



***Facultad
de
Ciencias***

**Determinación de las propiedades del
material que oscurece los núcleos
galácticos activos**

**(On the properties of the obscuring torus in
active galactic nuclei)**

Trabajo de Fin de Grado
para acceder al

GRADO EN FÍSICA

Autor: Lorenzo Barquín González

Director: Silvia Mateos Ibáñez

Junio - 2017

Índice

Agradecimientos	3
Resumen / Abstract	4
1. Introducción	6
1.1. Propiedades observacionales	6
1.2. Clasificación de AGNs	9
1.3. Modelo estándar de unificación de AGNs	12
1.4. Más allá del modelo unificado estándar	14
1.5. Selección de AGNs	15
1.5.1. Rayos X	15
1.5.2. Infrarrojo medio	15
1.5.3. Radio y UV/óptico	16
1.6. Objetivos del presente trabajo	17
2. Observaciones multifrecuencia	18
2.1. Rayos X	18
2.1.1. Muestreos con la misión X-ray Multi-mirror Mission - Newton	18
2.2. UV / óptico	20
2.2.1. Sloan Digital Sky Survey	20
2.2.2. Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System	20
2.3. Infrarrojo cercano	20
2.3.1. Two Micron All-Sky Survey	20
2.3.2. United Kingdom Infra-Red Telescope	21
2.3.3. Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy	21
2.4. Infrarrojo medio	22
2.4.1. Wide-field Infrared Survey Explorer	22
3. Muestras de AGNs tipo 1	23
3.1. Bright Ultra-Hard XMM-Newton Survey	23
3.2. AGNs tipo 1 seleccionados con WISE	25
3.3. Comparaciones entre muestras	27
4. Determinación de las propiedades del toro y disco de acreción	30
4.1. Obtención del mejor ajuste de la SED	30
4.2. Determinación de la emisión del toro	33
4.3. Ajuste de las SEDs del toro	36
4.4. Determinación de las luminosidades del toro y disco de acreción	37
4.5. Herramientas complementarias desarrolladas	39
5. Resultados y discusión	41
5.1. ¿Existe una dependencia de f_2 con la clasificación de los AGNs?	41
5.2. ¿Disminuye f_2 al aumentar $L_{2-10 \text{ keV}}$?	42
5.3. ¿En que se diferencian los AGNs seleccionados en el infrarrojo medio y en rayos X?	43
5.4. Conclusiones finales	44

Agradecimientos

Quiero dar las gracias a mi directora de trabajo de fin de grado, Silvia Mateos, que me ha ayudado durante todos estos meses para que el trabajo realizado llegara a buen puerto y ha hecho todo lo posible para que aprendiera lo máximo.

También quiero agradecer a mis padres, que me han permitido estudiar la carrera que siempre he querido y me han apoyado en todo momento. Este agradecimiento va en especial a mi madre, excelente correctora ortográfica de este y otros tantos trabajos a lo largo de mi vida universitaria.

Resumen

El presente proyecto ha recibido una beca de colaboración dentro del departamento de física moderna, motivo por el cual quizás los objetivos científicos son algo más amplios que los que se esperaría en un TFG.

El objetivo principal de este trabajo es determinar las propiedades del material que oscurece los AGNs, conocido como el toro del AGN, centrándonos en su factor de cobertura (f_2). Contamos con dos muestras de AGNs tipo 1, una seleccionada en rayos X (168 AGNs) y otra en el infrarrojo medio (36 AGNs).

Comenzamos construyendo la distribución espectral de energía (SED) de cada objeto y ajustado la misma con modelos de AGN y galaxia para aislar la SED del toro. La emisión del toro se ha ajustado con modelos teóricos para obtener f_2 . Para ello se han desarrollado diversos códigos en lenguajes Python y Java y se han utilizado otros programas ya existentes.

Analizando los resultados se ha encontrado que: a) no se observa una disminución gradual de f_2 con la luminosidad del AGN en rayos X, en contra de lo que se esperaría según el modelo de toro en recesión; b) AGNs clasificados como 1.8 y 1.9 tienen en promedio f_2 mayores que el resto de la población de AGNs tipo 1, resultado compatible con el modelo estándar de unificación de AGNs; c) AGNs tipo 1 seleccionados en rayos X y en el infrarrojo medio tienen f_2 indistinguibles; d) sorprendentemente la mayoría de los objetos seleccionados en el infrarrojo medio son intrínsecamente débiles en rayos X.

Palabras clave: núcleo galáctico activo, factor de cobertura del toro, acreción, procesos físicos, rayos X, infrarrojo, estudio estadístico de población de AGNs

Abstract

This project was granted with a collaboration scholarship at the department of modern physics. Because of that the scientific objectives are maybe broader than those of a regular end of degree project.

The main objective of this work is to determine the properties of the material that obscures the AGN central engine, focusing on its covering factor (f_2). We have used two type 1 AGN surveys, one selected in X-rays (168 AGN) and the other one selected in the mid-infrared regime.

We started by computing the spectral energy distribution (SED) of each individual object. The SEDs were fitted with AGN and galaxy models to isolate the torus' SED. The emission of the torus was fitted with theoretical models to obtain f_2 . Several Python and Java codes were developed to achieve these goals.

Analyzing the results we found that: a) there is no gradual decreasing of f_2 with increasing X-ray luminosity, in clear disagreement with the predictions of the so-called receding torus models; b) AGN classified as type 1.8 and 1.9 have higher f_2 overall compared with the rest of the AGN type 1 population. This result is expected according to the standard AGN unification model; c) X-ray and mid-infrared selected type 1 AGN have indistinguishable distribution of f_2 ; d) surprisingly most of the mid-infrared selected objects are intrinsically X-ray weak.

Key words: active galactic nuclei, covering factor, accretion, physical processes, X-rays, infrared, population studies of AGNs

1. Introducción

En esta introducción se presentará la definición de un núcleo galáctico activo (AGN, del inglés Active Galactic Nucleus) de acuerdo a las observaciones y se verá como se detectan y clasifican. De esta manera se motivará la explicación del modelo estándar de unificación de AGNs y las variaciones del modelo alentadas por recientes resultados observacionales. Se describirá en detalle la naturaleza, estructura y propiedades del material responsable de la absorción de la radiación procedente de la región nuclear en la mayoría de los AGNs. Por último se presentarán y justificarán las principales técnicas de identificación y selección de AGNs a diferentes longitudes de onda.

1.1 Propiedades observacionales

Los núcleos galácticos activos son uno de los fenómenos más energéticos observables en el Universo, con luminosidades bolométricas ¹ que oscilan entre 10^{41} erg s⁻¹ y 10^{48} erg s⁻¹. Estas enormes luminosidades provienen de una región compacta de tamaño poco mayor que nuestro sistema solar situada en el centro de la galaxia anfitriona. La energía liberada se cree que es de origen gravitatorio: un agujero negro supermasivo² (SMBH, del inglés SuperMassive Black Hole) situado en el núcleo de la galaxia anfitriona acreta³ materia de la misma (gas, estrellas y polvo) sería el motor del AGN. Si se considera la energía liberada por un proceso de acreción se tiene que:

$$E = \mu \times \dot{M} \times c^2$$

Donde \dot{M} es la tasa de acreción del SMBH, c es la velocidad de la luz en el vacío y μ es la eficiencia. La acreción es uno de los procesos más eficientes a la hora de convertir masa en energía, con valores de $\mu = 0.1 - 0.4$ [1].

Si consideramos las reacciones de fusión nuclear que ocurren en el núcleo solar la eficiencia de conversión de materia disponible a energía es de tan solo $\mu \approx 7 \times 10^{-3}$ [2]. Y en el caso de procesos químicos (usando metano como ejemplo, con una energía específica de = 55.6 MJ/kg [3]) la eficiencia baja hasta $\mu \approx 1.58 \times 10^{-9}$. Es por tanto evidente que el único proceso lo suficientemente eficiente para sostener la luminosidad de un AGN es la acreción.

¹La luminosidad bolométrica (L_{bol}) de un AGN es la luminosidad total producida por este.

² $M \geq 10^6$ masas solares

³Aumento de la masa de un cuerpo por acumulación de material

Se cree que todas las galaxias contienen en su centro un SMBH, incluida la Vía Láctea, cuyo SMBH central se estima que tiene una masa de $M_{SMBH} = (4.6 \pm 0.6) \times 10^6$ masas solares [4]. No obstante solo en los casos en los que el SMBH esta en una fase activa de crecimiento, aumentando su masa rápidamente al engullir material de la galaxia, se puede detectar un AGN.

Los AGN presentan un espectro muy distinto al de las galaxias normales o sin un SMBH activo. En las galaxias normales observamos la emisión del gas, el polvo y las estrellas. Esta radiación se concentra en el rango UV (componente estelar), infrarrojo (polvo interestelar) y radio (gas). Los AGNs, por su parte, emiten energía a lo largo de todo el espectro electromagnético, desde radio hasta radiación gamma, de manera aproximadamente uniforme en unidades νf_ν^4 . La figura 1 muestra el espectro de emisión en todo el rango descrito, lo que conocemos como distribución espectral de energía (SED, del inglés Spectral Energy Distribution), tanto para una galaxia con su SMBH sin actividad como para un AGN promedio.

- **UV / óptico:** los AGNs emiten la mayor parte de la radiación en el UV / óptico (1000 Å - 8000 Å). El origen de esta radiación es el material capturado por el disco de acreción del SMBH, el cual se forma como consecuencia de la conservación del momento angular. El disco de acreción es geoméricamente fino y ópticamente denso.

La caída libre del material del disco de acreción hacia el SMBH produce fricción. Esta fricción genera un progresivo aumento de la temperatura que causa que el material emita radiación de forma similar a un cuerpo negro. El material del disco de acreción se encuentra a diferentes temperaturas: el más cercano al SMBH esta más caliente ($T \approx 10^6 - 10^7$ K [5]) y emite radiación en rayos X y UV mientras el material más alejado está más frío ($T \approx 10^3 - 10^4$ K [5]) y emite en el óptico/infrarrojo. La emisión integrada del disco de acreción se puede parametrizar por un continuo descrito por una ley de potencias $f_\nu \propto \nu^\alpha$ (con valores de α entre -0.5 y 0.3 [6]) y un exceso azul (BBB, del inglés Big Blue Bump) [7].

El espectro UV / óptico muestra un gran número de líneas de emisión altamente ionizadas tanto anchas como estrechas superpuestas al continuo. Como veremos en la sección 1.2 estas líneas se utilizan para clasificar los AGNs.

⁴Unidades de flujo (f_ν) por frecuencia (ν)

- **Rayos X:** en el presente trabajo cuando hablamos de la banda de rayos X nos referimos la región del espectro electromagnético comprendida entre energías de 0.2 – 200 keV. La emisión en rayos X procede una corona de electrones muy energéticos (10 keV – 1 MeV) en torno al SMBH rodeando el disco de acreción. Fotones UV del disco de acreción pueden interaccionar con los electrones de la corona por efecto Compton inverso. La radiación en rayos X resultante de este proceso tiene forma de ley de potencias $f_\nu \propto \nu^\alpha$ (con valores de $\alpha = 0.5 - 1.5$ [8]). Se espera por tanto que exista una estrecha relación entre la radiación emitida por el disco de acreción en el UV/óptico y la radiación de la corona en rayos X. Como se ha mencionado previamente, existe también una componente térmica en rayos X. La emisión se origina en las regiones más internas del disco de acreción [7] debido a la acreción del material y su calentamiento consiguiente.
- **Infrarrojo:** en este trabajo se entiende como infrarrojo la región del espectro que comprende $\lambda = 1 \mu\text{m} - 500 \mu\text{m}$. Entorno a la región nuclear del AGN se sitúa una estructura toroidal (con forma de dónut) de material (gas y polvo) conocida como el "toro". En el interior de esta estructura caliente ($T > 1500$ K en las regiones más internas [9]) la emisión del disco de acreción, de la BLR (ver sección 1.2) y de la corona es reprocesada y emitida en el infrarrojo medio [7]. El toro del AGN es el ingrediente clave del modelo unificado estándar de AGNs, como se verá en la sección 1.3.
- **Radio:** la radiación en radio ($\lambda > 500 \mu\text{m}$) es causada por la presencia de potentes chorros de partículas (electrones y positrones) moviéndose a velocidades cercanas a la de la luz en direcciones perpendiculares al disco de acreción. Las partículas eyectadas se aceleran por la acción de fuertes campos magnéticos (asociados al AGN) y emiten radiación sincrotrón. Para determinar la intensidad de la emisión en radio se suele usar el cociente de flujos a 5 GHz y en el visible en la banda B de Johnson ($\lambda \approx 430$ nm). En función del cociente los AGNs se clasifican como fuertes emisores en radio y débiles emisores en radio. Solo un 15-20% del total corresponden a la primera categoría [10]. La emisión en radio se suele parametrizar con una ley de potencias del tipo $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ con valores de $\alpha \approx -0.8 - 0$ [11].

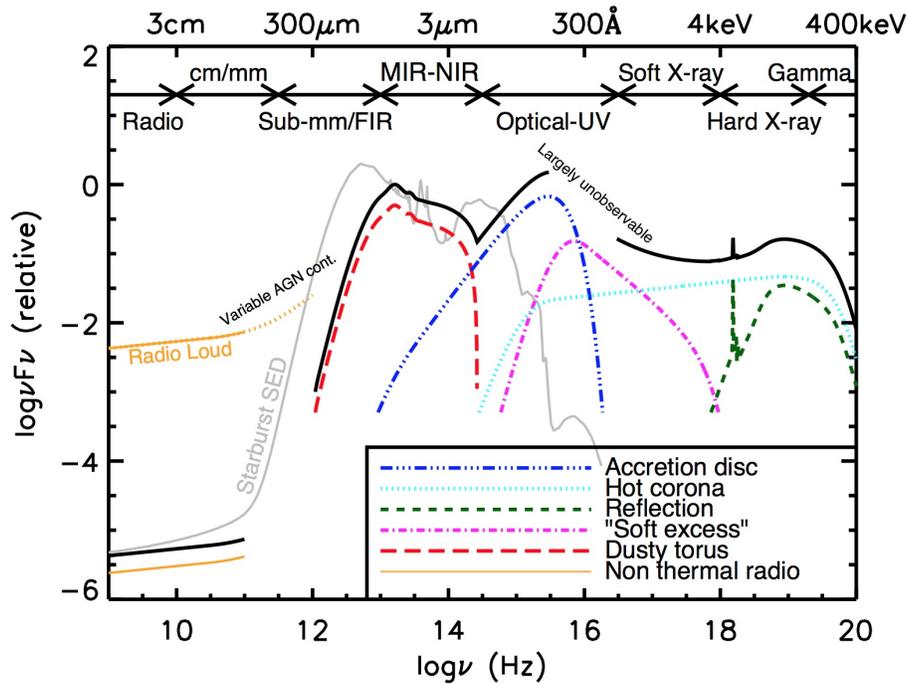


Figura 1: Distribución espectral de energía (SED) de un AGN promedio a lo largo del espectro electromagnético (línea sólida negra). Se indican también las principales componentes de las SEDs de un AGN. Para comparar se incluye la SED de una galaxia con abundante formación estelar (M82, línea sólida gris). Fuente: <http://eso.org/~charriso/research.html>

1.2 Clasificación de AGNs

Con el paso del tiempo se han ido desarrollando cada vez más clasificaciones de AGNs hasta conformarse una suerte de *zoo* de estos objetos. Se pueden clasificar los AGNs de acuerdo a la intensidad de su emisión en radio, la luminosidad en rayos X o en base a propiedades detectadas en el rango UV/óptico. En la tabla 1 se presentan algunos de los criterios de clasificación utilizados a día de hoy.

A continuación se describe en detalle la clasificación que hemos usado en nuestro estudio. Esta clasificación diferencia los AGNs en tipo 1 y tipo 2, y se basa en las propiedades observadas de las líneas de emisión detectadas en el rango UV/óptico en los espectros de nuestros AGN, en particular en sus anchuras:

Acrónimo	Significado	Propiedad principal
Sy1	Seyfert 1	Líneas de emisión anchas en el UV/óptico
Sy2	Seyfert 2	Líneas de emisión estrechas en el UV/óptico
QSO	Cuasar de tipo 1	Sy1 con altas luminosidades
QSO2	Cuasar de tipo 2	Sy2 con altas luminosidades
RL AGN	AGNs fuertes emisores en radio	$f_B / f_{5GHz} \geq 10$
RQ AGN	AGNs débiles emisores en radio	$f_B / f_{5GHz} < 10$
FR I	Fanaroff-Riley tipo I	Núcleo brillante en radio
FR II	Fanaroff-Riley tipo II	Mayor emisión en radio fuera del núcleo de la galaxia
BL Lac	Objeto BL Lacertae	Similar a los QSO pero con intensa emisión en radio
Blázar	-	Sin líneas de emisión en el UV/óptico

Tabla 1: Diferentes criterios de clasificación de AGNs. Se presenta el acrónimo, el significado del mismo y la característica distintiva que define las diferentes clases de objetos. Adaptado de: Padovani et al. (2017) [7]

- **AGNs tipo 1:** tanto los AGNs tipo 1 como los tipo 2 presentan líneas de emisión altamente ionizadas por la radiación del disco de acreción. En los AGNs tipo 1 podemos encontrarnos tanto líneas anchas permitidas ($\text{FWHM} > 1000 - 1500 \text{ km s}^{-1}$) como líneas estrechas prohibidas ($\text{FWHM} < 1000 \text{ km s}^{-1}$). Las líneas estrechas son más anchas que las observadas en galaxias normales, indicando que la ionización del material no se debe a un objeto estelar. [9]

Las líneas anchas se generan en una región cercana al SMBH ($r \sim 0.01 - 1 \text{ pc}$ [9]) conocida como la región de líneas anchas (BLR, del inglés Broad Line Region). Está conformada por nubes de gas moviéndose a altas velocidades ($3000 - 10000 \text{ km s}^{-1}$ [12]). Las altas velocidades del gas producen un ensanchamiento Doppler de las líneas de emisión, de ahí su nombre. La BLR además presenta una alta densidad ($n_e = 10^8 - 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ [12]), característica que se deriva de la ausencia de líneas prohibidas anchas. Estas solo son posibles en ambientes con baja densidad donde los estados excitados permitidos sobreviven el suficiente tiempo para decaer de manera natural y no por colisiones.

Por otra parte las líneas estrechas se generan en la región de líneas estrechas (NLR, del inglés Narrow Line Region) conformada por nubes de gas. La NLR no se ve afectada por el toro, situándose más allá de este (desde $r \sim 10 \text{ pc}$ hasta hasta unos cientos o miles de pársecs [9]). Debido a situarse más lejos

del SMBH que la BLR la velocidad de las nubes es menor ($300 - 1000 \text{ km s}^{-1}$ [9]). La presencia de las líneas estrechas indican que densidad es menor que la de la BLR ($n_e = 10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$ [12]).

Además, en los AGNs tipo 1 se puede observar un continuo azul (correspondiente a la emisión del disco de acreción) como se puede ver en la figura 2 [9]. Los objetos que se utilizarán en el presente trabajo son todos tipo 1.

- **AGNs tipo 2:** en contraposición a los AGN tipo 1 en los tipo 2 no se observan líneas anchas, solo líneas estrechas. Además en los tipo 2 no se aprecia el continuo azul [9]. En muchos AGNs tipo 2 se aprecia un continuo asociado a la galaxia anfitriona.

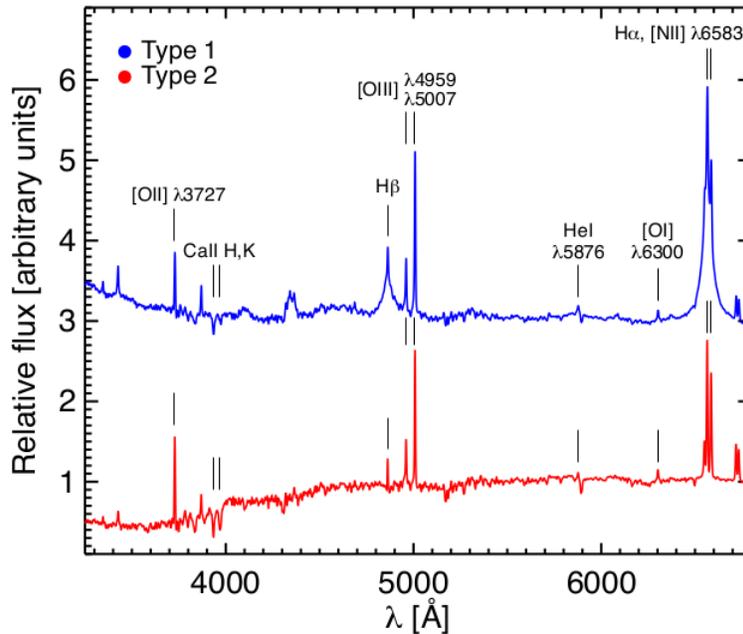


Figura 2: Espectros de un AGN tipo 1 (azul) y de un AGN tipo 2 (rojo). La intensidad (flujo) se da en unidades arbitrarias. Se aprecia como en el tipo 1 aparecen líneas anchas (p. ej. la línea H_{β} 4861 \AA) y intenso continuo azul. Por otra parte en el tipo 2 solo hay líneas estrechas y un continuo asociado a la galaxia. Fuente: Hickox y Alexander (2018) [13]

Existe a su vez un conjunto de clases intermedias para los AGNs de tipo 1 que se usarán en el presente trabajo. Dan cuenta de la intensidad relativa de las líneas de emisión anchas y estrechas. Para identificar las distintas clases intermedias se

utiliza el cociente de flujos entre la componente ancha de la línea H_{β} 4861 Å y la línea [O III] 5007 Å (la cual se trata de una línea estrecha). En este trabajo se definen estas clases intermedias siguiendo el criterio de Whittle (1992) [14]:

- Tipo 1: $f_{[\text{OIII}] 5007 \text{ \AA}} / f_{H_{\beta} 4861 \text{ \AA}} < 0.3$
- Tipo 1.2: $0.3 < f_{[\text{OIII}] 5007 \text{ \AA}} / f_{H_{\beta} 4861 \text{ \AA}} < 1$
- Tipo 1.5: $1 < f_{[\text{OIII}] 5007 \text{ \AA}} / f_{H_{\beta} 4861 \text{ \AA}} < 4$
- Tipo 1.8: $4 < f_{[\text{OIII}] 5007 \text{ \AA}} / f_{H_{\beta} 4861 \text{ \AA}}$
- Tipo 1.9: no se detecta la componente ancha de H_{β} 4861 Å, solo para H_{α} 6563 Å.

Cabe destacar de manera especial los AGNs tipo 1 clasificados como QSO con líneas de absorción anchas (BALQSOs, del inglés Broad Absorption Line Quasi-Stellar Objects), de los cuales hay dos objetos en la muestra que usa el presente trabajo. Son QSOs con presencia de líneas de absorción en el rango UV muy anchas ($\text{FMWH} > 2000 \text{ km s}^{-1}$). Además son más débiles en rayos X que los QSOs comunes. Los BALQSOs representan entre el 5% y el 20% del total de los QSOs [15].

1.3 Modelo estándar de unificación de AGNs

Debido a la gran variedad de propiedades observadas puede parecer que los AGNs son intrínsecamente diferentes, sin embargo, se cree que todos ellos tienen la misma estructura que estaría constituida por:

- **SMBH**
- **Disco de acreción**
- **Corona**
- **Región de líneas anchas**
- **Toro molecular de gas y polvo**
- **Región de líneas estrechas**
- **Chorro de partículas relativistas**

Con esta estructura en mente Robert Antonnuci presentó en 1993 [16] el primer modelo de unificación de AGN, el *Straw Person Model* (SPM), para poder explicar la naturaleza de los AGN tipo 1 y tipo 2. Este modelo contempla que ambos tipos de AGNs presentan la misma estructura interna pero los observamos con diferentes inclinaciones: la orientación del toro respecto a la línea de visión es diferente en tipo 1 y tipo 2. En los AGNs tipo 1 nuestra línea de visión no intercepta el material del toro y podemos ver la región nuclear del AGN (disco de acreción, corona y BLR) pudiendo detectar el continuo azul, las líneas anchas de la BLR y las líneas estrechas de la NLR.

En los AGNs tipo 2 no vemos la región nuclear del AGN porque nuestra línea de visión intercepta el toro. Para estos casos no se puede detectar ni el continuo azul del disco de acreción ni las líneas anchas de la BLR. Solo se pueden detectar las líneas estrechas emitidas por la NLR, que al encontrarse lejos de la región nuclear del AGN no se ven ocultadas por el toro. Las diferencias entre ambas clases se ilustran en la figura 3.

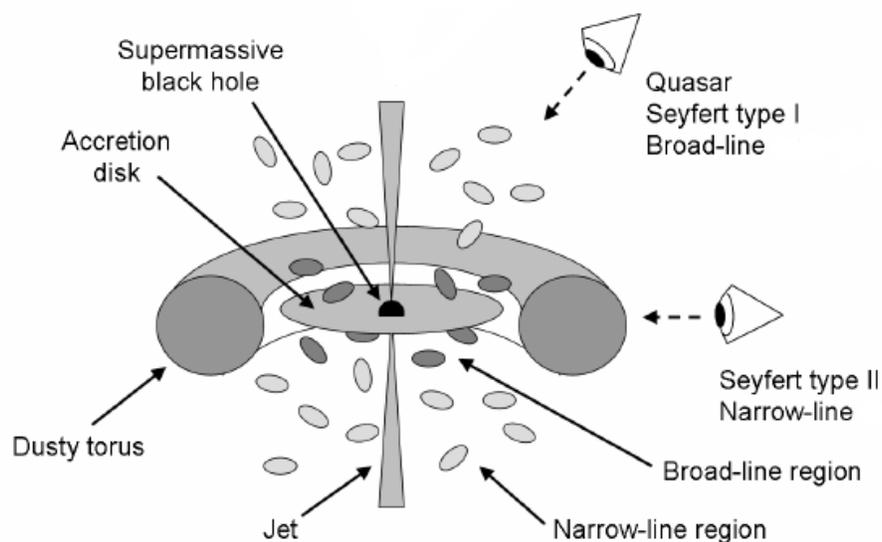


Figura 3: Esquema de la estructura de un AGN de acuerdo al modelo estándar de unificación de AGN, así como la clasificación según la orientación del observador respecto al plano del toro. Fuente: Adaptada de Erik Zackrisson (2005) [18].

1.4 Más allá del modelo unificado estándar

El modelo estándar considera al toro como una estructura compacta de gas y polvo. Sin embargo, observaciones recientes indican que el material del toro tiene una distribución grumosa. [17]

Cambiar de un toro uniforme a uno grumoso tiene importantes implicaciones sobre el SPM: la diferencia entre AGN tipo 1 y tipo 2 no depende solo de la orientación del observador respecto del AGN, sino también de la probabilidad de que la línea de visión del observador se vea interceptada por una nube del toro. Esto significa que una o varias nubes pueden bloquear la línea de visión del observador independientemente del ángulo de inclinación respecto del plano del toro.

La naturaleza grumosa del toro propicia la necesidad de incluir un nuevo parámetro clave al modelo unificado: el factor de cobertura del toro. Se define como la fracción de cielo cubierta por el toro vista desde el centro del AGN:

$$f_2 = \Omega/4\pi$$

Donde Ω es el ángulo sólido cubierto por el toro. f_2 toma por definición valores desde 0 hasta 1. Se desconoce todavía la distribución intrínseca de f_2 . Sin embargo, se espera que los AGNs con f_2 más pequeño se clasifiquen preferentemente como tipo 1 y los que tienen mayor f_2 como tipo 2 [16]. Por su parte, para las clases intermedias se espera que a medida que aumenta f_2 aumente también el cociente $f_{[OIII] 5007 \text{ \AA}} / f_{H\beta 4861 \text{ \AA}}$. Esto se debe a que el cociente de flujos entre líneas estrechas (de la NLR) y anchas (de la BLR) da una idea del oscurecimiento que experimenta la región central del AGN (incluida la BLR).

Como f_2 es un factor de cobertura geométrico representa la fracción intrínseca de AGN tipo 2. [9].

Recientemente se ha encontrado que la luminosidad de los AGNs puede jugar un papel clave en la clasificación de los AGNs como tipo 1 o tipo 2: el factor de cobertura del toro podría depender de la luminosidad del AGN. Para explicar las observaciones Andrew Lawrence introdujo en 1991 el modelo de toro en recesión [9]. Este modelo plantea que la geometría del toro varía con la luminosidad, afectando así a f_2 . Según el modelo del toro en recesión el factor de cobertura disminuye progresivamente al aumentar la luminosidad [19]. Esta de-

pendencia lleva también a plantear la posibilidad de que las propiedades del toro varíen a luminosidades suficientemente bajas o incluso que el toro desaparezca [9].

En resumen, un modelo que explique los diferentes tipos de AGNs observados incluye tres parámetros: luminosidad, factor de cobertura del toro y orientación.

1.5 Selección de AGNs

Para poder comprender como funcionan los AGNs necesitamos estudiar muestras de objetos representativas, completas y de gran calidad. Dado que los AGNs emiten a lo largo de todo el espectro electromagnético se han desarrollado técnicas de búsqueda de estos objetos en gran variedad de longitudes de onda.

1.5.1 Rayos X

El estudio en rayos X ha sido tradicionalmente la manera de obtener muestras de AGNs muy completas con baja contaminación [7]. Esto se debe a tres factores:

- La emisión en rayos X de los AGNs es universal.
- Las fuentes de rayos X de las galaxias anfitrionas son débiles en comparación con el AGN: las estrellas binarias de rayos X y el gas caliente llegan a alcanzar como máximo tan solo $L_X \approx 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ [7].
- Los rayos X son capaces de penetrar grandes densidades columna de gas y polvo.

Los AGNs seleccionados en rayos X presentan pocos problemas de sesgos de selección. De estos el más importante es el debido a la pérdida de los AGNs menos luminosos en rayos X, ya que es muy difícil distinguir si la emisión en rayos X se origina en un AGN o en otras regiones de la galaxia anfitriona.

A energías $< 10 \text{ keV}$ (energía máxima de XMM-Newton, ver 2.1.1) es muy difícil detectar los AGNs más absorbidos (con densidades columna $N_H > 1.5 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) ya que tan solo $< 10\%$ de la radiación original se puede detectar a estas energías.

1.5.2 Infrarrojo medio

Una forma de compensar la pérdida de AGNs más absorbidos es estudiar el infrarrojo medio. Para ello a lo largo de los años se han propuesto diversas técnicas. Sin embargo, la gran mayoría de ellas comparten la detección de AGNs

en base a su color característico [7]. En este trabajo se utilizará la de Mateos et al. (2012) [20].

Se buscan estos AGNs en el rango del infrarrojo medio porque la emisión de la corona reprocesada por el toro es emitida en estas longitudes de onda (ver sección 1.1). Ahora bien, estos AGNs deben ser muy luminosos para que el contraste con la galaxia sea elevado.

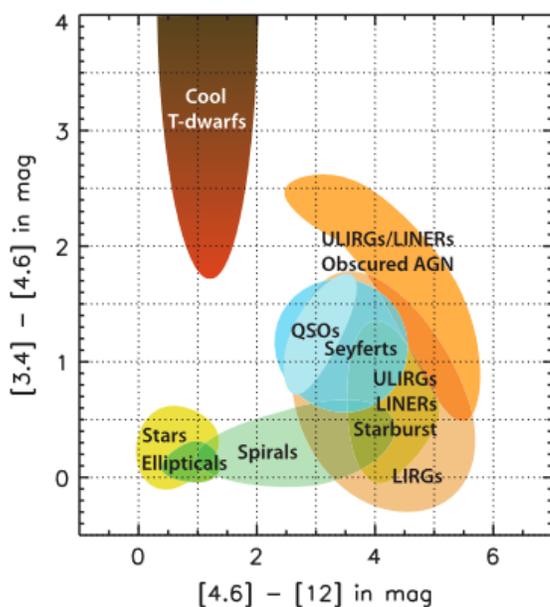


Figura 4: Diagrama color-color de WISE con las regiones de color de diferentes tipos de objetos. Los AGNs más luminosos (color azul) ocupan una región bien definida no superpuesta a otras en el diagrama color-color en el infrarrojo medio. Fuente: Wright et al. (2012) [21].

Debido a la dependencia de estos métodos con la luminosidad del toro del AGN, la selección en el infrarrojo medio está sesgada hacia objetos con un toro más luminoso, dándose el caso de que los AGN sin toro simplemente no serán detectados.

1.5.3 Radio y UV/óptico

Otras longitudes de onda no son tan eficaces a la hora de identificar AGNs. La selección en radio se encuentra con el problema de que tan solo un 10% de los AGNs son fuertes emisores en radio, siendo la gran mayoría invisibles para los muestreos actuales.

Por otra parte, la identificación por líneas de emisión en el rango UV/óptico es robusta pero muy costosa ya que requiere de muchas horas de telescopio. Además aparecen dos problemas adicionales: a) si la contaminación por la galaxia

anfitriona es importante esto puede hacer muy difícil la identificación del AGN b) la extinción afecta más al rango óptico que a los rayos X e infrarrojo pudiendo dificultar la detección de las líneas de emisión del AGN.

1.6 Objetivos del presente trabajo

El objetivo principal de este estudio es la determinación de las propiedades del toro del AGN, centrándonos en su factor de cobertura (f_2). Dado que este proyecto ha recibido una beca de colaboración puede que las cuestiones científicas a responder sean algo más amplias las de un TFG tradicional. Estas son:

- ¿Tienen los AGNs tipo 1 seleccionados en rayos X y en infrarrojo el mismo tipo de toro?
- ¿Existe una dependencia de f_2 con la luminosidad en rayos X como predice los modelos de toro en recesión?
- ¿Existe una dependencia de f_2 con la clasificación como predice el modelo de unificación?
- ¿Existen otras propiedades que puedan diferenciar las muestras seleccionadas en rayos X e infrarrojo?

Para ello se han usado dos muestras de AGNs tipo 1: una seleccionada en rayos X (168 AGNs) y otra en el infrarrojo medio (36 AGNs). El proceso seguido para responder estas preguntas ha constado de cuatro pasos:

- Construcción de la SED de los AGNs: para lo cual se ha desarrollado un código en Java que permite reescribir los datos de los puntos fotométricos en el formato adecuado.
- Ajuste de la SED con componentes de AGN y galaxia: debido a la necesidad de seleccionar el mejor ajuste se desarrolló un código en lenguaje Python.
- Ajuste de la SED del toro con modelos teóricos para determinar f_2 : para ello se desarrolló un código Python capaz de obtener y sustraer las componentes de disco y galaxia para los puntos fotométricos.
- Interpretación de los resultados obtenidos: para ello se produjeron diversos códigos Python para el análisis y representación de f_2 para el conjunto de las muestras.

2. Observaciones multifrecuencia

En la presente sección se describirán los muestreos de cielo utilizados, que cubren desde los rayos X hasta el infrarrojo medio. A manera de resumen se puede ver en la tabla 2 las características de cada uno de los muestreos de imagen utilizados.

Muestreos	Filtros	$\lambda_{eff}^5 / \mu\text{m}$	Profundidad/mag ⁶	Muestreos	Filtros	$\lambda_{eff} / \mu\text{m}$	Profundidad/mag
SDSS [22]	u	0.359	22.0	VHS [25][26]	Y	1.02	21.2
	g	0.464	22.2		J	1.25	21.2
	r	0.612	22.2		H	1.64	20.6
	i	0.744	21.3		K_S	2.15	23.5
	z	0.890	20.5				
PAN-STARRS [23]	g	0.487	23.3	UKIDSS* [27] [28]	Z	0.88	-
	r	0.622	23.2		Y	1.03	20.5
	i	0.755	23.1		J	1.24	20.0
	z	0.868	22.3		H	1.62	18.8
	y	0.963	21.3		K_S	2.19	18.
2MASS* [24]	J	1.25	15.8	UHS* [29]	J	1.24	19.6
	H	1.65	15.1				
	K_S	2.17	14.3				
VIKING [25][26]	Z	0.88	23.1	WISE* [30]	W_1	3.4	16.6
	Y	1.02	22.3		W_2	4.6	15.6
	J	1.25	22.1		W_3	12	11.3
	H	1.65	21.5		W_4	22	8.0
	K_S	2.15	21.2				

Tabla 2: Magnitudes AB salvo las de los muestreos resaltados con un asterisco, que son Vega. Para el caso de UKIDSS se ha tomado como referencia el Large Area Survey (LAS). En todos los casos la profundidad se mide para detecciones a 5σ .

2.1 Rayos X

2.1.1 Muestreos con la misión X-ray Multi-mirror Mission - Newton

X-ray Multi-mirror Mission - Newton (XMM-Newton) es un satélite de la ESA lanzado el 10 de diciembre de 1999 destinado al estudio de fuentes de rayos X. Cuenta con tres detectores que conforman la European Photon Imaging Camera (EPIC), dos de ellos con tecnología MOS y otro con tecnología pn. En el presente

⁵La longitud de onda efectiva es aquella para la que se define el flujo monocromático equivalente de una banda.

⁶La magnitud es una medida del brillo de un cuerpo celeste. Se define como $m = -2.5 \times \log(f/f_0)$ donde f_0 es un flujo de referencia.

trabajo los datos utilizados fueron recogidos con la cámara pn permitiendo alcanzar mayores profundidades. [31]

Cada vez que XMM-Newton realiza una observación del cielo, dentro del campo de visión de la cámara pn (30x30 minutos de arco [31]) se detectan en torno a 30-100 objetos, la mayoría de ellos siendo AGNs. Esto puede apreciarse claramente en la figura 5.

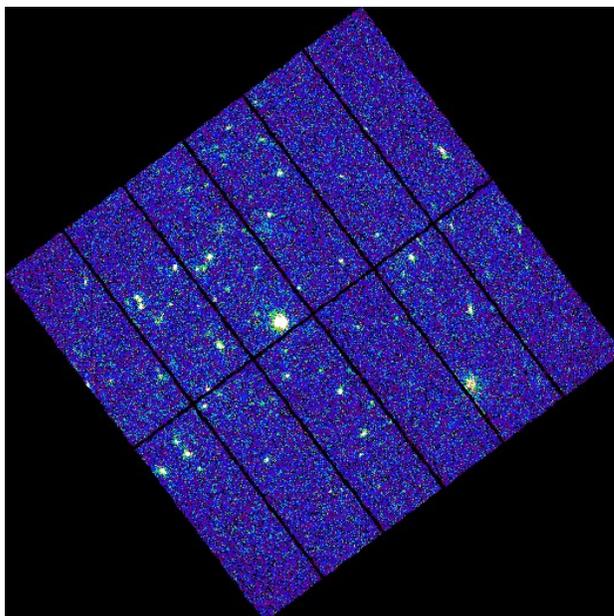


Figura 5: Imagen del campo de visión de la cámara pn durante la observación del cuásar APM08279+5255 (objeto brillante central). El resto de objetos que se pueden ver son fuentes brillantes en rayos X, potencialmente AGNs. Fuente: Imagen de archivo de XMM-Newton

Para gestionar la enorme cantidad de datos obtenidos en estas observaciones la ESA fundó el consorcio Survey Science Centre (SSC). El SSC se encarga de desarrollar software para analizar los datos de XMM-Newton, de identificar las fuentes detectadas en cada observación y de construir catálogos de fuentes detectadas en rayos X [32].

Como resultado de la intensa labor de la SSC se publican periódicamente catálogos de fuentes de XMM-Newton. En el presente trabajo se utilizó el catálogo 2XMM, accesible en https://xmmssc-www.star.le.ac.uk/Catalogue/xcat_public_2XMM.html.

2.2 UV / óptico

2.2.1 Sloan Digital Sky Survey

El *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) se compone de cuatro muestreos (uno en desarrollo actual) con la finalidad de construir una base de datos de acceso público de imagen y espectroscopia desde el UV hasta el infrarrojo cercano [33]. Su último catálogo publicado, el DR14, cubre 14555 deg^2 [22]. Se puede acceder a los datos del último catálogo a través de http://www.sdss.org/dr14/data_access/.

En este trabajo se han usado las magnitudes medidas en los filtros *ugriz*, cuyas curvas se pueden ver en la figura 6, [34] y cuyas profundidades se encuentran en la tabla 2.

2.2.2 Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System

El *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System* (Pan-STARRS) es un muestreo con cinco filtros (*grizy*) cuyas curvas podemos observar en la figura 6 y cuyas profundidades se indican en la tabla 2 [23]. Actualmente cuenta con un único catálogo que cubre todo el cielo por encima de los 30° [23]. El uso de los datos de PAN-STARRS permite complementar y reforzar las observaciones de SDSS. El catálogo esta accesible desde <https://panstarrs.stsci.edu/>.

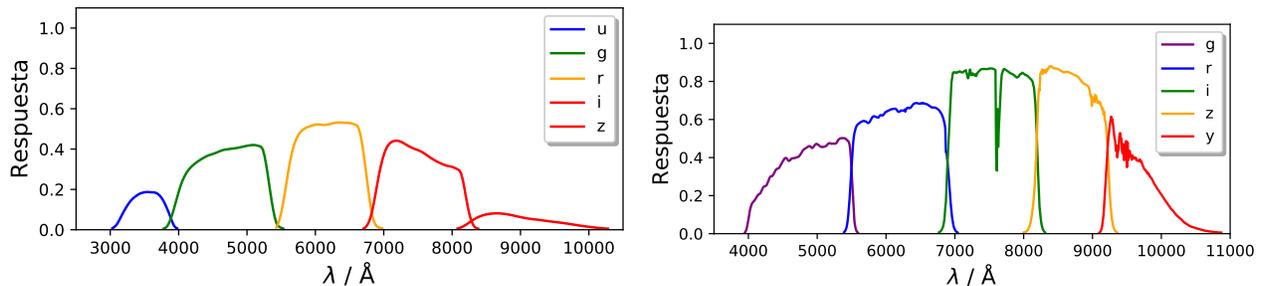


Figura 6: Izquierda: Curvas de respuesta de los filtros *ugriz* usados por SDSS.. Derecha: Curvas de respuestade los filtros *grizy* usados por PAN-STARSS.

2.3 Infrarrojo cercano

2.3.1 Two Micron All-Sky Survey

El *Two Micron All-Sky Survey* (2MASS) obtuvo una imagen de todo el cielo en el infrarrojo cercano [24]. Las observaciones se realizaron en tres filtros (J, H y K_S)

cuyas curvas de respuesta se presentan en la figura 7 [24] y sus profundidades en la tabla 2. El último catálogo de objetos esta accesible desde <https://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/>.

2.3.2 United Kingdom Infra-Red Telescope

El *United Kingdom Infra-Red Telescope* (UKIRT) se dedica al estudio del infrarrojo cercano en cinco filtros anchos distintos (Z, Y, J, H, K). Las curvas de respuesta de los filtros se presentan en la figura 7 [28].

De UKIRT se usaron dos muestreos. El *UKIRT Deep Sky Survey* (UKIDSS), compuesto por varios catálogos como el *Large Area Survey* (LAS, magnitudes límites en la tabla 2) y el *Deep Extragalactic Survey* (DXS, hasta magnitud 21 en el filtro menos sensible). El primero ha cubierto algo más de 4000 deg² de cielo y el segundo 35 deg² [27]. El otro muestreo es el *UKIRT Hemisphere Survey* (UHS), que cubre todo el hemisferio norte en la banda J hasta magnitud 19.6 [29]. Se puede acceder a los datos de ambos muestreos desde <http://wsa.roe.ac.uk/index.html>.

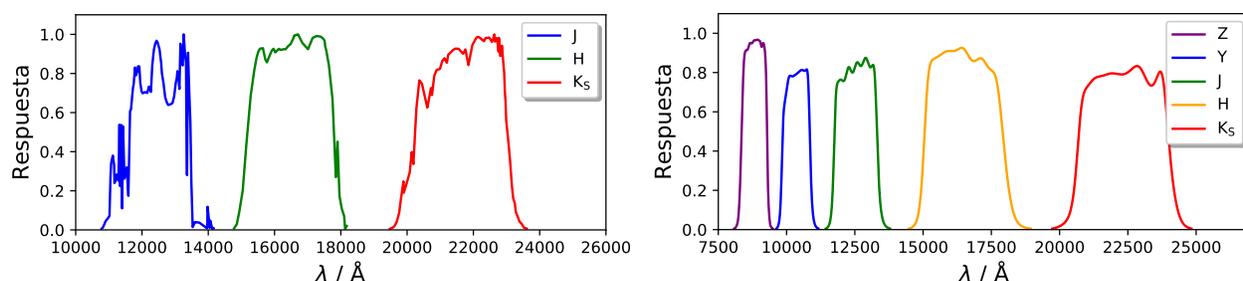


Figura 7: Izquierda: Curvas de respuesta de la familia de filtros usados por 2MASS. Derecha: Curvas de respuesta de los filtros usados por UKIRT.

2.3.3 Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy

El *Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy* (VISTA) es un muestreo dedicado al estudio de objetos en el infrarrojo cercano en el hemisferio sur [25]. Cuenta con cinco filtros: Z, Y, J, H y Ks. Las curvas de respuesta se pueden ver en la imagen 8 [26] y sus profundidades en la tabla 2.

En el presente trabajo se han usado dos muestreos de VISTA: el VISTA Kilo-degree Infrared Galaxy Survey (VIKING), que cubre unos 1500 deg², y el VISTA Hemisphere Survey (VHS) que cubre unos 20000 deg² [25]. Se pueden consultar los

datos de los catálogos desde <http://archive.eso.org/cms/eso-archive-news/second-vista-public-survey-data-release.html>

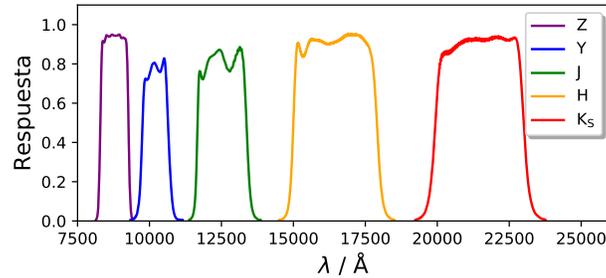


Figura 8: Curvas de respuesta de los filtros de VISTA.

2.4 Infrarrojo medio

2.4.1 Wide-field Infrared Survey Explorer

El *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE) es un telescopio espacial de la NASA que desde 2009 hasta 2011 se dedicó al estudio del cielo en el infrarrojo medio (imagen). El telescopio, cuyo diámetro es de 40 cm, cuenta con cuatro filtros W_1 ($3.4 \mu\text{m}$), W_2 ($4.6 \mu\text{m}$), W_3 ($12 \mu\text{m}$) y W_4 ($22 \mu\text{m}$). En la figura 9 se pueden ver las curvas de respuesta normalizada de los filtros [35].

Los datos obtenidos con WISE cubren la totalidad del cielo [36]. Los datos catalogados como detecciones tienen un cociente señal-radio de al menos 5 en uno de los filtros [30]. La profundidad de los filtros se presentan en la tabla 2.

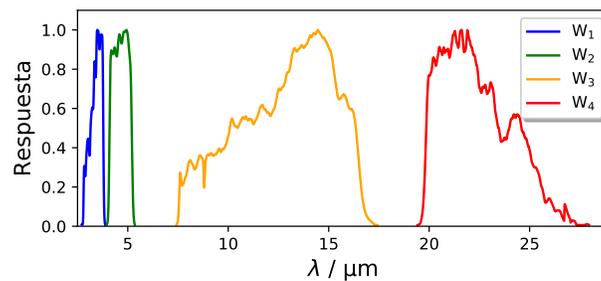


Figura 9: Curvas de respuesta de los filtros de WISE.

3. Muestras de AGNs tipo 1

En esta sección se presentarán las dos muestras empleadas, seleccionadas mediante dos misiones distintas: XMM-Newton y WISE. A continuación se presentará una comparativa de ambas muestras para destacar su complementareidad.

3.1 Bright Ultra-Hard XMM-Newton Survey

El Bright Ultra-Hard XMM-Newton Survey (BUXS) es una muestra de AGNs detectados con XMM-Newton a energías por encima de 4.5keV. BUXS se ha elaborado a partir del segundo catálogo de XMM-Newton, 2XMM. Esta muestra está limitada en flujo ($f_{4.5-10 \text{ keV}} > 6 \times 10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$) como se puede apreciar en la figura 10. El uso de rayos X ultraduros permite detectar los AGNs más oscurecidos, donde los rayos X de menor energía son absorbidos. La muestra cuenta ciertas propiedades que la hacen única para realizar este estudio:

- Los AGNs deben encontrarse en la región del cielo de SDSS para poder contar con puntos fotométricos en el UV/óptico.
- Prácticamente todos los AGNs están detectados por WISE

BUXS contiene 255 AGNs de los cuales 252 tienen ya clasificación espectroscopia y redshift: 171 AGNs tipo 1 y 81 AGNs tipo 2. Se han usado en el presente trabajo unicamente los AGN tipo 1. De estos 171 objetos se han desechado en segunda revisión tres casos por las siguientes razones: a) 1 AGN fue eliminado por tener una luminosidad inferior a $L_X = 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$, corte en luminosidad impuesto para maximizar el contraste con la galaxia; b) 2 AGNs por no tener detecciones en WISE.

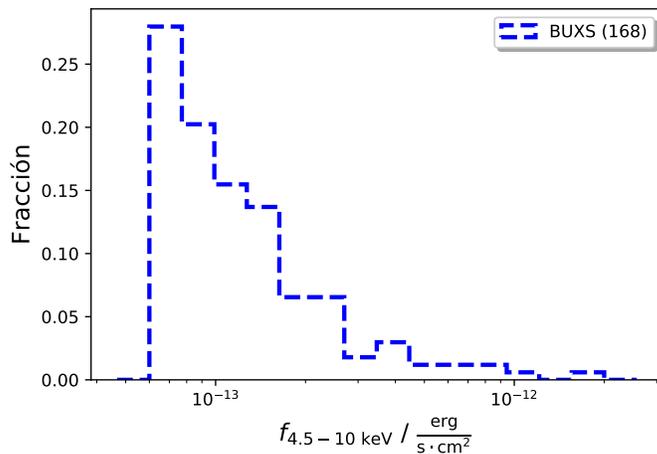


Figura 10: Distribución en flujo de los AGNs de BUXS. Se puede ver claramente el corte aplicado en $f_{4.5-10 \text{ keV}}$.

De estos 168 AGNs ya se dispone, previamente a la realización del proyecto, de una medida del flujo en 2 – 10 keV así como de la luminosidad intrínseca en rayos X a 2 – 10 keV (en el sistema de referencia del objeto).

En la muestra usada se tienen 37 AGNs tipo 1.2, 20 AGNs tipo 1.5, 7 AGNs tipo 1.8 y 14 AGNs tipo 1.9 entre los AGNs de la muestra. Solo los AGNs con redshifts más bajos se han podido clasificar en tipos intermedios (ver sección 1.2). Esto se debe a que a medida que el redshift aumenta, las líneas de emisión para clasificar los objetos (H_α 6563 Å, H_β 4861 Å y [O III] 5007 Å) se desplazan al infrarrojo, fuera del intervalo de longitudes de onda que cubren los espectros de nuestros objetos. Esto provoca que a medida que aumentan el redshift muchos AGNs intermedios se han clasificado como tipo 2 (sin detección de líneas espectrales anchas) y por tanto no están en nuestra muestra. Este efecto es especialmente importante en los AGNs tipo 1.9, dado que estos objetos se clasifican en base a la detección de la componente ancha de la línea espectral H_α 6563 Å (junto con la no detección de otras líneas anchas en el rango UV/óptico). Este efecto se puede apreciar en la figura 11 donde se ve como los AGNs con clasificación intermedias se sitúan en redshifts bajos.

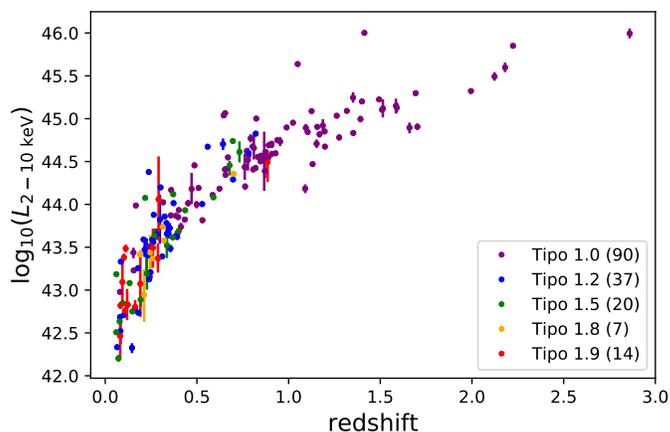


Figura 11: Logaritmo de la luminosidad en rayos X frente al redshift. El color del punto indica la clasificación del objeto.

Nuestros 168 AGNs tipo 1 tienen medidas en los cuatro filtros de WISE y en los cinco de SDSS por construcción. Además 29 AGNs cuentan con detección en PAN-STARRS y de entre los distintos muestreos 38 AGNs cuentan con una única medida en el infrarrojo cercano, 2 AGNs cuentan con dos medidas, 42 AGNs cuentan con tres, 80 AGNs cuentan con cuatro y 2 AGNs cuentan con cinco.

La muestra de AGNs tipo 1 de BUXS está conformada mayormente por objetos a bajo redshift, como puede apreciarse en la figura 12, muestreando muy bien redshifts con valores de $z \approx 0 - 1.5$. Además la muestra cubre cuatro ordenes de magnitud en luminosidad en rayos X, $L_{2-10 \text{ keV}} \approx 10^{42} - 10^{46} \text{ erg s}^{-1}$.

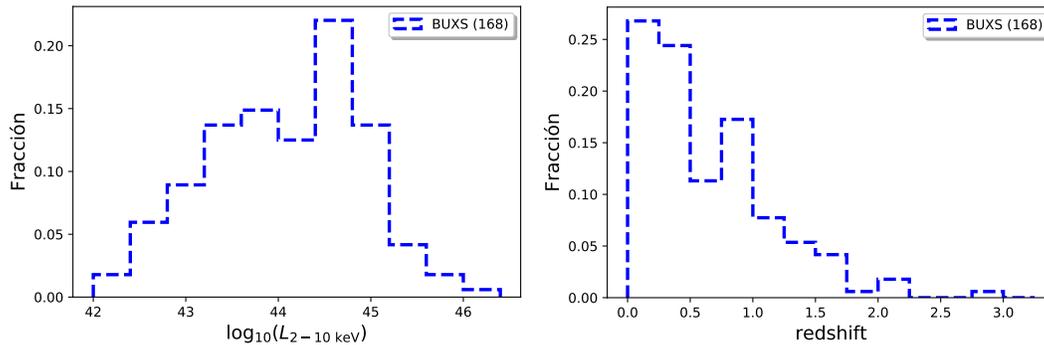


Figura 12: Izquierda: distribución de $\log_{10}(L_{2-10 \text{ keV}})$ de los AGNs de la muestra de BUXS. Derecha: distribución de redshift de los AGNs de la muestra de BUXS.

3.2 AGNs tipo 1 seleccionados con WISE

La muestra de AGNs de WISE fue seleccionada usando colores (cocientes de flujos monocromáticos) en el infrarrojo medio. El criterio de color utilizado fue el de Mateos et al. 2012 [20] que utiliza los flujos monocromáticos en las bandas de WISE W_1, W_2 y W_3 . Como se puede ver en la figura (13) los AGNs se encuentran dentro de la caja de selección definida en el trabajo citado. Esta muestra está limitada en flujo tal que $f_{12 \mu\text{m}} > 0.98 \text{ mJy}$, como se puede ver en la figura 14. Todos los AGNs están detectados en las tres bandas de menor longitud de onda de WISE ($3.4 \mu\text{m}$, $4.6 \mu\text{m}$ y $12 \mu\text{m}$). Estos objetos se identificaron en los 6 grados cuadrados de área de cielo del muestreo BUXS donde se tienen las observaciones más profundas con XMM-Newton.

De esta manera se ha conformado una muestra compuesta por 97 AGNs de los cuales 45 se han clasificado espectroscópicamente como tipo 1, 45 como tipo 2, 2 como BALQSOs y 5 no han sido clasificados todavía. De la muestra solo se usarán en el presente trabajo los AGNs tipo 1 y los BALQSOs, un total de 47 objetos.

Para identificar posibles AGNs comunes con los objetos de BUXS se buscaron contrapartidas en un radio de 10 segundos de arco. De esta manera se han encontrado 11 AGNs comunes a ambas muestras que se han eliminado de la muestra de WISE, quedando un total de 36 AGNs: 34 Tipos 1 y 2 BALQSOs.

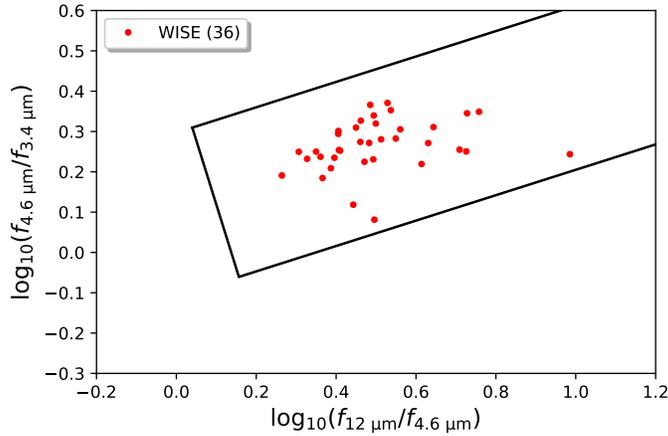


Figura 13: Distribución de colores de los AGNs de la muestra final de WISE. Se han usado los flujos monocromáticos en las bandas W_1, W_2 y W_3 . La línea sólida indica la región de AGNs definida en Mateos et al. 2012 [20]

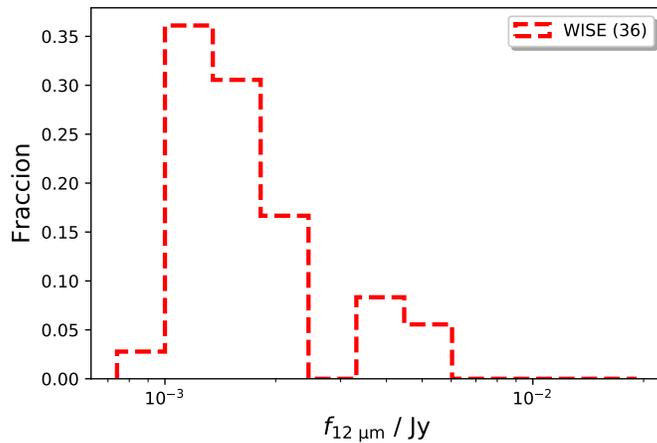


Figura 14: Distribución de $f_{12\mu m}$ de los objetos de la muestra de WISE tipo 1 y BALQSOs.

Todos los AGNs tienen medidas en los cuatro filtros de WISE y en los cinco de SDSS. Además en el rango UV/óptico 31 AGNs tienen medidas en los cinco filtros de PAN-STARRS, 3 en solo cuatro de los filtros y dos en ninguno. En el infrarrojo cercano, 6 AGNs tienen medidas en los tres filtros de 2MASS mientras el resto no tienen medida alguna en estos filtros. 19 AGNs tienen medido el flujo en el filtro de UHS, 11 tienen medidas en los filtros de UKIDDS y 6 objetos no tienen medidas en ninguno de estos filtros.

Como se puede apreciar en la figura 15 los AGNs de WISE cubren un rango de redshift de $z \sim 0.5 - 2.5$. Los valores de luminosidad en rayos X por su parte abarcan dos órdenes de magnitud, $L_{2-10 \text{ keV}} \sim 10^{43} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$.

Cabe destacar que a pesar de tratarse de observaciones profundas en rayos X hay 6 AGNs que no están detectados en rayos X: los dos BALQSOs y cuatro AGNs Tipo 1. En estos casos solo se dispone de límites superiores en flujo/luminosidad.

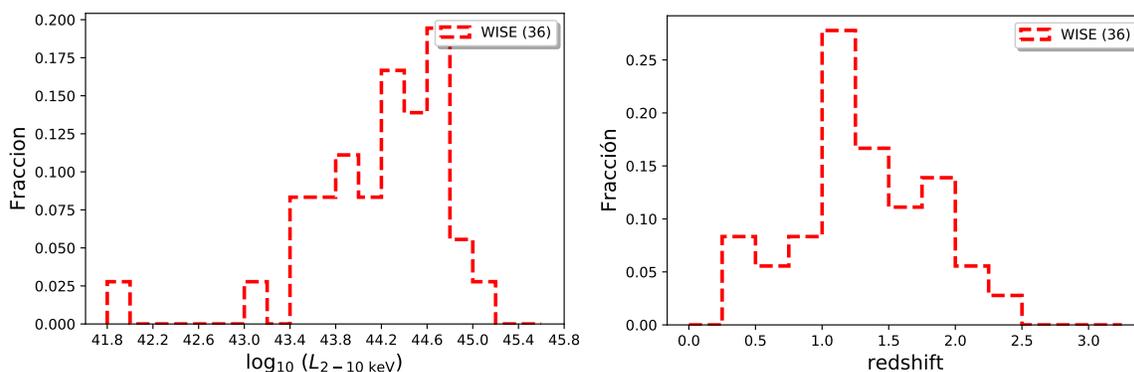


Figura 15: Izquierda: distribución de $\log_{10}(L_{2-10 \text{ keV}})$ de los objetos tipo 1 de la muestra de WISE. Derecha: distribución de redshift de los objetos tipo 1 de la muestra de WISE.

3.3 Comparaciones entre muestras

En la figura 16 se comparan las distribuciones en redshift y luminosidad en rayos X de las dos muestras de AGNs. La distribución de luminosidad en rayos X de la muestra de WISE es más estrecha, si bien ambas están centradas en aproximadamente los mismo valores.

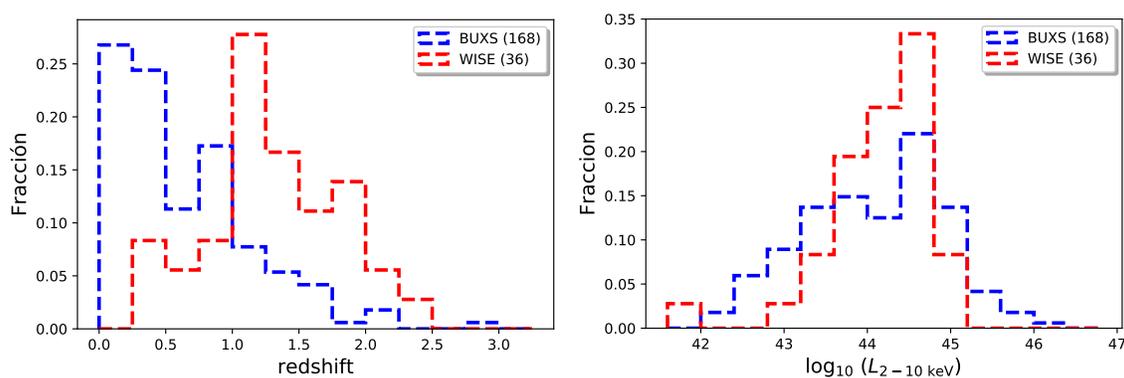


Figura 16: Izquierda: distribución del redshift de las dos muestras. Derecha: distribución de $\log_{10}(L_{2-10 \text{ keV}})$ de las dos muestras.

En la figura 17 Se representa la luminosidad en rayos X frente al redshift. Se ve que a un mismo redshift un objeto de WISE es más débil en rayos X que un objeto de BUXS. Es importante destacar que la luminosidad en rayos X ya es intrínseca, es decir, está corregida por la absorción nuclear del AGN.

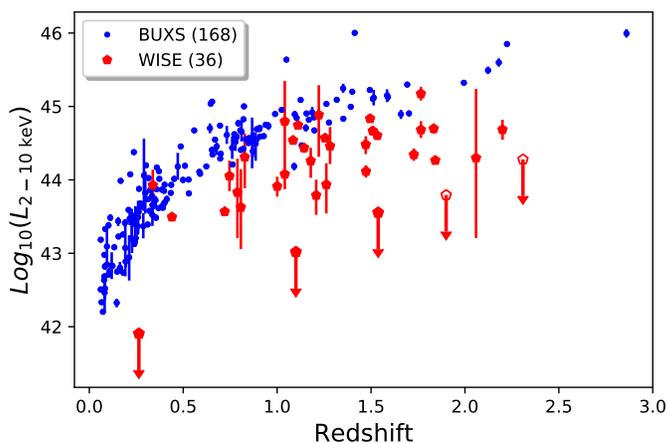


Figura 17: Logaritmo decimal de la luminosidad en rayos X frente al redshift. Se destacan así mismo tanto los límites superiores de luminosidad de rayos X de WISE mediante flechas como los BALQSOs mediante círculos vacíos.

La distribución de colores en el infrarrojo medio de las dos muestras se presenta la figura 18. Podemos ver como la muestra de WISE tiene colores más rojos (emite más a longitudes de onda mayores) que la de BUXS.

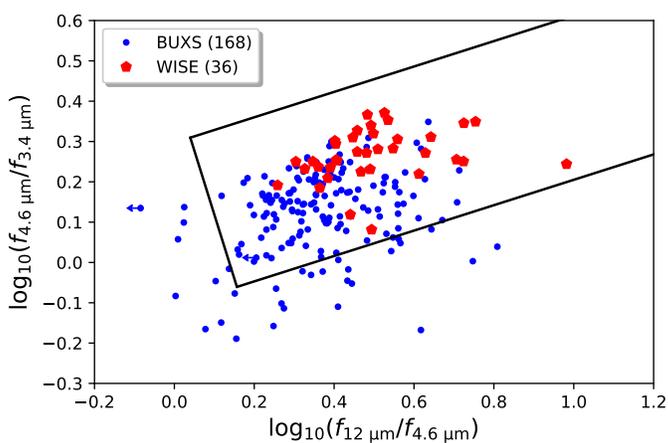


Figura 18: Distribución de colores en el infrarrojo medio. Para definirlos se usan los flujos monocromáticos de WISE 3.4 μm , 4.6 μm y 12 μm . La caja representa la selección por colores propuesta por Mateos et. al [20]. Cuanto más a la derecha y arriba más rojo un objeto.

Se representa el logaritmo de la luminosidad de rayos X frente al logaritmo de la luminosidad a 12 μm en la figura 19. Dada una luminosidad en rayos X los AGNs de WISE tienen una mayor luminosidad infrarroja que los AGNs de BUXS.

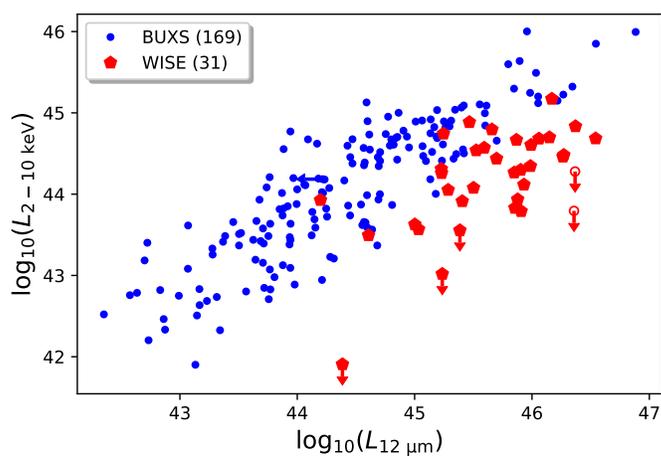


Figura 19: Logaritmo de la luminosidad en rayos X frente al logaritmo de la luminosidad a $12 \mu\text{m}$.

Podemos concluir que la muestra de WISE complementa a la de BUXS: a cada redshift recoge objetos menos luminosos en rayos X, extiende nuestra muestra de AGNs tipo 1 a redshifts más altos, los AGNs tienen SEDs en el infrarrojo medio más rojas y además, dada una luminosidad en rayos X, son más luminosos en el infrarrojo medio.

4. Determinación de las propiedades del toro y disco de acreción

El primer objetivo de este estudio es el aislamiento de la emisión del toro, ya que el flujo observado contiene una contribución del AGN y otra de la galaxia anfitriona. En las longitudes de onda del trabajo la contribución del AGN tiene dos componentes predominantes: toro y disco. Así pues para poder determinar la SED del toro es necesario determinar la contribución del disco de acreción y de la galaxia anfitriona. También se explicará en esta sección como se han obtenido los siguientes parámetros de los AGNs: las luminosidades del toro y del disco de acreción y factor de cobertura del toro, f_2 .

4.1 Obtención del mejor ajuste de la SED

Para ajustar las distribuciones de energía de nuestros AGNs se utilizó el programa *SEd Analysis using BAYesian Statistics* (SEABAS) [37]. Este programa es capaz de obtener el mejor ajuste de la SED de un AGN utilizando un máximo de tres componentes: toro, disco y, opcionalmente, galaxia anfitriona.

Para modelar la emisión del disco de acreción se ha dispuesto de una serie de modelos de disco de acreción. Estos usan para $\lambda < 0.7 \mu\text{m}$ la SED promedio de los AGN tipo 1 de Richards et al. (2006) [38] y una ley de potencias $\lambda f_\lambda \propto \lambda^{-1}$ para mayores longitudes de onda. Al disco de acreción se le ha enrojecido usando la ley de extinción de la Pequeña Nube de Magallanes de Gordon & Clayton (1998) [39] para $\lambda < 3300 \text{ \AA}$, dado que se ha demostrado la mejor forma de representar el enrojecimiento del núcleo de los AGNs. Para $\lambda > 3300 \text{ \AA}$ se ha usado la ley de extinción galáctica de Cardelli, Clayton y Mathis (1989) [40]. Se ha utilizado un rango de extinciones desde $E(B - V)^7 = 0$ hasta $E(B - V) = 0.65$ en pasos de $\Delta E(B - V) = 0.005$.

Por su parte, para describir la emisión del toro se han usado las SEDs típicas de toro de Silva et al. (2004) [41]. Se han usado tanto la de AGNs de tipo 1 (sin extinción) como las de tipo 2, con diferentes valores de absorción en rayos X: a) $N_H = 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$; b) $N_H = 10^{23} - 10^{24} \text{ cm}^{-2}$; c) $N_H = 10^{24} - 10^{25} \text{ cm}^{-2}$. Como se observa en la figura 20 no hay grandes diferencias entre unas y otras, salvo para el caso $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ donde la SED del toro es más roja (cae mucho

⁷ $E(B-V)$ se define como la diferencia de extinciones entre los filtros B y V de Johnson

más rápido a longitudes de onda cortas). Se han utilizado todos los modelos para ajustar la SED del toro porque se sabe que incluso para AGNs tipo 1 puede variar significativamente de un objeto a otro [42]. Por ello, para poder determinar adecuadamente la SED del toro en cada objeto es importante incluir en el análisis los modelos correspondientes a todos los AGNs tipo 2. Aun así, es de esperar que la mayoría de nuestros AGNs "prefieran" el modelo sin extinción, teniendo en cuenta que todos son AGNs tipo 1.

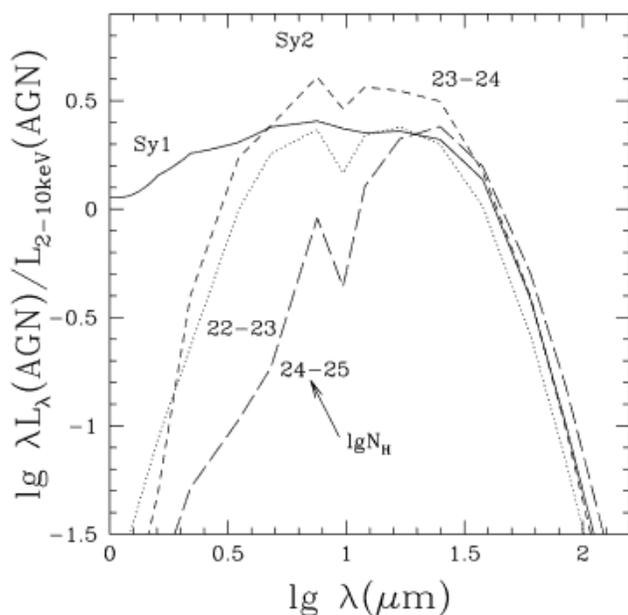


Figura 20: Plantillas de toro usadas en el estudio. La línea sólida corresponde al modelo sin extinción, la línea de puntos al modelo con $N_H = 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, la de guiones cortos a la de $N_H = 10^{23} - 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ y la de guiones largos a la de $N_H = 10^{24} - 10^{25} \text{ cm}^{-2}$.

Los modelos de la galaxia anfitriona son Rovilos et al. (2014) [37]. Estas plantillas utilizan los modelos de población estelar de Bruzual & Charlot (2003) [43], con diversas metalicidades solares, etapas de formación estelar y edades. De esta manera se tienen 75 SEDs de galaxias anfitrionas a las cuales se les aplicó la ley de extinción de polvo de Calzetti et al. (2000) [44] con $E(B - V)$ de 0 hasta 2 en pasos de 0.1. Así finalmente utilizaron de 1500 modelos de galaxia anfitriona.

Para poder llevar a cabo el ajuste de la SED es fundamental tener suficientes puntos cubriendo un amplio rango de longitudes de onda. Como ya se explicó en la sección 3.1 tanto los objetos de WISE como los de BUXS cuentan con mediciones en los cuatro filtros de WISE y en los cinco de SDSS, lo que constituye el mínimo número de puntos para poder obtener un ajuste realista. Las medidas del infrarrojo cercano (2MASS, UKIRT y VISTA) permiten determinar mejor la contribución de la galaxia anfitriona, pues en esta región alcanza el máximo de emisión.

El programa requiere del redshift de los objetos y de los puntos fotométricos en unidades de flujo monocromático (mJy) junto con sus errores, siendo capaz de tratar límites superiores en flujo. Se prepararon los archivos de entrada distinguiéndose para cada punto una etiqueta identificadora, el valor del flujo y su error.

Durante el calculo de los flujos se tuvo en cuenta la extinción que causa la propia Vía Láctea. Para ello se obtuvo la densidad columna de la Vía Láctea usando el mapa de Dickey & Lockman (1990) [45] para cada objeto conocidas sus coordenadas. Con la densidad columna se pudo obtener el valor de extinción total en la banda visible, A_v , ya que para la Vía Láctea $A_v/N_H = 5.3 \times 10^{-22} \text{ mag/cm}^{-2}$. Aplicando entonces el modelo de extinción para la Vía Láctea de Allen (1976) se calculó el valor del flujo sin absorción como:

$$f_{obs}(\lambda) = f_0(\lambda) \cdot 10^{-0.44 \cdot A_\lambda} \quad \text{con} \quad A_\lambda = \frac{k(\lambda) \cdot A_v}{R_v}$$

donde f_0 es el flujo que se observaría sin extinción, $k(\lambda)$ es la curva de enrojecimiento y $R_v = 3.1$ da cuenta de la pendiente de la curva de enrojecimiento. Aplicando esto para todos los AGNs se obtuvo el valor de los flujos corregidos por la extinción de la Vía Láctea. La corrección es pequeña, siendo de $\sim 14.9\%$ en el visible,⁸ 3.8% en el infrarrojo cercano y prácticamente cero en el infrarrojo medio.

Para cada AGN se realizó un ajuste con y sin galaxia anfitriona. La finalidad de realizar ambos ajustes es dirimir si el mejor ajuste de la SED es con una componente de galaxia anfitriona o sin ella. Es evidente que al permitir ajustar una galaxia anfitriona siempre será más preciso el ajuste con esta, aunque la mejora sea muy leve. Para considerar solo los casos en los que el ajuste con galaxia anfitriona es realmente necesario se usa la variación de χ^2 , siguiendo el criterio de Rovilos et al. (2014) [37]: se considerará como mejor ajuste el que incluye galaxia anfitriona si $\Delta\chi^2 < -11.8^9$, lo que es lo mismo que un intervalo de confianza de 3σ . En caso de que no $\Delta\chi^2 < -11.8$ se considerará que no es necesaria una componente galáctica.

Aplicando el criterio descrito para la selección del mejor ajuste se encontró que las SEDs de 55 AGNs de la muestra de BUXS están dominadas por el AGN y en 113 se distinguen AGN y galaxia anfitriona. Así mismo en la muestra de WISE se encontró que en las SEDs de 21 AGNs el AGN domina y en 15 SEDs si

⁸Se considera pequeña pues la amplitud de los errores de los flujos suele estar entre el 10-20%.

⁹El criterio seguido por Rovilos define $\Delta\chi^2$ como negativa.

se distinguían AGN y galaxia anfitriona. Como ejemplo del análisis que hemos realizado se puede ver un ajuste de una SED con SEABAS en la figura 21. Tanto esta figura como las sucesivas se representa en el sistema de referencia del AGN salvo que se indique lo contrario.

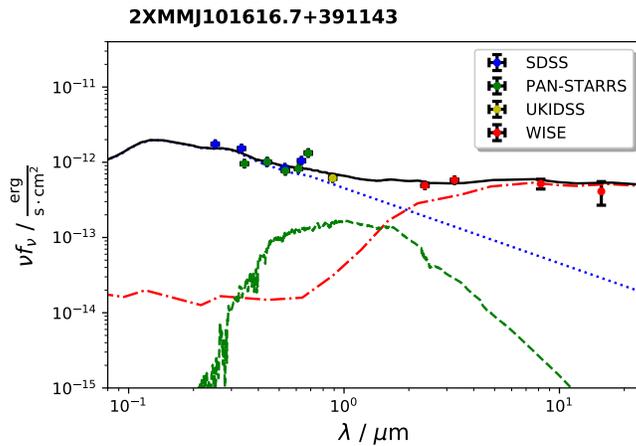


Figura 21: Ejemplo de la descomposición de la SED observada de un AGN con componentes de disco, toro y galaxia anfitriona. La línea azul punteada representa el disco de acreción, la línea de guiones y punto rojos corresponde al toro, la línea de guiones verde es la galaxia y la línea sólida negra representa el mejor ajuste. Los círculos representan la SED observada en cada AGN.

Se puede ver la distribución de extinciones del disco en la figura 22. Se puede comprobar como el número de objetos representados es menor que el total de cada muestra. Esto se debe a que en el mejor ajuste de las SEDs de 11 AGNs de BUXS y 1 AGN de WISE la emisión desde el UV al infrarrojo está dominada por la galaxia anfitriona haciendo muy difícil la detección de la emisión del disco. Predominan las extinciones bajas para los discos de acreción de nuestros objetos. Dado que la muestra está compuesta por AGNs tipo 1 es lo esperado de acuerdo al modelo unificado estándar de AGN. De hecho, lo más frecuente en ambas muestras es que el disco de acreción no tenga extinción alguna.

Por otra parte se puede estudiar también la fracción de AGNs que prefiere cada una de las plantillas de toro según el rango de densidad columna de rayos X. Como habíamos anticipado en esta misma sección el modelo utilizado preferentemente es la correspondiente a los AGNs tipo 1 ($N_H = 0 \text{ cm}^{-2}$).

4.2 Determinación de la emisión del toro

Una vez determinada las contribuciones de la galaxia anfitriona y del AGN (disco de acreción y toro) para cada longitud de onda se procedió a aislar la emisión del toro. Para ello al flujo de cada punto fotométrico se le restó las contribuciones del disco y de la galaxia.

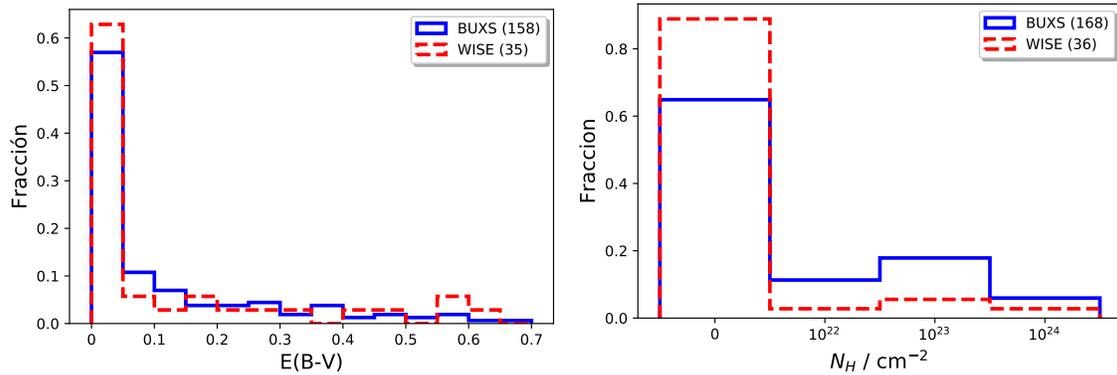


Figura 22: Izquierda: distribuciones de extinciones del disco de acreción. Derecha: fracción de AGNs de cada muestra que usan las plantillas de toro utilizadas.

SEABAS no proporciona errores en las normalizaciones de cada uno de los ajustes. Para determinar el error asociado a la determinación de la emisión del toro se obtuvieron también los flujos integrados con su error en tres rangos de longitud durante el ajuste de la SED de los AGNs: $0.8 - 2.5 \mu\text{m}$, $2.5 - 4.5 \mu\text{m}$ y $4.5 - 7.0 \mu\text{m}$. A cada punto fotométrico de la SED del toro se le asignó un error igual al de la banda cuya longitud de onda central estaba más próxima. Dado que el error obtenido por SEABAS es asimétrico se simetrizó usando un código cedido por F. Carrera. Este código dado un flujo f y sus incertidumbres asociadas f_+ y f_- calcula la gaussiana con media f y anchura σ tal que dado la probabilidad integrada entre f_+ y f_- es igual al intervalo de confianza utilizado en este estudio (68.3%).

Existen sin embargo algunos casos especiales que deben ser tenidos en cuenta: a) el punto fotométrico es un límite superior; b) el flujo observado es menor que las contribuciones de disco y galaxia.

En el primer caso el valor del flujo del toro se define como un nuevo límite superior con valor igual a la suma cuadrática del valor original y el error correspondiente. En el segundo caso el flujo corregido es también un límite superior de valor igual a la suma cuadrática de los errores asociados al punto fotométrico y al ajuste de la SED.

En la figura 23 se presentan tres ejemplos de ajustes de SEDs obtenidas con SEABASs y los puntos fotométricos resultantes (SEDs del toro) después de la sustracción de las componentes de galaxia anfitriona y disco de acreción.

4.2 Determinación de la emisión del toro

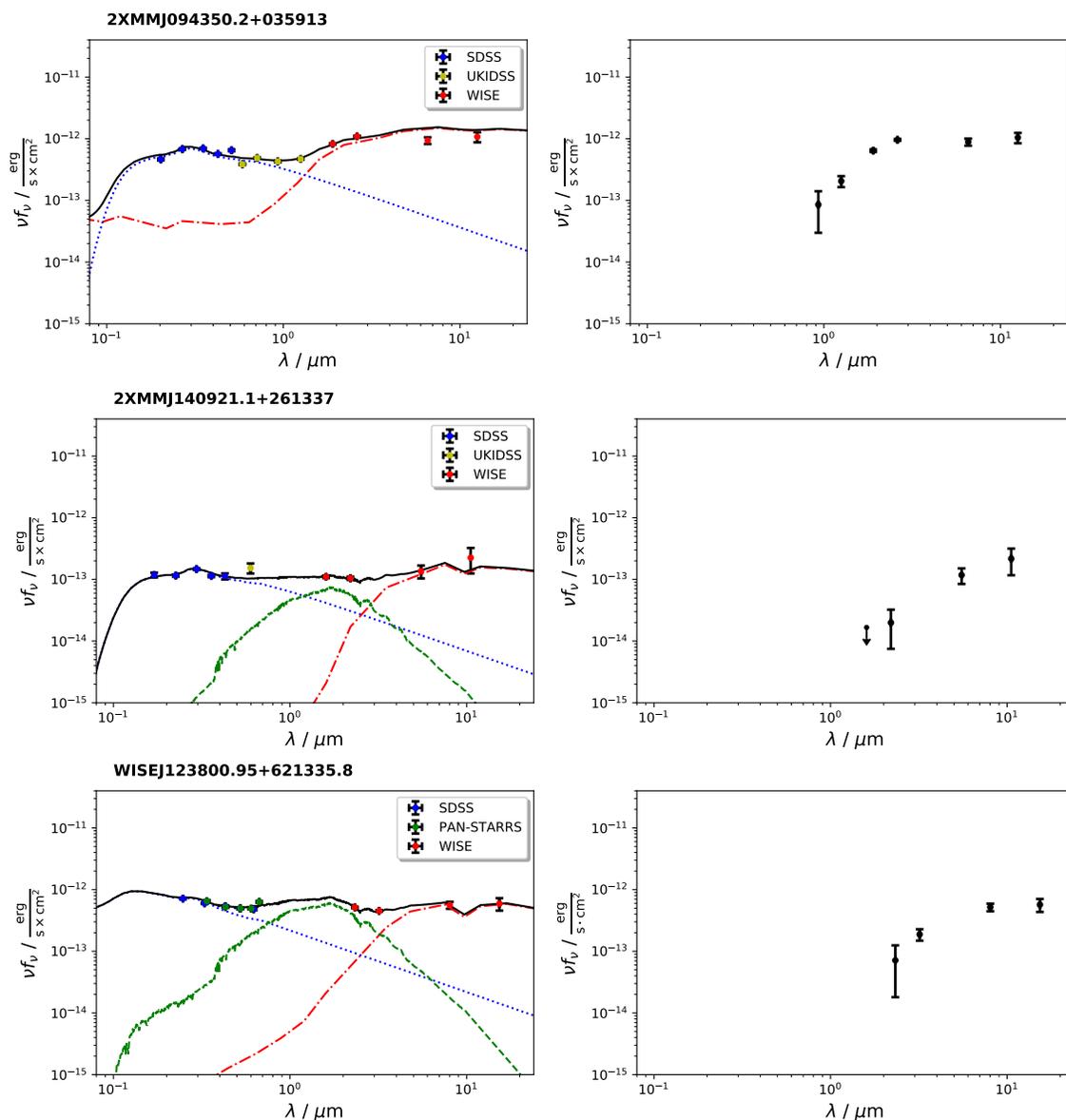


Figura 23: Izquierda: ajuste obtenido con SEABAS para tres AGNs: la línea roja de puntos y guiones corresponde al disco de acreción, la línea de puntos azul al toro, la línea de guiones verde a la galaxia anfitriona y la línea sólida negra al mejor ajuste. Los círculos representan la SED observada en cada AGN. Derecha: SED del toro de los AGN. Los dos AGNs superiores pertenecen a la muestra de BUXS y el inferior a la muestra de WISE.

4.3 Ajuste de las SEDs del toro

Para el modelaje de la SED del toro solo se usan los puntos fotométricos cuya longitud de onda en el sistema de referencia del AGN es mayor o igual a $0.8 \mu\text{m}$. Se ha impuesto este límite pues la emisión del toro por debajo de esta longitud de onda es muy pequeña.

Para determinar las propiedades del toro se ha recurrido al modelo de toro grumoso de Nenkova (2008) [17] [46]. En este modelo el polvo dentro del toro se distribuye en nubes de alta densidad. La distribución radial de nubes se parametriza como una ley de potencias tal que $N(r) \propto r^{-q}$, donde N es el número de nubes y q es el índice de la ley de potencias. La distribución angular de nubes se define como una gaussiana de anchura σ :

$$N_T(\beta) = N_0 \times e^{(-\beta^2/\sigma^2)}$$

donde N_T es el número de nubes a lo largo de la línea de visión, $\beta = \pi/2 - i$ es el ángulo de visión respecto del plano ecuatorial del toro e i es el ángulo de visión desde el eje del toro. Se define en este modelo el grosor radial del toro (Y) como la distancia entre el radio externo (R_o) y el interno (R_d). El radio interno a su vez viene determinado por la luminosidad del AGN y la temperatura de sublimación del polvo. Se considera que las nubes son ópticamente densas y tienen la misma profundidad óptica, definida en la banda V a 5500 \AA . Se representa una esquema de esta estructura en la figura 24.

Debido las múltiples variables involucradas, el resultado final es una librería de varios cientos de miles de plantillas de toro para 9-14 puntos en nuestras SEDs. Es evidente que las SEDs no se pueden ajustar de manera sencilla. La solución es el código BayesCLUMPY desarrollado por Asensio Ramos & Ramos Almeida (2009) [47], colaboradores del Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). Este código fue desarrollado para este problema: ajustar observaciones como las de este trabajo usando los modelos de toro de Nenkova aplicando estadística bayesiana. BayesCLUMPY da una distribución de probabilidad¹⁰ para cada parámetro del ajuste, entre ellos el factor de cobertura del toro que se define como:

$$f_2 = 1 - \int_0^{\pi/2} P_{esc}(\beta) \cos(\beta) d\beta$$

¹⁰Al ser estadística bayesiana realmente se trata de una distribución de probabilidad a posteriori.

donde $P_{esc}(\beta) = e^{-N_0 \times e^{(-\beta^2/\sigma^2)}}$ es la probabilidad de que la luz de un AGN emitida en un ángulo β escape sin verse afectada por el toro. Como se puede ver f_2 no depende del ángulo de inclinación, motivo por el cual da la proporción real de AGNs tipo 2. En la figura 25 se pueden ver tres ejemplos de ajustes de la SED del toro junto con la distribución de f_2 de cada caso. Se aprecia como la forma de la distribución de f_2 varía mucho de un objeto a otro. Por ello, para no perder nada de información de los ajustes se usará la distribución completa de f_2 para analizar los resultados obtenidos.

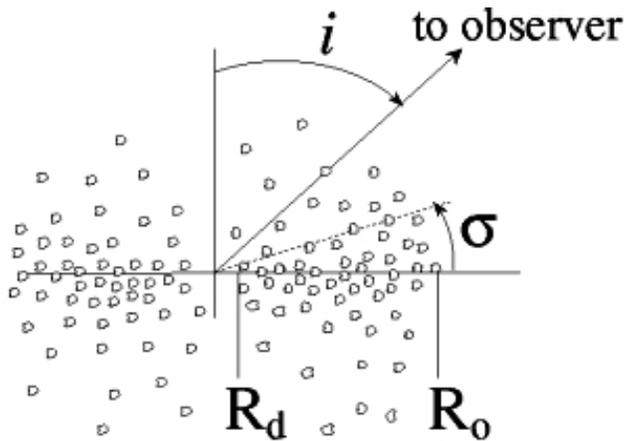


Figura 24: Estructura geométrica del toro de Nenkova. Fuente: CLUMPY [48]

4.4 Determinación de las luminosidades del toro y disco de acreción

Existen dos luminosidades que suelen usarse como indicadores de la luminosidad bolométrica del AGN: la luminosidad a $6 \mu\text{m}$ del toro y la luminosidad a 2500 \AA del disco de acreción (ambas definidas en el sistema de referencia del AGN).

Para el caso de la luminosidad a $6 \mu\text{m}$ se usa la componente de toro obtenida por SEABAS. La componente de toro se expresa como una lista de puntos con dos valores: longitud de onda y flujo en unidades νf_ν . Para obtener el flujo a $6 \mu\text{m}$ se lleva a cabo la interpolación entre los puntos inmediatamente posterior y anterior al valor de $6 \mu\text{m}$ usando una interpolación lineal. Para obtener la distancia luminosidad se utilizaron los parámetros cosmológicos $H_0 = 70 \frac{\text{km}}{\text{s} \times \text{Mpc}}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_L = 0.7$ y el redshift de cada objeto. En la figura 26 se representa la distribución del logaritmo decimal de las luminosidades a $6 \mu\text{m}$ en función del redshift.

4.4 Determinación de las luminosidades del toro y disco de acreción

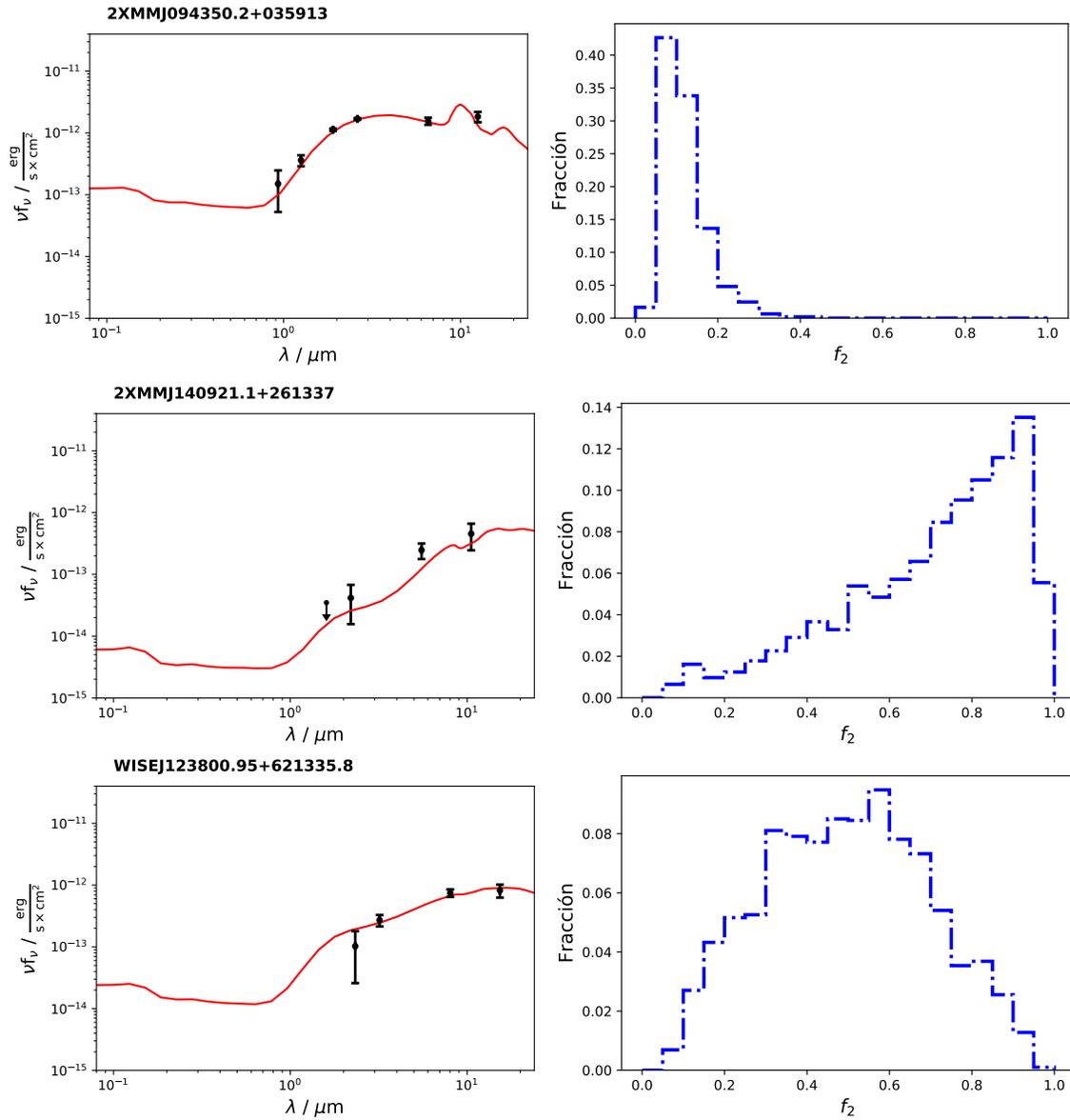


Figura 25: Izquierda: representación del ajuste obtenido con BayesCLUMPY para el toro en tres AGNs. En todos ellos se representan los puntos fotométricos que conforman la SED del toro. Derecha: distribuciones de probabilidad de f_2 . A pesar de que todos los AGNs son tipo 1 existe una gran variedad de factores de cobertura de toro. Los dos AGNs superiores pertenecen a la muestra de BUXS y el inferior a la muestra de WISE.

Para la obtención de la luminosidad a 2500 \AA el proceso varía ligeramente. Es necesario considerar la luminosidad intrínseca del disco, sin extinción. La manera más sencilla es sustituir el modelo del disco de acreción con extinción por el modelo sin extinción haciendo coincidir aquellos valores donde el efecto de la extinción sea desdeñable. Para ajustar las plantillas de disco de acreción SEABAS simplemente las multiplica por un cierto factor de escala. Por tanto si obtenemos este factor a longitudes de onda no afectadas por la extinción se puede obtener el flujo y por tanto la luminosidad intrínseca del disco a 2500 \AA . La longitud de onda elegida fue $\lambda = 20.7 \text{ \mu m}$.

Una vez obtenido el flujo a 2500 \AA la luminosidad se deriva de manera inmediata de la misma manera que para 6 \mu m . En la figura 26 se puede ver el logaritmo la luminosidad a 2500 \AA frente al redshift.

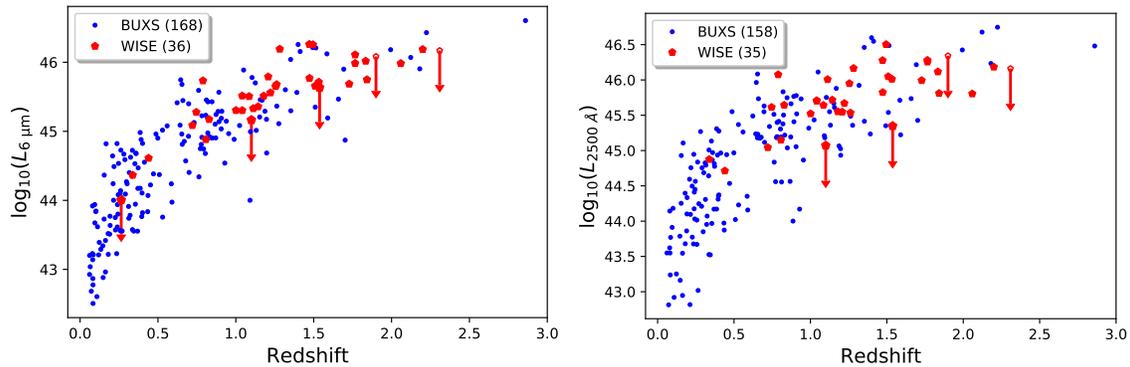


Figura 26: Izquierda: logaritmo decimal de la luminosidad a 6 \mu m frente al redshift. Derecha: logaritmo decimal de la luminosidad a 2500 \AA frente al redshift. En ambos casos los límites superiores se representan mediante flechas y los BALQSOs como pentágonos huecos.

4.5 Herramientas complementarias desarrolladas

A lo largo del proyecto se han desarrollado diferentes herramientas principalmente en lenguaje Python para ayudar con el ajuste de las SEDs, el modelado de la emisión del toro y analizar los resultados obtenidos.

- Se desarrollaron diversos programas para el análisis y representación de las propiedades de las muestras de objetos.

- Se desarrollo un programa en lenguaje Java (único código escrito en este lenguaje) para reescribir los datos fotométricos de ambas muestras en un formato que pudiera entender SEABAS. Así mismo, se creó un código capaz de: a) leer la salida de SEABAS; b) escoger el mejor ajuste para cada caso; c) reescribir o copiar los archivos de salida correspondiente; d) crear gráficos donde se presenten los resultados de cada ajuste y del conjunto de ellos. Por último, se creó un programa para corregir por la extinción de nuestra galaxia la extinción de nuestra galaxia los puntos fotométricos y para determinar la componente del disco de acreción del mejor ajuste corregida por la extinción nuclear.
- Para la obtención de la SED del toro (sección 4.2) fue necesario desarrollar un programa que sustrajera las componentes de disco y galaxia y escribiera estos resultados en un formato que BayesCLUMPY comprendiera.
- Para la obtención de las luminosidad a $6\ \mu\text{m}$ y a $2500\ \text{Å}$ se desarrolló un código que obtuviera los flujos tal como se describió en la sección 4.4 y produjera las gráficas pertinentes y tablas con los resultados para su análisis posterior.
- Finalmente se elaboró un programa para combinar las distribuciones de probabilidad de f_2 de cada objeto y obtener así distribuciones de f_2 para distintas sub-muestras de AGNs.

5. Resultados y discusión

Como se explicó en la sección 4.3, para describir el f_2 de cada objeto se utiliza la distribución de probabilidad obtenida al ajustar la SED del toro. No obstante, para el análisis de las muestras se usa la distribución conjunta de los objetos. BayesCLUMPY da para cada AGN un archivo de salida que contiene una lista de valores de f_2 . Combinando el conjunto de valores de f_2 correspondientes a cada objeto se obtiene la distribución de f_2 de una cierta muestra. A continuación se presentarán los resultados de este estudio.

5.1 ¿Existe una dependencia de f_2 con la clasificación de los AGNs?

Se representa en la figura 27 la distribución de f_2 para los AGNs de BUXS, distinguidos según la clase intermedia. Para los AGNs tipo 1 y 1.2 no se ven diferencias significativas en su distribución de f_2 . Estos objetos tienen toros con valores de f_2 preferentemente bajos. Probablemente ocurra lo mismo con los AGNs tipo 1.5, que se diferencian de los tipo 1 y 1.2 en un pequeño bulto a valores de f_2 altos. Este bulto está dominado por tres objetos de la muestra de 1.5. Para poder confirmar que los 1.5 tienen realmente una distribución similar a los 1 y 1.2 o diferente, es necesario aumentar el tamaño de la muestra de AGNs tipo 1.5.

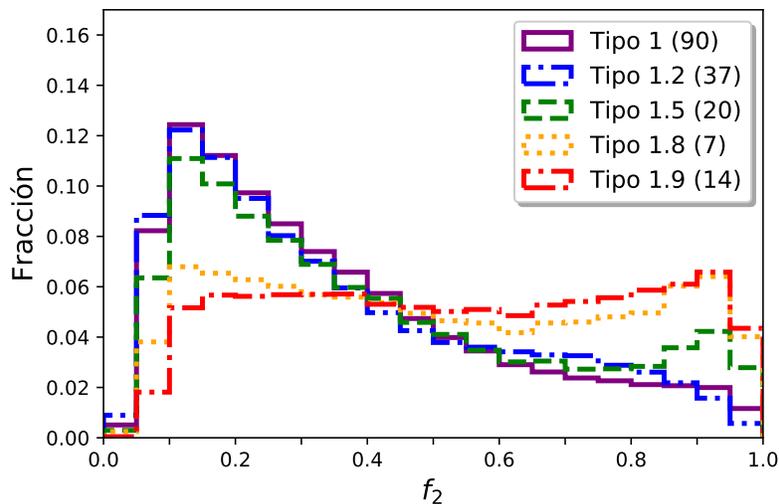


Figura 27: Distribución de f_2 según la clase intermedia de los AGNs tipo 1.

Solo podemos observar un cambio significativo en f_2 para los AGNs tipo 1.8 y 1.9. Estos objetos presentan distribuciones muy planas. Esto podría indicarnos que las incertidumbres del f_2 de cada objeto es demasiado grande y no podemos decir nada sobre la distribución real de f_2 . Se ha comprobado que esto no es así comparando las anchuras de las distribuciones de f_2 para los AGNs clasificados como 1, 1.2 y 1.5 y los clasificados como 1.8 y 1.9. Lo que realmente está pasando es que los f_2 de los AGNs tipo 1.8 y 1.9 pueden tomar cualquier valor desde 0 hasta 1.

5.2 ¿Disminuye f_2 al aumentar $L_{2-10 \text{ keV}}$?

Se representa en la figura 28 la distribución de probabilidad de f_2 para la muestra de BUXS en diferentes rangos de luminosidad en rayos X. Vemos como al pasar de $L_{2-10 \text{ keV}} < 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ a $L_{2-10 \text{ keV}} > 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ disminuye f_2 . Sin embargo a partir de $L_{2-10 \text{ keV}} > 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$, y durante más de dos ordenes de magnitud en luminosidad, no se aprecian cambios en la distribución de f_2 . Esto es una contradicción directa con el modelo de toro en recesión que prevé una disminución progresiva de f_2 al aumentar la luminosidad del AGN.

¿A que se debe entonces el cambio de f_2 al pasar de $L_{2-10 \text{ keV}} < 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ a $L_{2-10 \text{ keV}} > 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$? La hipótesis más probable es que se deba a que los objetos comparados en ambos rangos de luminosidad son distintos.

La distribución de f_2 para el rango de menor luminosidad es bastante plana. Como se vio en la sección anterior los objetos responsables del aplanamiento de la distribución de f_2 son los AGNs tipo 1.8 y 1.9. Por otra parte, a medida que vamos a mayores redshifts y luminosidades disminuye progresivamente el número de AGNs con clasificación intermedia, especialmente los AGNs 1.8 y 1.9 (ver sección 3.1). Esto supone, en último término, que los AGNs con clasificación intermedia son menos frecuentes a altas luminosidades, como se aprecia en la figura 11. Esto podría explicar que las distribuciones de f_2 estén centradas en valores de f_2 bajos a altas luminosidades. Perder AGNs tipo 1.2 y 1.5 a altas luminosidades no es relevante pues sus distribuciones de f_2 son muy similares a las de los tipo 1. Para confirmar nuestra hipótesis, sería necesario disponer la clasificación intermedia para todos los AGNs de BUXS.

5.3 ¿En que se diferencian los AGNs seleccionados en el infrarrojo medio y en rayos X?

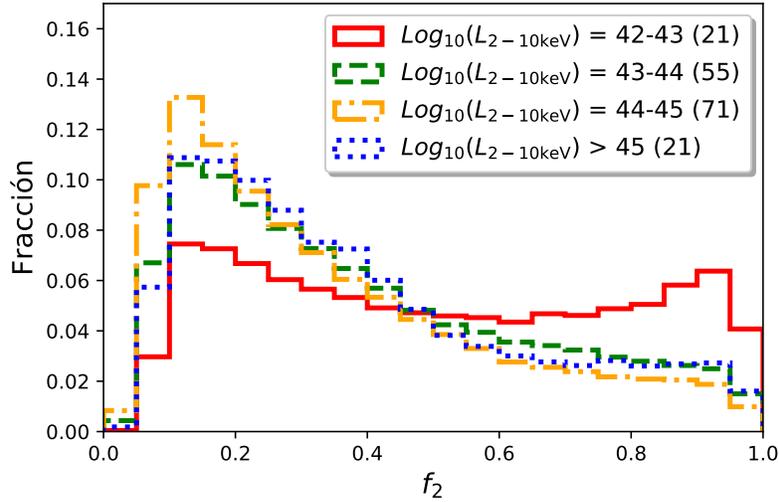


Figura 28: Distribución de la probabilidad de f_2 para diferentes rangos de luminosidad en rayos X de la muestra de BUXS.

5.3 ¿En que se diferencian los AGNs seleccionados en el infrarrojo medio y en rayos X?

A continuación se comparará la distribución de f_2 de las muestras de BUXS y WISE para investigar si los AGNs tipo 1 seleccionados en los rayos X y en el infrarrojo medio tienen toros con diferentes f_2 .

En la figura 29 se muestran las distribuciones de f_2 . Para ambas muestras f_2 es indistinguible. Como ambas muestras cubren distintos rangos de luminosidad en rayos X y redshift se repitió el cálculo en el rango donde solapan, $z = 0.5 - 1.5$ y $L_{2-10 \text{ keV}} = 10^{43} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$, obteniendo el mismo resultado.

En la sección 3.3 ya vimos que a los mismos redshifts los AGNs de la muestra de WISE eran intrínsecamente más débiles en rayos X que los AGNs de la muestra de BUXS. Para estudiar si estos AGNs son en realidad intrínsecamente más débiles que los que se encuentran en muestreos de rayos X se han utilizado las luminosidades a 2500 \AA y a $6 \mu\text{m}$, ya que ambas luminosidades son indicadores robustos de la luminosidad bolométrica del AGN, como se mencionó en la sección 4.4.

Resulta llamativo encontrar que los AGNs de WISE se encuentran en el mismo rango de luminosidades a 2500 \AA y a $6 \mu\text{m}$ que los AGNs de BUXS. Es evidente

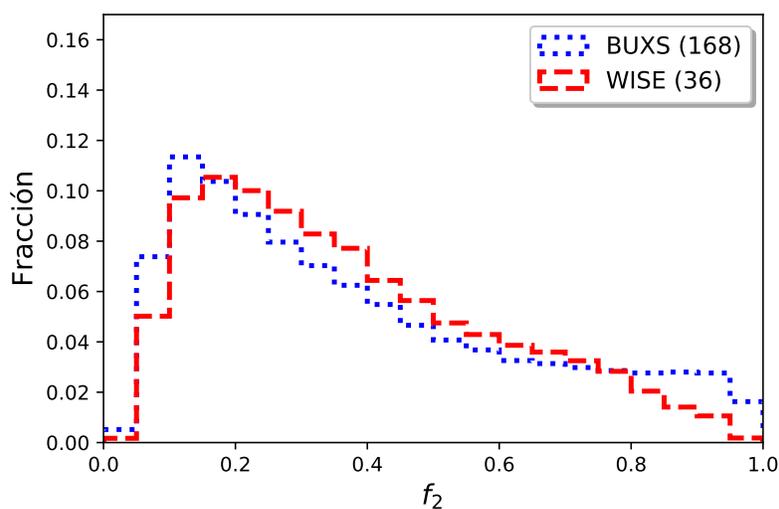


Figura 29: Distribución de f_2 para la muestra de WISE y la muestra de BUXS.

que la selección en el infrarrojo medio nos está revelando una población de AGNs tipo 1 con alta luminosidad bolométrica pero que sin embargo son intrínsecamente débiles en rayos X.

Conocer el origen físico de esto es complicado, pues se sospecha que la relación entre la luminosidad del disco y la de la corona no depende solo de la primera si no también de otros parámetros como la masa del SMBH, su ritmo de acreción...

Sin embargo, lo que parece indicar los resultados es un proceso de saturación de la corona: a partir de ciertas luminosidades del disco la corona no es capaz de tratar la radiación del disco, por lo que las luminosidades del disco de acreción y del toro aumentan más rápidamente que la luminosidad en rayos X.

5.4 Conclusiones finales

De la realización de este trabajo se pueden extraer una serie de conclusiones finales:

- f_2 no disminuye al aumentar la luminosidad del AGN, en oposición a las predicciones del modelo de toro en recesión.
- Los AGNs tipo 1.8 y 1.9 tienen en promedio valores de f_2 mayores que el resto de la población de AGNs tipo 1.

- Los AGNs seleccionados en el infrarrojo medio y en rayos X tienen distribuciones de f_2 idénticas
- Inesperadamente, la mayoría de AGNs tipo 1 seleccionados en el infrarrojo medio son intrínsecamente débiles en rayos X.

Referencias

- [1] UNIVERSIDAD DE TURKU 2006 *Lecture 6 : Accretion disks* FLYNN, C. [Consulta el 26/06/2018]. Disponible en <http://www.astro.utu.fi/~cflynn/astroII/16.html>
- [2] KENEWEE, L. J.; MCDONALD, A. *The Source of Solar Energy* En: Australia Government, Bureau of Meteorology - Space Weather Services [Consulta el 21/06/2018]. Disponible en <http://www.sws.bom.gov.au/Educational/2/1/11>
- [3] Neutrium *Specific Energy and Energy Density of Fuels* [Consulta el 21/06/2018]. Disponible en <https://neutrium.net/properties/specific-energy-and-energy-density-of-fuels/>
- [4] ECKART, A. [et al.] 2017 The Milky Way's Supermassive Black Hole: How Good a Case Is It? *Foundations of Physics* **47**(5) pp. 553-624 DOI: 10.1007/s10701-017-0079-2
- [5] WANG, J.M.; ZHOU, Y.Y. 1996 Temperature Distributions of Accretion Disks in Active Galactic Nuclei *Astrophysical Journal* **469** p. 564 DOI: 10.1086/177805
- [6] KORATKAR, A.; BLAES, O. 1999 The Ultraviolet and Optical Continuum Emission in Active Galactic Nuclei: The Status of Accretion Disks *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* **111**(755) pp. 1-30 DOI: 10.1086/316294
- [7] PADOVANI, P. [et al.] 2017 Active Galactic Nuclei: what's in a name? *The Astronomy and Astrophysics Review* **25**(1) DOI: 10.1007/s00159-017-0102-9
- [8] ISHIBASHI, W.; COURVOISIER, T. J.-L.; 2010 X-ray power law spectra in active galactic nuclei *Astronomy and Astrophysics* **512** id. A58 DOI: 10.1051/0004-6361/200913587
- [9] NETZER, H. 2015 Revisiting the Unified Model of Active Galactic Nuclei *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **53** pp. 365-408 DOI: 10.1146/annurev-astro-082214-122302
- [10] KELLERMANN, K.I. [et al.] 1989 VLA observations of objects in the Palomar Bright Quasar Survey *Astronomical Journal* **98** pp. 1195-1207 DOI: 10.1086/115207
- [11] KIMBALL, A.E.; ŽELJKO, I. 2008 A Unified Catalog of Radio Objects Detected by NVSS, First, WENSS, GB6, and SDSS *The Astronomical Journal* **136**(2) pp. 684-712 DOI: 10.1088/0004-6256/136/2/684
- [12] NETZER, H. 1990. Theoretical Models: The BLR and the NLR En: BLANDFORD, R.D.; NETZER, H.; WOLTJER L. (eds.) *Active Galactic Nuclei* Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 1990 [Consulta:26/06/2018] Disponible en: <https://ned.ipac.caltech.edu/level15/March02/Netzer/Netzer1.html>
- [13] HICKOX, R.C.; ALEXANDER D.M. 2018 Obscured Active Galactic Nuclei *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics* **56** ARXIV: arXiv:1806.04680v1

- [14] WHITTLE, M. 1992 Virial and jet-induced velocities in Seyfert galaxies. I - A compilation of narrow line region and host galaxy properties *Astrophysical Journal Supplement Series* **79** pp. 49-75 DOI: 10.1086/191644
- [15] PAGE, M.J. [et al.] 2017 X-ray selected BALQSOs *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **464**(4) pp. 4586-4592 DOI: 10.1093/mnras/stw2560
- [16] ANTONUCCI, R. 1993 Unified models for active galactic nuclei and quasars *Annual review of astronomy and astrophysics* **31** pp. 473-521 DOI: 10.1146/annurev.aa.31.090193.002353
- [17] NENKOVA, M. [et al.] 2008 AGN Dusty Tori. I. Handling of Clumpy Media *The Astrophysical Journal* **685**(1) pp.147-159 DOI: 10.1086/590482
- [18] ZACKRISSON, E. 2005. Quasars and Low Surface Brightness Galaxies as Probes of Dark Matter; Tesis doctoral, Universidad de Upsala. [Consulta el 11/06/2018]. Disponible en: <http://uu.diva-portal.org/smash/record.jsf?pid=diva2%3A166557&dswid=-212>
- [19] MATEOS, S. [et al.] 2017 Survival of the Obscuring Torus in the Most Powerful Active Galactic Nuclei *The Astrophysical Journal Letters* **841**(2) DOI: 10.3847/2041-8213/aa7268
- [20] MATEOS, S. [et al.] 2012 Using the Bright Ultrahard XMM-Newton survey to define an IR selection of luminous AGN based on WISE colours *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **426** (4) pp. 3271-3281 DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.21843.x
- [21] WRIGHT, E.L. [et al.] 2010 The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance *The Astrophysical Journal* **140**(6) pp.1868-1881 DOI: 10.1088/0004-6256/140/6/1868
- [22] SDSS. *DR14 - Scope* [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <http://www.sdss.org/dr14/scope/>
- [23] STScI 2017 *The Pan-STARRS1 data archive home page* [Consulta el 11/06/2018]. Disponible en <https://panstarrs.stsci.edu/>
- [24] NASA/CALTECH 2006 *A Brief Explanation of 2MASS* [Consulta el 05/06/2018] Disponible en <https://www.ipac.caltech.edu/2mass/overview/about2mass.html>
- [25] ESO. *Science Public Surveys* [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <https://www.eso.org/sci/observing/PublicSurveys/sciencePublicSurveys.html>
- [26] ESO. Instrument Description [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/vircam/inst.html>
- [27] UKIDSS. *Surveys* [Consulta el 11/06/2018]. Disponible en <http://www.ukidss.org/surveys/surveys.html>
- [28] SVO. *Filter Profile Service - UKIRT - WFCAM* [Consulta el 20/06/2018]. Disponible en <http://svo2.cab.inta-csic.es/svo/theory/fps3/index.php?mode=browse&gname=UKIRT&gname2=WFCAM>

- [29] DYE, S. [et al.] 2018 The UKIRT Hemisphere Survey: Definition and J-band Data Release *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **473**(4) pp.5113-5125 DOI: 10.1093/mnras/stx2622
- [30] NASA/IPAC 2013 *The Wide-field Infrared Survey Explorer* [Consulta el 06/06/2018]. Disponible en <http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allsky/>
- [31] ESA. *The European Photon Imaging Camera (EPIC) onboard XMM-Newton* [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/technical-details-epic>
- [32] XMM-Newton Survey Science Center. *About the Survey Science Centre* [Consulta el 19/06/2018]. Disponible en <http://xmmssc.irap.omp.eu/>
- [33] SDSS. *Sloan Digital Sky Surveys* [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <http://www.sdss.org/surveys/#SloanDigitalSkySurveys>
- [34] SDSS. *Instruments* [Consulta el 05/06/2018]. Disponible en <http://www.sdss.org/instruments/>
- [35] NASA. 2017. *WISE Spacecraft & Instruments* [Consulta el 31/05/2018]. Disponible en https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/spacecraft/index.html
- [36] NASA/IPAC 2013 *Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) and NEOWISE* [Consulta el 06/06/2018]. Disponible en <https://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/wise.html>
- [37] ROVILOS, E. [et al.] 2014 A wide search for obscured active galactic nuclei using XMM-Newton and WISE *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **483**(1) pp.494-512 DOI: 10.1093/mnras/stt2228
- [38] RICHARDS, G.T. [et al.] 2006 Spectral Energy Distributions and Multiwavelength Selection of Type 1 Quasars *The Astrophysical Journal Supplement Series* **166**(2) pp.470-497 DOI: 10.1086/506525
- [39] GORDON, K.D.; CLAYTON, G.C. 1998 Starburst-Like Dust in the Small Magellanic Cloud *The Astrophysical Journal* **500**(2) pp. 816-824 DOI: 10.1086/305774
- [40] CARDELLI, J.A.; CLAYTON, G.C.; MATHIS J.S. 1989 The relationship between IR, optical, and UV extinction *The Astrophysical Journal* **345**(1) pp. 245-256 DOI: 10.1086/167900
- [41] SILVA, L.; MAIOLINO,R.; GRANAO, G.L 2004 Connecting the cosmic infrared background to the X-ray background *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **344**(4) pp.1000-10028 DOI: 10.1111/j.1365-2966.2004.08380.x
- [42] MATEOS, S. [et al.] 2016 X-Ray Absorption, Nuclear Infrared Emission, and Dust Covering Factors of AGNs: Testing Unification Schemes *The Astrophysical Journal* **819**(2) DOI: 10.3847/0004-637X/819/2/166

- [43] BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. 2003 Stellar population synthesis at the resolution of 2003 *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **344**(4) pp.1000-1028 DOI: 10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x
- [44] CALZETTI, D. [et al.] 2000 The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies *The Astrophysical Journal* **533**(2) pp.682-695 DOI: 10.1086/308692
- [45] DICKEY, J.M.; LOCKMAN, F.J. 1990 H I in the Galaxy *Annual review of astronomy and astrophysics* **28** pp. 215-261 DOI: 10.1146/annurev.aa.28.090190.001243
- [46] NENKOVA, M. [et al.] 2008 AGN Dusty Tori. II. Observational Implications of Clumpiness *The Astrophysical Journal* **685**(1) pp.160-180 DOI: 10.1086/590483
- [47] ASENSIO RAMOS, A. & RAMOS ALMEIDA, C. 2009 Bayesclumpy: Bayesian Inference with Clumpy Dusty Torus Models *The Astrophysical Journal* **696**(2) pp.2075-2085 DOI: 10.1088/0004-637X/696/2/2075
- [48] CLUMPY SEDs [Consulta el 21/06/2018]. Disponible en <https://www.clumpy.org/pages/seds.html>