



UNIVERSIDAD  
NACIONAL  
DE LA PLATA



UNIVERSITÀ  
DEGLI STUDI  
DI TORINO

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA  
FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI TORINO  
DIPARTIMENTO DI FISICA

## **Radiografía X del Cielo $\gamma$**

*La conexión Rayos-X a Rayos- $\gamma$  en Blazares*

---

TESIS DE POSGRADO

PARA OBTENER EL DOCTORADO EN ASTRONOMÍA

**EZEQUIEL J. MARCHESINI**



**Directores:** Dra. Ileana Andruchow - Dr. Nicola Masetti - Dr. Francesco Massaro

Radiografía X del cielo  $\gamma$

La Plata/Torino, Agosto 2019

---





UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA  
FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI TORINO  
DIPARTIMENTO DI FISICA

## **Radiografía X del Cielo $\gamma$**

*La conexión Rayos-X a Rayos- $\gamma$  en Blazares*

---

TESIS DE POSGRADO

PARA OBTENER EL DOCTORADO EN ASTRONOMÍA

**EZEQUIEL J. MARCHESINI**

Aprobada Agosto, 2019.

.....

(Firma) en representación propia, del  
Dra. Ileana Andruchow Dr. Nicola Masetti, y del  
Dr. Francesco Massaro,

.....

(Firma) en representación propia, de la  
Dr. Carlos Feinstein Dra. Elena Pian, de la  
Dra. Sara Buson, y del  
Dr. Andrea Tramacere,

La Plata/Torino, Agosto 2019





UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA  
FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI TORINO  
DIPARTIMENTO DI FISICA



## Resumen

---

Entre los objetos detectados en rayos- $\gamma$  (100 MeV a 100 GeV), la población dominante es la de Núcleos Activos de Galaxias, o AGN, del inglés *Active Galactic Nuclei*. En particular, la mayor parte son blazares: En el último catálogo del observatorio de rayos- $\gamma$  en órbita *Fermi*-LAT (3FGL), de un total de 3033 objetos detectados, 1144 son blazares (~37%), divididos en 660 BL Lacs y 448 Flat Spectrum Radio Quasars (FSRQ). Hay además 568 fuentes (~19%) clasificadas como candidatos a blazar. Por último, 1010 fuentes (~33%) permanecen sin identificación: por esto, se espera que una vez que toda la muestra haya sido clasificada, entre un 50% y hasta el 75% de todas las fuentes de rayos- $\gamma$  sean del tipo blazar.

La identificación o asociación de contrapartes de menor energía con estos objetos presenta un desafío. Existen numerosos métodos desarrollados para alcanzar este objetivo, que usualmente consisten en correlacionar posicionalmente las detecciones hechas por *Fermi* con fuentes observadas en frecuencias con mejor precisión posicional: óptico, radio, infrarrojo, y/o rayos-X.

Uno de estos métodos se basa en la conexión de rayos- $\gamma$  y ondas de radio. Para blazares en general, y para objetos BL Lac en particular, se ha establecido que la detección de rayos- $\gamma$  implica que el objeto será también detectado en ondas de radio. Generalmente esto es utilizado por la colaboración *Fermi* como uno de sus métodos para asociar fuentes de rayos- $\gamma$  a blazares. Además, se sabe que los blazares yacen en un área específica y bien determinada en el espacio color-color utilizando magnitudes del infrarrojo del relevamiento AllWISE. Cualquiera de los métodos anteriormente mencionados permite reducir la incerteza posicional de las detecciones *Fermi* de varios arcominutos a algunos arcosegundos, lo que a su vez permite seleccionar una o pocas candidatas a contrapartes ópticas a ser observadas para su confirmación. Con el espectro óptico, luego, es sencillo confirmar si un objeto dado es un blazar o no, dado que los espectros de los blazares en el óptico son de naturaleza no térmica y se pueden describir por una ley de potencias.

En este sentido, hemos producido numerosos trabajos sobre la asociación/identificación de contrapartes de fuentes *Fermi*, en revistas internacionales con referato. Entre todos estos trabajos, hemos identificado y/o asociado un total de 178 fuentes de altas energías previamente sin identificación, observadas tanto por *Fermi* como por el satélite Swift/BAT (que cubre la banda entre 15 y 150 keV).

De esta forma, pudimos incrementar la significancia estadística de cada trabajo que en el futuro utilice los catálogos correspondientes. En particular, hallamos 82 BL Lacs y 9 FSRQs nuevos, emitiendo en las bandas mencionadas. Esto incluye la correlación con datos multifrecuencia con diferentes incertezas posicionales, y el análisis de datos ópticos

tomados en numerosos telescopios: TNG, Gemini, KPNO, SOAR, Loiano, SPM, NOT, NTT y OAGH.

También se tenía como objetivo el estudio en detalle de la existencia o ausencia de una conexión entre la emisión de rayos-X y la emisión de rayos- $\gamma$  en blazares. En particular, tomando solamente en cuenta las fuentes BL Lac, se esperaba que existiera algún tipo de correlación de esta clase.

Para lograr esto, fue necesario desarrollar un código automático que buscara, seleccionara, descargara, redujera, sumara y analizara datos del telescopio Swift/XRT, que trabaja en la banda entre 0.2 y 10 keV. Dicho satélite realiza un seguimiento automático de objetos *Fermi*, aunque no de modo regular dado que el tiempo de exposición puede variar de algunos cientos a varios miles o cientos de miles de segundos, de observación a observación. El objetivo del código fue construir una muestra limpia y uniforme de fuentes de rayos-X asociadas con blazares *Fermi*, a través del sumado de numerosas observaciones de bajo tiempo de exposición para lograr un umbral mínimo de exposición general a todas las fuentes. Así, analizamos fuentes observadas todas por más de 1000 segundos. El sumado de dichas observaciones no es trivial, dado que cada corrección instrumental (por el movimiento del satélite, la remoción de intervalos de tiempo dañados, la extracción del fondo, la normalización a la función de sensibilidad y la corrección de la posición astrométrica) es una tarea difícil cuando se trabaja con numerosas observaciones al mismo tiempo en modo automático.

Tomando en cuenta solamente objetos BL Lac ya confirmados y observados por *Fermi*, construimos una muestra uniforme y limpia de 334 contrapartes de rayos-X. Todas fueron detectadas con señal/ruido mayor que 3, aunque el promedio para toda la muestra fue de 25. Luego construimos curvas de luz, espectros y valores de *hardness ratio* para todos estos objetos, y modelamos sus flujos y sus luminosidades (siempre que el valor de la distancia estuviera disponible en la literatura).

Es importante resaltar que esta muestra representa el 100% de los objetos BL Lac de *Fermi* observados por Swift/XRT por más de 1000 segundos en total, una evidencia fuerte de que existe de hecho una conexión entre la emisión de rayos-X y la emisión de rayos- $\gamma$  en estas fuentes.

Con esta información, y con el uso de datos multifrecuencia disponibles en la literatura, analizamos las características principales de la muestra. Encontramos que las fuentes cuya emisión de sincrotrón tenía su máximo a energías más bajas (clasificadas como LBL, del inglés *Low Synchrotron Peak BL Lacs*) son generalmente más “duras” que las fuentes HBL (con el máximo sincrotrón a energías más altas, del inglés *High Synchrotron Peak BL Lacs*). Esto confirma que el cambio de régimen de Compton inverso a sincrotrón se observa para los LBL en la banda de rayos-X, mientras que para los HBL debe ser observado a energías más altas. Además, encontramos evidencias que en esta banda de rayos-X solamente la componente sincrotrón es visible en los HBL.

Finalmente, con estos resultados, utilizamos el mismo código en una muestra de 363 objetos *Fermi* sin identificar, de modo de seleccionar candidatos a contrapartes de tipo BL Lac basándonos en sus propiedades de rayos-X. La señal/ruido para esta muestra fue de nuevo mayor a 3, aunque el promedio general fue 5, dado que ahora todos los objetos



detectados en un mismo campo fueron incluidos porque no se conoce a priori la contraparte correcta. Así, comparando con la muestra original de objetos BL Lac, seleccionamos contrapartes de rayos-X para el  $\sim 12\%$  de los objetos *Fermi* sin identificar.

## Palabras Clave

galaxias: activas, galaxias: núcleos, galaxias: jets, objetos BL Lacertae: general, rayos-X: galaxias, rayos-gamma: galaxias,

*a Lisandro,  
a l'Italia,  
y a todo lo que me hicieron crecer.*



## Agradecimientos

---

Esta Tesis fue realizada bajo un acuerdo de co-tutela entre la Università degli Studi di Torino, Italia, y la Universidad Nacional de La Plata, Argentina; y fue financiada por una beca interna doctoral en el Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET/UNLP.

Hay muchas personas que me ayudaron a lo largo de estos años. Quisiera agradecer en primer lugar y sobretodo a mis tres directores, Dr. Francesco Massaro, Dr. Nicola Masetti y Dra. Ileana Andruchow, por toda la ayuda que me dieron y por todo lo que aprendí de todos ustedes.

Quisiera también agradecer al Dr. Alessandro Paggi, quien me enseñó desde astrofísica observacional de rayos-X, hasta programación con diferentes herramientas y lenguajes. También a todas las personas encargadas de la evaluación de esta tesis: Dra. Elena Pian, Dra. Sara Buson, Dr. Andrea Tramacere y Dr. Carlos Feinstein, por su compromiso con nuestro calendario ajustado, y por todas las correcciones y sugerencias que me dieron para mejorar esta Tesis.

Mi grupo en La Plata también me ayudó en esta experiencia, siempre apoyando que yo fuera más allá con mis proyectos e ideas: Por esto, quiero agradecer a la Dra. Ileana Andruchow, a la Dra. M. Victoria Reynaldi y a la Dra. Juliana Saponara; y espero que podamos seguir trabajando juntos en el futuro.

Un agradecimiento especial para la Dra. Rocío I. Páez, por toda la contención emocional que me brindó mientras estuve en el exterior, y para todos mis nuevos amigos italianos, que me hicieron ver la vida de otra manera. Para mi madre y mi hermano, que estuvieron siempre ahí para mí, y para mis amigos argentinos que estuvieron siempre esperándome a que volviera.

En último lugar, pero no en menor importancia, quisiera agradecer a mi marido Lisandro, ya que sin él jamás hubiera logrado llegar hasta aquí.

La Plata/Torino, Agosto 2019

*Ezequiel J. Marchesini*



# Índice general

---

<b>Resumen</b>	<b>1</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>7</b>
<b>Prefacio</b>	<b>11</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>13</b>
1.1. Breve contexto histórico . . . . .	13
1.1.1. El modelo AGN y el escenario unificado . . . . .	14
1.2. Blazares . . . . .	17
1.2.1. Clasificación de la SED de BL Lacs . . . . .	18
1.2.2. Propiedades observacionales . . . . .	19
1.2.3. Conexiones . . . . .	22
1.3. El caso de los objetos de rayos- $\gamma$ <i>Fermi</i> sin identificación o asociación . . . . .	25
<b>2. Procesos de emisión en BZBs</b>	<b>29</b>
2.1. Radiación de Sincrotrón . . . . .	29
2.2. Radiación por Compton inverso . . . . .	32
2.3. Magnificación relativista ( <i>beaming</i> ) . . . . .	35
2.4. Comportamiento esperado . . . . .	39
2.4.1. El proceso de Sincrotrón-auto Compton . . . . .	40
2.4.2. Componentes externas . . . . .	42
<b>3. Selección de la muestra</b>	<b>43</b>
3.1. BZBs <i>Fermi</i> . . . . .	43
3.2. UGS <i>Fermi</i> . . . . .	47
3.3. La búsqueda de contrapartes ópticas . . . . .	49
<b>4. Análisis de Datos</b>	<b>53</b>
4.1. Instrumentos: Visión general . . . . .	53
4.1.1. <i>Wide-field Infrared Survey Explorer</i> (WISE) . . . . .	53
4.1.2. Observatorios ópticos en tierra . . . . .	54
4.1.3. Neil Gehrels Swift Observatory: X-ray Telescope . . . . .	54
4.1.4. Fermi Gamma-ray Space Telescope: Large Area Telescope . . . . .	57
4.2. Datos ópticos espectroscópicos y su reducción . . . . .	59
4.3. Datos Swift/XRT y su reducción . . . . .	59

4.3.1. Detección de fuentes y fotometría . . . . .	60
4.3.2. Curvas de luz y espectroscopía . . . . .	61
<b>5. BZBs en rayos-X blandos</b>	<b>63</b>
5.1. Contrapartes de rayos-X de objetos BL Lac de rayos- $\gamma$ . . . . .	63
5.2. Propiedades en rayos-X de objetos BL Lac de rayos- $\gamma$ . . . . .	65
5.3. Interpretación teórica . . . . .	73
5.4. Resumen . . . . .	77
<b>6. UGS en rayos-X blandos</b>	<b>79</b>
6.1. Cruce de datos . . . . .	79
6.2. Selección de XBCs candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$ . . . . .	83
6.3. Selección de OUTs candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$ . . . . .	87
6.4. Análisis multifrecuencia de candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$ . . . . .	89
6.4.1. XBCs . . . . .	89
6.4.2. OUTs . . . . .	92
6.5. Resumen . . . . .	93
<b>7. Espectroscopía óptica de UGSs y BCUs <i>Fermi</i></b>	<b>97</b>
7.1. UGSs . . . . .	97
7.1.1. Fuentes de tipo BZB encontradas en la literatura . . . . .	116
7.1.2. Comparación con XBCs . . . . .	116
7.2. BCUs . . . . .	121
7.3. Resumen . . . . .	140
<b>8. Resumen y Conclusiones</b>	<b>141</b>
8.1. Perspectivas a futuro . . . . .	143
<b>Apéndices</b>	<b>145</b>
<b>A. Clasificación óptica espectroscópica de fuentes de rayos-<math>\gamma</math></b>	<b>147</b>
A.1. Selección de la muestra . . . . .	147
A.2. Observaciones en el óptico . . . . .	149
A.3. Resultados . . . . .	153
A.3.1. Objetos extragalácticos . . . . .	153
A.3.2. Fuentes galácticas . . . . .	166
A.4. Casos de interés . . . . .	168
A.4.1. Fuentes múltiples en rayos-X . . . . .	169
A.4.2. Galaxias interactuantes . . . . .	171
A.5. Conclusiones . . . . .	177
<b>Bibliografía</b>	<b>203</b>
<b>Abreviaciones</b>	<b>205</b>



## Prefacio

---

Esta tesis se basa mayormente en observaciones en rayos-X y óptico, llevadas a cabo con el *X-ray Telescope* (XRT) a bordo del satélite Neil Gehrels Swift, y con un número de telescopios ópticos en tierra; todas asociadas a objetos observados por el telescopio de rayos- $\gamma$  *Large Area Telescope* (LAT) a bordo del satélite *Fermi*. Todos los resultados mostrados en esta Tesis fueron o están en proceso de ser publicados en revistas internacionales con referato.

En el Capítulo 1 se resume un breve contexto histórico de los Núcleos Activos de Galaxias (AGN), los conceptos básicos del modelo AGN y sus principales propiedades observacionales.

En el Capítulo 2 describimos los principales escenarios teóricos utilizados en los Capítulos subsiguientes, principalmente los procesos de radiación Sincrotrón y Compton Inverso en el contexto de blazares, el efecto que la magnificación Doppler tiene en las observaciones, la conexión entre estos procesos descrita por el modelo de Sincrotrón-auto Compton, y otros modelos alternativos que pueden explicar la emisión observada en blazares.

El Capítulo 3 es una descripción del proceso de selección de la muestra. Comentamos las razones detrás de los criterios de selección, y discutimos sobre las muestras inicial y final de BL Lacs *Fermi* y de objetos de rayos gamma sin identificar (UGS, del inglés *Unidentified Gamma-ray Source*) que fueron analizadas en este trabajo con el uso de datos en rayos X. Además, describimos cómo elegimos una fracción de estos objetos para ser observados en longitudes de onda del rango óptico, para obtener sus espectros.

El Capítulo 4 está dedicado a los instrumentos y los datos utilizados en este trabajo. Comentamos brevemente las capacidades de cada uno de los observatorios usados, y describimos en más detalle el proceso de reducción de datos tanto del Swift/XRT como de la espectroscopía óptica.

En el Capítulo 5 reportamos los resultados obtenidos con nuestra muestra de BL Lacs *Fermi* observados por Swift/XRT. Buscamos por propiedades generales en rayos-X que puedan diferenciarlos de otros objetos emisores de rayos-X. Analizamos sus posiciones con respecto a sus contrapartes en rayos- $\gamma$ , la tasa de detección en rayos X, sus flujos y valores de Cociente de Dureza (del inglés *Hardness Ratio*, HR). También comparamos esto con datos multifrecuencia recolectados de catálogos online, principalmente colores del infrarrojo medio. Establecemos criterios, basados en esta información, para seleccionar objetos de tipo BL Lac.

En el Capítulo 6 procedemos a comparar nuestros resultados en rayos-X obtenidos para BL Lacs emisores de rayos- $\gamma$ , con una muestra de UGSs de rayos- $\gamma$  observados

en rayos-X. Aseguramos que las muestras son comparables, basándonos en nuestros criterios de selección estrictos. Buscamos características de BL Lac en las contrapartes de rayos-X de los UGSs, y analizamos la solidez de nuestras predicciones analizando nuestros candidatos a contrapartes en otras longitudes de onda.

En el Capítulo 7 reportamos los espectros ópticos obtenidos para una muestra de 50 contrapartes ópticas de UGSs, del tipo BL Lac. De estos, 17 son también parte de la muestra analizada en el Capítulo 6. Comparamos nuestras predicciones basadas en datos de rayos-X con esta muestra de BL Lacs confirmados espectroscópicamente, considerando también 23 espectros más obtenidos de la literatura. Reportamos asimismo nuestras asociaciones de 53 candidatos a blazar de tipo incierto (BCUs) *Fermi* con BL Lacs confirmados con espectroscopía óptica.

Finalmente, en el Capítulo 8, resumimos nuestros resultados y nuestras conclusiones.

# Introducción

---

### 1.1. Breve contexto histórico

El fenómeno de Núcleo Galáctico Activo (de ahora en más, AGN, del inglés *Active Galactic Nucleus*) es, en general, dominante por sobre la emisión que llega del resto de la galaxia. El modelo AGN fue introducido por primera vez, independientemente y en simultáneo, por [Salpeter \(1964\)](#), quien trabajaba en Cornell University, EE.UU.; y [Zel'dovich \(1964\)](#), quien era un investigador en la Universidad Estatal de Moscú, en aquel entonces parte de la Unión Soviética. Ambos estaban trabajando en el problema de los *quasars*, objetos *cuasi-estelares* originalmente clasificados como estrellas variables, que luego se demostró estaban ubicados a distancias extragalácticas que jamás habían sido medidas anteriormente, y que contaban por lo tanto con luminosidades extremas (de ahora en más, QSO, del inglés *quasi-stellar objects*). Ellos propusieron que un agujero negro supermasivo acreta masa podría generar suficiente energía para explicar este comportamiento. Cinco años más tarde, [Lynden-Bell \(1969\)](#) propuso el mismo escenario para explicar la física de las galaxias Seyfert, añadiéndolas a la familia de los QSO aunque ellas fueran principalmente galaxias espirales, mientras que los QSO se conforman mayormente por galaxias elípticas.

Con el inicio de la técnica de Interferometría de Gran Línea de Base, o VLBI por sus siglas en inglés (*Very Long Baseline Interferometry*), algunas radiogalaxias fueron asociadas posicionalmente con quasars - lo que indicaba que parte del material debía ser expelido del núcleo a grandes velocidades, incluso superlumínicas (e.g., [Gubbay et al., 1969](#); [Whitney et al., 1971](#); [Cohen et al., 1971](#)). Dichas velocidades superlumínicas podían explicarse si el material expulsado del núcleo alcanzaba velocidades relativistas (pero sublumínicas), con una dirección que formara un ángulo pequeño con la línea de la visual. Esto fue la introducción de los *jets* de materia colimada, en el contexto de la teoría AGN. Una primera clasificación de estos jets fue hecha por [Fanaroff & Riley \(1974\)](#).

Ese mismo año, [Oke & Gunn \(1974\)](#) probaron que *BL Lacertae* (BL Lac), un objeto que había sido catalogado como estrella variable en 1929, tenía un corrimiento al rojo de  $z = 0,07$ . La (relativa) ausencia de líneas de emisión o de absorción en el espectro de BL Lac significaba que determinar su corrimiento al rojo era un desafío importante. El hecho que no fuera de origen estelar, dado su corrimiento al rojo, inmediatamente dio a pensar que era similar a los QSO: BL Lac mostraba luminosidades altas en radio

y en óptico, y también alta variabilidad. Pero su espectro óptico era fundamentalmente distinto a los QSO típicos: No presentaba líneas de ningún tipo, mientras que los QSO mostraban siempre líneas de emisión anchas y brillantes, que indicaban la presencia de altas velocidades y energías involucradas en el proceso de radiación. Además de estas peculiaridades, BL Lac mostraba también un grado alto de polarización en todas las bandas, y su variabilidad era más alta y a escalas mucho más cortas, incluso a escalas de horas (Olsen, 1969). Luego del trabajo de Oke y Gunn, hubo varios reportes de objetos con características similares, que fueron todos clasificados bajo una nueva categoría de AGN: los *objetos BL Lac*.

Sin embargo, nuevos objetos fueron detectados posteriormente que no parecían encajar en ninguna categoría conocida: objetos con espectros ópticos similares a cuasares pero con polarización y variabilidad altas como los BL Lac. Se necesitaba entonces una visión amplia que pudiera explicar el rango total de fenómenos observados. Con este fin, Urry & Padovani (1995a) propusieron el *escenario unificado*.

### 1.1.1. El modelo AGN y el escenario unificado

En su versión más estándar, el modelo AGN se constituye de:

- un agujero negro rotante supermasivo central (de ahora en más, SMBH, por su sigla en inglés *supermassive black hole*), con una masa de más de  $10^6 M_{\odot}$ ,
- un disco de acreción (AD) envolviendo al SMBH, que presenta rotación diferencial y temperaturas altas ( $T_{\text{disk}} \sim 10^{5.5} \text{ K}$ );
- un toroide grueso envolviendo al AD, constituido por gas y polvo, con un tamaño de 1 a 100 parsecs;
- un jet de plasma colimado, expulsado a velocidades relativistas en dirección perpendicular al AD;
- nubes de gas de alta densidad orbitando a velocidades altas (de hasta  $7000 \text{ km s}^{-1}$ ) alrededor y cerca de la región central, llamada *región de líneas anchas* (de ahora en más, BLR, del inglés *broad line region*);
- nubes de gas de menor densidad orbitando a velocidades más bajas, también alrededor de la región central pero más alejadas que las anteriores<sup>1</sup>, llamada región de líneas angostas, o *narrow line region* (de ahora en más, NLR).

Se muestra un esquema básico de cada componente del modelo AGN estándar en la Figura 1.1, junto con sus tamaños típicos.

El SMBH trabaja como un motor: cuando el AD pierde momento angular, comienza a tomar temperatura mientras alimenta al SMBH. Por lo tanto, el AD comienza a emitir radiación térmica, principalmente en las bandas de rayos-X y ultravioleta. La rotación del

<sup>1</sup>La densidad y la velocidad son menores comparadas con la BLR ya que se encuentran más lejos del centro, sin embargo en términos absolutos la velocidad es aún muy alta: de hasta  $400 \text{ km s}^{-1}$  (Osterbrock & Shuder, 1982).

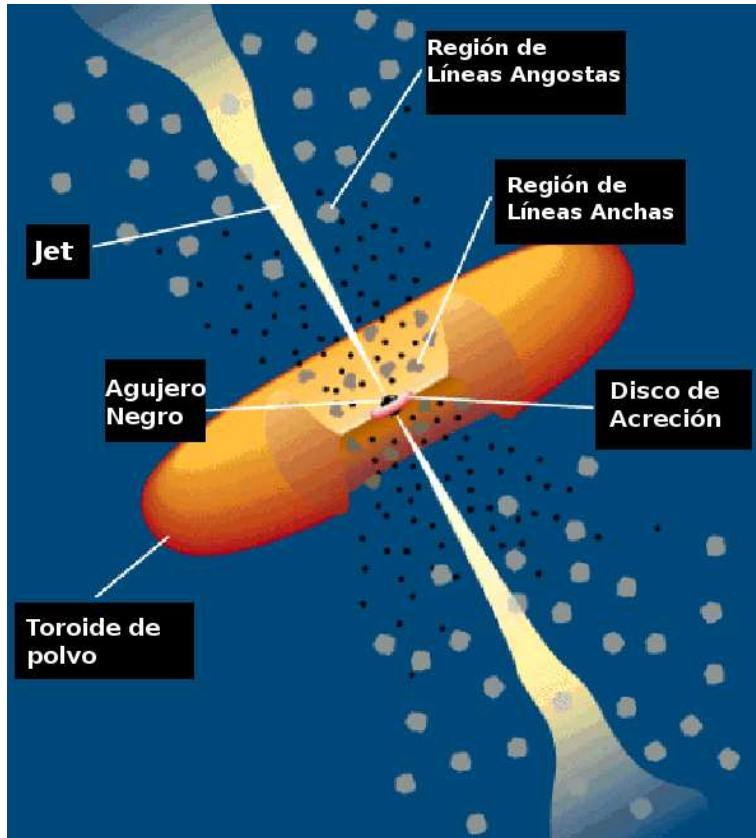


Figura 1.1: Diagrama con las componentes básicas del modelo AGN, no a escala. Sus tamaños radiales típicos son: SMBH  $\sim 2$  AU, AD entre 7 y 200 AU, BLR entre  $10^3$  y  $10^4$  AU, NLR entre 0.3 y 30 pc, y el jet emergiendo de la región central y hasta 300 kpc. Figura adaptada de Urry & Padovani (1995a).

AD produce variaciones en el campo magnético, de  $\mu\text{G}$  a 10G, con sus líneas de campo emergiendo desde los polos del sistema en un patrón helicoidal. Es a través de estas líneas que parte del plasma que está cayendo hacia el SMBH se acelera a velocidades relativistas y logra escapar, formando así un jet de materia colimada. Por otro lado, el material que orbita el SMBH con excentricidades altas (es decir, que no fue acretado por el AD) se ioniza debido a la energía que llega desde la región central, que es luego re-emitida en una cascada de recombinación y se detecta como líneas espectrales de emisión. La velocidad de estas nubes, decreciente con la distancia al SMBH, explica el ancho de las líneas de emisión que producen: las nubes de la BLR que se encuentran más cerca del SMBH, mientras que las de la NLR se encuentran más lejos.

Se muestra un diagrama explicando la taxonomía de un AGN según sus propiedades físicas y su ángulo con respecto a la línea de la visual en la Figura 1.2. Los AGN se caracterizan entonces por su brillo en radio (como una medida de la potencia del jet), su potencia intrínseca total, y el ángulo del jet con respecto a la línea de la visual.

Los AGN incluyen galaxias Seyfert, QSO, y *blazares*, que es un acrónimo derivado de quasar y BL Lac. Si el AD no está de frente ni de canto con respecto a la línea de la visual, entonces todas las componentes de emisión del AGN son visibles. Este tipo de objetos son QSO o Seyferts de tipo 1, objetos con líneas de emisión anchas en el óptico producidas por la BLR, y líneas de emisión angostas producidas por la NLR. Si, en cambio, el AD es visto de canto, entonces la emisión originada en la BLR es obstruida por el toroide, permitiéndonos así ver solamente las líneas angostas de la NLR: este es el caso de AGNs de tipo 2, ya sean QSO o Seyfert. El toroide, además, es detectado en infrarrojo

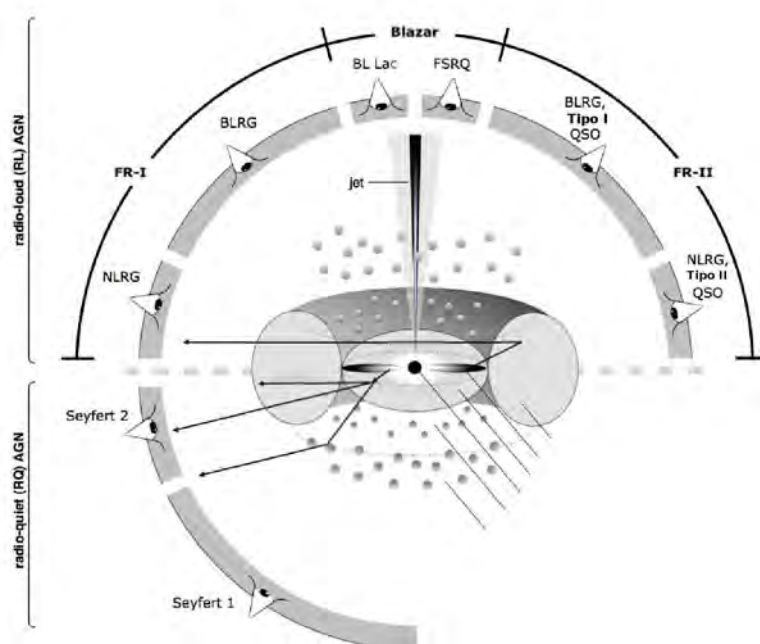


Figura 1.2: Diagrama esquemático de los distintos objetos que pueden ser explicados con el modelo AGN. La clase del objeto depende de su potencia en radio, de su potencia intrínseca y del ángulo que forma su jet con respecto a la línea de la visual. Imagen tomada de [Beckmann & Shrader \(2012\)](#).

y ultravioleta.

Los AGNs de tipo Seyfert y los QSO se distinguen por un número de diferencias: los QSO son más luminosos ([Hagen et al., 1992](#); [Wolf et al., 2018](#)), y pueden presentar en ocasiones jets muy poderosos ([Marshall et al., 2005](#); [Harris et al., 2017](#)). En particular, su presencia es dominante en el centro de cúmulos de galaxias ([Smith & Heckman, 1990](#); [Wylezalek et al., 2013](#)), preponderantemente alojados en galaxias elípticas ([Dunlop et al., 2003](#); [Letawe et al., 2010](#)); que yacen a corrimientos al rojo altos ([Schmidt et al., 1986](#); [Richards et al., 2006a](#); [Steinhardt & Elvis, 2010](#)). Las Seyfert, en cambio, son menos luminosas que los QSO ([Ptak et al., 1998](#); [Chiaraluce et al., 2019](#); [Younes et al., 2019](#)), se encuentran mayormente en galaxias espirales ([Sanders, 1981](#); [Kotilainen & Ward, 1994](#); [Kauffmann et al., 2003](#)), que yacen a menores corrimientos al rojo ([Kruogovenko & Orlov, 1992](#); [Kewley et al., 2006](#); [Dadina, 2007](#)), y, o no tienen jets, o, de tenerlos, son muy débiles ([Bicknell et al., 1998](#); [Whittle et al., 2004](#); [Barbosa et al., 2009](#)). Sin embargo, tanto los QSO como las Seyferts muestran líneas de emisión muy brillantes en su espectro óptico ([Baldwin et al., 1981](#); [Rojas et al., 2017](#); [Khorunzhev et al., 2017](#)), y son detectados en la mayor parte del espectro electromagnético ([Bechtold et al., 1994](#); [Turner et al., 2002](#); [Richards et al., 2006b](#); [Kilerci Eser & Vestergaard, 2018](#)).

Si el AD, en cambio, se encuentra de frente, entonces el eje del AGN está alineado con la línea de la visual (se considera *alineado* cuando forma un ángulo con la línea de la visual  $< 10^\circ$ ): este es el caso de los *blazares*. Dado que el jet relativista del AGN está alineado con la línea de la visual, los flujos observados y sus variaciones son amplificados exponencialmente debido al efecto Doppler relativista ([Antonucci & Ulvestad, 1985](#); [Madau et al., 1987](#)). Esto ocurre en todos los blazares. Además, en algunos casos, la emisión no térmica del jet se ve acrecentada en tal medida que vuelve indetectables todas las

demás fuentes de emisión, produciendo entonces un espectro sin líneas en forma de ley de potencias (Laurent-Muehleisen et al., 1998). Debido a esto, fuerte emisión y variabilidad rápida y de gran variabilidad en todo el espectro electromagnético son características típicas de los blazares, usualmente utilizadas como evidencia para su identificación en conjunto con la ausencia de líneas de emisión en su espectro. Un ejemplo del espectro óptico típico de un objeto BL Lac se muestra en la Figura 1.3.

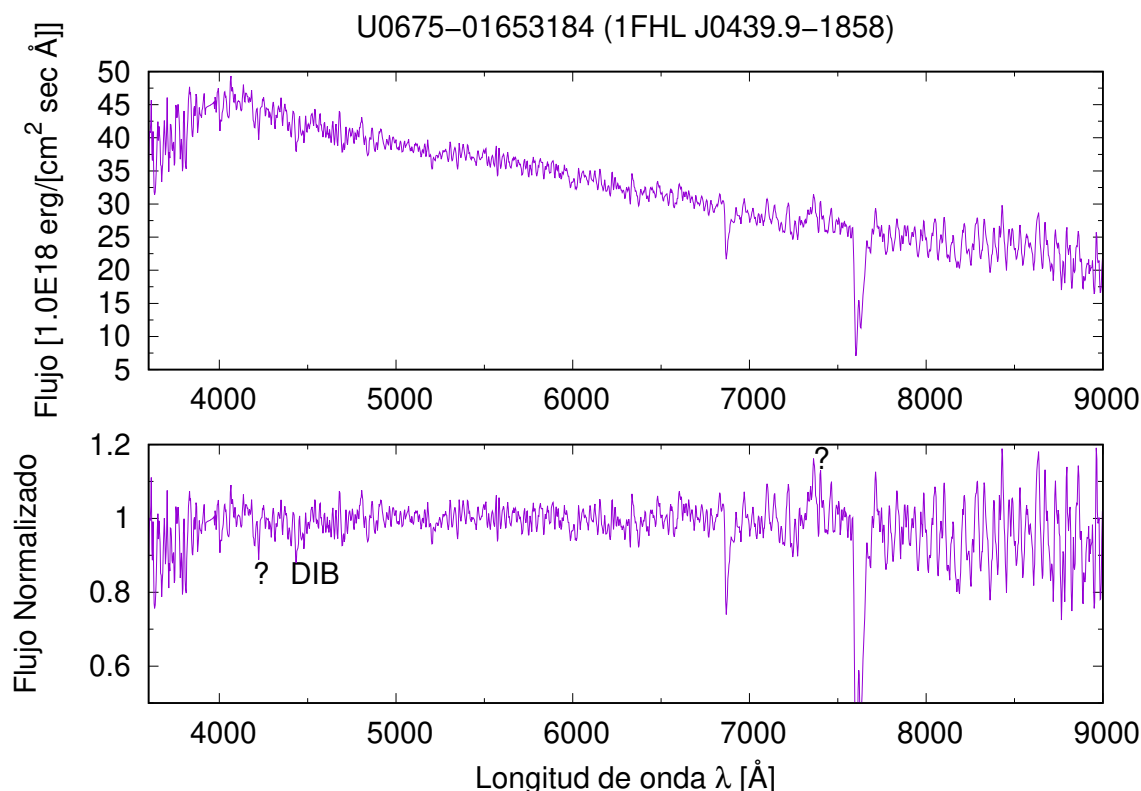


Figura 1.3: Espectro óptico típico de un objeto BL Lac, en este caso del objeto U0675-01653184. Esta fuente fue asociada como la contraparte óptica del objeto de rayos- $\gamma$  1FHL J0439.9-1858. El espectro óptico completo se muestra en el panel superior, mientras que el espectro normalizado se muestra en el panel inferior. Debido a la magnificación Doppler, el jet domina la emisión, la que se presenta en forma de ley de potencias. No se encuentran líneas en el espectro, siendo todas las absorciones visibles de origen telúrico o de la Vía Láctea. Tomada de Marchesini et al. (2016a).

## 1.2. Blazares

Los blazares son de los objetos más brillantes en el cielo. Muestran luminosidades y variabilidad altas en radio (Jorstad et al., 2005; Ciaramella et al., 2004) y en rayos- $\gamma$  (Aharonian et al., 2005; Buson et al., 2014a,b), polarización lineal óptica alta y variable (Andruchow et al., 2003, 2005), y movimientos superlumínicos (Jorstad et al., 2001). También son detectados en rayos-X (Sambruna et al., 1996; Pian et al., 1998), infrarrojo (Stevens et al., 1994; Massaro et al., 2011b), y radio a bajas frecuencias (Nori et al., 2014; Giroletti et al., 2016). Se piensa que estos sean efectos debidos al jet relativista en dirección de la línea de la visual, o como mucho hacia unos pocos grados ( $< 10^\circ$ ) de ella (Blandford & Rees, 1978). Por esto, como subtipo de AGN, los blazares son los menos numerosos. A la fecha se conocen alrededor de 3500 (Massaro et al., 2015a).

Los blazares usualmente se dividen en dos clases principales, según la presencia o ausencia de líneas de emisión fuertes (es decir, con ancho equivalente en el marco de la fuente  $W > 5\text{\AA}$ ) en el espectro óptico (Marcha et al., 1996). Los objetos con espectros sin líneas o con líneas muy débiles son clasificados como de tipo BL Lac (Hoffmeister, 1929). Por otro lado, los objetos que comparten toda otra característica (brillantes en radio, continuo luminoso y no térmico, variabilidad alta, polarización alta y variable) pero tienen líneas de emisión fuertes en su espectro óptico, similares a las que se encuentran en QSO, son clasificados como Flat Spectrum Radio Quasars (quasars de espectro plano en radio, o FSRQ, Laurent-Muehleisen et al., 1998). La razón por la cual se clasifican ambos objetos como subtipos de blazar es porque se cree que responden a la misma orientación del jet - cercana a la línea de la visual. Sus diferencias serían explicadas por la energía involucrada en los procesos de radiación que dominan su emisión (Urry & Padovani, 1995b).

### 1.2.1. Clasificación de la SED de BL Lacs

El origen no térmico de la emisión en BL Lacs se evidencia por la forma de ley de potencias del espectro óptico, o por el hecho que estos objetos dominan el cielo en muy altas energías (Acero et al., 2015). Los BL Lac presentan una distribución espectral de energía (de ahora en más, SED, del inglés *spectral energy distribution*) con dos componentes, la primera cubriendo el rango de radio a rayos-X, y la segunda cubriendo el rango desde rayos-X duros (es decir, energías más altas de 10 keV) y hasta el rango de los TeV. La primera componente generalmente presenta un máximo entre los rayos-X y el infrarrojo, mientras que la segunda tiene su máximo en la banda de los GeV (Ghisellini et al., 2017).

La componente a menores frecuencias de la SED de blazares se piensa que se debe a radiación Sincrotrón de electrones ultrarelativistas en el jet. La componente a más altas frecuencias correspondería a una dispersión de tipo Compton inverso de los fotones sincrotrón, producida por los mismos electrones (Bloom & Marscher, 1996; Pian et al., 1996; Tramacere et al., 2011). Esto se denomina el *escenario de Sincrotrón-auto Compton*, o SSC por sus siglas en inglés *Synchrotron Self-Compton* (Marscher & Broderick, 1981; Dermer, 1995). Alternativamente, la componente a altas frecuencias puede ser explicada por la dispersión mediante proceso Compton inverso de una población diferente de fotones: esto se denomina el *escenario de Compton externo* (Dermer & Schlickeiser, 2002; D'Ammando et al., 2013). Estos fotones pueden originarse en el AD, en la BLR, o en el toroide del AGN (Sikora et al., 1994; Pacciani et al., 2010). Para una reseña reciente en el tema, ver Falomo et al. (2014) y (Massaro et al., 2015c). Detallaremos estos escenarios en profundidad en el Capítulo 2.

Sin embargo, la SED característica de doble pico de los BL Lac difiere de objeto a objeto. En la Figura 1.4 (tomada de Abdo et al. (2010a)), se puede ver cómo los valles y picos de cada distribución cambian tanto su posición en frecuencias como su intensidad. Esto implica una variación en la energía neta emitida, tanto total como en cada banda por separado. En otras palabras, no se espera necesariamente que dos objetos BL Lac sean igualmente brillantes en una banda dada. De hecho, la posición en el espectro electromagnético de cada componente puede variar hasta  $10^4$  Hz de objeto a objeto.



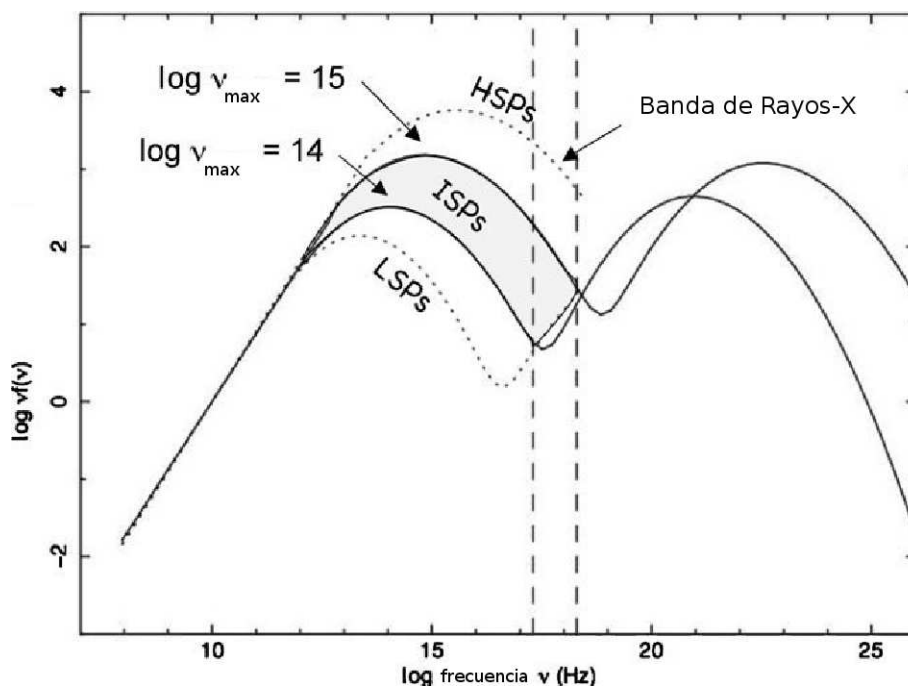


Figura 1.4: Esquema de las distintas SED de blazares, tomada de [Abdo et al. \(2010a\)](#). La posición de cada distribución varía en ambos ejes.

Estas diferencias en la SED de objeto a objeto son la base de la clasificación por Pico Sincrotrón (SP): objetos con el máximo de la componente sincrotrón a baja, intermedia o alta frecuencia (LSP, ISP y HSP, por sus siglas del inglés *Low*, *Intermediate* y *High Synchrotron Peaked*, respectivamente). En particular, dado que los objetos de tipo FSRQ fueron detectados solamente bajo la categoría LSP, esta clasificación se puede especificar aún más a LBL, IBL y HBL, donde por *BL* indica objetos de tipo BL Lac ([Giommi & Padovani, 1994](#)).

Esta clasificación estuvo en debate, dado que la ausencia de medidas de corrimiento al rojo en BL Lacs significa que podría haber un sesgo, favoreciendo a los objetos que se encuentran más cerca ([Giommi et al., 2012](#)). Sin embargo, también se ha argumentado que la distancia al objeto no puede ser la única explicación para esta clasificación, dado que los LBL son más luminosos y variables en todos los casos, lo que evidencia que debe haber una diferencia intrínseca entre las distintas clases ([Sambruna et al., 1996](#)).

Hoy se piensa que las diferencias en la clasificación por pico sincrotrón se deben a la presencia de una componente de Compton externa, es decir un incremento en la acreción del motor central ([Paggi et al., 2009a](#)).

### 1.2.2. Propiedades observacionales

Los blazares son poderosos emisores en todo el espectro electromagnético. En bandas de radio, se ven como objetos compactos ([Veres et al., 2010](#); [Frey et al., 2013](#)) con jets que a veces muestran movimientos superlumínicos ([Jorstad et al., 2001, 2017](#)) y destellos recurrentes ([Stevens et al., 1995](#); [Pyatunina et al., 2006](#)). También presentan polarización lineal óptica y en ondas de radio alta ([Hovatta et al., 2010, 2012](#)), lo que es típico de emisión no térmica. Debido a su brillo y variabilidad en radio, existen muchas

campañas observacionales de seguimiento de blazares en radio que analizan tanto la estructura como la velocidad de sus jets (ver, por ejemplo, [Lister et al., 2009](#); [Ojha et al., 2010](#); [Lister et al., 2016](#); [Müller et al., 2018](#)).

Recientemente, se ha establecido que los BL Lacs presentan colores peculiares en infrarrojo ([Massaro et al., 2012b](#)), lo que provee un método útil para seleccionar fuentes candidatas a ser blazares según su emisión infrarroja. La región específica del plano color-color en el que yacen se llama la *WISE Gamma-ray Strip*, o WGS ([Massaro et al., 2011a](#)), que mostramos en la Figura 1.5. Este plano se construye con las magnitudes del observatorio de infrarrojo medio en órbita *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE) listadas en el catálogo AllWISE<sup>2</sup> ([Wright et al., 2010](#)). Dado que la emisión en blazares es de origen no térmico, el diagrama color-color  $[3.4]-[4.6]-[12] \mu\text{m}$  es útil para diferenciarlos de otras fuentes galácticas y extragalácticas cuya emisión en infrarrojo es dominada por la radiación térmica.

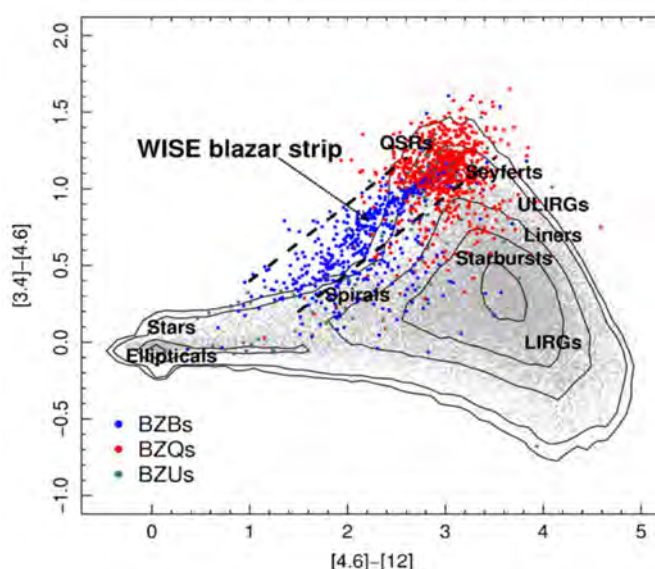


Figura 1.5: El diagrama color-color  $[3.4]-[4.6]-[12] \mu\text{m}$  de objetos WISE. Los BL Lacs se muestran en azul, los FSRQ en rojo, otros candidatos a blazares en verde, y el resto de los objetos cuya emisión es de origen térmico se muestran en gris. Todos los blazares yacen dentro de la WGS, separada de otros objetos detectados en infrarrojo medio. Imagen tomada de [Massaro et al. \(2011a\)](#).

En el rango óptico, los blazares de todas las clases muestran el mismo comportamiento: son variables en la escala de años ([Gaur et al., 2019](#)), semanas ([Marchesini et al., 2016b](#)), o incluso minutos ([Cellone et al., 2007](#); [Bachev, 2015](#)). Una situación similar ocurre cuando se analiza su polarización ([Andruchow et al., 2003, 2005](#)). Muestran espectros azules, en forma de ley de potencias, con índices espectrales  $0.5 \leq a \leq 1.5$ <sup>3</sup> ([Falomo et al., 1993](#); [Pian et al., 1994](#)). De hecho, basándose en esto, se ha propuesto que pueden ser clasificados según su índice de color óptico (u-r) ([Massaro et al., 2012a](#)), dado que son más azules que la mayor parte de los objetos observados en el óptico. En la Figura 1.6 mostramos la distribución del índice de color (u-r) para una muestra de 683 BL Lacs.

Los espectros ópticos son generalmente la herramienta principal para clasificar a los

<sup>2</sup><http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allwise/>

<sup>3</sup>Definimos el índice espectral  $a$  tal que su relación con el flujo es  $F_\nu \propto \nu^{-a}$

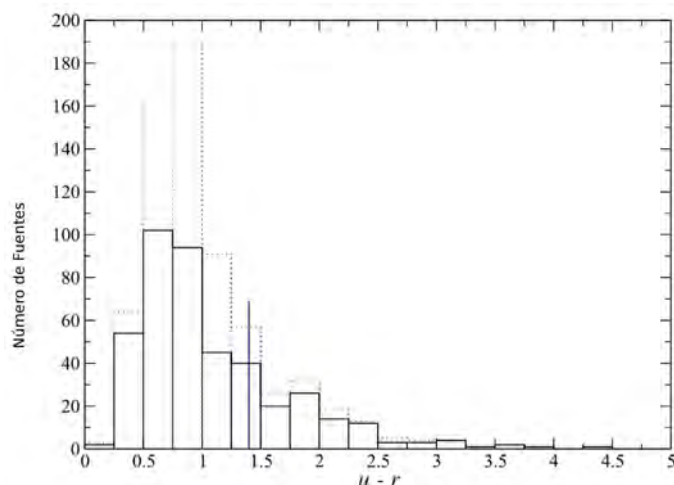


Figura 1.6: Distribución del índice de color óptico ( $u-r$ ) para una muestra de 683 BL Lacs (línea azul punteada). Los 421 BL Lacs que además presentan emisión de rayos-X se muestran en línea sólida negra. El límite ( $u-r$ ) = 1,4 se muestra en línea sólida azul. La mayoría de los BL Lacs muestran índices de color menores que este límite. Tomada de [Massaro et al. \(2012a\)](#).

blazares como BL Lacs o FSRQ. Estos últimos muestran líneas de emisión brillantes y anchas ([Stickel et al., 1989](#); [Shaw et al., 2009](#)). Los anteriores, en cambio, muestran líneas débiles o indetectables ([Marchesini et al., 2019a](#); [Peña Herazo et al., 2019](#), y referencias allí citadas). En general, la clasificación se basa en el nivel de su continuo azul, y en el ancho equivalente en el marco de la fuente de sus líneas de emisión (de estar presentes): la emisión del jet domina el espectro, contribuyendo con un exceso considerable en el extremo azul y dominando por sobre las líneas de emisión de la galaxia anfitriona. Por lo tanto, se clasifica según su corte de contraste, o *contrast break*, es decir la diferencia en el nivel de continuo alrededor de la línea de absorción del CaII ( $\sim 4000 \text{ \AA}$  en el marco de la fuente), y en la total ausencia o baja intensidad de sus líneas de emisión, con anchos equivalentes en el marco de la fuente de menos de  $5 \text{ \AA}$  ([Marcha et al., 1996](#); [Laurent-Muehleisen et al., 1998](#)). Esto último implica que determinar el corrimiento al rojo (y, por lo tanto, la distancia) de estas fuentes es un desafío, incluso más allá de las capacidades tecnológicas disponibles a la fecha ([Landoni et al., 2015a](#)). Varios métodos alternativos se han desarrollado para evitar este problema, desde la determinación del corrimiento al rojo basada en sus magnitudes fotométricas ([Rau et al., 2012](#); [Kaur et al., 2018](#)), hasta la asociación con sus galaxias huéspedes y los respectivos cúmulos de galaxias a los que pertenecen ([Torres-Zafra et al., 2018](#)).

Los blazares son también muy brillantes en rayos-X (ver, por ejemplo, [Pian et al., 1998](#); [Masetti et al., 2008](#); [Massaro et al., 2008b,a](#)). En general, el cambio de régimen entre los procesos de sincrotrón y Compton inverso se observa en esta banda, lo que implica que la forma espectral en rayos-X puede variar notablemente entre distintos blazares ([Finke et al., 2008](#); [Gaur et al., 2018](#)). Los objetos bolométricamente más luminosos presentan formas espectrales mixtas en rayos-X, siendo el proceso sincrotrón responsable de la emisión en rayos-X blandos y el proceso Compton inverso de la emisión de rayos-X duros, mientras que en los menos luminosos la componente sincrotrón domina toda la banda de rayos-X ([Donato et al., 2001](#)).

Cuando se considera el cielo en rayos- $\gamma$ , los blazares son el tipo dominante de galaxias activas en particular, y del total de objetos detectados, en general:  $\sim 36\%$  de todos los 3033 objetos detectados en rayos- $\gamma$  por el *Fermi* Large Area Telescope (*Fermi* LAT<sup>4</sup>) pertenecen a esta categoría. 484 son clasificados como FSRQ, mientras que 660 son clasificados como BL Lacs en el catálogo 3FGL (Acero et al., 2015). De ahora en más, seguiremos la nomenclatura establecida en el catálogo Roma-BZCat (Massaro et al., 2015a), según la cual los FSRQ se denominan como BZQs y los BL Lacs como BZBs. Teniendo en cuenta que otros 573 objetos son clasificados como candidatos a blazares de tipo incierto (*Blazar Candidates of Uncertain type*, de ahora en más, BCUs), y 1010 restan sin identificar (*Unidentified/Unassociated  $\gamma$ -ray Sources*, de ahora en más, UGS), es posible que la mitad de todos los objetos emisores de rayos- $\gamma$  pertenezcan a la categoría de blazares (Acero et al., 2015). De hecho, numerosas campañas de seguimiento observacional en el óptico han revelado que la mayoría de los BCUs son en realidad BZBs (Paggi et al., 2014a; Massaro et al., 2015b; Landoni et al., 2015b; Ricci et al., 2015). Más aún, la versión preliminar de la última versión del catálogo (The *Fermi*-LAT collab., 2019) lista 1102 BZBs y 681 BZQs, lo que implica que los primeros han crecido en número en un 67% y los últimos en un 41% con respecto al catálogo anterior. Esto indica que la mayoría de los objetos de tipo UGS recientemente identificados o asociados eran de hecho de tipo BZB, una tendencia que se ha acrecentado con cada nueva versión de los catálogos *Fermi* (Álvarez Crespo et al., 2016a,b; Peña Herazo et al., 2017; Marchesini et al., 2019a).

Sin embargo, no todo objeto emisor de altas energías es un AGN. Y, dada la incerteza posicional de las detecciones de estos instrumentos, la identificación y posterior clasificación de estos objetos se ha vuelto un desafío importante. Por este motivo, se han desarrollado métodos multifrecuencia para identificar su naturaleza, buscando contrapartes en otras bandas del espectro (Masetti et al., 2004, 2013a; Massaro et al., 2013a; Paggi et al., 2013, y referencias allí citadas).

### 1.2.3. Conexiones

Dada la forma de doble componente de la SED de blazares, numerosas *conexiones* han sido establecidas entre sus propiedades observacionales que permiten diferenciarlos de la mayoría de los objetos en el cielo.

Como se ha mencionado antes, recientemente se ha establecido que los colores infrarrojos de los blazares son peculiares (Massaro et al., 2011a). El espectro infrarrojo de los BL Lac, siendo no térmico debido a la radiación sincrotrón, puede ser descrito como una función de ley de potencias con índice espectral  $a$  (Impey et al., 1982). Dado que el índice de color es una estimación de la pendiente espectral, cualquier punto dado en el espacio color-color está trazando diferentes valores de  $a$ . Así, objetos dominados por emisión no-térmica se ubicarán en distintos lugares en el diagrama color-color con respecto a aquellos dominados por emisión térmica: este es el motivo por el cual los blazares, y los BL Lac en particular, se ubican dentro de la WGS, separados del resto de los objetos detectados en infrarrojo. La tendencia se acentúa cuando se ubican en el diagrama aquellos

<sup>4</sup><https://glast.sites.stanford.edu/>

BL Lacs que emiten rayos- $\gamma$ . Incluso se ha encontrado una correlación entre los índices espectrales de infrarrojo y rayos- $\gamma$ , esperada dado el contexto de emisión por sincrotrón y Compton inverso (D'Abrusco et al., 2012). Dicha correlación se muestra en la Figura 1.7.

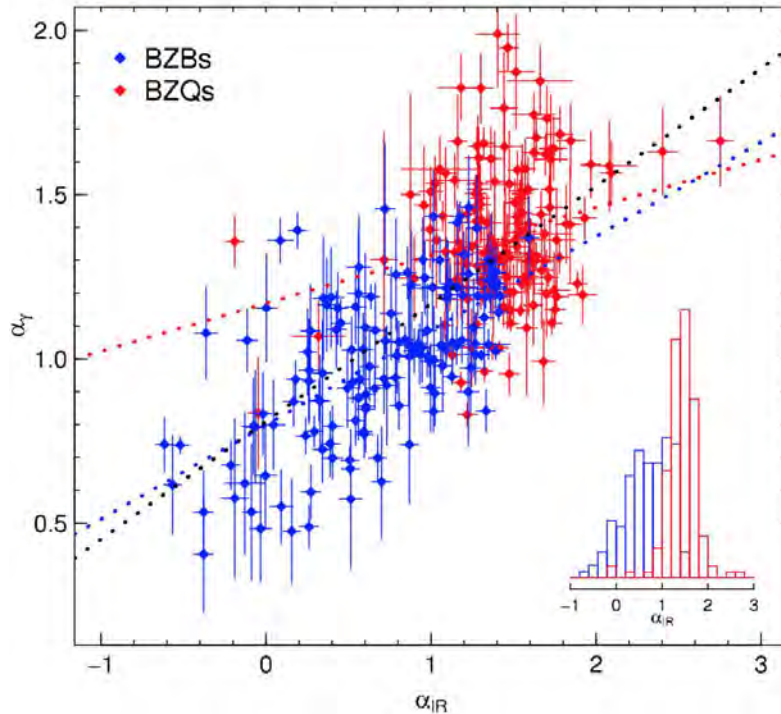


Figura 1.7: Índice espectral de infrarrojo medio  $\alpha_{IR}$  contra el índice espectral en rayos- $\gamma$   $\alpha_\gamma$  para BL Lacs (en azul) y FSRQs (en rojo). La distribución de  $\alpha_{IR}$  también se muestra como un histograma dentro de la Figura. Las líneas punteadas representan ajustes por regresión lineal para cada submuestra (siguiendo el código de color) y para la muestra total (en negro). La tendencia se acentúa en el último caso. Figura tomada de D'Abrusco et al. (2012).

La forma de doble componente de la SED en blazares es también responsable de la conexión de radio-a-rayos- $\gamma$  (Mahony et al., 2010; Cutini et al., 2014; Lico et al., 2014): El flujo en rayos- $\gamma$ ,  $F_\gamma$ , es proporcional al flujo en ondas de radio,  $F_r$ , de forma que  $F_\gamma \propto F_r^{1.5}$  (Ghirlanda et al., 2011; Ackermann et al., 2011; Fan & Wu, 2018), con una probabilidad de falso positivo menor a  $10^{-7}$ . Esta significancia estadística permanece igual aún teniendo en cuenta objetos FSRQ y BL Lac separadamente (Ackermann et al., 2011). En la Figura 1.8 mostramos cómo se correlacionan los flujos radio y  $\gamma$ .

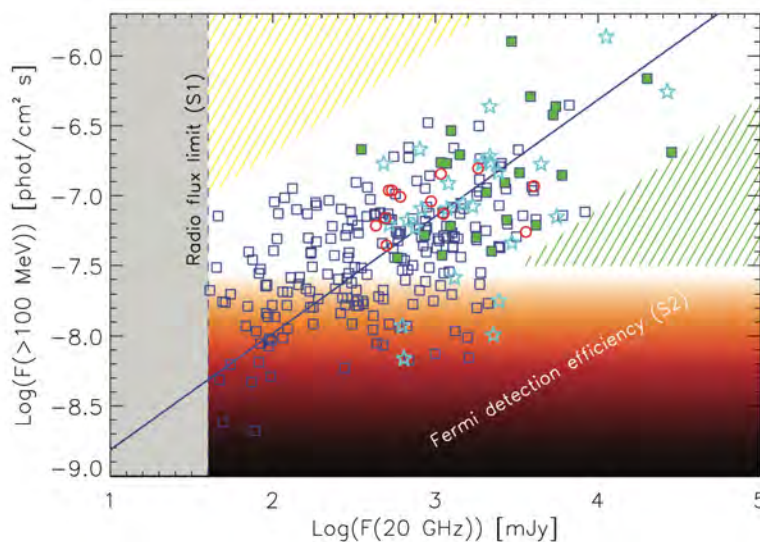
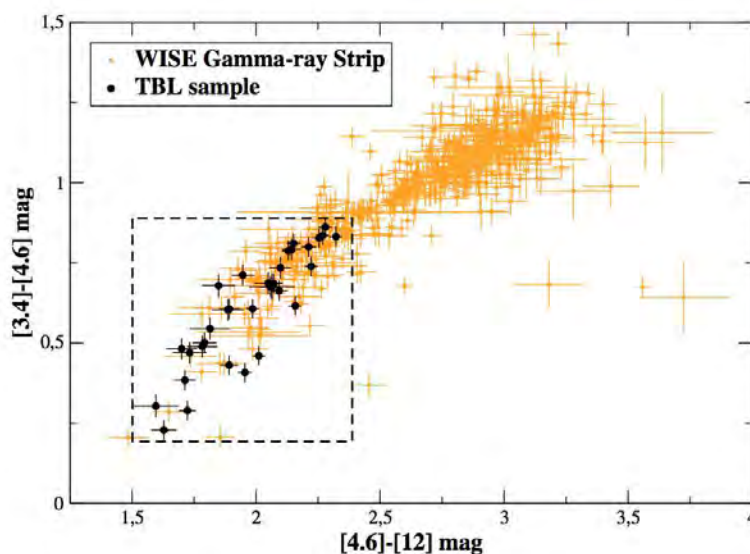


Figura 1.8: La correlación  $F_\gamma - F_r$  encontrada para objetos del catálogo 1FGL con contraparte en el catálogo Australia Telescope 20-GHz Survey Catalog (AT20G Murphy et al., 2010). La línea sólida marca el ajuste de la correlación (con pendiente  $\sim 0.8$ ). Tomada de Ghirlanda et al. (2011).

Figura 1.9: La TeV Box dentro del diagrama color-color de objetos WISE [3.4]-[4.6]-[12]  $\mu\text{m}$ . TBL indica TeV BL Lacs. Los BL Lacs conocidos se muestran en amarillo, mientras que los BL Lacs conocidos que fueron además detectados en energías de TeV se muestran en negro. La línea punteada delimita el área en la que se espera encontrar otros BL Lacs emisores en TeV. Tomada de [Massaro et al. \(2013d\)](#).



Dicha conexión fue luego utilizada por la colaboración *Fermi* para asociar contrapartes a frecuencias más bajas de objetos en rayos- $\gamma$ . Utilizan un enfoque Bayesiano que compara las posiciones *Fermi* con aquellas de catálogos multifrecuencia, y devuelve la probabilidad de que una coincidencia posicional sea espúrea. Los catálogos de radio utilizados en este método proveen la mayor parte de las fuentes candidatas a ser contrapartes, por un total de más de 2 millones de objetos de radio ([Acero et al., 2015](#)). Todos los catálogos no-radio utilizados en este método, sumados, otorgan menos de medio millón de fuentes.

Sin embargo, recientemente se ha puesto en discusión si todos los blazares emisores de rayos- $\gamma$  son brillantes en radio, como sugiere dicha conexión. Se han encontrado un número pequeño pero creciente de BZBs *Fermi* mediante correlaciones posicionales con relevamientos de rayos-X, que no muestran emisión fuerte en radio, siendo, de hecho, al menos un orden de magnitud más débil en ondas de radio de lo que se espera ([Massaro et al., 2017](#); [Bruni et al., 2018](#); [Ursini et al., 2019](#)). Este debate continúa a la fecha ([Cao et al., 2019](#)).

Además, y dado que las fuentes BL Lac del tipo HBL son fuertes emisores en las bandas de frecuencia más alta, se ha establecido una conexión entre las detecciones en TeV y en rayos-X ([Massaro et al., 2011b, 2013d](#)). De hecho, al correlacionar datos de infrarrojo y rayos-X, se pueden encontrar numerosos BZB emisores en TeV, dado que éstos no solamente yacen dentro de la WGS en el diagrama color-color, sino también dentro de un área específica en la WGS, llamada la *Caja de blazares TeV (Blazar TeV Box)* ([Landi et al., 2015](#)), que mostramos en la Figura 1.9.

Todo esto motiva la pregunta de si existe una conexión entre la banda de rayos- $\gamma$  (es decir, de los MeV a los GeV) y la banda de rayos-X

No hay aún una conexión comparable establecida entre los rayos-X y los rayos- $\gamma$  en los BL Lacs. No obstante, los datos de rayos-X fueron usados ampliamente para buscar contrapartes de objetos no identificados de rayos- $\gamma$ , siendo los blazares la población dominante entre estos objetos ([Stephen et al., 2010](#); [Masetti et al., 2013b](#); [Landi et al., 2015](#)).

En algunos casos, hasta el 70% de los UGS *Fermi* presentaron contrapartes de rayos-X (Paggi et al., 2013).

Sin embargo, al considerar los blazares *Fermi* conocidos, listados en la 5ta edición del Roma-BZCat (Massaro et al., 2015a), solamente 506 de 1172 coinciden posicionalmente con fuentes de rayos-X listadas en el catálogo de rayos-X de ROSAT<sup>5</sup> de objetos brillantes (All-Sky Survey Bright Source Catalogue, RASS-BSC, Voges et al., 1999) o en el de objetos débiles (ROSAT All-sky Survey Faint Source Catalogue, RASS-FSC, Voges et al., 2000). Esto implica que solo ~57% de los blazares ya asociados o identificados vistos por *Fermi* fueron detectados en la banda del ROSAT, es decir entre 0.1 y 2.4 keV. Aunque dichos catálogos son uniformes, son relativamente poco *profundos*, dado que pueden detectar fuentes con una tasa de cuentas por segundo más alta de 0.0005.

La falta de un catálogo uniforme y profundo en la banda de rayos-X es de mayor importancia: sin uniformidad en el umbral de detección (y, por lo tanto, en el tiempo de exposición), es imposible determinar si la falta de detecciones se debe a la falta de suficiente tiempo de exposición, o si se debe, en cambio, a las propiedades físicas intrínsecas de la galaxia misma.

A la fecha no se ha demostrado, sin embargo, que todo blazar de tipo BL Lac detectado en altas energías por *Fermi* sea a su vez un emisor de rayos-X. Si bien los rayos-X se utilizan para identificar objetos nuevos de *Fermi* como blazares, la justificación empírica detrás de este uso queda aún por ser estudiada. Este es el objetivo principal de la presente Tesis.

### 1.3. El caso de los objetos de rayos- $\gamma$ *Fermi* sin identificación o asociación

La misión *Fermi* tiene como objetivo estudiar el cielo completo en la banda de energías de los rayos- $\gamma$ , con el uso del Large Area Telescope (LAT) (Atwood et al., 2009). Desde su lanzamiento en 2008, y gracias a su mejor resolución y mayor área colectora con respecto a otros observatorios de rayos- $\gamma$  en órbita previos, *Fermi* ha catalogado 3033 objetos, detectados con más de  $4\sigma$  de confianza, listados en el 3FGL (Acero et al., 2015). Recientemente, se ha anunciado que este número se incrementará a un total de 5065 detecciones en el próximo catálogo, el 4FGL (Thompson, 2019). 1141 de los objetos listados en el 3FGL (~38%) pertenecen a la categoría de blazares, ya sean FSRQ o BL Lacs. Otro ~19% (568 fuentes) pertenecen a la categoría de BCU, compuesta de objetos cuyas contrapartes muestran características de tipo blazar en otras frecuencias pero que aún necesitan confirmación a través de espectroscopía óptica (Ackermann et al., 2015). Sólo el ~9% de los objetos del 3FGL son de origen galáctico, mayormente pulsares o remanentes de supernova.

Sin embargo, el 33% (1010) de los objetos del 3FGL permanecen sin identificación o asociación. Estos objetos, que suman ~26% en el 4FGL, son etiquetados como “Unidentified/Unassociated  $\gamma$ -ray Sources”, o UGSs. Esto es, a la fecha no se les conoce ninguna

<sup>5</sup>Röntgensatellit, <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/rosat3.html>

contraparte a menores energías, debido a la incerteza posicional de *Fermi*. Esto hace que la búsqueda de contrapartes a menores energías de los UGS sea difícil, ya que la mera coincidencia posicional de dos fuentes no es suficiente, volviendo necesario utilizar campañas de seguimiento observacional multifrecuencia (ver, por ejemplo, [Massaro et al., 2013e](#); [Marchesini et al., 2016a](#); [Lico et al., 2016](#)) junto con análisis estadísticos.

Varios métodos fueron desarrollados para seleccionar contrapartes de UGSs. Se basan, por ejemplo, en polarización óptica ([Blinov et al., 2018](#)), espectroscopía óptica ([Paiano et al., 2017a](#)), o en algoritmos de *machine learning* ([Doert & Errando, 2014](#)). También existen métodos que dependen del flujo en radio ([Ghirlanda et al., 2010](#)) o en infrarrojo ([D'Abrusco et al., 2013](#)). Existen conexiones muy bien conocidas para la emisión de blazares entre estas dos bandas y sus propiedades de rayos- $\gamma$  (ver, por ejemplo, [Taylor et al., 2007](#); [Mahony et al., 2010](#); [Ackermann et al., 2011](#); [Massaro & D'Abrusco, 2016](#), y referencias allí citadas). Por lo tanto, dado que los blazares son la mayoría de los objetos emisores de rayos- $\gamma$ , estos métodos han sido eficientemente utilizados para encontrar blazares entre los UGS.

Sin embargo, la espectroscopía óptica sigue siendo el único método que puede determinar específicamente el tipo de blazar de un objeto dado. Campañas de seguimiento espectroscópico óptico han confirmado que la mayor parte de los UGS son de hecho blazares, en particular del tipo BL Lac ([Paggi et al., 2014a](#); [Massaro et al., 2015b](#); [Landoni et al., 2015b](#); [Ricci et al., 2015](#)).

También se han utilizado extensivamente campañas de seguimiento observacional en rayos-X, como herramienta para buscar blazares entre los UGS (ver, por ejemplo, [Masetti et al., 2013b](#); [Landi et al., 2015](#); [Paiano et al., 2017b](#)). Dichas campañas han sido exitosas, aunque no exista a la fecha una conexión entre la emisión de rayos-X y la emisión de rayos- $\gamma$  en blazares.

Un intento para generar una muestra *uniforme* de UGS *Fermi* observados en rayos-X fue hecho por [Paggi et al. \(2013\)](#), sumando numerosas observaciones de rayos-X de un mismo objeto para conseguir, artificialmente, un tiempo de exposición mínimo. Esto fue hecho bajo la asunción que todos los UGS emiten en rayos-X. De esta manera, pudieron asociar contrapartes de rayos-X a estos UGS, mejorando su precisión posicional en un factor 60. Esto les permitió realizar una correlación más precisa con los catálogos de radio e infrarrojo, con lo que pudieron determinar cuáles contrapartes eran con mayor probabilidad blazares. Sin embargo, esto significa que la selección de contrapartes de UGS depende de datos multifrecuencia, y no solamente en las observaciones de rayos-X: Estas observaciones fueron utilizadas solamente como una herramienta para mejorar la precisión posicional, lo que permitió la búsqueda de información en otras frecuencias.

Para verdaderamente asociar un BZB de rayos-X a un UGS de rayos- $\gamma$ , hace falta entender las propiedades de rayos-X de los BZB en detalle. En este sentido, la falta de un catálogo uniforme y profundo de observaciones de rayos-X de blazares conocidos es un obstáculo mayor. Sin embargo, existe una campaña de seguimiento observacional de objetos *Fermi* de interés y de UGS, realizada por el telescopio de rayos-X XRT a bordo del satélite Swift ([Stroh & Falcone, 2013](#); [Falcone et al., 2014](#)).

En esta Tesis, tenemos como objetivo construir una muestra uniforme de BZBs *Fer-*



*mi* conocidos, observados por Swift/XRT, para caracterizar sus propiedades principales. Luego, utilizaremos el mismo procedimiento de selección y reducción de datos en una muestra de UGS también observada por Swift/XRT, de modo de comparar sus características de rayos-X con las previamente determinadas para BZBs. Finalmente, utilizaremos las técnicas existentes de asociación/identificación de contrapartes para buscar fuentes ópticas asociadas a UGS, y confirmar las predicciones realizadas con anterioridad de su naturaleza BZB, mediante espectroscopía óptica.



# Procesos de emisión en BZBs

---

La distribución de emisión en blazares se explica generalmente a través del modelo SSC. En este escenario, la forma de doble pico corresponde a dos procesos de radiación diferentes, que están sin embargo conectados uno con el otro a través de un proceso de alimentación (*feeding*). Por lo tanto, el escenario SSC propone dos funciones para explicar la distribución bimodal observada; y una conexión que explicaría por qué ambas componentes muestran cambios al mismo tiempo, ya que no serían independientes una de la otra.

En este Capítulo, se explica la componente de Sincrotrón del modelo SSC en la Sec. 2.1, la componente de Compton Inverso en la Sec. 2.2, la presencia de magnificación relativista en BZBs en la Sec. 2.3, sus efectos combinados en la distribución espectral de energía de BZBs en la Sec. 2.4, el modelo de Sincrotrón-auto Compton en la Sec. 2.5, y las posibles componentes externas en la Sec. 2.6.

Este Capítulo se basa ampliamente en [Krolik \(1999\)](#), [Massaro \(2007\)](#), [Longair \(2011\)](#), [Bicknell \(2017\)](#) y [Romero \(2018\)](#)

## 2.1. Radiación de Sincrotrón

La radiación sincrotrón ocurre cuando partículas relativistas son aceleradas en un movimiento helicoidal alrededor de las líneas de un dado campo magnético.

El movimiento de un electrón de masa  $m$  y carga  $e$  bajo la influencia de un campo magnético uniforme  $B$  puede ser descrito mediante la fuerza de Lorentz tal que

$$\frac{d}{dt}(\gamma m \vec{v}) = \frac{e}{c} \vec{v} \times \vec{B}. \quad (2.1)$$

Como la fuerza es perpendicular al movimiento, el trabajo ejercido sobre la partícula por el campo magnético es nulo. Se desprende entonces que  $|\vec{v}| \equiv \text{constant}$ . Por lo tanto,  $\gamma$  permanecerá constante, dado que solamente depende de  $|\vec{v}|$ .

En cambio, la dirección de  $\vec{v}$  sí puede cambiar. Entonces,

$$\gamma m \frac{d\vec{v}}{dt} = \frac{e}{c} \vec{v} \times \vec{B} \quad (2.2)$$

Denotando la componente de la velocidad paralela al campo magnético  $\vec{B}$  como  $v_{\parallel}$ , y la perpendicular como  $\vec{v}_{\perp}$ ; las ecuaciones previas pueden ser reescritas como

$$\frac{dv_{\parallel}}{dt} = 0 \quad (2.3)$$

$$\frac{d\vec{v}_{\perp}}{dt} = \frac{e}{\gamma m c^2} \vec{v}_{\perp} \times \vec{B}. \quad (2.4)$$

Esto significa que, dado que la fuerza es perpendicular al movimiento, entonces  $|\vec{v}_{\perp}|$  también permanece constante. La solución para este tipo de ecuación viene dada por el movimiento del electrón en forma helicoidal alrededor de la línea de campo magnético. La frecuencia de precesión será

$$\nu_B = \frac{eB}{2\pi\gamma m c} = \frac{\nu_L}{\gamma} \quad (2.5)$$

donde  $\nu_L$  es la frecuencia de Larmor. En el sistema CGS de unidades, y definiendo  $\partial_p$  como el ángulo de incidencia entre la dirección de la velocidad  $\vec{v}$  y la dirección del campo magnético  $\vec{B}$ , se sigue que:

$$\nu_L = 2,80 \times 10^6 \text{ B(G)} \text{ sen}(\partial_p) \text{ [Hz]}. \quad (2.6)$$

El movimiento en el plano perpendicular al campo magnético será entonces circular, con una frecuencia de Larmor tal que, en CGS,

$$r_L = \frac{m c^2}{eB} \gamma \beta \text{ sen}(\partial_p) = 1,71 \times 10^3 \gamma \text{ B}^{-1} \text{ (G)} \text{ sen}(\partial_p) \text{ [cm]}. \quad (2.7)$$

La aceleración será entonces ortogonal a la velocidad. De la fórmula de Larmor, se desprende que la potencia total emitida será

$$P = \frac{dE}{dt} = \frac{2}{3} r_e^2 c \beta^2 \gamma^2 B^2 \text{ sen}^2(\partial_p) = 2\sigma_T c \beta^2 \gamma^2 \frac{B^2}{8\pi} \text{ sen}^2(\partial_p), \quad (2.8)$$

donde  $\sigma_T$  es la sección eficaz de Thomson, y  $r_e$  el radio clásico del electrón. En unidades de CGS,

$$P = 1,59 \times 10^{-15} \beta^2 \gamma^2 \text{ B}^2 \text{ (G)} \text{ [erg s}^{-1}\text{]}. \quad (2.9)$$

Promediando sobre el ángulo  $\partial_p$ , y asumiendo una distribución isotrópica de velocidades,

$$\langle P \rangle = \frac{4}{3} \sigma_T c \beta^2 \gamma^2 u_B = 1,06 \times 10^{-15} \beta^2 \gamma^2 \text{ B}^2 \text{ (G)} \text{ [erg s}^{-1}\text{]}. \quad (2.10)$$

donde  $u_B$  es la densidad de energía del campo magnético,  $u_B = \frac{B^2}{2\pi}$ .

La distribución de la energía emitida puede obtenerse en términos de frecuencia o de energía. En términos de la energía de los fotones emitidos, está dada por

$$P(E) = \frac{\sqrt{3} e^3 \text{ B sen}(\partial_p) E_f}{h m c^2 E_c} \int_{\frac{E_f}{E_c}}^{\infty} K_{\frac{5}{3}}(\zeta) d\zeta, \quad (2.11)$$

donde  $E_f = h\nu$ , y  $K_{\frac{5}{3}}$  es la función de Bessel modificada del segundo tipo y orden 5/3.

La energía característica,  $E_c$ , es definida como

$$E_c = \frac{3}{4\pi} \frac{e h B \text{ sen} \partial_p}{m c} \gamma^2. \quad (2.12)$$

El máximo para esta distribución está dado por  $E_{\text{máx}} \sim 0,29 E_c$ . En unidades convenientes,

$$E_{\text{máx}} \sim 5,1 \times 10^{-15} m_e (B(\text{G})) \gamma^2 \text{ sen}(\partial_p) [\text{MeV}]. \quad (2.13)$$

En CGS, la frecuencia asociada a esta energía será

$$\nu_{\text{máx}} \sim 1,22 \times 10^6 \gamma^2 B(\text{G}) \text{ sen}(\partial_p) [\text{Hz}] \quad (2.14)$$

La emisión emanando de un conjunto de partículas emitiendo por el proceso Sincrotrón puede ser descripta con un coeficiente de emisión, definido como la potencia radiada por unidad de tiempo y frecuencia para una distribución dada de partículas. Este coeficiente,  $\epsilon$ , puede ser definido como la integral sobre la energía de la distribución de partículas y sobre su distribución de potencia, de modo que

$$\epsilon_\nu = \frac{1}{4\pi} \int_{E_{\text{min}}}^{E_{\text{max}}} n(E) \frac{dP}{d\nu}(E) dE. \quad (2.15)$$

Luego, definiendo

$$c_0 = \frac{\sqrt{3} e^3 B \text{ sen}(\partial_p)}{m c^2}, \quad (2.16)$$

se sigue que

$$\epsilon_\nu = \frac{c_0}{4\pi} \int_{E_{\text{min}}}^{E_{\text{max}}} n(E) F\left(\frac{\nu}{\nu_c(E)}\right) dE, \quad (2.17)$$

donde la función  $F(x) = x \int_x^\infty K_{\frac{5}{3}}(\zeta) d\zeta$  es llamada el *kernel* (núcleo o base) Sincrotrón, con  $x = \frac{\nu}{\nu_c}$ . Un ejemplo del *kernel* de Sincrotrón se muestra en la Figura 2.1.

Para resolver esta integral, se puede asumir que las energías máxima y mínima (asociadas a los factores de Lorentz,  $\gamma$ , mínimo y máximo) tienden a infinito y a cero, respectivamente. Esta hipótesis es razonable cuando se compara con la energía de un electrón dado. Otro método comúnmente utilizado es la llamada *aproximación delta Sincrotrón*, que consiste en asumir que los electrones pueden cada uno radiar solamente a una frecuencia crítica dada,  $\nu_c$ , de modo que la integral sea nula fuera de dicha frecuencia.

En ambos casos, es necesario asumir una forma funcional de la distribución de electrones  $n(\gamma)$ . Para poder reproducir lo observado, una elección común es asumir funciones en forma de ley de potencias para describir la energía o la frecuencia,

$$n(E) dE = C E^{-p} dE, \quad (2.18)$$

o bien una parábola logarítmica

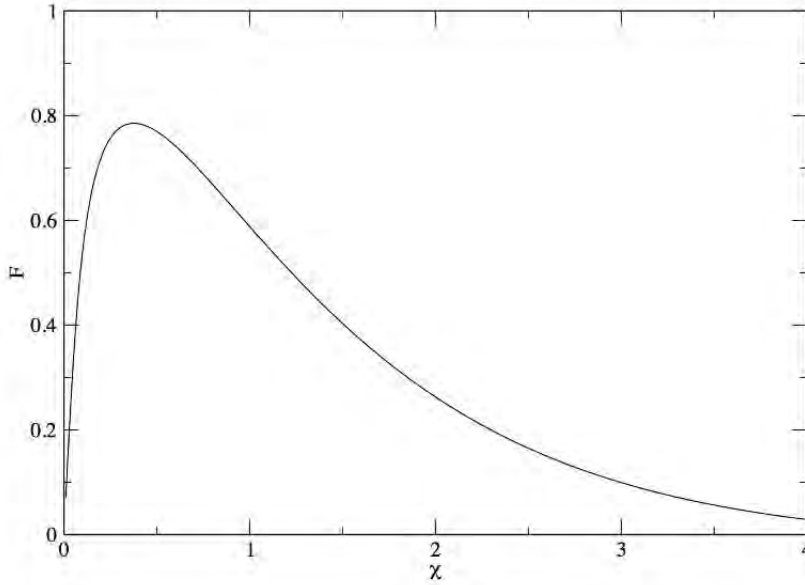


Figura 2.1: Función kernel que representa la emisión de Sincrotrón de un electrón.

$$n(E)dE = C E^{-p+d \log(E)} dE, \quad (2.19)$$

donde  $C$  es una constante,  $p$  es el índice espectral y  $d$  el parámetro de curvatura.

Ambas distribuciones de la energía emitida por radiación Sincrotrón mantienen la forma funcional de la distribución de partículas original. En otras palabras, una distribución de electrones relativistas en forma de ley de potencias emitirá un espectro de radiación Sincrotrón que también tendrá forma de ley de potencias; y lo mismo es válido para el caso de una parábola logarítmica. Por lo tanto, la potencia emitida será tal que

$$P(E) \propto E^{-\delta}, \quad (2.20)$$

en el caso de una ley de potencias, y

$$P(E) \propto E^{-\delta-\beta \log(E)}, \quad (2.21)$$

en el caso de una parábola logarítmica, con  $\delta = (p - 1)/2$  y  $\beta = d/4$ . Este tipo de espectro representa la superposición de los espectros individuales de cada electrón emitiendo en un rango de energías dado, como se muestra en la Figura 2.2.

## 2.2. Radiación por Compton inverso

La dispersión Compton, en general, se refiere a la interacción entre partículas y fotones. El efecto Compton inverso, en particular, se refiere a la interacción inelástica en la que un electrón relativista le transfiere energía al fotón, que es luego dispersado hacia frecuencias más altas. Este es el efecto opuesto a la dispersión Compton regular, en la que el fotón le provee energía al electrón (de aquí surge el nombre de dispersión o radiación por Compton

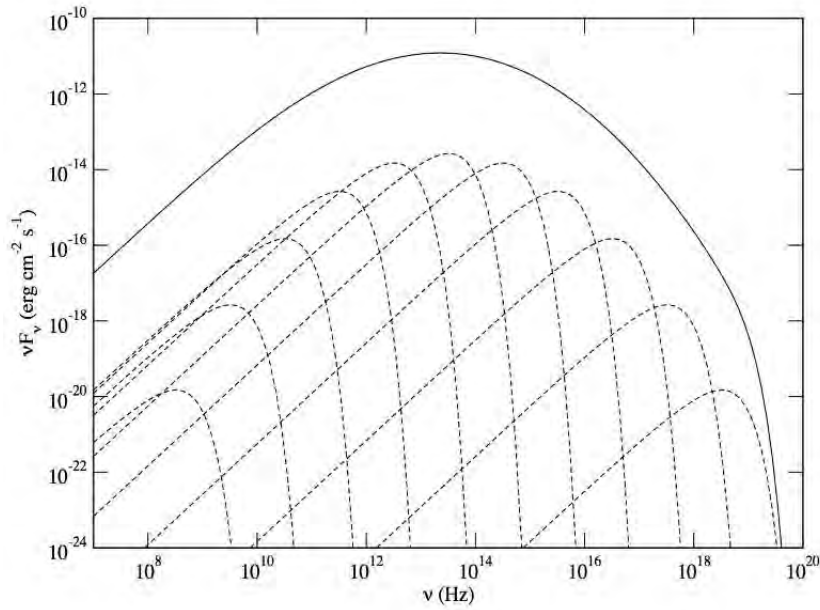


Figura 2.2: Superposición de los espectros de Sincrotrón de distintos electrones, siguiendo una distribución de parábola logarítmica.

inverso).

Sea  $K'$  un marco de referencia en reposo, y  $K$  un marco de referencia siguiendo al electrón, de modo que en  $K$  el electrón se encuentra inicialmente en reposo. Así, la energía del fotón luego de la colisión en el sistema  $K$  será

$$E'_\gamma = \frac{E'_f}{1 + (E'_f/m_e c^2)(1 - \cos(\theta'))}, \quad (2.22)$$

donde  $E'_\gamma$  es la energía del fotón luego de la colisión,  $E'_f$  su energía previa y  $\theta'$  el ángulo de dispersión. Así, en  $K'$ ,

$$E_\gamma = \gamma_e E'_\gamma (1 + \beta_e \cos(\theta'_2)), \quad (2.23)$$

donde  $\theta'_2 = \theta' - \theta'_1$  es el ángulo entre el eje horizontal y la dirección de dispersión.

La sección eficaz para la dispersión de fotones por un electrón individual, en un régimen de altas energías, es la sección eficaz de Klein-Nishina,

$$\sigma_{KN} = \frac{3\sigma_T}{8x} \left[ \left(1 - \frac{2}{x} - \frac{2}{x^2}\right) \ln(1 + 2x) + \frac{1}{2} + \frac{4}{x} - \frac{1}{2(1 + 2x)^2} \right], \quad (2.24)$$

donde  $\sigma_T$  es la sección eficaz de Thomson, y  $x$  es tal que  $x = \frac{E_e E_f}{m_e^2 c^4}$ . En unidades de CGS,  $\sigma_T = \frac{8}{3} \pi r_e^2 \sim 0,66 \times 10^{-24} \text{ cm}^2$ .

Se puede ver que, dependiendo del valor de  $x$ , esta sección eficaz exhibe dos comportamientos diferentes. Para valores de  $x$  tales que  $x \ll 1$ ,

$$\sigma_{IC} \sim \sigma_T (1 - 2x). \quad (2.25)$$

Esto es el régimen de Thomson, para valores relativamente bajos de la energía inicial

del fotón (en particular, energías asociadas a la fotones de luz visible). Si, en cambio, el fotón posee suficiente energía inicial (es decir, fotones de rayos-X o más energéticos), entonces  $x \gg 1$  y por lo tanto la interacción ocurre bajo el régimen de Klein-Nishina,

$$\sigma_{IC} \sim \frac{3}{8} \sigma_T \frac{1}{x} \ln\left(4x - \frac{11}{6}\right). \quad (2.26)$$

El comportamiento de la sección eficaz de acuerdo a la energía inicial del fotón se muestra en la Figura 2.3.

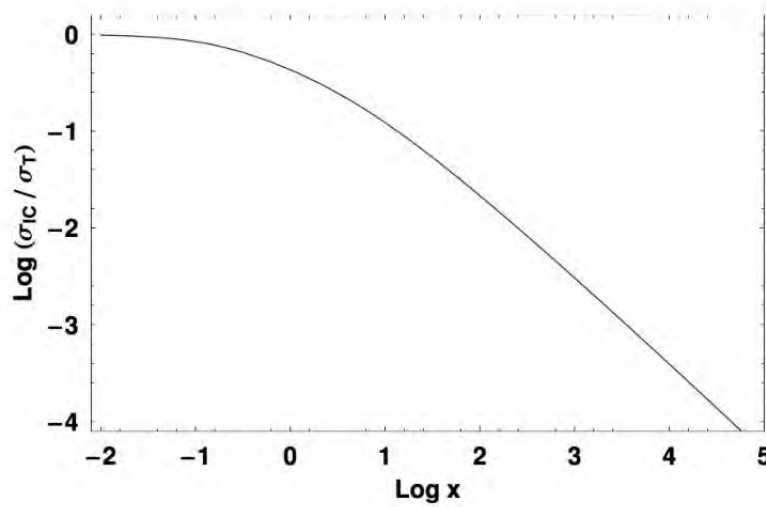


Figura 2.3: Comportamiento de la sección eficaz en función de  $x = \frac{E_e E_f}{m_e^2 c^4}$ .

El espectro de energía emitida por un electrón individual debida al efecto Compton inverso puede obtenerse integrando la sección eficaz completa bajo el régimen de Klein-Nishina. Sean  $P_{em}$  la potencia emitida y  $P_{in}$  la potencia incidente. Se sigue que

$$P_{em} = c \int_0^{\sigma_{KN}} d\sigma \int \gamma^2 (1 - \beta \cos(\vartheta))^2 E_f n(E_f) dE_f, \text{ and,} \quad (2.27)$$

$$P_{in} = c \int_0^{\sigma_{KN}} d\sigma \int E_f n(E_f) dE_f, \quad (2.28)$$

donde  $n(E)$  es la distribución de densidad de los fotones. Usando una aproximación de Taylor de segundo orden, y con una sustitución adecuada ( $x = E_\gamma/E_f$ ), entonces

$$\sigma_{KN} \sim \sigma_T \left(1 - \frac{2E_f}{mc^2}\right). \quad (2.29)$$

De este modo, el espectro total emitido por un electrón será

$$P_t = P_{em} - P_{in} \sim \frac{4}{3} c \sigma_T \gamma^2 \beta u \left(1 - \frac{63}{10} \frac{\gamma}{mc^2} \frac{\langle E_f^2 \rangle}{\langle E_f \rangle}\right), \quad (2.30)$$

donde  $u = \int E_f n(E_f) dE_f$ , y asumiendo una distribución isotrópica de fotones incidentes



tes de modo que  $\langle \cos(\vartheta) \rangle = 0$  y  $\langle \cos^2(\vartheta) \rangle = 1/3$ .

En el caso de un conjunto de partículas, sin entrar en detalles del álgebra, el coeficiente de emisión viene dado por

$$j_\nu = \int \int \frac{2\pi r_e^2 c}{\gamma^2 E_f} n(\gamma) n(E_f) F_C(\nu, \gamma, E_f) dE_f d\gamma, \quad (2.31)$$

donde  $F_C(\nu, \gamma, E_f)$  es la función *kernel* para el caso de Compton inverso,

$$F_C(\nu, \gamma, E_f) = 2q \ln(q) + (1 + 2q)(1 - q) + \frac{1}{2} \frac{\Gamma_e q^2}{1 + \Gamma_e q} (1 - q) \quad (2.32)$$

con

$$q = \frac{h\nu}{4E_f(1 - \frac{h\nu}{\gamma mc^2})} \quad (2.33)$$

y

$$\Gamma_e = \frac{4\gamma E_f}{mc^2}. \quad (2.34)$$

Finalmente, el comportamiento de  $F_C$  puede ser visto en la Figura 2.4, por diferentes valores de  $x = \frac{2\gamma E_f}{mc^2}$ .

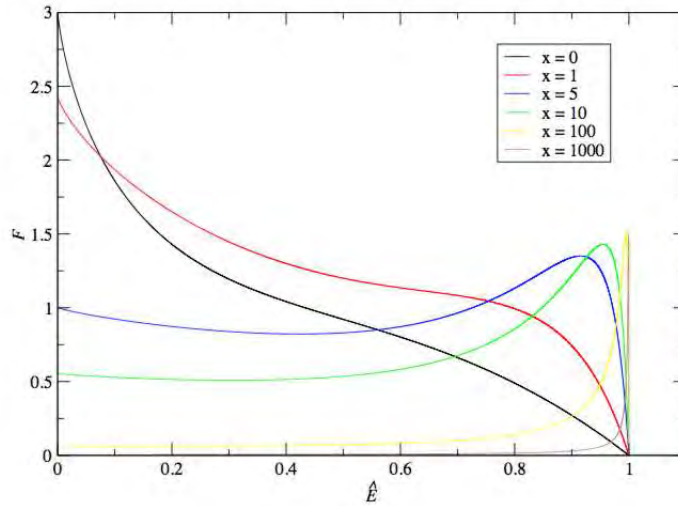


Figura 2.4: La función Kernel para el caso Compton, donde  $x = \frac{2\gamma E_f}{mc^2}$  y  $\hat{E} = \frac{h\nu}{E_{\max}}$ .

### 2.3. Magnificación relativista (*beaming*)

Aunque no es un proceso de emisión en sí, es importante considerar los efectos relativistas que ocurren cuando se observan jets de objetos compactos, como en el caso de los blazares. En particular, la magnificación relativista o *beaming*, es similar al efecto Doppler clásico, en el sentido en que una fuente emisora se verá distinta en un marco de

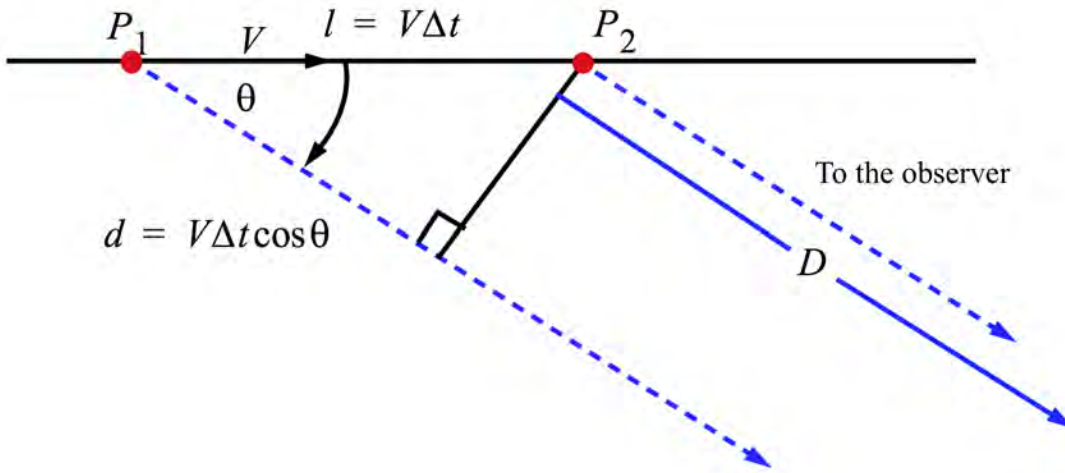


Figura 2.5: Una fuente de luz emite un pulso completo en el tiempo en que se mueve entre los puntos  $P_1$  y  $P_2$ .

referencia en reposo respecto de uno en movimiento. Sin embargo, el *beaming* comprende tres fenómenos físicos diferentes (aberración de la luz, efecto Doppler, y dilatación del tiempo) que afectan en conjunto y simultáneamente la luz observada.

Consideremos el siguiente caso: una fuente de luz dada, en movimiento, emite pulsos de luz con una frecuencia tal que un pulso completo es emitido en el tiempo en que la fuente se traslada del punto  $P_1$  al punto  $P_2$ . Sea  $\vec{V}$  la velocidad de la fuente, de modo que forma un ángulo  $\vartheta$  con la línea de la visual (ver Figura 2.5).

Sea  $\nu_{em}$  la frecuencia de la luz emitida en el marco de referencia. El tiempo en que la fuente se mueve entre  $P_1$  y  $P_2$ , medido en su propio marco de referencia,  $\Delta t'$ , es el mismo en que la onda de luz completa un pulso

$$\Delta t_{em} = \frac{1}{\nu_{em}}. \quad (2.35)$$

Utilizando las transformadas de Lorentz, se sigue que este tiempo medido en el marco de referencia del observador es

$$\Delta t_{mov} = \Gamma \Delta t_{em}, \quad (2.36)$$

donde  $\Gamma$  es el factor de Lorentz asociado al movimiento de la fuente. Esto significa que el tiempo propio<sup>1</sup> es más corto que el medido en el marco de referencia de la fuente.

Sin embargo, este no es el tiempo en que se *observa* al pulso completar un período, dado que cada pulso de luz emitido en  $P_1$  y en  $P_2$  fueron emitidos en tiempos diferentes.

Sean  $t_1$  y  $t_2$  los tiempos en que los pulsos  $P_1$  y  $P_2$  fueron emitidos, respectivamente, y  $D_2$  la distancia entre  $P_2$  y el observador. Se sigue que el pulso emitido en  $P_1$  viaja una distancia

$$D_1 = D_2 + |\vec{V}| \Delta t_{mov} \cos(\vartheta), \quad (2.37)$$

<sup>1</sup>En relatividad especial, *tiempo propio* es el tiempo medido en un sistema de referencia comóvil con la fuente, en contraste con el tiempo medido en un sistema de referencia en reposo.

medida en el sistema de referencia en reposo. Así, el tiempo en que cada pulso llega al marco de referencia del observador será

$$t_1^{obs} = t_1 + \frac{D + |\vec{V}| \Delta t_{mov} \cos(\vartheta)}{c}, \quad (2.38)$$

y

$$t_2^{obs} = t_2 + \frac{D}{c}. \quad (2.39)$$

Por lo tanto,

$$\Delta t^{obs} = \Delta t_{mov} \left( 1 - \frac{|\vec{V}|}{c} \cos(\vartheta) \right). \quad (2.40)$$

Dado que este es el tiempo que toma el pulso en completar un período completo, entonces,

$$\frac{1}{\nu_{obs}} = \Delta t_{mov} \left( 1 - \frac{|\vec{V}|}{c} \cos(\vartheta) \right). \quad (2.41)$$

Reemplazando la ecuación (2.35) en la ecuación (2.36), y a su vez ésta en la ecuación (2.38), se tiene

$$\frac{1}{\nu_{obs}} = \Gamma \frac{1}{\nu_{em}} \left( 1 - \frac{|\vec{V}|}{c} \cos(\vartheta) \right), \quad (2.42)$$

y definiendo la *velocidad relativa* de la fuente con respecto a la velocidad de la luz en el vacío como  $\beta = |\vec{V}|/c$ ,

$$\nu_{obs} = \nu_{em} \frac{1}{\Gamma (1 - \beta \cos(\vartheta))}.$$

Por lo tanto, la frecuencia observada se verá drásticamente incrementada si la fuente se mueve hacia el observador, y reducida si se mueve en la dirección opuesta. El factor

$$\delta = \frac{1}{\Gamma (1 - \beta \cos(\vartheta))} \quad (2.43)$$

es el factor Doppler para el caso relativista, tal que

$$\nu_{obs} = \delta \nu_{em}.$$

Usando la ecuación (2.37) y la definición de  $\delta$ , se sigue que

$$\Delta t_{obs} = \frac{1}{\Gamma \delta} \Delta t_{mov}, \quad (2.44)$$

y entonces, el tiempo medido en el marco del observador es

$$\Delta t_{obs} = \frac{\Delta t_{em}}{\delta}.$$

La transformada de Lorentz para un ángulo sólido  $\Omega$  es

$$\frac{d\Omega_{em}}{d\Omega_{obs}} = \frac{d\phi_{em}}{d\phi_{obs}} \frac{d\mu_{em}}{d\mu_{obs}}, \quad (2.45)$$

donde  $\phi$  describe las dimensiones perpendiculares al movimiento de la fuente, y es por lo tanto invariante; y  $\mu$  se define como  $\mu = \cos(\vartheta)$ . La transformada de la cantidad anterior es

$$\mu_{em} = \frac{\mu_{obs} - \beta}{1 - \mu_{obs}\beta}, \quad (2.46)$$

tal que

$$\frac{d\mu_{em}}{d\mu_{obs}} = \left[ \frac{1}{\Gamma(1 - \mu_{obs}\beta)} \right], \quad (2.47)$$

y entonces

$$\frac{d\Omega_{em}}{d\Omega_{obs}} = \frac{d\mu_{em}}{d\mu_{obs}} \equiv \delta^2. \quad (2.48)$$

Luego, la transformada correspondiente para los diferenciales de área es

$$d\Omega_{em} \frac{1}{\delta^2} = d\Omega_{obs}, \quad (2.49)$$

$$dA_{em} \frac{1}{\delta^2} = dA_{obs}. \quad (2.50)$$

Considerando el flujo monocromático emitido por la fuente,

$$F_{em}^v = \frac{dE_{em}}{dt_{em} dv_{em} dA_{em}} = hv_{em} \frac{dN_{ph}}{dt_{em} dv_{em} dA_{em}} \quad (2.51)$$

donde  $E$  es la energía emitida, y  $N_{ph}$  el número de fotones. Dado que  $N_{ph}$  es invariante a las transformadas de Lorentz,

$$dN_{ph} = hv_{em} \frac{F_{em}^v}{dt_{em} dv_{em} dA_{em}} = hv_{obs} \frac{F_{obs}^v}{dt_{obs} dv_{obs} dA_{obs}}. \quad (2.52)$$

Usando ahora la transformadas para  $dA$ ,  $dv$ , y  $dt$ ,

$$F_{obs}^v = \delta^3 F_{em}^v \quad (2.53)$$

y entonces el flujo total observado será

$$F_{obs} = \delta^4 F_{em}.$$

Como ejemplo, teniendo en cuenta un ángulo entre el jet del blazar con la línea de la visual  $\vartheta = 5^\circ$ , y tomando la velocidad del plasma moviéndose a lo largo del jet a 0.9 veces la velocidad de la luz, se obtiene  $\delta \sim 4.21$ . Esto significa que la frecuencia observada será 4.21 veces la frecuencia emitida, y que el flujo observado será más de 300 veces el flujo emitido. Esto explica el espectro observado en blazares, en los que la emisión del jet predomina sobre el resto de las componentes.

## 2.4. Comportamiento esperado

En el caso de radiación de Sincrotrón, el máximo de la distribución de energía emitida yace en la frecuencia

$$\nu_{\max} \sim 1,22 \times 10^6 \gamma^2 B(G) \sin(\vartheta_p) \text{ [Hz]}. \quad (2.54)$$

Esto significa que

$$\nu_{\max}^S \propto \gamma_{\max}'^2 B', \quad (2.55)$$

donde las cantidades primadas denotan parámetros que fueron medidos en el sistema de referencia de la fuente.

Sabiendo que la corrección por efecto Doppler relativista implica que  $\nu_{\text{obs}} = \delta \nu_{\text{em}}$ , y teniendo en cuenta el corrimiento al rojo cosmológico  $z$ , entonces la frecuencia del pico de la distribución de energía debida a radiación Sincrotrón será

$$\nu_{\max}^S \propto \gamma_{\max}'^2 B' \frac{\delta}{(1+z)}. \quad (2.56)$$

En el caso de radiación por Compton inverso, y como aproximación a primer orden, la energía resultante de un fotón luego de la colisión se relaciona con su energía inicial a través de la fórmula

$$E'_\gamma = \frac{E'_f}{1 + (E'_f/m_e c^2)(1 - \cos(\vartheta'))}, \quad (2.57)$$

en el marco de referencia comóvil con el electrón. Aplicando las transformadas de Lorentz para el caso de aberración de la luz, se desprende que

$$E'_{\max} = \frac{4\gamma^2 E'_f}{1 + \frac{4\gamma E'_f}{mc^2}} \quad (2.58)$$

en el caso de colisiones frontales, en las que la energía transmitida es máxima, y en el caso ultrarelativista en el que  $\beta \sim 1$  (en el régimen de Klein-Nishina).

En este caso, se puede ver que

$$E'_{\max} = h\nu'_{\max} \propto \gamma'_{\max}. \quad (2.59)$$

Aplicando la corrección por Doppler relativista correspondiente, la frecuencia del máximo será

$$\nu_{\max}^{\text{IC}} \propto \gamma'_{\max} \delta. \quad (2.60)$$

Nuevamente, teniendo en cuenta el corrimiento al rojo cosmológico  $z$ , la frecuencia observada del pico será

$$\nu_{\max}^{\text{IC}} \propto \gamma'_{\max} \frac{\delta}{(1+z)}. \quad (2.61)$$

En el régimen de Thomson, la expresión es en cambio

$$\nu_{\max}^{\text{IC}} \propto \gamma_{\max}^4 \frac{\delta}{(1+z)} B. \quad (2.62)$$

Asumiendo una distribución de parábola logarítmica (ver, por ejemplo, [Massaro et al., 2004](#)), que ha probado ajustar mejor a las observaciones en rayos-X y óptico ([Nieppola et al., 2006](#); [Tramacere et al., 2007](#)), considerando solamente el régimen de Thomson, y asumiendo simetría esférica en el sistema de referencia en reposo, los parámetros observados pueden relacionarse con los parámetros intrínsecos de la fuente ([Paggi et al., 2009b](#)) a través de las expresiones:

$$\gamma' \propto \sqrt{\frac{\nu_{\max}^{\text{IC}}}{\nu_{\max}^{\text{S}}}}, \quad (2.63)$$

$$B \propto (\nu_{\max}^{\text{S}})^3 P_{\text{IC}}^{\frac{1}{4}} \sqrt{\Delta t} (\nu_{\max}^{\text{IC}})^{-\frac{3}{2}} P_{\text{S}}^{-\frac{1}{2}}, \quad (2.64)$$

y

$$\delta \propto \sqrt{\nu_{\max}^{\text{IC}} P_{\text{S}}(\nu_{\max}^{\text{S}})^{-1}} P_{\text{IC}}^{\frac{1}{4}} t^{\frac{-1}{2}}. \quad (2.65)$$

#### 2.4.1. El proceso de Sincrotrón-auto Compton

La ubicación de los máximos de la distribución espectral de energía observada, descrita por las ecuaciones

$$\nu_{\max}^{\text{S}} \propto \gamma_{\max}^2 B' \frac{\delta}{(1+z)}, \quad (2.66)$$

y

$$\nu_{\max}^{\text{IC}} \propto \gamma_{\max}' \frac{\delta}{(1+z)}, \quad (2.67)$$

comparten formas funcionales similares, con la salvedad que la componente de Sincrotrón depende además del campo magnético. Ambas componentes dependen de  $\gamma_{\max}'$ , el factor de Lorentz asociado al electrón en movimiento en cada proceso, aunque la dependencia de Sincrotrón es cuadrática con este factor mientras que la de IC es lineal.

El modelo de Sincrotrón-auto Compton es usualmente utilizado para explicar la emisión proveniente de un jet colimado, como se ve en las fuentes de tipo BL Lac. Una población de electrones en presencia de un campo magnético intenso puede ser acelerada a velocidades relativistas, y emitirá entonces fotones debido al proceso de Sincrotrón. Estos mismos fotones, emitidos en energías de rayos-X hasta radio, pueden ser dispersados hacia más altas energías por los mismos electrones relativistas. Por lo tanto, las componentes de la distribución de energía bimodal observada en blazares puede ser explicada por estos dos procesos, uno alimentando al otro: La componente a más bajas energías se debería a radiación por Sincrotrón, mientras que la componente a más altas energías se correspondería a radiación por efecto Compton inverso.

En un análisis simplificado, este escenario puede ser suficiente para explicar las diferencias entre fuentes de tipo HBL, IBL y LBL (ver Sec. 1.2.1). Por ejemplo, en la Figura 2.6 mostramos diferentes SEDs observadas y sus ajustes con un modelo SSC, tomadas de Ghisellini et al. (1998), donde se puede apreciar la correspondencia entre el ajuste con un modelo teórico y las observaciones.

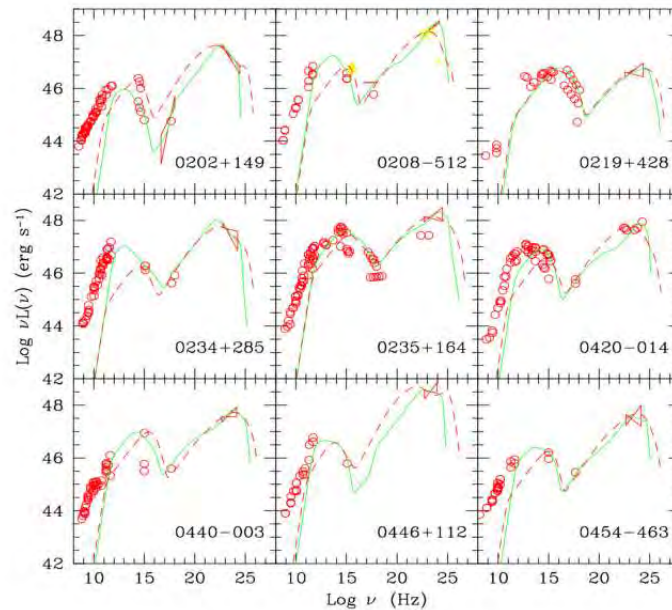


Figura 2.6: SEDs observadas para distintos blazares (puntos rojos). En línea sólida, el ajuste de un modelo SSC. Tomada de Ghisellini et al. (1998).

La componente de Sincrotrón en los LBL generalmente tiene su máximo en  $10^{14}$  Hz, y la componente de Compton inverso en  $10^{25}$  Hz. En los HBL, el máximo de Sincrotrón, en cambio, se encuentra en  $10^{16}$  Hz (Tavecchio et al., 1998; Cerruti et al., 2017). En general,  $10^{15}$  Hz es la frecuencia límite, definida para fuentes de tipo IBL.

Esta clasificación, o *secuencia*, indica que los objetos de tipo HBL deberían tener siempre valores más altos del factor de Doppler  $\delta$ , o campos magnéticos  $B$  más intensos, o cualquier combinación de ambas posibilidades.

Si este comportamiento se debe a un factor  $\delta$  más alto en HBLs que en LBLs, significaría que esta diferencia puede ser explicada solamente por geometría: los HBL deberían estar más alineados con la línea de la visual que los LBL. Sin embargo, este pareciera no ser el caso, dado que los LBL son los objetos bolométricamente más luminosos de las dos clases (Sambruna et al., 1996).

Por lo tanto, se cree que el campo magnético debe jugar un rol fundamental en la física de estos objetos: la tasa de acreción de masa y el spin del agujero negro central podrían llevar el campo magnético de unos pocos mG hasta algunos G, dependiendo del modelo utilizado (Sikora et al., 1997). Discutiremos brevemente esto en la siguiente Sección.

### 2.4.2. Componentes externas

El modelo SSC es lo suficientemente consistente para explicar la emisión completa en todo el espectro electromagnético de los objetos BL Lac, particularmente en el caso de los HBL. Sin embargo, en el caso de los LBL, se ha mostrado que los parámetros intrínsecos necesarios para ajustar el modelo a las observaciones tienden a ser extremos. Por ejemplo, en el caso de BL Lac mismo, un modelo SSC necesitaría  $\gamma > 100$  y  $B < 10^{-4}$  G (Böttcher & Dermer, 2002).

Esta es la razón por la cual se han propuesto teorías alternativas para explicar el mismo fenómeno sin la necesidad de parámetros intrínsecos extremos. En particular, se propone que podría existir una componente extra de fotones de baja energía alimentando al proceso de Compton inverso, fotones que no emanarían del proceso de Sincrotrón mismo (de aquí el nombre *external*). Nuevamente, para el caso de BL Lac y también en otros varios LBL, se han detectado líneas espectrales de emisión anchas durante fases de baja actividad nuclear, lo que significa que hay material difuso rodeando el área cuya emisión no es despreciable. Este material puede emitir fotones de baja energía similares a los emitidos por el proceso de Sincrotrón, que pueden a su vez alimentar aún más la emisión total por Compton inverso (Madejski et al., 1999).

Una distinción clara entre un modelo “puro” de SSC y un escenario con la presencia de una componente Compton externa puede definirse mediante el proceso de Blandford-Znajek (BZ, Blandford & Znajek, 1977a; Cavaliere & D’Elia, 2002). Si un agujero negro supermasivo y rotante está acretando un disco de materia mínimo, *vestigial*, pero suficiente para formar un campo magnético polar, entonces este campo magnético puede interactuar con el agujero negro extrayéndole momento angular. La energía total extraída del agujero negro puede ser suficiente para motorizar el proceso SSC. Si este es el caso, entonces no se necesitan fotones extra para explicar la emisión del jet, se define a este caso como el caso “seco” (“dry” Paggi et al., 2009a).

Sin embargo, el proceso BZ impone un límite en las luminosidades observadas (ver, por ejemplo, Ghosh & Abramowicz, 1997; Tchekhovskoy et al., 2009). En general, un exceso por sobre este límite es observado en la componente a más altas energías de los objetos de tipo LBL y BZQ, lo que significa que debe existir un campo externo de fotones siendo dispersados mediante Compton inverso para justificar la energía observada (ver, por ejemplo, Böttcher, 1999; Hartman et al., 2001).

Se han propuesto varias componentes externas posibles para alimentar fotones a la componente de altas energías via Compton inverso. Por ejemplo, el fondo cósmico de microondas (Tavecchio et al., 2000), la radiación térmica de rayos-X del disco de acreción mismo, si éste no es vestigial (Dermer et al., 1992), o la emisión de las líneas de la BLR (Celotti et al., 2007). La contribución de hadrones emitiendo por el proceso Sincrotrón, en particular protones, se ha propuesto como una explicación alternativa para este exceso en altas energías (Reimer, 2012).



## Capítulo **3**

### Selección de la muestra

---

El objetivo principal de esta Tesis es el de realizar un análisis poblacional sobre una muestra *limpia* de BZBs, con la menor contaminación posible, para poder obtener sus propiedades generales en rayos-X. Con esta información, podremos luego realizar un análisis similar en UGSs vistos en rayos-X, valiéndonos de la campaña de seguimiento automático que realiza Swift/XRT sobre los UGSs de *Fermi* (Stroh & Falcone, 2013). Esto permitirá seleccionar candidatos a BZB en la muestra de UGS basándonos en sus características de rayos-X. Finalmente, compararemos estas contrapartes de UGS seleccionadas con rayos-X, con aquellos UGS confirmados como BZBs a través de espectroscopía óptica. De este modo esperamos medir la eficacia de este método para encontrar contrapartes a UGS.

Este Capítulo está organizado como sigue: En la Sección 3.1 describimos los criterios de selección para construir una muestra de BZBs *Fermi*, y en la Sección 3.2 describimos lo mismo para una muestra de UGS *Fermi*. En la Sección 3.3, comentamos los métodos utilizados para seleccionar objetos ópticos candidatos a contrapartes de objetos de rayos- $\gamma$ , de los que obtendremos luego sus espectros ópticos.

#### 3.1. BZBs *Fermi*

El primer paso fue seleccionar una base de datos completa de objetos de tipo BZB. Existen varios catálogos de BZBs en la red (por ejemplo, Véron-Cetty & Véron, 2010; Marchã & Caccianiga, 2013). Sin embargo, dado que lo que define realmente a la clase de objetos BZB es objeto de debate (Giommi et al., 2012), los criterios utilizados para clasificar un objeto dado como BZB no siempre coinciden entre distintos catálogos. La contribución de la galaxia huésped, por ejemplo, es difícil de cuantificar (Marcha et al., 1996; Laurent-Muehleisen et al., 1998), ya que los objetos BZB atraviesan fases de alta y baja actividad por las que sus espectros ópticos cambian abruptamente. El caso más famoso de este fenómeno es el mismo BL Lacertae, cuyo espectro cambió con el tiempo, clasificándolo como un FSRQ (Corbett et al., 1996, 2000).

Para mantener uniformidad, elegimos utilizar como muestra original los objetos listados como BZB en el Roma-BZCat<sup>1</sup> (Massaro et al., 2015a). Dicho catálogo contiene información multifrecuencia de más de 3500 blazares, de todos los tipos.

---

<sup>1</sup><http://www.asdc.asi.it/bzcat/>

En el caso particular de los objetos BZB, se incluyen en el listado solamente aquellos para los cuales una contraparte puntual fue encontrada en los catálogos principales de ondas de radio. Por otra parte, solamente seleccionan BZBs que hayan sido previamente confirmados como tales con espectroscopía óptica: deben mostrar ya sea un espectro azul sin líneas y con forma de ley de potencias, o con líneas débiles y angostas originadas en la galaxia anfitriona. En un modo similar, los FSRQ son listados como *BZQ* (de ahora en más se mantendrá esta nomenclatura).

Para cada objeto listado en el catálogo, el Roma-BZCat reporta las coordenadas J2000 obtenidas con bases de datos de VLBI, de infrarrojo medio o de óptico, la magnitud óptica *R* tomada del catálogo USNO-B1.0<sup>2</sup> (Monet et al., 2003), o la magnitud *r* del SDSS<sup>3</sup> Data Release 10 (Ahn et al., 2014), la densidad de flujo en 1.4 GHz del NVSS<sup>4</sup> (Condon et al., 1998) o del FIRST<sup>5</sup> (White et al., 1997), o en 0.8 GHz del SUMMS<sup>6</sup> (Mauch et al., 2003), o en 4.85 GHz del B6<sup>7</sup> (Gregory et al., 1996) o del PMN<sup>8</sup> (Wright et al., 1994), la densidad de flujo en microondas del satélite PLANCK<sup>9</sup> (Planck Collaboration et al., 2018), el flujo de 0.1-2.4 keV en rayos-X de ROSAT (Boller et al., 2016) o de 0.5-10 keV del Swift/XRT<sup>10</sup> (Evans et al., 2014), el flujo en 15-150 keV del Swift/BAT<sup>11</sup> (Cusumano et al., 2010), y el flujo de rayos- $\gamma$  en 100 MeV a 100 GeV del 1FGL<sup>12</sup> (Abdo et al., 2010b), o del 2FGL<sup>13</sup> (Nolan et al., 2012).

Elegimos solamente los BZB listados en el catálogo 3FGL (Acero et al., 2015). El 3FGL, basado en los primeros cuatro años de la misión *Fermi*, duplicó la cantidad de datos recolectados con respecto a su predecesor, el catálogo 2FGL. Incluye 3033 fuentes detectadas con una significancia por encima del nivel de  $4\sigma$ . De estas fuentes, 1144 son blazares, divididas en 660 BZBs y 448 BZQs. 1010 fuentes, es decir  $\sim 33\%$ , permanecen sin ser identificadas/asociadas: se espera que una gran parte de estas sean del tipo blazar. En particular, la versión nueva del catálogo *Fermi*, el 4FGL (en referato, The Fermi-LAT collab., 2019), confirma que el crecimiento de las asociaciones de tipo BZQ ha sido menor con respecto a versiones anteriores, mientras que el crecimiento de asociaciones de tipo BZB es cada vez mayor en cada nueva versión del catálogo.

Asimismo, hay 568 fuentes en el 3FGL listadas como BCUs: “Blazar candidates of uncertain type”, o *candidatos a blazar de tipo incierto*. Se trata de fuentes radio, infrarrojas o de rayos-X asociadas con objetos *Fermi* en base a procedimientos estadísticos

<sup>2</sup>United States Naval Observatory, <https://www.usno.navy.mil/USNO/astrometry/optical-IR-prod/usno-b1.0>

<sup>3</sup>Sloan Digital Sky Survey, <https://www.sdss.org/>

<sup>4</sup>National Radio Astronomy Observatory Very Large Array Sky Survey, <https://www.cv.nrao.edu/nvss/>

<sup>5</sup>Faint Images of the Radio Sky at Twenty-Centimeters, <http://sundog.stsci.edu/index.html>

<sup>6</sup>Sydney University Molonglo Sky Survey, <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/radio-catalog/sumss.html>

<sup>7</sup>Green Bank 6-cm Radio Source Catalog, <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/gb6.html>

<sup>8</sup>Parkes-MIT-NRAO Survey, <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/pmn.html>

<sup>9</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/planck>

<sup>10</sup>Neil Gehrels Swift Observatory X-ray Telescope, <https://swift.gsfc.nasa.gov/>

<sup>11</sup>Neil Gehrels Swift Burst Alert Monitor, <https://swift.gsfc.nasa.gov/>

<sup>12</sup>Fermi Large Area Telescope 1-year Point Source Catalog, [https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/1yr\\_catalog/](https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/1yr_catalog/)

<sup>13</sup>Fermi Large Area Telescope 2-year Point Source Catalog, [https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/2yr\\_catalog/](https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/2yr_catalog/)

desarrollados en los catálogos *Fermi* (Ackermann et al., 2015). En general, si existe una coincidencia posicional entre una detección *Fermi* y una fuente con una SED de doble pico, o con espectro plano en ondas de radio, entonces la fuente es clasificada como BCU.

También requerimos que nuestra muestra de BZBs del 3FGL sea parte del Tercer Catálogo de AGNs detectados por el *Fermi*-LAT (*Third Catalog of Active Galactic Nuclei*, o 3LAC Ackermann et al., 2015). El 3LAC lista una submuestra del 3FGL que incluye solamente AGNs por fuera del plano galáctico (es decir, con  $|b| > 10^\circ$ ). Los BZBs del 3FGL listados en el 3LAC suman 580 fuentes, de los 1151 BZBs listados en el BZCat. Solamente fueron incluidas las fuentes que fueron observadas por Swift/XRT en modo de conteo de fotones, o *photon counting* (PC), y que espacialmente se encontraban dentro de una región circular de 6 arcominutos de radio, centrada en la posición de rayos- $\gamma$  de los BZB *Fermi*. Finalmente, se eligieron solamente aquellas para las cuales el tiempo de exposición *total* (sumado) era de 1 a 20 kilosegundos. Esto llevó a una muestra final de 351 BZBs. Se eligió un radio de 6 arcominutos dado que se corresponde con la incerteza posicional promedio de todos los objetos listados en el 3FGL (Acero et al., 2015). La mayoría de los campos observados tienen un tiempo de exposición total de 5 kilosegundos, siendo 6.7 kilosegundos el promedio de la muestra. Este corte en el tiempo de exposición se debe a que la campaña de seguimiento de objetos de tipo UGS realizada por Swift/XRT se realiza con un tiempo de exposición nominal de 5 kilosegundos (Stroh & Falcone, 2013).

En particular, hay 14 BZBs para los cuales no se han encontrado contrapartes XRT. Todos estos objetos fueron observados por un tiempo de exposición total menor a 2.4 kilosegundos, con la excepción de 5BZBJ1458+3720 (5.3 ks) y 5BZBJ0434-2342 (6.8 ks). El primero no muestra ninguna detección en el campo de observaciones sumadas del XRT, mientras que el último muestra dos objetos de rayos-X a una distancia mayor de 6 arcominutos de la posición del BZB. En este caso, existe una detección marginal, con señal/ruido de 2.8, coincidente con la posición del BZB. El catálogo 1SXPS (Evans et al., 2014) también muestra una fuente con señal/ruido de 1.9. De todos modos, y dado que impusimos como criterio contar como detectadas las fuentes que presentaran señal/ruido mayor que 3, estos casos fueron descartados. La falta de contrapartes de rayos-X para estos 14 casos es entonces principalmente debida a la señal/ruido requerida o al bajo tiempo de exposición total. En la Figura 3.1 mostramos la distribución de los tiempos de exposición totales de la muestra final, separados en BZBs con o sin contraparte de rayos-X (ver Sec. 3.2).

Un total de 1362 fuentes de rayos-X fueron detectadas dentro de las regiones definidas para los restantes 337 BZBs. Entre ellas, encontramos las fuentes correspondientes a la posición exacta de los BZBs, siendo el resto fuentes “de fondo” o “de frente” proyectadas sobre el mismo campo. Definimos coincidencia posicional cuando el centroide de la posición XRT yace a menos de 5.5 arcosegundos de la posición listada en BZCat para la fuente BZB correspondiente. Este radio se determinó en base a la incerteza posicional promedio del catálogo 1SXPS, que es de 5.5 arcosegundos con una desviación estándar de 1.0 arcseconds.

Los siguientes cortes fueron realizados *a posteriori* para limpiar la muestra:

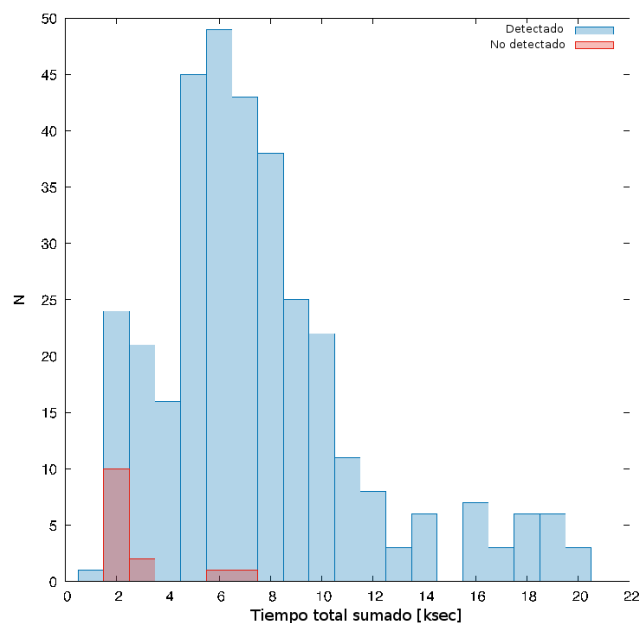


Figura 3.1: Histograma del tiempo de exposición total de cada campo hecho con observaciones del XRT sumadas para las 351 fuentes BZBs de Fermi. En azul marcamos las observaciones para las cuales se encuentra al menos una fuente con señal/ruido mayor que 3, y en rojo aquellas para las que no se encuentran detecciones dentro de la región circular de radio 6 arcominutos.

1. Se descartaron detecciones espúreas que a primera vista correspondían con artefactos y/o columnas o píxeles malos.
2. Cuando muchos objetos se acumulaban en grupo, volviendo dudosa la detección de los más débiles, incluimos solamente la fuente con mayor señal/ruido.
3. Descartamos todas las fuentes que eran claramente extendidas con respecto al 90 % de la PSF de XRT (23 arcsegundos, [Moretti et al., 2004](#)).
4. Todos los objetos que no coincidían con la posición BZB (es decir, por fuera de los 5.5 arcosegundos) y mostraban conteos de fotones negativos en alguna de las dos bandas utilizadas (definidas en la Sec. 3.3) debido a mala extracción del cielo, fueron descartados.
5. 5BZBJ1104+3812 (Mrk 421) fue descartada dado que presenta severa saturación (*pile up*).
6. Descartamos dos BZBs que se encontraban dentro del mismo campo, y dentro del área de incerteza posicional del mismo objeto *Fermi*. Se trata de 3FGLJ0323.6-0109 (asociado a 5BZBJ0323-0111 y 5BZBJ0323-0108), para evitar una posible confusión en rayos- $\gamma$ .

También cruzamos las posiciones de rayos-X con el catálogo AllWISE, utilizando un radio de búsqueda de 3.3 arcosegundos, como se recomienda en [D'Abrusco et al. \(2013\)](#). Todas las contrapartes de infrarrojo medio fueron correctamente asociadas a las detecciones XRT con dos excepciones: 5BZBJ0335-4459 (a 3.8 arcosegundos) y 5BZBJ2131-2515

(at 3.5 arcosegundos). De todos modos fueron tomadas en cuenta, dado que son el objeto WISE más próximo.

Finalmente, de los 351 BZBs *Fermi* observados por Swift/XRT de 1 a 20 kilosegundos, 337 fueron detectados. Tres BZBs fueron descartados por saturación o confusión de fuentes. Por lo tanto, obtuvimos una muestra limpia de 334 BZBs con contrapartes en rayos-X e infrarrojo medio, y una muestra limpia de 675 objetos de rayos-X de fondo o de frente ubicados a una distancia de menos de 6 arcominutos de la posición de rayos- $\gamma$

### 3.2. UGS *Fermi*

Como se mencionó en el Capítulo 1, existen más de 1000 detecciones en el catálogo 3FGL que restan sin identificar. Esto representa  $\sim 30\%$  de todas las fuentes de rayos- $\gamma$  detectadas por *Fermi*-LAT. Se espera que estas fuentes sigan la misma distribución poblacional que se encuentra para las fuentes identificadas, lo que significa que al menos  $\sim 30\%$  de ellas deberían pertenecer a la clase de los blazares. En este sentido, la comparación del comportamiento de rayos-X entre BZBs conocidos y UGS puede ser útil para proponer nuevos candidatos a blazares entre estos últimos.

Decidimos analizar los datos disponibles de Swift/XRT para todos los UGS listados en el catálogo 3FGL. Esto significa que nuestra muestra inicial consiste de 1009 fuentes. Dicha muestra fue luego filtrada por criterios similares a los utilizados en el caso de los BZB. Elegimos observaciones de Swift/XRT realizadas en modo de conteo de fotones, que estuvieran al menos parcialmente contenidas dentro de una región circular de radio de 6 arcmin alrededor del centroide de la posición de rayos- $\gamma$  de los UGS. De este modo obtuvimos una submuestra de 706 campos. Luego, elegimos aquellos campos con tiempos de exposición totales de entre 1 y 10 kseg. Es importante notar que sólo en 37 de los 706 casos el tiempo de exposición total fue mayor que esto, lo que significa que nuestra muestra se redujo a 636 UGS.

Finalmente, descartamos todos los campos correspondientes a UGS que se encontraran dentro del plano galáctico ( $|b| < 10^\circ$ ), de modo de reducir la contaminación por objetos galácticos. Nuestra muestra final, entonces, consiste de 327 UGS *Fermi*, con un tiempo de exposición total promedio de 4.2 kseg. En la Figura 3.2 se muestra un diagrama de flujo resumiendo los criterios de selección discutidos en esta sección.

Nuevamente, realizamos una primera corrida de detección sobre las imágenes sumadas con la tarea DET dentro del paquete de tareas XIMAGE<sup>14</sup>. Esta tarea localiza las fuentes en una dada imagen utilizando un método de deslizamiento de celda (*sliding-cell*). De esta manera, pudimos rápidamente descartar campos en los cuales no se encontraron fuentes de rayos-X con señal/ruido mayor a 3. En este caso, la pérdida de objetos UGS en la muestra debido a la falta de contrapartes de rayos-X es notoriamente mayor que en el caso de los BZB: detectamos inicialmente 464 fuentes XRT en 223 campos UGS. Luego procedimos a limpiar la muestra:

1. Las detecciones de rayos-X espúreas a primera vista, debidas a píxeles o colum-

<sup>14</sup>X-ray Image Package, <https://heasarc.nasa.gov/lheasoft/xanadu/ximage/ximage.html>

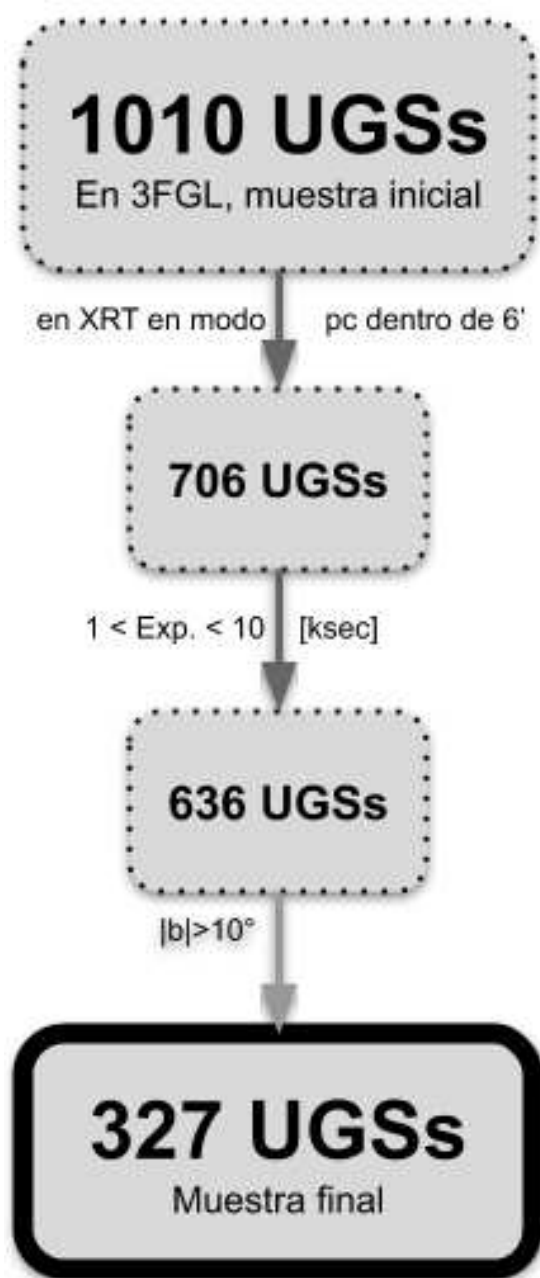


Figura 3.2: Un diagrama de flujo remarcando los pasos realizados en el proceso de selección de la muestra de UGSs.

nas malos fueron descartadas. En particular, esta contaminación fue severa en 9 campos que debieron ser descartados completamente.

2. Cuando varios objetos se agrupaban superponiéndose, haciendo dudosa la detección de los más débiles, se incluyó solamente aquel con mayor señal/ruido.
3. Las fuentes que eran claramente extendidas con respecto a la PSF al 90 % de XRT (23 arcsec, [Moretti et al., 2004](#)) fueron descartadas.

Se obtuvo, entonces, una muestra final de 397 detecciones XRT, en 223 campos de UGS *Fermi*. En la Figura 3.3 mostramos como ejemplo la imagen final sumada del campo

3FGLJ0121.8-3917, para el que encontramos una contraparte de rayos-X dentro del círculo de incerteza posicional correspondiente al UGS.

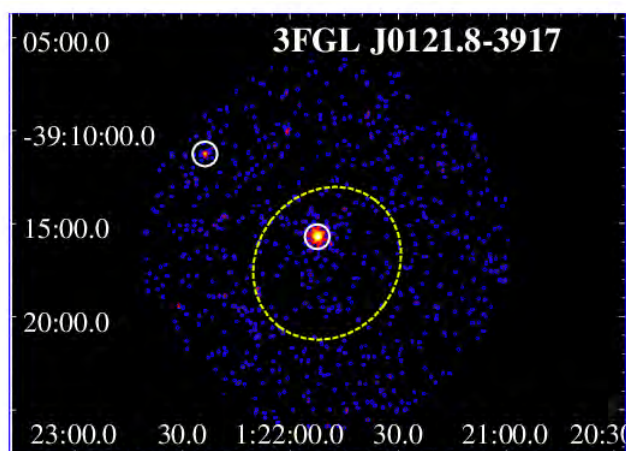


Figura 3.3: Imagen sumada final, en banda completa (0.5-10 keV) del XRT para el campo correspondiente a la fuente UGS Fermi 3FGLJ0121.8-3917. La línea punteada amarilla indica la incerteza posicional del 3FGL, mientras que el círculo blanco muestra las fuentes de XRT detectadas con señal/ruido mayor que 3. Hay solamente una contraparte XRT dentro de la incerteza posicional a 95% de confianza de 3FGLJ0121.8-3917. La imagen fue suavizada con un kernel de Gauss de radio 3.

Finalmente, obtuvimos una muestra de 625 fuentes XRT detectadas con señal/ruido mayor a 3, en 354 campos de UGS. Esto significa que hay al menos una contraparte XRT en el 50% de los campos de UGS Fermi observados por Swift.

En la Figura 3.4 mostramos la distribución del tiempo de exposición total para todos los UGS de nuestra muestra, separados por la presencia o ausencia de detección de contrapartes. Las dos distribuciones se asemejan, con una leve tendencia a mayor tiempo de exposición de la submuestra con presencia de detecciones.

### 3.3. La búsqueda de contrapartes ópticas

La selección de la contraparte óptica apropiada de una dada fuente de rayos- $\gamma$  no es trivial. En general, la incerteza posicional promedio de las fuentes Fermi es de 6 arcmin (Acero et al., 2015), mientras que en longitudes de onda de óptico es menor a  $\sim 0.3$  arcosegundos (ver, por ejemplo, Monet et al., 2003; Monet, 1998).

Además, la mayoría de las fuentes emisoras en el cielo emiten en longitudes de onda del óptico, mientras que solamente algunas pocas lo hacen en rayos- $\gamma$ . Esto significa que una sola detección de Fermi puede ser posicionalmente coincidente con decenas o incluso cientos de fuentes ópticas, haciendo de la asociación de contrapartes un desafío.

Se han desarrollado muchos procedimientos de asociación de contrapartes. En el caso de los blazares, y específicamente en el caso de BZBs, el uso de las conexiones ha sido crucial (ver Sec. 1.2.3). La mayor parte de las contrapartes espúreas a menores energías que coinciden posicionalmente pueden ser descartadas al buscar aquellas que emiten solamente de un modo particular predicho por su comportamiento en rayos- $\gamma$ . Contrapartes de radio pueden ser asociadas a fuentes de rayos- $\gamma$  siguiendo la conexión entre estas dos bandas, lo mismo que sucede con contrapartes de infrarrojo medio según

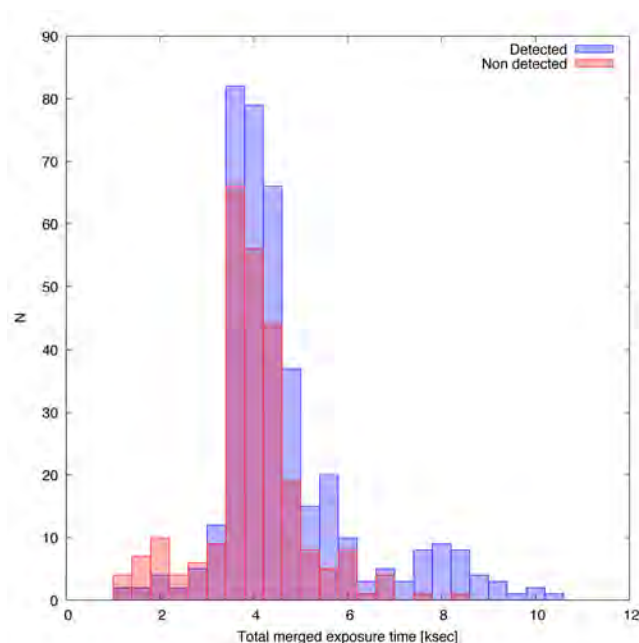


Figura 3.4: Histograma con el tiempo de exposición total para las observaciones finales sumadas de XRT de la muestra de 636 UGS Fermi. En azul se grafican las observaciones para las cuales se encontró al menos una detección con señal/ruído menor que 3, mientras que en rojo las observaciones para las que no se encontraron detecciones.

su clasificación dentro de la WISE Gamma-ray Strip. Como se dijo en la Sec. 1.3, se han usado ampliamente asociaciones de rayos-X también, aunque no exista a la fecha una razón válida y explícita para esperar que los BZBs emisores de rayos- $\gamma$  emitan en rayos-X.

Las muestras observadas fueron seleccionadas por diferentes métodos, dependiendo en la disponibilidad de tiempo de observación y de capacidades instrumentales. En particular, decidimos observar contrapartes ópticas de las siguientes fuentes:

- contrapartes infrarrojas de UGSs, basándonos en sus colores (D’Abrusco et al., 2014),
- candidatas a contrapartes radio de UGSs, basándonos en su espectro plano (Nori et al., 2014),
- contrapartes asociadas con características de blazar, o BCUs (Ackermann et al., 2015),
- contrapartes de rayos-X blandos posicionalmente coincidentes con UGS (Landi et al., 2015).

Todos estos métodos seleccionan contrapartes con posiciones lo suficientemente precisas para ser observadas en longitudes de onda del óptico. En particular, la precisión posicional de infrarrojo y ondas de radio es comparable a la obtenible en el óptico.

Sin embargo, la confusión de fuentes es aún un problema. Las posiciones de rayos-X blandos (por ejemplo de Swift/XRT, en la banda de 0.5-10 keV) es todavía relativamente imprecisa, con una incerteza de  $\sim 6$  arcseconds (Evans et al., 2014). La densidad de los BZB en el cielo (menos de 0.5 blazares/deg<sup>2</sup>, Giommi, 2008) implica que encontrar dos



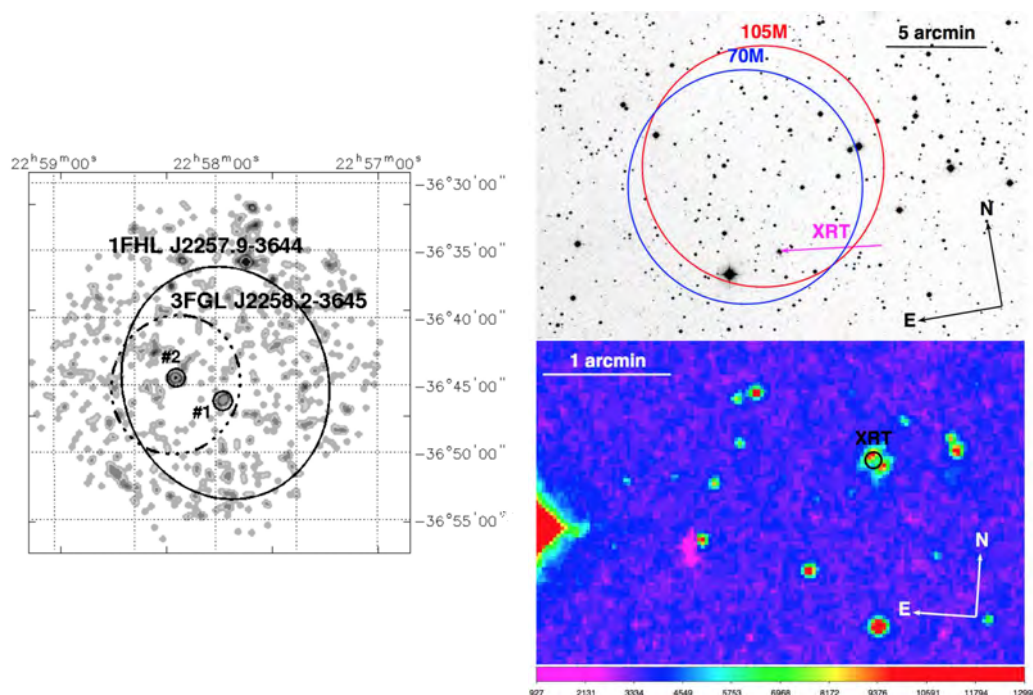


Figura 3.5: Comparación de las distintas incertezas posicionales asociadas a la detección de fuentes de Fermi-LAT, Swift/BAT, Swift/XRT y de telescopios ópticos en tierra. Panel izquierdo: Imagen de Swift/XRT con dos detecciones de Fermi superpuestas, con sus respectivas elipses de incerteza posicional al 90% de confianza. Las fuentes candidatas a contrapartes de Swift/XRT están marcadas como #1 y #2. Figura tomada de Landi et al. (2015). Panel superior derecho: imagen óptica del DSS con dos detecciones diferentes del Swift/BAT marcadas en línea sólida azul y roja, con sus respectivos círculos de incerteza posicional al 90% de confianza. Se indica una fuente candidata a contraparte de Swift/XRT con una flecha magenta. Panel derecho inferior: imagen óptica del DSS con una candidate a contraparte del Swift/XRT indicada con línea sólida negra, junto con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. Las últimas dos figuras fueron tomadas de Marchesini et al. (2019b).

BZBs contiguos pero diferentes dentro de un área de 6 arcosegundos es altamente improbable, aunque no imposible. Además, la selección de cualquier contraparte, en infrarrojo (D'Abrusco et al., 2014), radio (Giroletti et al., 2016) o rayos-X (Paggi et al., 2013) utiliza siempre la incerteza posicional de rayos- $\gamma$  con un nivel de confianza de 90%, lo que significa que una fracción de las contrapartes reales no se encuentran dentro de la elipse posicional definida por Fermi. Finalmente, más de una sola candidata a contraparte óptica puede ser seleccionada para una sola fuente de rayos- $\gamma$ , lo que vuelve más complejo el problema de confirmar cuál es la real.

En la Figura 3.5 mostramos la complejidad de seleccionar la contraparte óptica correcta para una dada fuente de altas energías. La confusión de fuentes puede ocurrir incluso utilizando como punto de partida las posiciones de rayos-X blandos, aunque éstas sean más precisas que las de rayos- $\gamma$ , como se muestra en el panel inferior derecho de la figura. Por lo tanto, la correcta asociación de una contraparte y la determinación de su posición con precisión deben ser realizadas con cuidado. Para más detalles, en el Apéndice A mostramos un trabajo detallado de la asociación y clasificación de fuentes de rayos- $\gamma$  observadas por el satélite Swift/BAT.

Una vez que una pre-muestra fue seleccionada con uno de estos métodos, luego cruza-

mos sus posiciones (generalmente obtenidas de rayos-X o de ondas de radio) con catálogos ópticos, para obtener mejor precisión. En general, utilizamos el catálogo USNO-B1.0, que reporta un radio de incerteza posicional de 0.3 arcsec (Monet et al., 2003). En el caso que la fuente no estuviera listada en el USNO-B1.0, utilizamos entonces el catálogo 2MASS (siglas del inglés *Two Micron All Sky Survey*, Skrutskie et al., 2006), que reporta una incerteza posicional de 0.1 arcsec.

Finalmente, la muestra fue luego reducida según las condiciones de observación: la visibilidad durante las noches de observación que nos fueron otorgadas, así como la magnitud límite del telescopio a usar con la configuración instrumental requerida, y las condiciones climáticas, fueron siempre limitantes de la muestra. En total, observamos 50 fuentes ópticas candidatas a contrapartes de objetos UGS de *Fermi*.

Dada la disponibilidad de tiempo de observación, observamos también 53 fuentes de tipo BCU, para confirmar sin ambigüedades su naturaleza de tipo blazar y a qué clase de blazar corresponden. Esto incrementará el número de asociaciones en los próximos catálogos FGL, lo que a su vez mejorará la estadística en futuros análisis poblacionales.

Como producto secundario, e ineludible, de las campañas de seguimiento en el óptico, asociamos además varias contrapartes a objetos de rayos- $\gamma$  que no son blazares. Estos resultados se muestran en el Apéndice A.

## Capítulo 4

# Análisis de Datos

---

**E**n esta sección se describen los principales telescopios, instrumentos y relevamientos utilizados en el análisis multifrecuencia. En particular, se hace hincapié en los datos de rayos- $\gamma$ , rayos-X, óptico e infrarrojo medio, que son las bandas más importantes que utilizamos para estudiar el comportamiento de los BZB y UGS Fermi. Además, se detalla el proceso de reducción de datos usado en cada caso.

En la Sección 4.1 describimos los principales observatorios, tanto en tierra como en órbita, utilizados en el presente análisis. En la Sección 4.2 resumimos los procesos de reducción de datos espectroscópicos ópticos que usamos, y en la Sección 4.3 explicamos el proceso de reducción de datos para los datos de rayos-X de Swift/XRT, y los principales productos obtenidos.

### 4.1. Instrumentos: Visión general

#### 4.1.1. *Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)*

WISE<sup>1</sup> fue puesto en órbita en Diciembre de 2009, y operó bajo su plan original por dos años, hasta 2011. Luego fue re-programado para realizar una campaña de seguimiento de objetos cercanos a la Tierra.

Consiste de un telescopio de 40 cm de diámetro con cuatro detectores CCD infrarrojos, de 1000×1000 píxeles cada uno. Los CCDs son enfriados en una cámara especial con hidrógeno líquido. Realizó un relevamiento de todo el cielo en cuatro bandas diferentes, con alta sensibilidad: 3.2, 4.6, 12 y 23  $\mu\text{m}$ , llamadas W1, W2, W3 y W4, respectivamente. En estas bandas tiene una resolución de 6.1, 6.4, 6.5, y 12.0 arcsec, respectivamente. Los productos del relevamiento completo fueron publicados y están disponibles online, en el catálogo AllWISE Point Source Catalog<sup>2</sup>. Dicho catálogo lista 563 millones de objetos detectados con un nivel de confianza de  $5\sigma$ , conteniendo información posicional y fotométrica para todos ellos. La incerteza posicional está por debajo de 1 arcsec para todas las fuentes detectadas.

---

<sup>1</sup>[https://www.nasa.gov/mission\\_pages/WISE/main/index.html](https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/main/index.html)

<sup>2</sup><http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allwise/>

### 4.1.2. Observatorios ópticos en tierra

Para confirmar la naturaleza de una contraparte de bajas energías a una fuente Fermi, es necesario estudiar su espectro óptico. Esto, en general, elimina cualquier duda restante en su identificación/asociación a la fuente de rayos- $\gamma$ , ya que solamente existen pocos tipos de objetos que son capaces de emitir en dichas energías, todos ellos con espectros ópticos típicos bien conocidos. En particular, en el caso de los blazares, el espectro óptico puede no solamente confirmar su naturaleza, pero también identificar si es de tipo BZB o BZQ, y si se detecta una contribución de su galaxia anfitriona y en qué nivel se detecta. Por otro lado, puede generalmente aportar información sobre su corrimiento al rojo y por consiguiente sobre su distancia, un dato importante particularmente en el caso de los BZB, ya que se cuenta con pocos valores de distancia en la literatura a dichos objetos.

Usando espectros de baja resolución es posible analizar la forma general del continuo, y para detectar la presencia y su posición en longitud de onda de líneas de absorción o de emisión, de haber alguna. Una resolución espectral más alta podría ser necesaria para estudiar los perfiles de las líneas y para diferenciar componentes emisoras que se suman para generar la forma general del continuo espectral; pero estos análisis no son de interés para determinar la naturaleza de la fuente y su distancia. Por otro lado, con el uso de resolución espectral baja, se obtiene una señal/ruido más alta en menos tiempo, lo que permite observar fuentes más débiles. También es posible alcanzar un rango espectral mayor, incrementando la posibilidad de encontrar líneas espectrales.

En la Tabla 4.1, se reportan las características principales de cada telescopio e instrumento utilizado para las campañas de seguimiento, identificación/asociación y clasificación de contrapartes ópticas de fuentes Fermi. Los relevamientos online de los que se obtuvieron datos para el análisis son indicados en una sección aparte en la parte inferior de dicha Tabla.

### 4.1.3. Neil Gehrels Swift Observatory: X-ray Telescope

El Observatorio *Neil Gehrels Swift Observatory*<sup>3</sup> (de ahora en más, Swift) fue lanzado en Noviembre 2004. Originalmente, fue desarrollado con el apoyo de varias instituciones científicas de Italia, el Reino Unido, y los Estados Unidos; con la adición luego de contrapartes en Francia, Alemania, Japón y Sudáfrica.

El término “Swift” se refiere a la capacidad de respuesta rápida del observatorio, diseñado para cambiar de objetivo apenas se haya detectado un nuevo evento. Esto permite a los diferentes instrumentos a bordo del satélite realizar observaciones de seguimiento rápido de explosiones de rayos- $\gamma$ . Su nombre completo actual, en reemplazo del original (*Swift Gamma-Ray Burst Mission*), fue elegido en Enero de 2018 en honor al primer investigador principal de la misión, el fallecido Cornelis A. “Neil” Gehrels.

Hay tres instrumentos a bordo del satélite: el *UV/Optical Telescope* (UVOT), el *Burst Alert Telescope* (BAT), y el *X-ray Telescope* (XRT).

UVOT es un telescopio reflector de tipo Ritchey-Chrétien de 30 cm, con un CCD de 2048×2048 píxeles, que opera en la banda de 170 a 650 nanómetros. Tiene un campo de

<sup>3</sup><https://swift.gsfc.nasa.gov/>

Tabla 4.1: Resumen de las características instrumentales de los telescopios ópticos utilizados para las distintas campañas de identificación/asociación y clasificación de UGSs y BCUs. En la columna 1 se reporta el nombre del Observatorio, en la columna 2 el acrónimo utilizado de aquí en más, en la columna 3 su locación, en la columna 4 el diámetro del telescopio, en la columna 5 el espectrógrafo utilizado, y en las columnas 6 y 7 su rango y resolución espectral, en nanómetros. Los valores reportados en las columnas 6 y 7 son promedios, dado que dependen de la configuración instrumental específica de cada noche. Las últimas dos entradas de la Tabla reportan los relevamientos online de los que se obtuvieron espectros ópticos para el mismo propósito.

Observatorio	Acrónimo	Locación	Diám. [m]	Instrumento	Rango [nm]	Res. [nm]
Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir	SPM	Baja California, México	2.1	Boller & Chivens	380-820	0.23
Southern Astrophysical Research Observatory	SOAR	Cerro Pachón, Chile	4.1	Goodman HTS	380-820	0.20
Northern Optical Telescope	NOT	Islas Canarias, España	2.5	ALFOSC	420-970	0.70
Kitt Peak National Observatory	KPNO	Arizona, EE.UU.	4.0	KOSMOS	500-820	0.10
Osservatorio Giandomenico Cassini	OAGC	Loiano, Italia	1.5	BFOSC	340-855	1.35
Observatorio Astrofísico Guillermo Haro	OAGH	Sonora, México	2.1	Boller & Chivens	330-790	1.20
Telescopio Nazionale Galileo	TNG	Islas Canarias, España	3.6	DOLoReS	390-790	1.20
New Technology Telescope	NTT	La Silla, Chile	3.6	EFOSC	400-850	1.70
Sloan Digital Sky Survey	SDSS	New Mexico, EE.UU.	2.5	Several	-	-
6dF Galaxy Survey	6dF	New South Wales, Australia	1.2	SuperCOSMOS I	390-760	2.15

visión de  $17 \text{ arcmin}^2$ , y una sensibilidad a  $3\sigma$  en la banda B de hasta 22.3 magnitudes en 1 ksec de tiempo de exposición. Cuenta con seis filtros, cuyas longitudes de onda centrales van desde el ultravioleta (192 nm) al visible (550 nm). La PSF resultante es de 2.5 arcsec en 350 nm. Además de imágenes, UVOT es capaz de obtener espectros de baja resolución tanto en el ultravioleta como en el óptico, con el uso de dos *grismas* diferentes.

BAT opera en la banda de 15 a 500 keV, pero provee información posicional solamente para datos entre 15 y 150 keV. Dado que fue construido para detectar fotones de altas energías, no es posible utilizar la óptica regular de espejos y lentes (los fotones energéticos atraviesan la mayoría de los materiales, o bien son muy absorbidos). Por esto, el BAT utiliza un sistema de máscara codificada, es decir una serie de varias máscaras construidas con un material absorbente de fotones (plomo), con agujeros que permiten pasar a los fotones, diseñados en un patrón específico. De esta manera, midiendo la combinación de sombras y puntos iluminados, mediante el uso de un algoritmo es posible reconstruir la imagen original.

BAT fue diseñado para apuntar, detectar y analizar rápidamente explosiones de rayos- $\gamma$  y repentinas. Por ello, tiene un gran campo de visión que le permite mantener un panorama general del cielo en todo momento: cubre un total de  $100 \times 60$  grados (o, equivalentemente, 1.4 estereorradianes). Esto cubre los campos de los otros dos instrumentos abordo de Swift (UVOT y XRT), que operan independientemente. De esta manera, cada vez que un evento disparador es detectado, BAT redirecciona a Swift para que apunte a la zona del evento, que será entonces observado por los tres instrumentos. En promedio, BAT detecta 100 explosiones de rayos- $\gamma$  por año.

Cuando no hay disparadores, BAT opera en modo relevamiento, produciendo datos que son luego accesibles online en los catálogos BAT<sup>4</sup> (Baumgartner et al., 2013; Oh et al., 2018). La precisión posicional de BAT es relativamente baja, con un radio de confianza a nivel de 90% de una dada fuente de  $3,7 \pm 1,4 \text{ arcmin}$ , en promedio, como se reporta en Baumgartner et al. (2013).

Sin embargo, dado que todos los instrumentos son utilizados a la vez, es posible mejorar la astrometría mediante el cruce de datos BAT ya sea con datos XRT o con datos UVOT, asumiendo que la fuente emite en las tres bandas. En general, se espera que los datos XRT coincidan en gran medida con los datos BAT, dado que hay muchos más procesos de emisión que emiten en la banda de observación del UVOT que en las bandas usadas por XRT o BAT, y, por lo tanto, cuenta con muchas más fuentes detectadas. Así, con el uso de las posiciones obtenidas con XRT, la incerteza posicional de BAT puede ser reducida a  $\sim 6 \text{ arcsec}$  (Stephen et al., 2010).

Finalmente, XRT opera en la banda de 0.2 a 10 keV, aunque se recomienda trabajar en el rango de energías desde 0.3 o desde 0.5 keV en adelante, donde el área efectiva es uniforme (Tundo et al., 2012). XRT consiste en un telescopio Wolter que enfoca rayos-X en un CCD. Tiene un área efectiva de  $110 \text{ cm}^2$ , un campo de visión de  $23,6 \times 23,6 \text{ arcmin}$ , una resolución (medida como el FWHM de la PSF) de 18 arcsec.

Los telescopios de tipo Wolter están diseñados para enfocar rayos de luz con un ángulo

<sup>4</sup>La última versión del catálogo se encuentra en <https://swift.gsfc.nasa.gov/results/bs105mon/>

Tabla 4.2: Principales características instrumentales de Swift/XRT.

Propiedad	Swift/XRT
Telescopio	JET-X Wolter I
Longitud focal	3.5 m
Área efectiva	110 cm <sup>2</sup> (a 1.5 keV)
PSF del Telescopio	18 arcsec FWHM (a 1.5 keV)
Detector	EEV CCD, 600×600 px
Modos del detector	Imagen, Window Timing, Conteo de fotones
Dimensión del píxel	40×40 μm
Escala del píxel	2.36 arcsec/px
Rango de energía	0.2-10keV
Sensibilidad (fuentes conocidas, 10 ksec)	$4 \times 10^{-14}$ erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>
Sensibilidad (búsqueda a ciegas, 10 ksec)	$1 \times 10^{-13}$ erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>

de incidencia rasante en lugar de normal. Los rayos-X, de incidir con un ángulo normal, interactuarían con toda su energía con el material, lo que los haría atravesar completamente el espejo o ser absorbidos, pero no reflejados. En cambio, con una configuración de tipo Wolter, los rayos-X interactúan con los espejos con ángulo de incidencia rasante, lo que reduce enormemente la energía incidente y por lo tanto permite la reflexión.

XRT puede operar en tres modos diferentes. Cuando opera en modo imagen, realiza exposiciones cortas (de 0.1 a 2.5 segundos), de modo de detectar rápidamente la posición en rayos-X de un objeto detectado en rayos- $\gamma$ . También puede operar en el modo de *windowed timing*, es decir produciendo imágenes unidimensionales con su mejor resolución temporal, de 1.8 milisegundos. Finalmente, puede operar en modo de conteo de fotones, para producir imágenes bidimensionales de 2.5 segundos de resolución temporal (Burrows et al., 2005, y referencias allí citadas). Su incerteza posicional es, en promedio, de  $5,6 \times 1,7$  arcsec.

En la Tabla 4.2 se resumen las principales características instrumentales de Swift/XRT.

#### 4.1.4. Fermi Gamma-ray Space Telescope: Large Area Telescope

El *Fermi Gamma-ray Space Telescope*, o *Fermi*, fue lanzado en 2008 como el sucesor del anterior *Energetic Gamma Ray Experiment Telescope* (EGRET, Hartman et al., 1992) que había hecho el primer relevamiento completo del cielo en la banda de los 30 MeV a los 30 GeV. *Fermi* opera en cambio en el rango de energías de 10 keV a 300 GeV.

En particular, hay dos instrumentos a bordo del satélite *Fermi*. El instrumento principal a bordo es el Large Area Telescope (LAT, Latronico et al., 2007). Representa una mejora significativa en todas las características instrumentales en comparación con el EGRET. En la Tabla 4.3 se incluye un resumen de las propiedades tanto de *Fermi* como de EGRET.

El mecanismo utilizado para detectar fotones de rayos- $\gamma$  en una banda tan energética como la de los GeV no es directamente con un CCD. El proceso de detección es en cambio similar al utilizado en aceleradores de partículas: los fotones de rayos- $\gamma$  interactúan con núcleos pesados, y producen como resultado un par electrón-positrón. La dirección de

Tabla 4.3: Características instrumentales principales de Fermi-LAT en comparación con su predecesor EGRET.

Propiedad	EGRET	Fermi-LAT
Rango de energías	20 MeV - 30 GeV	20 MeV - 300 GeV
Pico del área efectiva	1500 cm <sup>2</sup>	> 8000 cm <sup>2</sup>
Campo de visión	0.5 sr	2 sr
Resolución angular	5.8°	< 3,5°
Tiempo muerto por evento	100 ms	< 100μs
Sensibilidad para fuentes puntuales	~ 1 × 10 <sup>-7</sup> cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>	< 6 × 10 <sup>-9</sup> cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>

estas partículas cargadas es luego trazada por detectores, y su energía es medida por calorímetros. Finalmente, la dirección original de los fotones incidentes es reconstruida con esta información.

En general, el material utilizado para convertir los fotones en pares de partículas cargadas es un metal pesado, tungsteno en el caso de *Fermi-LAT*. Las láminas de tungsteno se llaman comúnmente *láminas de conversión*. Están protegidas por un escudo plástico anti-coincidencia, o centelleador, que emite luz cuando detecta rayos cósmicos pero es transparente a los fotones de rayos- $\gamma$ . Esto le permite a *Fermi-LAT* distinguir las reacciones producidas por fotones de aquellas producidas por rayos cósmicos. Al final, *Fermi-LAT* define una detección como un evento que cumple con las siguientes tres condiciones:

1. no se detectó ninguna señal en el escudo anti-coincidencia,
2. existe más de una traza comenzando desde el mismo punto, y
3. el calorímetro mide una cascada electromagnética.

En ~8 años de operación, *Fermi* ha detectado 5065 fuentes ([The Fermi-LAT collab., 2019](#)). Varios catálogos han sido publicados con los datos acumulados hasta la fecha desde su lanzamiento: el catálogo de objetos brillantes *Bright Source List*, también llamado OFGL, producido solamente tres meses luego del lanzamiento ([Abdo et al., 2009](#)), y los catálogos de objetos puntuales (*Point Source Catalogs*) de 1, 2 y 4 años, cuyos acrónimos del inglés son 1FGL ([Abdo et al., 2010c](#)), 2FGL ([Nolan et al., 2012](#)), y 3FGL ([Acero et al., 2015](#)), respectivamente. La última versión, el 4FGL, con los datos acumulados en 8 años, puede encontrarse en [arXiv<sup>5</sup>](#) y está actualmente bajo proceso de revisión de pares. El número total de fuentes detectadas ha crecido rápidamente entre catálogos: 205 fuentes fueron listadas en el OFGL, 1451 en el 1FGL, 1873 en el 2FGL, y 3033 en el 3FGL, hasta el número actual de 5065 fuentes listadas en el 4FGL. Sin embargo, es conveniente notar que debido a cambios en los modelos de emisión difusa utilizados para distinguir fuentes del fondo de cielo en rayos- $\gamma$ , y también debido a que las fuentes de rayos- $\gamma$  pueden ser altamente variables, las detecciones listadas en cada catálogo pueden no coincidir al 100% con versiones anteriores.

El monitor de explosiones de rayos- $\gamma$ , *Gamma-ray Burst Monitor*, es el instrumento secundario abordo del satélite *Fermi*. Trabaja en la banda de 8 keV a 30 MeV. Sus objetivos

<sup>5</sup><https://arxiv.org/abs/1902.10045?>



principales son detectar explosiones de rayos- $\gamma$  para calar el telescopio y observarlas rápidamente, así como extender el rango espectral de energía observada a la banda menos energética de los rayos- $\gamma$ . Consiste de dos detectores con un tiempo de respuesta muy rápido, de 0.6 segundos, alta resolución temporal (de  $\sim 5$   $\mu$ segundos), y con un campo de visión grande (de 9.5 estereorradianes). Detecta 250 eventos por año (Meegan et al., 2009).

## 4.2. Datos ópticos espectroscópicos y su reducción

Las observaciones ópticas de todas las fuentes fueron corregidas por bias y normalizadas a la función de respuesta con el uso de flats. Los rayos cósmicos fueron removidos utilizando la tarea L. A. Cosmic de IRAF<sup>6</sup> (van Dokkum, 2001), que provee una identificación robusta. Los espectros de ciencia fueron extraídos, y corregidos por el espectro de cielo. Se aplicaron las calibraciones de longitud de onda con el uso de lámparas de comparación, siempre tomadas inmediatamente antes o después de la obtención de un dato de ciencia, y de flujo con el uso de estrellas estándar espectrofotométricas. Todas las imágenes de calibración de estrellas estándar fueron tomadas la misma noche de observación del objeto de ciencia, o la noche anterior o posterior en el peor de los casos; y siempre con la misma configuración instrumental.

En los casos para los cuales se tomaron más de una exposición por objeto, el espectro final fue combinado, ya sea como promedio o como suma de las imágenes, para incrementar la señal/ruido asegurando una influencia mínima de los rayos cósmicos residuales sobre el resultado final. Todos los espectros finales fueron corregidos por extinción galáctica asumiendo un exceso de color E(B-V) dado por el software de *NASA/IPAC Galactic Dust*<sup>7</sup>, que utiliza mapas de enrojecimiento y extinción galácticos reportados por Schlafly & Finkbeiner (2011). La ley de extinción galáctica utilizada fue la de Cardelli et al. (1989). Los espectros fueron también normalizados para visualizar mejor las líneas espectrales, de haber alguna.

Definimos una identificación de línea cuando existan al menos dos líneas presentes, sean de absorción o de emisión, que pueden ser identificadas con un mismo valor de corrimiento al rojo.

## 4.3. Datos Swift/XRT y su reducción

Adoptamos el mismo procedimiento de reducción de datos Swift/XRT descrito en Massaro et al. (2008a), Massaro et al. (2008b), Paggi et al. (2013), Massaro et al. (2011c) y Massaro et al. (2012d). Reportamos aquí los detalles básicos recalando las diferencias con los procedimientos citados.

Los datos crudos de Swift/XRT fueron descargados y reducidos para generar archivos de eventos limpios con los procedimientos estándar, utilizando la tarea XRTPIPELINE, parte

<sup>6</sup>“Image Reduction and Analysis Facility”: <http://ast.noao.edu/data/software>

<sup>7</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

del *Swift X-Ray Telescope Data Analysis Software* (XRTDAS, Capalbi et al., 2005), y utilizando la base de datos de calibración *High Energy Astrophysics Science Archive Research Center* (CALDB-HEASARC) en su versión x20180710. En particular, con la tarea XSELECT, excluimos intervalos de tiempo para los cuales el conteo de fotones excedía el valor de 40 cuentas por segundo, e intervalos de tiempo para los cuales la temperatura del CCD excedía los  $-50^{\circ}\text{C}$  en regiones localizadas en el borde (D’Elia et al., 2013).

Los archivos de eventos limpios fueron combinados utilizando la tarea XSELECT, mientras que sus mapas de exposición correspondientes fueron combinados utilizando el software XIMAGE. La Figura 4.1 muestra una imagen combinada para el campo XRT asociado a la fuente 5BZB J2005+7752, como un ejemplo del producto final producido por nuestro código.

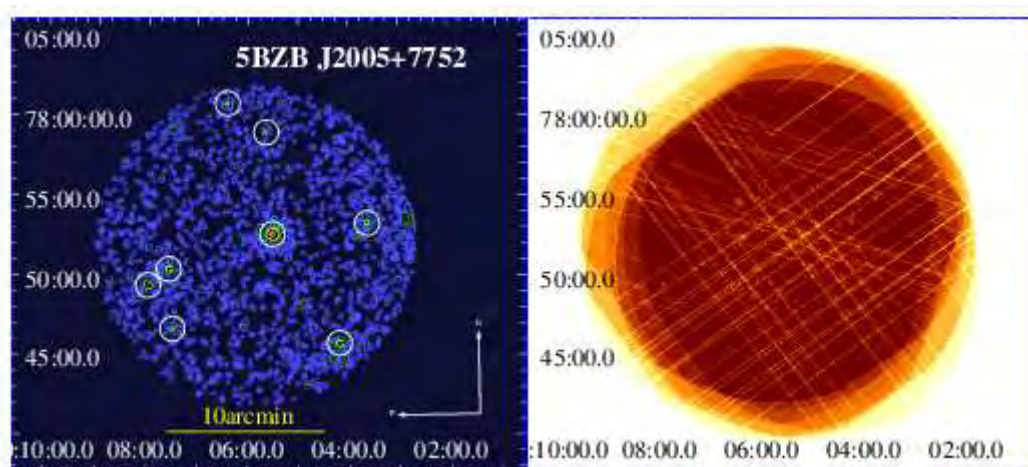


Figura 4.1: Imagen de rayos-X en el rango de energías de 0.5-10 keV, obtenida combinando todas las observaciones de XRT disponibles dentro de un radio de 6 arcmin de la posición de rayos- $\gamma$  de la fuente 5BZB J2005+7752 (panel izquierdo) y su mapa de exposición combinado correspondiente (panel derecho). La fuente brillante en el medio del campo es la contraparte de rayos-X del BZB, marcada con un círculo blanco al igual que el resto de las fuentes de rayos-X de fondo o de frente. Esta imagen de rayos-X se construyó combinando un total de 5 observaciones, por un tiempo total de exposición de 15.9 ks. La imagen fue además suavizada con un kernel Gaussiano de radio de 5 píxeles.

#### 4.3.1. Detección de fuentes y fotometría

Una primera corrida de detección fue realizada sobre los archivos combinados de eventos utilizando el algoritmo DET dentro del software XIMAGE, para obtener las posiciones en píxeles de cada detección presente con señal/ruido mayor a 3.

Luego corrimos la tarea SOSTA disponible dentro del paquete XIMAGE, sobre los píxeles obtenidos con DET. En particular, SOSTA tiene en cuenta el fondo local para cada fuente a la hora de afirmar una detección, logrando entonces una fotometría más precisa que la obtenida con DET. Esto nos permitió obtener cuentas y conteos para cada fuente. Esto fue realizado sobre los archivos de eventos combinados para la banda total de 0.5-10 keV, y también para las bandas blanda o *soft* (0.5-2 keV) y dura o *hard* (2-10 keV). Todas las fuentes detectadas por SOSTA presentan señal/ruido entre 3 y 25.

Comparamos las fuentes de rayos-X resultantes de este procedimiento con aquellas

listadas en el catálogo *Swift-XRT point source catalog* (1SXPS [Evans et al., 2014](#)). Nuestro procedimiento difiere con respecto al de 1SXPS en: (i) el umbral de señal/ruido aplicado para afirmar una detección (1.6), (ii) la cantidad de imágenes combinadas (el 1SXPS incluye observaciones sólo hasta Octubre de 2012) y (iii) la elección de las regiones de fondo (cuyas formas y tamaño dependen de la señal/ruido de la fuente). Sin embargo, encontramos que nuestros resultados están en acuerdo con los del catálogo 1SXPS, dentro de una diferencia de menos de 5%, principalmente debida a las razones descriptas previamente.

Obtuvimos posiciones, cuentas y conteos para todas las fuentes. Luego derivamos el cociente de dureza, o *hardness ratio* ( $HR_X$ ) para cada fuente, y sus flujos en rayos-X en banda total ( $F_X$ ). Los valores de hardness ratio fueron computados como  $(H - S)/(H + S)$ , donde H son las cuentas en la banda *hard* y S las cuentas en la banda *soft*, respectivamente. Verificamos que es indistinto utilizar cuentas o conteos para obtener  $HR_X$ . Los flujos fueron obtenidos para cada fuente utilizando el programa PIMMS ([Mukai, 1993](#)), asumiendo una ley de potencias con un índice de fotones de 2.0 y valores de la densidad columnar de hidrógeno en la Vía Láctea obtenidos del mapa de HI galáctico LAB Survey of Galactic HI ([Kalberla et al., 2005](#)). La elección del índice de fotones afecta la estimación del flujo de rayos-X en un factor despreciable, ya que dicha estimación es sólo ligeramente dependiente del índice de fotones en el caso de los BZB, y puede ser considerada dentro de los errores del flujo de rayos-X mismo (ver, por ejemplo, [Massaro et al., 2010, 2013c, 2015d](#), y referencias allí citadas).

#### 4.3.2. Curvas de luz y espectroscopía

Con las regiones construidas con DET para la fuente y para el cielo durante la primera corrida de detección, procedimos a obtener curvas de luz y espectros para todos los objetos XRT detectados.

Los espectros fueron obtenidos con la tarea XRTPRODUCTS en las imágenes combinadas. Cada espectro se extrajo con el uso de un archivo de región de la fuente, y lo mismo fue hecho para su archivo de región de cielo correspondiente. El código automáticamente excluyó en la extracción cualquier región superpuesta, para evitar confusión en la extracción de espectros de la fuente o del cielo. Los espectros de fuente y de cielo fueron luego asociados uno al otro a través de sus *headers*, y rebineados a un factor de 30 con el uso de la tarea GRPPHA.

El caso de las curvas de luz fue menos directo. La extracción de curvas de luz necesita tener en cuenta el movimiento y la rotación del satélite mientras observa (llamada *attitude*). Sin embargo, dado que las curvas de luz cubrían períodos largos y no contiguos de tiempo, el software de XRT no era capaz de construir un archivo coherente con la posición relativa del satélite a cada momento.

Sin embargo, dado que las curvas de luz pueden ser combinadas fácilmente (ya que son tablas de cuentas de fotones y sus tiempos de llegada), procedimos a obtener curvas de luz por separado para cada observación de cada fuente. Esto incrementó notoriamente el tiempo de cómputo, pero asegura que el resultado es científicamente válido. Al final, para cada fuente XRT dada, obtuvimos una curva de luz por cada observación. Estas

fueron combinadas en una sola curva de luz por fuente con el uso de STILTS<sup>8</sup> (Starlink Tables Infrastructure Library Tool Set Taylor, 2006).

---

<sup>8</sup><http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/stilts/>

### BZBs en rayos-X blandos

---

Para estudiar si realmente existe una conexión entre la emisión de rayos- $\gamma$ , observada por *Fermi*, y la de rayos-X en BZBs, es necesario estudiar primero las características generales en rayos-X de una muestra representativa y uniforme de BZBs *Fermi* conocidos. En este Capítulo, analizamos las contrapartes en rayos-X de una muestra de BZBs observados por *Fermi*, y sus principales características observacionales.

Este Capítulo se organiza como sigue: en la Sección 5.1, discutimos la tasa de detección de contrapartes de rayos-X de BZBs *Fermi*, y la eficacia del método utilizado para detectarlas. Luego analizamos sus propiedades principales de rayos-X en la Sección 5.2, y proponemos una interpretación teórica de las mismas en el contexto del escenario del modelo de sincrotrón-auto Compton. La Sección 5.4 resume nuestros resultados.

#### 5.1. Contrapartes de rayos-X de objetos BL Lac de rayos- $\gamma$

En total, encontramos 1362 objetos dentro de los 351 campos BZB reducidos y analizados.

En la Figura 5.1 mostramos la distribución del tiempo de exposición total de la muestra final de los campos de rayos-X observados por Swift/XRT y combinados, considerando aquellos con al menos una fuente detectada dentro del campo por separado de aquellos donde ninguna fuente fue detectada con señal/ruido mayor a 3. En particular, hay 14 campos de BZB *Fermi* para los cuales no se encontró ninguna contraparte XRT. Estos campos cuentan con tiempos de exposición totales de menos de 2.4 ks, con dos excepciones: 5BZBJ1458+3720 (5.3 ks) y 5BZBJ0434-2342 (6.8 ks). Para el primero no hay detecciones nada dentro del campo de observaciones XRT combinadas, pero dentro del campo del segundo pueden verse dos fuentes detectadas a una distancia mayor de 6 arcmin respecto de la posición del BZB. Existe, sin embargo, una detección marginal (con señal/ruido de 2.8) coincidente con su posición, que está presente también en el catálogo 1SXPS con una señal/ruido de 1.9. De todos modos, al no pasar el umbral mínimo definido por nosotros de señal/ruido de 3, no fueron considerados en el análisis. Así, la falta de contrapartes de rayos-X de BZBs *Fermi* en 14 campos es adjudicable a la elección del umbral de señal/ruido junto con el bajo tiempo de exposición total, combinado, de las observaciones.

Los siguientes cortes fueron realizados *a posteriori*:

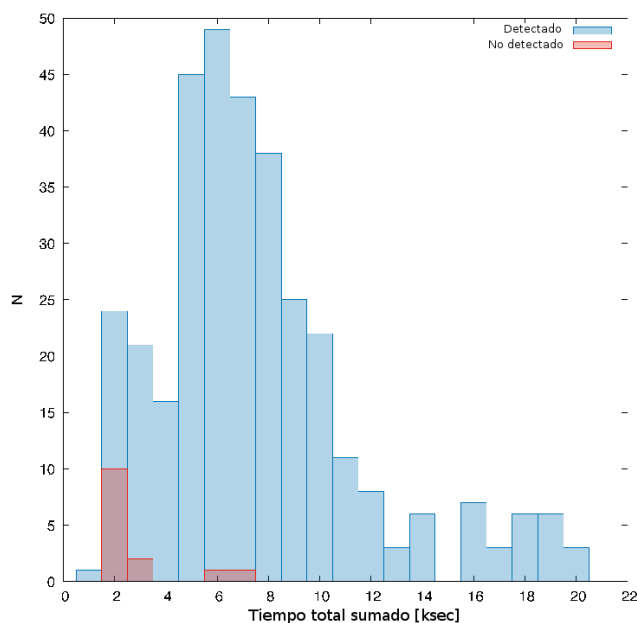


Figura 5.1: La distribución del tiempo de exposición total de Swift/XRT para todos los campos de BZB Fermi seleccionados. El histograma azul indica aquellas imágenes combinadas en las que al menos una contraparte coincidente con el BZB Fermi es detectada con señal/ruido de 3 o más, mientras que en rojo se indica el tiempo de exposición total para aquellas imágenes donde no se encuentran detecciones coincidentes con el BZB correspondiente.

1. Se descartaron detecciones espúreas debidas a artefactos y píxeles o columnas malas.
2. En los casos en los que varias detecciones de rayos-X eran encontradas alrededor de una sola fuente brillante, solo se consideró la que presentaba mayor brillo.
3. Las fuentes que eran claramente extendidas con respecto al 90% de la PSF de XRT (23 arcsec, [Moretti et al., 2004](#)) fueron descartadas.
4. Fuentes que no fueran coincidentes con la posición del BZB (es decir, fuera de un círculo de radio de 5.5 arcsec), o que presentaran un número negativo de fotones en alguna de las bandas (debido a una mala extracción del fondo) no fueron consideradas.
5. 5BZBJ1104+3812 (también llamada Mrk 421) fue descartada debido a la severa contaminación de pile-up que presenta. Por otro lado, es un objeto muy estudiado en todo el espectro electromagnético (ver, por ejemplo, [Brinkmann et al., 2005](#); [Isobe et al., 2010](#); [Banerjee et al., 2019](#); [Hervet et al., 2019](#), y referencias allí citadas).
6. Dos BZBs coincidían, en el mismo campo, dentro de la región de incerteza posicional de una sola fuente *Fermi*, 3FGLJ0323.6-0109. Se trata de los objetos 5BZBJ0323-0111 y 5BZBJ0323-0108. Ambos fueron descartados para evitar una posible confusión de fuentes en rayos- $\gamma$ .

También cruzamos las posiciones de rayos-X con el catálogo AllWISE, con un radio de búsqueda de 3.3 arcsec, según lo indicado por [D'Abrusco et al. \(2013\)](#). Todas las contrapartes de infrarrojo medio fueron correctamente asociadas<sup>1</sup> con las detecciones XRT, con tres excepciones: 5BZBJ0335-4459 (a 3.8 arcsec), 5BZBJ2131-2515 (a 3.5 arcsec), y 5BZBJ2108-6637 (para la que no se encuentra ninguna contraparte). En los primeros dos casos, decidimos incluir las contrapartes de todos modos dado que son la fuente de infrarrojo medio más cercana, y además la única a esa distancia. Por lo tanto, solo en el caso de 5BZBJ2108-6637 no se encontró una contraparte adecuada.

De los 351 BZBs *Fermi* observados por Swift/XRT de 1 a 20 ks, 337 fueron detectados en rayos-X, restando 14 sin detección en esta banda. Asimismo, tres BZBs fueron descartados debido a contaminación por pile-up o confusión de fuentes. De esta manera, construimos entonces una muestra limpia de 334 BZBs con contrapartes en rayos-X e infrarrojo medio, y una muestra residual de 675 objetos de rayos-X de fondo o de frente (*background*) que se encuentran a 6 arcmin de la posición de rayos- $\gamma$ . En la Figura 5.2 resumimos en un diagrama de flujo los pasos de selección de la muestra.

## 5.2. Propiedades en rayos-X de objetos BL Lac de rayos- $\gamma$

Detectamos 337 de los 351 BZBs *Fermi* usando datos de Swift/XRT. Esto significa que el 96 % de las fuentes listadas por *Fermi* poseen una contraparte de rayos-X, cuando son observadas por más de 1 ks. Esto refuerza la existencia de una conexión entre rayos-X y rayos- $\gamma$  en estos objetos, y motiva observaciones de seguimiento en otras longitudes de onda al menos al nivel de flujo en rayos- $\gamma$  de nuestra muestra actual de BZBs.

En la Figura 5.3 mostramos la distribución del flujo de energía de rayos- $\gamma$  en la banda de 100 a MeV a 100 GeV para todos los *Fermi* en nuestra muestra, divididos entre aquellos para los que encontramos una contraparte de rayos-X y aquellos para los que no se encontraron contrapartes de XRT. Graficamos los umbrales de flujo de rayos- $\gamma$  a partir de los cuales encontramos al menos una contraparte de rayos-X para el 100 % ( $F_\gamma = 1,7 \times 10^{-11}$  erg cm<sup>-2</sup> s), 98 % ( $F_\gamma = 7,0 \times 10^{-12}$  erg cm<sup>-2</sup> s) y 96 % ( $F_\gamma = 2,9 \times 10^{-12}$  erg cm<sup>-2</sup> s) de la muestra. Es de esperar que estos umbrales sean útiles para encontrar BZBs nuevos entre los UGS de *Fermi*.

El tiempo de exposición nominal utilizado para los UGS seguidos por XRT en la campaña de seguimiento automático es de 5 ks ([Stroh & Falcone, 2013](#)). A modo de comparación, calculamos cuál sería la fracción de BZBs que sería detectada recalculando sus tiempos de exposición a este valor nominal. Seleccionamos solamente aquellas fuentes para las cuales el tiempo total (combinado) era de más de 5 ks (222 sources), y luego recalculamos su señal/ruido a 5 ks suponiendo una distribución de Poisson de los conteos observados. Confirmamos así que el 98% de nuestra muestra podría ser detectada a 5ks con una señal/ruido mayor o igual a 3.

Clasificamos los objetos en HBL y LBL, según el criterio de [Maselli et al. \(2010\)](#). Los flujos de radio en 1.4 GHz fueron tomados del Roma-BZCat para cada fuente, con la

<sup>1</sup>La contraparte de infrarrojo medio de 5BZBJ1046-2535, si bien fue correctamente asociada, no fue incluida dado que presentaba contaminación por una estrella cercana.

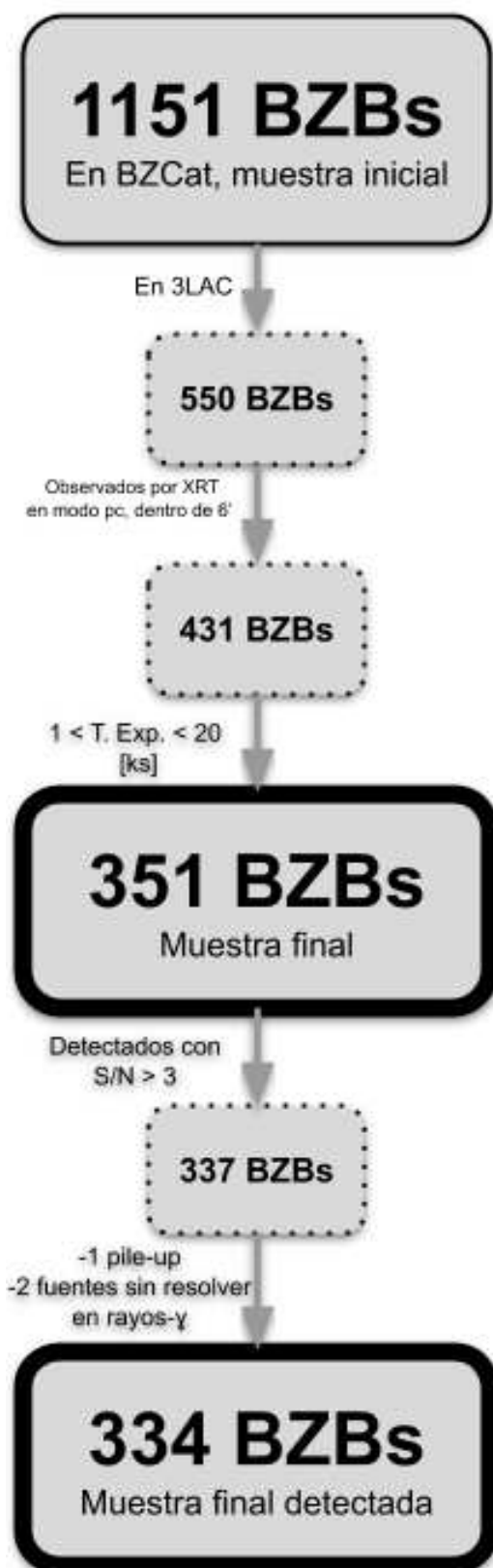
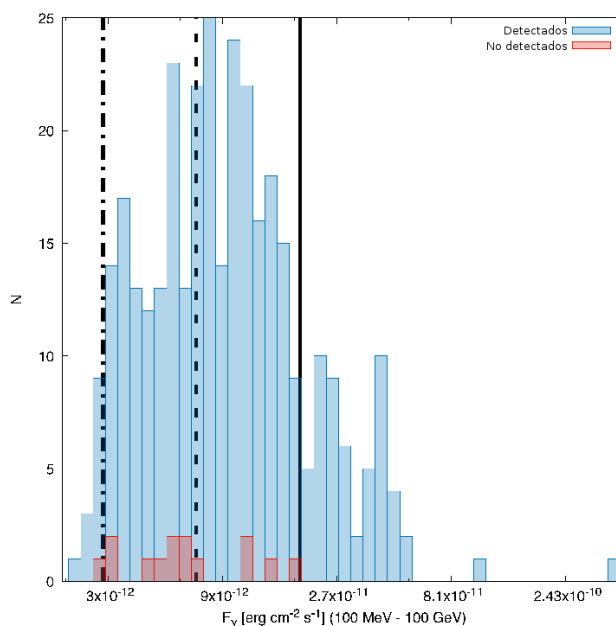


Figura 5.2: Un diagrama de flujo indicando los distintos pasos que se siguieron para construir la muestra final de BZBs.

excepción de 5BZBJ1326-5256 y 5BZBJ1604-4441 para los cuales sólo estaba disponible el flujo en 4.85 GHz. Asumiendo que la forma espectral de los blazares es plana (ver, por





**Figura 5.3:** La distribución de  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV a 100 GeV para todos los 351 BZBs de nuestra muestra. Como en la Figura 5.1, el histograma azul indica aquellos para los que existe al menos una contraparte de rayos-X con señal/ruido mayor o igual a 3, mientras que el rojo indica aquellos sin contraparte de rayos-X. La línea sólida negra indica el umbral de flujo para el cual el 100% de los BZBs seleccionados tiene una contraparte de rayos-X, mientras que las líneas a trazos y a trazos y puntos negras indican el mismo umbral para el 98% y el 96% de la muestra, respectivamente.

ejemplo, Healey et al., 2007; Massaro et al., 2013a,b) en la banda de radio (es decir, que el índice espectral en radio es igual a cero), puede asumirse que los flujos de radio en 1.4 y 4.85 GHz son iguales. Dado que la banda de XRT (0.5-10 keV) difiere de la banda de ROSAT (0.1-2.4 keV) utilizada por Maselli et al. (2010), verificamos qué cambio induciría utilizar la banda completa de XRT ajustada al rango de ROSAT asumiendo una ley de potencias. La clasificación en HBL y LBL resultante permaneció inalterada. Por lo tanto, y por facilidad, utilizamos los flujos de XRT en banda completa. Los resultados de la fotometría para nuestra muestra de BZBs *Fermi* observados por XRT se resumen en la Tabla 5.1. En particular, en dicha Tabla se muestran los cocientes de flujo en banda XRT completa y radio  $F_X/S_{1.4}$ , en lugar del parámetro  $\Phi_{XR}$  definido originalmente por Maselli et al. (2010), de modo que el límite entre clases viene dado por  $F_X/S_{1.4} > 10^{-11}$ .

En total, 175 de las 334 fuentes son HBLs, y las restantes 159 son LBLs. Como era de esperar, los errores en  $HR_X$  y en  $F_X$  para objetos HBL y LBL son menores que para objetos de background, dado que los BZB son un orden de magnitud más brillantes (flujo promedio  $F_X = 3,9 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) que el resto (flujo promedio  $F_X = 2,7 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ). Por otro lado, los HBL y LBL tienen espectros más suaves que los demás objetos, que cubren todo el rango posible de valores de  $HR_X$ . En la Figura 5.4 se muestra  $F_X$  versus  $HR_X$  para todos los objetos detectados. El valor medio de  $HR_X$  es  $HR_X = -0,63 \pm 0,09$  para HBLs y  $HR_X = -0,46 \pm 0,16$  para LBLs.

La Figura 5.5 muestra contornos de densidad para  $F_X$  versus  $HR_X$ , obtenidos por una estimación de densidad Kernel, o KDE (del inglés *Kernel Density Estimation*). Esto

Tabla 5.1: Primeras 10 entradas para los resultados principales de nuestro análisis. En la columna 1 reportamos el nombre de la fuente según el catálogo Roma-BZCat, en las columnas 2 y 3 las cuentas de fotones totales y su error para las bandas soft (0.5-2.0 keV) y hard (2.0-10 keV), en la columna 4 reportamos el flujo en banda total (0.5-10 keV) y su error, en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ; en las columnas 5 a 10 reportamos las magnitudes de infrarrojo medio tomadas del AllWISE y sus errores para cada fuente, y en la columna 11 el cociente de flujo de rayos-X y flujo de radio. Las magnitudes AllWISE W1, W2 y W3 se corresponden con las longitudes de onda  $3.4 \mu\text{m}$ ,  $4.6 \mu\text{m}$ , y  $12 \mu\text{m}$ , respectivamente

Fuente	Soft [cts.]	Hard [cts.]	Flujo [ $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ]	W1 [mag]	$\sigma_{W1}$ [mag]	W2 [mag]	$\sigma_{W2}$ [mag]	W3 [mag]	$\sigma_{W3}$ [mag]	$F_X/S_{1,4}$
5BZBJ0001-0746	$22,3 \pm 5,5$	$11,4 \pm 3,9$	$(2,9 \pm 0,5) \times 10^{-13}$	12.68	0.01	11.76	0.01	9.17	0.04	1.4E-12
5BZBJ0004-1148	$55,7 \pm 8,2$	$13,9 \pm 4,3$	$(4,6 \pm 0,6) \times 10^{-13}$	14.10	0.02	13.12	0.04	10.4	0.1	9.9E-13
5BZBJ0008-2339	$533,7 \pm 26,0$	$122,2 \pm 13,0$	$(5,5 \pm 0,2) \times 10^{-12}$	13.75	0.02	13.29	0.03	11.3	0.2	1.5E-10
5BZBJ0009+0628	$69,6 \pm 10,0$	$23,4 \pm 6,1$	$(5,2 \pm 0,6) \times 10^{-13}$	12.97	0.01	12.04	0.02	9.36	0.04	2.1E-12
5BZBJ0009+5030	$44,6 \pm 7,5$	$9,1 \pm 3,4$	$(3,5 \pm 0,5) \times 10^{-13}$	12.97	0.02	12.44	0.02	10.37	0.08	2.9E-11
5BZBJ0014-5022	$1051,0 \pm 37,0$	$293,4 \pm 19,0$	$(7,6 \pm 0,2) \times 10^{-12}$	14.74	0.03	14.6	0.1	11.9	-	5.9E-10
5BZBJ0019+2021	$15,9 \pm 4,7$	$5,8 \pm 2,8$	$(1,8 \pm 0,5) \times 10^{-13}$	14.44	0.04	13.39	0.06	10.4	0.1	1.8E-13
5BZBJ0019-8152	$91,3 \pm 11,0$	$9,8 \pm 4,0$	$(5,6 \pm 0,6) \times 10^{-13}$	12.209	0.007	11.331	0.007	8.98	0.02	6.8E-12
5BZBJ0021-2550	$35,9 \pm 6,9$	$4,9 \pm 2,8$	$(2,1 \pm 0,3) \times 10^{-13}$	13.38	0.02	12.54	0.02	10.24	0.08	3.0E-12
5BZBJ0022+0608	$67,3 \pm 8,9$	$19,8 \pm 5,2$	$(4,0 \pm 0,5) \times 10^{-13}$	12.92	0.02	11.88	0.01	9.08	0.04	1.2E-12

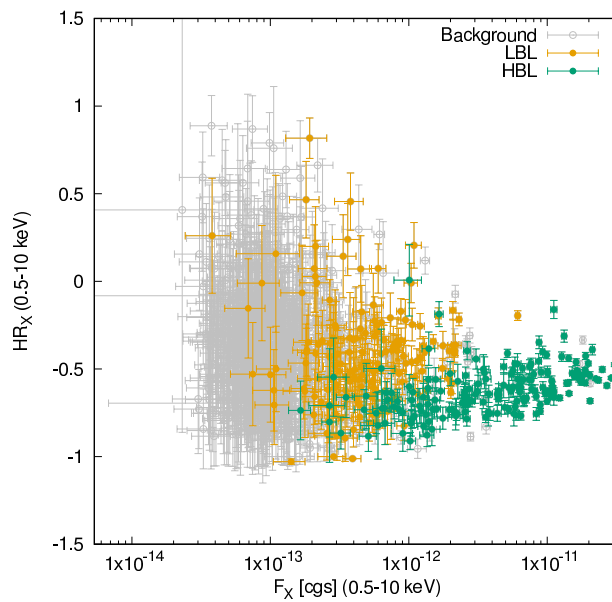


Figura 5.4:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus  $HR_X$  para todos los BZB de la muestra. Los objetos de fondo y de frente, o background, de rayos-X se marcan en gris mientras que los BZB clasificados como HBL se marcan en verde, y los LBL en naranja, respectivamente.

agrega una nueva dimensión al espacio bidimensional, representada en clave de colores e indicando la densidad de probabilidad obtenida para cada submuestra a distintos umbrales: 70%, 80% y 90% de más claro a más oscuro, respectivamente. La distribución de densidad para cada submuestra (background en gris, LBLs en naranja y HBLs en verde) son esencialmente diferentes, aunque existe una sobreposición significativa a nivel de 70%. Considerando solamente el nivel a 90%, las tres poblaciones se encuentran en áreas distintas del espacio bidimensional.

En la Figura 5.6, también mostramos la distribución de la separación angular entre las posiciones de rayos-X y de rayos- $\gamma$  en el mismo campo. Los BZBs detectados en rayos-X se encuentran, en promedio, más cerca de su contraparte de rayos- $\gamma$  que los objetos de background. Esto se confirmó a través de la aplicación de un test de Kolmogorov-Smirnov, que devuelve una probabilidad de coincidencia espúrea,  $p$ , despreciable.

En la Figura 5.7 reportamos  $F_X$  versus el flujo de energía en rayos- $\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV, tomado del catálogo 3FGL (panel superior), y versus la magnitud de infrarrojo medio de AllWISE W3 en  $12 \mu\text{m}$  (panel inferior). Se eligió la magnitud W3 dado que es la menos afectada por objetos galácticos, siendo todavía más sensible que la magnitud W4 en  $22 \mu\text{m}$  (D'Abrusco et al., 2012). No se ve ninguna tendencia clara en ambos gráficos. Esto era de esperar, dado que mientras los rayos- $\gamma$  están dominados por la componente de IC de la SED, y los rayos-X se deben a la emisión sincrotrón en HBLs, estos últimos en LBLs en cambio pueden deberse a una combinación de ambas componentes de la SED (Bondi et al., 2001; Massaro et al., 2008a). No existe una relación clara o notoria entre  $F_X$  y el flujo de energía de rayos- $\gamma$ . Sin embargo, remarcamos que dado que el 96% de los BZBs emisores de rayos- $\gamma$  tienen una contraparte en rayos-X, una conexión existe entre la emisión en BZBs entre estos dos rangos del espectro. Notamos

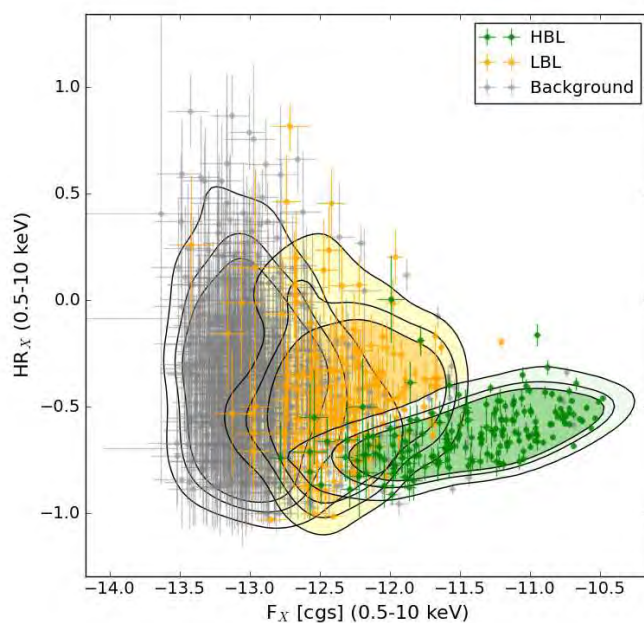


Figura 5.5:  $F_X$  en la banda 0.5-10 keV versus  $HR_X$  para todos los BZB en la muestra seleccionada. Los objetos de fondo son marcados en gris, mientras que los HBL son marcados en verde y los LBL en naranja. Las áreas a color representan densidad de probabilidad de 70 %, 80 % y 90 %, de más claro a más oscuro, respectivamente y según lo estimado por el análisis KDE de cada submuestra.

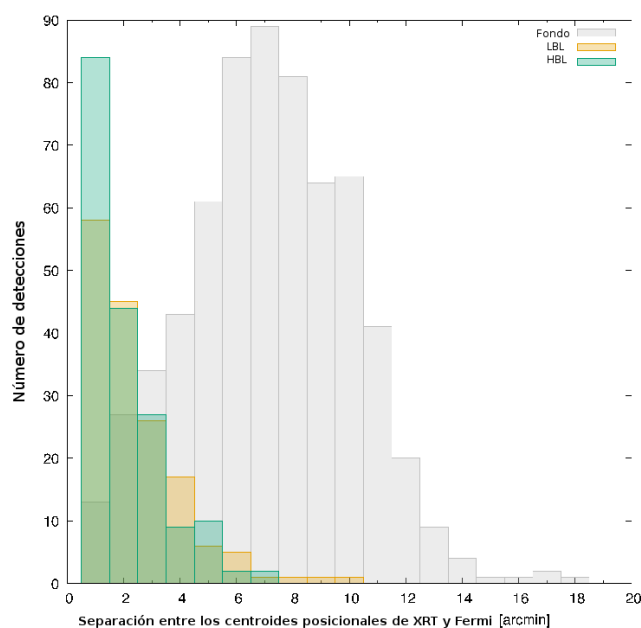


Figura 5.6: Separación angular entre las posiciones de rayos-X y de rayos- $\gamma$  para todos los BZB, en arcmin. Como en la Figura 5.4, los HBLs y LBLs están marcados en verde y naranja, respectivamente; mientras que los objetos de fondo se muestran en gris.

que los HBLs son en promedio un orden de magnitud más brillantes que los LBLs. El  $F_X$  medio es de  $(4,5 \pm 3,3) \times 10^{-12}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  para HBLs y de  $(4,5 \pm 1,9) \times 10^{-13}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  para LBLs. Por otro lado, los LBLs son en promedio 0.6 magnitudes más brillantes en infrarrojo medio que los HBLs.

La distinción entre los HBL y los LBL se vuelve más clara al comparar sus formas

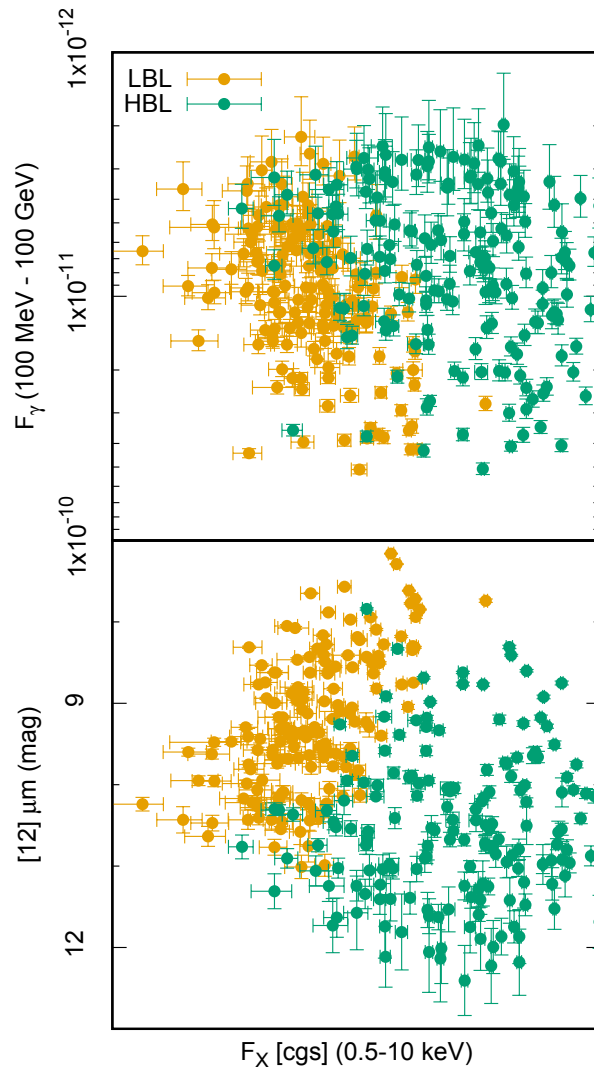
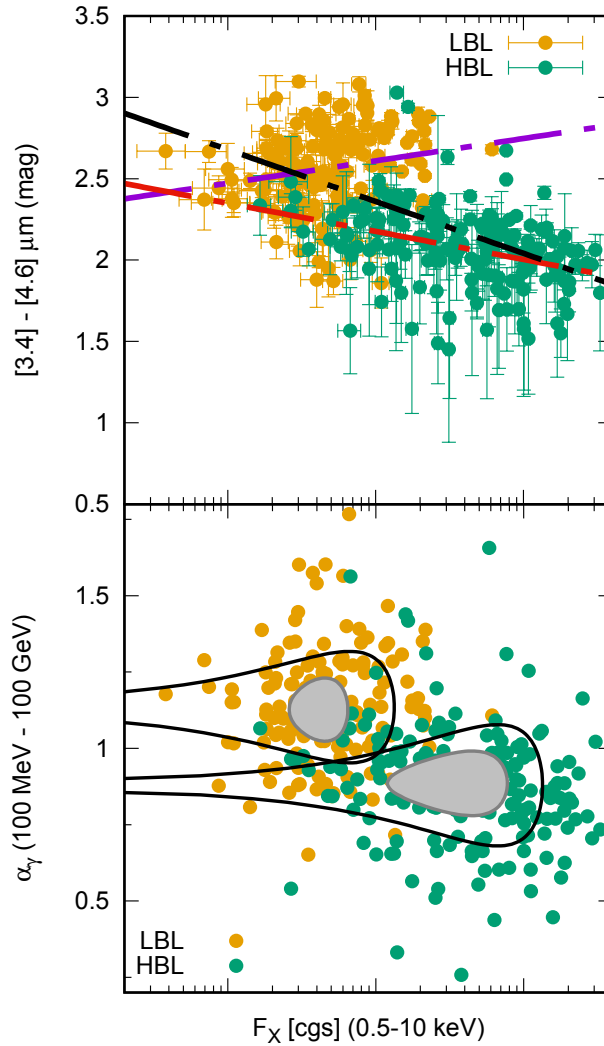


Figura 5.7: Panel superior:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV, tomado del 3FGL. Panel inferior:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus la magnitud de AllWISE en  $12\mu\text{m}$  para todos los BZB. Los objetos BL Lac clasificados como HBL y LBL se muestran en verde y en naranja, respectivamente.

espectrales en rayos-X, en rayos- $\gamma$  y en infrarrojo medio. En la Figura 5.8, mostramos  $F_X$  versus el índice de color en infrarrojo medio computado con las magnitudes de AllWISE en  $4.6\mu\text{m}$  y  $12\mu\text{m}$  (panel superior), y versus el índice espectral de rayos- $\gamma$  tomado del catálogo 3FGL (panel inferior). Se puede ver que los HBL son más brillantes en rayos-X y más duros en rayos- $\gamma$  que los LBL (Ghisellini et al., 2010, 2017). En el panel inferior de la Figura 5.8 mostramos también la media y la mediana de estos parámetros para ambas muestras, junto con su desviación estándar y su desviación absoluta media, para remarcar la distinción clara entre ambas subclases de objetos. Aunque no pudimos establecer una conexión evidente entre los flujos o las formas espectrales de los BZB entre las bandas de rayos-X y de rayos- $\gamma$ , demostramos que sí existe una conexión entre la emisión en estas dos bandas dada por la alta tasa de detección de los BZB *Fermi* observados por



**Figura 5.8:** Panel superior:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus el índice de color  $[4.6]-[12] \mu\text{m}$  de infrarrojo medio. Los BZB de la muestra se muestran en verde para HBL, y en naranja para LBL, respectivamente. Las líneas punteadas muestran el resultado de una regresión lineal para LBL (en violeta), HBL (en rojo) y para toda la muestra (en negro). Panel inferior:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus el índice espectral de rayos- $\gamma$ ,  $\alpha_\gamma$ , tomado del catálogo 3FGL. Las líneas sólidas negras marcan el área delimitada por la desviación estándar alrededor de la media, mientras que las líneas grises marcan el área delimitada por la desviación absoluta media, centrada en la mediana.

Swift/XRT. Esto difiere de lo que se ha encontrado entre la emisión de rayos- $\gamma$ , de radio y de infrarrojo medio para esta clase de AGN, pero es crucial para motivar las campañas actuales y a futuro de búsqueda de blazares nuevos entre los UGS, en particular observaciones espectroscópicas de objetos de rayos-X que se encuentran en la incerteza posicional de objetos *Fermi* desconocidos.

La distinción previa mejora notablemente cuando se utiliza el color de infrarrojo medio, como en el panel superior de la Figura 5.8, sobretodo dado que marca mejor la diferencia en la componente sincrotrón de objetos HBL y LBL. De hecho, encontramos una correlación entre  $F_X$  y el índice de color AllWISE  $[4.6]-[12] \mu\text{m}$ , con una pendiente de  $\sim -0.32$  y  $p < 1 \times 10^{-7}$ , para toda la muestra de BZBs, como el contorno negro en la Figura 5.8. Esto

se debe a que la componente de sincrotrón se desplaza hacia más altas energías, dado que los rayos-X y el infrarrojo medio trazan las dos pendientes diferentes del pico. La tendencia es aún más clara en objetos HBL que en objetos LBL, dado que la componente de Compton inverso puede estar contribuyendo a la emisión de la última subclase. El valor de  $p$  de cada correlación por separado es de  $p \sim 3,7 \times 10^{-7}$  para HBLs (en rojo) y  $p \sim 0,019$  para LBLs (en violeta), respectivamente, indicando que la segunda no es estadísticamente significativa. En todas las investigaciones previas que combinaran datos de AllWISE y de rayos-X (ver, por ejemplo, [Maselli et al., 2013](#)), la falta de una muestra de datos uniforme no permitió comparar el comportamiento de objetos HBL con el de los objetos LBL, como se ha hecho aquí.

En la Figura 5.9, mostramos  $HR_X$  versus el color de infrarrojo medio (panel superior), y versus el índice espectral de rayos- $\gamma$  (panel inferior), respectivamente. Notamos que los HBL tienden a cubrir un rango pequeño de valores de *hardness ratio* en rayos-X, con espectros más blandos que los LBL. El valor medio de  $HR_X$  es de  $-0,63 \pm 0,09$  para los HBL y de  $-0,46 \pm 0,16$  para los LBL. El contrario es válido para el índice espectral de rayos- $\gamma$  con el color de infrarrojo medio, donde los HBL muestran un rango más amplio de valores posibles que los LBL.

Finalmente, para 77 de los BZB se encontró una estimación del corrimiento al rojo, disponible en el catálogo Roma-BZCat, lo que nos permitió computar sus distancias de luminosidad y sus luminosidades en rayos-X ( $L_X$ ), como se muestra en la Figura 5.10. Los HBL tienden a ser más luminosos que los LBL en la banda de rayos-X. Esto se puede deber a su diferencia en corrimientos al rojo, siendo en promedio de 0.283 para los HBL y de 0.443 para los LBL. Sin embargo, notamos que sus correspondientes luminosidades de rayos- $\gamma$  ( $L_\gamma$ ) son de hecho similares.

### 5.3. Interpretación teórica

La conexión teórica entre los procesos de sincrotrón y de Compton inverso en el escenario de SSC ya fue ampliamente estudiada (ver, por ejemplo [Dermer, 1995](#); [Massaro et al., 2006](#); [Tramacere et al., 2011](#), y referencias allí citadas). Sin embargo, las posibles conexiones observables entre la emisión de rayos-X y de rayos- $\gamma$  en los BZB no ha sido todavía analizada, ciertamente no al nivel de una muestra estadística como la definida en este trabajo.

Como se dijo previamente, encontramos en este trabajo que los HBL tienden a ser más brillantes y a cubrir un rango más amplio de flujos, en rayos-X, que los LBL. Por otro lado, los LBL tienden a cubrir un rango más amplio de  $HR_X$ , siendo en general más duros que los HBL. Estos resultados sugieren que, en promedio, los HBL no cambian significativamente su forma espectral de rayos-X pero sí su energía total emitida, mientras que el contrario sería válido para los LBL.

Según el escenario SSC, se puede interpretar esto como sigue. Para los LBL, una disminución de la emisión de sincrotrón en rayos-X puede ser balanceada por un incremento en la componente de Compton Inverso. Esto implica que existe cierto balance en el flujo total emitido  $F_X$ , a costa de un cambio notable en la forma espectral (es decir, en

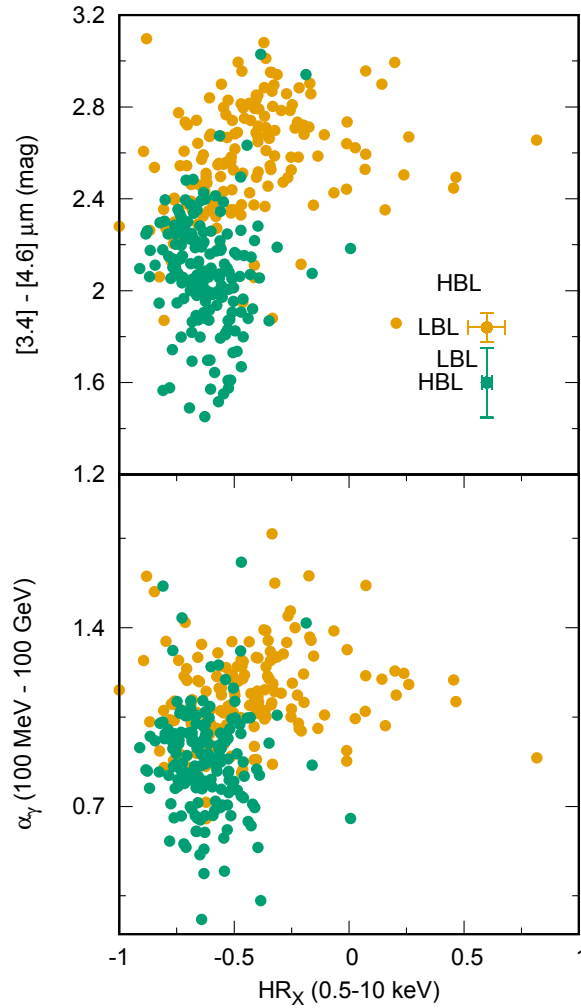


Figura 5.9: Comparación de la forma espectral de todos los BZB en nuestra muestra. Los LBL se muestran en naranja mientras que los HBL se muestran en verde. Panel superior:  $HR_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus el índice de color de infrarrojo medio [4.6]-[12]  $\mu\text{m}$ . Panel inferior:  $HR_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus  $\alpha_\gamma$ . En ambos paneles, se muestra la incerteza media de los parámetros en la esquina superior derecha.

el *hardness ratio*). Por el contrario, el hecho que los HBL muestren un rango de valores de  $HR_X$  acotado implica que la posición del pico de sincrotrón se mantiene constante en promedio, por lo que en rayos-X sólo estaríamos observando la cola a más altas energías de su componente de sincrotrón.

Esperamos que el comportamiento de los HBL en rayos-X sea consistente con el escenario propuesto por [Massaro et al. \(2011b\)](#), basado en el mecanismo de aceleración propuesto por [Cavaliere & Morrison \(1980\)](#). De esta manera, asumiendo que el factor de magnificación relativista en los jets de objetos HBL y el número total de partículas emisoras no varía significativamente, siguiendo a [Paggi et al. \(2009b\)](#), se tiene que la frecuencia del pico de sincrotrón crece como  $\nu_s \propto \gamma_{3p}^2 B$ , donde  $B$  es el campo magnético medio en la región de emisión y  $\gamma_{3p}$  el pico de  $\gamma n(\gamma)$ , con  $n(\gamma)$  la distribución de energía de las partículas ([Tramacere et al., 2007, 2011](#)).

En el caso de los HBL,  $\nu_s$  permanece constante en promedio, lo que implica que



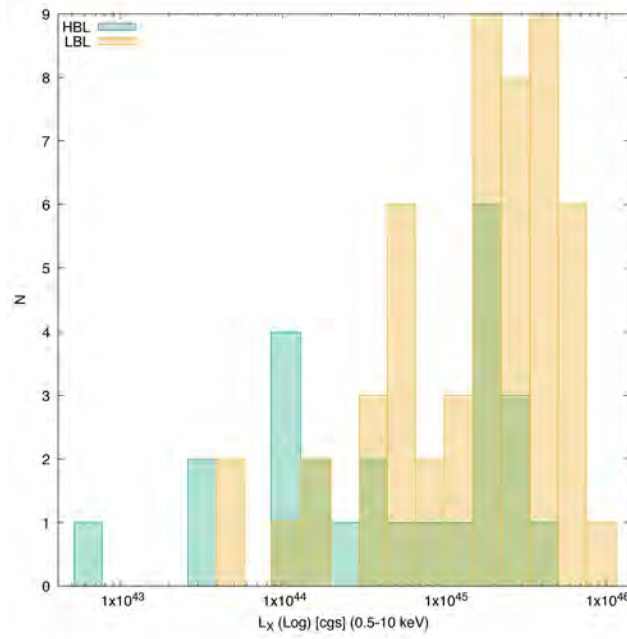


Figura 5.10: Distribución de  $L_X$  en la banda de 0.5-10 keV, para la submuestra de 77 BZBs con un corrimiento al rojo bien conocido, reportado en el Roma-BZCat (Massaro et al., 2015a). Como en figuras previas, los LBL se muestran en naranja mientras que los HBL se muestran en verde.

$\gamma_{3p}^2 B = \text{const.}$  Asumiendo que la emisión IC ocurre bajo el régimen de Thomson, esperamos que el pico en frecuencias de la componente a altas energías de la SED crezca como  $\nu_{ic} \propto \gamma_{3p} \nu_s$ , lo que es equivalente a  $\gamma_{3p}^2$  bajo las circunstancias descritas previamente. Por otro lado, la altura del pico de la componente de IC es en general proporcional a  $\gamma_{3p}^4 B^2$ , por lo cual no muestra cambios significativos cuando la distribución de energía de las partículas y el campo magnético son los causantes principales de la variabilidad. Siguiendo a Blandford & Znajek (1977b) y a Cavaliere & D’Elia (2002), la luminosidad de los BZB debería estar acotada por el límite de Blandford-Znajek (BZ, Ghosh & Abramowicz, 1997), definido como  $L_{BZ} \leq 8 \times 10^{45} \times \left( \frac{M_{BH}}{10^9 M_{Sun}} \right) \text{ erg s}^{-1}$ , donde  $M_{BH}$  es la masa del agujero negro central, y  $M_{Sun}$  es la masa del Sol. Esta condición se aplica sólo cuando la energía emitida proviene solamente del agujero negro (es decir, en objetos secos o “dry”), lo que provee un marco útil para analizar si la acreción es despreciable o no en los BZB (Paggi et al., 2009a).

Existe sin embargo evidencia de que los BZB podrían emitir más de lo que se prevé dentro de este marco (ver, por ejemplo, Tavecchio & Ghisellini, 2016). Si la acreción se vuelve más importante en el proceso de emisión, entonces esta componente extra puede ser interpretada como un exceso en  $L_X + L_\gamma$  por sobre el límite BZ.

Encontramos una estimación de la masa del agujero negro central para 27 objetos de nuestra muestra obtenidas con diferentes métodos (de Woo et al., 2005; Plotkin et al., 2011; León-Tavares et al., 2011; Sbarrato et al., 2012; Shaw et al., 2012; Xiong & Zhang, 2014; Ghisellini & Tavecchio, 2015). Las utilizamos para computar el cociente de la suma de luminosidades  $L_X + L_\gamma$  sobre la luminosidad del límite BZ.  $L_X$  se obtuvo de nuestros datos en la banda de 0.5-10 keV, mientras que  $L_\gamma$  se obtuvo en la banda de 100 MeV a 100 GeV según el 3FGL. Adoptamos a  $L_X + L_\gamma$  como una estimación de la luminosidad

bolométrica, dado que al menos una de ambas es cercana al máximo de la SED. Por lo tanto, se espera que el cociente sea menor que la unidad si es válido el marco teórico del límite BZ. En la Figura 5.11 graficamos este cociente contra la posición, en el marco de referencia de la fuente, del pico de sincrotrón, tomada del catálogo 3FGL.

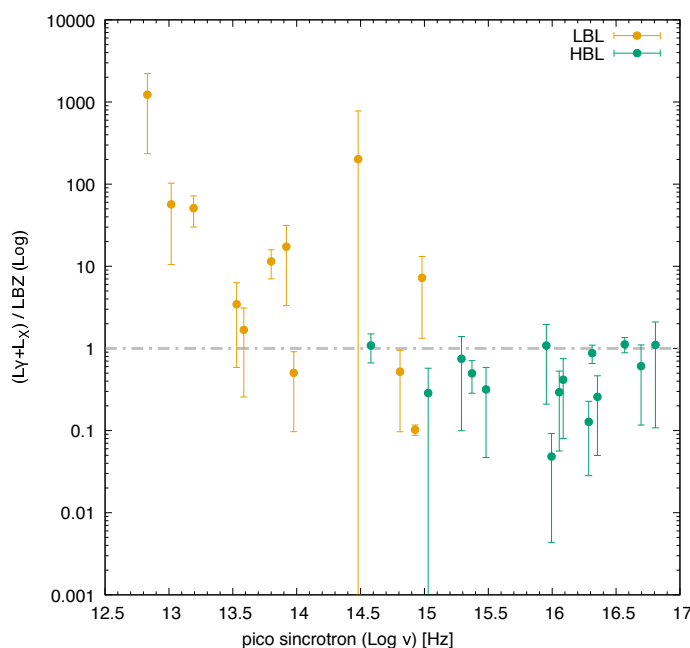


Figura 5.11: Frecuencia del pico de sincrotrón contra el cociente entre la estimación de la luminosidad bolométrica y la luminosidad de Blandford-Znajek, obtenida como se describe en la Sección 5. Como en figuras previas, los LBL se muestran en naranja mientras que los HBL se muestran en verde. La línea gris punteada indica un cociente igual a la unidad, debajo del cual se deben ubicar los BZB secos dry.

Es claro que todos los HBL se encuentran debajo del límite BZ, lo que era un resultado esperable dado que son los blazares bolométricamente menos luminosos (Sambruna et al., 1996).

En el caso de los LBL, sin embargo, ocho de los doce objetos muestran una luminosidad que excede el límite BZ. A pesar que la submuestra es pequeña, esto es evidencia de que la teoría BZ no es válida dentro del escenario LBL. Una posible explicación para esta discrepancia entre lo predicho por la teoría BZ y las luminosidades observadas en los LBL podría ser que estos objetos no son de tipo *dry*, como sí lo serían los HBL. Esto quiere decir que su emisión en banda ancha se encuentra contaminada por la dispersión IC de fotones semilla que surgen del gas circundante o del disco de acreción mismo (Abdo et al., 2015; Arsioli & Chang, 2018). Esto es además consistente con el hecho que los LBL son similares a los BZQ, objetos en los que la componente de acreción es importante. En particular, para todos estos casos  $L_\gamma$  es un orden de magnitud mayor a la luminosidad en rayos-X, lo que indica que la emisión en estas fuentes está fuertemente afectada por un proceso de Compton externo (Arsioli & Chang, 2018).

## 5.4. Resumen

En este Capítulo caracterizamos las propiedades de rayos-X de objetos *Fermi* de tipo BZB, buscando una posible conexión entre los rayos-X y los rayos- $\gamma$ . Construimos una muestra de 351 BZB listados por *Fermi* que fueron observados por el telescopio Swift/XRT, en modo de conteo de fotones, con tiempos de exposición entre 1 y 20 ks, observados hasta Diciembre de 2018.

Encontramos que en el 96 % (337) de los casos, los BZB observados por XRT por más de 1 ks fueron detectados con un valor de señal/ruido mayor que 3. Obtuvimos posiciones precisas, cuentas y conteos de fotones, flujos, e imágenes para todos estos objetos, en la banda de 0.5 a 10 keV.

En promedio, los BZB son más brillantes en rayos-X que cualquier otra fuente emisora fuera del plano galáctico ( $|b| > 10^\circ$ ). Cuando se los divide entre objetos de tipo HBL y LBL, los HBL son en general más brillantes en flujo de rayos-X y cubren un rango mayor de flujos que los LBL.

Por otro lado, la forma espectral de los LBL en rayos-X es más dura y menos uniforme que la de los HBL. Esto se puede deber a la contribución de IC en la banda de rayos-X para los LBL, que se encuentra ausente en los HBL dominados por sincrotrón.

Demostramos que existe una conexión directa entre la emisión de rayos-X y de rayos- $\gamma$  en los BZB, dada la alta tasa de detección (96 %) de las contrapartes de rayos-X. Esta tasa se mantendría con tiempos de exposición menores (5 ks), y que existe una correlación entre  $F_X$  y el índice de color de infrarrojo medio [4.6]-[12] $\mu\text{m}$  ( $p < 1 \times 10^{-7}$ ). Los BZB más brillantes en rayos-X son más azules en el infrarrojo medio.

Para una submuestra de 77 fuentes obtuvimos corrimientos al rojo, lo que nos permitió computar sus distancias y luminosidades. Remarcamos que los HBL son bolométricamente menos luminosos que los LBL, lo que era esperable.

Para 27 fuentes de estas 77 con un valor de corrimiento al rojo, encontramos también una estimación de la masa del agujero negro central en la literatura. Todos los HBL se observan con luminosidades debajo de su límite de Blandford-Znajek. Sin embargo, algunos LBL exceden este límite. Especulamos que esto indica que los LBL acretan más gas que los HBL, lo que significa que la hipótesis *seca* es solamente válida en los HBL, y no en los LBL.



# UGS en rayos-X blandos

---

Una vez que estudiamos las propiedades de rayos-X de objetos BZB observados por *Fermi*, los comparamos luego con una muestra uniforme de objetos sin clasificar, UGS, también de *Fermi*, y también seleccionados del mismo modo que los BZB, para asegurar que las muestras sean comparables una con la otra. En particular, estamos buscando por objetos candidatos a ser BZB entre las contrapartes de rayos-X de los UGS *Fermi*.

Este Capítulo se organiza como sigue. En la Sección 6.1, explicamos los criterios utilizados para seleccionar contrapartes de longitudes de onda más largas a cada una de nuestras fuentes de rayos-X. En la Sección 6.2, seleccionamos una muestra de candidatos a ser contrapartes de rayos-X de los UGS de *Fermi*. En la Sección 6.3 analizamos las fuentes restantes, buscando contrapartes adicionales de rayos-X a los UGS. En la Sección 6.4, analizamos las propiedades combinadas de rayos-X y multifrecuencias de las contrapartes candidatas seleccionadas. La Sección 6.5 resume nuestros resultados.

### 6.1. Cruce de datos

Para buscar objetos BZB que sean asociables a los UGS seleccionados, primero restringimos la muestra considerando solamente objetos de rayos-X que se encuentren dentro del área elíptica de incerteza posicional al 95% de *Fermi*. Este cruce de datos se realizó con incerteza posicional de XRT de forma circular, con un radio de 5.6 arcsec, que es la incerteza posicional media de todas las fuentes reportadas en el catálogo 1SXPS (Evans et al., 2014). Así obtuvimos una muestra de 197 fuentes de rayos-X, dentro de la incerteza posicional de 154 UGS *Fermi*.

Encontramos una única fuente XRT dentro de la elipse posicional de 121 de los UGS, mientras que para los restantes 33 encontramos múltiples contrapartes de rayos-X. En particular, 27 de estos 33 UGS presentaban 2 posibles contrapartes de XRT cada uno, mientras que 6 presentaban de 3 a 6 posibles contrapartes cada uno dentro de su incerteza posicional en rayos- $\gamma$ .

En este análisis no incluimos aquellos UGS con más de 2 fuentes de rayos-X como posibles contrapartes, lo que será analizado en un trabajo a futuro junto con los objetos dentro del plano galáctico (es decir,  $|b| < 10^\circ$ ). Así, nuestra muestra final incluye 148 UGS con un total de 175 posibles contrapartes de rayos-X. A modo de ejemplo, en la Figura 6.1

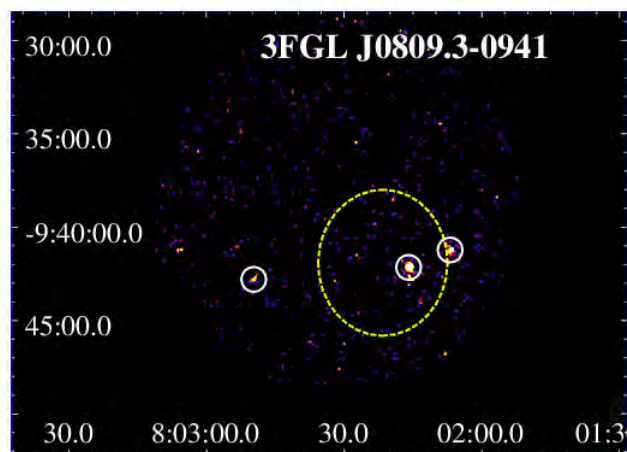


Figura 6.1: Imagen combinada de XRT en banda completa (0.5-10 keV) correspondiente al campo del objeto UGS de Fermi 3FGLJ0809.3-0941. La línea punteada amarilla indica la incerteza posicional al 95 % de confianza según el catálogo 3FGL, mientras que los círculos blancos muestran todas las fuentes de XRT detectadas con señal/ruido mayor que 3. Encontramos dos fuentes de rayos-X dentro de la elipse Fermi, que nombramos XBCs, del inglés X-ray Blazar Candidates. La fuente restante fue descartada de este análisis. La imagen fue suavizada con un kernel Gaussiano de radio 5.

mostramos la imagen combinada de XRT de la fuente UGS de Fermi 3FGLJ0809.3-0941, para la que encontramos dos posibles contrapartes XRT dentro de su incerteza posicional al 95 % de confianza. A las 175 posibles contrapartes de rayos-X de los 148 UGS Fermi las nombramos como Candidatos a Blazar de Rayos-X, o X-ray Blazar Candidates: XBCs.

Por otro lado, existen además 69 objetos UGS de Fermi con al menos una fuente de rayos-X detectada dentro del campo XRT que no se encuentra dentro de la región de incerteza posicional de Fermi. Esta segunda muestra, nombrada como *outliers*, o OUTs, incluye 105 fuentes de rayos-X. Analizamos esta muestra de forma separada a la muestra de XBCs, dado que esperamos que  $\sim 5\%$  de las posibles contrapartes de rayos-X no se encuentre dentro de la región de incerteza posicional del 3FGL (Acero et al., 2015).

En la Figura 6.2, mostramos la imagen combinada de XRT correspondiente al campo Fermi del objeto UGS 3FGLJ0216.0+0300, en el cual encontramos tres OUTs. En la Figura 6.3, mostramos la distribución de la separación angular, en arcmin, entre las posiciones de XRT y del 3FGL, para ambas submuestras. Es importante notar que los XBC no siguen una distribución uniforme, y que se superponen con los OUTs, lo que indica que estos OUTs pueden ser asociados en versiones futuras de los catálogos Fermi.

En la Tabla 6.1, reportamos los resultados del análisis de datos de rayos-X en nuestra muestra madre. En la columna 1 reportamos el nombre 3FGL, en la columna 2 el número identificador de fuente XRT, en la columna 3 la designación de la fuente XRT, en la columna 4 la señal/ruido, en las columnas 5 y 6 las cuentas de fotones totales y su error para la banda *soft* (0.5-2.0 keV), y *hard* (2.0-10 keV), en la columna 7,  $F_X$  y su error para banda completa (0.5-10 keV), en unidades de  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , y en la columna 8 la separación angular entre los centros de las posiciones de XRT y de 3FGL, en arcmin. Para cada fuente de rayos-X con ascensión recta HH:MM:SS.s y declinación  $\pm$ DD:MM:SS en el sistema de coordenadas ecuatoriales celestes, adoptamos una designación de la forma

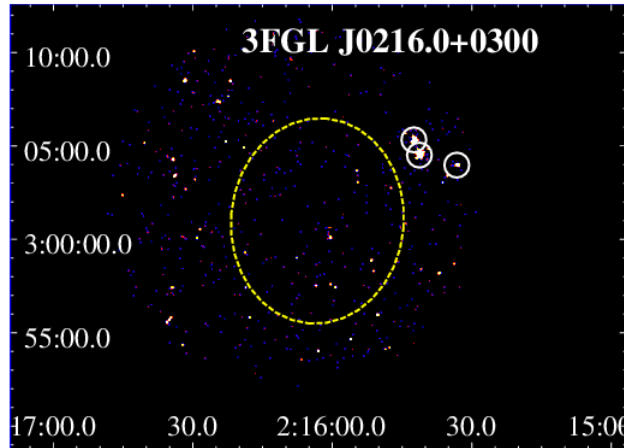


Figura 6.2: Imagen de XRT sumada, en banda completa (0.5-10 keV), correspondiente a la fuente UGS de Fermi 3FGLJ0216.0+0300. La línea punteada amarilla marca la elipse de incerteza posicional del catálogo 3FGL con un nivel de confianza de 95 %, mientras que los círculos blancos muestran todas las fuentes de XRT detectadas con señal/ruido mayor a 3. Encontramos tres OUTs en este campo, ya que no hay ninguna fuente de rayos-X detectada dentro de la elipse de Fermi. La imagen fue suavizada con un kernel Gaussiano de radio 5.

SWXRTJHHMMSS.s±DDMMSS, siguiendo a Paggi et al. (2013) y a D'Elia et al. (2013).

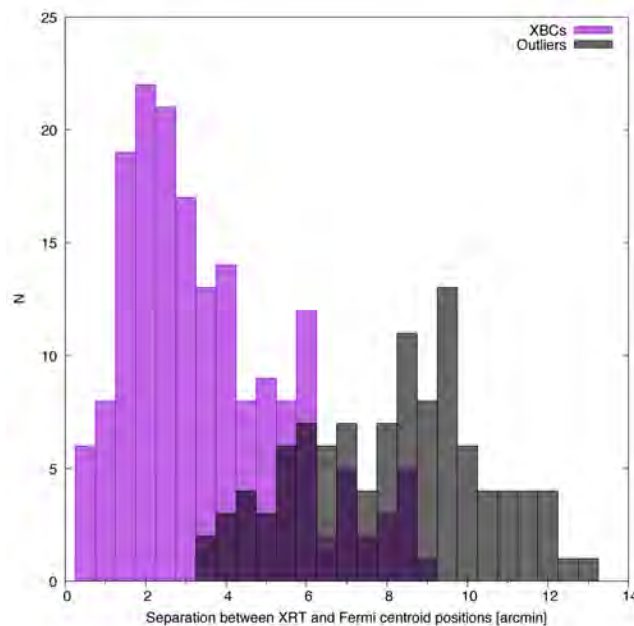


Figura 6.3: Separación angular entre las posiciones de Swift/XRT y de 3FGL para los XBCs (en violeta) y los OUTs (en negro), en arcmin. Existe una superposición entre ambas muestras, lo que significa que la última podría también incluir objetos que sean asociados en versiones futuras de los catálogos Fermi.

Para ambas submuestras, XBCs y OUTs, buscamos magnitudes de infrarrojo medio en el catálogo AllWISE (Wright et al., 2010). También cruzamos las submuestras con el catálogo National Radio Astronomy Observatory Very Large Array Sky Survey<sup>1</sup> (NVSS, Condon et al., 1998) y con el relevamiento Sydney University Molonglo Sky Survey<sup>2</sup>

<sup>1</sup><https://www.cv.nrao.edu/nvss/>

<sup>2</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/sumss.html>

**Tabla 6.1:** Primeras 10 entradas para los resultados de nuestro análisis de datos en toda la muestra madre. En la columna 1 reportamos el nombre de la fuente del catálogo 3FGL, en la columna 2 el identificador de contraparte XRT, en la columna 3 la designación de fuente Swift/XRT, en la columna 4 la señal/ruido, en las columnas 5 y 6 las cuentas de fotones totales y su error para las bandas soft y hard, en la columna 7 el flujo en banda completa  $F_x$  y su error, y en la columna 8 la separación angular entre los centros de las posiciones XRT y 3FGL.

Nombre 3FGL	N	Nombre XRT	Señal/ruido	Soft Soft cuentas	Hard Hard cuentas	Flujo Flujo [erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> ]	Sep. angular [arcmin]
3FGLJ0006.2+0135	1	SWXRTJ000606.0+013121	3.91	12,5 ± 4,5	0,0 ± 0,1	(1,9 ± 0,5) × 10 <sup>-13</sup>	4.7
3FGLJ0031.6+0938	1	SWXRTJ003159.7+093617	5.04	23,9 ± 5,7	3,7 ± 2,3	(4,0 ± 0,8) × 10 <sup>-13</sup>	5.2
3FGLJ0049.0+4224	1	SWXRTJ004859.1+422348	7.13	48,9 ± 7,8	8,0 ± 3,4	(7,1 ± 1,0) × 10 <sup>-13</sup>	1.0
3FGLJ0121.8-3917	1	SWXRTJ012152.5-391544	20.25	306 ± 19	108 ± 12	(3,6 ± 0,2) × 10 <sup>-12</sup>	1.5
3FGLJ0138.5-4612	1	SWXRTJ013830.7-461024	4.73	14,8 ± 4,7	15,6 ± 4,7	(2,2 ± 0,5) × 10 <sup>-13</sup>	2.0
	2	SWXRTJ013833.6-461416	8.31	65,0 ± 9,2	14,8 ± 4,5	(7,1 ± 0,8) × 10 <sup>-13</sup>	2.1
3FGLJ0156.5-2423	1	SWXRTJ015624.4-242004	12.03	110 ± 12	26,7 ± 5,8	(1,6 ± 0,1) × 10 <sup>-12</sup>	3.8
3FGLJ0158.6+0102	1	SWXRTJ015852.6+010130	3.03	7,2 ± 3,1	5,1 ± 2,9	(1,1 ± 0,5) × 10 <sup>-13</sup>	2.9
3FGLJ0200.3-4108	1	SWXRTJ020020.7-410935	7.89	56,5 ± 8,5	5,7 ± 3,1	(5,6 ± 0,7) × 10 <sup>-13</sup>	0.9
3FGLJ0234.2-0629	1	SWXRTJ023410.5-062829	3.10	11,0 ± 3,7	3,7 ± 2,5	(1,4 ± 0,5) × 10 <sup>-13</sup>	1.9



Tabla 6.2: Resultados del cruce posicional de XBCs y OUTs con catálogos de radio, infrarrojo medio y óptico.

Muestra	Radio	IR-Med	Óptico	Radio & IR-Med	Radio & Óptico	IR-Med & Óptico	Radio & IR-Med & Óptico
XBCs	80	161	49	76	26	47	25
OUTs	22	100	34	21	6	33	5

(SUMSS, [Mauch et al., 2003](#)), ambos de radio. También cruzamos datos con el catálogo del SDSS ([Ahumada et al., 2020](#)).

Estos cruces fueron realizados combinando un radio de búsqueda de 5.6 arcsec (que es la incerteza posicional media de las fuentes listadas en el catálogo 1SXPS, ver [Evans et al., 2014](#)), con la incerteza posicional del catálogo multifrecuencia correspondiente. En el caso de los dos catálogos radio utilizados, NVSS y SUMSS, se agregaron 10.3 y 7.4 arcsec, respectivamente, siguiendo a [D'Abrusco et al. \(2014\)](#) y a [D'Abrusco et al. \(2019\)](#). Para el catálogo AllWISE, consideramos una incerteza posicional de 3.3 arcsec, y para el SDSS, consideramos un radio de 2.2 arcsec, según [D'Abrusco et al. \(2013\)](#).

En 9 casos, el cruce con AllWISE y SDSS resultó en dos contrapartes asociadas a la misma fuente de XRT. Elegimos, para estos casos, descartar la más lejana. En total, obtuvimos 161, 80 y 49 contrapartes únicas de WISE, radio y SDSS para los XBCs, y 100, 22 y 34 contrapartes únicas de WISE, radio y SDSS para los OUTs, respectivamente. En particular, 76 y 21 de los XBCs y OUTs, respectivamente, tienen tanto una contraparte radio y de infrarrojo medio, y 25 y 5 tienen tanto contraparte de óptico como de radio e infrarrojo medio, respectivamente. Los resultados de todos los cruces de datos multifrecuencia están resumidos en la Tabla 6.2, y en la Figura 6.4 mostramos el proceso de selección de las muestras en un diagrama de flujo.

## 6.2. Selección de XBCs candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$

Comparamos las propiedades en rayos-X de los XBCs con las propiedades de los BZB analizadas en el Capítulo 5. Aunque la incerteza posicional media de los UGS del catálogo 3FGL es de  $6,2 \pm 2,1$  arcmin, nuestra muestra de XBCs evidencia una separación angular media con el centro de la posición 3FGL de  $2,8 \pm 1,3$  arcmin, como puede verse en la Figura 6.3. En particular, 93 XBCs se encuentran a menos de 3 arcmin de la posición 3FGL, lo que representa el 28% de nuestra muestra de UGS. A su vez, la mitad de las fuentes de tipo BZB ya asociadas o identificadas en el catálogo 3FGL también se encuentran separadas del centro de la posición de rayos- $\gamma$  por menos de 3 arcmin, lo que sugiere que una fracción importante de nuestros XBCs puede estar de hecho asociada en las próximas versiones de los catálogos *Fermi*.

En la Figura 6.5 mostramos  $F_X$  versus  $HR_X$ , para todos los XBCs, en círculos violeta. También mostramos los BZB *Fermi* analizados en el Capítulo 5, a modo de comparación,

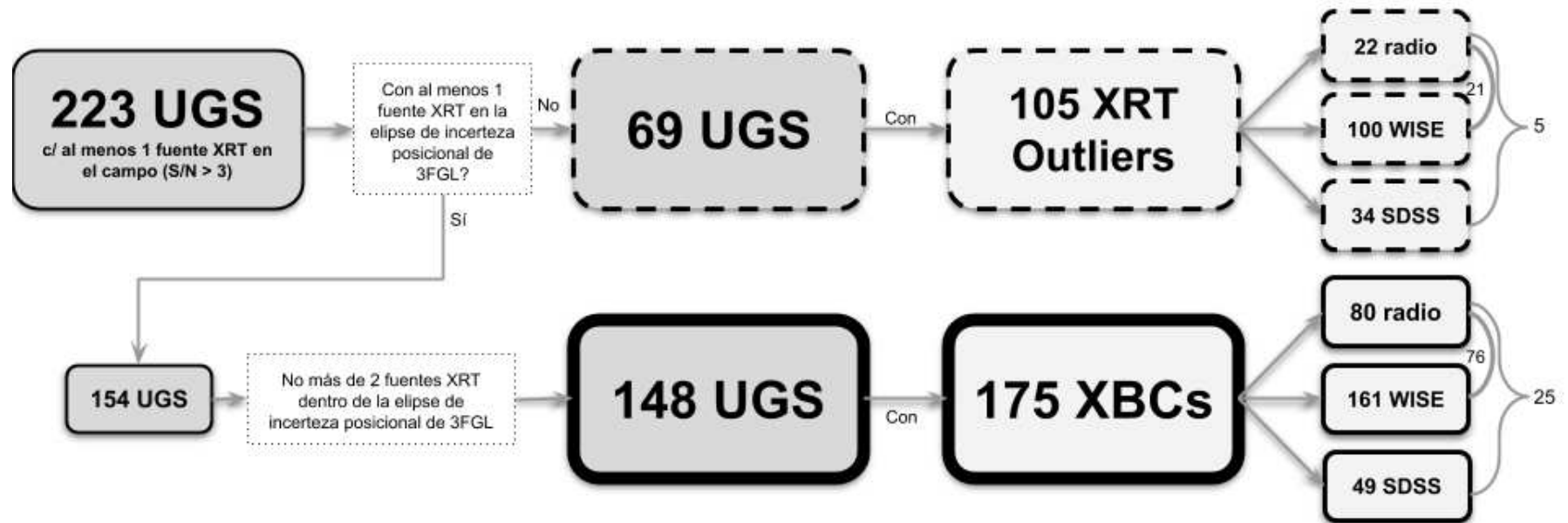


Figura 6.4: Un diagrama de flujo indicando los pasos seguidos para seleccionar las muestras finales de XBCs y OUTs.

indicados en color gris en todas las Figuras de este Capítulo.

Los XBC son, en promedio, un orden de magnitud más débiles en rayos-X (con flujo medio  $F_X = (3,3 \pm 1,8) \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) que los BZB ( $F_X = (1,2 \pm 0,9) \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ). Presentan, en promedio, un  $F_X$  compatible a nivel de  $1\sigma$  con el  $F_X$  de lo que definimos en el Capítulo 5 como objetos background, es decir contrapartes de XRT no asociadas a los BZB. Estos muestran un flujo medio de  $F_X = (1,0 \pm 0,4) \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

Por otro lado, los XBC muestran  $\langle HR_X \rangle$  medio de  $-0,56 \pm 0,18$ , mientras que los BZB muestran  $\langle HR_X \rangle = -0,56 \pm 0,13$ , y los objetos de background  $\langle HR_X \rangle = -0,41 \pm 0,22$ .

Aplicamos un test de Kolmogorov-Smirnov a las distribuciones de  $F_X$  y de  $HR_X$  de los XBC, los BZB y los objetos de background, para evaluar la hipótesis nula que dos distribuciones cualesquiera sean muestreos al azar de una misma única distribución madre.

Encontramos que los XBC y los objetos de background no comparten la distribución de  $F_X$ , con un valor de  $p$  despreciable,  $p < 10^{-13}$ . Lo mismo sucede cuando se comparan objetos BZB con objetos de background, con  $p \ll 10^{-15}$ . Para XBCs y objetos BZB, encontramos  $p < 10^{-7}$ , también despreciable.

Respecto a las distribuciones de  $HR_X$ , encontramos un valor  $p < 0,002$  al comparar XBCs con objetos de background, y  $p < 10^{-7}$  entre BZB y objetos de background. Sin embargo, no podemos descartar que los XBC y los BZB compartan una distribución madre, dado que entre las dos muestras encontramos un valor  $p \sim 0,6$ .

Los círculos violetas llenos en la Figura 6.5 representan XBCs para los que también encontramos una contraparte en ondas de radio, mientras que los círculos vacíos son XBCs para los cuales no se encontró contraparte en ondas de radio. La submuestra de XBCs con una contraparte de radio tiene un valor medio  $HR_X = -0,60 \pm 0,14$ , compatible con los XBC. Esto indica que los XBC pueden pertenecer a la clase de los HBL, dado que en el Capítulo 5 mostramos que éstos comparten la misma característica, con un valor medio  $HR_X = -0,63 \pm 0,09$ . Utilizando un test de Kolmogorov-Smirnov, encontramos un valor  $p = 1 \times 10^{-5}$  para estas dos distribuciones.

Por otro lado, para los 27 casos con dos XBCs dentro de la misma elipse de incerteza del 3FGL, graficamos ambos objetos pero indicando con un cuadrado negro vacío cuál es el más cercano a la posición de rayos- $\gamma$  del UGS, mientras que el XBC restante lo graficamos como un triángulo negro lleno.

No hay una tendencia clara en la Figura 6.5, salvo por el hecho que la contraparte más cercana de estos 27 casos tiende a mostrar valores  $F_X/HR_X$  similares a la mayoría de los XBCs.

En la Figura 6.6 mostramos  $F_X$  para todos los XBCs versus  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV. También los comparamos con nuestra muestra de objetos BZB de *Fermi*. Como antes, los círculos violetas llenos representan XBCs con contraparte en ondas de radio, mientras que los vacíos son aquellos sin contraparte radio. Reportamos también los umbrales de  $F_\gamma$  sobre los cuales se detectaría el 100%, 98% y 96% de la muestra de BZB en rayos-X, si los tiempos de exposición fueran de 5 ks, como se explica en el Capítulo 5. Estos umbrales se muestran como línea negra sólida, a trazos y punteada, respectivamente. Sirven como comparación con los BZB dado que nuestra muestra de

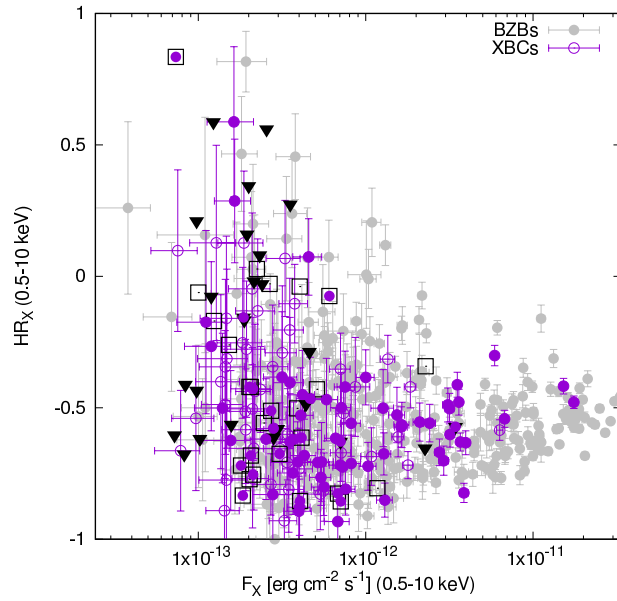


Figura 6.5:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV, versus  $HR_X$  para toda la muestra de XBCs. Los XBC se muestran como círculos violetas vacíos, mientras que los BZB de Fermi se muestran en gris. Los XBC con una contraparte de radio se muestran como círculos violetas llenos. Cuando dos XBCs se encuentran dentro del área de incerteza posicional del mismo UGS, el más cercano se muestra como un cuadrado negro vacío, mientras que el más lejano se muestra como un triángulo negro lleno.

XBC tiene un tiempo de exposición combinado total medio de 4.2 ks. Si un UGS es de hecho un objeto de tipo BL Lac, al emitir por sobre el umbral de  $F_\gamma$  definido, esperamos ver su contraparte de rayos-X. Esto quiere decir que aquellos UGS que emitan por sobre este umbral y no posean una contraparte de rayos-X, probablemente no sean del tipo BZB.

Los XBC son más débiles en rayos- $\gamma$  que los BZB, como puede verse en la Figura 6.6. Dado que los BZB de Fermi analizados en el Capítulo 5 eran los más brillantes en la banda de rayos- $\gamma$ , mientras que en este Capítulo estamos muestreando la cola hacia valores menores de la distribución de flujo de rayos- $\gamma$ , esperamos que los eventuales BL Lacs encontramos dentro de esta muestra de UGS sean intrínsecamente menos brillantes en rayos-X que los BZB del Capítulo 5.

En particular, notamos que el 69% de los XBCs se encuentran por sobre el umbral de flujo  $F_\gamma$  del 96% de los BZB. El valor medio para los XBC es de  $\langle F_\gamma \rangle = (4,2 \pm 1,1) \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , mientras que para los BZB del Capítulo 5 es de  $\langle F_\gamma \rangle = (8,1 \pm 3,9) \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Dado que la mayor parte de los UGS son más débiles en promedio que los BZB, esto se traduce en mayores incertezas posicionales en rayos- $\gamma$ , lo que a su vez dificulta la correcta identificación/asociación de sus contrapartes de rayos-X. No se encuentran tendencias para las fuentes con dos XBCs en el campo, ni para los XBC con contraparte de radio.

En la Figura 6.7 mostramos  $HR_X$  versus el índice espectral de rayos- $\gamma$ . No se ve ninguna tendencia en particular, con la salvedad que las fuentes con contraparte de radio se agrupan sobre el área donde se ubican los BZB.

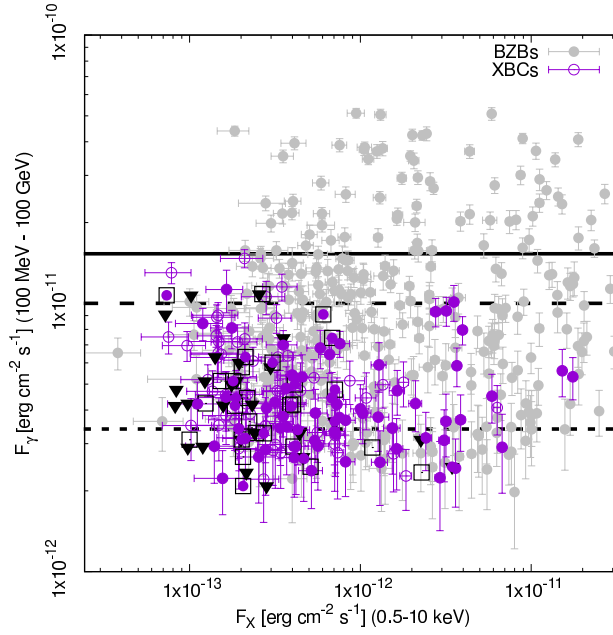


Figura 6.6:  $F_X$  versus el flujo de energía de rayos- $\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV, tomado del catálogo 3FGL de Fermi, para todos los XBCs en nuestra muestra. El código de símbolos es el mismo de la 6.5. Los umbrales de  $F_\gamma$  por sobre los cuales detectaríamos el 100%, 98% y 96% de los BZB en rayos-X si su tiempo de exposición fuera de 5 ks, se muestran en línea negra sólida, a trazos y punteada, respectivamente.

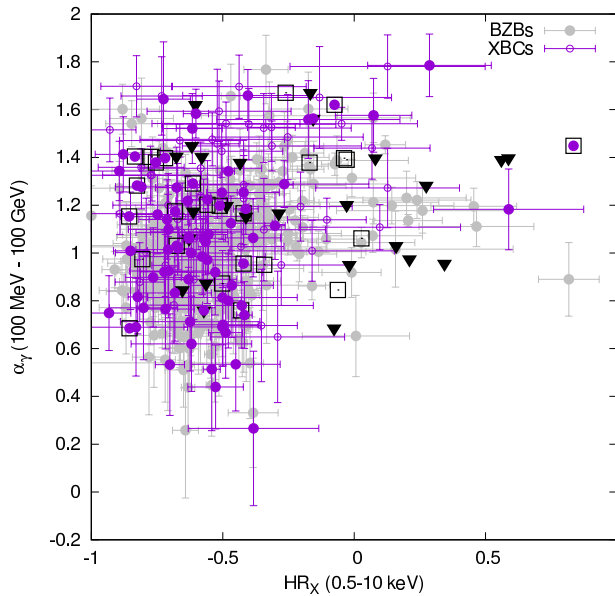


Figura 6.7:  $HR_X$  versus el índice espectral de rayos- $\gamma$  del 3FGL, para todos los XBCs. El código de símbolos es el mismo que la Figure 6.5.

### 6.3. Selección de OUTs candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$

En esta sección, presentamos los resultados sobre los UGS de Fermi que no muestran ninguna contraparte de rayos-X dentro de su elipse de incerteza posicional al 95% de confianza, pero que muestran una contraparte dentro del campo observado por XRT, fuera de la elipse de Fermi.

Algunos BZB pueden encontrarse fuera de la incerteza posicional de *Fermi* en la versión actual del catálogo, pero posicionarse dentro en una versión futura del mismo, con mejor extracción del cielo o mayor tiempo de exposición. Esto significa que la muestra de OUTs puede proveer futuras asociaciones de tipo BZB, como ya ha ocurrido en casos anteriores (ver, por ejemplo, [Abdo et al., 2010b](#); [Nolan et al., 2012](#); [Acero et al., 2015](#)).

De nuestra muestra de 69 OUTs, 8 (~12%) cuentan con problemas reportados en el análisis de datos de rayos- $\gamma$ . La misma fracción cuenta con problemas de análisis en la muestra de XBCs, la mitad de los cuales pertenecían al catálogo 2FGL.

En la Figura 6.8, mostramos  $F_X$  versus  $HR_X$  para todos los OUTs, y para los BZB del Capítulo 5. Solamente pocas fuentes se encuentran en el área correspondiente con los HBL. Su flujo medio es de  $\langle F_X \rangle = (1,9 \pm 0,7) \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , y su cociente de dureza  $HR_X = -0,49 \pm 0,26$ . Ambos son compatibles, dentro de las incertezas, con el comportamiento de los XBC en rayos-X.

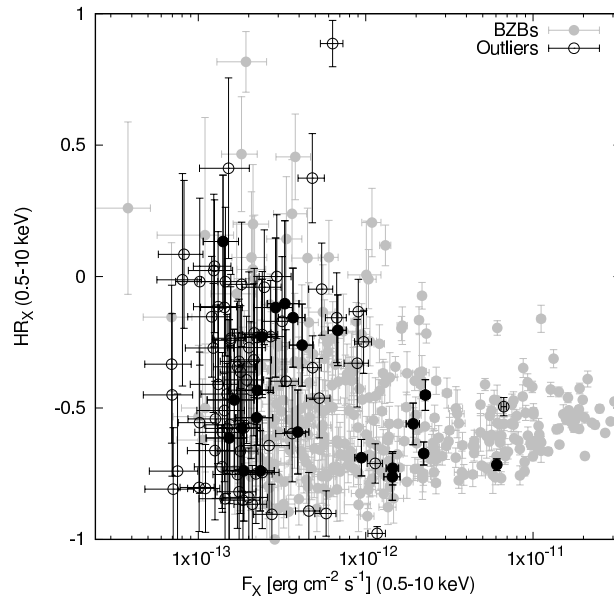


Figura 6.8:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV, versus  $HR_X$  para toda la muestra de OUTs. Los OUTs se muestran como círculos negros vacíos, y los BZB de *Fermi* en gris. OUTs que cuentan con una contraparte de ondas de radio se muestran como círculos negros llenos.

En la Figura 6.9, mostramos  $F_X$  en banda completa contra  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV, nuevamente con los umbrales sobre los cuales se detectarían el 100%, 98% y 96% de los BZB si son observados en rayos-X por 5 ks. 79 de los 105 OUTs (75%) tienen valores de  $F_\gamma$  sobre el umbral de 96%. En particular, existen 8 fuentes para las cuales  $F_\gamma$  es alto, por sobre el umbral del 100%, pero sus  $F_X$  son de los más bajos de toda la muestra. Estas fuentes se deban probablemente no sean las contrapartes reales de los UGS. No se encuentra ninguna tendencia para las fuentes con contraparte de radio.

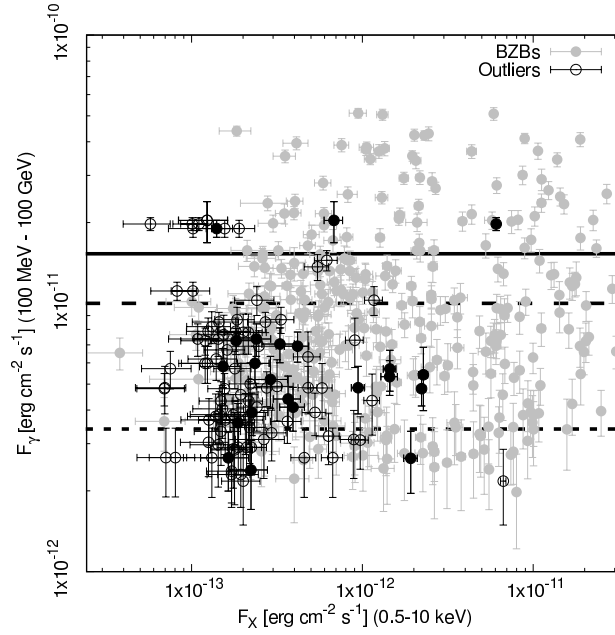


Figura 6.9:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV, versus  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV, tomado del catálogo 3FGL de Fermi, para todos los OUTs en nuestra muestra. El código de símbolos es el mismo que en la Figure 10.

## 6.4. Análisis multifrecuencia de candidatos a BL Lac de rayos- $\gamma$

Como se dijo anteriormente, cruzamos tanto la muestra de XBCs como la de OUTs con los catálogos AllWISE, NVSS, SUMSS y SDSS. 161 y 100 de los XBCs y OUTs, respectivamente, tienen una contraparte de infrarrojo medio, mientras que 70 y 22 presentan una contraparte radio. De estos, 70 XBCs y 21 OUTs tienen tanto contraparte de radio como de infrarrojo medio. 25 y 5, respectivamente, cuentan con contraparte en óptico, infrarrojo medio y radio (ver Table 6.2).

### 6.4.1. XBCs

En la Figure 6.10 mostramos el flujo  $F_X$  versus el índice de color de infrarrojo medio [3.4]-[4.6]  $\mu\text{m}$ . En el Capítulo 5, encontramos que los BZB son más azules en infrarrojo medio cuando son más brillantes en rayos-X. Este pareciera ser también el caso general para los XBC, aunque no se encuentra una correlación clara.

Más del 80% de los XBC se encuentran dentro del área de los BZB en la Figura 6.10, con sólo algunos mostrando colores [3.4]-[4.6]  $\mu\text{m}$  cercanos a 0, lo que indica que probablemente se deban a contaminación por galaxias elípticas normales.

En la Figura 6.11 mostramos la sección correspondiente a los BZB de la *WISE Blazar Strip*, parametrizada según un modelo básico detallado por Massaro et al. (2012c). 61 de los 161 XBCs con una contraparte de AllWISE se encuentran dentro de este área, al igual que 33 de los 76 que tienen también una contraparte de radio.

Por otro lado, la mitad de las fuentes más cercanas en los campos con dos XBCs se encuentran dentro de este área, como también lo hacen 6 de los más lejanos. En particular, existen varios objetos que muestran colores típicos de emisión térmica ([3,4] –

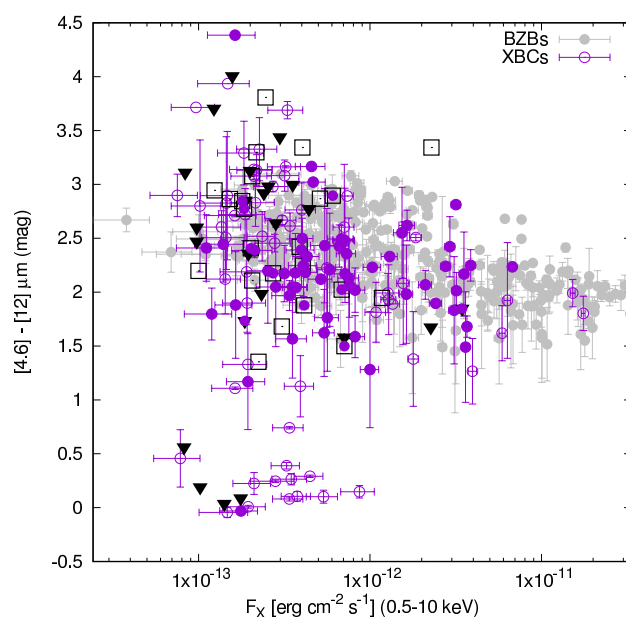


Figura 6.10:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus el índice de color de infrarrojo medio  $[3.4]-[4.6]$   $\mu\text{m}$ , para toda la muestra de XBCs con una contraparte de AllWISE. El código de símbolos es el mismo que en la Figura 6.5.

$[4,6] \sim 0$ ,  $[4,6] - [12] \sim 0$ ), usualmente asociado a galaxias elípticas normales.

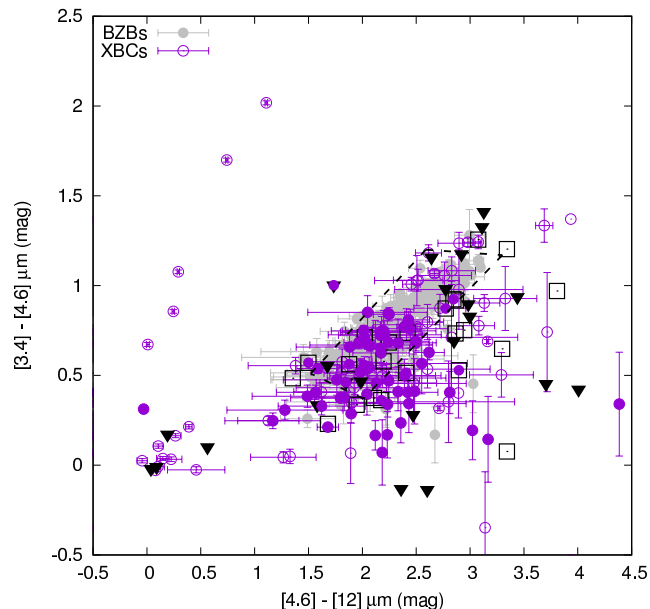


Figura 6.11: La WISE Blazar Strip para todos los XBCs en la muestra que cuentan con una contraparte de AllWISE. El código de símbolos es el mismo que en la Figura 6.5. Se muestran los límites del área de los BZB con una línea punteada, siguiendo a [Massaro et al. \(2012c\)](#).

En la Figura 6.12 mostramos la distribución del índice de color óptico ( $u-r$ ) para todos los 49 XBCs para los que encontramos una contraparte del SDSS. Siguiendo a [Massaro et al. \(2012a\)](#), los índices de color ( $u-r$ ) menores a 1.4 son típicos de los objetos de tipo BL Lac. 34 fuentes, el 69% de esta submuestra, muestran de hecho colores de BL Lac, con la media siendo  $(u - r) = 0,9 \pm 0,3$ . De éstos, 33 tienen una contraparte de



ALLWISE, de las cuales 18 se encuentran dentro de la *WISE Blazar strip*.

De los 18 XBCs con contrapartes de óptico y de infrarrojo medio que se asemejan a un BZB, 11 también tienen una contraparte de radio. Estas 11 fuentes con todas las características multifrecuencia en óptico, infrarrojo medio y radio similares a los BL Lac son candidatas muy probables a ser de tipo BZB.

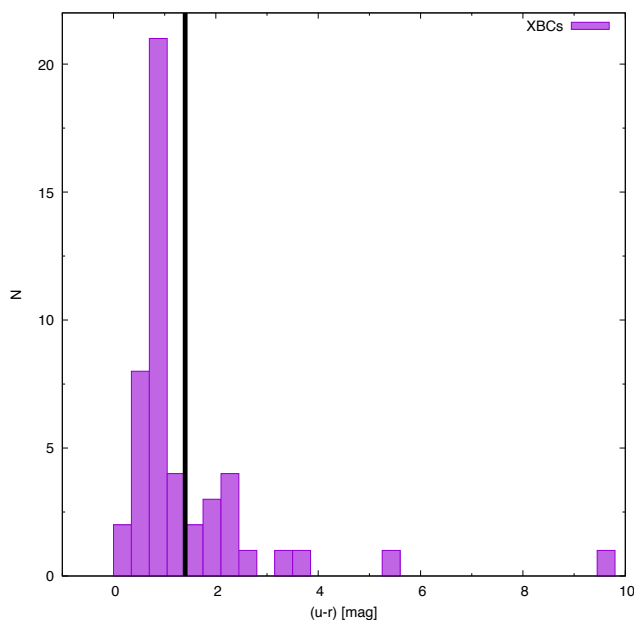


Figura 6.12: Distribución de los índices de color óptico ( $u-r$ ) tomada del SDSS, para toda la muestra de XBCs con una contraparte óptica. La línea vertical sólida marca el límite de 1.4 bajo la cual las fuentes se espera que sean del tipo BL Lac, siguiendo a [Massaro et al. \(2012a\)](#).

El hecho que los XBC sigan de cerca las tendencias de los BZB en colores de infrarrojo medio, en cociente de dureza de rayos-X y en color óptico indica que comparten características espectrales en estas bandas. La principal diferencia entre ambas muestras yace en sus flujos, siendo los XBC un 50% más débiles en rayos- $\gamma$  y un orden de magnitud más débiles en rayos-X.

Seleccionamos una submuestra de XBCs que son candidatos fuertes a ser BZB. Para ello, elegimos los XBCs que satisfacían *al menos* dos de las siguientes condiciones:

- XBCs con una contraparte de radio,
- XBCs con una contraparte óptica con índice de color  $(u-r) < 1.4$ ,
- XBCs con una contraparte de infrarrojo medio que se encuentre dentro de la *WISE Gamma-ray Strip*.

Así, se obtuvo una submuestra de 54 XBCs. Finalmente, descartamos de este análisis 35 fuentes que fueron ya asociadas en nuestras campañas de seguimiento observacional o en la literatura, que analizaremos en el Capítulo 7. Los restantes 19 forman parte de nuestro catálogo de candidatos a BZB, que serán objeto de nuestras futuras campañas de seguimiento óptico espectroscópico.

Remarcamos que con este proceso de selección, todos UGS se corresponden con una sola fuente XBC. Es decir que, en los casos en que se encontraron dos fuentes XBC dentro del mismo campo, una fue descartada durante el proceso de selección descrito anteriormente.

### 6.4.2. OUTs

La muestra de los OUTs presenta una distribución mucho menos uniforme de características. En la Figure 6.13, mostramos  $F_X$  versus el índice de color infrarrojo medio [3.4]-[4.6]  $\mu\text{m}$ , de nuevo comparándolos con los BZB y sus tendencias como se muestra en la Figure 6.10.

Hay 18 fuentes que muestran  $[3,4] - [4,6] \mu\text{m} \approx 0$ , lo que es típico de las galaxias elípticas normales. Las fuentes restantes muestran valores similares a los BZB, con todos los OUTs excepto 9 del lado más débil de los rayos-X, y más rojo en infrarrojo medio ( $F_X < 1,0 \times 10^{-12}$ ,  $[3,4] - [4,6] < 1,5$ ). Nuevamente, las fuentes con una contraparte de radio se agrupan sobre el área cubierta por los BZB.

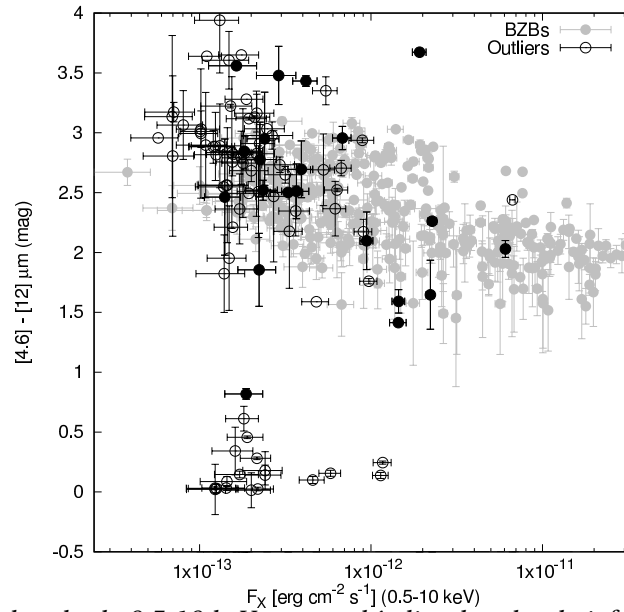


Figura 6.13:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV versus el índice de color de infrarrojo medio [3.4]-[4.6], para toda la muestra de OUTs con una contraparte de AllWise. El código de símbolos es el mismo que en la Figura 6.10.

En la Figura 6.14 mostramos la *WISE Gamma-ray strip* para la muestra de OUTs, contrastada contra la muestra de objetos BZB. 19 de los 100 OUTs con una contraparte de infrarrojo medio se encuentran dentro de este área, y 8 de las cuales cuentan además con una contraparte de radio.

Hay 12 OUTs más que no se encuentran directamente dentro del área definida por la *WISE Gamma-ray Strip*, pero que son compatibles con la misma al tener en cuenta las incertezas en los colores de infrarrojo medio.

La mayor parte de la muestra, sin embargo, no es compatible con dicho área, lo que significa que es menos probable que sean de tipo BZB. Sin embargo, remarcamos que

existe una población no despreciable (de al menos el 20%) de BZB potenciales dentro de la muestra de OUTs.

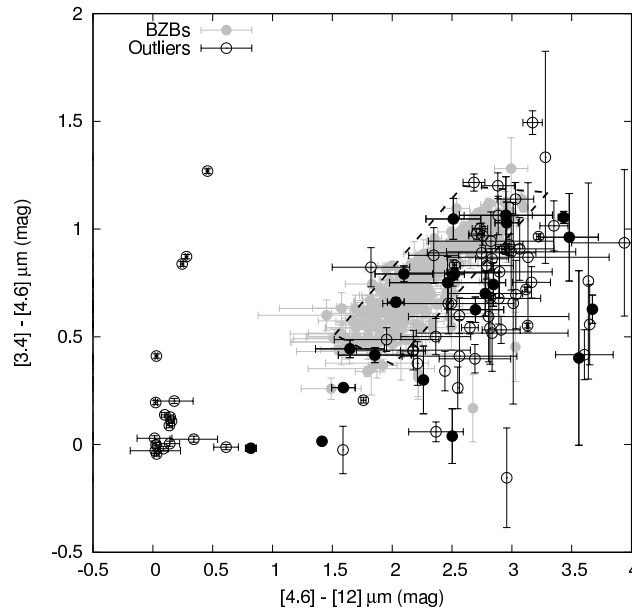


Figura 6.14: La WISE Gamma-ray Strip para los OUTs en la muestra que cuentan con una contraparte de AllWISE. El código de símbolos es el mismo de la Figura 6.10. Marcamos el área definida para los BZB con línea punteada, siguiendo a [Massaro et al. \(2012c\)](#).

Con respecto a los colores ópticos de los OUTs, en la Figura 6.15 mostramos la distribución del índice de color ( $u-r$ ), de modo similar a la Figura 6.12. Hay 34 OUTs con una contraparte del SDSS. De ellos, 14 muestran un índice de color ( $u-r$ )  $< 1,4$  mag, lo que es típico de fuentes tipo BZB. Muestran una dispersión relativamente amplia, siendo su media ( $u-r$ )  $= 1,7 \pm 1,2$  mag.

De forma similar a lo hecho previamente con los XBCs, seleccionamos una submuestra de OUTs que son candidatos probables a ser de tipo BZB, basándonos en los mismos criterios detallados en la Sección 6.2 y descartando fuentes que habían sido previamente asociadas, que se discutirán en el Capítulo 7. Obtuvimos así una submuestra de 13 OUTs. Es importante notar que estos OUTs se encuentran en promedio 2 arcmin más cerca de la posición del UGS del 3FGL que el resto de la muestra ( $\sim 5,7 \pm 1,9$  arcmin contra  $\sim 8,1 \pm 2,2$  arcmin), aunque son marginalmente compatibles a nivel de  $1\sigma$ .

En la Tabla 6.3 listamos la muestra total de las 32 fuentes de rayos-X que son candidatas probables a ser BL Lacs de rayos- $\gamma$ . En la columna 1 reportamos el nombre del 3FGL, en la columna 2 la designación de fuente Swift/XRT, en la columna 3 la separación angular entre las posiciones del 3FGL y de XRT, y en la columna 4 la clase que le asignamos a la fuente.

## 6.5. Resumen

En este Capítulo analizamos las propiedades de rayos-X de los UGS de *Fermi*, en particular buscando candidatos a ser BZB utilizando nuestra conexión previamente estudiada

**Tabla 6.3:** Muestra refinada de XBCs y OUTs que son probables fuentes de tipo BL Lac. En la columna 1 reportamos el nombre del 3FGL, en la columna 2 la designación de fuente Swift/XRT, en la columna 3 la separación angular entre las posiciones del 3FGL y de XRT, y en la columna 4 la clase que le asignamos a la fuente.

Nombre 3FGL	Nombre XRT	Sep. ang.	Clase
3FGLJ0031.6+0938	SWXRTJ003159.7+093617	5.20	XBC
3FGLJ0216.0+0300	SWXRTJ021541.3+030431	6.51	OUT
3FGLJ0430.1-3103	SWXRTJ042958.8-305935	4.99	XBC
3FGLJ0516.6+1012	SWXRTJ051641.5+101244	0.39	XBC
3FGLJ0536.4-3347	SWXRTJ053629.2-334302	4.37	OUT
3FGLJ0609.7-1841	SWXRTJ061000.4-183754	5.67	OUT
3FGLJ0737.8-8245	SWXRTJ073706.5-824841	3.33	OUT
3FGLJ0802.3-0941	SWXRTJ080216.0-094210	1.44	XBC
3FGLJ0919.4+6604	SWXRTJ091913.0+655639	8.03	OUT
3FGLJ0921.6+2339	SWXRTJ092145.4+233550	3.74	OUT
3FGLJ0941.0+6151	SWXRTJ094151.4+615100	5.45	OUT
3FGLJ1117.7+0217	SWXRTJ111731.0+021555	3.76	XBC
3FGLJ1119.8-2647	SWXRTJ111957.1-264320	4.20	XBC
3FGLJ1120.6+0713	SWXRTJ112042.5+071313	0.35	XBC
3FGLJ1200.4+0202	SWXRTJ120056.1+020803	9.23	OUT
3FGLJ1200.9-1432	SWXRTJ120055.0-143041	1.85	XBC
3FGLJ1225.4-3448	SWXRTJ122536.8-344722	2.54	XBC
3FGLJ1228.4-0317	SWXRTJ122819.5-031813	1.87	XBC
3FGLJ1249.5-0546	SWXRTJ124919.6-054539	3.17	XBC
3FGLJ1309.0+0347	SWXRTJ130832.3+034410	8.07	XBC
3FGLJ1513.3-3719	SWXRTJ151318.7-372009	1.03	XBC
3FGLJ1611.9+1404	SWXRTJ161137.0+141051	7.56	OUT
3FGLJ1809.0+3517	SWXRTJ180914.8+350903	8.29	OUT
3FGLJ1810.7+5335	SWXRTJ181037.9+533502	0.95	XBC
3FGLJ1934.2+6002	SWXRTJ193419.8+600141	1.20	XBC
3FGLJ2043.6+0001	SWXRTJ204342.3+000119	1.53	XBC
3FGLJ2044.0+1035	SWXRTJ204351.6+103406	2.46	XBC
3FGLJ2047.9-3119	SWXRTJ204806.1-312015	2.29	XBC
3FGLJ2112.5-3044	SWXRTJ211211.8-304541	5.18	OUT
3FGLJ2142.7+1957	SWXRTJ214247.4+195812	1.16	XBC

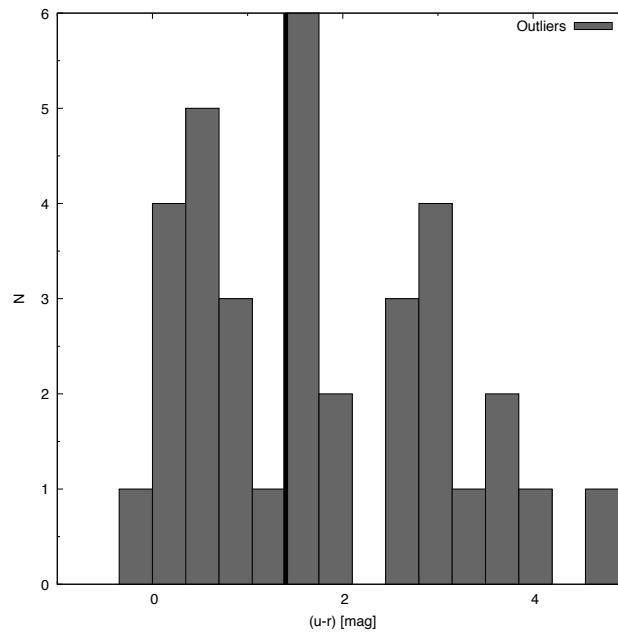


Figura 6.15: Distribución del índice de color óptico ( $u-r$ ) tomada del SDSS, para todos los OUTs con una contraparte óptica. La línea sólida vertical marca el límite debajo del cual se espera que las fuentes sean de tipo BL Lac, siguiendo a [Massaro et al. \(2012a\)](#).

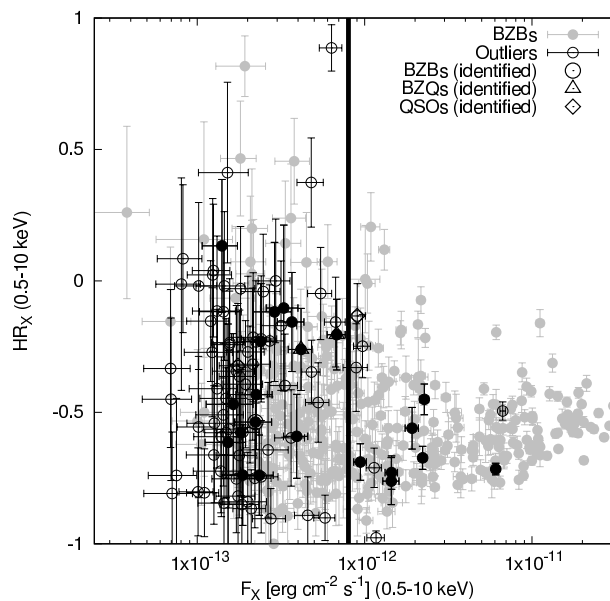


Figura 6.16: Igual que la Figure 6.8, pero incluyendo las fuentes ya asociadas.

entre los rayos-X y los rayos- $\gamma$ . Para esto, construimos una muestra de 327 UGS *Fermi* que fueron observados por el telescopio Swift/XRT hasta Diciembre 2018.

223 de los 327 UGS *Fermi* observados por XRT presentan al menos una detección de rayos-X en el campo. A 148 UGS se les encuentra al menos una fuente dentro de la incerteza posicional del 3FGL, a estas fuentes las llamamos *X-Ray Blazar Candidates*, o XBCs. Son, en total, 175 fuentes de rayos-X. 69 UGSs no tienen ninguna fuente de rayos-X dentro de la elipse de incerteza posicional *Fermi*, pero tienen al menos una fuente de rayos-X en el campo. Esta segunda muestra la llamamos *Outliers*, o OUTs, e incluye

105 fuentes de rayos-X.

Los XBC presentan flujos de rayos-X, valores de cociente de dureza y colores de infrarrojo medio y óptico similares a los BZB, lo que sugiere fuertemente que son de la misma naturaleza. Los OUTs muestran una combinación de características tipo BZB y tipo no-BZB, lo que indica que probablemente incluyan algunas fuentes de dicho tipo pero con alto nivel de contaminación por otras clases de fuentes.

Basándonos en una combinación de características multifrecuencia y de rayos-X, seleccionamos una muestra de fuentes de rayos-X que son muy probablemente objetos BL Lac. Dicha muestra incluye 32 fuentes, que serán objeto de futuras campañas de seguimiento observacional para confirmar su naturaleza.

# Espectroscopía óptica de UGSs y BCUs *Fermi*

---

A pesar que se han desarrollado varios métodos para asociar contrapartes a más bajas energías a fuentes sin identificar o sin asociar de *Fermi*, la espectroscopía óptica sigue siendo el único método que puede, además, determinar la naturaleza del objeto en cuestión: es decir, puede determinar si pertenece a la clase BZB o BZQ, en el caso de los blazares. Debido a esto es que existen campañas de seguimiento espectroscópico en la banda óptica para objetos *Fermi*, como así también para objetos de rayos- $\gamma$  en general (ver, por ejemplo, [Masetti et al., 2012, 2013c](#); [Parisi et al., 2014](#); [Marchesini et al., 2016a](#); [Rojas et al., 2017](#); [Marchesini et al., 2019a](#); [Peña Herazo et al., 2019](#); [Paiano et al., 2019](#), y referencias allí citadas).

En este Capítulo describimos los resultados principales de nuestras campañas de seguimiento en el óptico. En la Sección 7.1, mostramos los espectros ópticos obtenidos para todas nuestras diferentes campañas de búsqueda de contrapartes de objetos UGS de *Fermi*, y las identificaciones y asociaciones encontradas en la literatura. En la Sección 7.2 comparamos dichas identificaciones y asociaciones con los resultados mostrados en el Capítulo 6. Finalmente, en la Sección 7.3 mostramos los espectros ópticos obtenidos para una muestra de objetos BCU de *Fermi*, para confirmar su naturaleza BZB. La Sección 7.4 resume nuestros resultados.

## 7.1. UGSs

A lo largo de nuestra campaña de seguimiento espectroscópico en la banda óptica enfocada en encontrar contrapartes para objetos UGS de *Fermi*, confirmamos la naturaleza de tipo BZB de 50 objetos UGS, determinando así sus posiciones precisas, propiedades espectrales principales y corrimientos al rojo (cuando sea posible).

Estos UGSs fueron seleccionados con una variedad de métodos, explicados en el Capítulo 3. En particular, fueron seleccionados del catálogo *Fermi* para fuentes brillantes en la banda más energética de los GeV, el *First Fermi-LAT Catalog of Sources above 10 GeV* (1FHL, [Ackermann et al., 2013](#)), del catálogo 3FGL ([Acero et al., 2015](#)), o de la versión preliminar del catálogo 4FGL, el *Preliminary LAT 8-year Point Source List* (FL8Y)<sup>1</sup>.

En todos los casos, y siguiendo la nomenclatura del Roma-BZCat ([Massaro et al., 2015a](#)), definimos un objeto BZB como aquel cuyo espectro óptico se muestra como una

---

<sup>1</sup><https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/fl8y/>

ley de potencias brillante hacia el azul, sin líneas de emisión presentes o muy débiles, que de estar presentes poseen anchos equivalentes menores a  $5 \text{ \AA}$ , en el marco de referencia de la fuente (ver, por ejemplo, [Marcha et al., 1996](#); [Laurent-Muehleisen et al., 1998](#)).

En la Tabla 7.1, reportamos las características de todas las contrapartes ópticas asociadas con UGS de esta manera. Y en las Figuras 7.1 a 7.50, mostramos los espectros resultantes de nuestra campaña para la muestra estudiada. En dichas Figuras, las líneas y bandas de absorción a  $\sim 6869$ ,  $7186$ , y  $7605 \text{ \AA}$  son telúricas. De estar presentes, Las líneas de absorción a  $\sim 5890$  y  $5896 \text{ \AA}$  corresponden al doblete de NaI proveniente del medio interestelar. Asimismo, de estar presentes, las líneas marcadas como “DIB” corresponden a bandas difusas de origen interestelar, mientras que aquellas marcadas con signo de interrogación no fueron identificadas. Referirse a la Tabla 4.1 para los acrónimos de cada Telescopio.

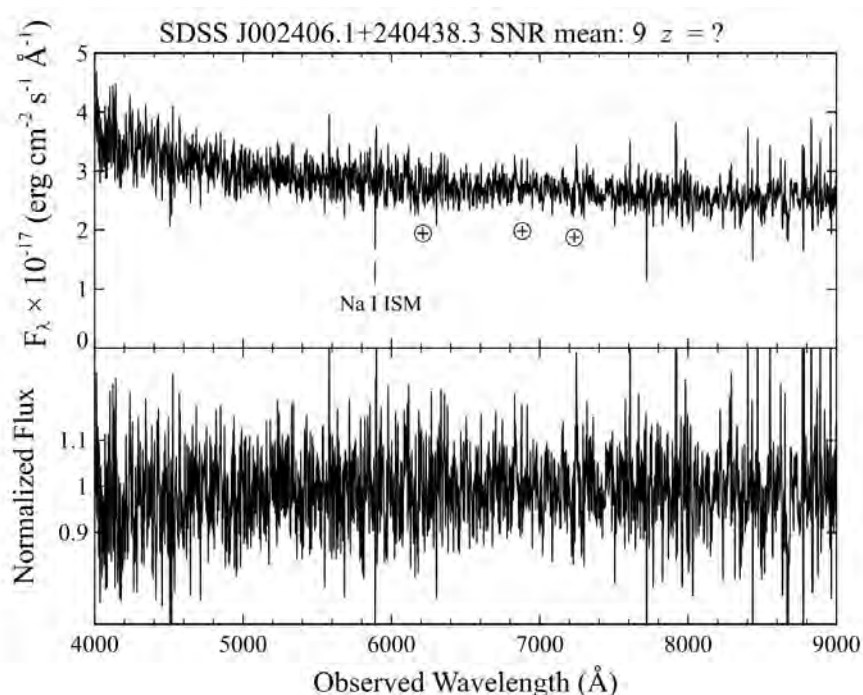


Figura 7.1: Espectro de la contraparte óptica del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J0024.1+2401. El panel superior muestra el espectro observado, mientras que el panel inferior muestra el espectro con flujo normalizado. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).



Tabla 7.1: Muestra de contrapartes ópticas de naturaleza tipo BZB. En la Columna 1 reportamos el nombre Fermi, en las columnas 2 y 3 las coordenadas ecuatoriales celestes en el J2000.0 tomadas del catálogo WISE, en la columna 4 el corrimiento al rojo de la fuente (de ser posible), en la columna 5 la referencia correspondiente en la que el espectro original fue publicado y en la columna 6 el telescopio utilizado para obtener el espectro. Las referencias son [Marchesini et al. \(2016a\)](#) (referencia 1), [Peña Herazo et al. \(2017\)](#) (2), [Marchesini et al. \(2019a\)](#) (3) y [Peña Herazo et al. \(2019\)](#) (4). Objetos para los que encontramos un XBC están marcados con †.

(1) Nombre (Fermi)	(2) Ra (J2000.0)	(3) Dec (J2000.0)	(4) z	(5) Ref.	(6) Telescopio	(1) Nombre (Fermi)	(2) Ra (J2000.0)	(3) Dec (J2000.0)	(4) z	(5) Ref.	(6) Telescopio
FL8Y J0024.1+2401	00:24:06.10	+24:04:38.7	0.062?	4	SDSS	FL8Y J1137.2+0534	11:37:37.77	+05:30:16.4	-	4	SDSS
1FHL J0044.0-1111	00:43:48.66	-11:16:07.2	-	1	NOT	FL8Y J1243.6+1727	12:43:51.77	+17:26:44.6	-	4	SDSS
FL8Y J0112.1-0320	01:12:05.79	-03:17:53.8	-	4	SDSS	FL8Y J1258.4+6552	12:57:33.05	+65:50:59.9	-	4	SDSS
3FGL J0121.8-3917†	01:21:52.70	-39:15:44.2	0.390	2	SOAR	1FHL J1315.7-0730†	13:15:52.98	-07:33:02.0	-	1	OAGC
3FGL J0156.5-2423†	01:56:24.55	-24:20:03.8	-	2	SOAR	1FHL J1410.4+7408	14:10:45.83	+74:05:11.1	-	1	TNG
3FGL J0200.3-4108†	02:00:20.95	-41:09:35.7	-	2	SOAR	FL8Y J1503.3+1651	15:03:16.57	+16:51:17.7	0.972	4	SDSS
3FGL J0312.7-2222	03:12:35.71	-22:21:17.2	-	2	SOAR	FL8Y J1511.4+0549	15:11:00.45	+05:49:20.7	0.031?	4	SDSS
1FHL J0338.4+1304	03:38:29.24	+13:02:15.2	-	1	NOT	1FHL J1512.1-2255	15:12:12.76	-22:55:08.4	-	1	TNG
3FGL J0351.0-2816	03:50:51.33	-28:16:32.8	-	2	SOAR	FL8Y J1516.3+4353	15:16:31.38	+43:49:49.8	-	4	SDSS
3FGL J0414.9-0840†	04:14:33.10	-08:42:06.9	-	2	SOAR	FL8Y J1544.9+3218	15:44:33.20	+32:21:48.6	-	4	SDSS
3FGL J0420.4-6013†	04:20:11.03	-60:15:05.5	-	2	SOAR	1FHL J1549.9-0658	15:49:52.17	-06:59:08.3	-	1	TNG
1FHL J0439.9-1858	04:39:49.54	-19:01:02.5	-	1	NOT	FL8Y J1721.3+2529	17:21:00.06	+25:12:49.7	-	4	SDSS
1FHL J0639.6-1244	06:40:07.31	-12:53:18.6	0.135	1	NOT	1FHL J1841.1+2914	18:41:21.72	+29:09:41.2	-	1	TNG
3FGL J0704.3-4828†	07:04:21.82	-48:26:47.6	-	2	SOAR	1FHL J2002.6+6303	20:02:45.36	+63:02:33.6	> 0,9	1	TNG
3FGL J0721.5-0221	07:21:13.90	-02:20:55.1	-	2	SOAR	3FGL J2144.6-5640†	21:44:29.57	-56:38:49.1	-	2	SOAR
1FHL J0746.3-0225	07:46:27.14	-02:25:50.7	-	1	NOT	FL8Y J2207.1+2222	22:06:52.90	+22:17:22.2	-	4	SDSS
3FGL J0747.5-4927†	07:47:24.74	-49:26:33.2	-	2	SOAR	FL8Y J2207.1+2222	22:07:04.12	+22:22:31.5	-	4	SDSS
1FHL J0804.8-0626	08:04:57.74	-06:24:26.3	-	1	OAGC	3FGL J2209.8-0450†	22:09:41.70	-04:51:10.3	-	2	SOAR
3FGL J0826.3-6400†	08:26:27.87	-64:04:15.4	-	2	SOAR	FL8Y J2228.5+2211	22:28:39.50	+22:11:25.2	-	4	SDSS
FL8Y J0829.7+5106	08:29:48.09	+51:08:27.7	-	4	SDSS	FL8Y J2236.9+1840	22:37:04.83	+18:40:55.7	0.722	4	SDSS
3FGL J0952.8+0711†	09:52:49.57	+07:13:30.1	-	3	KPNO	3FGL J2244.6+2503†	22:44:36.67	+25:03:43.2	-	2	SOAR
3FGL J1013.4-4008	10:13:19.50	-40:05:49.2	-	2	SOAR	3FGL J2321.6-1619†	23:21:36.98	-16:19:28.3	-	2	SOAR
3FGL J1033.0-5945	10:33:32.16	-50:35:28.8	-	2	SOAR	3FGL J2337.2-8425†	23:36:27.97	-84:26:52.2	-	2	SOAR
FL8Y J1113.8+5524	11:13:56.25	+55:22:55.5	-	4	SDSS	3FGL J2351.9-7601†	23:51:16.13	-76:00:15.5	-	2	SOAR
FL8Y J1113.9+1527	11:13:45.96	+15:28:44.0	0.259	4	SDSS	3FGL J2358.6-1809†	23:58:36.84	-18:07:17.5	-	2	SOAR

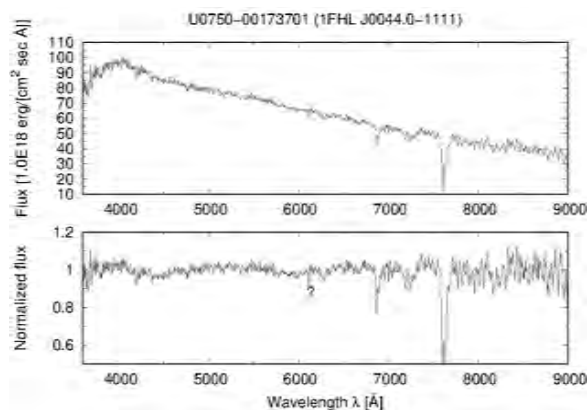


Figura 7.2: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J0044.0-1111. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

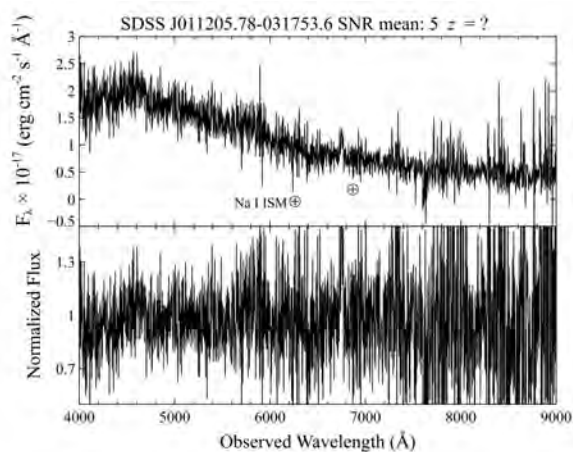


Figura 7.3: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J0112.1-0320. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

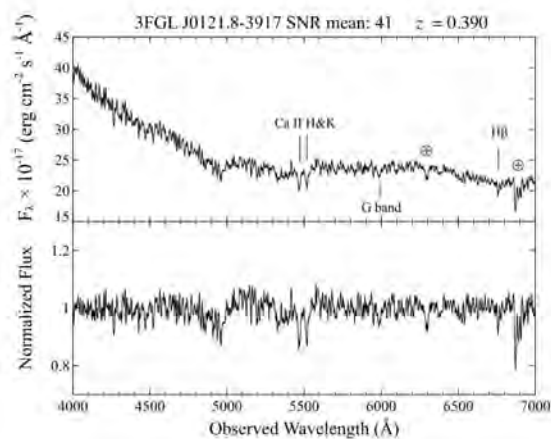


Figura 7.4: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0121.8-3917. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

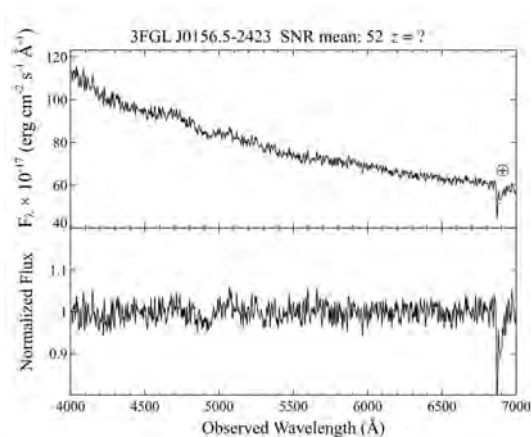


Figura 7.5: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0156.5-2423. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

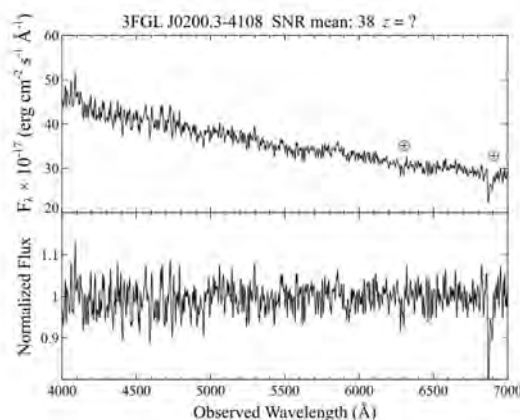


Figura 7.6: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0200.3-4108. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

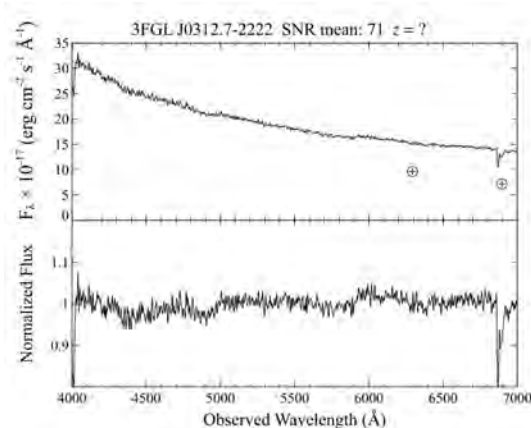


Figura 7.7: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0312.7-2222. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

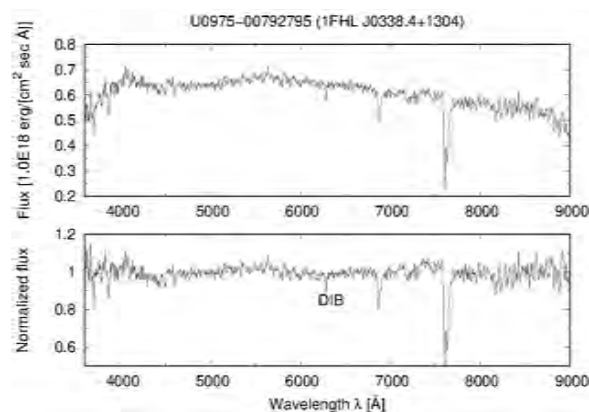


Figura 7.8: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J0338.4+1304. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

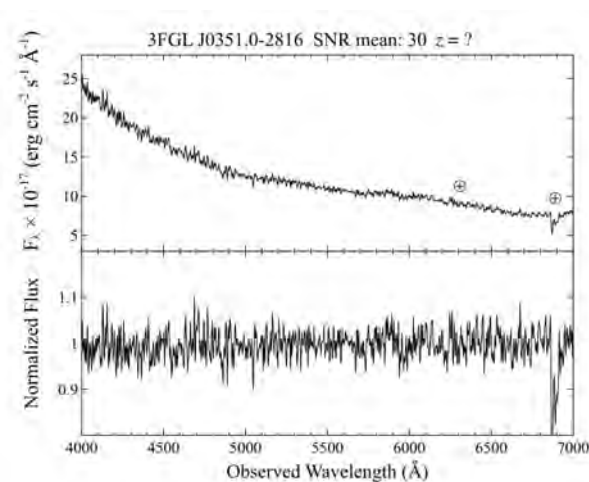


Figura 7.9: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0351.0-2816. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

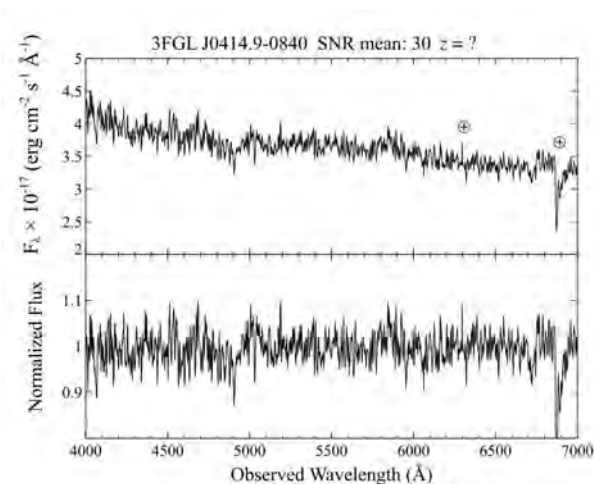


Figura 7.10: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0414.9-0840. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

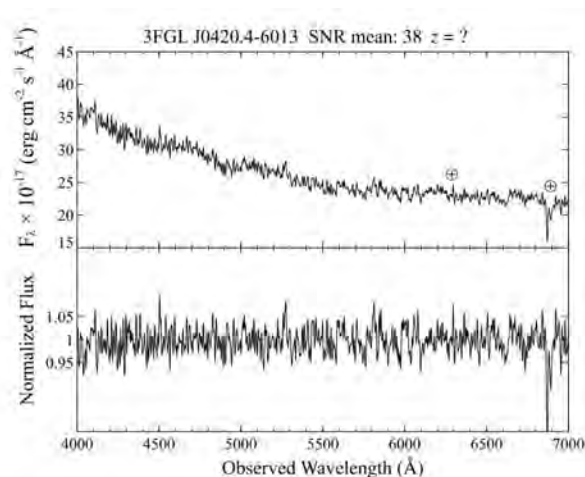


Figura 7.11: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0420.4-6013. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

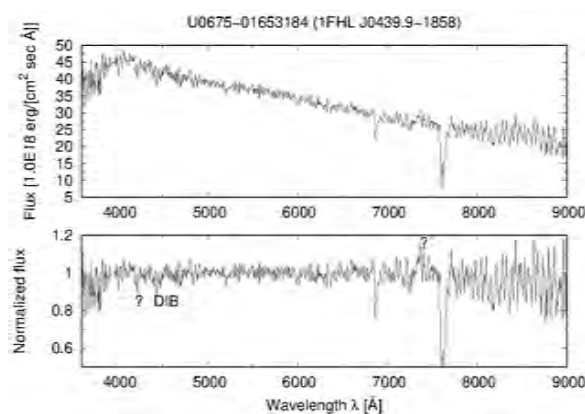


Figura 7.12: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J0439.9-1858. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Marchesini et al. (2016a).

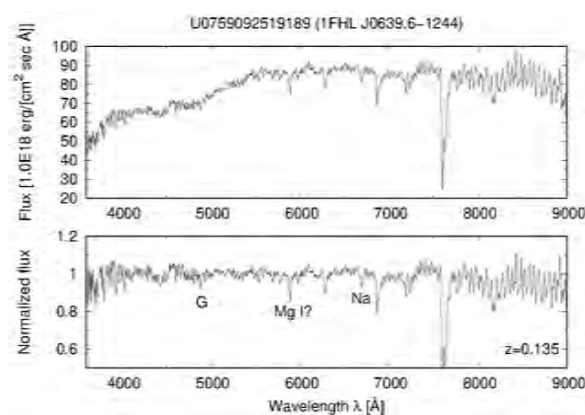


Figura 7.13: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J0639.6-1244. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Marchesini et al. (2016a).

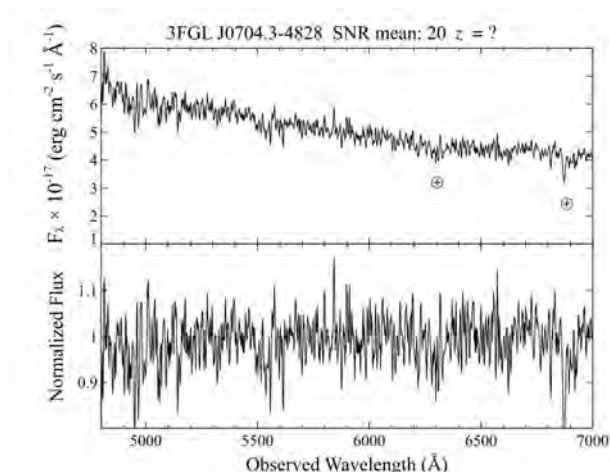


Figura 7.14: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0704.3-4828. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

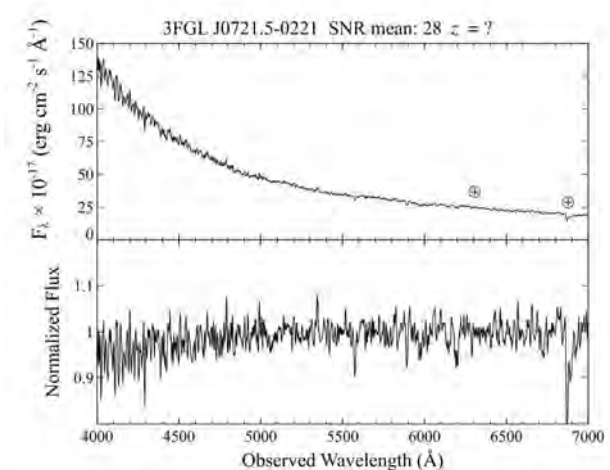


Figura 7.15: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0721.5-0221. Originally published in Peña Herazo et al. (2017).

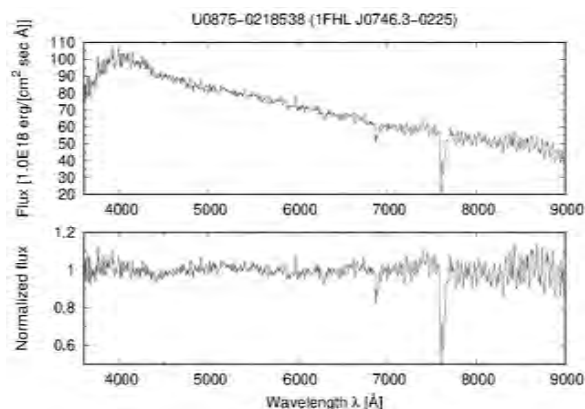


Figura 7.16: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J0746.3-0225. Originally published in Marchesini et al. (2016a).

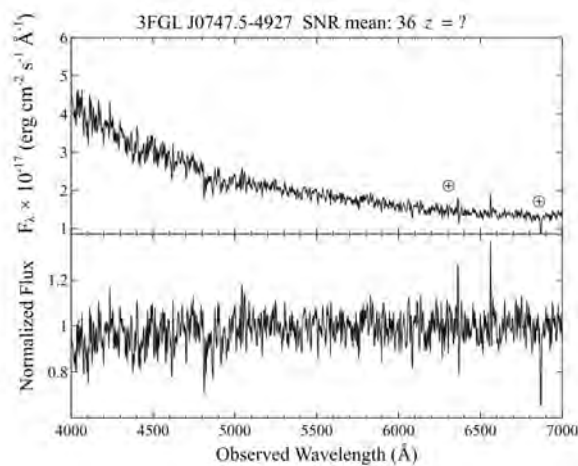


Figura 7.17: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGLJ0747.5-4927. Originally published in [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

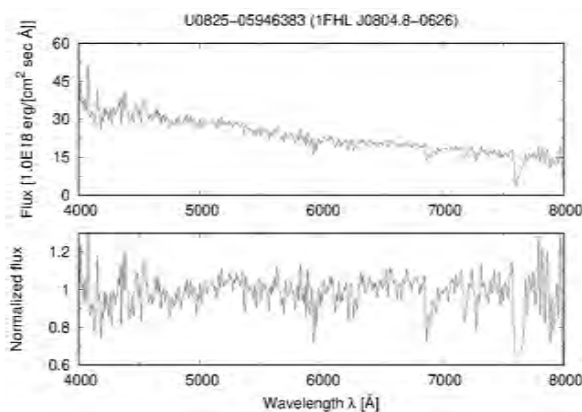


Figura 7.18: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHLJ0804.8-0626. Originally published in [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

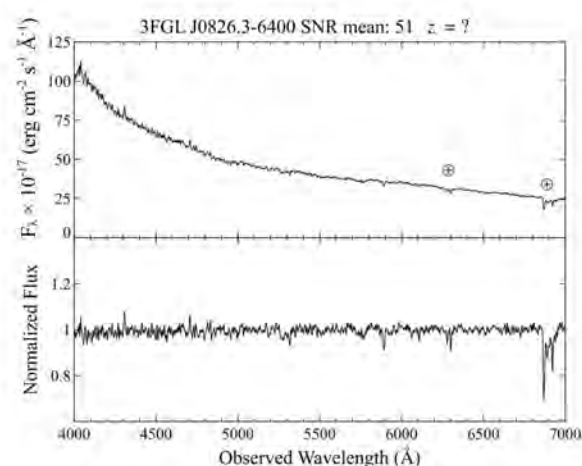


Figura 7.19: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGLJ0826.3-6400. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

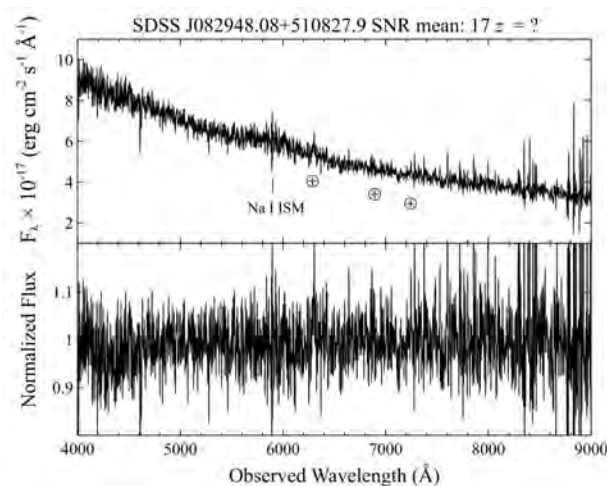


Figura 7.20: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi F8LY J0829.7+5106. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

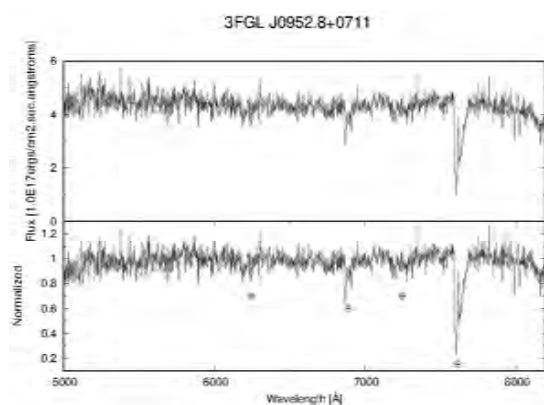


Figura 7.21: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J0952.8+0711. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

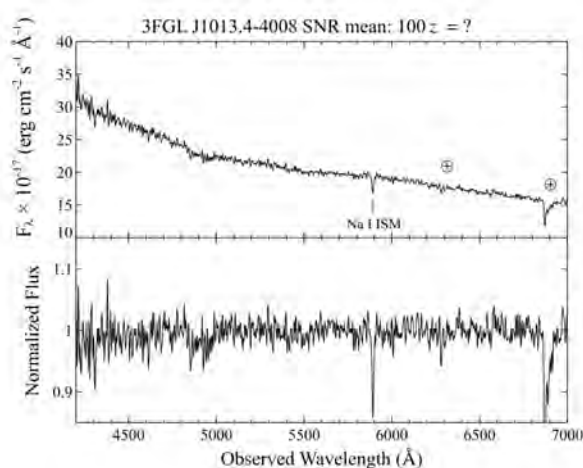


Figura 7.22: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J1013.4-4008. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).



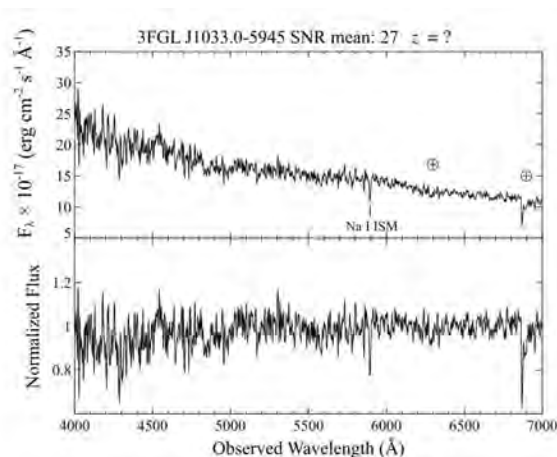


Figura 7.23: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J1033.0-5945. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

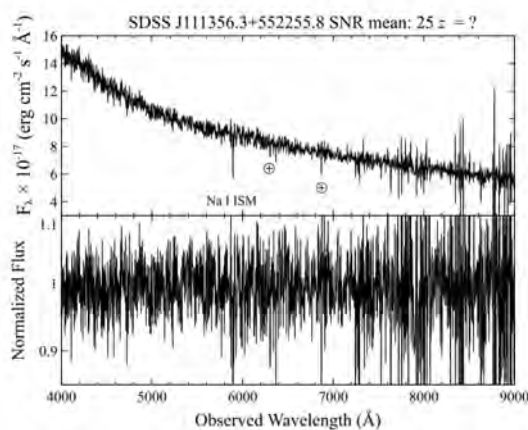


Figura 7.24: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1113.8+5524. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

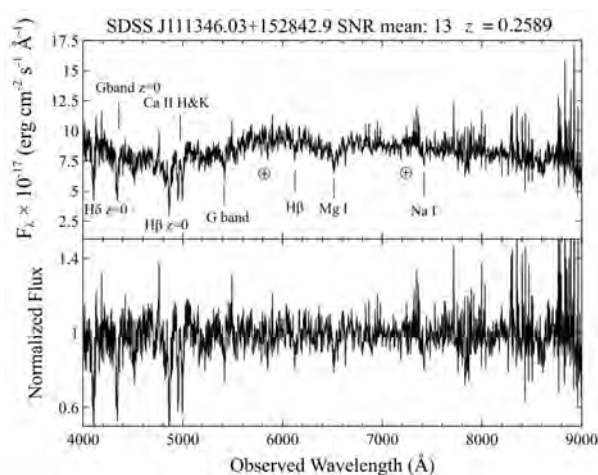


Figura 7.25: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1113.9+1527. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

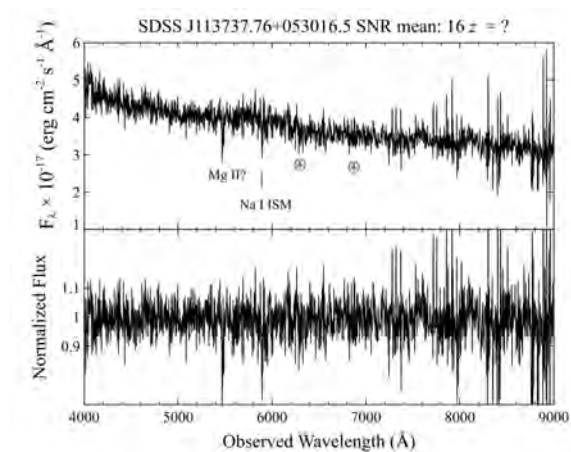


Figura 7.26: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1137.2+0534. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

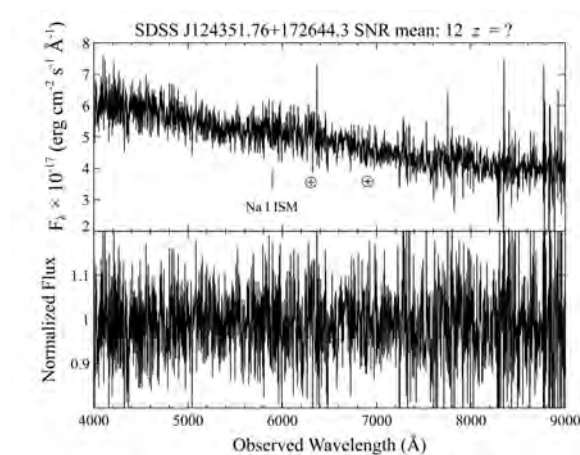


Figura 7.27: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1243.6+1727. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

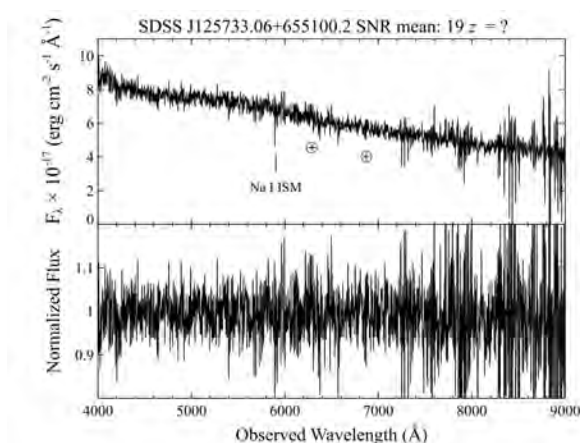


Figura 7.28: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1258.4+6552. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

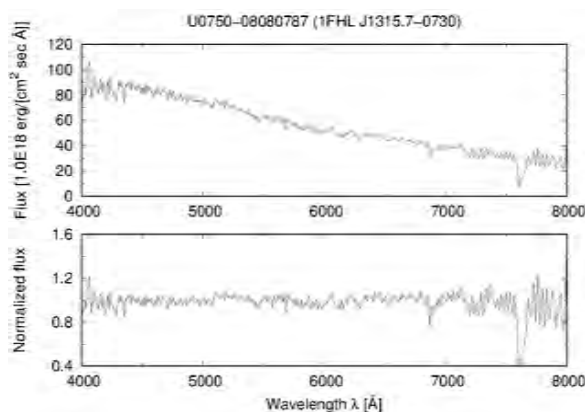


Figura 7.29: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHLJ1315.7-0730. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

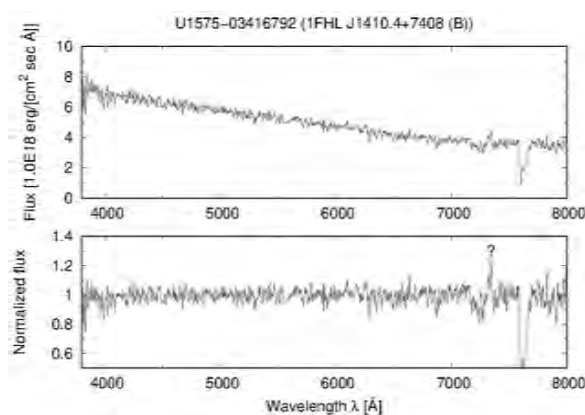


Figura 7.30: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J1410.4+7408. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

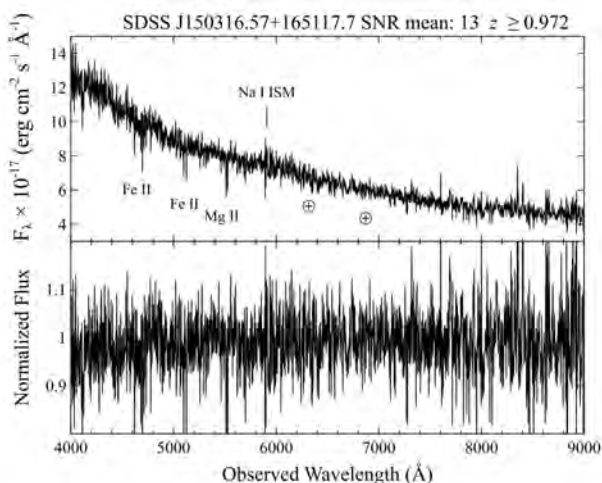


Figura 7.31: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1503.3+1651. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

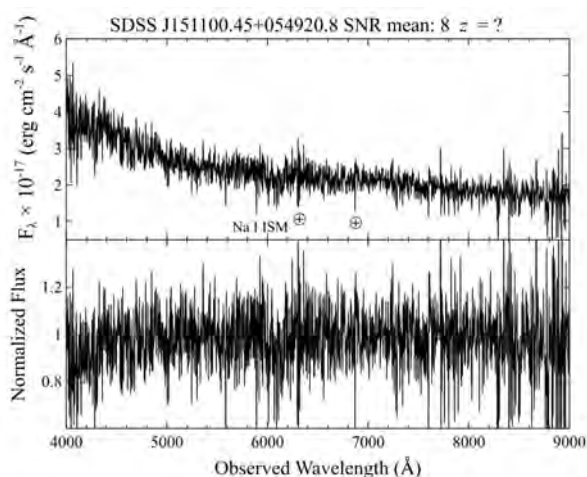


Figura 7.32: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1511.4+0549. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

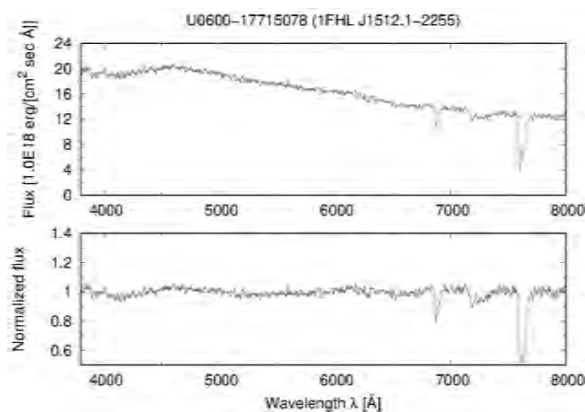


Figura 7.33: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J1512.1-2255. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Marchesini et al. (2016a).

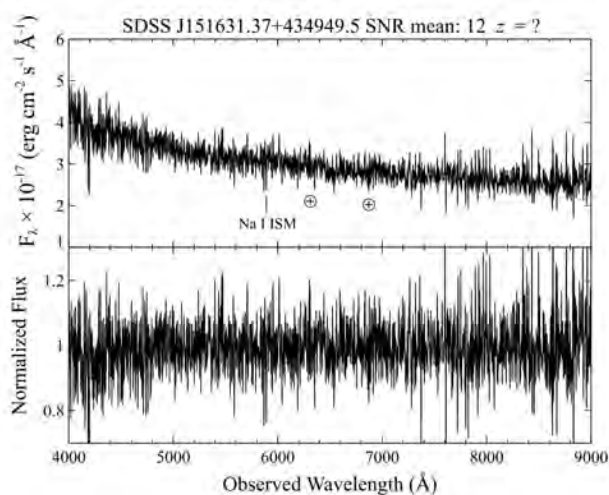


Figura 7.34: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J1516.3+4353. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

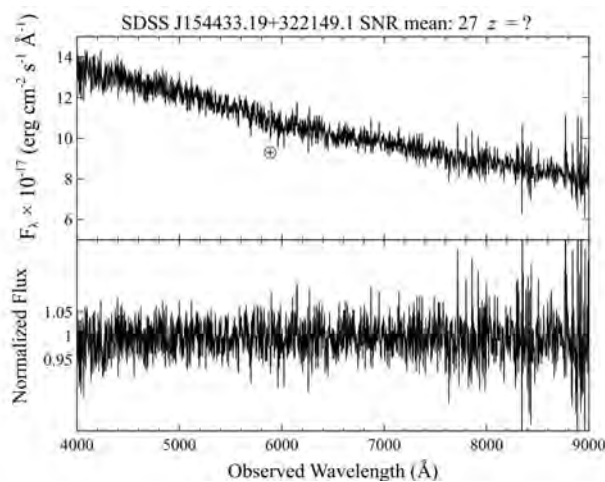


Figura 7.35: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FLY J1544.9+3218. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

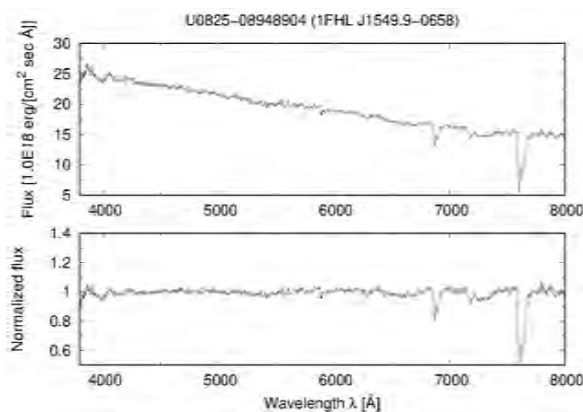


Figura 7.36: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J1549.9-0658. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

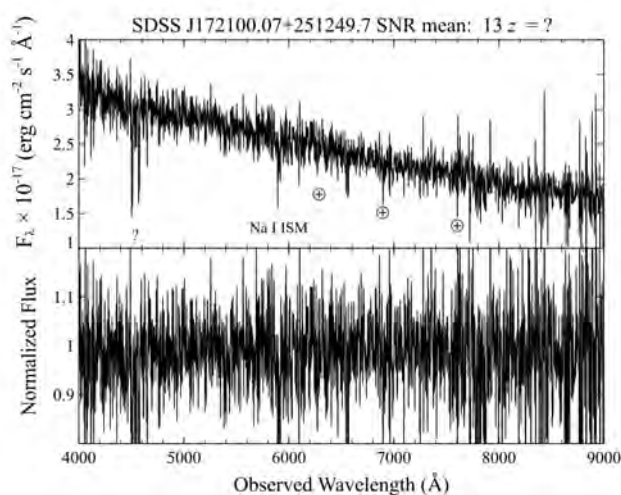


Figura 7.37: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FLY J1721.3+2529. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

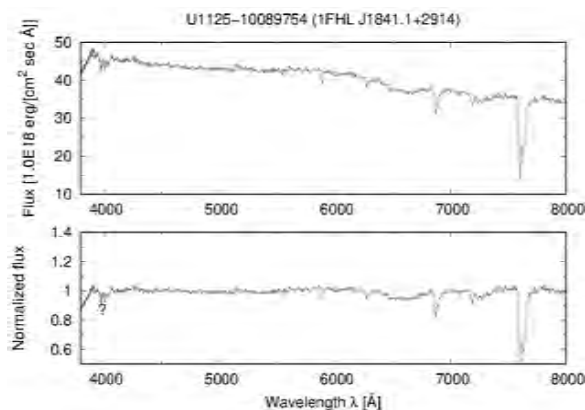


Figura 7.38: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J1841.1+2914. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

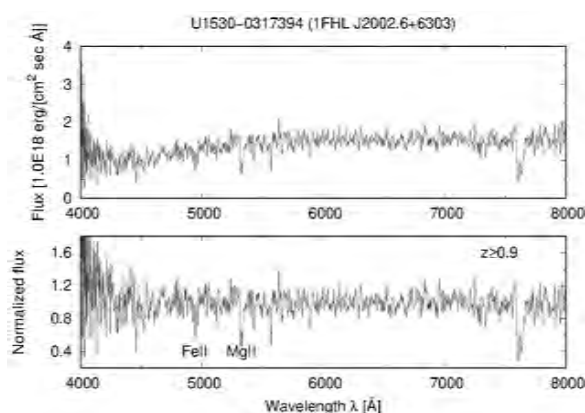


Figura 7.39: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 1FHL J2002.6+6303. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2016a\)](#).

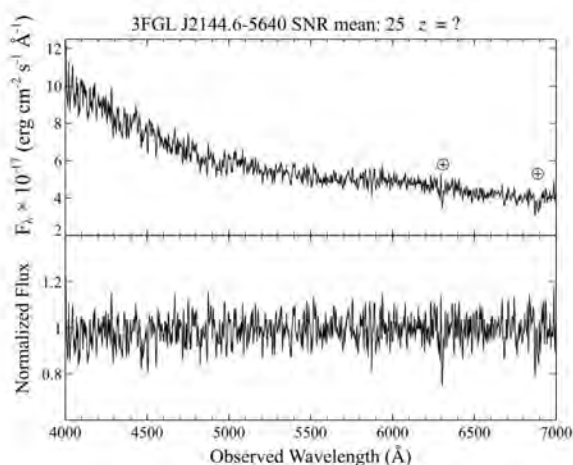


Figura 7.40: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2144.6-5640. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

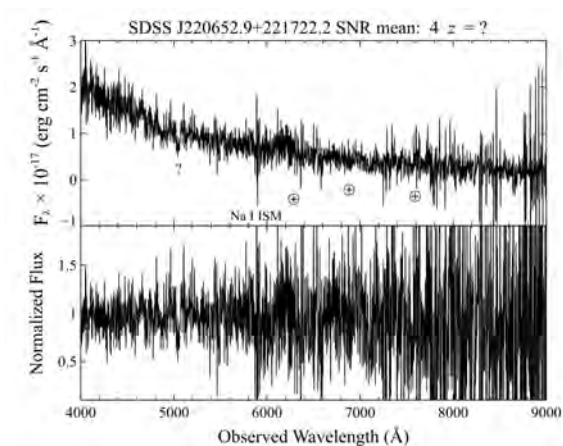


Figura 7.41: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FLSY J2207.1+2222. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

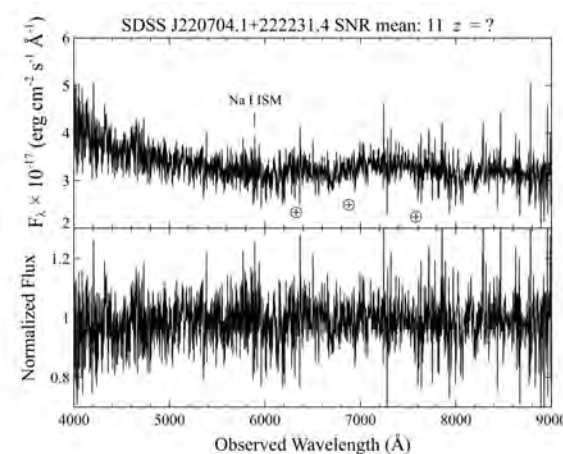


Figura 7.42: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FLSY J2207.1+2222. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

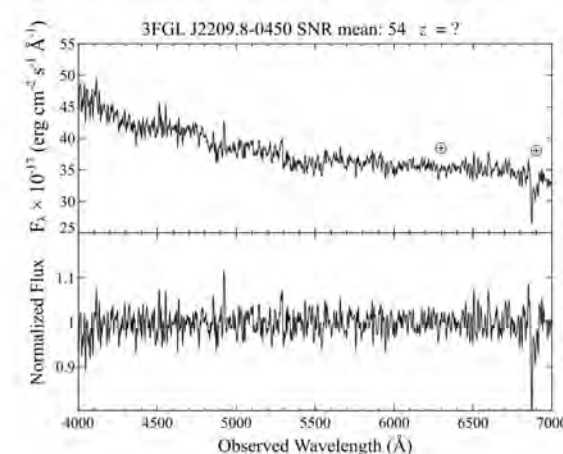


Figura 7.43: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2209.8-0450. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

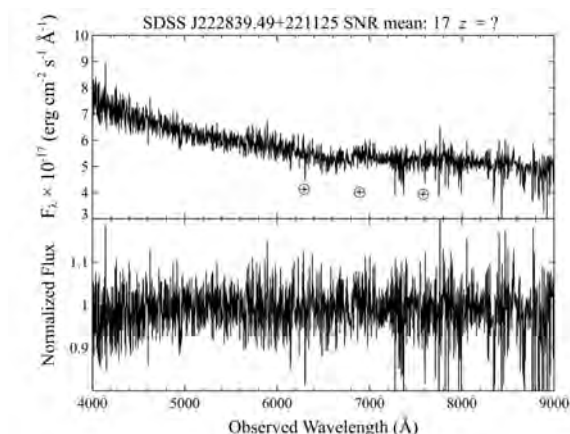


Figura 7.44: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J2228.5+2211. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

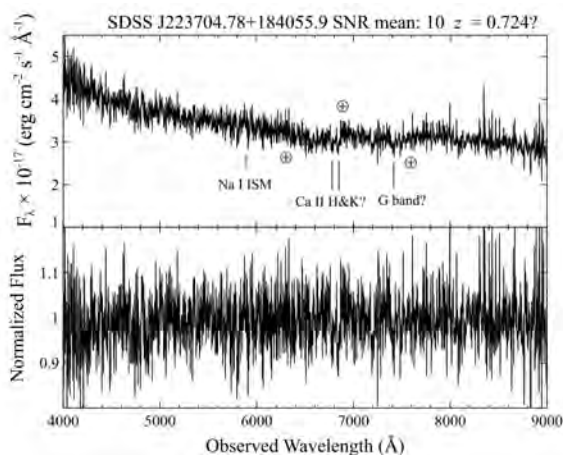


Figura 7.45: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi FL8Y J2236.9+1840. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

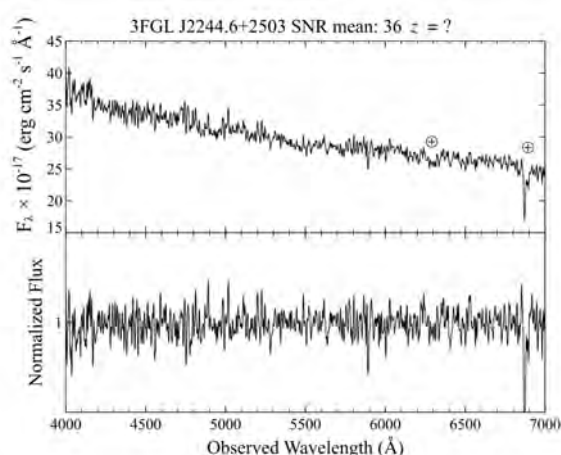


Figura 7.46: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2244.6+2503. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).



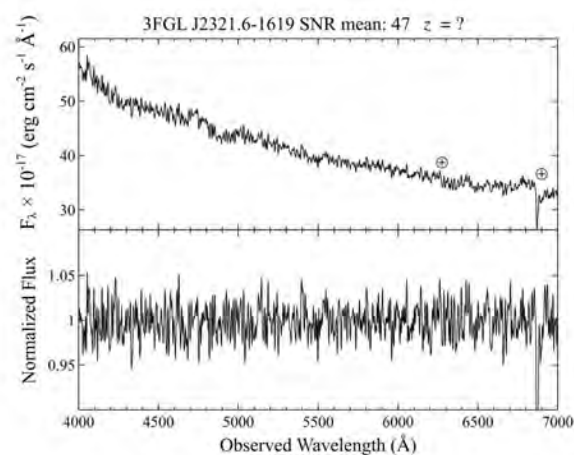


Figura 7.47: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2321.6-1619. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

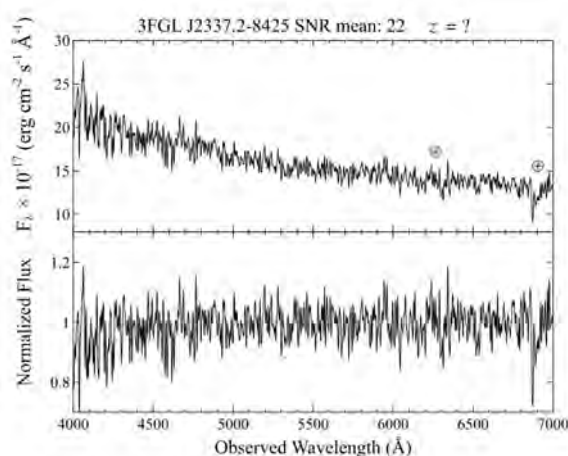


Figura 7.48: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2337.2-8425. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

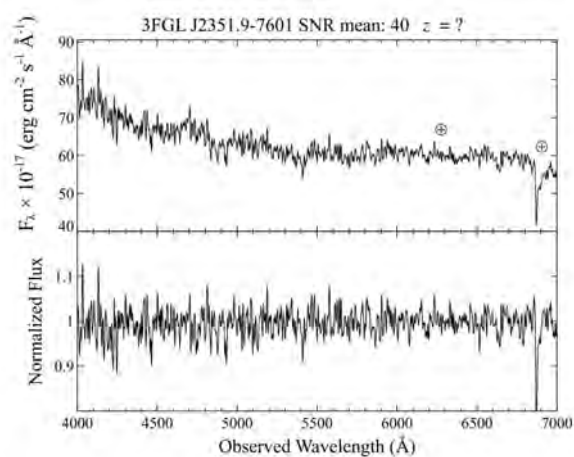


Figura 7.49: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de Fermi 3FGL J2351.9-7601. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

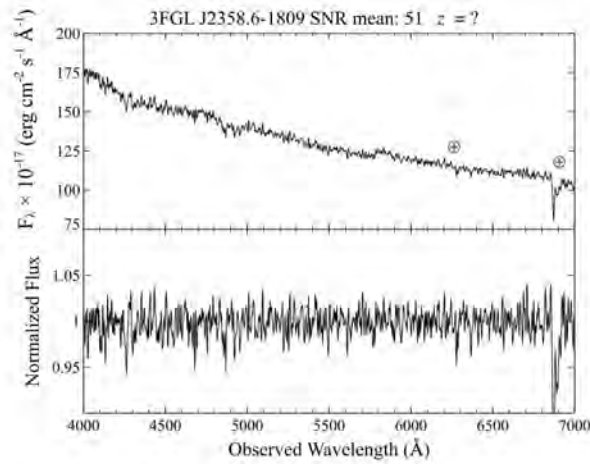


Figura 7.50: Espectro óptico para la contraparte del objeto de tipo UGS de *Fermi* 3FGL J2358.6-1809. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

### 7.1.1. Fuentes de tipo BZB encontradas en la literatura

Además de las contrapartes ópticas que pudimos asociar a objetos de tipo UGS de *Fermi*, también buscamos contrapartes ópticas de tipo BZB que fueran reportadas en la literatura. En particular, nos concentramos solamente en aquellas que forman parte de nuestra muestra de XBCs (ver Capítulos 4 y 6). Encontramos así 23 fuentes en la literatura, que sumadas a las 17 que reportamos en la Sección 7.1 alcanzan un total de 40 objetos BZB dentro de la muestra de UGS de *Fermi* con una detección en rayos-X. En la tabla 7.2 reportamos los detalles básicos para los UGS de *Fermi* con contrapartes de tipo BZB asociadas en la literatura.

### 7.1.2. Comparación con XBCs

A lo largo de nuestra campaña óptico-espectroscópica, aún en curso, para asociar contrapartes a objetos de tipo UGS de *Fermi* (Paggi et al., 2014a; Massaro et al., 2015b; Landoni et al., 2015b; Ricci et al., 2015; Álvarez Crespo et al., 2016a,b; Peña Herazo et al., 2017; Marchesini et al., 2019a; Peña Herazo et al., 2019), encontramos 27 fuentes que son también parte de nuestra muestra de XBCs. Además, encontramos 23 fuentes más del tipo UGS que fueron clasificadas con espectroscopía óptica en la literatura (Paggi et al., 2014b; Marchesini et al., 2016a; Paiano et al., 2017a; Marchesi et al., 2018; Paiano et al., 2019; Desai et al., 2019). Todas estas 50 fuentes fueron clasificadas en 3 cuasares (QSO), 2 BZQ, y 45 BZBs. Estos números son consistentes con nuestra expectativa de encontrar BZBs.

Encontramos que para esta submuestra de XBCs ya asociados con BZBs,  $(u - r) = 1.0 \pm 0.2$ ,  $F_X = (7.1 \pm 5.1) \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , y  $HR_X = -0.60 \pm 0.12$ , en promedio. Estos valores son de hecho consistentes con la población general de BZBs, como se dijo en el Capítulo 5, y con toda la muestra de XBCs analizada en este trabajo.

En la Figura 7.51 mostramos nuevamente  $F_X$  versus  $HR_X$  para la muestra de XBCs, pero marcando con círculos negros las fuentes que fueron clasificadas como BZBs, con

Tabla 7.2: Muestra de contrapartes ópticas de naturaleza de tipo BZB, asociadas en la literatura a fuentes de tipo UGS de Fermi para las cuales encontramos un XBC. En la columna 1 reportamos el nombre Fermi, en las columnas 2 y 3 las coordenadas ecuatoriales celestes en J2000.0 tomadas del catálogo WISE, en la columna 4 el corrimiento al rojo de la fuente (si fue medido), en la columna 5 la referencia correspondiente en la que fuera publicado su espectro y en la columna 6 el telescopio utilizado para obtener el espectro. Las referencias son: (1) [Massaro et al. \(2014\)](#), (2) [Paggi et al. \(2014b\)](#), (3) [Landoni et al. \(2015a\)](#), (4) [Massaro et al. \(2016\)](#), (5) [Álvarez Crespo et al. \(2016c\)](#), (6) [Paiano et al. \(2017a\)](#), (7) [Marchesi et al. \(2018\)](#), (8) [Paiano et al. \(2019\)](#), y (9) [Desai et al. \(2019\)](#).

Name (Fermi)	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	z	Ref.	Telescopio
3FGL J0049.0+4224	00:48:59.16	+42:23:51.1	0.302	6	SDSS
3FGL J0234.2-0629	02:34:10.29	-06:28:25.8	-	4	SDSS
3FGL J0239.0+2555	02:38:53.89	+25:54:07.0	0.584	6	SDSS
3FGL J0251.1-1829	02:51:11.53	-18:31:12.8	>0.615	8	GTC
3FGL J0258.9+0552	02:58:57.55	+05:52:44.0	>0.7	8	GTC
3FGL J0644.6+6035	06:44:35.71	+60:38:51.1	>0.581	2	SDSS
3FGL J0937.9-1435	09:37:54.72	-14:33:50.4	0.287	6	GTC
3FGL J1049.7+1548	10:49:39.36	+15:48:37.7	0.327	2	SDSS
3FGL J1129.0+3758	11:29:03.23	+37:56:55.8	-	1	SDSS
3FGL J1130.7-7800	11:30:32.07	-78:01:05.4	-	9	Blanco
3FGL J1146.1-0640	11:46:00.86	-06:38:54.9	0.641	8	GTC
3FGL J1223.3+0818	12:23:27.50	+08:20:30.6	>0.718	8	GTC
3FGL J1258.4+2123	12:58:21.46	+21:23:51.2	0.627	8	GTC
3FGL J1411.4-0724	14:11:33.32	-07:22:53.2	>0.72	6	GTC
3FGL J1704.1+1234	17:04:09.59	+12:34:21.7	0.450	5	TNG
3FGL J1704.4-0528	17:04:33.84	-05:28:40.8	0.452	6	GTC
3FGL J2015.3-1431	20:15:25.02	-14:32:03.9	-	5	SOAR
3FGL J2110.0+0442	21:09:40.13	+04:40:00.6	-	7	KPNO
3FGL J2115.2+1215	21:15:22.00	+12:18:02.7	>0.497	6	SDSS
3FGL J2150.5-1754	21:50:46.61	-17:49:54.2	0.186	8	GTC
3FGL J2229.1+2255	22:29:11.19	+22:54:59.9	0.440	8	GTC
3FGL J2250.3+1747	22:50:32.76	+17:49:14.8	0.344	8	GTC
3FGL J2258.2-3645	22:58:15.01	-36:44:34.4	-	3	SOAR

triángulos aquellas clasificadas como BZQs y con diamantes los QSOs.

Como era de esperar, todas las fuentes se encuentran dentro del área definida por los BZB en el Capítulo 5, y son representativas de nuestra muestra madre de XBCs. Esto refuerza la elección de la búsqueda de XBCs como método para encontrar BZBs que emiten rayos- $\gamma$ .

Además, el 68 % de los XBC con flujos  $F_X \geq 8 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  fueron asociados con contrapartes ópticas, todas ellas del tipo BZB. Graficamos este umbral como una línea sólida negra, en la Figura 7.51. El restante 32 % de los XBC son probablemente BZBs, aunque se necesitan observaciones ópticas para confirmar su naturaleza.

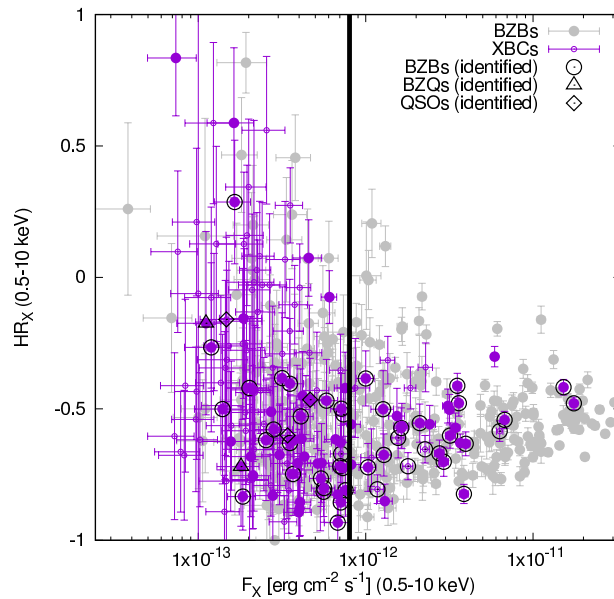


Figura 7.51:  $F_X$  en la banda de 0.5-10 keV, versus  $HR_X$  para toda la muestra de los XBC. El uso de símbolos es el mismo que en la Figura 7. Los XBC clasificados como BZBs se muestran como círculos negros vacíos, mientras que los BZQ y los QSO se muestran como triángulos y diamantes negros, respectivamente.

En la Figura 7.52 mostramos la distribución de  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV para los XBC ya clasificados a través de espectroscopía óptica. Marcamos nuevamente los umbrales de detección como en la Figura 5.3. El 73 % de esta submuestra se encuentra por encima del umbral de flujo de rayos- $\gamma$  a partir del cual se detecta una contraparte de rayos-X para el 96 % de la muestra de BZBs del Capítulo 5. Esto es coherente con el comportamiento de la muestra madre de XBCs, mostrado en la Figura 8.

Finalmente, en la Figura 7.53 mostramos la distribución del color (u-r) para los 29 XBCs que tienen una contraparte en el SDSS, como en la Figura 6.12. Hay seis fuentes por encima del límite de magnitud establecido en 1.4 para BZBs, dos de los cuales son BZQs, y cuatro son BZBs. El resto de las fuentes yace por debajo del umbral de 1.4, lo que indica una posible contribución de la galaxia anfitriona.

Al cruzar la muestra de los OUT con las fuentes identificadas o asociadas en nuestras campañas de seguimiento o en la literatura, encontramos una clasificación solamente para 5 fuentes: 2 BZQs, 2 QSOs y 1 BZB. Las mostramos en la Figura 7.54, análoga a

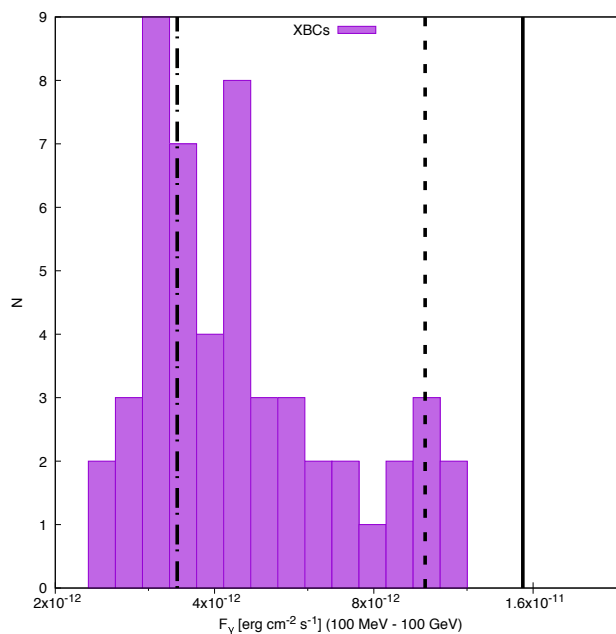


Figura 7.52: Distribución de  $F_\gamma$  en la banda de 100 MeV - 100 GeV para los XBCs ya clasificados a través de óptica espectroscópica. Marcamos con línea sólida, a trazos y punteada con trazos los umbrales por sobre los cuales se espera detectar el 100%, 98% y el 96% de los BZBs en rayos-X, al observar por 5 ks o más.

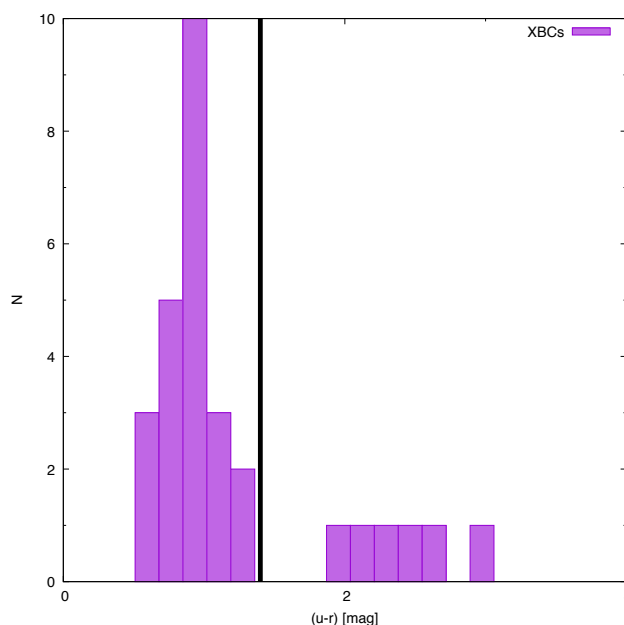


Figura 7.53: Distribución del color óptico ( $u-r$ ) tomado del SDSS, para todos los XBC con una contraparte asociada en el óptico mediante espectroscopía y que haya sido clasificada como BZB, BZQ o QSO. La línea sólida vertical marca el límite debajo del cual las fuentes se espera que sean del tipo BL Lac, según [Massaro et al. \(2012a\)](#).

la Figura 7.51. Todas se encuentran, de hecho, más cerca de la región ocupada por los BZBs en el gráfico que el resto de la muestra de OUTs.

Remarcamos que hay otros 13 OUTs que se encuentran en la región ocupada por los BZB y por arriba del umbral de  $F_X$  para el 68% de la muestra reportado en la Figura 7.51. Ninguna de estas 13 fuentes ha sido asociada o clasificada mediante espectroscopía

óptica, y son probables candidatos a BZB para campañas de seguimiento futuras.

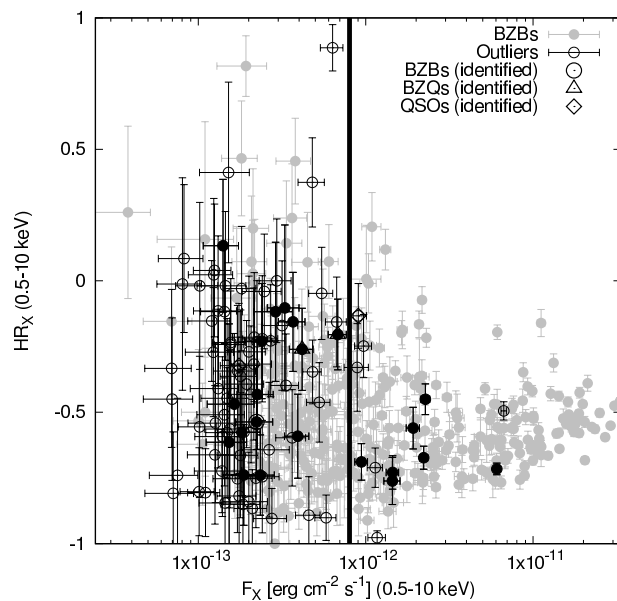


Figura 7.54:  $F_X$  versus  $HR_X$  para nuestra muestra de OUTs, con las fuentes identificadas en el óptico marcadas según el código marcado en la esquina superior derecha.

## 7.2. BCUs

Por otra parte, durante nuestras campañas de seguimiento y asociación/identificación de fuentes de altas energías, pudimos además confirmar la naturaleza de tipo BZB de 53 fuentes de tipo BCU. Estas son fuentes detectadas en radio, infrarrojo o en rayos-X que han sido asociadas a fuentes *Fermi* a través de un método estadístico, detallado en los catálogos de *Fermi* (Ackermann et al., 2015). No son parte de nuestra muestra analizada en rayos-X, pero son, de todos modos, fuentes de rayos- $\gamma$  que hemos podido confirmar que pertenecen a la clase de los BZB. Esto incrementará el número de los BZB asociados/identificados en los futuros catálogos *Fermi*, lo que a su vez mejorará el nivel de certeza de los análisis poblacionales que se realicen a futuro.

Como en la Sección 7.1, seguimos la nomenclatura dada por el Roma-BZCat, definiendo una fuente como BZB si su espectro óptico tiene forma de ley de potencias más brillante hacia el azul, sin líneas de emisión o bien con líneas de emisión cuyos anchos equivalentes son menores a  $5 \text{ \AA}$  en el marco de referencia de la fuente (ver, por ejemplo, Marcha et al., 1996; Laurent-Muehleisen et al., 1998).

En la Tabla 7.3 reportamos la información básica de todas las contrapartes ópticas que asociamos a los BZU. Y en las Figuras 7.55 a 7.107, mostramos los resultados de nuestra campaña espectroscópica para esta muestra.

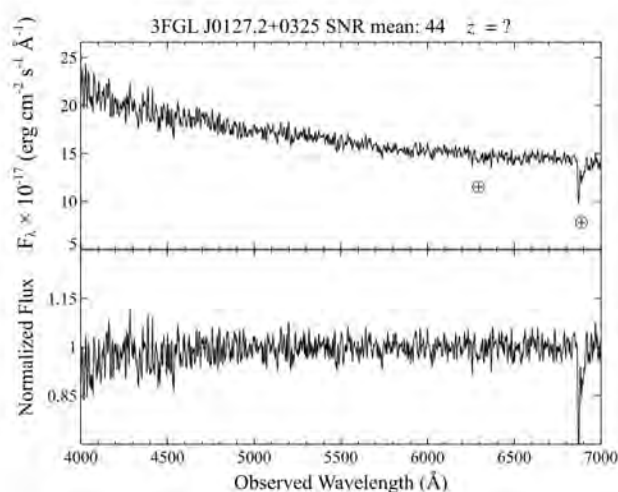


Figura 7.55: Espectro de la contraparte óptica de la fuente BCU de *Fermi* 3FGL J0127.2+0325. El panel superior muestra el espectro observado, mientras que el panel inferior muestra el espectro con flujo normalizado. Las líneas o bandas de absorción presentes a  $\sim 6869$ ,  $7186$ , y  $7605 \text{ \AA}$  son telúricas. Las líneas de absorción presentes a  $\sim 5890$  y  $5896 \text{ \AA}$  se corresponden con el doblete de NaI del medio interestelar. Las líneas marcadas como “DIB” son bandas difusas interestelares, mientras que las líneas marcadas con signo de interrogación no pudieron ser identificadas. Detalles como en la Figura 7.1. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

Tabla 7.3: Muestra de contrapartes ópticas de naturaleza de tipo BZB, asociadas a fuentes BCU de Fermi. En la columna 1 reportamos el nombre Fermi, en las columnas 2 y 3 las coordenadas ecuatoriales celestes en J2000.0 tomadas del catálogo AllWISE, en la columna 4 indicamos el corrimiento al rojo, de haberlo, en la columna 5 la referencia correspondiente en la que fue publicado el espectro óptico original, y en la columna 6 el telescopio utilizado para obtener el espectro. Las referencias son: (1) Peña Herazo et al. (2017), (2) Marchesini et al. (2019a), y (3) Peña Herazo et al. (2019).

Name (Fermi)	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	z	Ref.	Telescopio	Name (Fermi)	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	z	Ref.	Telescopio
2FGLJ1922.6-7454	19:22:43.02	-74:53:49.6	-	1	SOAR	3FGL J1440.0-3955	14:39:50.86	-39:55:18.8	0.300	2	SOAR
3FGL J0127.2+0325	01:27:13.95	+03:23:00.6	-	1	SOAR	3FGL J1512.2-2255	15:12:12.76	-22:55:08.5	-	1	SOAR
3FGL J0211.2-0649	02:11:16.95	-06:44:19.9	0.193	2	SOAR	3FGL J1518.0-2732	15:18:03.60	-27:31:31.1	-	1	SOAR
3FGL J0310.4-5015	03:10:34.72	-50:16:31.1	-	1	SOAR	3FGL J1539.8-1128	15:39:41.20	-11:28:35.4	-	1	SOAR
3FGL J0439.9-1859	04:39:49.73	-19:01:01.6	-	1	SOAR	FL8Y J1541.7+1413	15:41:50.10	+14:14:37.8	-	3	OAGH
3FGL J0623.3+3043	06:23:16.03	+30:44:57.7	-	2	KPNO	3FGL J1547.1-2801	15:47:12.13	-28:02:21.6	-	1	SOAR
3FGL J0626.6-4259	06:26:36.71	-42:58:05.9	-	1	SOAR	FL8Y J1559.8-2525	16:00:05.36	-25:24:39.8	0.416	2	SOAR
3FGL J0649.6-3138	06:49:33.60	-31:39:20.3	>0.563	1	SOAR	3FGL J1637.6-3449	16:37:50.99	-34:49:15.4	-	1	SOAR
3FGL J0653.6+2817	06:53:44.26	+28:15:47.5	-	2	KPNO	3FGL J1656.8-2010	16:56:55.15	-20:10:56.3	-	1	SOAR
3FGL J0703.4-3914	07:03:12.66	-39:14:18.9	-	1	SOAR	FL8Y J1808.9+3522	18:08:49.70	+35:20:42.8	0.141	3	OAGH
3FGL J0723.7+2050	07:23:48.34	+20:51:30.8	-	2	OAN	3FGL J1842.3-5841	18:42:29.83	-58:41:57.5	0.421	2	SOAR
3FGL J0748.8+4929	07:48:37.76	+49:30:41.0	-	2	KPNO	3FGL J1954.9-5640	19:55:02.86	-56:40:28.8	0.221	2	SOAR
3FGL J0827.2-0711	08:27:06.17	-07:08:45.9	-	1	SOAR	3FGL J1955.0-1605	19:55:00.66	-16:03:38.4	>0.63	1	SOAR
3FGL J0858.1-3130	08:58:02.91	-31:30:38.3	-	1	SOAR	3FGL J2024.4-0848	20:24:29.37	-08:48:04.7	-	1	SOAR
3FGL J0947.1-2542	09:47:09.53	-25:41:00.0	-	1	SOAR	3FGL J2046.7-1011	20:46:54.33	-10:10:40.2	-	2	SOAR
3FGL J1009.0-3137	10:08:50.55	-31:39:05.5	0.534	1	SOAR	FL8Y J2048.6-6804	20:48:23.98	-68:04:51.7	-	3	SOAR
FL8Y J1046.1+5449	10:46:28.81	+54:49:44.8	0.252	3	OAGH	3FGL J2103.9-6233	21:03:38.38	-62:32:25.8	-	2	SOAR
3FGL J1052.8-3741	10:52:58.09	-37:43:18.6	-	2	SOAR	3FGL J2126.5-3926	21:26:25.19	-39:21:22.2	-	2	SOAR
3FGL J1106.4-3643	11:06:24.04	-36:46:59.0	1.080	1	SOAR	3FGL J2144.2+3132	21:44:15.22	+31:33:39.2	-	2	OAN
3FGL J1125.0-2101	11:25:08.63	-21:01:06.0	-	1	SOAR	3FGL J2159.2-2841	21:59:10.92	-28:41:16.4	0.270	2	SOAR
FL8Y J1129.4+3033	11:29:37.31	+30:36:34.5	-	3	OAGH	3FGL J2212.3-7039	22:11:56.22	-70:39:14.7	-	3	SOAR
3FGL J1203.5-3925	12:03:17.89	-39:26:21.0	0.227	1	SOAR	3FGL J2212.6+2801	22:12:39.11	+27:59:38.4	-	2	KPNO
3FGL J1218.8-4827	12:19:02.27	-48:26:28.0	-	1	SOAR	3FGL J2213.6-4755	22:13:30.35	-47:54:25.2	>1.529	2	SOAR
FL8Y J1231.1+3711	12:31:24.10	+37:11:02.3	0.219	3	OAGH	3FGL J2305.3-4219	23:05:12.44	-42:18:57.2	-	2	SOAR
3FGL J1307.6-4300	13:07:37.98	-42:59:39.0	-	1	SOAR	3FGL J2316.8-5209	23:17:01.72	-52:10:01.4	0.646	2	SOAR
3FGL J1312.7-2349	13:12:48.76	-23:50:47.4	>0.462	1	SOAR	3FGL J2348.4-5100	23:48:53.10	-51:03:14.0	0.392	2	SOAR
FL8Y J1331.7-0647	13:31:46.85	-06:46:33.1	0.073	3	OAGH						



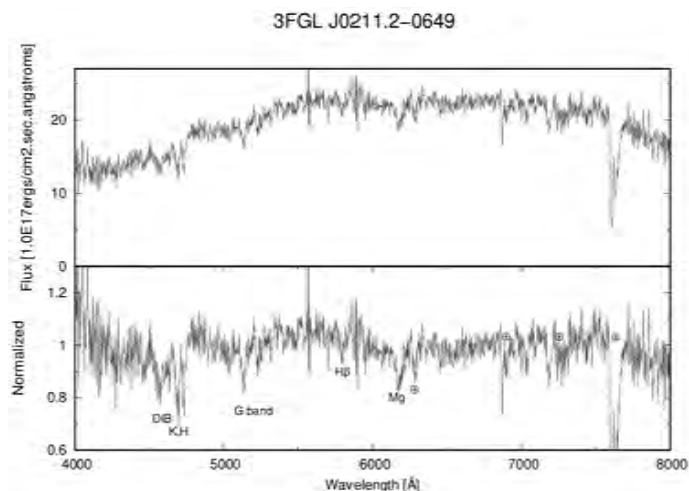


Figura 7.56: Espectro de la contraparte óptica del BCU de Fermi 3FGL J0211.2-0649. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

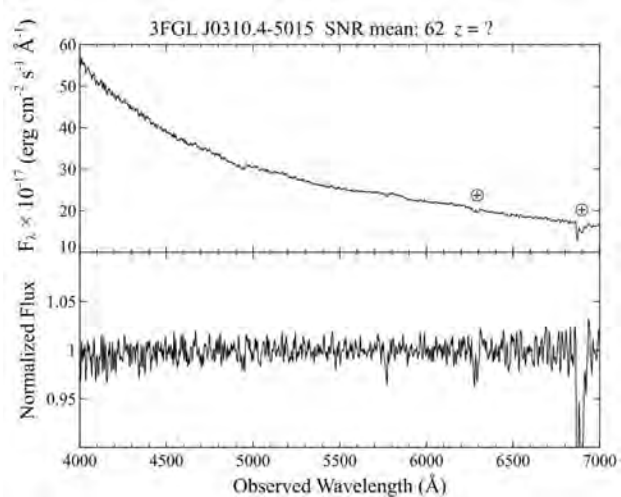


Figura 7.57: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0310.4-5015. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

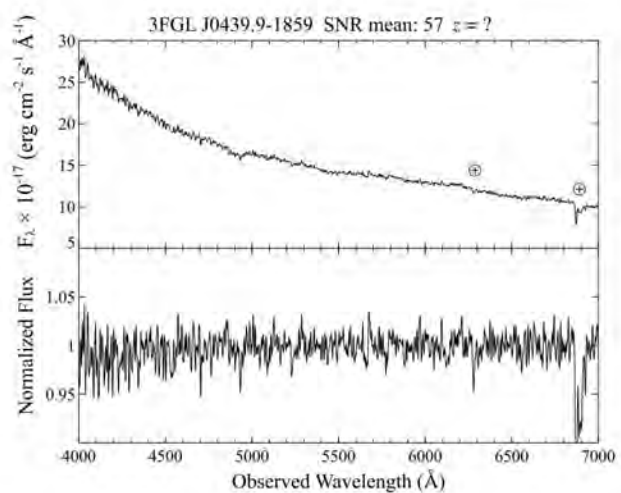


Figura 7.58: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0439.9-1859. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

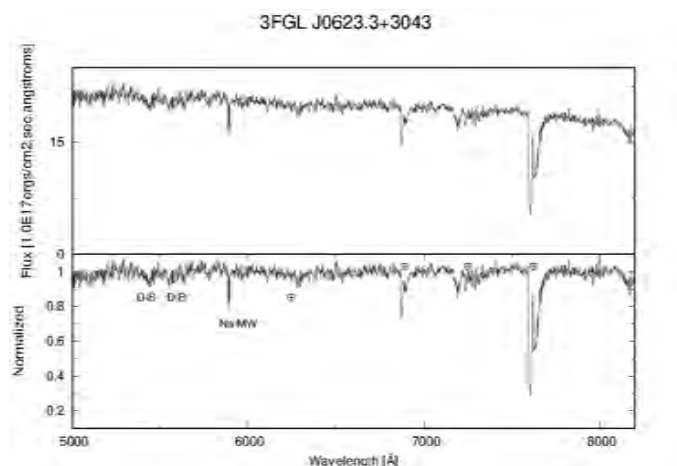


Figura 7.59: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0623.3+3043. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

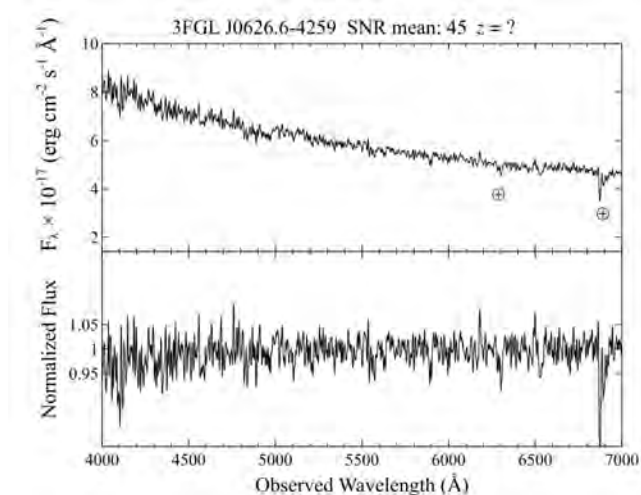


Figura 7.60: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0626.6-4259. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

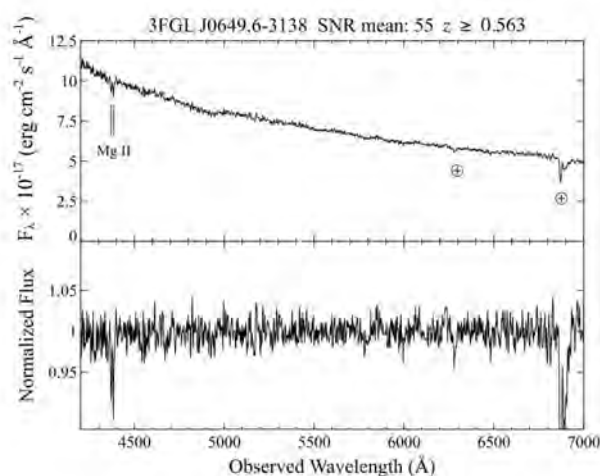


Figura 7.61: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0649.6-3138. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

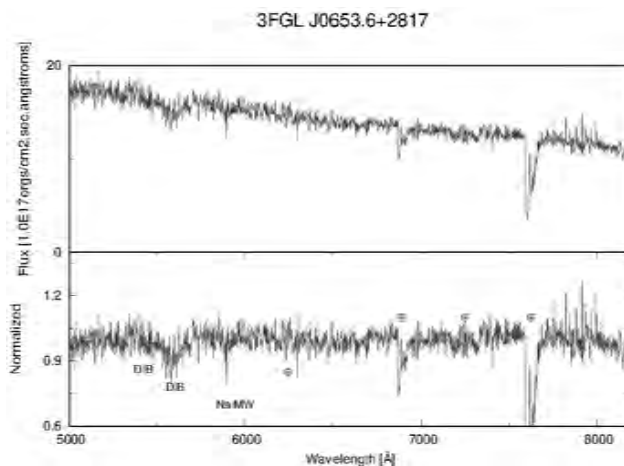


Figura 7.62: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0653.6+2817. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

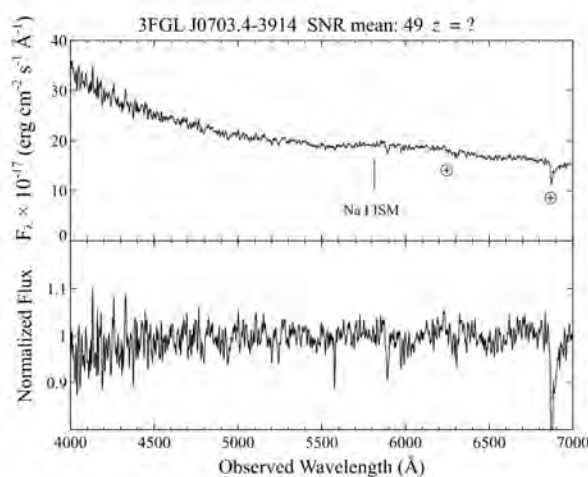


Figura 7.63: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0703.4-3914. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

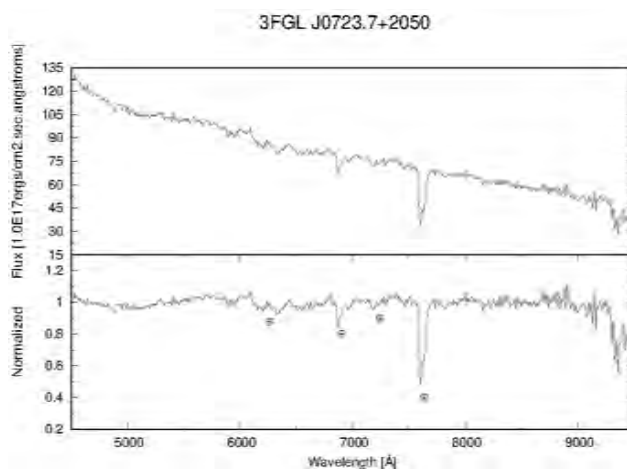


Figura 7.64: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0723.7+2050. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

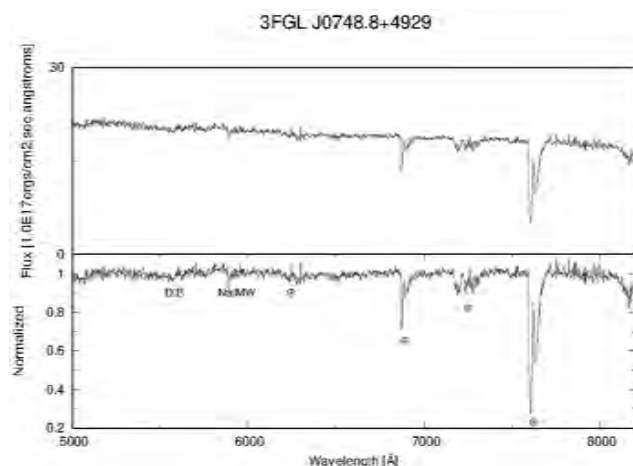


Figura 7.65: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J0748.8+4929. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

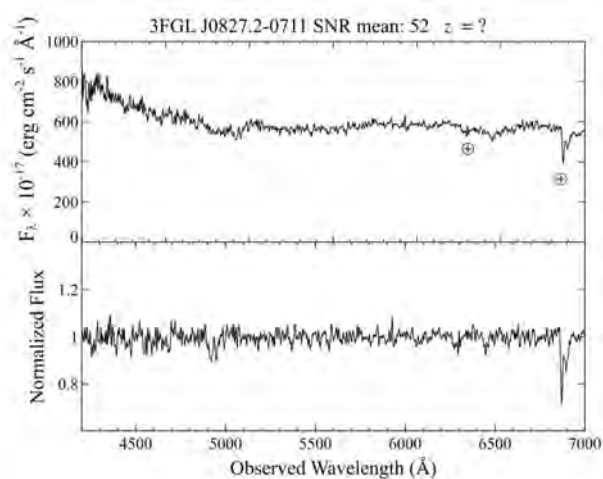


Figura 7.66: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J0827.2-0711. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

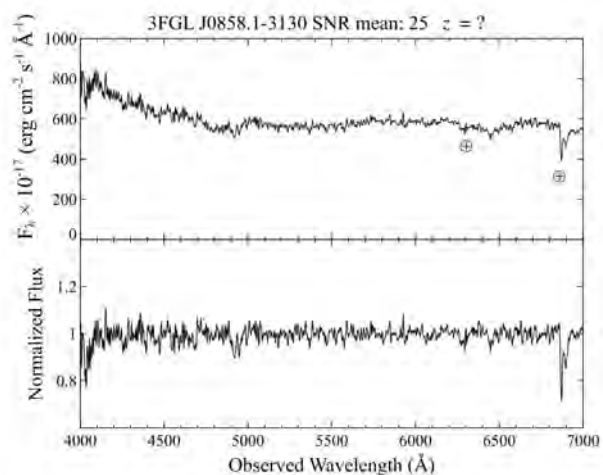


Figura 7.67: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J0858.1-3130. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

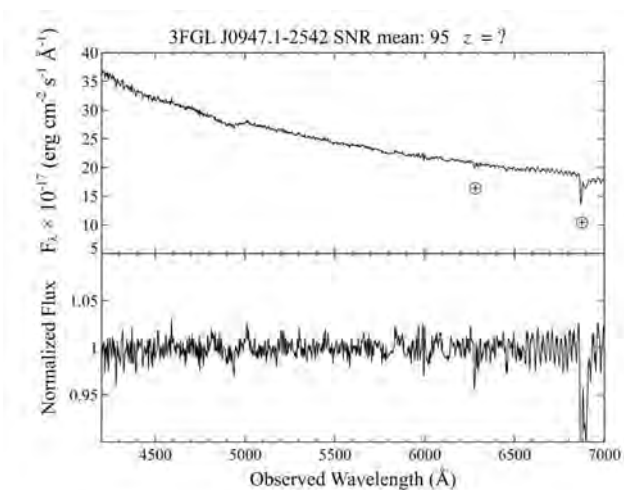


Figura 7.68: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J0947.1-2542. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

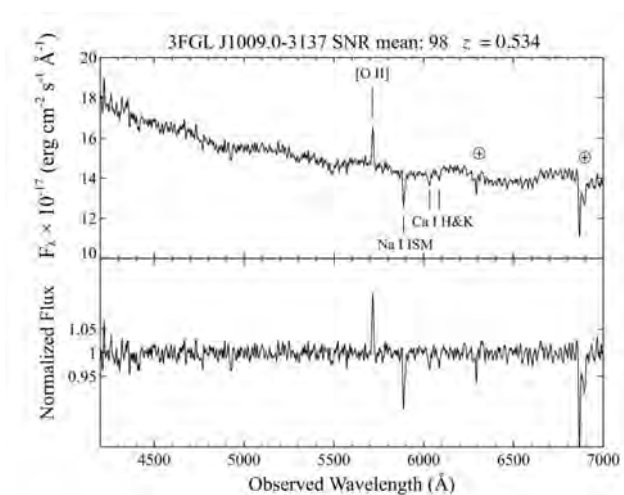


Figura 7.69: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1009.0-3137. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

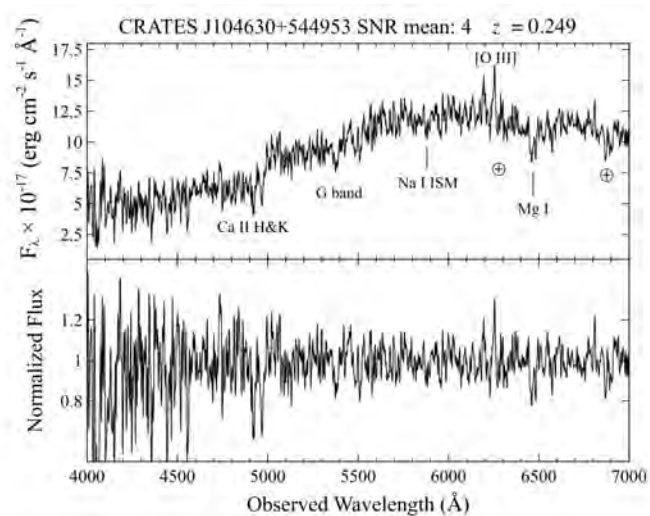


Figura 7.70: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi FL8Y J1046.1+5449. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

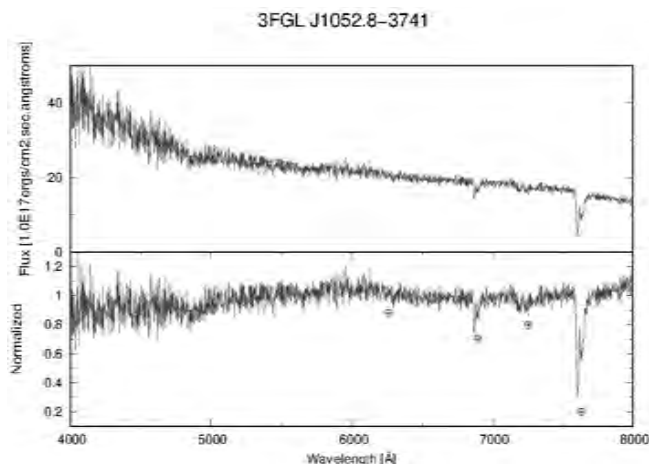


Figura 7.71: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1052.8-3741. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

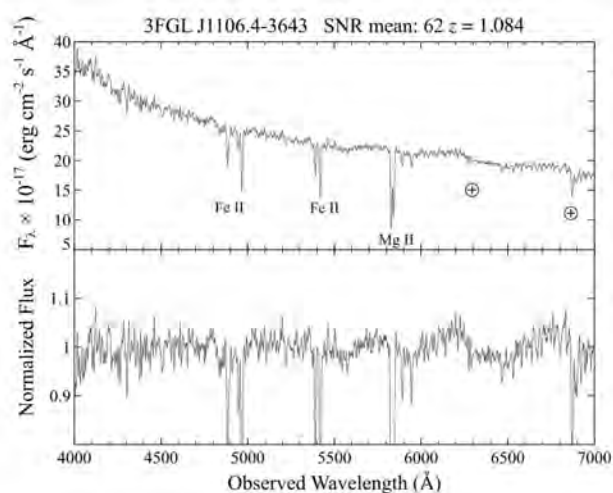


Figura 7.72: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1106.4-3643. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

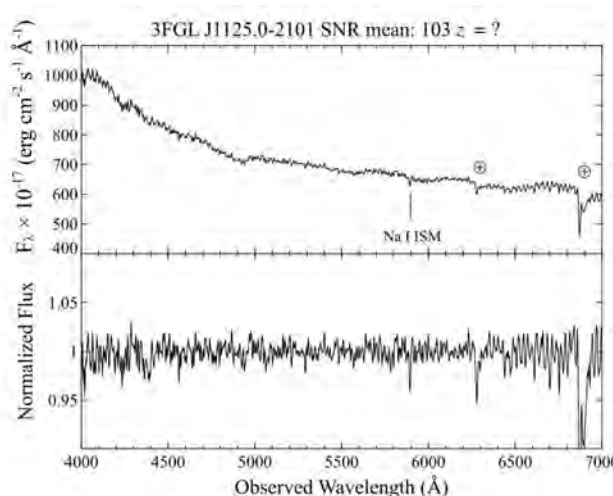


Figura 7.73: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1125.0-2101. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

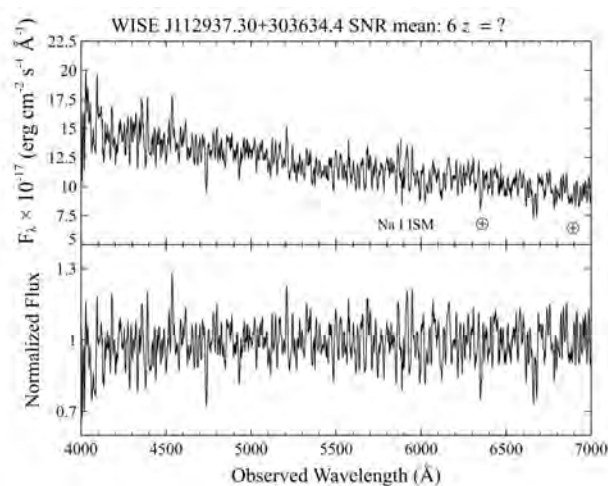


Figura 7.74: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi *FLSY* J1129.4+3033. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

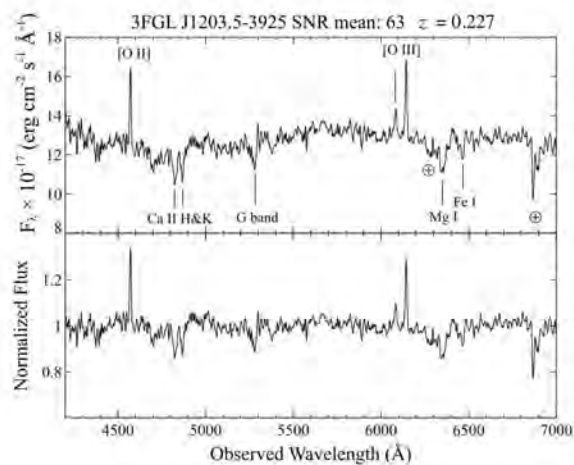


Figura 7.75: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1203.5-3925. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

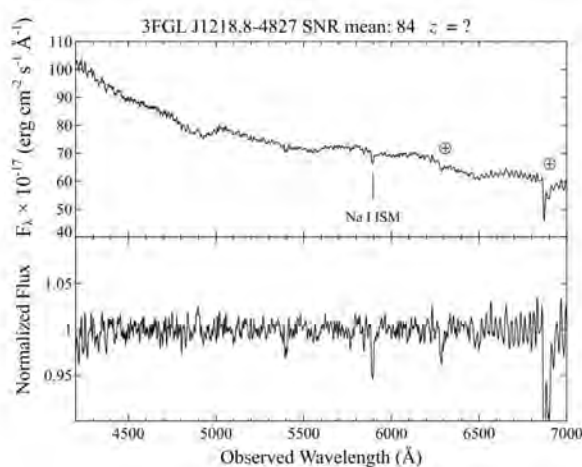


Figura 7.76: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1218.8-4827. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

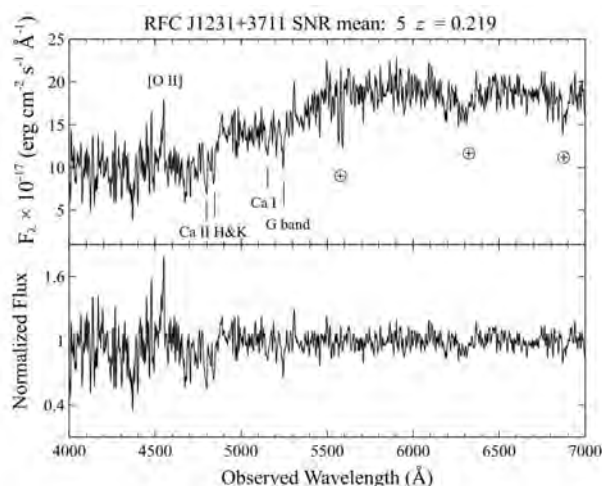


Figura 7.77: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* FL8Y J1231.1+3711. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

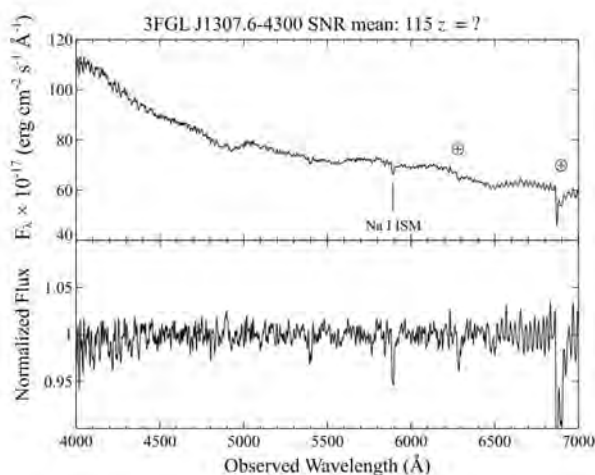


Figura 7.78: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1307.6-4300. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

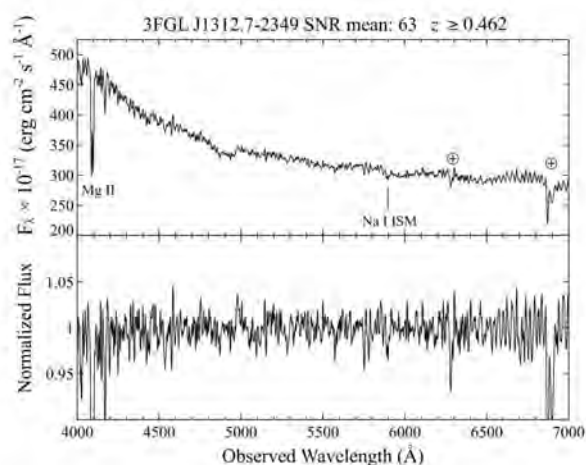


Figura 7.79: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1312.7-2349. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).



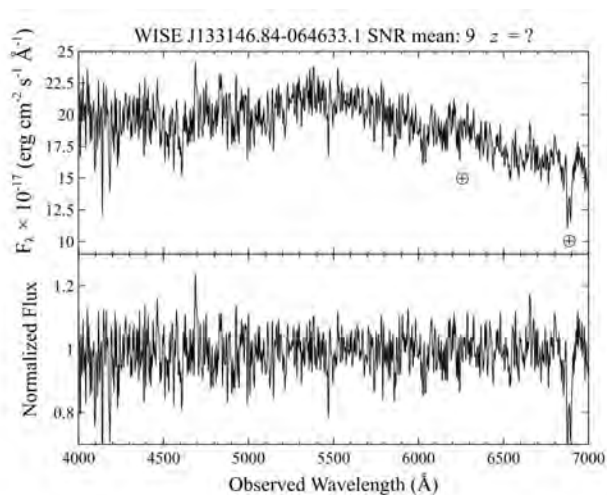


Figura 7.80: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi FL8Y J1331.7+0647. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

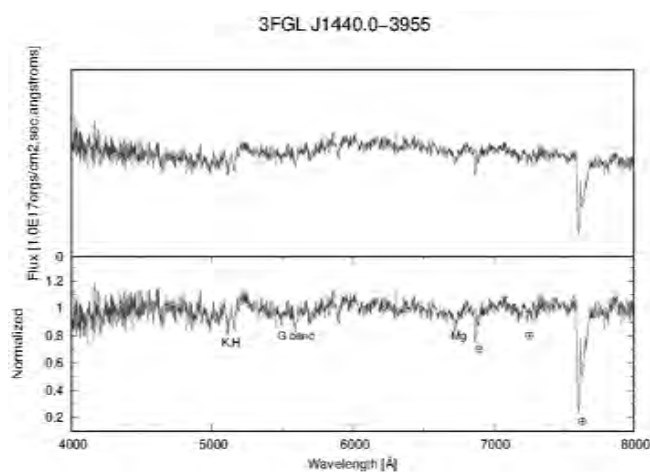


Figura 7.81: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1440.0-3955. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

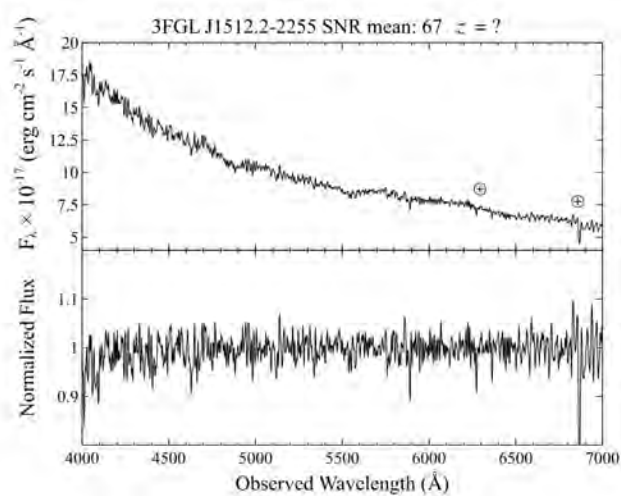


Figura 7.82: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1512.2-2255. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

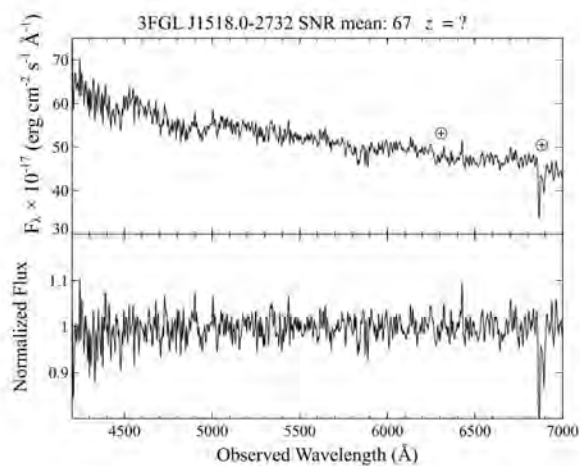


Figura 7.83: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1518.0-2732. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

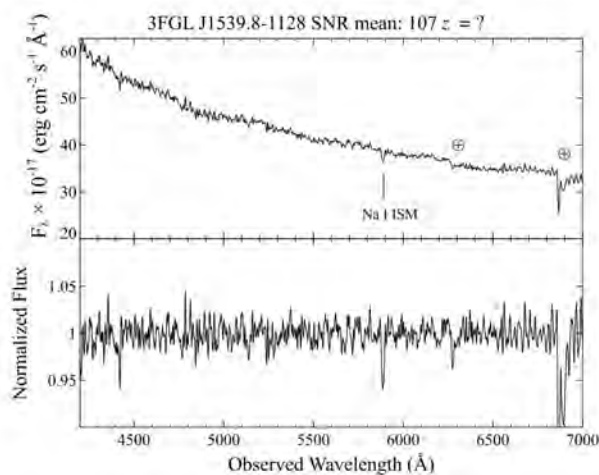


Figura 7.84: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1539.8-1128. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2017).

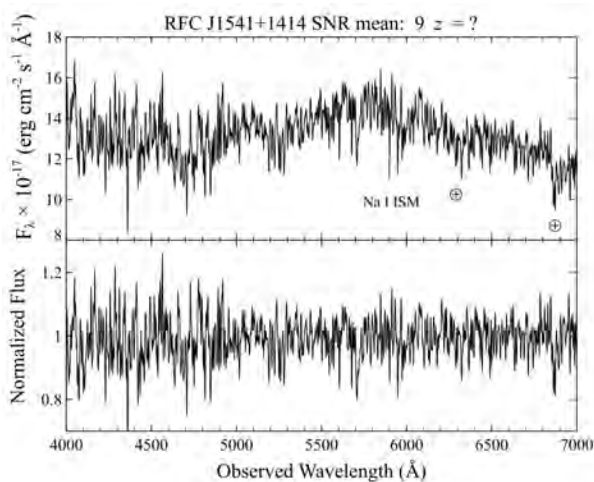


Figura 7.85: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* FL8Y 1541.7+1413. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en Peña Herazo et al. (2019).

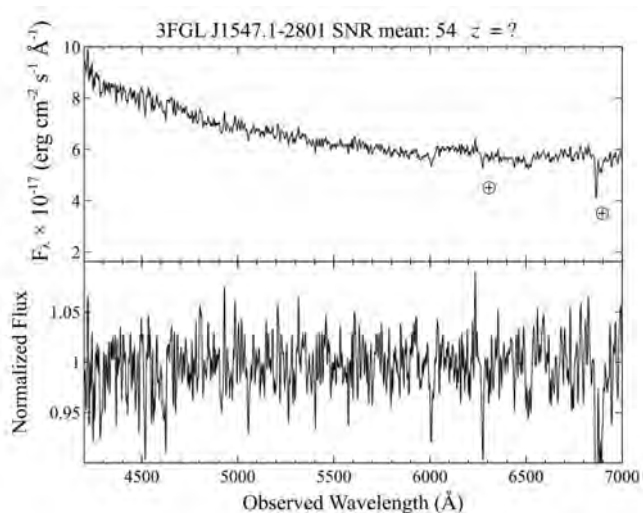


Figura 7.86: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1547.1-2801. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

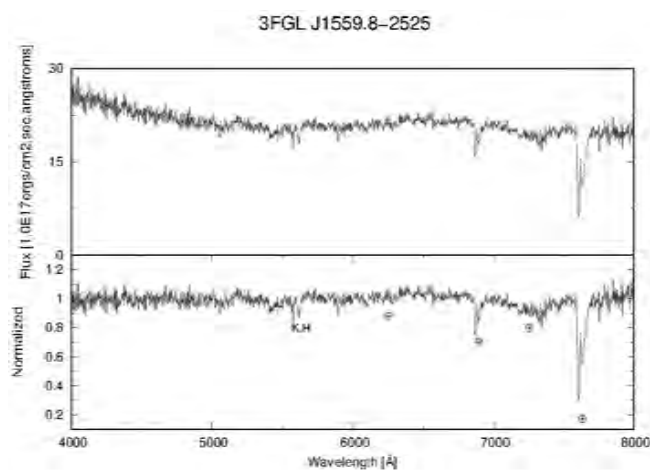


Figura 7.87: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1559.8-2525. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

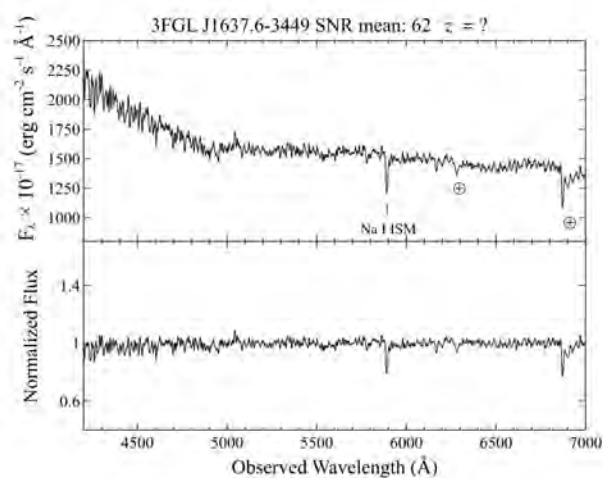


Figura 7.88: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1637.6-3449. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

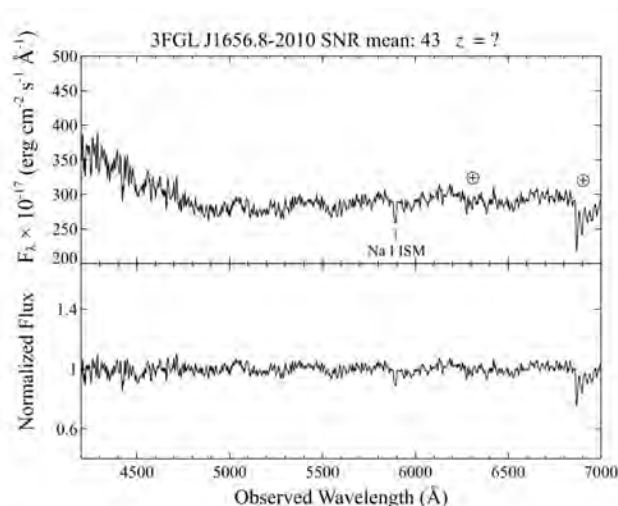


Figura 7.89: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1656.8-2010. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

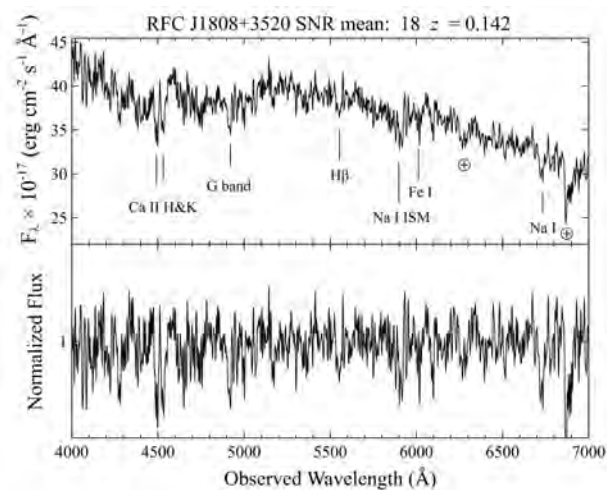


Figura 7.90: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* FL8Y J1808.9+3522. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

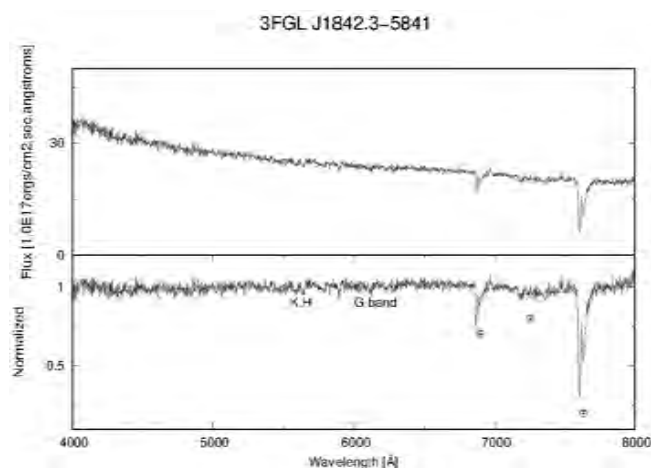


Figura 7.91: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J1842.3-5841. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

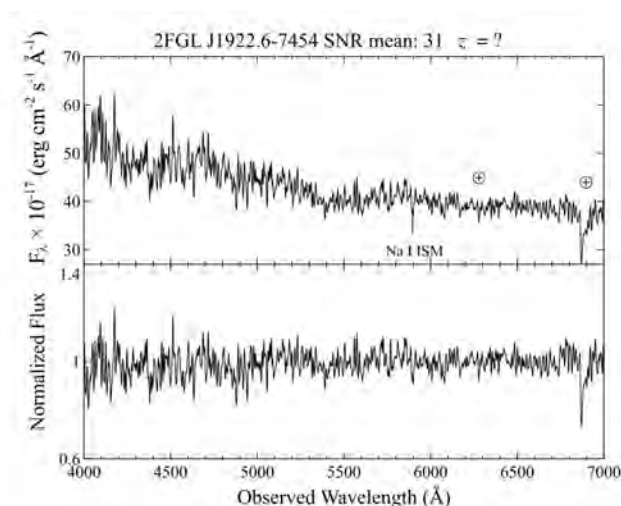


Figura 7.92: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 2FGLJ1922.6-7454. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

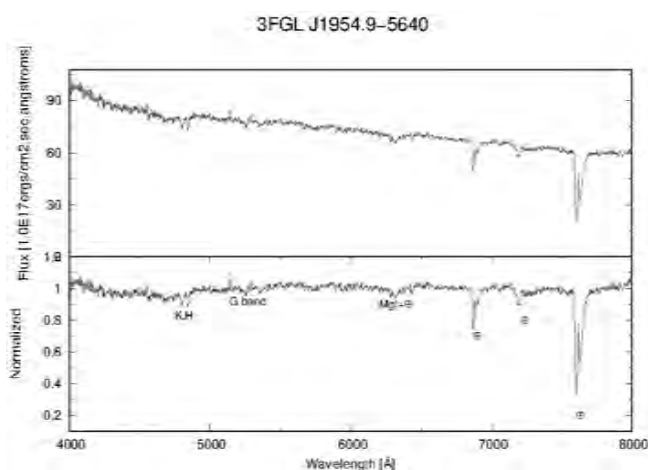


Figura 7.93: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1954.9-5640. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

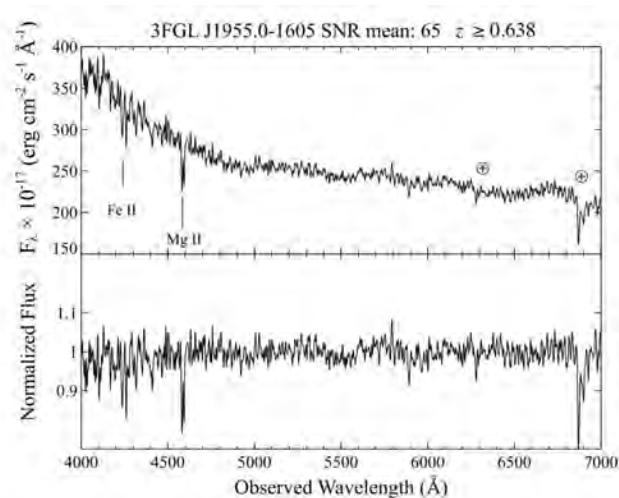


Figura 7.94: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J1955.0-1605. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

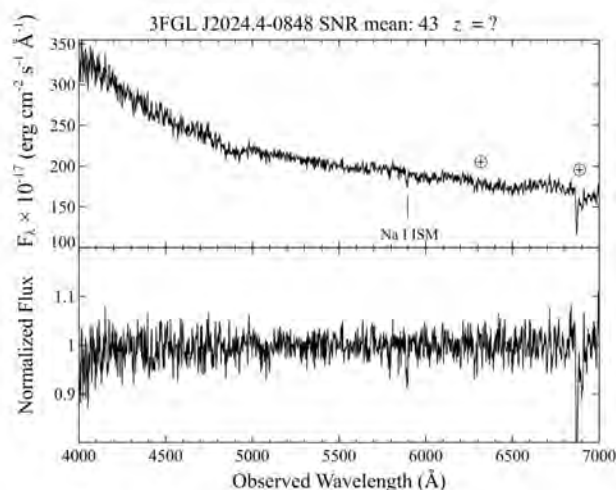


Figura 7.95: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J2024.4-0848. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2017\)](#).

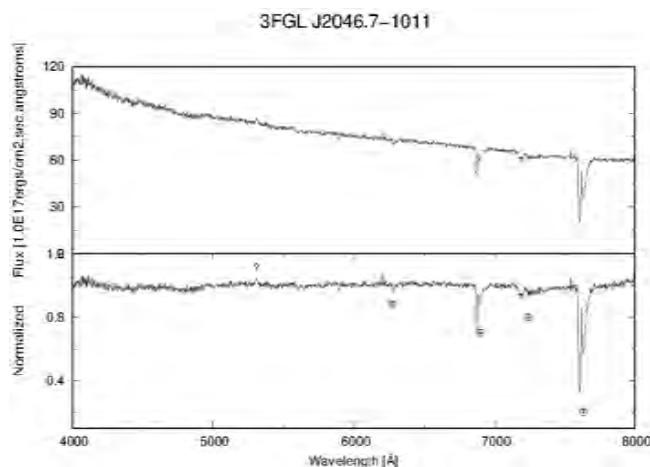


Figura 7.96: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J2046.7-1011. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

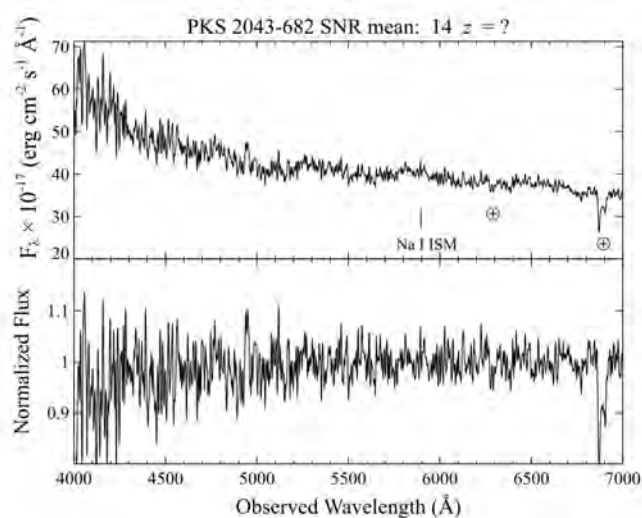


Figura 7.97: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* FLSY 2048.6-6804. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).

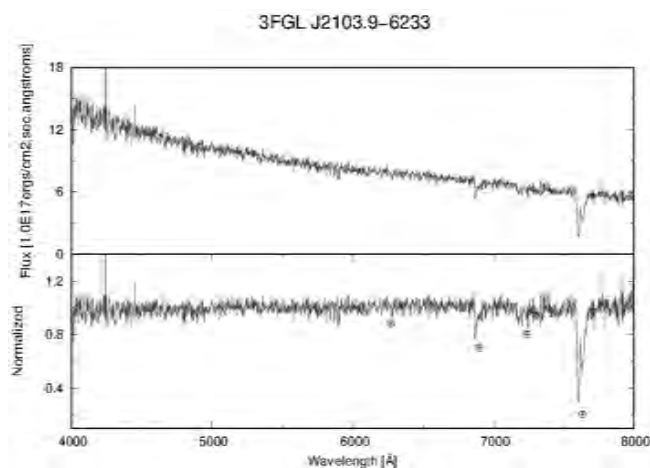


Figura 7.98: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2103.9-6233. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

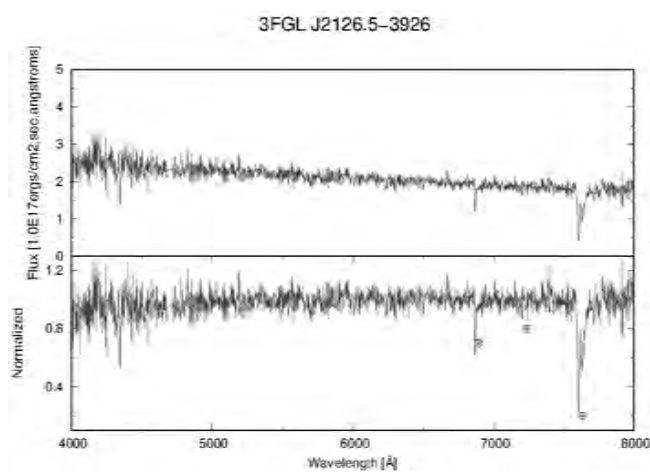


Figura 7.99: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2126.5-3926. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

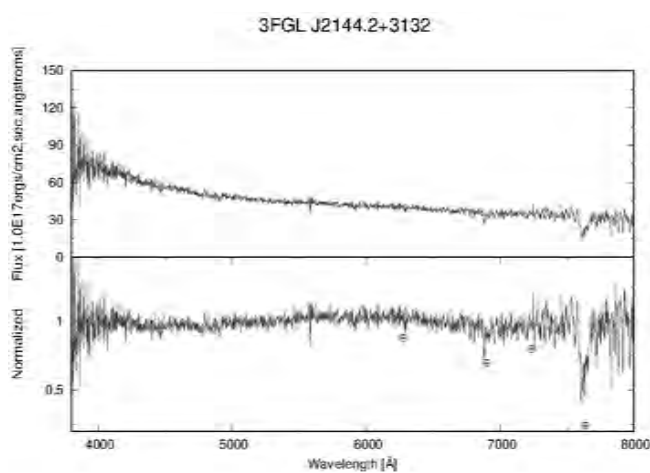


Figura 7.100: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2144.2+3132. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

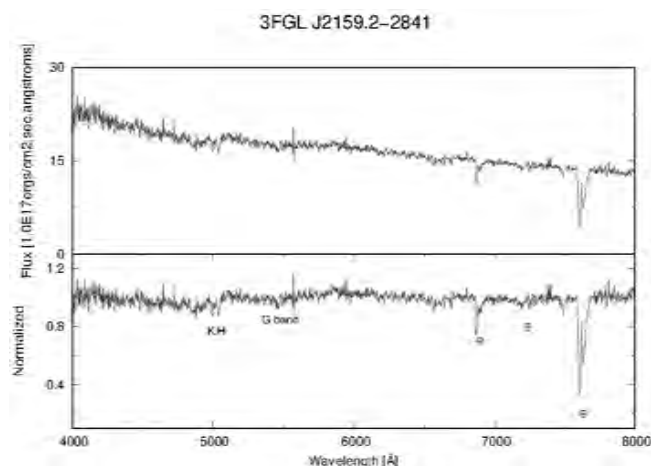


Figura 7.101: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J2159.2-2841. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

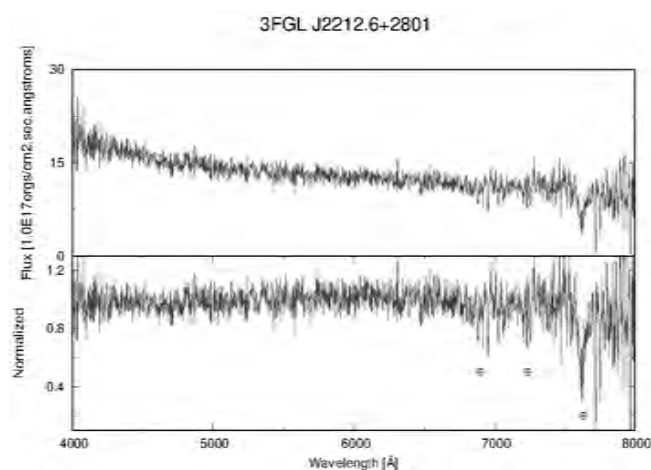


Figura 7.102: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J2212.6+2801. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

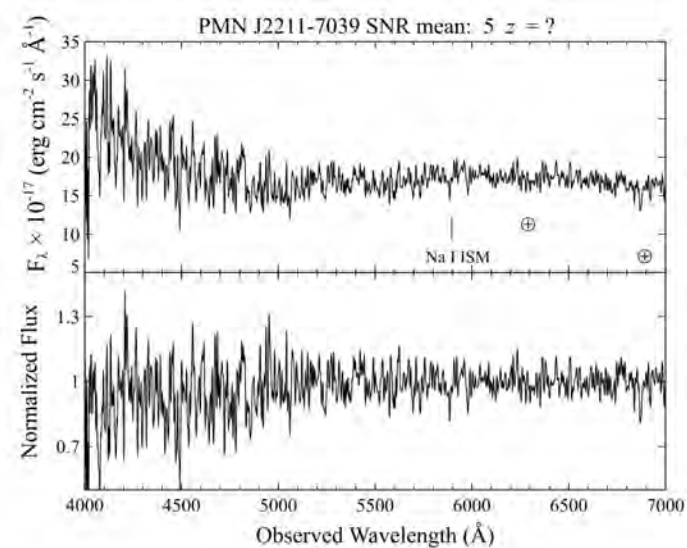


Figura 7.103: Espectro de la contraparte óptica del BCU *Fermi* 3FGL J2212.3-7039. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Peña Herazo et al. \(2019\)](#).



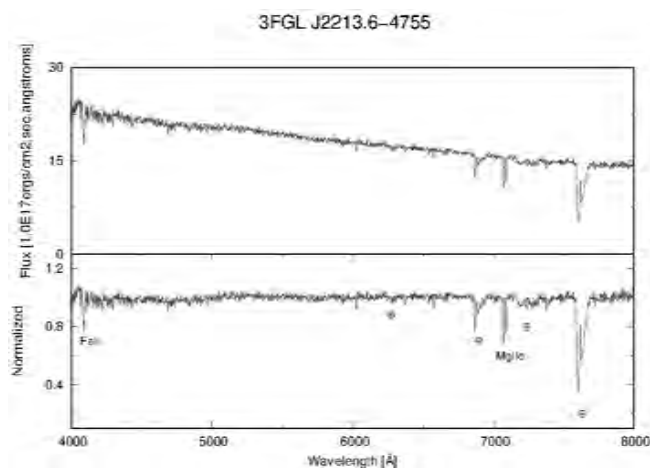


Figura 7.104: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2213.6-4755. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

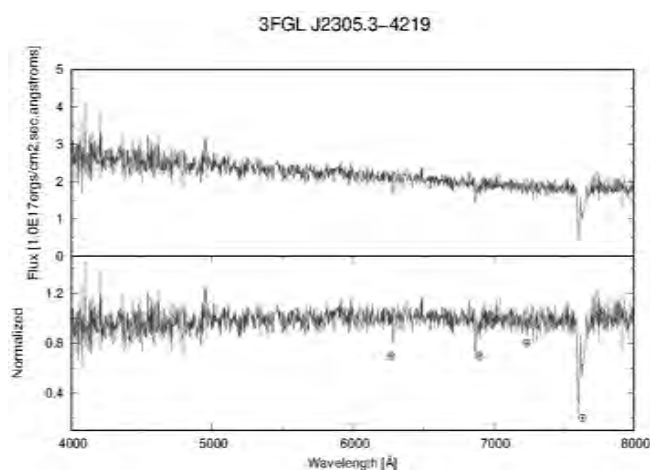


Figura 7.105: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2305.3-4219. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

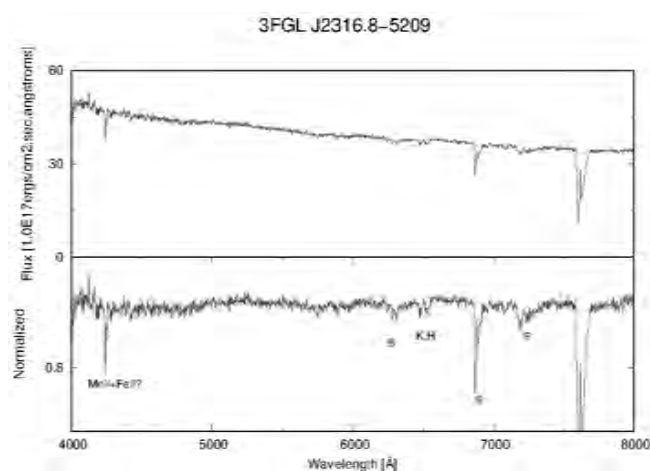


Figura 7.106: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2316.8-5209. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

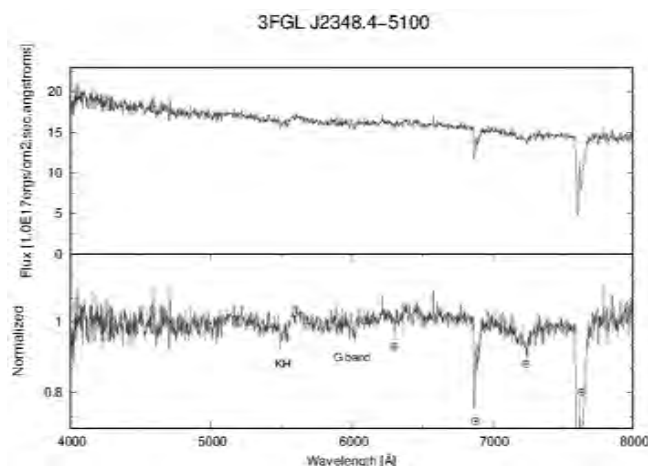


Figura 7.107: Espectro de la contraparte óptica del BCU Fermi 3FGL J2348.4-5100. Detalles como en la Figura 7.55. Originalmente publicado en [Marchesini et al. \(2019a\)](#).

### 7.3. Resumen

Gracias a nuestra campaña aún activa para encontrar contrapartes ópticas, pudimos exitosamente asociar 50 fuentes de tipo BZB a objetos UGS de *Fermi*, incrementando la fracción de fuentes asociadas con respecto al catálogo completo 3FGL en un 5%. Considerando además las 53 fuentes de tipo BCU que también pudimos identificar como BZBs, esta fracción se incrementa a un 10% en total.

En particular, 50 de los XBCs analizados en el Capítulo 6 fueron clasificados por medio de sus espectros ópticos: 45 como BZBs, 3 como QSOs y 2 como BZQs. Es importante remarcar que el 68% de los XBCs con flujo en rayos-X superiores a  $F_X \geq 8 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  fueron confirmados como BZBs.

En cuanto a la muestra de OUTs, solamente 5 fueron clasificados: 2 como BZQs, 2 como QSOs y 1 BZB. Sin embargo, es notable que hay 13 fuentes de tipo OUT que muestran flujos en rayos-X  $F_X$  similares a los XBCs confirmados como BZBs. Estas fuentes son candidatas a objetos BL Lac, y requieren confirmación mediante espectroscopía óptica.

Finalmente, nuestros resultados confirman la tendencia que una fracción mayoritaria de los UGS y de los BCU son de tipo BL Lac.

# Resumen y Conclusiones

---

En esta Tesis, estudiamos las propiedades observacionales en rayos-X de objetos de la clase BL Lac emisores de rayos- $\gamma$ . Con el uso de observaciones de Swift/XRT, analizamos tasas de detección, flujos y valores de *hardness ratio* para una muestra de 351 BL Lacs *Fermi*. Establecimos un umbral mínimo en su flujo de rayos- $\gamma$  por encima del cual todos los BL Lacs presentan una contraparte en rayos-X. Usamos estos resultados para estudiar una muestra de 327 objetos *Fermi* sin identificar, o UGSs por sus siglas en inglés, buscando contrapartes de rayos-X del tipo blazar. Finalmente, comparamos nuestros resultados con asociaciones a identificaciones que llevamos a cabo con espectroscopía óptica en varias campañas de seguimiento.

En el contexto del escenario de Sincrotrón-Auto Compton, descrito en el Capítulo 2, esperamos que el flujo observado en rayos- $\gamma$  esté relacionado con el observado en rayos-X en los BL Lacs. Por otro lado, dado que los BL Lacs se separan en aquellos que tienen su máximo sincrotrón a más altas energías (HSPs) y los que lo tienen a más bajas energías (LSPs), esperamos que la relación entre los rayos- $\gamma$  y los rayos-X en estos objetos refleje esta diferencia.

Los rayos-X fueron usados ampliamente para buscar contrapartes de UGSs del tipo BL Lac. Pero la razón detrás de por qué se utilizaron para buscar contrapartes no fue nunca estudiada. La falta de un análisis observacional uniforme de poblaciones significó que restricciones en, por ejemplo, los tiempos de exposición y la tasa de detección permanecieron desconocidas.

Dado que está en curso una campaña de seguimiento por parte de Swift/XRT de UGSs *Fermi*, elegimos una muestra homogénea de BL Lacs *Fermi* bien conocidos que fueron observados varias veces por XRT. También seleccionamos todos los UGSs *Fermi* observados por Swift/XRT. Decidimos no analizar objetos que yacen dentro del plano galáctico, como se detalla en el Capítulo 3.

Para obtener un tiempo de exposición uniforme en toda la muestra, se redujeron y sumaron las imágenes XRT utilizando procedimientos estándar. Decidimos trabajar con observaciones con tiempo de exposición de entre 1 y 20 ks para BZBs, y de entre 1 y 10 ks para UGSs.

Luego, analizamos cada imagen sumada con un algoritmo de detección para obtener posiciones para todas las contrapartes de rayos-X yacientes en el campo. Para todos estos objetos, obtuvimos cuentas totales y por segundo, en banda total (0.5-10 keV), blanda

(0.5-2 keV) y dura (2-10 keV), y derivamos flujos en banda total con el uso de un modelo de ley de potencias con un índice de fotones igual a 2. Describimos este procedimiento en detalle en el Capítulo 4.

En primer lugar, analizamos nuestra muestra de BL Lacs *Fermi*. Encontramos que el 96% (337) de los 351 BL Lacs *Fermi* observados por XRT por más de 1 ks fueron detectados con señal/ruido mayor a 3. Estos objetos son, en promedio, más brillantes en rayos-X que otras fuentes emisoras de rayos-X no relacionadas que yacen en el mismo campo. Cuando son clasificados en HBLs y LBLs, los HBL son en general más brillantes en rayos-X, cubriendo un rango de valores de flujo más grande que los LBL.

Por otro lado, la forma que toma la distribución espectral de energía que presentan los LBL en rayos-X es más dura y menos uniforme que la de los HBL. Esto se puede deber a una mayor variabilidad espectral en la banda de rayos-X: En los HBL, la emisión de rayos X está dominada por la radiación de sincrotrón, mientras que en los LBL hay además una componente apreciable de Compton inverso.

Encontramos que existe conexión directa entre los rayos-X y los rayos  $\gamma$  en BL Lacs, dado que se encuentra una alta tasa de detección (96%) de sus contrapartes de rayos-X. Esta tasa se mantendría aún con tiempos de exposición más bajos (5 ks). Encontramos una correlación entre  $F_X$  y el color del infrarrojo medio [4.6]-[12] $\mu\text{m}$  ( $p < 1 \times 10^{-7}$ ). Los BL Lac más brillantes en rayos-X son más azules en la banda del infrarrojo medio.

Para una submuestra de 77 objetos encontramos valores de corrimiento al rojo que nos permitieron calcular sus distancias y luminosidades. Encontramos que los HBL son bolométricamente menos luminosos que los LBL, lo que era esperable. Finalmente, obtuvimos valores para la masa del agujero negro central para 27 de los 77 BL Lac de la submuestra con corrimientos al rojo.

Todos los HBL se encuentran debajo de su límite de Blandford-Znajek. Sin embargo, algunos LBLs exceden dicho límite. Proponemos que esto indica que los LBL pueden estar acretando más gas que los HBL, lo que significaría que la hipótesis “seca” sería válida solamente en estos últimos, no así en los LBL. En el Capítulo 5 se encuentran los detalles de los resultados de la muestra estudiada de BL Lacs *Fermi*.

Sabiendo el perfil de rayos-X de los BL Lac *Fermi*, procedimos luego a estudiar el comportamiento en rayos-X de los UGSs *Fermi*. Encontramos que 223 de los 327 UGS *Fermi* observados por *Swift*/XRT presentan al menos una detección de rayos-X en su campo XRT. De estos 223, 148 UGS tienen al menos una fuente XRT dentro de su elipse de incerteza posicional: Llamamos a éstos *Candidatos a blazar de rayos-X*, o XBCs por sus siglas en inglés. Estas fuentes de rayos-X suman un total de 175.

Los XBC presentan valores de *hardness ratio*, colores infrarrojos y ópticos similares a los BZB, sugiriendo fuertemente que son de naturaleza BZB. Estos comportamientos se destacan aún más al considerar aquellos XBCs que poseen una contraparte en ondas de radio. Hemos podido establecer que estas contrapartes son objetos de tipo BL Lac con un grado muy alto de probabilidad. En particular, remarcamos que el 70% de los XBC muestran  $F_\gamma > 3 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Esperamos detectar el 96% de todos los BZBs emitiendo por arriba de este límite.

Encontramos en la muestra estudiada 69 UGS para los cuales no se detectan contra-

partes de rayos-X dentro de su elipse de incerteza posicional, pero, a su vez, se encuentra al menos una fuente de rayos-X dentro del campo XRT. A estas fuentes las llamamos *outliers*. Son, en total, 105 fuentes de rayos-X. Estos objetos muestran una combinación de características, tanto del tipo BZB, como no-BZB, indicando que hay un número de BZBs dentro de la muestra pero con un gran grado de contaminación. Cerca del 20 % de los *outliers* tienen valores de *hardness ratio* de rayos-X y colores en el infrarrojo medio compatibles con BZBs. Proponemos que estas fuentes pueden ser BL Lacs. En particular, seleccionamos una muestra de objetos de rayos-X que son muy probablemente candidatos a BL Lac. Estos constituyen una lista de 32 objetos, que motivan una campaña de seguimiento óptico-espectroscópico para confirmar su naturaleza. Reportamos estos resultados en el Capítulo 6.

En el Capítulo 7 mostramos los últimos resultados en nuestra campaña de seguimiento óptico-espectroscópico para encontrar contrapartes de UGSs *Fermi*. Usando una variedad de métodos (explicados en el Capítulo 3), observamos 50 fuentes ópticas que identificamos como objetos BL Lac, asociados como contrapartes a los UGS.

De los 50 UGS asociados con BL Lacs, 17 son también parte de nuestra muestra de XBCs. Por otro lado, otros 23 UGS con XBCs ya contaban con asociaciones previas reportadas en la literatura. Remarcamos que todos están de acuerdo con nuestros resultados previos, confirmando nuestras predicciones basadas en el comportamiento de rayos-X de los BL Lac *Fermi*.

Este es también el caso para los 5 *outliers* que fueron asociados con espectroscopía óptica, resaltando la importancia de mejorar la incerteza posicional en los catálogos *Fermi*.

Finalmente, mostramos también en el Capítulo 7 los espectros ópticos utilizados para determinar la naturaleza BL Lac de 53 candidatos a Blazares de tipo incierto *Fermi*, o BCUs por sus siglas en inglés. El incremento en el número de fuentes correctamente asociadas/identificadas de rayos- $\gamma$  tendrá un impacto en la publicación de versiones futuras de los catálogos *Fermi*, mejorando su precisión.

## 8.1. Perspectivas a futuro

El análisis de las propiedades de rayos-X de los BL Lac *Fermi*, y el subsiguiente desarrollo de un nuevo método para seleccionar contrapartes de tipo blazar en rayos-X de fuentes de rayos- $\gamma$  como el desarrollado en la presente Tesis, puede ser mejorado con datos del recientemente lanzado telescopio eROSITA<sup>1</sup> (*extended ROentgen Survey with an Imaging Telescope Array*). Estos datos cubrirán la misma banda y el mismo área del cielo que Swift/XRT, con mejor sensibilidad y resolución. Por lo tanto, la contaminación presente en la muestra de UGSs utilizada aquí será mucho menor. El satélite SpektRG que lleva a eROSITA a bordo fue exitosamente puesto en órbita en Julio de 2019, y se espera que esté operativo a inicios de 2020.

Las contrapartes de tipo blazar en altas energías seleccionadas con este método pueden ser candidatas a ser detectadas a más altas energías, como en la banda de los TeV.

<sup>1</sup><https://www.mpe.mpg.de/eROSITA>

Esto se debe a que los objetos BL Lac son aún más dominantes cuanto más energética sea la banda de observación. Con el *Cherenkov Telescope Array*<sup>2</sup>, próximamente en funcionamiento, la muestra de candidatos a BL Lac seleccionados con rayos-X puede ser observada para encontrar nuevos blazares en los TeV. En particular, dado que la selección de contrapartes de tipo blazar no ha sido realizada con rayos-X anteriormente, esperamos encontrar muchos más HBLs emitiendo en el rango de los TeV.

---

<sup>2</sup><https://www.cta-observatory.org/>

# Apéndices

---





# Clasificación óptica espectroscópica de fuentes de rayos- $\gamma$

---

El problema de las fuentes de rayos- $\gamma$  que no poseen contrapartes a energías más bajas abarca más que solamente las fuentes de tipo BZB. En particular, en el catálogo 3FGL (Acero et al., 2015), un número no despreciable de fuentes son de tipo quasar, Seyfert, *starburst* o con estallido de formación estelar, e incluso fuentes galácticas de tipo púlsar, remanentes de supernova, cúmulos globulares o estrellas. En total, las fuentes no-blazar ya identificadas o asociadas suman 306. Esto es aún más notorio en los catálogos del Swift/BAT (ver, por ejemplo, Oh et al., 2018; Baumgartner et al., 2013). En el catálogo de 105 meses del mismo (*Swift/BAT 105-Month Hard X-ray Survey Catalog* Oh et al., 2018, de ahora en más, Swift105) los autores listan 1221 fuentes de tipo no-blazar sobre un total de 1632 objetos, aproximadamente el 75% de las detecciones del Swift/BAT.

En este Apéndice, mostraremos los resultados de una campaña de seguimiento óptico espectroscópico con la que pudimos asociar o identificar un total de 35 fuentes de rayos- $\gamma$  listadas en el catálogo de 70 meses de Swift/BAT (de ahora en más, Swift70 ?). Estas fuentes no son del tipo blazar, con la excepción de dos objetos. Derivamos parámetros físicos para cada fuente cuando fue posible, desde el corrimiento al rojo hasta la masa de los objetos involucrados. Aquí mostraremos solamente la información básica para cada fuente, como su clasificación. Este trabajo está actualmente bajo revisión para publicación en ApSS: véase Marchesini et al. (2019b).

## A.1. Selección de la muestra

El catálogo Swift70 despliega una lista completa de características observacionales para cada objeto. En particular, muestra su clasificación bajo la designación 'Type', siempre que la fuente haya sido clasificada sin ambigüedades cruzando datos con la base de datos Simbad (Wenger et al., 2000). Sin embargo, en alrededor del 20% de los casos no se encontraron contrapartes, o bien la contraparte asociada no ha sido identificada/clasificada aún: estos son, en definitiva, objetos de rayos-X duros sin una clasificación clara.

Nuestra submuestra fue así seleccionada de este catálogo siguiendo los siguientes criterios:

1. fuentes detectadas en rayos-X duros sin ninguna contraparte asociada a mas bajas energías, o bien
2. fuentes detectadas en rayos-X duros con una contraparte asociada a bajas energías pero que no ha sido clasificada a la fecha.

Para los casos en que no existía ninguna contraparte asociada en el catálogo, en primer lugar realizamos una búsqueda en las bases de datos online de rayos-X blandos, en particular en los catálogos 1SXPS de Swift/XRT (Evans et al., 2014) y XMMSSC de XMM-Newton (Rosen et al., 2016). Esta búsqueda se centró en las coordenadas ecuatoriales celestes dadas por Swift-BAT y se realizó dentro de un área circular con radio equivalente a la incerteza posicional de la detección Swift-BAT para cada fuente. Seleccionamos como candidatos a contrapartes todos los objetos de rayos-X blandos detectados en dicho área con una emisión apreciable a más de 3 keV (es decir, con una señal/ruido mayor que 3).

Este procedimiento, según Stephen et al. (2006), permite la asociación de fuentes de longitudes de onda más largas con fuentes de altas energías con un alto grado de confianza y, por lo tanto, reduce la incerteza posicional de unos pocos arcmin a unos pocos arcsec, lo que a su vez reduce el área de búsqueda en un factor de  $10^4$ . Así, utilizando luego estas posiciones con menor incerteza obtenidas de los datos de rayos-X blandos, buscamos contrapartes ópticas en la base de datos del DSS-II<sup>1</sup>. Es importante notar que no siempre existe una relación uno-a-uno entre fuentes de rayos-X duros y sus contrapartes asociadas en otras energías, como tampoco la hay para fuentes de rayos-X blandos y sus respectivas contrapartes asociadas a otras energías. Esto implica que, en algunos casos, más de una fuente de rayos-X blandos yace dentro del área de incerteza posicional asociada a una detección de rayos-X duros, y lo mismo puede suceder con múltiples fuentes del óptico dentro del área asociada a una detección de rayos-X blandos. Esta es la razón por la cual el número de fuentes ópticas estudiadas en este Apéndice es mayor que el número total de fuentes de rayos-X duros asociadas. Con esta metodología, para cada fuente BAT encontramos entre una y tres posibles contrapartes ópticas con magnitudes  $R \leq 21$  a las que les tomamos un espectro óptico a posteriori. Así, obtuvimos 8 espectros ópticos asociados a 7 fuentes de rayos-X duros seleccionadas de esta forma.

Asimismo, obtuvimos los espectros ópticos de 33 objetos ya asociados a otras 28 fuentes de rayos-X duros, que no han sido clasificados aún. Estas contrapartes propuestas en el catálogo Swift70, fueron seleccionadas siguiendo el método de Tueller et al. (2010). En este trabajo, utilizaron un método similar al planteado en este estudio, cruzando las posiciones de las fuentes BAT con las detecciones en la banda de Rayos-X blandos. Si no se encontraba ninguna posible contraparte, entonces se observaba el campo con Swift/XRT por 10 kilosegundos. La mejoría en la incerteza posicional utilizando rayos-X blandos ( $\sim 6$  arcsec) es luego utilizada para asociar una contraparte óptica cruzando datos con NED y SIMBAD. Si aún así no se encuentra ninguna posible contraparte, entonces se seleccionan candidatos basándose solamente en la naturaleza de las fuentes coincidentes dentro del campo que se encontraran en las bases de datos de NED y SIMBAD. Según cuál fuera

<sup>1</sup>Datos fotográficos del telescopio *UK Schmidt Telescope*

el procedimiento utilizado para encontrar la contraparte, éstas fueron luego clasificadas en 8 categorías diferentes, de 0 a 7, siendo 0 la categoría de asociación más confiable, y 7 la de menor confianza (ver tabla 5 en Baumgartner et al., 2013). En el caso de campos ópticos con varias fuentes, más de una contraparte puede haber sido seleccionada como candidata.

Remarcamos que todas las fuentes BAT de nuestra muestra pudieron ser asociadas posicionalmente con al menos una fuente de rayos-X blandos, con la sola excepción de Swift J0550.7-3215 B. De todos modos decidimos estudiar espectroscópicamente el objeto candidato a contraparte sugerido por Swift70. En total, seleccionamos entonces una submuestra de 35 fuentes BAT, para las que hay 41 candidatos a contrapartes en la banda óptica. En la Tabla A.1, presentamos la muestra de 35 fuentes Swift/BAT: en la columna 1 listamos el nombre de la fuente según Swift70, en las columnas 2 y 3 las coordenadas ecuatoriales celestes referidas a la época J2000.0, en la columna 4 el radio de incerteza posicional BAT, en la columna 5 la señal/ruido de la detección correspondiente de BAT, y en la columna 6 indicamos la confianza de la asociación con la contraparte, siguiendo el código dado en Swift70.

Dentro de nuestra muestra de 35 detecciones BAT, 23 tienen una sola contraparte de rayos-X blandos dentro del área de incerteza posicional de rayos-X duros, las que a su vez se asocian solamente con una fuente en el óptico, en una relación uno-a-uno completa en las tres bandas.

Por otro lado, 12 fuentes BAT fueron asociadas con más de una fuente detectadas en rayos-X blandos o en el óptico: 11 fuentes BAT tienen 2 contrapartes cada una, mientras que la restante (Swift J0107.7-1137) cuenta con 3, sumando en total 25 contrapartes para las 12 fuentes BAT. Adicionalmente, 3 de estas 12 fuentes están no solamente asociadas a más de una fuente óptica, sino que además estas contrapartes están interactuando entre sí: las imágenes ópticas disponibles en la literatura y en bases de datos revelan estructuras típicas de galaxias en fase de *merging* o fusión. De las 25 fuentes propuestas como contrapartes en el óptico para estas 12 detecciones BAT, 7 ya fueron estudiadas e identificadas en Swift70 y no fueron consideradas para nuestro trabajo; aquí presentaremos nuestros resultados para las restantes 18.

Por completitud, incluimos también en nuestra muestra la fuente BAT denominada PBC J0819.2-2508, ya que Rojas et al. (2017) pudo obtener el espectro óptico de solamente uno de los dos objetos propuestos como candidatos a contraparte asociada a la fuente de rayos-X duro detectada por Cusumano et al. (2010). Por lo tanto aquí estudiaremos la contraparte óptica asociada a la fuente de rayos-X blandos a más 3 de keV que yace dentro del área de incerteza posicional de la fuente Swift/BAT PBC J0819.2-2508.

## A.2. Observaciones en el óptico

En la Tabla A.2, presentamos la lista de 41 objetos ópticos candidatos a contrapartes de las 35 detecciones de rayos-X duros consideradas en este Apéndice. En la columna 1 indicamos el nombre de la detección Swift/BAT asociada, en las columnas 2 y 3 indicamos las coordenadas ecuatoriales celestes  $\alpha$  y  $\delta$  referidas a la época J2000.0 de la

**Tabla A.1:** La muestra seleccionada de 35 fuentes del catálogo Swift70. En la columna 1 reportamos el nombre de la fuente listada en el catálogo, en las columnas 2 y 3 sus coordenadas ecuatoriales celestes, en la columna 4 la incerteza posicional asociada, en la columna 5 la señal/ruido de la detección y en la columna 6 la confianza de la asociación según Swift70. Dicha confianza se clasifica según un parámetro de 0 a 7, con 0 indicando confianza máxima y 7 indicando que no hay asociación posible. En el caso en que la fuente haya sido tomada del catálogo 2PBC, consideramos la fuente de rayos-X más brillante listada en [Rojas et al. \(2017\)](#) (ver texto).

Objeto	RA (Swift) (J2000.0)	DEC (Swift) (J2000.0)	Err. BAT [arcmin]	Señal/ruido BAT	Conf. Asoc. BAT
Swift J0042.9+3016 A	00:42:59.04	+30:15:32.4	3.93	7.14	0
Swift J0052.3-2730	00:52:10.56	-27:28:01.2	5.57	5.03	0
Swift J0107.7-1137 A/B/C	01:07:46.32	-11:37:19.2	4.10	6.84	0
Swift J0136.5+3906	01:36:29.52	+39:09:07.2	5.78	4.85	0
Swift J0138.8+2925	01:38:42.48	+29:26:24.0	5.72	32.94	0
Swift J0222.3+2509	02:22:22.32	+25:09:18.0	5.77	4.86	0
Swift J0428.2-6704 A	04:28:16.32	-67:05:27.6	5.79	4.84	0
Swift J0449.6-5515	04:49:47.04	-55:14:52.8	5.75	4.88	0
Swift J0503.7-2819	05:03:45.60	-28:20:31.2	5.61	5.00	0
Swift J0528.1-3933	05:28:05.52	-39:33:10.8	4.80	5.84	4
Swift J0535.2+2830	05:35:06.48	+28:29:06.0	5.64	4.97	0
Swift J0550.7-3215 B	05:50:40.56	-32:15:00.0	1.62	17.57	0
Swift J0609.5-6245 B	06:09:46.80	-62:42:00.0	4.87	5.76	0
Swift J0659.3+2406	06:59:20.64	+24:06:10.8	5.51	5.09	0
Swift J0701.3-3235	07:04:23.28	+26:25:15.6	5.46	4.87	0
Swift J0725.8+3000	07:25:48.00	+29:59:56.4	5.80	4.83	0
Swift J0733.9+5156	07:34:05.52	+51:54:07.2	5.69	4.93	0
Swift J0755.4+8402	07:56:11.76	+83:58:08.4	5.46	5.14	0
Swift J1007.4+6534	10:06:45.12	+65:33:43.2	5.50	5.10	0
Swift J1041.4-1740	10:41:32.40	-17:37:12.0	4.62	6.07	0
Swift J1051.2-1704 B	10:51:14.40	-17:03:03.6	3.59	7.82	0
Swift J1114.3+2020	11:14:07.20	+20:22:19.2	5.61	5.00	6
Swift J1306.4-4025 B	13:06:39.12	-40:24:14.4	1.67	17.06	0
Swift J1512.2-1053 B	15:12:07.44	-10:49:37.2	5.23	5.36	0
Swift J1643.2+7036	16:42:53.04	+70:38:34.8	5.55	5.05	0
Swift J1731.3+1442	17:31:13.44	+14:43:58.8	5.77	4.86	0
Swift J1825.7+7215	18:25:43.92	+72:12:21.6	5.65	4.96	0
Swift J1852.8+3002	18:52:47.28	+30:03:14.4	5.10	5.50	0
Swift J1925.0+5041	19:25:00.00	+50:41:09.6	5.53	5.07	0
Swift J2024.0-0246	20:24:01.44	-02:45:18.0	5.66	4.95	0
Swift J2059.6+4301 A/B	20:59:31.44	+42:59:52.8	5.84	4.80	0
Swift J2237.0+2543	22:36:34.08	+25:45:03.6	5.53	5.07	0
Swift J2242.4-3711	22:42:26.88	-37:07:01.2	5.78	4.85	0
Swift J2352.6-1707	23:52:47.76	-17:05:31.2	5.41	5.18	0
2PBC J0819.2-2508	08:19:15.84	-25:08:49.2	4.99	5.02	-

Tabla A.2: La muestra seleccionada de 41 fuentes ópticas candidatas a contraparte de nuestra muestra de 35 fuentes de Swift70. A menos que se diga lo contrario, las coordenadas en las columnas 2 y 3 fueron extraídas del catálogo 2MASS. Las coordenadas ópticas marcadas con † fueron tomadas del catálogo y aquellas marcadas con ‡ fueron tomadas del catálogo USNO-B1.0. Los objetos para los que no existía un valor del corrimiento al rojo disponible en la literatura hasta nuestras mediciones se indican con \*.

Objeto	RA (Ctpt.) (J2000.0)	DEC (Ctpt.) (J2000.0)	Tel.+Inst.	Fecha UT [AAAA-MM-DD]	T. de Exp. N×[s]	Rango $\lambda$ [Å]	Res. [Å]
Swift J0042.9+3016 A*	00:43:01.84	30:17:19.6	Cassini-BFOSC	2013-01-07	2×1800	3400-8550	13.5
Swift J0052.3-2730*	00:52:03.83	-27:23:48.9	TNG-DOLoReS	2013-09-19	2×1200	3700-3900	14.5
Swift J0107.7-1137 A*	01:07:37.83†	-11:39:57.1†	TNG-DOLoReS	2012-08-20	2×1800	3700-3900	14.5
Swift J0107.7-1137 B	01:07:39.64	-11:39:11.8	UKST-SuperCOSMOS I	2004-09-12	1200+600	3900-7600	21.5
Swift J0107.7-1137 C*	01:07:13.77	-11:36:02.8	SPM-B&C	2012-12-03	3×1800	3300-7900	11.2
Swift J0136.5+3906	01:36:32.61†	39:05:59.2†	Cassini-BFOSC	2013-01-07	2×1800	3400-8550	12.7
Swift J0138.8+2925	01:39:24.00	29:24:06.8	Cassini-BFOSC	2013-09-23	2×1800	3400-8550	13.5
Swift J0222.3+2509	02:22:35.23	25:08:14.3	Cassini-BFOSC	2013-01-07	2×1200	3400-8550	12.7
Swift J0428.2-6704 A	04:27:49.60†	-67:04:34.9†	NTT-EFOSC	2017-02-17	2×900	4000-8500	18.1
Swift J0449.6-5515*	04:50:01.94	-55:12:40.5	NTT-EFOSC	2017-02-17	3×10	4000-8500	15.5
Swift J0503.7-2819*	05:03:33.07	-28:16:52.6	SPM-B&C	2015-11-09	2×1800	3300-7900	10.1
Swift J0528.1-3933 NE	05:28:03.18	-39:34:25.7	SPM-B&C	2013-12-04	2×1800	3300-7900	11.2
Swift J0528.1-3933 SW	05:28:02.04	-39:34:44.7	SPM-B&C	2013-12-04	1800	3300-7900	11.2
Swift J0535.2+2830†	05:34:57.91	28:28:37.3	TNG-DOLoReS	2014-01-04	2×1200	3700-3900	16.0
Swift J0550.7-3215 B*	05:50:53.62‡	-32:16:19.0‡	NTT-EFOSC	2017-03-23	3×900	4000-8500	22.0
Swift J0609.5-6245 B*	06:08:38.69	-62:47:16.2	NTT-EFOSC	2017-02-17	3×60	4000-8500	23.5
Swift J0659.3+2406*	06:59:10.67	24:01:40.3	TNG-DOLoReS	2014-01-04	2×1200	3700-3900	15.2
Swift J0701.3-3235*	07:04:08.05	26:25:03.6	TNG-DOLoReS	2014-01-04	2×1200	3700-3900	12.5
Swift J0725.8+3000	07:25:37.24	29:57:14.8	Cassini-BFOSC	2013-04-03	2×1800	3400-8550	13.5
Swift J0733.9+5156*	07:33:26.79	51:53:56.0	SPM-B&C	2013-03-20	2×1800	3300-7900	11.5
Swift J0755.4+8402†	07:58:18.59	83:56:37.4	OAGH-B&C	2013-12-07	1200	3300-7900	11.5
Swift J1007.4+6534*	10:07:13.67	65:35:01.1	Cassini-BFOSC	2013-03-19	2×1800	3400-8550	13.5
Swift J1041.4-1740*	10:41:01.20	-17:34:29.6	Cassini-BFOSC	2013-04-03	2×1800	3400-8550	13.5
Swift J1051.2-1704 B	10:51:37.46	-17:07:29.1	SPM-B&C	2013-04-20	2×1800	3300-7900	9.2
Swift J1114.3+2020 SW	11:14:02.48	20:23:14.3	Cassini-BFOSC	2013-03-20	2×1800	3400-8550	13.1
Swift J1114.3+2020 NE	11:14:02.76	20:23:21.4	SPM-B&C	2015-02-26	3×1800	3300-7900	11.5
Swift J1306.4-4025 B	13:07:12.08	-40:24:27.3	SPM-B&C	2013-04-30	2×1800	3300-7900	11.5
Swift J1512.2-1053 B*	15:12:05.06	-10:46:35.6	SPM-B&C	2013-04-20	3×1800	3300-7900	14.2
Swift J1643.2+7036	16:43:20.25	70:37:57.0	Cassini-BFOSC	2014-03-25	1800	3400-8550	13.5
Swift J1731.3+1442	17:31:13.38	14:42:55.8	SPM-B&C	2013-04-22	2×1800	3300-7900	11.5
Swift J1825.7+7215 NE*	18:25:29.78	72:09:04.1	TNG-DOLoReS	2014-05-04	2×1200	3700-3900	14.0
Swift J1825.7+7215 SW*	18:25:28.59	72:08:59.3	TNG-DOLoReS	2014-05-04	2×1200	3700-3900	14.0
Swift J1852.8+3002†	18:52:49.43	30:04:27.9	SPM-B&C	2013-09-08	2×1800	3300-7900	9.6
Swift J1925.0+5041	19:25:02.18	50:43:13.9	SPM-B&C	2013-06-12	2×1800	3300-7900	12.5
Swift J2024.0-0246*	20:24:02.05	-02:45:32.6	SPM-B&C	2014-07-03	2×1800	3300-7900	9.8
Swift J2059.6+4301 A*	20:59:15.71†	43:01:08.5†	SPM-B&C	2014-10-01	3×1800	3300-7900	11.0
Swift J2059.6+4301 B*	21:00:01.00	43:02:10.9	SPM-B&C	2010-07-15	3×1800	3300-7900	13.0
Swift J2237.0+2543	22:36:32.87	25:45:47.4	Cassini-BFOSC	2009-11-17	1800	3400-8550	13.5
Swift J2242.4-3711	22:42:33.38	-37:11:07.4	SPM-B&C	2013-12-05	2×1200	3300-7900	11.5
Swift J2352.6-1707*	23:52:51.42	-17:04:37.2	SPM-B&C	2013-09-06	2×1200	3300-7900	11.0
2PBC J0819.2-2508*	08:19:16.21	-25:07:06.21	NTT-EFOSC	2017-03-23	4×900	3800-9200	22.0

contraparte óptica propuesta, en la columna 4 el telescopio e instrumento usados para cada observación, en la columna 5 la fecha de observación en UT, en la columna 6 el número de exposiciones tomadas y sus tiempos de exposición individuales, en la columna 7 el rango espectral cubierto en Å; y en la columna 8 la resolución angular promedio para cada espectro, calculada como el ancho total a mitad del máximo, o *FWHM*, en Å, de la línea de emisión telúrica del oxígeno a 5575 Å. A menos que se indique lo contrario, todas las coordenadas para las contrapartes ópticas fueron tomadas del catálogo 2MASS (Skrutskie et al., 2006), que provee una incerteza posicional de 0.1 arcsec. Las coordenadas que se indican fueron tomadas del catálogo USNO-A2.0 (Monet, 1998) y del catálogo USNO-B1.0 (Monet et al., 2003) proveen en cambio una incerteza posicional de 0.3 arcsec. Múltiples contrapartes ópticas asociadas a la misma fuente BAT se marcan como NE por noreste y SW por sudoeste, basándose en su posición relativa en el cielo.

Los datos ópticos utilizados en este Apéndice fueron tomados de los siguientes telescopios:

- telescopio de 1.52 m *Cassini* del *Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio* (OAS), en Loiano, Italia;
- telescopio de 2.1 m del *Observatorio Astronómico Nacional* en San Pedro Mártir (SPM), México;
- telescopio de 2.12 m dl *Observatorio Astrofisico Guillermo Haro* (OAGH) en Sonora, México;
- telescopio de 3.58 m *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG) en el Observatorio Roque de Los Muchachos en La Palma, Islas Canarias, España;
- telescopio de 3.58 m *New Technology Telescope* (NTT) del Observatorio ESO-La Silla, en Chile;
- telescopio de 1.2 m *UK Schmidt Telescope* en el *Anglo-Australian Observatory* (AAO) en Coonabarabran, New South Wales, Australia.

Todas las observaciones de los primeros cinco telescopios fueron corregidas por bias y flats, sustracción de la contaminación de fondo y rayos cósmicos, y, finalmente, los espectros fueron extraídos utilizando las tareas del paquete IRAF<sup>2</sup>. Todas las observaciones de calibración fueron tomadas en el día precedente a la noche de observación, o bien durante la noche de observación misma. Las calibraciones en longitud de onda y de flujo fueron realizadas mediante el uso de observaciones de lámpara tomadas inmediatamente luego de la adquisición de ciencia, y utilizando estrellas estándares de espectrofotometría catalogadas. La incerteza en la calibración de longitud de onda es de 3 Å en el peor de los casos. Todos los espectros tomados para una sola fuente fueron luego promediados, para mejorar la señal/ruido final.

<sup>2</sup>IRAF, por *Image Reduction and Analysis Facility*, es distribuido por *National Optical Astronomy Observatories*, que es operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.* bajo un acuerdo cooperativo con la *National Science Foundation*, todas instituciones de los Estados Unidos. Se encuentra disponible en <http://iraf.noao.edu>

En el caso de los datos tomados del 6dF, estos fueron descargados del archivo 6dFGS<sup>3</sup> Jones et al. (2009); y los calibramos en flujo según la información fotométrica óptica disponible (Jones et al., 2005).

Dado que la mayor parte de la submuestra de objetos de origen extragaláctico es del tipo AGN, realizamos además una búsqueda de datos de radio en bases de datos online, para verificar su naturaleza de tipo BL Lac o Seyfert, de ser necesario. En la Tabla A.3, mostramos los correspondientes flujos de radio y sus errores tomados de los relevamientos FIRST<sup>4</sup> (Becker et al., 1995) y NVSS<sup>5</sup> (Condon et al., 1998). En la columna 1 reportamos el nombre de la fuente, en la columna 2 su flujo radio en la banda de 1.4 GHz, en la columna 3 el relevamiento de donde se tomaron los datos y en la columna 4 nuestra clasificación para cada fuente. También buscamos datos en los relevamientos de radio SUMMS (Mauch et al., 2003) y MGPS2 (Murphy et al., 2007) que cubren el hemisferio sur, pero no pudimos encontrar información de ninguna de nuestras fuentes en ellos.

### A.3. Resultados

En esta Sección describimos los varios métodos utilizados para interpretar los datos y resultados que obtuvimos de ellos, para cada clase de objeto. Mostramos todos los espectros ópticos de nuestra muestra en las Figuras A.14 a A.19 para las galaxias de líneas de emisión, A.20 para las galaxias elípticas y blazares, y la A.21 para los objetos galácticos. Las fuentes dentro de cada subgrupo han sido ordenadas según su ascensión recta.

Basándonos en estas observaciones espectroscópicas pudimos clasificar 41 objetos ópticos en total: 36 de origen extragaláctico, y los 5 restantes como objetos de origen galáctico.

Para todos los objetos extragalácticos asumimos una cosmología con parámetros  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}$ ,  $\Omega_\Lambda = 0,7$  y  $\Omega_m = 0,3$ , y todas las distancias extragalácticas presentadas en este Apéndice fueron calculadas utilizando la calculadora cosmológica de Wright (2006). Los espectros de las fuentes extragalácticas fueron corregidos por extinción de la Vía Láctea, utilizando las estimaciones dadas por Schlafly & Finkbeiner (2011) y la ley de extinción galáctica de Cardelli et al. (1989).

#### A.3.1. Objetos extragalácticos

Nuestra muestra incluye 36 galaxias; 31 de las cuales se corresponden con tipos variados de galaxias de líneas de emisión, principalmente AGNs del tipo Seyfert. De las restantes cinco galaxias, tres son elípticas, y las otras dos muestran espectros del tipo BL Lac. Discutiremos cada categoría por separado.

Como es de esperar, ambas fuentes de tipo BL Lac son fuertes emisoras en ondas de radio, lo que es un comportamiento típico de estos objetos (Padovani & Giommi, 1995). En cuanto al resto de las fuentes emisoras en radio de nuestra muestra, son todas galaxias

<sup>3</sup><http://www.6dfgs.net/>

<sup>4</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/first.html>

<sup>5</sup><https://www.cv.nrao.edu/nvss/>

**Tabla A.3:** Fuentes de la muestra con datos en onda de radio obtenidos del NVSS y FIRST. Los datos fueron obtenidos con un radio de búsqueda de 5.0 arcsec centrado en la contraparte óptica, para ambos catálogos. En la columna 1 indicamos el nombre de la fuente según Swift70, en la columna 2 el flujo de radio integrado en la banda de 1.4 GHz y su error, en la columna 3 el relevamiento del cual obtuvimos los datos y en la columna 4 nuestra clasificación de la fuente.

Nombre	Flujo $\pm$ Err.	Relevamiento	Clase
	[mJy]		
Swift J0107.7-1137 B	3.5 $\pm$ 0.5	NVSS	Seyfert 1.9
Swift J0136.5+3906	60.0 $\pm$ 1.8	NVSS	BL Lac
Swift J0138.8+2925	4.6 $\pm$ 0.4	NVSS	Seyfert 2
Swift J0222.3+2509	5.0 $\pm$ 0.5	NVSS	Seyfert 1.9
Swift J0528.1-3933 SW	4.5 $\pm$ 0.5	NVSS	Seyfert 1.9
Swift J0725.8+3000	146.3 $\pm$ 5.2	NVSS	Seyfert 2
Swift J0733.9+5156	28.09 $\pm$ 0.15	FIRST	BL Lac
Swift J1114.3+2020 NE	8.52 $\pm$ 0.14	FIRST	LINER
Swift J1643.2+7036	42.7 $\pm$ 1.6	NVSS	Seyfert 2
Swift J1731.3+1442	5.0 $\pm$ 0.5	NVSS	Seyfert 1.2
Swift J1825.7+7215 NE	9.9 $\pm$ 0.5	NVSS	Seyfert 2
Swift J2237.0+2543	5.3 $\pm$ 0.4	NVSS	Seyfert 1.9
Swift J2242.4-3711	31.1 $\pm$ 1.0	NVSS	Seyfert 2

de líneas de emisión, que en su mayoría suelen ser clasificadas como objetos *radio-quiet* (Rush et al., 1996), aunque esto ha sido puesto en discusión recientemente (Ho & Peng, 2001). Trece de las 31 galaxias de línea de emisión de nuestra muestra fueron detectadas en ondas de radio.

### A.3.1.1. Galaxias de líneas de emisión

La mayoría de la muestra consiste de galaxias que presentan evidencia de actividad nuclear. En particular, encontramos 29 galaxias Seyfert y una galaxia de núcleo de líneas de emisión de baja ionización (*Low Ionization Nuclear Emission Region*, o *LINER*); la galaxia restante fue identificada como de tipo starburst.

Para diferenciar apropiadamente entre galaxias de tipo 1 (con líneas de emisión tanto anchas como angostas) y de tipo 2 (con líneas de emisión angostas), seguimos los criterios presentados en Veilleux & Osterbrock (1987). Luego, para determinar si una fuente de líneas angostas pertenece a la clase de Seyfert 2, LINER 2 o a una galaxia con formación estelar o starburst (Heckman, 1980; Terlevich & Melnick, 1985), utilizamos las relaciones de radio como diagnóstico mostradas en Kauffmann et al. (2003) y referencias subsiguientes. En la Figura A.1, presentamos el diagrama BPT resultante (Baldwin et al., 1981) para nuestra submuestra de galaxias de líneas de emisión angostas, en el que incluimos la separación entre diferentes clases siguiendo tanto a Kauffmann et al. (2003) como a Kewley et al. (2001). No tuvimos en cuenta ninguna contribución a la extinción propias, intrínsecas de la galaxia objeto de estudio. Para los objetivos de este Apéndice, estas contribuciones, de existir, pueden ser principalmente en la forma de líneas de ab-



sorción,  $H_\beta$  y  $H_\alpha$ , propias de la población estelar, por lo que los valores que reportamos aquí para los flujos de sus respectivas líneas de emisión son técnicamente límites inferiores. De todos modos, no es de esperar que esto pueda afectar mucho a las mediciones dada la relativa baja resolución de nuestros espectros. Por otro lado, en el caso de Swift J1512.2-1053 B, el corrimiento al rojo medido es relativamente alto, lo que significa que tanto la línea de  $H_\alpha$ , como la de [NII] no se encuentran dentro del rango espectral cubierto por nuestras obseraciones, razón por la cual esta fuente no fue incluida en este diagrama. También descartamos otra fuente de líneas de emisión angostas, Swift J0042.9+3016 A, para la cual  $H_\beta$  fue detectada como línea de absorción, lo que no nos permite obtener un valor inferior para el cociente de flujos  $[O III]/H_\beta$ . En total, el diagrama BPT mostrado en la Figura A.1 representa 13 de las 15 galaxias de líneas de emisión angostas de nuestra muestra.

Finalmente, seguimos a [Winkler \(1992\)](#) para asignar una subclase a las galaxias Seyfert de la muestra, utilizando el cociente de flujos de línea  $H_\beta/[O III]_{\lambda 5007}$ . El criterio es:

- $H_\beta/[O III] > 5,0$  : Seyfert 1.0
- $H_\beta/[O III] < 5,0$  : Seyfert 1.2
- $H_\beta/[O III] < 2,0$  : Seyfert 1.5
- $H_\beta/[O III] < 0,3$  y ambas componentes anchas de  $H_\beta$  y  $H_\alpha$  visibles : Seyfert 1.8
- Componente ancha de  $H_\alpha$  visible pero  $H_\beta$  angosta : Seyfert 1.9
- Ambas  $H_\beta$  y  $H_\alpha$  angostas : Seyfert 2

Los resultados principales obtenidos del análisis de los espectros ópticos de nuestra muestra de galaxias de líneas de emisión son mostrados en la Tabla A.4: indicamos en la columna 1 el nombre BAT, en la columna 2 su flujo en la banda BAT dado por Swift70, en la columna 3 el corrimiento al rojo de la contraparte óptica propuesta según lo medimos de nuestros espectros, en la columna 4 la distancia de luminosidad correspondiente, en la columna 5 la luminosidad derivada para la banda BAT, en las columnas 6 a 10 las líneas de emisión identificadas en nuestros espectros junto con sus flujos y errores observados y corregidos por extinción, en la columna 11 la velocidad derivada para la línea ancha de  $H_\beta$  (de estar presente), en la columna 12 la masa del agujero negro central obtenida con dicha velocidad, y finalmente en la columna 12 la clase que le asignamos a cada fuente.

Remarcamos que una identificación preliminar de la fuente Swift J1852.8+3002 fue propuesta en [Halpern \(2013\)](#): tanto nuestra clasificación (Seyfert 1.9) como corrimiento al rojo ( $z = 0,057$ ) son compatibles, dentro de los errores, con sus resultados. Además, la clasificación de 6 objetos de nuestra muestra fue discutida por [Koss et al. \(2017\)](#) (marcados con † en la Tabla A.4): tres de los objetos están en completo acuerdo con nuestras identificaciones (Swift J0042.9+3016 A, Swift J0659.3+2406 y Swift J1643.2+7036). Mientras que para los casos restantes, hay ligeras diferencias entre nuestra clasificación y la de [Koss et al. \(2017\)](#), posiblemente debidas ya sea a variabilidades espectrales de largo plazo, a la diferencia en señal/ruido de las dos campañas obseracionales, o a una combinación

de ambos efectos: estos objetos son Swift J0138.8+2025, Swift J1114.3+2020 NE y Swift J1731.3+1442, clasificados por [Koss et al. \(2017\)](#) como Seyfert 1.9, Seyfert 2 y Seyfert 1.0, respectivamente.

De toda nuestra submuestra de galaxias de líneas de emisión angosta, y como se ve en la Figura A.1, solamente dos fuentes no encuadran en la definición canónica de AGN de tipo Seyfert 2: Swift J1114.3+2020 NE, que es una LINER de tipo 2, y Swift J0609.5-6245 B, que yace en la región de las starburst. En total, nuestra muestra de galaxias de líneas de emisión consiste en 13 galaxias Seyfert de tipo 2, 6 de tipo 1.9, 1 de tipo 1.8, 4 de tipo 1.5, 4 de tipo 1.2 y 1 de tipo 1.0, además de una LINER y una starburst como hemos mencionado anteriormente.

Estimamos masas de los agujeros negros centrales para todas las galaxias de tipo 1 que tuvieran presente líneas de emisión  $H_\beta$  anchas. En todos los casos, asumimos que no existía absorción local en la vecindad del AGN, y medimos el flujo corregido por extinción de la Vía Láctea de la componente ancha de la línea  $H_\beta$ , así como su ancho a potencia mitad del máximo (FWHM). Con respecto a esto, en la Tabla A.5 reportamos los excesos de color galácticos,  $E(B-V)$ , debidos al polvo presente en la línea de la visual. Usando estos observables, pudimos medir la velocidad del gas en la región de líneas anchas, luego de haberlas corregido por el ensanchamiento instrumental debido a la resolución utilizada. Finalmente, utilizando la Ecuación 2 de [Wu et al. \(2004\)](#), estimamos el tamaño de dicha región, el cual fue utilizado para estimar la masa del agujero negro central usando la ecuación 5 de [Kaspi et al. \(2000\)](#). Dadas la resolución y la señal/ruido de nuestros espectros, no corregimos el flujo por alguna posible contribución de líneas de Balmer en absorción de la población estelar subyacente, ya que dicha consideramos dicha contribución como despreciable. Por este motivo, los valores que obtuvimos de la masa de los agujeros negros deben ser considerados como estimaciones al orden de magnitud.

También estimamos el exceso de color intrínseco de la fuente como medida de la extinción local en los AGN de tipo 2, utilizando nuestros espectros ópticos. Evaluamos este parámetro midiendo el cociente de flujos de las líneas observadas  $H_\alpha/H_\beta$  y comparándolo con el valor esperado por la relación de decremento de flujo Balmer para un plasma con densidad y temperatura estándares, siguiendo a [Osterbrock \(1989\)](#), y considerando una ley local de extinción equivalente a la de la Vía Láctea, dada por [Cardelli et al., 1989](#). Para las galaxias que encontramos de tipo 1, no hemos podido realizar este método debido a que la resolución de los espectros con los que contamos no permite la adecuada separación de la línea ancha de  $H_\alpha$  las líneas angostas correspondientes al [N II]. Mostramos los resultados de este análisis en la Tabla A.6: en la columna 1 indicamos el nombre BAT, en la columna 2 el exceso de color  $E(B-V)$  debido al polvo en la Vía Láctea según los mapas de [Schlafly & Finkbeiner 2011](#), y en la columna 3 el exceso de color  $E(B-V)$  local, o su cota mínima en caso que solo se obtuviera un valor mínimo para el valor de flujo en emisión de  $H_\beta$ . Los casos en los que no hay una estimación del exceso de color local se deben a la presencia de  $H_\beta$  en absorción.

En esta submuestra encontramos un caso, Swift J1825.7+7215 NE, para el cual el cociente de flujos  $H_\alpha/H_\beta$  es menor que 2.86: esto es una indicación que esta fuente sea una galaxia Seyfert de tipo 2 pero con el núcleo desnudo o, *naked* ([Panessa et al., 2009](#);

Tran et al., 2011); un AGN en el cual la emisión de líneas anchas no sufre de absorción local, pero es débil o directamente está ausente. Sin embargo, los datos del XRT muestran que este objeto está interactuando con Swift J1825.7+7215 SW (ver Figura A.12), que yace a una distancia de  $\sim 6$  arcsec, mientras que la detección de XRT yace entre ambas galaxias con un área de error posicional circular de radio 3.5 arcsec. Es decir que la detección es posicionalmente consistente con ambas fuentes, y por lo tanto que la extinción en rayos-X que se detecta se debe probablemente a la suma de ambas galaxias, lo que podría a su vez explicar el hecho que el objeto NE tenga su núcleo desnudo.

Por otro lado, analizamos el continuo primario de flujo de rayos-X blandos (0.3-10 keV) para todos los AGN de nuestra muestra, en comparación con el flujo de la línea de emisión  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ , la cual es considerada como parámetro de referencia del poder de ionización del AGN (Mulchaey et al., 1994; Bassani et al., 1999). Para el siguiente análisis, todos los flujos de rayos-X blandos fueron obtenidos del catálogo 1SXPS de fuentes Swift/XRT. Dado que este catálogo lista tasas de fotones en la banda XRT, es necesario utilizar un modelo físico de emisión para derivar los valores de flujo. Esto lo hicimos utilizando la herramienta online WebPIMMS<sup>6</sup>. En todos los casos decidimos aplicar un modelo de ley de potencias con índice espectral  $\Gamma = 1.85$ , que es el valor promedio obtenido de una muestra grande de galaxias de líneas de emisión observadas en rayos-X Dadina (2008). El corrimiento al rojo fue obtenido de las mediciones de nuestros espectros ópticos y utilizado en la derivación de los flujos de rayos-X.

El análisis que realizamos consta de dos partes, dependiendo de si el flujo de rayos-X es corregido por absorción o no; ambos enfoques se muestran en la Figura A.2. Las galaxias de tipo 1, es decir Seyferts de tipos 1 a 1.9, se muestran como círculos azules, las galaxias de tipo 2 como cuadrados rojos, y la galaxia de tipo Seyfert 2 desnudo Swift J1825.7+7215 NE se muestra como un triángulo verde.

En primer lugar, y como se ilustra en el panel superior de la Figura A.2, comparamos el flujo intrínseco, es decir corregido por extinción, de la línea  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ , contra el flujo en la banda de 0.3-10 keV. Este tipo de análisis permite conocer si la energía de ionización necesaria para la existencia del  $[\text{O III}]$  se origina en el nivel de emisión de rayos-X (Panessa et al., 2006; Gómez-Guijarro et al., 2017), del nivel de acreción (Lamastra et al., 2009) o indica un posible escenario Compton-grueso en el que la emisión de rayos-X está fuertemente oscurecida (De Rosa et al., 2018). Sabiendo que la extinción de rayos-X no fue corregida en estos flujos, los valores que reportamos en la Figura A.2 deben ser tomados como cotas mínimas. Así, comparando la línea corregida de  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$  con el nivel de flujo de rayos-X observado, podemos inferir si los rayos-X se encuentran afectados por extinción o no, y hasta qué punto. Para cuantificar mejor esto, utilizamos el parámetro de grosor (*thickness parameter*)  $T$  definido por Bassani et al. (1999). Este parámetro se define como el cociente del flujo observado en 2-10 keV con la línea intrínseca de  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ . Para ser consistentes con los datos, redefinimos el parámetro  $T$  para adaptarlo a la banda de XRT que estamos utilizando (0.3-10 keV), y lo llamamos  $T^*$ .

Esto se realizó para buscar candidatos a ser objetos con extinción de tipo *Compton-*

<sup>6</sup>WebPIMMS es la versión Web del software PIMMS (v4.8f), disponible en <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3pimms/w3pimms.pl>

*thick* (CT), es decir donde la columna de Hidrógeno intrínseca es tal que  $N_{\text{H}} \gtrsim 1,5 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$  (Turner et al., 1997; Maiolino et al., 1998). Dada la proporcionalidad entre el exceso de color E(B-V) y el valor de  $n_{\text{H}}$ , y el hecho que los flujos de rayos-X reportados aquí son cotas mínimas, consideramos que cualquier fuente que supere el límite dado por  $T^*$  es posible candidata a ser Compton-thick. En otras palabras, que nuestros datos ópticos sugieren que estas fuentes podrían ser CT, cuya confirmación dependerá de un futuro análisis espectral de rayos-X.

El diagrama en el panel superior de la Figura A.2 es cruzado por la línea a  $T^* = 1$ , separando la esquina superior izquierda del diagrama como el área donde domina el régimen CT. Así, encontramos dos fuentes candidatas a ser CT: Swift J1041.4-1740 y Swift J2242.4-3711. De hecho, Ricci et al. (2017) reportan que esta última mostraba un valor de  $n_{\text{H}} 10^{24,3 \pm 0,43}$ , lo que es consistente con nuestros resultados. Sin embargo ellos también reportaron que Swift J1041.4-1740 presentaba un valor de  $n_{\text{H}}$  de  $10^{23,2 \pm 0,26}$ , lo que contradice nuestra hipótesis. Es necesario un análisis espectral de rayos-X para confirmar o descartar la naturaleza CT de ambos objetos.

Es importante notar que, como era de esperar, las galaxias Seyfert 1 y 2 se separan en diferentes partes del diagrama, principalmente debido a los flujos intrínsecamente superiores de  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$  en las galaxias de tipo 2. Esto es también aparente en el panel inferior de la Figura A.2, donde esta vez ambas variables fueron corregidas por extinción local. La única excepción es la fuente Swift J0107.7-1137 B, un AGN de tipo 1 que yace en la región de las fuentes de tipo 2. Sin embargo, específicamente se trata de una fuente de tipo 1.9, lo que implica que debe presentar absorción intrínseca según el modelo de unificación (Urry & Padovani, 1995a). Ricci et al. (2017) reportaron que esta fuente presenta un valor de  $n_{\text{H}} 10^{23,6 \pm 0,23}$ , pero al ser esta fuente parte de un sistema con múltiples contrapartes debe tenerse cuidado al de analizar las observaciones de altas energías.

Comparamos luego los flujos intrínsecos tanto de rayos-X como de la línea de emisión del óptico  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ , siguiendo a Berney et al. (2015), para analizar si existe una correlación entre estas variables o no. Se ha establecido (Bohlin et al., 1978) que existe una relación proporcional entre el exceso de color E(B-V) y la densidad columnar de Hidrógeno  $n_{\text{H}}$ , relación que ha sido probada varias veces (ver, por ejemplo, Vladilo et al., 2006; Gudennavar et al., 2012, y referencias allí citadas). Así, derivamos valores de  $n_{\text{H}}$  utilizando la relación E(B-V)/ $n_{\text{H}}$  de Gudennavar et al. (2012) y nuestras mediciones de E(B-V) intrínsecos. En los casos en que estos no estuvieran disponibles, no tuvimos esta corrección en cuenta. Obtuvimos así flujos de rayos-X como en el panel superior de la Figura A.2, pero corregidos por extinción local. Dado que nuestros valores de  $n_{\text{H}}$  se derivaron de datos en el óptico, es posible que el toroide del AGN no haya sido tenido en cuenta a la hora de calcular la extinción, por lo que los flujos de rayos-X resultantes deben ser tomados como límites inferiores. En este panel, la distribución de las galaxias Seyfert 2 es homogénea respecto del flujo de rayos-X blandos, pero su flujo de  $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$  cubre prácticamente dos órdenes de magnitud. Esto implica que no existe ninguna tendencia apreciable para estas fuentes.

Por otro lado, el grupo de galaxias de tipo 1 pareciera seguir una relación lineal en tér-

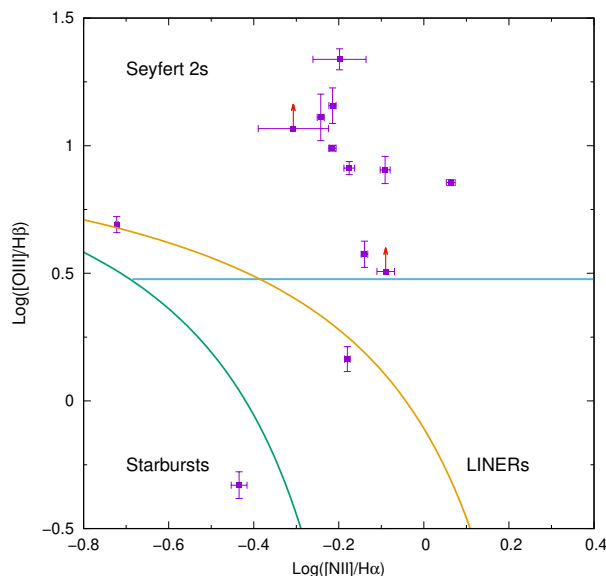


Figura A.1: Diagrama BPT ( $[O III]/H\beta$  vs.  $[N II]/H\alpha$ ) para los diversos tipos de galaxias de líneas de emisión de nuestra muestra. Los flujos son los observados. Siguiendo a [Kauffmann et al. \(2003\)](#), la línea sólida verde marca la separación empírica entre el régimen de formación estelar del de AGN, mientras que la línea celeste muestra la separación entre AGN y LINER. La línea naranja muestra de nuevo la separación entre AGN y LINER pero siguiendo a [Kewley et al. \(2001\)](#). Todas nuestras fuentes yacen en la región perteneciente a los AGN, con la excepción de dos, una starburst y una LINER, que de todos modos se encuentran cerca de los límites.

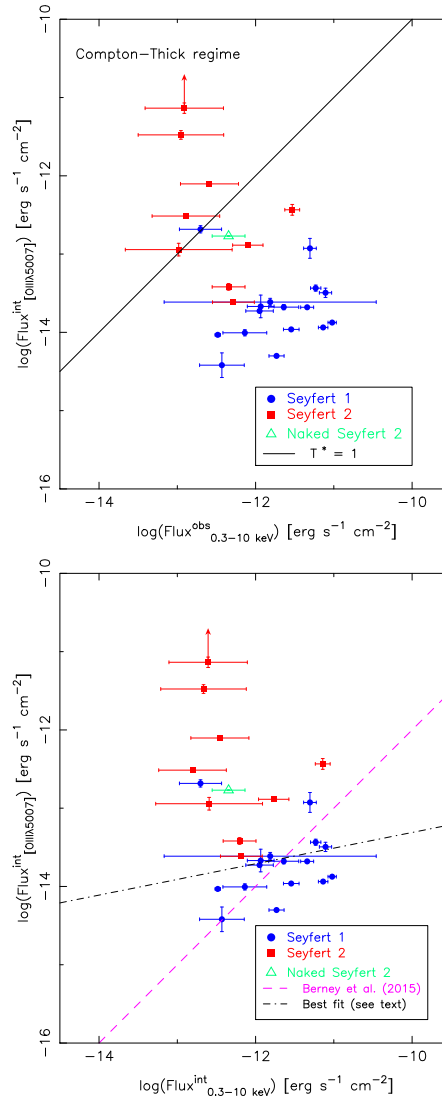
minos logarítmicos. Siguiendo a [Rojas et al. \(2017\)](#), realizamos un ajuste lineal solamente a estos datos, como se muestra en la Figura A.2. Este ajuste muestra un coeficiente de correlación de Pearson de  $R_p = 0,42$ , con su correspondiente  $p$ -value de 0.1053. Esto implica que es marginalmente significativa, al 95% de confianza. La correlación resultante es en todo caso menos significativa que la que encontraron [Rojas et al. \(2017\)](#) para su muestra de AGN de tipo 1.

En el panel inferior de la Figura A.2 también graficamos la relación lineal encontrada por [Berney et al. \(2015\)](#) como comparación, en línea a trazos magenta. Al igual que [Rojas et al. \(2017\)](#), remarcamos que la relación de [Berney et al. \(2015\)](#) muestra una pendiente más pronunciada que la que obtuvimos con nuestros datos. Sin embargo, la muestra se esparce ampliamente por el diagrama, reforzando la complejidad de esta relación (see [Heckman et al., 2005](#)). Concluimos entonces, en acuerdo con [Berney et al. \(2015\)](#) y [Rojas et al. \(2017\)](#), que pareciera haber más que una relación marginal entre estas dos cantidades.

### A.3.1.2. Galaxias elípticas (XBONGs)

Swift J0550.7-3215 B, Swift J0107.7-1137 C y Swift J1114.3+2020 SW muestran espectros típicos de galaxias elípticas en el óptico (ver Figure A.20). En todos los casos, el espectro puede ser explicado por la superposición de las contribuciones de varias poblaciones estelares viejas y de baja masa, en sistemas evolucionados. Esto significa que su continuo es térmico, más brillante hacia el rojo y contando solamente con la presencia de líneas de absorción.

De todos modos, calculamos el *contrast break* a  $4000 \text{ \AA}$  para evaluar la posibilidad de



**Figura A.2:** Flujo de rayos-X blandos (0.3-10 keV) contra flujo de la línea de emisión del óptico [O III] ( $\beta = 5007$ ) para una submuestra que incluye las galaxias observadas por XRT, listadas en el catálogo 1SXPS, a las que les detectamos la línea [O III]. Todos los flujos de óptico y de rayos-X fueron corregidos por la extinción de la Vía Láctea. En el panel superior mostramos el flujo de rayos-X observado, mientras que en el inferior mostramos el flujo de rayos-X corregido por extinción local de la fuente. En ambos paneles, el flujo de línea de emisión de [O III] es el intrínseco. Las fuentes de tipo 1 a 1.9 se muestran en azul, mientras que las de tipo 2 se muestran en rojo. La línea magenta representa la correlación reportada por [Berney et al. \(2015\)](#), mientras que la línea a puntos y trazos negra representa nuestro ajuste a los datos.

**Tabla A.4:** Resultados de los datos de rayos-X y óptico. En todos los casos, las líneas [O III] y [N II] se refieren a las líneas de emisión en 5007 Å y 6583 Å en el marco de referencia de la fuente, respectivamente. En los casos de Seyferts de tipo 1, las líneas de Ha y [N II] se superponían, por lo que reportamos el flujo total de las líneas superpuestas junto con su ancho equivalente, y luego el flujo y ancho equivalente de las líneas individuales estimado con un ajuste de 3 perfiles gaussianos, cuando fue posible. Estas últimas se marcan con asterisco. Los dobletes de líneas reportados sin ajuste individual se marcan con una d. Objetos para los cuales existía una clasificación previa realizada por Koss et al. (2017) se marcan con †. Los errores en el flujo no incluyen incertezas sistemáticas. En los casos en que  $H\beta$  no era detectable, estimamos un valor mínimo marcado con ‡.

Nombre	Flujo BAT [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-12}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	z	Dist. L. [Mpc]	$L_X$ [ $\frac{\text{erg} \times 10^{43}}{\text{s}}$ ]	Línea	Flujo [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	Flujo corr. [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	$V_{H\beta}^{FWHM}$ [km/s]	$M_{bh}$ [ $M_{\odot} \times 10^6$ ]	Clase
Swift J0042.9+3016 A †	7.72	0.049 ± 0.003	218	4.4	[O III] 2.15 ± 0.02 Ha 2.575 ± 0.002 [N II] 1.93 ± 0.01	2.44 ± 0.05 2.81 ± 0.03 2.06 ± 0.04				Seyfert 2
Swift J0052.3-2730	8.21	0.077 ± 0.003	349	12.0	$H\beta$ 0.11 ± 0.01 [O III] 1.42 ± 0.01 Ha 0.420 ± 0.004 [N II] 0.254 ± 0.002	0.13 ± 0.01 1.485 ± 0.005 0.439 ± 0.004 0.268 ± 0.006				Seyfert 2
Swift J0107.7-1137 A	10.48	0.358 ± 0.003	1907	460	$H\beta$ 0.115 ± 0.006 [O III] 0.092 ± 0.001	0.124 ± 0.003 0.161 ± 0.001	3550	19.9		Seyfert 1.5
Swift J0107.7-1137 B	13.51	0.047 ± 0.004	209	7.0	$H\beta$ 1.5 ± 0.2 [O III] 18.8 ± 0.4 Ha 2.70 ± 0.06 [N II] 8.2 ± 0.5	1.8 ± 0.1 20.8 ± 0.4 2.88 ± 0.02 7.0 ± 0.1				Seyfert 1.9
Swift J0138.8+2925 †	6.33	0.071 ± 0.003	320	7.7	$H\beta$ 0.061 ± 0.003 [O III] 0.49 ± 0.01 Ha 0.724 ± 0.004 [N II] 0.587 ± 0.006	0.065 ± 0.003 0.492 ± 0.004 0.800 ± 0.005 0.66 ± 0.01				Seyfert 2
Swift J0222.3+2509	15.81	0.061 ± 0.003	273	14.1	$H\beta$ 0.232 ± 0.009 [O III] 3.03 ± 0.03 Ha 26 ± 4 [N II] 1.3 ± 0.2	0.410 ± 0.006 3.68 ± 0.06 34 ± 5 1.50 ± 0.03				Seyfert 1.8
Swift J0449.6-5515	8.56	0.208 ± 0.003	1024	110.0	$H\beta$ 6.5 ± 0.2 [O III] 31.9 ± 0.2 Ha 23.04 ± 0.07 [N II] 4.370 ± 0.007	6.7 ± 0.3 32.7 ± 0.2 25.10 ± 0.08 4.5 ± 0.1				Seyfert 2
Swift J0528.1-3933 NE	10.79	0.037 ± 0.002	163	3.4	Ha 0.465 ± 0.002 [N II] 0.465 ± 0.006	0.516 ± 0.001 0.537 ± 0.003				Seyfert 1.9
Swift J0528.1-3933 SW	10.79	0.036 ± 0.002	158	3.2	$H\beta$ 0.116 ± 0.008 [O III] 0.189 ± 0.005 Ha 1.02 ± 0.06 [N II] 0.463 ± 0.008	0.128 ± 0.004 0.218 ± 0.007 1.4 ± 0.2 0.474 ± 0.004				Seyfert 1.9
Swift J0609.5-6245 B	9.45	0.099 ± 0.005	455	23.0	$H\beta$ 3.1 ± 0.1 [O III] 1.45 ± 0.06 Ha 10.25 ± 0.02 [N II] 3.77 ± 0.07	3.5 ± 0.1 2.1 ± 0.1 11.25 ± 0.02 4.05 ± 0.09				Starburst
Swift J0659.3+2406 †	12.08	0.092 ± 0.003	421	26.1	$H\beta$ 0.029 ± 0.002 [O III] 0.416 ± 0.004 Ha 0.305 ± 0.002 [N II] 0.186 ± 0.001	0.036 ± 0.002 0.447 ± 0.003 0.326 ± 0.001 0.197 ± 0.002				Seyfert 2

Tabla A.4: Continuación.

Nombre	Flujo BAT $\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-12}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	z	Dist. L. [Mpc]	$L_X$ $\left[\frac{\text{erg} \times 10^{43}}{\text{s}}\right]$	Línea	Flujo $\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	Flujo corr. $\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	$V_{H\beta}^{FWHM}$ [km/s]	$M_{bh}$ [ $M_{\odot} \times 10^6$ ]	Clase
Swift J0701.3-3235	7.5	0.044 ± 0.003	195	3.4	H $\beta$	1.925 ± 0.002	3.82 ± 0.02	5880	53.1	Seyfert 1.5
					[O III]	4.45 ± 0.03	4.625 ± 0.002			
					H $\alpha$ + [N II]d	10.39 ± 0.09	12.10 ± 0.11			
					H $\alpha^*$	4.84 ± 0.09	8.06 ± 0.09			
					[N II]*	1.04 ± 0.02	1.51 ± 0.02			
Swift J0725.8+3000	9.97	0.018 ± 0.003	78	0.7	H $\beta^{\ddagger}$	≤ 0.084	≤ 0.101			Seyfert 2
					[O III]	0.270 ± 0.03	0.38 ± 0.03			
					H $\alpha$	1.820 ± 0.007	2.065 ± 0.002			
					[N II]	1.48 ± 0.03	1.71 ± 0.02			
Swift J0755.4+8402	8.1	0.133 ± 0.002	626	38.2	H $\beta$	4.5 ± 0.1	9.7 ± 0.1	4080	27.9	Seyfert 1.2
					[O III]	1.85 ± 0.03	2.090 ± 0.003			
Swift J1007.4+6534	8.85	0.126 ± 0.003	590	37.7	H $\beta$	1.51 ± 0.02	3.39 ± 0.03	6060	59.6	Seyfert 1.2
					[O III]	0.929 ± 0.002	1.045 ± 0.002			
					H $\alpha$ + [N II]d	7.6 ± 0.2	9.2 ± 0.2			
					H $\alpha^*$	6.1 ± 0.1	7.3 ± 0.1			
					[N II]*	1.15 ± 0.03	1.38 ± 0.03			
Swift J1041.4-1740	9.78	0.081 ± 0.002	74	0.6	H $\beta^{\ddagger}$	≤ 0.036	≤ 0.039			Seyfert 2
					[O III]	0.42 ± 0.03	0.45 ± 0.03			
					H $\alpha$	0.61 ± 0.05	0.7 ± 0.1			
					[N II]	0.301 ± 0.003	0.340 ± 0.001			
Swift J1051.2-1704 B	3.72	0.017 ± 0.003	368	6.0	[O III]	0.433 ± 0.009	0.509 ± 0.004			Seyfert 1.9
					H $\alpha$ + [N II]d	0.84 ± 0.06	1.10 ± 0.08			
					H $\alpha^*$	0.67 ± 0.05	0.88 ± 0.07			
					[N II]*	0.126 ± 0.009	0.17 ± 0.01			
Swift J1114.3+2020 NE †	9.47	0.027 ± 0.002	118	1.6	H $\beta$	0.192 ± 0.007	0.195 ± 0.003			LINER
					[O III]	0.280 ± 0.009	0.310 ± 0.008			
					H $\alpha$	1.725 ± 0.005	1.805 ± 0.005			
					[N II]	1.140 ± 0.007	1.190 ± 0.007			
Swift J1306.4-4025 B	16.91	0.016 ± 0.002	69	1.0	H $\beta$	2.2 ± 0.2	2.6 ± 0.2	1730	4.3	Seyfert 1.5
					[O III]	2.35 ± 0.04	3.21 ± 0.08			
					H $\alpha$ + [N II]d	22.6 ± 0.3	27.8 ± 0.3			
					H $\alpha^*$	18.0 ± 0.3	22.2 ± 0.3			
					[N II]*	3.38 ± 0.05	4.16 ± 0.05			
Swift J1512.2-1053 B	8.31	0.164 ± 0.003	787	62.4	H $\beta$	0.057 ± 0.004	0.078 ± 0.002			Seyfert 2
					[O III]	0.695 ± 0.007	0.930 ± 0.008			
Swift J1643.2+7036 †	11.7	0.014 ± 0.003	61	0.5	H $\beta$	2.60 ± 0.03	2.87 ± 0.06			Seyfert 2
					[O III]	18.65 ± 0.05	20.85 ± 0.05			
					H $\alpha$	8.56 ± 0.02	9.22 ± 0.06			
					[N II]	9.9 ± 0.1	10.85 ± 0.08			
Swift J1731.3+1442 †	11.54	0.081 ± 0.002	368	19.3	H $\beta$	22 ± 2	29 ± 3	2970	14.8	Seyfert 1.2
					[O III]	9.2 ± 0.5	11.8 ± 0.7			
					H $\alpha$ + [N II]d	76 ± 1	91.5 ± 0.9			
					H $\alpha^*$	61 ± 1	73.2 ± 0.7			
					[N II]*	11.4 ± 0.2	13.7 ± 0.1			



Tabla A.4: Continuación.

Nombre	Flujo BAT [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-12}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	z	Dist. L. [Mpc]	$L_X$ [ $\frac{\text{erg} \times 10^{43}}{\text{s}}$ ]	Línea	Flujo [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	Flujo corr. [ $\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}$ ]	$V_{H\beta}^{FWHM}$ [km/s]	$M_{bh}$ [ $M_{\odot} \times 10^6$ ]	Clase
Swift J1825.7+7215 NE	8.51	0.108 ± 0.003	500	25.7	H $\beta$	0.709 ± 0.008	1.85 ± 0.03			Seyfert 2 ("Naked")
					[O III]	6.93 ± 0.01	17.00 ± 0.03			
					H $\alpha$	1.985 ± 0.005	3.83 ± 0.02			
					[N II]	1.21 ± 0.01	2.26 ± 0.02			
Swift J1825.7+7215 SW	8.51	0.109 ± 0.003	505	26.1	H $\beta$	0.087 ± 0.002	0.184 ± 0.007			Seyfert 2
					[O III]	0.711 ± 0.008	1.73 ± 0.02			
					H $\alpha$	0.367 ± 0.001	0.698 ± 0.006			
					[N II]	0.245 ± 0.003	0.46 ± 0.01			
Swift J1852.8+3002	13.64	0.058 ± 0.002	259	11.1	H $\beta$	0.05 ± 0.002	0.101 ± 0.003			Seyfert 2
					[O III]	1.09 ± 0.01	1.88 ± 0.02			
					H $\alpha$	0.60 ± 0.02	1.62 ± 0.01			
					[N II]	0.38 ± 0.02	0.449 ± 0.005			
Swift J1925.0+5041	10.42	0.068 ± 0.003	306	17.3	H $\beta$	10.6 ± 0.2	12.8 ± 0.4	10340	173.8	Seyfert 1
					[O III]	1.10 ± 0.01	1.335 ± 0.005			
					H $\alpha$ + [N II]d	19.0 ± 0.6	25.0 ± 0.8			
Swift J2024.0-0246	11.32	0.137 ± 0.002	646	57.5	H $\beta$	0.46 ± 0.02	0.48 ± 0.05	2940	13.4	Seyfert 1.5
					[O III]	0.315 ± 0.003	0.365 ± 0.002			
					H $\alpha$ + [N II]d	1.9 ± 0.1	2.19 ± 0.08			
					H $\alpha$ *	1.51 ± 0.08	1.75 ± 0.07			
					[N II]*	0.28 ± 0.02	0.39 ± 0.01			
Swift J2059.6+4301 A	5.49	0.065 ± 0.002	292	5.6	[O III]	0.064 ± 0.002	2.10 ± 0.03			Seyfert 1.9
					H $\alpha$	0.080 ± 0.001	0.920 ± 0.003			
					[N II]	0.120 ± 0.002	1.37 ± 0.04			
Swift J2237.0+2543	10.23	0.025 ± 0.003	109	1.5	[O III]	1.01 ± 0.03	0.99 ± 0.02			Seyfert 1.9
					H $\alpha$	0.58 ± 0.05	0.63 ± 0.07			
					[N II]	0.383 ± 0.001	0.410 ± 0.003			
Swift J2242.4-3711	10.44	0.028 ± 0.002	123	1.9	H $\beta$	0.82 ± 0.04	0.86 ± 0.02			Seyfert 2
					[O III]	3.08 ± 0.05	3.50 ± 0.06			
					H $\alpha$	11.05 ± 0.02	11.10 ± 0.10			
					[N II]	8.01 ± 0.06	8.1 ± 0.1			
Swift J2352.6-1707	11.72	0.055 ± 0.002	245	8.4	H $\beta$	5.19 ± 0.02	5.3 ± 0.1	8100	102.9	Seyfert 1.2
					[O III]	1.12 ± 0.02	1.155 ± 0.005			
					H $\alpha$ + [N II]d	30.5 ± 0.7	34.1 ± 0.9			
					H $\alpha$ *	24.4 ± 0.5	27.2 ± 0.7			
					[N II]*	4.6 ± 0.1	5.1 ± 0.1			

Tabla A.5: Extinción a lo largo de la línea de la visual debida a la Vía Láctea (MW), obtenida de los mapas de [Schlafly & Finkbeiner \(2011\)](#), para la muestra de galaxias de líneas de emisión ancha.

Nombre	$E(B-V)_{MW}$
Swift J0107.7-1137 A	0.03
Swift J0107.7-1137 B	0.02
Swift J0222.3+2509	0.06
Swift J0528.1-3933 NE	0.02
Swift J0528.1-3933 SW	0.02
Swift J0609.5-6245	0.05
Swift J0701.3-3235	0.01
Swift J0755.4+8402	0.05
Swift J1007.4+6534	0.05
Swift J1051.2-1704 B	0.02
Swift J1306.4-4025 B	0.09
Swift J1643.2+7036	0.03
Swift J1731.3+1442	0.08
Swift J1925.0+5041	0.08
Swift J2024.0-0246	0.05
Swift J2059.6+4301 A	1.17
Swift J2237.0+2543	0.04
Swift J2352.6-1707	0.02

Tabla A.6: Exceso de color, tanto por la Vía Láctea (MW; de [Schlafly & Finkbeiner \(2011\)](#)) como intrínsecos a la fuente (AGN), para la muestra de galaxias de líneas de emisión angostas. Los valores intrínsecos se derivaron siempre que se detectaran tanto  $H\beta$  y  $H\alpha$  en emisión, y deben ser tomados como estimaciones dadas las incertezas del método utilizado.

Nombre	$E(B-V)_{MW}$	$E(B-V)_{AGN}$
Swift J0042.9+3016 A	0.05	- (*)
Swift J0052.3-2730	0.01	0.17
Swift J0138.8+2925	0.04	1.45
Swift J0449.6-5515	0.01	0.28
Swift J0659.3+2406	0.06	1.17
Swift J0725.8+3000	0.05	- (*)
Swift J1041.4-1740	0.05	> 2.53 (†)
Swift J1114.3+2020 NE	0.02	1.20
Swift J1512.2-1053 B	0.09	- (‡)
Swift J1643.2+7036	0.04	0.12
Swift J1825.7+7215 NE	0.05	0 (◊)
Swift J1825.7+7215 SW	0.05	0.29
Swift J1852.8+3002	0.18	1.74
Swift J2242.4-3711	0.01	1.52

**Notas:** (\*): La línea  $H\beta$  fue detectada en absorción. (†): La línea de emisión  $H\beta$  no fue detectada, por lo que se estima un valor mínimo de  $E(B-V)_{AGN}$  a partir de la cota máxima posible del flujo de la línea. (‡): La línea  $H\alpha$  está fuera del rango espectral cubierto. (◊): El decremento de Balmer observado es menor que 2.86, por lo que consideramos esta fuente como una "Naked" Seyfert 2.

Tabla A.7: Información principal para las dos galaxias de tipo XBONG y la única galaxia de tipo elíptico normal de nuestra muestra.

Nombre	$z$	$Br_{\beta 4000}$	$d_L$ [Mpc]	Flujo BAT [ $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$ ] $\times 10^{-12}$	$L_X$ [ $erg\ s^{-1}$ ] $\times 10^{44}$
Swift J1114.3+2020 SW	$0.025 \pm 0.003$	$0.40 \pm 0.12$	109	9.47	0.1
Swift J0107.7-1137 C	$0.205 \pm 0.002$	$0.49 \pm 0.14$	1008	4.09	5.0
Swift J0550.7-3215 B	$0.183 \pm 0.004$	$0.41 \pm 0.23$	888	-	-

la existencia de una contribución no térmica a la emisión, como se esperaría en el caso de un AGN de tipo BL Lac mientras se encuentra en fase de poca actividad nuclear. Para ello, seguimos el procedimiento indicado por [Laurent-Muehleisen et al. \(1998\)](#), es decir

$$Br_{4000} = \frac{f^+ - f^-}{f^+}$$

donde  $f^+$  es el flujo espectral integrado en el rango 4050-4250 Å y  $f^-$  en el rango 3750-3950 Å. Es de esperar que la emisión no térmica de un BL Lac, de estar presente, contribuya significativamente al extremo azul del espectro, volviendo entonces menores los valores del contraste. Así, un valor de  $Br_{4000}$  por sobre 0.4 es típico de galaxias normales, mientras que debajo de 0.25 es típico de BL Lac. Valores en el medio no son concluyentes, por lo que fuentes con esas características son clasificadas como candidatas a BL Lac ([Stocke et al., 1991](#)).

Todas las fuentes mencionadas presentan un valor de  $Br_{4000}$  mayor a 0.4. Concluimos entonces que todos estos objetos son galaxias elípticas. Dada la asociación posicional con fuentes de rayos-X blandos como contrapartes candidatas de Swift J0107.7-1137 C y Swift J1114.3+2020 SW, podemos clasificarlas como galaxias elípticas ópticamente normales pero brillantes en rayos-X (XBONGs; [Comastri et al. 2002](#)). La contraparte candidata de Swift J0550.7-3215 B, en cambio, no muestra signos de emisión de rayos-X blandos en los datos disponibles: esto significa que es altamente improbable que esta fuente contribuya realmente a la emisión de rayos-X duros de Swift J0550.7-3215, siendo una galaxia elíptica normal sin actividad de altas energías detectable. Por otra parte, hacemos notar que la posición de este objeto óptico yace por fuera del área de error posicional dada en Swift70. Por esto concluimos que la contraparte óptica nombrada como Swift J0550.7-3215 A en Swift70 es la responsable de la emisión detectada por BAT, ya que fue identificada como PKS 0548-32, un objeto de tipo BL Lac.

Nuestros resultados al respecto de estas tres galaxias se resumen en la Tabla A.7, en la cual reportamos el nombre BAT en la columna 1, el corrimiento al rojo medido en nuestros espectros para sus candidatas a contrapartes en la columna 2, el valor de  $Br_{4000}$  derivado en la columna 3 con su correspondiente error, la distancia de luminosidad resultante en la columna 4, el flujo BAT medido en la columna 5 y la luminosidad de rayos X en la banda BAT (14-195 keV) en la columna 6.

### A.3.1.3. BL Lacs

Otro objeto de nuestra muestra presenta un espectro óptico a una galaxia elíptica regular, Swift J0733.9+5156, con un corrimiento al rojo de  $z = 0,064 \pm 0,002$ . Para esta fuente obtuvimos un valor de contrast break de  $Br_{4000} = 0,23 \pm 0,03$ . Por esto, deducimos que esta fuente es un objeto de tipo BL Lac en fase de baja actividad nuclear.

El valor del contraste azul para esta fuente implica que existe una contribución hacia el azul que no puede ser atribuida a ninguna fuente térmica típica de una galaxia de tipo elíptico. Esta contribución es el jet de un BL Lac que, al estar en fase de baja actividad, no logra enmascarar la totalidad del continuo del espectro, y solamente se manifiesta como un exceso hacia el azul (Laurent-Muehleisen et al., 1998; Raiteri & Capetti, 2016). Esto permite detectar líneas de absorción de la galaxia huésped para determinar su corrimiento al rojo, como sucede con Swift J0733.9+5156.

Sin embargo, la señal/ruido del espectro es de  $\sim 10$  en el extremo azul, por lo que un espectro con mejor señal podría confirmar esta clasificación con mayor certeza. Al no haber líneas de emisión detectadas en el espectro óptico, es difícil aplicar el criterio de Stickel et al. (1991) para clasificar una galaxia como BL Lac. Es por esto que la alternativa restante es buscar información multifrecuencia para confirmar nuestra hipótesis. Así es que encontramos que este objeto fue clasificado como un .AGN colimado.<sup>en</sup> el catálogo Swift105, lo que significa que es un AGN pero no del tipo Seyfert (Oh et al., 2018). Además, las posiciones de rayos-X duros y blandos, óptico y radio son todas coincidentes con una fuente de rayos- $\gamma$  listada en el catálogo 3FGL, 3FGLJ0733.5+5153 (Acero et al., 2015), clasificada como Candidato a Blazar de tipo Incierto. Por último, es también coincidente con una detección en muy altas energías, en la banda TeV, listada en el TeVCAT<sup>7</sup>, (Wakely & Horan 2008). Por todo esto concluimos que este es efectivamente un objeto de tipo BL Lac.

Finalmente, la última fuente extragaláctica de nuestra muestra que no presenta líneas de emisión es Swift J0136.5+3906, que fuera clasificada como un BL Lac en Swift70, pero como .AGN colimado.<sup>en</sup> Swift105, para la cual no existía un espectro óptico disponible hasta la fecha. Piranomonte et al. (2007) coincide con la clasificación de tipo BL Lac. Es además listada como fuente de rayos- $\gamma$  en el 3FGL, y como BL Lac en el catálogo Roma-BZCAT (Massaro et al., 2015a). También fue detectada en los TeV (Wakely & Horan, 2008).

Su espectro óptico es efectivamente de tipo BL Lac, con forma de ley de potencias no térmica, más brillante hacia el azul y sin líneas presentes (ver Figura A.20): esto es típico de un jet orientado en la línea de la visual. Debido a su naturaleza, no nos fue posible determinar su valor de corrimiento al rojo utilizando el espectro observado.

### A.3.2. Fuentes galácticas

De las 5 fuentes galácticas que clasificamos, 4 son Variables Cataclísmicas (CVs), y la restante se trata de una binaria de rayos-X de baja masa, o LMXB (del inglés, *Low Mass X-Ray Binary*). Esta última la discutiremos por separado. No encontramos detecciones en ondas de radio para estas fuentes en las bases de datos online usadas en este trabajo. Este

<sup>7</sup><http://tevcat.uchicago.edu/>

tipo de objetos suelen ser muy débiles en el óptico cuando son detectados en ondas de radio (Mason & Gray, 2004). Además, no son emisores regulares, ya que la emisión radio está asociada solamente a una fase explosiva (Coppejans et al., 2016), o de propulsión para LMXBs (Archibald et al., 2009). Por esto era de esperar que no aparecieran en los catálogos radio.

### A.3.2.1. CVs

Swift J0503.7-2819, Swift J0535.2+2830, PBC J0819.2-2508 y Swift J2059.6+4301B muestran espectros ópticos típicos de CVs (ver Figura A.21). Efectivamente muestran líneas de emisión de Balmer del H, He I y He II con corrimientos al rojo nulos, lo que significa que se encuentran dentro de nuestra Galaxia. Esta combinación de líneas de emisión del Hidrógeno y del Helio superpuesta con un continuo intrínsecamente azul es típico de espectros originados en un disco de acreción compacto; específicamente, de un sistema binario con una de sus componentes siendo una enana blanca. Los resultados del análisis de nuestros espectros de las CVs, junto con los parámetros físicos que obtuvimos de su estudio, se muestran en la Tabla A.8. Todas las distancias en dicha tabla se derivaron asumiendo una magnitud absoluta R de 8.1, siguiendo a Warner (1995).

El flujo de las líneas de emisión de Balmer también puede ser utilizado para estimar la extinción debida al medio interestelar presente a lo largo de la línea de la visual. A diferencia del caso extragaláctico, el decremento de Balmer en CVs es típicamente  $H_\alpha/H_\beta)_0 \sim 1$  (ver, por ejemplo, Vojkhanskaja, 2017), debido a efectos de *photon trapping* (ver Elitzur et al., 1983, y referencias allí citadas).

En el caso de Swift J0535.2+2830, tanto los decrementos de Balmer de 1.0 y 2.86 son válidos, ya que el cociente observado  $H_\alpha/H_\beta$  es de 3.66. La extinción derivada de asumir un efecto de *photon trapping* es de  $A_V = 4,0$ , que es consistente con el valor obtenido de los mapas galácticos de Schlafly & Finkbeiner (2011) ( $A_V = 3,9$ ). Esto implicaría que este objeto yace en el borde exterior de la Galaxia. Por lo que es más plausible un valor de Balmer de 2.86; los resultados de asumir que el efecto de *photon trapping* son despreciables pueden verse en la Tabla A.8.

Para Swift J0503.7-2819 y Swift J2059.6+4301 B, los cocientes observados son tales que  $1,0 \leq H_\alpha/H_\beta \leq 2,86$ , lo que significa que el efecto de *photon trapping* no es despreciable. Por ello, en estos casos la extinción fue calculada asumiendo un decremento de 1.0. Finalmente, Swift J0535.2+2830 muestra un cociente de líneas menor a 1.0, lo que significa que no hay extinción apreciable a lo largo de la línea de la visual.

Exploramos además la naturaleza magnética de estas CVs a través de los anchos equivalentes de las líneas  $H_\beta$  y  $\text{HeII}_{4686\text{\AA}}$ . En particular, podemos estudiar la posibilidad que la enana blanca sea una estrella magnetizada, lo que implicaría que el sistema es polar o polar intermedio (ver Warner, 1995, y referencias allí citadas). Dentro de nuestra muestra, una CV (PBC J0819.2-2508) muestra un cociente de anchos equivalentes  $\text{HeII}/H_\beta$  debajo de 0.5, lo que sugiere que se trata de una CV sin actividad magnética apreciable. Dos casos (Swift J0503.7-2819 y Swift J0535.2+2830) muestran valores entre 0.5 y 1 para este parámetro, lo que significa que son del tipo polar intermedio. Finalmente,

Swift J2059.6+4301 B muestra un cociente  $\text{HeII}/\text{H}\beta$  de  $\sim 1.5$ , indicando que es una CV magnética polar.

### A.3.2.2. El caso de LMXB Swift J0428.2-6704 A

El espectro que obtuvimos para Swift J0428.2-6704 A (ver Figure A.21) muestra un continuo suave y rojo con solamente dos líneas de emisión, ambas de la serie de Balmer:  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  muy débil. No se detecta ninguna otra línea de emisión o de absorción. Estas características espectrales sugieren que se trata de un objeto galáctico acretando, del tipo binaria de rayos-X, probablemente de baja masa. Existe una observación NuSTAR (Harrison et al., 2013) de este objeto en el archivo de ASI-SSDC<sup>8</sup>, en el cual se lo detecta a más de 10 keV. Los resultados de nuestro espectro se muestran en la última línea de la Tabla A.8.

De hecho, Strader et al. (2016) encontraron una binaria de rayos-X asociada con el objeto de rayos- $\gamma$  3FGLJ0427.9-6704, detectado por Fermi-LAT. Este objeto se corresponde con la detección tanto de IGRJ04288-6702 (Grebenev et al., 2013) como con la de Swift70. Aunque hay dos fuentes Swift dentro del área de error posicional de Fermi, los autores lograron discernir la contraparte real (Parisi et al., 2009). Se trata de Swift J0428.2-6704 A, el mismo objeto de nuestra muestra, que clasificaron como una LMXB y posiblemente pulsar transicional de milisegundos. La otra fuente detectada por Swift70, Swift J0428.2-6704 B, es de tipo Seyfert 1.2 (Parisi et al., 2014).

Nuestro espectro para esta fuente es diferente a los que publicaron Strader et al. (2016), que fueron tomados entre Agosto 2015 y Marzo 2016. En su caso detectan espectros más azules, con líneas de emisión anchas y de doble pico indicando rotación rápida. En comparación, nuestro espectro no muestra líneas de absorción y apenas dos líneas de emisión, con un continuo más bien rojo. No detectamos tampoco líneas con doble pico, aunque nuestros espectros tienen menor resolución. La diferencia entre estos dos conjuntos de datos se puede interpretar como un decrecimiento en la actividad de rayos-X de la fuente entre Marzo 2016 y Febrero 2017, lo que implicaría que la acreción era menor cuando tomamos las observaciones, probablemente indicando el inicio de la transición a una fase de radiopulsar.

## A.4. Casos de interés

Como mencionamos anteriormente, la mayor parte de nuestra muestra (23 casos) se corresponde con detecciones únicas de BAT asociadas con contrapartes únicas en rayos-X y óptico. En la Figura A.3 mostramos una imagen en el óptico tomada del DSS-II, correspondiente al caso de Swift J0222.3+2509, como ejemplo.

Por otro lado, hay un número de fuentes ópticas en esta muestra que no son la única contraparte propuesta para sus correspondientes detecciones BAT. En total, los objetos BAT de nuestra muestra con múltiples contrapartes ópticas son 12. Ya hemos discutido

<sup>8</sup><http://www.asdc.asi.it>

anteriormente los casos de Swift J0550.7-3215 B y Swift J0428.2-6704 A. A continuación resumimos el trabajo realizado para identificar la contraparte real en los casos restantes.

#### A.4.1. Fuentes múltiples en rayos-X

**Swift J0042.9+3016:** Swift70 reporta una detección, Swift J0042.9+3016, con dos posibles contrapartes ópticas, A y B. Mientras que la fuente B ya fue clasificada como una Seyfert 1, la naturaleza de la fuente A es todavía desconocida, ya que fue clasificada solamente como una fuente extragaláctica. De nuestro espectro, efectivamente clasificamos esta fuente como una galaxia de tipo Seyfert 2. Es importante notar que Swift105 provee dos posiciones individuales para cada objeto, a diferencia de Swift70; sin embargo, la contraparte óptica de la fuente A no yace dentro del área de error posicional correspondiente a la detección BAT. El caso contrario ocurre en el catálogo Swift70, en el que es la contraparte de la fuente B la que no yace dentro del respectivo área (ver Figura A.4). Los datos de XRT muestran que la fuente B es más brillante que A, la cual no se detecta de los 6 keV en adelante. Dado este escenario, es más probable que sea la fuente B responsable de la emisión de rayos-X duros.

**Swift J0107.7-1137:** El caso de Swift J0107.7-1137 A, B y C es complejo. En la Figura A.5, mostramos una imagen de la región tomada del relevamiento DSS-II en el rojo, en la que superpusimos las diferentes detecciones reportadas por Swift70 y Swift105, junto con las contrapartes de rayos-X blandos y óptico (marcadas en magenta) propuestas por Swift105, de las cuales tomamos los espectros ópticos. Las detecciones BAT de cada catálogo se muestran con su error posicional al 90%. De la Figura A.5 se desprende que las tres posiciones dadas por BAT son consistentes entre sí y con la reportada por Swift70, por lo que una sola fuente individual puede ser responsable de todas las detecciones. En todo caso, es evidente que la fuente óptica asociada a Swift J0107.7-1137 C se encuentra muy por fuera de las detecciones BAT de ambos catálogos. De hecho, la única fuente de Swift105 que yace dentro de todas las áreas de detección simultáneamente es Swift J0107.7-1137 B. Luego de analizar los espectros ópticos de todas estas fuentes, clasificamos al objeto A como una galaxia de tipo Seyfert 1.5 (ver Figura A.14), a la fuente B como una Seyfert 1.9 (ver Figura A.14), y al objeto C como una galaxia elíptica regular (ver Figura A.20).

Cuando buscamos emisión de rayos-X blandos para estas tres fuentes, encontramos que la fuente A no presenta ninguna contraparte XRT, mientras que tanto B como C emiten apreciablemente en rayos-X blandos. Un análisis rápido de sus espectros en este banda revela que el índice espectral de la fuente B ( $\Gamma = 1,18^{+0,30}_{-0,25}$ ) se corresponde con un espectro más duro que la fuente C ( $\Gamma = 1,57^{+0,21}_{-0,20}$ ), aunque marginalmente. Para confirmar esto, utilizamos el archivo de NuSTAR, en el que encontramos este campo observado en la banda de 3-79 keV. Nuevamente, la fuente A no muestra ninguna emisión de rayos-X en esta banda. Tanto la fuente B como la C se detectan al tomar flujo integrado en toda la banda, aunque la fuente C no se detecta por encima de los 15 keV, mientras que B permanece detectable con una señal/ruido de 4. Esto confirma que la emisión de la fuente B es más dura que la de la fuente C. Por ello, creemos que el objeto B es el único

responsable de toda la emisión de rayos-X duros detectada por BAT.

**Swift J0609.5-6245:** El catálogo Swift70 no provee información sobre la naturaleza de las dos contrapartes propuestas para Swift J0609.5-6245, marcadas como A y B. En cambio, el catálogo Swift105 indica que el objeto A es una Seyfert de tipo 1.9, pero no aporta información sobre el objeto B. De nuestro espectro, clasificamos a Swift J0609.5-6245 B como una galaxia de tipo starburst (ver Figure A.15). Ambos objetos presentan contrapartes observadas por XRT listadas en el catálogo 1SXPS. Mientras que Swift70 reporta solo una posición para esta fuente, Swift105 en cambio muestra dos detecciones BAT en este campo, una para cada contraparte óptica propuesta (ver Figura A.6). Es importante notar que el objeto A no yace dentro de los círculos de incerteza posicional reportados por Swift105, pero está localizado dentro del correspondiente a Swift70. La fuente B, por otro lado, yace dentro de ambos círculos de Swift105 pero fuera del indicado por Swift70 detection, a una distancia de  $\sim 9$  arcmin de su centroide.

Es entonces posible que ambos objetos contribuyan a la emisión total observada con BAT, ya que no contamos con evidencia suficiente para descartar ninguno de ellos.

**Swift J1051.2-1704:** Esta fuente BAT presenta dos candidatas a contraparte óptica. Según Swift70, la fuente A es una galaxia del tipo Seyfert 2 coincidente con el área de incerteza posicional que reportan (Koss et al., 2017). Nosotros identificamos a la fuente B como una galaxia de tipo Seyfert 1.9 (ver Figura A.16) que yace  $\sim 7$  arcmin del centroide de detección dado por Swift70. Por otro lado, Swift105 provee dos detecciones individuales por separado, que no se superponen. Cada contraparte óptica propuesta yace dentro de la correspondiente detección de Swift105, lo que indica que es probable que ambas fuentes estén contribuyendo a la emisión total de rayos-X (ver Figura A.7).

**Swift J1306.5-4025:** Swift J1306.4-4025 A y B son ambas galaxias Seyfert, siendo la fuente B una galaxia de tipo 1.5 identificada por nosotros (ver Figure A.17). La fuente marcada como A, por otro lado, fue clasificada como una Seyfert de tipo 1.2 en Swift70 y como Seyfert 1.5 en Swift105. Asimismo, mientras que Swift70 no incluye ninguna identificación para el objeto B más que galaxia, el catálogo Swift105 indica que el objeto B es un cúmulo de galaxias - una posibilidad que fue descartada cuando analizamos el espectro obtenido. Ambos objetos A y B yacen fuera del área de incerteza posicional correspondiente a la detección de Swift70, estando la fuente A más cerca que B del centroide ( $\sim 4$  versus  $\sim 7$  arcmin; ver Figure A.8).

Sin embargo, Swift105 indica dos detecciones diferentes, aunque parcialmente superpuestas. En este caso, la contraparte B yace dentro de su correspondiente detección de rayos-X, mientras que A se encuentra afuera, aunque a una distancia relativamente pequeña ( $\sim 2.2$  arcmin del centroide). Observaciones de NuSTAR revelan que ambos objetos emiten en rayos-X duros, siendo B el objeto con espectro más endurecido. Ninguno de los dos objetos es detectado por encima de los 15 keV. Es posible entonces que el objeto A sea efectivamente la contraparte de Swift J1306.4-4025, mientras que hace falta más información para descartar que B aporte emisión a la misma detección BAT.

**Swift J1512.2-1053:** En este Apéndice mostramos un espectro óptico de Swift J1512.2-1053 B, mostrando que es una galaxia de tipo Seyfert 2 (ver Figura A.17). No existe información al respecto de la naturaleza del objeto A, en ninguno de los dos catálogos Swift70



o Swift105. Este último solamente clasifica al objeto A como un AGN colimado. Como las galaxias de tipo Seyfert 2 son emisoras en toda la banda de rayos-X, es probable que la fuente B esté aportando a la emisión detectada por BAT. Existen, también, contrapartes para la fuente A en otras longitudes de onda (ver Figure A.9): una fuente radio detectada por NVSS (Condon et al., 1998), una fuente infrarroja detectada por WISE (Wright et al., 2010), y una fuente de rayos-X blandos observada con XRT. Estas contrapartes, posicionalmente consistentes entre sí con precisión menor a 1.0 arcsec, no coinciden con la única fuente óptica en el campo cercano, que yace a una distancia de  $\sim 7$  arcsec y que identificamos, con un espectro tomado en SPM en Junio de 2012, como una estrella de secuencia principal de tipo M0 sin ninguna peculiaridad observable. Por último, la fuente de rayos-X, infrarrojo y radio fue asociada además con una detección en rayos- $\gamma$  observada por Fermi-LAT, propuesta como de tipo blazar (D'Abrusco et al., 2014). Si este es el caso, entonces el objeto A puede contribuir a la emisión total de rayos-X duros observada por BAT. Ya que ambos objetos, A y B, emiten por arriba de los 79 keV y son detectados por NuSTAR, el caso más probable es que ambos estén contribuyendo a la emisión total.

**Swift J2059.6+4301:** El caso de Swift J2059.6+4301 A y B es sencillo: ambos objetos fueron clasificados en este trabajo, el primero como una Seyfert 1.9 (ver Figura A.18), y el segundo como una variable cataclísmica (ver Figura A.21). Ambos objetos son entonces, por naturaleza, emisores de rayos-X. Dado que ambas posiciones se encuentran dentro del círculo de error posicional reportado en el catálogo Swift70 (ver Figura A.10), es entonces probable que ambas fuentes contribuyan a la emisión BAT detectada como Swift J2059.6+4301, aunque es importante remarcar que la fuente A es detectada por XRT mientras que la fuente B no lo es.

#### A.4.2. Galaxias interactuantes

Encontramos casos de fuentes con emisión en rayos-X que muestran una posible interacción. Existe amplia evidencia que este tipo de interacciones entre galaxias puede disparar actividad de tipo AGN, aunque es un tema en debate (ver, por ejemplo, Manzer & De Robertis, 2014; Cotini et al., 2013). En nuestra muestra encontramos dos pares de galaxias Seyfert interactuando entre sí, asociadas a emisión de rayos-X blandos: Swift J0528.1-3933 NE y SW (ver Figura A.11), y Swift J1825.7+7215 NE y SW (ver Figura A.12). Esto es evidente no solamente por las imágenes de los campos, sino también por el corrimiento al rojo de ambas galaxias, que coinciden dentro de los errores con  $\Delta z = 0,001$ . Estos son dos casos de fusiones mayores (Byrd et al., 1987). Ambas galaxias en el sistema Swift J0528.1-3933 son de tipo 1.9 (aunque las observaciones de XMM-Newton revelan que los rayos-X blandos detectados provienen solamente de la fuente SW), mientras que ambos objetos en el sistema Swift J1825.7+7215 son Seyferts de tipo 2.

El caso de Swift J1114.3+2020 SW y NE es algo diferente (ver Figura A.13). Identificamos a la fuente NE como una galaxia LINER tipo 2 con un corrimiento al rojo de  $z = 0,027$  (ver Figura A.16), y al objeto SW como una galaxia elíptica con un corrimiento al rojo de  $z = 0,025$  (ver Figura A.20). Hay observaciones de Chandra que revelan que ambas componentes emiten rayos-X blandos en este sistema (Koss et al., 2016). Hay una

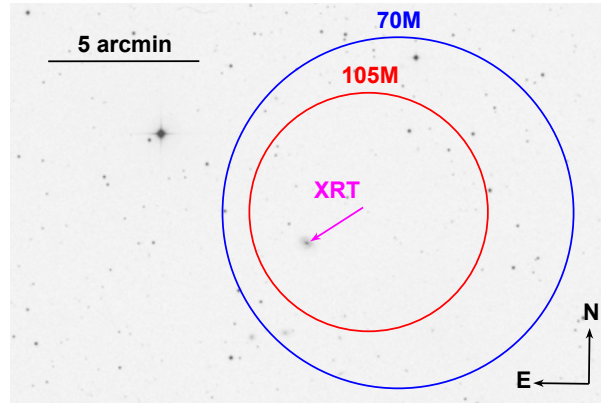


Figura A.3: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J0222.3+2509. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica la contraparte de rayos-X blandos observada por XRT, de la cual obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

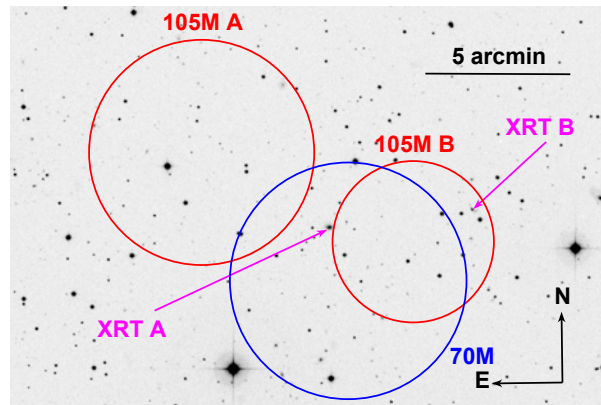


Figura A.4: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J0042.9+3016 A y B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, siendo A la fuente para la que obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

cola de emisión estelar fluyendo hacia fuera del sistema, desde el objeto NE, lo que puede interpretarse como que estas dos galaxias están en colisión. Especulamos que este pueda ser un caso de una fusión menor: el objeto NE es aparentemente menor en tamaño ( $\sim 10$  arcsec de ancho, o  $\sim 6$  kiloparsecs) y por lo tanto menos masivo que el objeto SW ( $\sim 24$  arcsec de ancho, 13.4 kpc), lo que suponemos dominaría el potencial gravitatorio. Esto podría despertar la actividad nuclear en la fuente NE (Hernquist & Mihos, 1995). Un análisis en profundidad es necesario para confirmar este escenario, particularmente sobre la inclinación del sistema con respecto de la línea de la visual. Además, un espectro de mejor resolución puede proveer información sobre la velocidad y dirección de movimiento de cada galaxia individual.

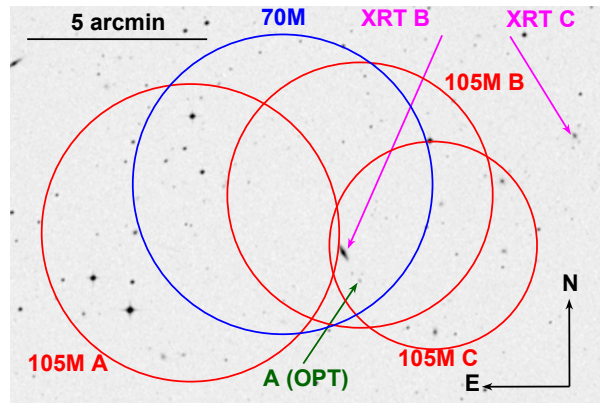


Figura A.5: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J0107.7-1137 A, B y C. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT para los objetos B y C. La fuente A, marcada en verde, no fue detectada por XRT. En este Apéndice mostramos un espectro óptico para las tres fuentes.

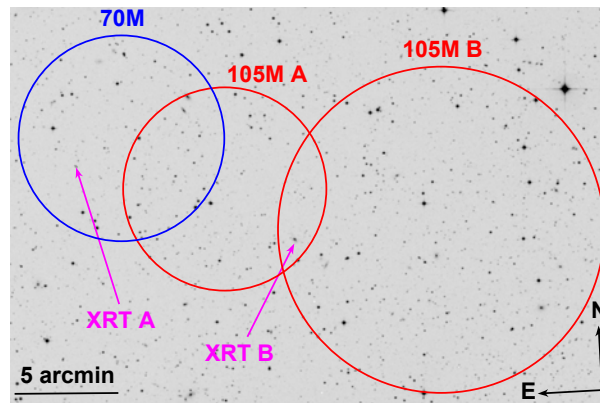


Figura A.6: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J0609.5-6245 A y B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, siendo B la fuente para la que obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

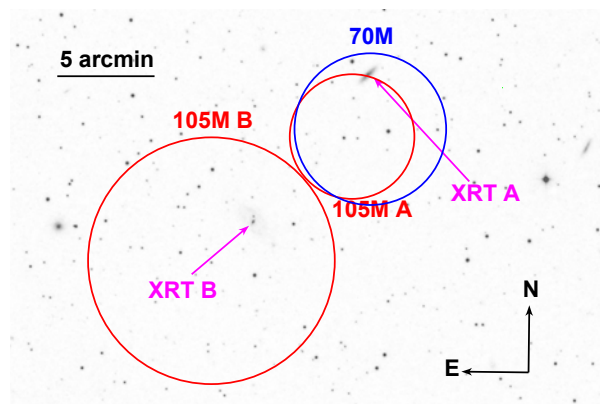


Figura A.7: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J1051.2-1704 A and B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, siendo B la fuente para la que obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

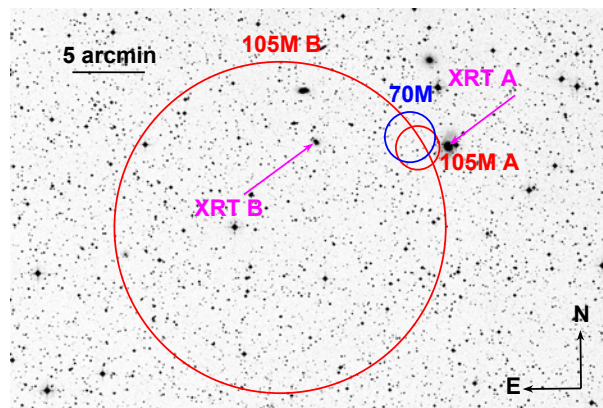


Figura A.8: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J1306.5-4025 A y B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, siendo B la fuente para la que obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

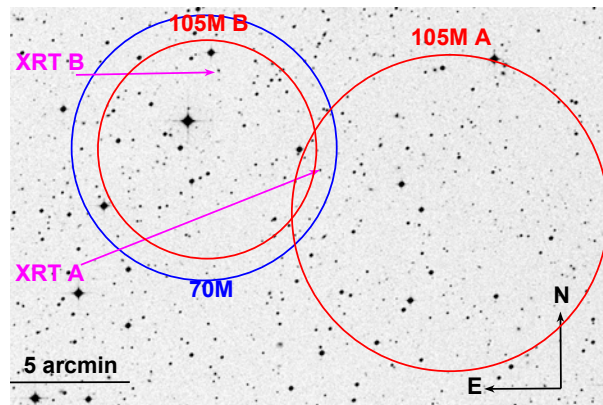


Figura A.9: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J1512.2-1053 A and B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, siendo B la fuente para la que obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

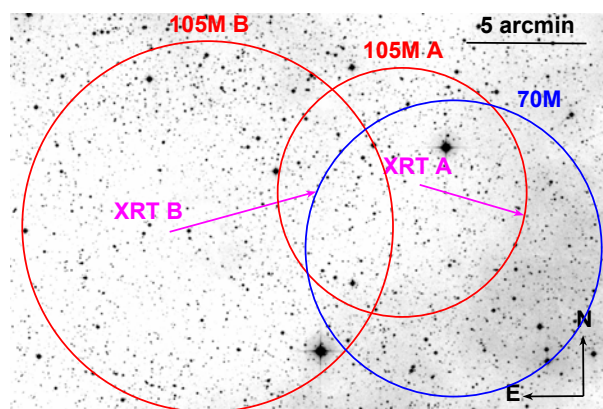


Figura A.10: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J2059.6+4301 A and B. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, de las cuales obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice.

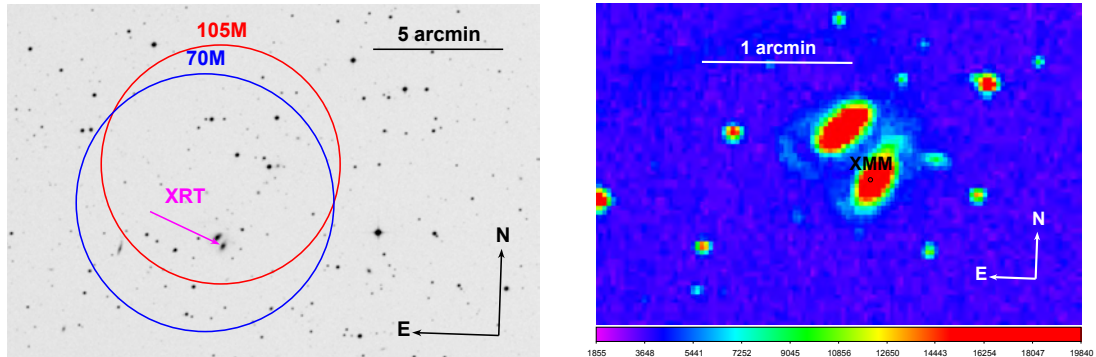


Figura A.11: Panel izquierdo: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a Swift J0528.1-3933 NE and SW. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, de las cuales obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice. Panel derecho: Imagen aumentada de la misma región del cielo. El círculo negro indica el error posicional asociado a la fuente de rayos-X blandos.

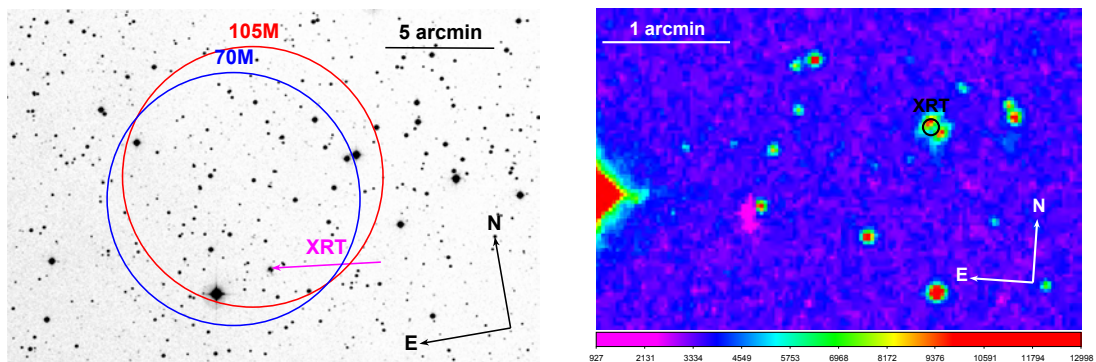


Figura A.12: Panel izquierdo: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a J1825.7+7215 NE and SW. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, de las cuales obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice. Panel derecho: Imagen aumentada de la misma región del cielo. El círculo negro indica el error posicional asociado a la fuente de rayos-X blandos.

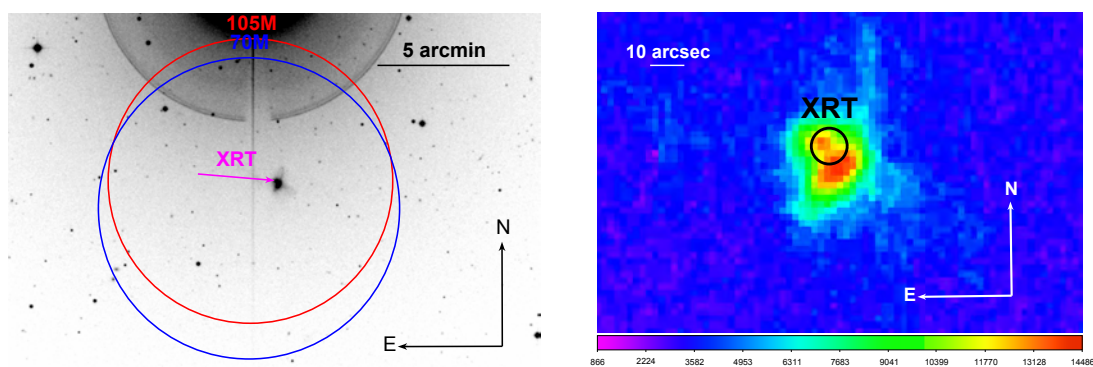


Figura A.13: Panel izquierdo: Imagen tomada del DSS-II en la banda R de la región correspondiente a J1825.7+7215 NE and SW. En azul mostramos la detección según el catálogo Swift70, con su círculo de incerteza posicional al 90% de confianza. En rojo, idem para el catálogo Swift105. La flecha magenta indica las contrapartes de rayos-X blandos observadas por XRT, de las cuales obtuvimos un espectro óptico publicado en este Apéndice. Panel derecho: Imagen aumentada de la misma región del cielo. El círculo negro indica el error posicional asociado a la fuente de rayos-X blandos.

**Tabla A.8:** Resultados para todos los objetos galácticos. En la columna 1 indicamos el nombre BAT, en la columna 2 su magnitud  $R$  tomada del USNO-A2.0, en las columnas 3 a 7 las líneas de interés identificadas con sus respectivos flujos y anchos equivalentes, en la columna 8 la extinción derivada en magnitudes  $V$ , en la columna 9 la distancia, y en las columnas 10 y 11 el flujo y la luminosidad de rayos-X derivadas de las observaciones BAT. La extinción en la columna 8 se obtuvo con un decremento de Balmer de 2.86 solo cuando se observa un cociente  $H\alpha/H\beta$  mayor a este valor. De ser menor, utilizamos un decremento de 1.0 (ver texto). Notar que todas las fuentes son CVs, con la sola excepción de Swift J0428.2-6704A, que es una LMXB. La distancia para esta última fue tomada de Strader et al. (2016).

Objeto	Mag. USNO	Línea	Flujo medio	Err.	EqW.	Err.	Av [mag]	Dist. [pc]	Flujo BAT	$L_X$
			$\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	$\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-14}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	[Å]	[Å]			$\left[\frac{\text{erg} \times 10^{-12}}{\text{cm}^2 \text{ s}}\right]$	$\left[\frac{\text{erg} \times 10^{32}}{\text{s}}\right]$
2PBC J0819.2-2508	19.0	H $\alpha$	0.092	0.004	-71.98	-6.10	-	1000	7.0	8.4
		H $\beta$	0.113	0.002	-54.01	-1.53				
		HeII	0.045	0.003	-17.46	-1.34				
Swift J0503.7-2819	18.0	H $\alpha$	0.721	0.020	-49.93	-2.26	0.3	830	8.23	6.8
		H $\beta$	0.662	0.017	-39.35	-1.62				
		HeII	0.410	0.093	-27.46	-2.34				
Swift J0535.2+2830	18.2	H $\alpha$	0.249	0.007	-19.08	-0.76	0.78	730	15.07	9.6
		H $\beta$	0.068	0.003	-8.82	-0.45				
		HeII	0.049	0.013	-5.64	-1.54				
Swift J2059.6+4301B	18.4	H $\alpha$	0.263	0.009	-5.35	-0.23	2.5	360	4.94	0.8
		H $\beta$	0.116	0.009	-4.34	-0.35				
		HeII	0.165	0.032	-6.29	-1.03				
Swift J0428.2-6704A	17.1	H $\alpha$	0.811	0.017	-30.32	-0.85		2400	14.81	102.1
		H $\beta$	0.114	0.010	-19.75	-2.00				

## A.5. Conclusiones

En este Apéndice, identificamos y caracterizamos las contrapartes ópticas de 35 fuentes de rayos-X duros de BAT que habían sido pobremente estudiadas o que permanecían sin identificar. Todas ellas forman parte del catálogo Swift70, con la sola excepción de 2PBC J0819.2-2508. Utilizamos datos ópticos tomados en 5 telescopios diferentes con diámetros de entre 1.52 m a 3.58 m, junto con un espectro de datos de archivo tomado con un telescopio de 1.2 m de apertura. A continuación, resumimos nuestros resultados principales.

1. Identificamos 41 contrapartes ópticas de la muestra ya mencionada de 35 detecciones BAT. Esto nos permitió estudiar sus características espectroscópicas y confirmar o descartar su asociación con la emisión de altas energías detectada.
2. La mayor parte de la muestra (36 fuentes) consiste de fuentes extragalácticas. En particular, encontramos 29 galaxias Seyfert (16 de tipo 1, y 13 de tipo 2), tres galaxias elípticas, dos blazares del tipo BL Lac, una galaxia LINER y una starburst. También determinamos los corrimientos al rojo para 23 objetos de esta muestra. Esto refuerza la utilidad de la espectroscopía óptica como herramienta para identificar AGNs que emiten rayos-X duros.
3. Tres detecciones BAT se corresponden con pares de galaxias interactuantes, lo que





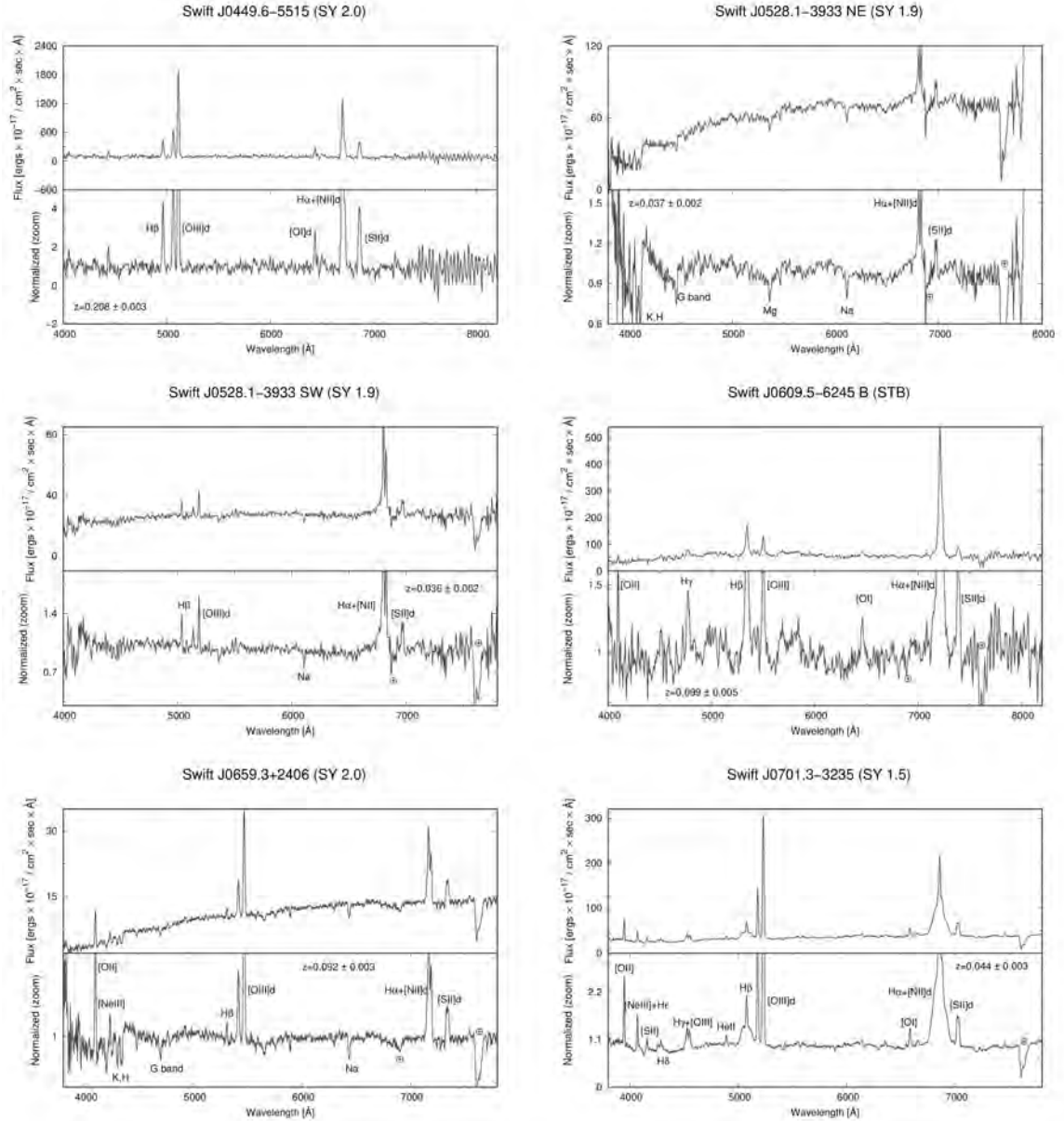


Figura A.15: Espectros ópticos obtenidos para la muestra de galaxias de líneas de emisión presentadas en este Apéndice. Los paneles superiores muestran los espectros corregidos por extinción galáctica, mientras que los inferiores muestran espectros normalizados. La normalización fue realizada con un ajuste de splines cúbicos de segundo orden del continuo, que fue luego sustraído. Las líneas o bandas de absorción presentes a 6869 Å, 7186 Å, y 7605 Å son telúricas y se marcaron con  $\oplus$ . Los dobletes se marcan con una  $d$ .

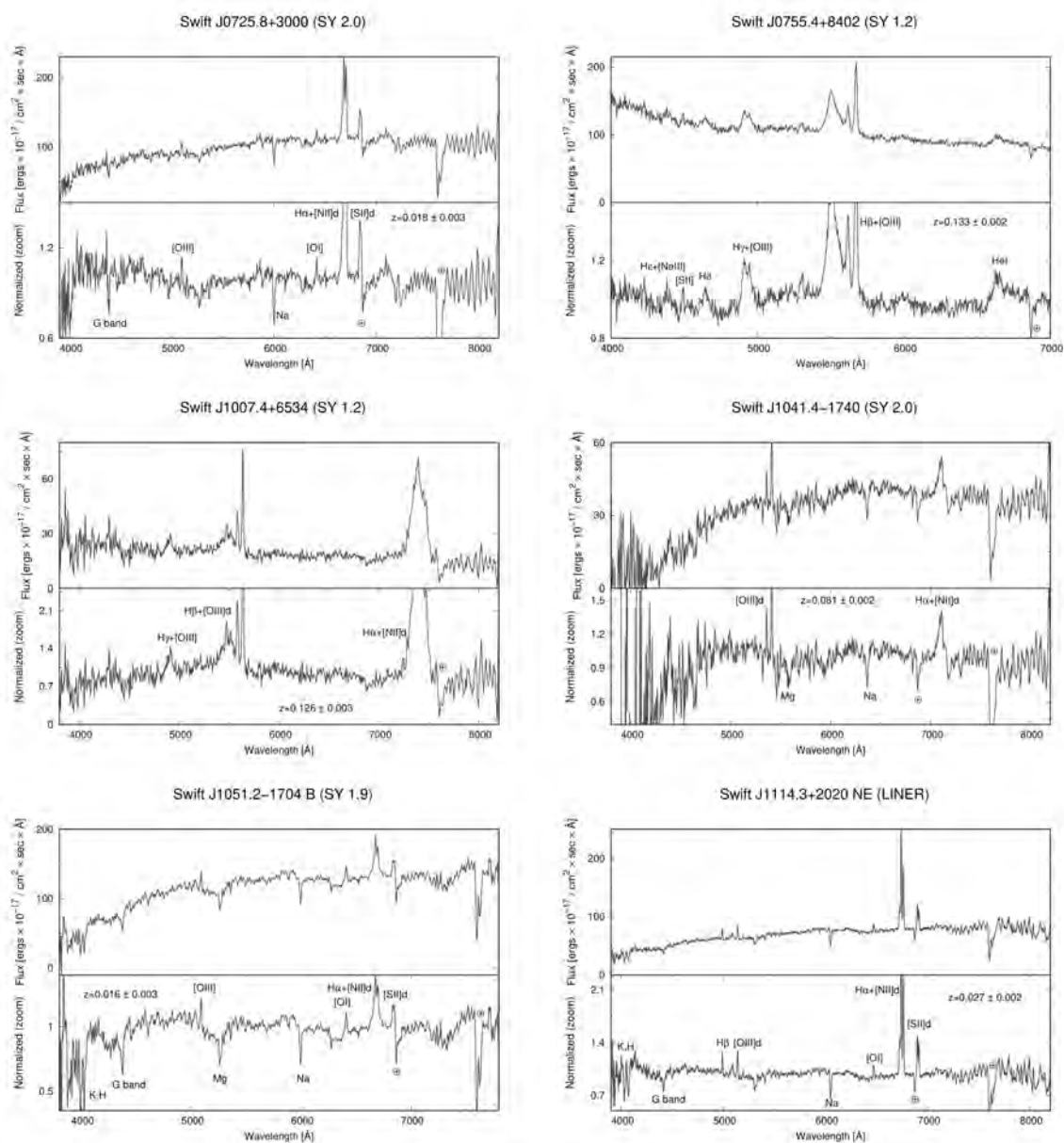


Figura A.16: Espectros ópticos obtenidos para la muestra de galaxias de líneas de emisión presentadas en este Apéndice. Los paneles superiores muestran los espectros corregidos por extinción galáctica, mientras que los inferiores muestran espectros normalizados. La normalización fue realizada con un ajuste de splines cúbicos de segundo orden del continuo, que fue luego sustraído. Las líneas o bandas de absorción presentes a 6869  $\text{\AA}$ , 7186  $\text{\AA}$ , y 7605  $\text{\AA}$  son telúricas y se marcaron con  $\oplus$ . Los dobletes se marcan con una *d*.





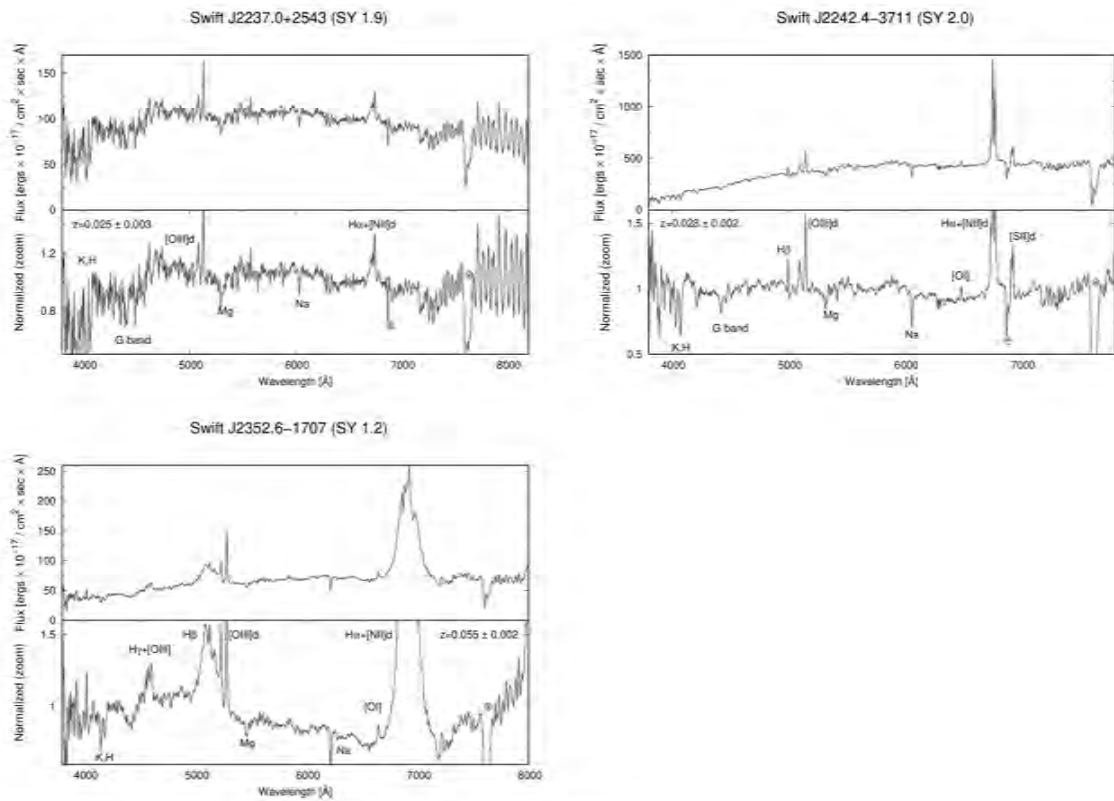


Figura A.19: Espectros ópticos obtenidos para la muestra de galaxias de líneas de emisión presentadas en este Apéndice. Los paneles superiores muestran los espectros corregidos por extinción galáctica, mientras que los inferiores muestran espectros normalizados. La normalización fue realizada con un ajuste de splines cúbicos de segundo orden del continuo, que fue luego sustraído. Las líneas o bandas de absorción presentes a 6869 Å, 7186 Å, y 7605 Å son telúricas y se marcaron con  $\oplus$ . Los dobletes se marcan con una d.

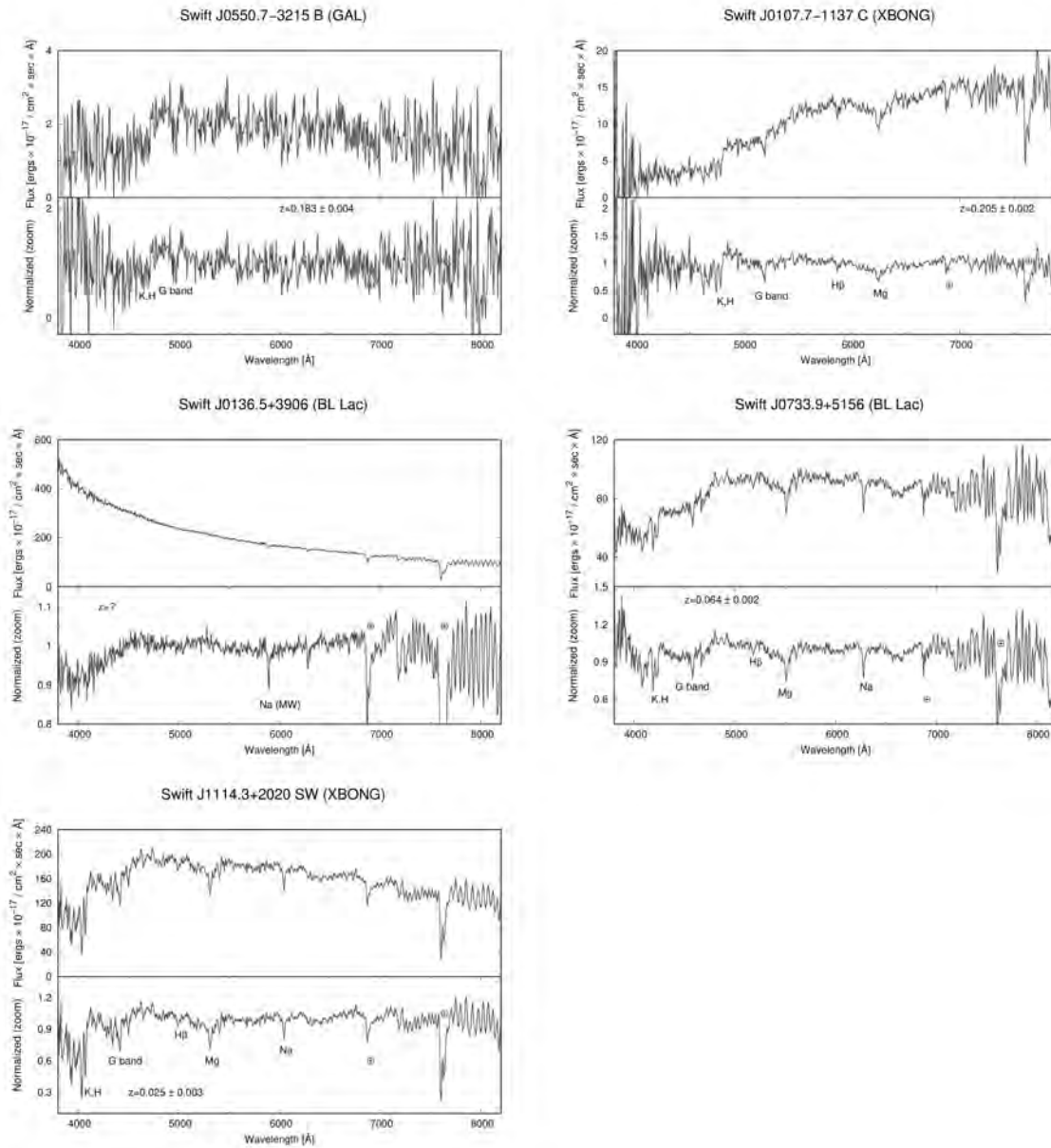


Figura A.20: Espectros ópticos obtenidos para la muestra de galaxias elípticas y blazares de tipo BL Lac presentadas en este Apéndice. Los paneles superiores muestran los espectros corregidos por extinción galáctica, mientras que los inferiores muestran espectros normalizados. La normalización fue realizada con un ajuste de splines cúbicos de segundo orden del continuo, que fue luego sustraído. Las líneas o bandas de absorción presentes a 6869 Å, 7186 Å, y 7605 Å son telúricas y se marcaron con  $\oplus$ . Los dobletes se marcan con una d.



refuerza el escenario en que un evento de fusión de galaxias puede disparar la actividad nuclear que se ve en galaxias de tipo Seyfert. Dos de estos sistemas dobles, Swift J0528.1-3933 y Swift J1825.7+7215, son fusiones grandes que involucran galaxias de tipo Seyfert oscurecidas (tipos 1.9 y 2). El sistema restante, Swift J1114.3+2020, consiste de una galaxia elíptica en fusión con una LINER. Especulativamente, proponemos que esto es un escenario de fusión menor, ya que la galaxia elíptica es menor en tamaño aparente que la LINER.

4. Cinco objetos de nuestra muestra son fuentes galácticas: cuatro son variables cataclísmicas, una de las cuales es posiblemente un sistema polar con una enana blanca magnética. El objeto restante es una binaria de rayos-X de baja masa, formada por una estrella de neutrones acretaante, pulsante y transicional que emite en rayos- $\gamma$  (Swift J0428.2-6704 A).



## Bibliografía

---

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement*, 183, 46
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., et al. 2010a, *The Astrophysical Journal*, 716, 30
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010b, *The Astrophysical Journal Supplement*, 188, 405
- . 2010c, *The Astrophysical Journal*, 715, 429
- . 2015, *The Astrophysical Journal*, 799, 143
- Acero, F., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2015, *The Astrophysical Journal Supplement*, 218, 23
- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 741, 30
- . 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 209, 34
- Ackermann, M., Ajello, M., Atwood, W. B., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 810, 14
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Aye, K. M., et al. 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 437, 95
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement*, 211, 17
- Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., et al. 2020, *The Astrophysical Journal Supplement*, 249, 3
- Álvarez Crespo, N., Masetti, N., Ricci, F., et al. 2016a, *The Astronomical Journal*, 151, 32
- Álvarez Crespo, N., Massaro, F., Milisavljevic, D., et al. 2016b, *The Astronomical Journal*, 151, 95
- . 2016c, *The Astronomical Journal*, 151, 95
- Andruchow, I., Cellone, S. A., Romero, G. E., Dominici, T. P., & Abraham, Z. 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 409, 857
- Andruchow, I., Romero, G. E., & Cellone, S. A. 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 442, 97
- Antonucci, R. R. J., & Ulvestad, J. S. 1985, *The Astrophysical Journal*, 294, 158

- Archibald, A. M., Stairs, I. H., Ransom, S. M., et al. 2009, *Science*, 324, 1411
- Arsioli, B., & Chang, Y. L. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A63
- Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 697, 1071
- Bachev, R. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451, L21
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93, 5
- Banerjee, B., Joshi, M., Majumdar, P., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 487, 845
- Barbosa, F. K. B., Storchi-Bergmann, T., Cid Fernandes, R., Winge, C., & Schmitt, H. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 396, 2
- Bassani, L., Dadina, M., Maiolino, R., et al. 1999, *The Astrophysical Journal Supplement*, 121, 473
- Baumgartner, W. H., Tueller, J., Markwardt, C. B., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 207, 19
- Bechtold, J., Elvis, M., Fiore, F., et al. 1994, *The Astronomical Journal*, 108, 374
- Becker, R. H., White, R. L., & Helfand, D. J. 1995, *The Astrophysical Journal*, 450, 559
- Beckmann, V., & Shrader, C. R. 2012, *Active Galactic Nuclei*
- Berney, S., Koss, M., Trakhtenbrot, B., et al. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454, 3622
- Bicknell, G. 2017, Mt Stromlo Observatory, Research School of Astronomy & Astrophysics, ANU College of Science, 1
- Bicknell, G. V., Dopita, M. A., Tsvetanov, Z. I., & Sutherland, R. S. 1998, *The Astrophysical Journal*, 495, 680
- Blandford, R. D., & Rees, M. J. 1978, in *BL Lac Objects*, ed. A. M. Wolfe, 328–341
- Blandford, R. D., & Znajek, R. L. 1977a, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 179, 433
- . 1977b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 179, 433
- Blinov, D., Pavlidou, V., Papadakis, I., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 1296
- Bloom, S. D., & Marscher, A. P. 1996, *The Astrophysical Journal*, 461, 657
- Bohlin, R. C., Savage, B. D., & Drake, J. F. 1978, *The Astrophysical Journal*, 224, 132

- Boller, T., Freyberg, M. J., Trümper, J., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 588, A103
- Bondi, M., Marchã, M. J. M., Dallacasa, D., & Stanghellini, C. 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325, 1109
- Böttcher, M. 1999, *The Astrophysical Journal Letters*, 515, L21
- Böttcher, M., & Dermer, C. D. 2002, *The Astrophysical Journal*, 564, 86
- Brinkmann, W., Papadakis, I. E., Raeth, C., Mimica, P., & Haberl, F. 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 443, 397
- Bruni, G., Panessa, F., Ghisellini, G., et al. 2018, *The Astrophysical Journal Letters*, 854, L23
- Burrows, D. N., Hill, J. E., Nousek, J. A., et al. 2005, *Space Science Reviews*, 120, 165
- Buson, S., Bastieri, D., D'Ammando, F., & Tosti, G. 2014a, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 35, 373
- Buson, S., Longo, F., Larsson, S., et al. 2014b, *Astronomy & Astrophysics*, 569, A40
- Byrd, G. G., Sundelius, B., & Valtonen, M. 1987, *Astronomy & Astrophysics*, 171, 16
- Cao, H.-M., Frey, S., Gabányi, K. É., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 482, L34
- Capalbi, M., Perri, M., Saija, B., & Tamburelli, F. 2005, *ASI Science Data Center*, 1
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *The Astrophysical Journal*, 345, 245
- Cavaliere, A., & D'Elia, V. 2002, *The Astrophysical Journal*, 571, 226
- Cavaliere, A., & Morrison, P. 1980, *The Astrophysical Journal*, 238, L63
- Cellone, S. A., Romero, G. E., Combi, J. A., & Martí, J. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 381, L60
- Celotti, A., Ghisellini, G., & Fabian, A. C. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 375, 417
- Cerruti, M., Benbow, W., Chen, X., et al. 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 606, A68
- Chiaraluce, E., Bruni, G., Panessa, F., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485, 3185
- Ciaramella, A., Bongardo, C., Aller, H. D., et al. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 419, 485
- Cohen, M. H., Cannon, W., Purcell, G. H., et al. 1971, *The Astrophysical Journal*, 170, 207
- Comastri, A., Mignoli, M., Ciliegi, P., et al. 2002, *The Astrophysical Journal*, 571, 771

- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 1998, *The Astronomical Journal*, 115, 1693
- Coppejans, D. L., K rding, E. G., Miller-Jones, J. C. A., et al. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 463, 2229
- Corbett, E. A., Robinson, A., Axon, D. J., & Hough, J. H. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 311, 485
- Corbett, E. A., Robinson, A., Axon, D. J., et al. 1996, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 281, 737
- Cotini, S., Ripamonti, E., Caccianiga, A., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 2661
- Cusumano, G., La Parola, V., Segreto, A., et al. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 524, A64
- Cutini, S., Ciprini, S., Orienti, M., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445, 4316
- D'Abrusco, R., Massaro, F., Ajello, M., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 748, 68
- D'Abrusco, R., Massaro, F., Paggi, A., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 206, 12
- . 2014, *The Astrophysical Journal Supplement*, 215, 14
- Dadina, M. 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 461, 1209
- . 2008, *Astronomy & Astrophysics*, 485, 417
- D'Ammando, F., Antolini, E., Tosti, G., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 2481
- De Rosa, A., Vignali, C., Husemann, B., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 480, 1639
- D'Elia, V., Perri, M., Puccetti, S., et al. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 551, A142
- Dermer, C. D. 1995, *The Astrophysical Journal Letters*, 446, L63
- Dermer, C. D., & Schlickeiser, R. 2002, *The Astrophysical Journal*, 575, 667
- Dermer, C. D., Schlickeiser, R., & Mastichiadis, A. 1992, *Astronomy & Astrophysics*, 256, L27
- Desai, A., Marchesi, S., Rajagopal, M., & Ajello, M. 2019, *The Astrophysical Journal Supplement*, 241, 5
- Doert, M., & Errando, M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 782, 41

- Donato, D., Ghisellini, G., Tagliaferri, G., & Fossati, G. 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 375, 739
- D'Abrusco, R., Álvarez Crespo, N., Massaro, F., et al. 2019, *The Astrophysical Journal Supplement*, 242, 4
- Dunlop, J. S., McLure, R. J., Kulkula, M. J., et al. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 340, 1095
- Elitzur, M., Ferland, G. J., Mathews, S. G., & Shields, G. A. 1983, *The Astrophysical Journal Letters*, 272, L55
- Evans, P. A., Osborne, J. P., Beardmore, A. P., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement*, 210, 8
- Falcone, A., Stroh, M., & Pryal, M. 2014, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 223, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #223*, 301.05
- Falomo, R., Bersanelli, M., Bouchet, P., & Tanzi, E. G. 1993, *The Astronomical Journal*, 106, 11
- Falomo, R., Pian, E., & Treves, A. 2014, *The Astronomy & Astrophysics Review*, 22, 73
- Fan, X.-L., & Wu, Q. 2018, *The Astrophysical Journal*, 869, 133
- Fanaroff, B. L., & Riley, J. M. 1974, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 167, 31P
- Finke, J. D., Dermer, C. D., & Böttcher, M. 2008, *The Astrophysical Journal*, 686, 181
- Frey, S., Paragi, Z., Gabányi, K. É., & An, T. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 552, A109
- Gaur, H., Mohan, P., Wierzholska, A., & Gu, M. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473, 3638
- Gaur, H., Gupta, A. C., Bachev, R., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 484, 5633
- Ghirlanda, G., Ghisellini, G., Tavecchio, F., & Foschini, L. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 407, 791
- Ghirlanda, G., Ghisellini, G., Tavecchio, F., Foschini, L., & Bonnoli, G. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 413, 852
- Ghisellini, G., Celotti, A., Fossati, G., Maraschi, L., & Comastri, A. 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 301, 451
- Ghisellini, G., Righi, C., Costamante, L., & Tavecchio, F. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 255
- Ghisellini, G., & Tavecchio, F. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 448, 1060

- Ghisellini, G., Tavecchio, F., Foschini, L., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402, 497
- Ghosh, P., & Abramowicz, M. A. 1997, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 292, 887
- Giommi, P. 2008, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 79, 154
- Giommi, P., & Padovani, P. 1994, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 268, L51
- Giommi, P., Padovani, P., Polenta, G., et al. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 420, 2899
- Giroletti, M., Massaro, F., D'Abrusco, R., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 588, A141
- Gómez-Guijarro, C., González-Martín, O., Ramos Almeida, C., Rodríguez-Espinosa, J. M., & Gallego, J. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 2720
- Grebenev, S. A., Lutovinov, A. A., Tsygankov, S. S., & Mereminskiy, I. A. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 428, 50
- Gregory, P. C., Scott, W. K., Douglas, K., & Condon, J. J. 1996, *The Astrophysical Journal Supplement*, 103, 427
- Gubbay, J., Legg, A. J., Robertson, D. S., et al. 1969, *Nature*, 224, 1094
- Gudennavar, S. B., Bubbly, S. G., Preethi, K., & Murthy, J. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement*, 199, 8
- Hagen, H. J., Cordis, L., Engels, D., et al. 1992, *Astronomy & Astrophysics*, 253, L5
- Halpern, J. P. 2013, *Astronomer's Telegram*, 5208, 1
- Harris, D. E., Lee, N. P., Schwartz, D. A., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 846, 119
- Harrison, F. A., Craig, W. W., Christensen, F. E., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 770, 103
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., et al. 1992, in *NASA Conference Publication*, Vol. 3137, 116–125
- Hartman, R. C., Böttcher, M., Aldering, G., et al. 2001, *The Astrophysical Journal*, 553, 683
- Healey, S. E., Romani, R. W., Taylor, G. B., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Supplement*, 171, 61
- Heckman, T. M. 1980, *Astronomy & Astrophysics*, 87, 152

- Heckman, T. M., Ptak, A., Hornschemeier, A., & Kauffmann, G. 2005, *The Astrophysical Journal*, 634, 161
- Hernquist, L., & Mihos, J. C. 1995, *The Astrophysical Journal*, 448, 41
- Hervet, O., Williams, D. A., Falcone, A. D., & Kaur, A. 2019, *The Astrophysical Journal*, 877, 26
- Ho, L. C., & Peng, C. Y. 2001, *The Astrophysical Journal*, 555, 650
- Hoffmeister, C. 1929, *Astronomische Nachrichten*, 236, 233
- Hovatta, T., Lister, M. L., Aller, M. F., et al. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 105
- Hovatta, T., Lister, M. L., Kovalev, Y. Y., Pushkarev, A. B., & Savolainen, T. 2010, *International Journal of Modern Physics D*, 19, 943
- Impey, C. D., Brand, P. W. J. L., Wolstencroft, R. D., & Williams, P. M. 1982, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 200, 19
- Isobe, N., Sugimori, K., Kawai, N., et al. 2010, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 62, L55
- Jones, D. H., Saunders, W., Read, M., & Colless, M. 2005, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 22, 277
- Jones, D. H., Read, M. A., Saunders, W., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 399, 683
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Mattox, J. R., et al. 2001, *The Astrophysical Journal Supplement*, 134, 181
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Lister, M. L., et al. 2005, *The Astronomical Journal*, 130, 1418
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Morozova, D. A., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 846, 98
- Kalberla, P. M. W., Burton, W. B., Hartmann, D., et al. 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 440, 775
- Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., et al. 2000, *The Astrophysical Journal*, 533, 631
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346, 1055
- Kaur, A., Rau, A., Ajello, M., et al. 2018, *The Astrophysical Journal*, 859, 80
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 372, 961

- Kewley, L. J., Heisler, C. A., Dopita, M. A., & Lumsden, S. 2001, *The Astrophysical Journal Supplement*, 132, 37
- Khorunzhev, G. A., Burenin, R. A., Sazonov, S. Y., Amvrosov, A. L., & Eselevich, M. V. 2017, *Astronomy Letters*, 43, 135
- Kilerci Eser, E., & Vestergaard, M. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 1590
- Koss, M., Trakhtenbrot, B., Ricci, C., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 850, 74
- Koss, M. J., Assef, R., Baloković, M., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 825, 85
- Kotilainen, J. K., & Ward, M. J. 1994, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 266, 953
- Krolik, J. H. 1999, *Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment*
- Kruogovenko, A. A., & Orlov, V. V. 1992, *Astrophysics & Space Science*, 193, 303
- Lamastra, A., Bianchi, S., Matt, G., et al. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 504, 73
- Landi, R., Bassani, L., Stephen, J. B., et al. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 581, A57
- Landoni, M., Falomo, R., Treves, A., Scarpa, R., & Reverte Payá, D. 2015a, *The Astronomical Journal*, 150, 181
- Landoni, M., Massaro, F., Paggi, A., et al. 2015b, *The Astronomical Journal*, 149, 163
- Latronico, L., Spandre, G., & GLAST Lat Collaboration. 2007, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 581, 160
- Laurent-Muehleisen, S. A., Kollgaard, R. I., Ciardullo, R., et al. 1998, *The Astrophysical Journal Supplement*, 118, 127
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Chavushyan, V. H., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 1127
- Letawe, Y., Letawe, G., & Magain, P. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403, 2088
- Lico, R., Giroletti, M., Orienti, M., & D'Ammando, F. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 594, A60
- Lico, R., Giroletti, M., Orienti, M., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 571, A54
- Lister, M. L., Cohen, M. H., Homan, D. C., et al. 2009, *The Astronomical Journal*, 138, 1874
- Lister, M. L., Aller, M. F., Aller, H. D., et al. 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 12



- Longair, M. S. 2011, *High Energy Astrophysics*
- Lynden-Bell, D. 1969, *Nature*, 223, 690
- Madau, P., Ghisellini, G., & Persic, M. 1987, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 224, 257
- Madejski, G. M., Sikora, M., Jaffe, T., et al. 1999, *The Astrophysical Journal*, 521, 145
- Mahony, E. K., Sadler, E. M., Murphy, T., et al. 2010, *The Astrophysical Journal*, 718, 587
- Maiolino, R., Salvati, M., Bassani, L., et al. 1998, *Astronomy & Astrophysics*, 338, 781
- Manzer, L. H., & De Robertis, M. M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 788, 140
- Marchã, M. J. M., & Caccianiga, A. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 2464
- Marcha, M. J. M., Browne, I. W. A., Impey, C. D., & Smith, P. S. 1996, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 281, 425
- Marchesi, S., Kaur, A., & Ajello, M. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 212
- Marchesini, E. J., Masetti, N., Chavushyan, V., et al. 2016a, *Astronomy & Astrophysics*, 596, A10
- Marchesini, E. J., Andruchow, I., Cellone, S. A., et al. 2016b, *Astronomy & Astrophysics*, 591, A21
- Marchesini, E. J., Peña-Herazo, H. A., Álvarez Crespo, N., et al. 2019a, *Astrophysics & Space Science*, 364, 5
- Marchesini, E. J., Masetti, N., Palazzi, E., et al. 2019b, *Astrophysics & Space Science*
- Marscher, A. P., & Broderick, J. J. 1981, *The Astrophysical Journal*, 249, 406
- Marshall, H. L., Schwartz, D. A., Lovell, J. E. J., et al. 2005, *The Astrophysical Journal Supplement*, 156, 13
- Maselli, A., Massaro, E., Nesci, R., et al. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 512, A74
- Maselli, A., Massaro, F., Cusumano, G., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 206, 17
- Masetti, N., Palazzi, E., Bassani, L., Malizia, A., & Stephen, J. B. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 426, L41
- Masetti, N., Mason, E., Landi, R., et al. 2008, *Astronomy & Astrophysics*, 480, 715
- Masetti, N., Parisi, P., Jiménez-Bailón, E., et al. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 538, A123

- Masetti, N., Parisi, P., Palazzi, E., et al. 2013a, *Astronomy & Astrophysics*, 556, A120
- Masetti, N., Sbarufatti, B., Parisi, P., et al. 2013b, *Astronomy & Astrophysics*, 559, A58
- Masetti, N., Parisi, P., Palazzi, E., et al. 2013c, *Astronomy & Astrophysics*, 556, A120
- Mason, P. A., & Gray, C. 2004, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 315, IAU Colloq. 190: Magnetic Cataclysmic Variables, ed. S. Vrielmann & M. Cropper, 237
- Massaro, E., Maselli, A., Leto, C., et al. 2015a, *Astrophysics & Space Science*, 357, 75
- Massaro, E., Nesci, R., & Piranomonte, S. 2012a, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 422, 2322
- Massaro, E., Perri, M., Giommi, P., & Nesci, R. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 413, 489
- Massaro, E., Tramacere, A., Perri, M., Giommi, P., & Tosti, G. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 448, 861
- Massaro, F. 2007, PhD Thesis, Università degli Studi di Roma 'Tor Vergata', 1, 169
- Massaro, F., & D'Abrusco, R. 2016, *The Astrophysical Journal*, 827, 67
- Massaro, F., D'Abrusco, R., Ajello, M., Grindlay, J. E., & Smith, H. A. 2011a, *The Astrophysical Journal Letters*, 740, L48
- Massaro, F., D'Abrusco, R., Paggi, A., et al. 2013a, *The Astrophysical Journal Supplement*, 209, 10
- Massaro, F., D'Abrusco, R., Tosti, G., et al. 2012b, *The Astrophysical Journal*, 750, 138
- . 2012c, *The Astrophysical Journal*, 750, 138
- . 2012d, *The Astrophysical Journal*, 752, 61
- Massaro, F., Giommi, P., Tosti, G., et al. 2008a, *Astronomy & Astrophysics*, 489, 1047
- Massaro, F., Giroletti, M., Paggi, A., et al. 2013b, *The Astrophysical Journal Supplement*, 208, 15
- Massaro, F., Harris, D. E., Tremblay, G. R., et al. 2013c, *The Astrophysical Journal Supplement*, 206, 7
- Massaro, F., Landoni, M., D'Abrusco, R., et al. 2015b, *Astronomy & Astrophysics*, 575, A124
- Massaro, F., Marchesini, E. J., D'Abrusco, R., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 834, 113

- Massaro, F., Masetti, N., D'Abrusco, R., Paggi, A., & Funk, S. 2014, *The Astronomical Journal*, 148, 66
- Massaro, F., Paggi, A., & Cavaliere, A. 2011b, *The Astrophysical Journal Letters*, 742, L32
- Massaro, F., Paggi, A., Elvis, M., & Cavaliere, A. 2011c, *The Astrophysical Journal*, 739, 73
- Massaro, F., Paggi, A., Errando, M., et al. 2013d, *The Astrophysical Journal Supplement*, 207, 16
- . 2013e, *The Astrophysical Journal Supplement*, 207, 16
- Massaro, F., Thompson, D. J., & Ferrara, E. C. 2015c, *The Astronomy & Astrophysics Review*, 24, 2
- Massaro, F., Tramacere, A., Cavaliere, A., Perri, M., & Giommi, P. 2008b, *Astronomy & Astrophysics*, 478, 395
- Massaro, F., Harris, D. E., Tremblay, G. R., et al. 2010, *The Astrophysical Journal*, 714, 589
- Massaro, F., Harris, D. E., Liuzzo, E., et al. 2015d, *The Astrophysical Journal Supplement*, 220, 5
- Massaro, F., Álvarez Crespo, N., D'Abrusco, R., et al. 2016, *Astrophysics & Space Science*, 361, 337
- Mauch, T., Murphy, T., Buttery, H. J., et al. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 342, 1117
- Meegan, C., Lichti, G., Bhat, P. N., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 702, 791
- Monet, D. G. 1998, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 30, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 1427
- Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., et al. 2003, *The Astronomical Journal*, 125, 984
- Moretti, A., Campana, S., Tagliaferri, G., et al. 2004, in *Proceedings of the International Society for and Optics Photonics*, Vol. 5165, X-Ray and Gamma-Ray Instrumentation for Astronomy XIII, ed. K. A. Flanagan & O. H. W. Siegmund, 232-240
- Mukai, K. 1993, *Legacy*, vol. 3, p.21-31, 3, 21
- Mulchaey, J. S., Koratkar, A., Ward, M. J., et al. 1994, *The Astrophysical Journal*, 436, 586
- Müller, C., Kadler, M., Ojha, R., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 610, A1
- Murphy, T., Mauch, T., Green, A., et al. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, 382

- Murphy, T., Sadler, E. M., Ekers, R. D., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402, 2403
- Nieppola, E., Tornikoski, M., & Valtaoja, E. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 445, 441
- Nolan, P. L., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement*, 199, 31
- Nori, M., Giroletti, M., Massaro, F., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement*, 212, 3
- Oh, K., Koss, M., Markwardt, C. B., et al. 2018, *The Astrophysical Journal Supplement*, 235, 4
- Ojha, R., Kadler, M., Böck, M., et al. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 519, A45
- Oke, J. B., & Gunn, J. E. 1974, *The Astrophysical Journal Letters*, 189, L5
- Olsen, E. T. 1969, *Nature*, 224, 1008
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (University Science Books (1822))
- Osterbrock, D. E., & Shuder, J. M. 1982, *The Astrophysical Journal Supplement*, 49, 149
- Pacciani, L., Vittorini, V., Tavani, M., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 716, L170
- Padovani, P., & Giommi, P. 1995, *The Astrophysical Journal*, 444, 567
- Paggi, A., Cavaliere, A., Vittorini, V., & Tavani, M. 2009a, *Astronomy & Astrophysics*, 508, L31
- Paggi, A., Massaro, F., D'Abrusco, R., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 209, 9
- Paggi, A., Massaro, F., Vittorini, V., et al. 2009b, *Astronomy & Astrophysics*, 504, 821
- Paggi, A., Milisavljevic, D., Masetti, N., et al. 2014a, *The Astronomical Journal*, 147, 112
- . 2014b, *The Astronomical Journal*, 147, 112
- Paiano, S., Falomo, R., Franceschini, A., Treves, A., & Scarpa, R. 2017a, *The Astrophysical Journal*, 851, 135
- Paiano, S., Falomo, R., Treves, A., Franceschini, A., & Scarpa, R. 2019, *The Astrophysical Journal*, 871, 162
- Paiano, S., Franceschini, A., & Stamerra, A. 2017b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 468, 4902
- Panessa, F., Bassani, L., Cappi, M., et al. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 455, 173

- Panessa, F., Carrera, F. J., Bianchi, S., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 398, 1951
- Parisi, P., Masetti, N., Jiménez-Bailón, E., et al. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 507, 1345
- Parisi, P., Masetti, N., Rojas, A. F., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 561, A67
- Peña Herazo, H. A., Marchesini, E. J., Álvarez Crespo, N., et al. 2017, *Astrophysics & Space Science*, 362, 228
- Peña Herazo, H. A., Massaro, F., Chavushyan, V., et al. 2019, *Astrophysics & Space Science*, 364, 85
- Pian, E., Falomo, R., Ghisellini, G., et al. 1996, *The Astrophysical Journal*, 459, 169
- Pian, E., Falomo, R., Scarpa, R., & Treves, A. 1994, *The Astrophysical Journal*, 432, 547
- Pian, E., Vacanti, G., Tagliaferri, G., et al. 1998, *The Astrophysical Journal Letters*, 492, L17
- Piranomonte, S., Perri, M., Giommi, P., Landt, H., & Padovani, P. 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 470, 787
- Planck Collaboration, Akrami, Y., Arroja, F., et al. 2018, arXiv e-prints, arXiv:1807.06205
- Plotkin, R. M., Markoff, S., Trager, S. C., & Anderson, S. F. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 413, 805
- Ptak, A., Yaqoob, T., Mushotzky, R., Serlemitsos, P., & Griffiths, R. 1998, *The Astrophysical Journal*, 501, L37
- Pyatunina, T. B., Kudryavtseva, N. A., Gabuzda, D. C., et al. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373, 1470
- Raiteri, C. M., & Capetti, A. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 587, A8
- Rau, A., Schady, P., Greiner, J., et al. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 538, A26
- Reimer, A. 2012, in *Journal of Physics Conference Series*, Vol. 355, *Journal of Physics Conference Series*, 012011
- Ricci, C., Trakhtenbrot, B., Koss, M. J., et al. 2017, *The Astrophysical Journal Supplement*, 233, 17
- Ricci, F., Massaro, F., Landoni, M., et al. 2015, *The Astronomical Journal*, 149, 160
- Richards, G. T., Strauss, M. A., Fan, X., et al. 2006a, *The Astronomical Journal*, 131, 2766
- Richards, G. T., Lacy, M., Storrie-Lombardi, L. J., et al. 2006b, *The Astrophysical Journal Supplement*, 166, 470

- Rojas, A. F., Masetti, N., Minniti, D., et al. 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 602, A124
- Romero, G. E. 2018, *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas UNLP*, 1
- Rosen, S. R., Webb, N. A., Watson, M. G., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 590, A1
- Rush, B., Malkan, M. A., & Edelson, R. A. 1996, *The Astrophysical Journal*, 473, 130
- Salpeter, E. E. 1964, *The Astrophysical Journal*, 140, 796
- Sambruna, R. M., Maraschi, L., & Urry, C. M. 1996, *The Astrophysical Journal*, 463, 444
- Sanders, R. H. 1981, *Nature*, 294, 427
- Sbarrato, T., Ghisellini, G., Maraschi, L., & Colpi, M. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421, 1764
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *The Astrophysical Journal*, 737, 103
- Schmidt, M., Schneider, D. P., & Gunn, J. E. 1986, *The Astrophysical Journal*, 306, 411
- Shaw, M. S., Romani, R. W., Healey, S. E., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 704, 477
- Shaw, M. S., Romani, R. W., Cotter, G., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 748, 49
- Sikora, M., Begelman, M. C., & Rees, M. J. 1994, *The Astrophysical Journal*, 421, 153
- Sikora, M., Madejski, G., Moderski, R., & Poutanen, J. 1997, *The Astrophysical Journal*, 484, 108
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *The Astronomical Journal*, 131, 1163
- Smith, E. P., & Heckman, T. M. 1990, *The Astrophysical Journal*, 348, 38
- Steinhardt, C. L., & Elvis, M. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402, 2637
- Stephen, J. B., Bassani, L., Landi, R., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 408, 422
- Stephen, J. B., Bassani, L., Malizia, A., et al. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 445, 869
- Stevens, J. A., Litchfield, S. J., Robson, E. I., et al. 1995, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 275, 1146
- . 1994, *The Astrophysical Journal*, 437, 91
- Stickel, M., Fried, J. W., & Kuehr, H. 1989, *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 80, 103

- Stickel, M., Padovani, P., Urry, C. M., Fried, J. W., & Kuehr, H. 1991, *The Astrophysical Journal*, 374, 431
- Stoeke, J. T., Morris, S. L., Gioia, I. M., et al. 1991, *The Astrophysical Journal Supplement*, 76, 813
- Strader, J., Li, K.-L., Chomiuk, L., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 831, 89
- Stroh, M. C., & Falcone, A. D. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement*, 207, 28
- Tavecchio, F., & Ghisellini, G. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456, 2374
- Tavecchio, F., Maraschi, L., & Ghisellini, G. 1998, *The Astrophysical Journal*, 509, 608
- Tavecchio, F., Maraschi, L., Sambruna, R. M., & Urry, C. M. 2000, *The Astrophysical Journal Letters*, 544, L23
- Taylor, G. B., Healey, S. E., Helmboldt, J. F., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 671, 1355
- Taylor, M. B. 2006, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 351, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*, ed. C. Gabriel, C. Arviset, D. Ponz, & S. Enrique, 666
- Tchekhovskoy, A., McKinney, J. C., & Narayan, R. 2009, *The Astrophysical Journal*, 699, 1789
- Terlevich, R., & Melnick, J. 1985, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 213, 841
- The Fermi-LAT collab. 2019, arXiv e-prints, arXiv:1905.10771
- Thompson, D. J. 2019, in *AAS/High Energy Astrophysics Division*, AAS/High Energy Astrophysics Division, 109.33
- Torres-Zafra, J., Cellone, S. A., Buzzoni, A., Andruchow, I., & Portilla, J. G. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 3162
- Tramacere, A., Massaro, E., & Taylor, A. M. 2011, *The Astrophysical Journal*, 739, 66
- Tramacere, A., Massaro, F., & Cavaliere, A. 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 466, 521
- Tran, H. D., Lyke, J. E., & Mader, J. A. 2011, *The Astrophysical Journal Letters*, 726, L21
- Tueller, J., Baumgartner, W. H., Markwardt, C. B., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement*, 186, 378
- Tundo, E., Moretti, A., Tozzi, P., et al. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 547, A57
- Turner, T. J., George, I. M., Nandra, K., & Mushotzky, R. F. 1997, *The Astrophysical Journal*, 488, 164

- Turner, T. J., Romano, P., Kraemer, S. B., et al. 2002, *The Astrophysical Journal*, 568, 120
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995a, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 803
- . 1995b, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 803
- Ursini, F., Bassani, L., Panessa, F., et al. 2019, *Astronomy & Astrophysics*, 622, A116
- van Dokkum, P. G. 2001, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 113, 1420
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *The Astrophysical Journal Supplement*, 63, 295
- Veres, P., Frey, S., Paragi, Z., & Gurvits, L. I. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 521, A6
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 518, A10
- Vladilo, G., Centurión, M., Levshakov, S. A., et al. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 454, 151
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 349, 389
- . 2000, *International Astronomical Union Circular*, 7432, 1
- Vojkhanskaja, N. F. 2017, *Astrophysical Bulletin*, 72, 191
- Wakely, S. P., & Horan, D. 2008, *International Cosmic Ray Conference*, 3, 1341
- Warner, B. 1995, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 85, *Magnetic Cataclysmic Variables*, ed. D. A. H. Buckley & B. Warner, 3
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., et al. 2000, *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 143, 9
- White, R. L., Becker, R. H., Helfand, D. J., & Gregg, M. D. 1997, *The Astrophysical Journal*, 475, 479
- Whitney, A. R., Shapiro, I. I., Rogers, A. E. E., et al. 1971, *Science*, 173, 225
- Whittle, M., Silverman, J. D., Rosario, D. J., Wilson, A. S., & Nelson, C. H. 2004, in *IAU Symposium*, Vol. 222, *The Interplay Among Black Holes, Stars and ISM in Galactic Nuclei*, ed. T. Storchi-Bergmann, L. C. Ho, & H. R. Schmitt, 299-302
- Winkler, H. 1992, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 257, 677
- Wolf, C., Bian, F., Onken, C. A., et al. 2018, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 35, e024
- Woo, J.-H., Urry, C. M., van der Marel, R. P., Lira, P., & Maza, J. 2005, *The Astrophysical Journal*, 631, 762



- Wright, A. E., Griffith, M. R., Burke, B. F., & Ekers, R. D. 1994, *The Astrophysical Journal Supplement*, 91, 111
- Wright, E. L. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 1711
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *The Astronomical Journal*, 140, 1868
- Wu, X.-B., Wang, R., Kong, M. Z., Liu, F. K., & Han, J. L. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 424, 793
- Wylezalek, D., Galametz, A., Stern, D., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 769, 79
- Xiong, D. R., & Zhang, X. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 441, 3375
- Younes, G., Ptak, A., Ho, L. C., et al. 2019, *The Astrophysical Journal*, 870, 73
- Zel'dovich, Y. B. 1964, *Soviet Physics Doklady*, 9, 195



## Abreviaciones

---

1FGL	<i>Fermi</i> Large Area Telescope 1-year Point Source Catalog
1FHL	<i>Fermi</i> Large Area Telescope First Catalog of Sources above 10 GeV
1SXPS	Swift/XRT Point Source Catalogue
2FGL	<i>Fermi</i> Large Area Telescope 2-year Point Source Catalog
2MASS	Two Micron All Sky Survey
3FGL	<i>Fermi</i> Large Area Telescope 4-year Point Source Catalog
3LAC	<i>Fermi</i> Large Area Telescope Third Catalog of Active Galactic Nuclei
4FGL	<i>Fermi</i> Large Area Telescope 8-year Point Source Catalog
AD	Accretion Disk
AGN	Active Galactic Nucleus/Nuclei
AllWISE	Wide-field Infrared Survey Explorer All-Sky Data Release
AT20G	Australia Telescope 20-GHz Survey Catalog
BAT	Swift Burst Alert Telescope
BCU	<i>Fermi</i> Blazar Candidate of Uncertain Type
BLL	BL Lac object
BLR	Broad Line Region
BZ	Blandford-Znajek
BZB	Roma-BZCat BL Lac
BZQ	Roma-BZCat Flat spectrum radio quasar
BZG	Roma-BZCat Galaxy-dominated BL Lac
DIB	Diffuse Interstellar Band
EGRET	Energetic Gamma Ray Experiment Telescope
EW	Equivalent width
$F_\gamma$	$\gamma$ -ray Flux
$F_x$	X-ray Flux
FIRST	Very Large Array Faint Images of the Radio Sky at Twenty-Centimeters Survey
FL8Y	<i>Fermi</i> Preliminary Large Area Telescope 8-year Point Source List
FSRQ	Flat spectrum radio quasar
GTC	Gran Telescopio Canarias
HR <sub>x</sub>	X-ray Hardness Ratio
HBL	High Synchrotron-Peaked BL Lac
HSP	High Synchrotron-Peaked blazar
IC	Inverse Compton
IR	Infrared
ISP	Intermediate Synchrotron-Peaked blazar

KPNO	Kitt Peak National Observatory
$L_\gamma$	$\gamma$ -ray Luminosity
$L_x$	X-ray Luminosity
$L_{BZ}$	Blandford-Znajek Luminosity
LAT	<i>Fermi</i> Large Area Telescope
LBL	Low Synchrotron-Peaked BL Lac
LSP	Low Synchrotron-Peaked blazar
SED	Spectral Energy Distribution
NLR	Narrow Line Region
NOT	Nordic Optical Telescope
NVSS	National Radio Astronomy Observatory Very Large Array Sky Survey
OAGC	Osservatorio Astronomico GianDomenico Cassini
OAGH	Observatorio Astrofisico Guillermo Haro
OAN	Observatorio Astronómico Nacional
QSO	Quasar
RASS-BSC	The ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue
RASS-FSC	The ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalogue
ROSAT	Röntgensatellit
S/N	Signal to noise ratio
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
SMBH	Supermassive Black Hole
SOAR	Southern Astrophysical Research Telescope
SPM	Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir
SSC	Synchrotron-self Compton
SUMSS	Sydney University Molonglo Sky Survey
TNG	Telescopio Nazionale Galileo
UGS	<i>Fermi</i> Unidentified Gamma-ray Source
UV	Ultraviolet
UVOT	Swift Ultraviolet/Optical Telescope
WBS	Wise Blazar Strip
WISE	Wide-field Infrared Survey Explorer
XBC	X-ray Blazar Candidate
XRT	Swift X-ray Telescope

