

**Comparación de modelos físicos de emisión multi-onda de núcleos activos de galaxias a
partir de su distribución espectral de energía**

Laura Natalia Martínez Ramírez

Universidad Industrial de Santander

Facultad de Ciencias

Escuela de Física

Bucaramanga

2020

**Comparación de modelos físicos de emisión multi-onda de núcleos activos de galaxias a
partir de su distribución espectral de energía**

Laura Natalia Martínez Ramírez

Trabajo de grado para optar el título de Física

Director

Juan Carlos Basto Pineda

Doctor en Ciencias Naturales

Codirectores

Luis Alberto Núñez de Villavicencio Martínez

Doctor en Ciencias Naturales

Gabriela Calistro Rivera

Doctora en Astronomía

Universidad Industrial de Santander

Facultad de Ciencias

Escuela de Física

Bucaramanga

2020

Dedicatoria

A mi familia: mis padres Blanca y Carlos,

mis hermanos Catalina, Paola y John,

y mi sobrino Jeremy. También a mi amor, Jesús.

Por creer en mí y apoyarme desde el inicio.

Agradecimientos

Sin duda alguna este trabajo se desarrolló en una época bastante atípica para todos. Esta vez no tuve oportunidad de distraerme contemplando la universidad desde aquel quinto piso del edificio de Ciencias Humanas, en donde se encuentra el grupo Halley. Tampoco tuve el chance de discutir problemas en un tablero, desvelarme trabajando en compañía de mis amigos o Jesús y mucho menos realizar una pasantía de investigación. Como bien dice Roberto Grau en su Tratado General de Ajedrez: “*En ajedrez, como en la vida, el curso de los acontecimientos obliga a modificar los planes mejor madurados*”. Pero como en todas las situaciones, está la otra cara de la moneda. Tuve la dicha de pensar en volcanes, autos y canciones con mi sobrino Jeremy cuando las galaxias y los agujeros negros me agobiaban. También pude estar más cerca de mi familia, luego de años en los que solo los veía tarde en la noche luego de largas jornadas de estudio.

Hoy luego de todo este proceso solo me queda una gran sonrisa de satisfacción porque pudimos lograrlo. Digo pudimos, porque este trabajo no hubiera sido posible sin la ayuda de muchas personas. Para comenzar está el profesor Luis Núñez, que siempre me ha apoyado y me sigue instruyendo no solo en la academia sino en la vida. También están Gabriela y Juan Carlos, que me introdujeron en este nuevo mundo de la astrofísica extragaláctica, me permitieron conocer nuevas personas en este campo y sobretodo confiaron en mí y en mis capacidades para emprender cursos y clases muy importantes como los de la colaboración SIGNALs¹ y la ESO².

¹Ver <https://signal-survey.org/>

²ver <https://www.eso.org/public/>

Luego está mi familia, con su apoyo, comprensión y amor que hicieron estos meses de tanto trabajo y aveces estrés, mucho más llevaderos. Ellos fueron mi polo a tierra con mi lado humano y un constante recordatorio de que también soy hija, hermana y tía, además de futura física. Gracias a Jesús, por estar parado en la raya desde el momento cero. Por su incondicionalidad, sus palabras en los momentos más difíciles, por compartir mis alegrías y también mis tristezas y especialmente por todo su amor. Además están los fisicoamigos, mis leales compañeros de lucha. A ellos les agradezco por estos 5 años vividos a plenitud y llenos de risas, viajes, rumbas, comidas, competencias, marchas y un montón de física. Por estar siempre tan pendientes de mí, por apoyarme, escucharme y por todas las críticas constructivas que me ayudaron a crecer y sacar adelante este proyecto. Además está el Grupo Halley, mi casa, el lugar donde crecí como física, investigadora, un poco como divulgadora y como persona. A todos ellos y a las personas que se me estén escapando, un inmenso gracias.

Tabla de contenido

Introducción	17
1 Espectro de emisión de galaxias activas	20
1.1 Galaxias activas	20
1.2 Modelo unificado de AGN	21
1.3 Componentes de emisión	22
1.3.1 Disco de acreción	23
1.3.2 Corona del disco de acreción	25
1.3.3 Toro de polvo caliente	26
1.3.4 Chorros relativistas	28
1.3.5 Galaxia anfitriona	29
1.3.6 Polvo frío de regiones de formación estelar	31
1.4 Método de ajuste de SED de galaxias activas	33
2 Descripción física de los modelos de emisión	38
2.1 Toro	38
2.1.1 Modelo de toro homogéneo	38

2.1.2	Modelo de toro grumoso	40
2.1.3	Modelo de toro de 2 fases	42
2.2	Polvo frío	45
2.2.1	Modelo semiempírico de polvo frío	45
2.2.2	Modelo de polvo frío de dos componentes	46
2.3	Disco de acreción	49
2.3.1	Modelo empírico de disco de acreción	49
2.3.2	Modelo de disco α con viento	50
3	Implementación de los nuevos modelos	53
3.1	Probabilidades a priori de los parámetros	55
3.2	Correlaciones empíricas	56
3.2.1	FIR-radio	57
3.2.2	UV-rayos X	58
3.3	SED de los modelos	60
3.3.1	Polvo caliente nuclear	61
3.3.2	Polvo frío y emisión de sincrotrón	62
3.3.3	Disco de acreción y corona	66
3.4	Corrección por extinción	67
3.5	Funcionamiento general del código	69
4	Resultados	75
4.1	Efecto de los parámetros libres en la exploración del espacio de parámetros . . .	77
4.2	Propiedades físicas inferidas para una muestra de galaxias activas	86

4.3 Impacto de nuevos modelos en las propiedades inferidas	104
--	-----

5 Conclusiones	114
-----------------------	------------

Referencia Bibliográfica	117
---------------------------------	------------

Apéndices	128
------------------	------------

Lista de figuras

1.1	Modelo unificado de AGN.	22
1.2	SED típica de una galaxia activa.	23
1.3	Síntesis de población estelar.	31
1.4	Ejemplo de ajuste de SED de una galaxia activa.	34
2.1	SED del modelo de toro homogéneo en función de la densidad de columna. .	39
2.2	Modelo de toro de grumoso: geometría y SED en función de la profundidad óptica.	41
2.3	Modelo de toro de dos fases SKIRTOR y sus SED para diferentes valores de la profundidad óptica en $9,7\ \mu m$	43
2.4	SED del modelo de polvo frío compuesto por granos de polvo y PAH, y su evolución con z	48
2.5	SED del modelo de disco α y perfiles de tasa de acreción.	51
3.1	SED de los modelos S04, NK0 y SKIRTOR para el toro.	63
3.2	SED de los modelos DH02_CE01, S17_newmodel y S17_radio para el polvo frío.	65
3.3	SED de los modelos R06 y SN12 para el disco de acreción.	68

3.4 Esquema general del funcionamiento de AGNfitter.	72
4.1 Distribuciones espectrales de energía de la muestra de galaxias.	77
4.2 Comparación entre los ajustes de SED de la galaxia 3C 120 utilizando parámetros libres y parámetros dados por una malla de valores.	79
4.3 PDF de los parámetros en el ajuste de SED de la galaxia 3C 120 en configuración <i>grid</i>	80
4.4 PDF de los parámetros en el ajuste de SED de la galaxia 3C 120 en configuración <i>free</i>	81
4.5 Exploración del espacio de parámetros en las fases de <i>burn-in</i> al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración <i>grid</i> y <i>free</i>	84
4.6 Exploración del espacio de parámetros en la fase de <i>mcmc</i> al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración <i>grid</i> y <i>free</i>	85
4.7 Ajuste de SED de la galaxia 3C 120.	87
4.8 Ajuste de SED de la galaxia 3C 273.	90
4.9 Ajuste de SED de la galaxia 3C 390.3.	91
4.10 Ajuste de SED de la galaxia Ark120.	93
4.11 Ajuste de SED de la galaxia H1821+643.	95
4.12 Ajuste de SED de la galaxia Mrk421.	96
4.13 Ajuste de SED de la galaxia Mrk509.	98
4.14 Ajuste de SED de la galaxia Mrk817.	100
4.15 Ajuste de SED de la galaxia Mrk876.	102

4.16 Media geométrica del máximo valor de la función de verosimilitud para cada combinación de modelos.	105
4.17 Metalicidad y $\sigma_{\alpha_{OX}}$ inferidos en la muestra para cada combinación de modelos.	107
4.18 Correlaciones entre la metalicidad y el tiempo de escala de la SFH, y entre la metalicidad y el enrojecimiento de la galaxia para cada combinación de modelos.	109
4.19 Diferencias máximas en las propiedades estimadas para la muestra de galaxias con diferentes combinaciones de modelos.	111

Lista de tablas

3.1	Parámetros de ajuste de AGNfitter2.0.	69
4.1	Combinaciones de modelos usadas para estudiar las propiedades físicas de la muestra de galaxias.	86
4.2	Parámetros del mejor ajuste de SED para cada galaxia de la muestra.	104
5.1	Propiedades de la muestra de galaxias de Brown y cols. (2019)	134

Lista de apéndices

Apéndice A. Probabilidades a priori en AGNfitter	129
Apéndice B. Leyes de enrojecimiento	132
Apéndice C. Datos de Brown	134

Siglas

AGN	Active Galactic Nucleus
BBB	Big Blue Bump
ESO	European Southern Observatory
FR I	Fanaroff-Riley tipo I
FR II	Fanaroff-Riley tipo II
FIR	Far-InfraRed
IR	InfraRed
ISM	Inter-Stellar Medium
MCMC	Markov Chain Monte Carlo
MIR	Mid-InfraRed
NIR	Near InfraRed
PAH	Polycyclic Aromatic Hydrocarbons
PDF	Probability Density Function
QSO	Quasi Stellar Object
SED	Spectral Energy Distribution
SFH	Star Formation History
SFR	Star Formation Rate
SMBH	Super Massive Black Hole
UV	UltraViolet

Resumen

TÍTULO: Comparación de modelos físicos de emisión multi-onda de núcleos activos de galaxias a partir de su distribución espectral de energía **SED** Spectral Energy Distribution

¹.

AUTORA: Laura Natalia Martínez Ramírez²

PALABRAS CLAVE: Distribución espectral de energía, Núcleos activos de galaxias, Galaxias.

DESCRIPCIÓN:

Se presenta una nueva versión de AGNfitter, un algoritmo Bayesiano que utiliza cadenas Markov de Monte Carlo para ajustar distribuciones espectrales de energía (SED) de galaxias activas. AGNfitter ajusta las SED construidas a partir de datos fotométricos con modelos teóricos y semiempíricos de emisión del disco de acreción, el toro, los chorros relativistas, las poblaciones estelares y el polvo frío de las regiones de formación estelar. Las mejoras realizadas incluyen: nuevos modelos teóricos para la emisión del toro, el disco de acreción y el polvo frío, y la incorporación de correlaciones empíricas entre los flujos. A esto se añade la implementación de un modo de uso en el que algunos parámetros físicos pueden ser explorados de forma continua. Con esta versión se realizó un estudio de las propiedades físicas inferidas de una muestra de galaxias activas en $z < 0,16$, con SED extendidas desde radio hasta rayos X, y su dependencia con los modelos de emisión supuestos en los ajustes.

Los análisis individuales resultaron en funciones de densidad de probabilidad con menor tendencia a la multiplicidad de máximos locales al explorar los parámetros en el espacio continuo. Además, se encontró que en 7 de 9 y 5 de 6 galaxias, los ajustes optimizaron la verosimilitud al usar los nuevos modelos de emisión del toro y del polvo frío, respectivamente. Estos modelos son consistentes con AGN tipo 1, exhibiendo emisión de los silicatos en $10 \mu m$, y galaxias anfitrionas con procesos de formación estelar activos. Por otro lado, el análisis global arroja diferencias promedio en la masa estelar y la tasa de formación estelar del orden de $10^5 M_{\odot}$ y $10^1 M_{\odot}/año$, respectivamente, cuando se usan diferentes combinaciones de modelos. Estas diferencias conducen a inferir distintas poblaciones estelares y procesos de evolución en las galaxias estudiadas.

¹Trabajo de Grado

²Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Juan Carlos Basto Pineda (Director), Luis Alberto Núñez (Co-director), Gabriela Calistro Rivera (Co-directora).

Abstract

TITLE: Comparison of physical multi-wavelength emission models of active galaxy nuclei from their spectral energy distribution¹.

AUTHOR: Laura Natalia Martínez Ramírez².

KEYWORDS: Spectral energy distributions, Active galactic nucleus, Galaxies.

DESCRIPTION:

A new version of AGNfitter, a Bayesian algorithm that uses Monte Carlo Markov Chains to fit spectral energy distributions (SED) of active galaxies, is released. AGNfitter fits SEDs constructed from photometric data with theoretical and semi-empirical emission models of the accretion disk, torus, relativistic jets, stellar populations and cold dust from star-forming regions. Improvements include: new theoretical models for the emission of the torus, accretion disk and cold dust, and the incorporation of empirical correlations between the fluxes. In addition, a mode of use has been implemented in which some physical parameters can be continuously explored. With this version, a study of the physical properties inferred from a sample of active galaxies in $z < 0,16$, with SEDs extended from radio to X-rays, and their dependence on the emission models assumed in the fits was performed.

Individual analyses resulted in probability density functions with less tendency to multiple local maxima when exploring parameters in continuous space. In addition, it was found that in 7 of 9 and 5 of 6 galaxies, the fits optimized the likelihood using the new torus and cold dust emission models, respectively. These models are consistent with AGN type 1, exhibiting silicate emission in $10 \mu m$, and host galaxies with active star formation processes. On the other hand, the overall analysis gives average differences in stellar mass and star formation rate in the order of $10^5 M_\odot$ and $10^1 M_\odot/\text{year}$, respectively, when different combinations of models are used. These differences lead to the inference of different stellar populations and evolutionary processes in studied galaxies.

¹Bachelor's thesis

²Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Juan Carlos Basto Pineda (Advisor), Luis Alberto Núñez (Co-advisor), Gabriela Calistro Rivera (Co-advisor).

Introducción

Los núcleos activos de galaxias (AGN por su sigla en inglés) son los objetos astrofísicos responsables de los procesos de emisión más energéticos del Universo y tienen gran influencia en la evolución de las galaxias que habitan. El estudio de galaxias activas por medio de observaciones y simulaciones ha permitido evidenciar comportamientos como: 1) una correlación entre la luminosidad del bulbo de la galaxia y la masa del agujero negro súper masivo central ([Magorrian y cols. \(1998\); Marconi y Hunt \(2003\)](#)); 2) que es posible establecer un suministro de energía potencial a las galaxias por parte de los agujeros negros, que supera la energía de enlace de la galaxia ([P. F. Hopkins y cols., 2006](#)); 3) los AGN de baja luminosidad se hallan más frecuentemente en galaxias elípticas, y los de alta luminosidad en galaxias espirales ([Kauffmann, Heckman, Tremonti, y cols., 2003](#)). Estos hechos demuestran la fuerte conexión citada entre los procesos de evolución de la galaxia anfitriona y su AGN.

El estudio de estos procesos evolutivos conjuntos requiere un conocimiento lo más completo posible de las propiedades tanto del AGN como de su galaxia anfitriona. Este diagnóstico puede obtenerse del espectro de emisión total de la galaxia activa, es decir, de su distribución espectral de energía (SED por su sigla en inglés). Es conocido que las componentes del núcleo activo y su galaxia anfitriona experimentan procesos de emisión que imprimen características específicas en

distintas regiones del espectro integrado. Las componentes más relevantes son: el disco de acreción alrededor del SMBH, el toro de gas y polvo caliente que los rodea, las estrellas de la galaxia y el polvo frío de las regiones de formación estelar. De esta forma, a partir de la distribución espectral de energía total observada, es posible identificar la contribución de cada una de las componentes físicas principales e inferir algunas de sus propiedades.

Para realizar el análisis de SED se parte de SED observadas, construídas con mediciones de telescopios en diferentes regiones del espectro. A esto se añaden SED sintéticas creadas a partir del cálculo de los flujos esperados de acuerdo a una serie de modelos teóricos y empíricos de emisión. Estos modelos empíricos son calibrados con catálogos observacionales de emisión de AGN y galaxias. A continuación, dichos flujos son combinados hasta lograr el mejor ajuste al espectro observado. En consecuencia, los cambios en los modelo teóricos y los catálogos observacionales usados afectan los modelos de emisión y, por ende, los resultados de los ajustes a las SED. Por esto es necesario entender cómo los modelos de emisión afectan los ajustes resultantes y comprender su repercusión sobre las propiedades físicas inferidas para la galaxia anfitriona y su AGN.

El objetivo de este trabajo de grado consistió en estudiar un conjunto de galaxias activas cercanas ([Brown y cols., 2019](#)) a partir del ajuste de sus distribuciones espetrales de energía, variando los modelos físicos de emisión, y comparar las propiedades físicas inferidas de los ajustes. Para tal fin, se usó AGNfitter, un algoritmo bayesiano para ajustar las SED de galaxias activas incluyendo el conocimiento más reciente que tenemos de ellas. Además, se realizaron actualizaciones en las probabilidades a priori, los modelos de emisión y se incluyeron correlaciones empíricas entre los flujos.

El presente trabajo se desarrolló en el marco de una colaboración con el Observatorio Europeo Austral (ESO por su sigla en inglés) y es una contribución desde la Universidad Industrial de Santander, al estudio de núcleos activos de galaxias, y la co-evolución de galaxias y agujeros negros. La documentación, los datos y los códigos realizaron durante este trabajo se encuentran disponibles en un repositorio de GitHub¹. Además la segunda versión del código construido en colaboración con Gabriela Calistro, la autora principal, se encuentra también agregado al repositorio principal de AGNfitter².

La estructura de esta tesis se presenta a continuación. En el capítulo 1 se describen las galaxias activas, las componentes más relevantes de su emisión y el método de ajuste de SED para estudiarlas. Posteriormente, en el capítulo 2 se presentan los modelos de emisión del toro, el polvo frío y el disco de acreción actuales en AGNfitter y los implementados en este trabajo. En 3 se presentarán las implementaciones realizadas para la construcción de la segunda versión del código, además de una explicación sucinta de su funcionamiento. Los resultados de los análisis acerca de la influencia de los parámetros libres y la comparación de los nuevos modelos con los anteriores serán presentados en el capítulo 4. Por último, las conclusiones al finalizar este trabajo de investigación y los principales resultados se presentarán en el capítulo 5.

¹https://github.com/juan-pineda/Tesis_5_AGN_fitter

²<https://github.com/GabrielaCR/AGNfitter>

1. Espectro de emisión de galaxias activas

En este capítulo se introduce el objeto de estudio del presente trabajo: las galaxias activas y su espectro de emisión. Se describen brevemente los procesos físicos que ocurren en las diferentes estructuras y como éstos contribuyen al espectro de emisión total de las galaxias activas. Por último, se presenta el método de estudio de SED de galaxias activas que se usó en este trabajo. De este modo, se presenta en primer lugar las galaxias activas en 1.1 y el modelo unificado de AGN en 1.2. Los procesos de emisión del disco de acreción, la corona, el toro, los chorros relativistas, la galaxia anfitriona y las regiones de formación estelar se presentarán en 1.3. Finalmente, la técnica de ajuste de SED de galaxias activas, su evolución y estado actual se presentarán en 1.4.

1.1. Galaxias activas

Algunas de las galaxias conocidas en la actualidad, llamadas activas, se caracterizan por tener una pequeña región central muy luminosa. Esta región es fuente de un espectro de emisión muy energético en un rango de frecuencias que abarcan desde el radio hasta los rayos X o incluso los rayos gamma. Estos son los llamados núcleos activos de galaxias, descubiertos por Carl Seyfert en

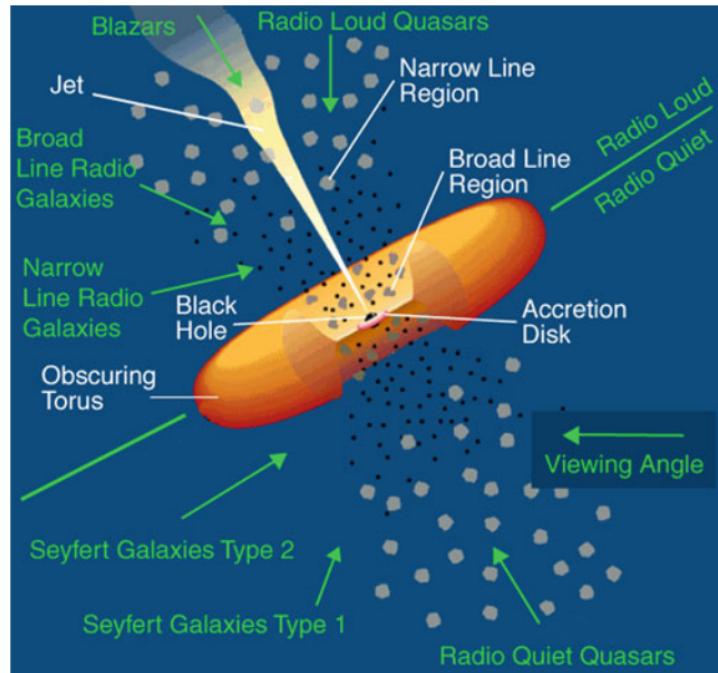
1943 en algunas galaxias ahora llamadas Seyfert. Él notó que los núcleos de estas galaxias tenían una alta densidad de brillo superficial y emitían líneas espectrales de alta excitación y grosor ([Schneider, 2014](#)). Desde entonces se han encontrado diferentes clases de AGN como: galaxias Seyfert, radio galaxias, blazares, cuásares, objetos BL-Lac, entre otros. Cada una de estas caracterizada por espectros con particularidades específicas, pero con algo fundamental en común: una alta luminosidad y líneas de emisión anchas.

En las galaxias activas la energía total del espectro de emisión de radiación electromagnética supera ampliamente la superposición de distribuciones de Planck de las estrellas que la conforman. Hoy en día sabemos que la fuente de la energía adicional es el material que alimenta el agujero negro súper masivo que existe en el centro de casi todas las galaxias. El material es acelerado a velocidades cercanas a la de la luz a medida que se precipita, alcanzando altas temperaturas debido a la fricción dinámica ([Wang y Zhou, 1996](#)).

1.2. Modelo unificado de AGN

Dado el reducido tamaño de los núcleos de las galaxias activas, no es posible observar su estructura y su disposición, por lo que no se tiene certeza sobre si la variedad de AGN se debe a diferentes objetos astrofísicos o a efectos de observación. Sin embargo, en el trabajo de [Antonucci \(1993\)](#) se planteó un modelo teórico unificador, ampliamente aceptado hasta hoy en día. De acuerdo con este modelo unificado, las diferentes clases de AGN corresponden a una misma estructura y procesos físicos, pero observados desde distintos ángulos, como se muestra en la figura 1.1.

Según dicho modelo, un AGN está compuesto por un agujero negro súper masivo central con una masa de entre 10^6 y $10^{10} M_\odot$, alimentado por un disco de acreción muy caliente. El material del

Figura 1.1*Modelo unificado de AGN.*

Nota: Representación de las estructuras que componen los AGN en el marco del modelo unificado (nombres en blanco). Las flechas verdes corresponden a las líneas de vista, que dan lugar a las diferentes clases de AGN. Tomado de Schneider (2014)

disco tiene una temperatura del orden de 10^5 [K] debido a procesos magnéticos y viscosos. Arriba y abajo del disco de acreción, se encuentran regiones de gas fotoionizado a alta y baja velocidad, y rodeándolo, un toro de materia absorbente (obscura). Por último, están los chorros relativistas emitidos en las regiones del disco de acreción más cercanas al SMBH (C. Urry, 2004). La gran cantidad de energía de los AGN proviene de los procesos de acreción de material, que dan lugar a la transformación de la energía potencial gravitacional en radiación electromagnética.

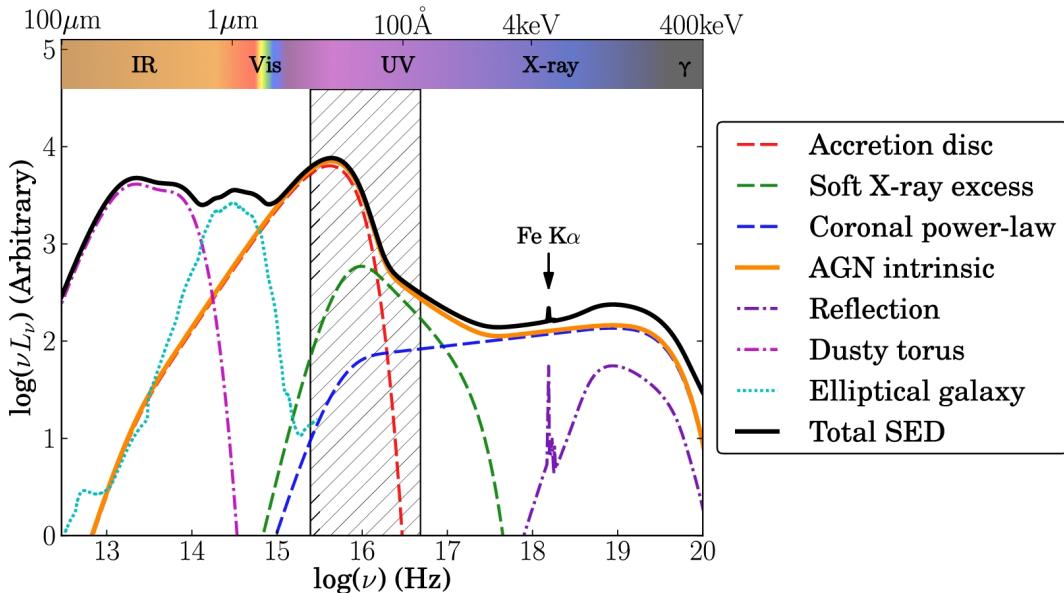
1.3. Componentes de emisión

Como se advirtió anteriormente, de acuerdo al modelo unificado las componentes del AGN presentan diferentes configuraciones geométricas y composiciones que dan lugar a emisión en

diferentes rangos del espectro y con diferentes características. A continuación se describen las principales componentes que moldean los espectros integrados¹ de galaxias con AGN en el rango desde radio hasta rayos X (figura 1.2) y que consideraremos en el presente trabajo.

Figura 1.2

SED típica de una galaxia activa.



Nota: Distribución espectral de energía típica de AGN. Las líneas de colores representan la emisión de cada componente, mientras que la región sombreada, el rango del espectro oscurecido por la absorción del ISM. Las protuberancias en el IR, UV y rayos gamma son vitales para restringir las contribuciones del toro, disco de acreción y las reflexiones entre la corona y el disco al espectro integrado; de forma que la contribución de las demás componentes es la necesaria para completar el ajuste. Tomado de Collinson y cols. (2016).

1.3.1. Disco de acreción

El disco de acreción es la región que rodea el SMBH, compuesta por gas cayendo en él y caracterizada por una fuerte emisión continua en el rango del óptico al UV. Presenta además, una protuberancia en el UV correspondiente al pico de emisión térmica. Este gas se encuentra en rotación alrededor del agujero negro y aumenta su velocidad a medida que cae, debido a la

¹Corresponde a la suma de todos los espectros de los componentes que presentan emisión en la galaxia activa, es decir, es el espectro total medido por los telescopios.

conservación del momento angular. Además, durante este proceso de acreción, su energía potencial se va transformando en energía interna y cinética rotacional. La pérdida de energía potencial viene dada según [Schneider \(2014\)](#) por:

$$\Delta E = \frac{GM_{\bullet}m}{r} - \frac{GM_{\bullet}m}{r + \Delta r} \approx \frac{GM_{\bullet}m}{r} \frac{\Delta r}{r} , \quad (1.1)$$

donde G es la constante gravitacional, M_{\bullet} la masa del agujero negro súper masivo y r el radio. Atendiendo al teorema de Virial, la mitad de la energía potencial perdida se transforma en energía cinética. La otra mitad puede convertirse en energía interna, debido a las diferentes velocidades que causan fricción y calientan el gas ([Schneider, 2014](#)). Suponiendo un modelo de disco de acreción ópticamente delgado ¹, este gas caliente emite radiación térmica como un cuerpo negro con una luminosidad L dada por:

$$\Delta L = \frac{GM_{\bullet}\dot{m}}{2r^2} \Delta r = 2 \times 2\pi r \Delta r \sigma_{SB} T^4(r) \quad (1.2)$$

$$T(r) = \left(\frac{GM_{\bullet}\dot{m}}{8\pi\sigma_{SB}r^3} \right)^{1/4} , \quad (1.3)$$

siendo \dot{m} la tasa de acreción, σ_{SB} la constante de Stefan-Boltzmann y T la temperatura en Kelvin. En consecuencia, el espectro del disco de acreción se compone de una superposición de espectros de cuerpos negros con diferentes temperaturas dadas por los anillos de gas rotando a diferentes

¹En un material ópticamente delgado hay una baja probabilidad de que un fotón que viaje a través de él sea absorbido o dispersado.

distancias del SMBH.

1.3.2. *Corona del disco de acreción*

La corona es una capa de gas delgada y caliente ubicada sobre la región ópticamente gruesa del disco de acreción (Schneider, 2014). Allí ocurre el fenómeno de dispersión inversa de Compton, por medio del cual, fotones del disco de acreción son dispersados a energías en el rango de los rayos X (Yang y cols., 2020). Este fenómeno se repite múltiples veces, donde el número de dispersiones depende de la profundidad óptica de la corona. Durante cada dispersión, los fotones ganan parte de la energía de los electrones del plasma, de manera que luego de N dispersiones la energía de los fotones viene dada por:

$$E_N \approx E_\gamma e^{\left(\frac{4Nk_B T}{m_e c^2}\right)}, \quad (1.4)$$

donde E_γ corresponde a la energía inicial del fotón (menor a la de los electrones en el plasma), k_B a la constante de Boltzmann, T la temperatura del plasma, m_e la masa del electrón y c la velocidad de la luz.

Una parte de los fotones dispersados logra escapar de la corona y su emisión da lugar un espectro modelado por una ley de potencia. Otra parte de éstos, ahora energéticos, retorna al disco de acreción, donde pierden energía debido a múltiples dispersiones de Compton, hasta ser absorbidos o escapar. Estos últimos fotones que escapan contribuyen a la componente de reflexión, responsable del exceso suave de rayos X en el espectro (curva verde en la figura 1.2). Los dos procesos

mencionados dominan la emisión de rayos X en un rango de energías desde $\approx 0,2$ keV hasta 100 keV y ocurren en la región más interna del disco de acreción y en la capa de gas caliente sobre ésta.

Así, pues, la relevancia del estudio del espectro en rayos X recae en su intrínseca relación con los procesos llevados a cabo en las regiones muy cercanas al agujero negro. Por tal motivo, los flujos en este rango son ampliamente usados como indicadores de la tasa de acreción (Yang y cols., 2018) y de la potencia intrínseca del AGN. Todavía más: éstos son usados en la actualidad en el ajuste de distribuciones espectrales de energía de AGN para discernir las contribuciones del AGN y de la galaxia huésped al espectro de emisión en el rango UV-IR (Yang y cols., 2020).

1.3.3. *Toro de polvo caliente*

El toro es una distribución de gas y polvo con geometría toroidal ubicada alrededor del disco de acreción. Esta estructura absorbe radiación electromagnética en el rango del óptico y el UV proveniente del disco, se calienta y reemite en el infrarrojo. Este proceso es consecuencia de su alta profundidad óptica, es decir, su alta opacidad a la radiación electromagnética. Esto significa que debido a la capacidad de absorción del material que compone al toro, hay una alta probabilidad de que un fotón que viaje a través de éste sea dispersado o absorbido. La profundidad óptica viene dada según Irwin (2007) por:

$$\tau_\nu = \int_0^z k_\nu \rho dz = \int_0^z \alpha_\nu dz = \sigma_\nu N \quad (1.5)$$

siendo k_ν [cm^2/g] el coeficiente de absorción por unidad de masa, más conocido como opacidad; ρ [g/cm^3] la densidad de masa, α_ν [$1/cm$] el coeficiente de absorción, σ_ν [cm^2] es la sección transversal y N [$1/cm^2$] la densidad de columna. Como se observa en la ecuación (1.5), hay una dependencia entre la profundidad óptica y la frecuencia de la radiación electromagnética, por lo que el toro puede ser ópticamente grueso para ciertos rangos de frecuencia y ópticamente delgado para otros.

La existencia del toro en el modelo unificado es clave para explicar las diferencias en los espectros de los distintos tipos de AGN como resultado del ángulo de visión respecto al plano del toro ([Antonucci, 1993](#)). De esta manera, la apariencia del AGN cambia si es visto perpendicular al plano del toro, ángulo en que la región central es visible (AGN tipo 1), o si es visto desde el plano, donde la absorción de radiación debido al toro es máxima, ocultando su núcleo (AGN tipo 2) ([C. M. Urry y Padovani, 1995](#)).

No obstante, existen modelos alternativos que plantean refinamientos al modelo unificado. Algunos de estos incluyen toros conformados por nubes ópticamente delgadas, grumosos ([Nenkova, Sirocky, Nikutta, Ivezić, y Elitzur, 2008](#)) o compuestos por nubes densas inmersas en una distribución suave de polvo ([Stalevski y cols., 2016](#)). Esto cambia el panorama mencionado respecto a los diferentes ángulos de observación y su relación con el oscurecimiento. De tal modo, es posible que ubicados en el plano del disco no haya absorción por parte del toro, o que desde el eje del toro se observe oscurecimiento total ([Schneider, 2014](#)).

1.3.4. Chorros relativistas

El proceso de acreción de material en el SMBH da lugar a un flujo saliente de materia ionizada a alta velocidad, a lo largo del eje de rotación del disco de acreción, formando un haz colimado conocido como chorro relativista. Esta zona se caracteriza por la presencia de campos magnéticos fuertes rotando a alta velocidad, debido a que se encuentran anclados al disco de acreción; y frentes de choque¹ causados por fenómenos hidrodinámicos. Estos frentes de choque aceleran los electrones de rayos cósmicos altamente relativistas ([Schneider, 2014](#)), los cuales en presencia de líneas de campo magnético emiten radiación de sincrotron.

Esta emisión de sincrotrón está descrita por una ley de potencia de la forma: $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, donde S_ν es la densidad de flujo a una frecuencia ν dada y α corresponde a la pendiente de la ley de potencia. De acuerdo a las estructuras a larga escala generadas por este proceso, los AGN fuentes de radio extendidas han sido clasificados en dos tipos: Fanaroff–Riley Type I (FR I) y Fanaroff–Riley Type II (FR II). Por un lado, el primer tipo se caracteriza por presentar bajas luminosidades y una emisión dominante en el centro. Por otro lado, el segundo tipo se caracteriza por presentar altas luminosidades y estructuras a larga escala como chorros, puntos calientes y lóbulos; debido al transporte y posterior expansión de los rayos cósmicos a lo largo del chorro relativista ([Calistro Rivera y cols., 2017](#)).

¹ La velocidad de flujo de materia superan considerablemente la velocidad del sonido en el plasma, por lo que se cumplen las condiciones para la formación de frentes de choque ([Schneider, 2014](#)).

1.3.5. *Galaxia anfitriona*

La galaxia anfitriona es la que hospeda al núcleo activo central y cuyas propiedades presentan una fuerte correlación con las del agujero negro súper masivo (P. F. Hopkins y cols. (2006); Magorrian y cols. (1998); Marconi y Hunt (2003)). Su espectro está dominado por la emisión térmica del gas, polvo y estrellas que la componen, y abarca el rango de frecuencias desde el UV hasta el NIR. El espectro total puede ser aproximado como la suma de los espectros de Planck de cada una de sus estrellas, dados por la masa y edad de cada estrella (Schneider, 2014). Este espectro es reprocesado por el polvo interestelar, que absorbe energía del UV y la reemite como cuerpo negro frío principalmente en el infrarrojo. Por último, este espectro enrojecido se superpone al espectro de los componentes del AGN dando lugar a una SED como la mostrada en la figura 1.2.

La técnica empleada en Astronomía para modelar este espectro de emisión teniendo en cuenta los procesos de evolución, es conocida como síntesis de población estelar. Ésta consiste en suponer un modelo de historia de formación estelar, de manera que en el presente se conozcan las poblaciones estelares que conforman la galaxia, sus edades y metalicidades. Es así como se modela la emisión de la galaxia con la superposición de espectros de cada población. Con esta metodología pueden crearse modelos simples de poblaciones estelares (SSP¹) para una edad y metalicidad. También, pueden crearse modelos compuestos de poblaciones estelares (CSP²) para un rango de edades y metalicidades y que además, incluyen la atenuación debida al polvo (Conroy, 2013).

El proceso completo para calcular el espectro de la galaxia se observa en el esquema de la

¹En inglés *Single stellar populations*

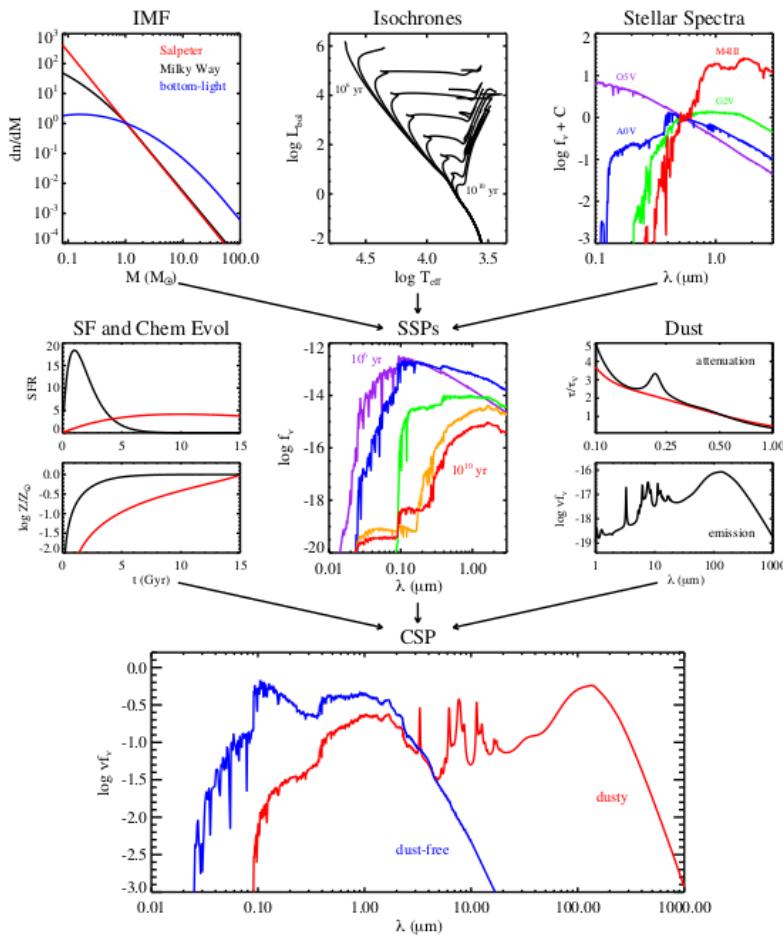
²En inglés *Composite stellar populations*

figura 1.3 y la información necesaria está contenida en:

- La función de masa inicial (IMF) que es la distribución de masa que especifica la fracción de estrellas de cada intervalo de masa que nacen (Schneider, 2014).
- La curvas isocronas en el diagrama Hertzsprung–Russell que permiten conocer el tipo de estrellas en un población y sus propiedades para un edad dada. Con estas se modela el cambio en el espectro debido a la evolución de la población.
- Los espectros individuales de estrellas.
- La tasa de formación estelar (SFR) que es la masa total de gas convertida en estrellas por unidad de tiempo, mientras que la historia de formación estelar (SFH) modela la evolución de la SFR en el tiempo.
- La metalicidad (Z).
- El modelo de atenuación debida al polvo.

Ahora bien, la relevancia del estudio de esta componente recae en la conocida correlación existente entre las diferentes clases de AGN y el tipo de galaxia que habitan. Esta relación puede tener uno de sus motivos, por ejemplo en la cantidad gas disponible tanto para el disco de acreción, como para la formación estelar. Así, AGN en bajo *redshift*¹ y con baja luminosidad son hospedados por galaxias masivas y dominadas por el bulbo como las normales de tipo temprano (elípticas). Mientras que AGN en alto *redshift* y con alta luminosidad son hospedados por galaxias con poblaciones estelares más jóvenes como las espirales (Kauffmann, Heckman, Tremonti, y cols., 2003).

¹Término en inglés que hace referencia al corrimiento al rojo debido a la expansión del Universo.

Figura 1.3*Síntesis de población estelar.*

Nota: Proceso de síntesis de población estelar. En el *panel superior* se presentan la IMF, las isocronas y los espectros de estrellas necesarios para obtener espectros SSP (*gráfica central en el panel central*). En el *panel central* se observa, la SFR, la metalicidad (Z), los espectros SSP y el modelo de atenuación de polvo necesarios para calcular el espectro CSP (*panel inferior*). Tomado de [Conroy \(2013\)](#).

1.3.6. Polvo frío de regiones de formación estelar

Otro componente que contribuye de forma notoria al espectro integrado es el polvo en las regiones de formación estelar de la galaxia anfitriona. En estas regiones, grandes concentraciones de gas colapsan gravitacionalmente dando lugar a nuevas estrellas. Su material está compuesto por hidrógeno molecular, helio, trazas de elementos más pesados provenientes de muertes estelares

anteriores y polvo denso¹ con temperaturas entre 10 y 30 K. Una vez que se forman las primeras estrellas y comienzan a emitir radiación electromagnética, inicia el proceso de ionización del medio circundante dando lugar a regiones ionizadas H_{II} .

Dentro de estas regiones se dan dos mecanismos principales de emisión de líneas espectrales: la recombinación de átomos ionizados y la desexcitación de átomos excitados previamente por absorción de fotones o colisiones con electrones o protones (Peimbert, Peimbert, y Delgado-Inglada, 2017). Estos procesos dan lugar a líneas de emisión brillantes en el infrarrojo y el óptico, como las que se observan en los AGN. Para estimar la contribución de estas regiones, es necesario diferenciar sus líneas de emisión de las producidas en las regiones de gas NLR² y BLR³ del núcleo activo. Con este fin se usa la relación entre las líneas excitadas por colisiones y las producidas por recombinación (Schneider, 2014). Finalmente, al espectro de emisión de líneas se añade la emisión térmica del polvo frío, dando lugar a un espectro de emisión en el infrarrojo.

Agregando a lo anterior, ocurren otros procesos físicos en estas regiones de polvo frío que dan lugar a emisión de fotones en radio. Esta emisión continua está dada por la contribución de: la emisión de sincrotrón de los electrones y positrones de rayos cósmicos acelerados en remanentes de supernova, que interactúan con el campo magnético de la galaxia (Calistro Rivera y cols. (2017); Condon (1992)); y la emisión por radiación térmica de frenado (*Bremsstrahlung*). Ambas componentes se modelan por una ley de potencia de la forma: $S_\nu^T \propto \nu^{-\alpha_T}$ para la componente térmica y $S_\nu^{NT} \propto \nu^{-\alpha_{NT}}$ para la no térmica, donde S_ν es la densidad de flujo a una frecuencia ν dada y α la

¹ 10^4 cm^{-3} donde la densidad del medio interestelar es 10^2 cm^{-3} (Elmegreen y Palous, 2007).

² Siglas en inglés *Narrow line region*.

³ Siglas en inglés *Broad line region*.

pendiente de la ley de potencia, con valores típicos de $\alpha_T = 0,1$ y $\alpha_{NT} = 0,75$ (Murphy y cols., 2011).

1.4. Método de ajuste de SED de galaxias activas

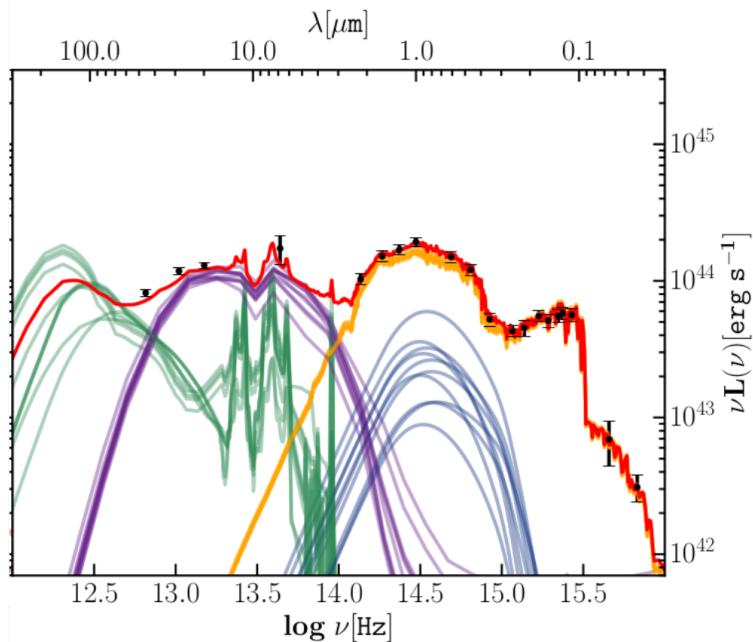
La técnica del modelamiento de SED de galaxias se ha convertido en una herramienta fundamental para inferir sus propiedades físicas y sus procesos de formación y evolución (Baes, 2019). Esta parte del hecho de que cada uno de los procesos astrofísicos que dan lugar a una galaxia, deja una huella en su espectro integrado. Dichos procesos son la formación y evolución estelar, el enriquecimiento químico y los procesos en el medio interestelar (Baes, 2019). Sus huellas predominan en diferentes intervalos del espectro y además, son detectables con los telescopios y cámaras actualmente disponibles. Por otro lado, algunas propiedades del sistema como el corrimiento al rojo, la metalicidad, la masa estelar, los tamaños de los granos de polvo, entre otras (Conroy, 2013) también determinan la forma del espectro.

La metodología para aplicar esta técnica a SED fotométricas implica, en primer lugar, la inclusión de las SED de modelos teóricos o semiempíricos parametrizados que reproducen los procesos de emisión de las fuentes de radiación consideradas. En segundo lugar, la realización del ajuste para encontrar el conjunto de parámetros que reproducen mejor la SED observada a partir de una combinación de los modelos considerados. Ciertamente, hay una serie de pasos intermedios que permiten que las SED de los modelos sean comparables con los datos. Para comenzar, dado que la SED observada abarca múltiples bandas del espectro, es decir, se construye a partir de la recopilación de mediciones de diferentes telescopios, requiere que la normalización de todos los flujos sea autoconsistente. A continuación a las SED de los modelos se les realiza el corrimiento al rojo corres-

pondiente y, finalmente, son filtradas a través de las funciones de transferencia de los telescopios empleados en las mediciones ([Walcher, Groves, Budavári, y Dale, 2011](#)).

Figura 1.4

Ejemplo de ajuste de SED de una galaxia activa.



Nota: Ejemplo del ajuste de la distribución espectral de energía de una galaxia con AGN. Las curvas sobre-puestas corresponden a diferentes combinaciones de parámetros de la función de densidad de probabilidad posterior. La curva morada corresponde a la emisión del toro, la azul a la del disco de acreción, la verde a la del polvo frío y la naranja a la de las estrellas. Tomado de [Calistro Rivera, Lusso, Hennawi, y Hogg \(2016\)](#)

Buen ejemplo de la aplicación de esta técnica a la SED típica de un galaxia activa extendida en el espectro desde el infrarrojo hasta los rayos gamma se presenta en la figura 1.4. Algunas regiones de la SED están bien descritas por medio de leyes de potencia([Brown y cols., 2019](#)), como la emisión en rayos X. Existen, empero, rasgos característicos continuos que no pueden ser modelados por leyes de potencias como: una protuberancia en el infrarrojo debida a la emision del toro de gas y polvo, y una gran protuberancia azul (BBB) en el rango entre el óptico y el ultravioleta, debida al disco de acreción ([Calistro Rivera y cols., 2016](#)).

Evolución de la técnica y estado actual

En sus inicios, la técnica de ajuste de SED presentada anteriormente era usada en galaxias sin AGN y solo modelaba la emisión estelar. Con el paso del tiempo, esta técnica se extendió desde el UV hasta el IR e incluyó la emisión del polvo de las galaxias en los modelos (Burgarella, Buat, y Iglesias-Paramo (2005); Da Cunha, Charlot, y Elbaz (2008); Groves y cols. (2008); Leja, Johnson, Conroy, van Dokkum, y Byler (2017); Noll y cols. (2009)). Esto con el fin de romper la degeneración presentada entre la atenuación del polvo y la tasa de formación estelar (Leja, Johnson, Conroy, y van Dokkum, 2018) (ambos conducen a un enrojecimiento del espectro). A causa de ello se introduce el supuesto de un balance energético, en el cual la energía de la emisión estelar absorbida por polvo de las regiones de formación estelar es luego reemisita en el IR (Da Cunha y cols., 2008). Este balance permite establecer relaciones entre la emisión del polvo frío y de las estrellas en galaxias con un reciente periodo de formación estelar (Calistro Rivera y cols., 2016).

A esto se añade la inclusión de modelos de AGN que reforzaron la necesidad de estudios en múltiples longitudes de onda, para una comprensión más profunda y una caracterización completa de las galaxias activas (Juneau y cols. (2013); Lusso y cols. (2012)). Es así como se incrementó la cantidad de modelos y por ende parámetros, que posibilitaron una mayor flexibilidad en el ajuste (en términos de suposiciones) pero a expensas de un incremento en el costo computacional (Robotham y cols., 2020). Por otra parte, esta inclusión del AGN trajo consigo una degeneración adicional en la región entre el óptico y el UV entre la emisión del disco de acreción y la de la componente estelar de la galaxia anfitriona.

En general, el mejor enfoque estadístico para tratar degeneraciones entre parámetros es la técnica de inferencia Bayesiana en combinación con información a priori del sistema ([Calistro Rivera y cols. \(2016\)](#); [Leja y cols. \(2017\)](#)). Algunos de los códigos más robustos que implementan métodos Bayesianos en el ajuste de SED son CIGALE ([Burgarella y cols. \(2005\)](#); [Noll y cols. \(2009\)](#)), MAGPHYS ([Da Cunha y cols., 2008](#)), GALMC ([Acquaviva, Gawiser, y Guaita, 2011](#)), BAYESED ([Han y Han, 2014](#)), BEAGLE ([Chevallard y Charlot, 2016](#)) y AGNfitter ([Calistro Rivera y cols., 2016](#)). Adicionalmente, se han desarrollado algoritmos basados en cadenas Markov de Monte Carlo (MCMC) en estudios de galaxias inactivas ([Acquaviva y cols. \(2011\)](#); [Johnson, Wilson, Tang, y Scott \(2013\)](#); [Pirzkal y cols. \(2012\)](#); [Serra y cols. \(2011\)](#)).

De forma paralela a los avances mencionados hasta ahora, surgieron algunas inconsistencias entre los espectros de emisión predichos por el modelo de toro polvoriento y con estructura suave usado originalmente en el modelo unificado de AGN y las observaciones ([Tanimoto y cols. \(2019\)](#); [Yang y cols. \(2020\)](#)). En primer lugar, un toro suave y geométricamente grueso, debería tener granos de polvo con una dispersión de velocidades del orden de la velocidad de rotación del toro (100 km/s), y por tanto, temperaturas alrededor de 10^6 K, que superan ampliamente la temperatura de sublimación del polvo (10^3 K) ([Ricci y cols., 2015](#)). En segundo lugar, este modelo predice una línea de absorción de los silicatos en $10 \mu m$ en el espectro de galaxias Seyfert 2, sin embargo, se han detectado líneas de emisión en estos sistemas ([Mason y cols. \(2009\)](#); [Nikutta, Elitzur, y Lacy \(2009\)](#)). En tercer lugar, de acuerdo con este modelo la proporción entre las luminosidades en IR y rayos X debería ser mayor a la observada. Estos acontecimientos supusieron una ruptura con el modelo unificado estándar y dieron lugar a nuevos modelos de toro ([Nenkova, Sirocky, Nikutta, y cols. \(2008\)](#); [Stalevski y cols. \(2016\)](#)) que actualmente son implementados en los algoritmos de

ajuste de SED.

Finalmente, una de las recientes versiones CIGALE implementó un módulo de rayos X ampliando su cobertura espectral desde FIR hasta rayos X. Por un lado, los flujos en rayos X dan cuenta de la emisión intrínseca del AGN, por lo que son usados como indicadores de la tasa de acreción del SMBH ([Yang y cols., 2020](#)). Por otro lado, como consecuencia de una correlación empírica encontrada entre la emisión en 2500Å y los rayos X ([Just y cols. \(2007\)](#); [Lusso y Risaliti \(2017\)](#); [Steffen y cols. \(2006\)](#)), es posible usarlos para limitar la contribución del disco de acreción y eliminar la degeneración entre el BBB y la emisión de la galaxia.

Hasta ahora, no hay implementaciones de la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$ en algoritmos de ajuste de SED con modelos de alta complejidad y gran cobertura espectral. Además, se ha evidenciado la ausencia del radio en el dominio de frecuencias estudiadas con esta técnica, a pesar de la facilidad para detectar fuentes de radio extendidas y para modelar la emisión de sincrotrón, dominante en esta banda. Esto es relevante, pues los flujos de radio podrían dar información sobre los procesos físicos llevados a cabo tanto en los chorros relativistas, como en las regiones de formación estelar de la galaxia anfitriona.

2. Descripción física de los modelos de emisión

En este capítulo se presentan de manera breve las bases teóricas y empíricas sobre las que se construyen los modelos de emisión de cada componente que dan lugar a las SED que AGNfitter ajusta. Además, se mencionan las principales suposiciones y aproximaciones adoptadas, las cuales serán muy importantes al momento de comparar la pertinencia de los diferentes modelos. A continuación se presentan los antiguos y nuevos modelos (denotados con † y $*$, respectivamente) del toro caliente en 2.1, del polvo frío en 2.2 y del disco de acreción en 2.3.

2.1. Toro

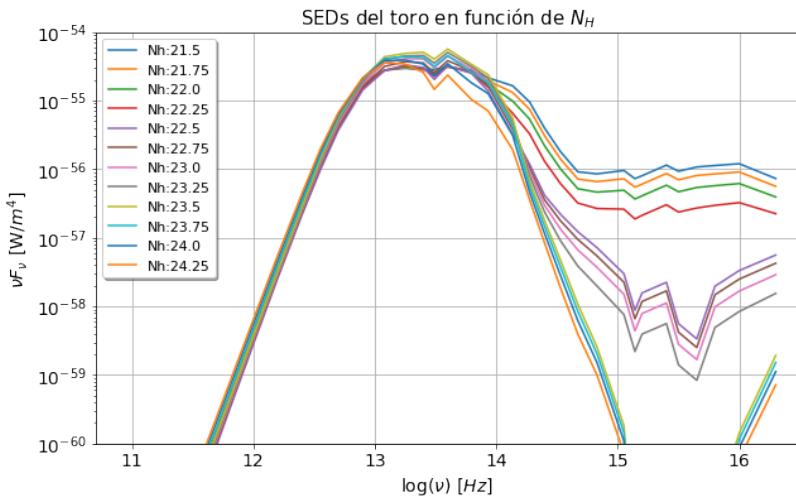
2.1.1. *Modelo de toro homogéneo †*

Este modelo semiempírico se construyó a partir de una muestra de galaxias Seyfert con observaciones en el NIR y MIR, sin señales de emisión estelar nuclear ([Silva, Maiolino, y Granato, 2004](#)). Adicionalmente, estas galaxias fueron escogidas por su disponibilidad de mediciones de rayos X duros de alta calidad que permitieran medir su densidad de columna.

Para construir el modelo, en primer lugar, sus flujos fotométricos observados en el IR fueron corregidos para remover la contribución de la galaxia anfitriona y posteriormente, sus densidades espectrales de energía fueron interpoladas con los modelos de SED generados por GRASIL, un código de transferencia radiativa (Calistro Rivera y cols., 2016). Este código simuló la dispersión, absorción y reemisión de fotones debido a la interacción del polvo, compuesto por granos de silicio y grafito, con el campo de radiación de un AGN con un espectro de emisión típico¹. El polvo modelado estuvo distribuido espacialmente en toros con diferentes alturas, radios y densidades, y conformado por granos con tamaños dados por diferentes distribuciones. A continuación, las SED ajustadas fueron normalizadas por el flujo intrínseco entre 2 – 10 keV en rayos X. Finalmente, las SED fueron agrupadas y promediadas para cada densidad de columna. En la figura 2.1 se presenta las SED del modelo final para algunos valores de N_H .

Figura 2.1

SED del modelo de toro homogéneo en función de la densidad de columna.



Nota: SED del modelo de toro suave para 12 valores de densidad de columna. Puede evidenciarse como mayor N_H conducen a una mayor absorción en el óptico y UV; y una mayor emisión en el FIR. Por otro lado, valores menores de N_H dan lugar poca absorción en el óptico y UV; y una fuerte emisión en el MIR.

¹Ver ecuación 2.2

Por último, las dos principales suposiciones hechas por los autores durante la construcción del modelo son: el toro es homogéneo (en concordacia con el modelo unificado estándar) y la información sobre la geometría del toro, las propiedades de los granos de polvo y el ángulo de observación está contenida en la densidad de columna. De manera que AGN tipo 1 vienen dados por una N_H baja, mientras los tipo 2 por una N_H alta.

2.1.2. *Modelo de toro grumoso**

Este modelo consiste en un toro compuesto por nubes polvorrientas de silicatos y grafito, de forma que el tamaño de las nubes (R_c) y el camino libre medio de los fotones entre estas (l) cumplen la condición de grumosidad: $R_c << l$ (Nenkova, Sirocky, Ivezic, y Elitzur, 2008). El toro está geométricamente determinado por el radio interno (R_d), el radio externo (R_o), el ángulo de apertura (σ) y el ángulo de observación (i). El radio interno está determinado por la temperatura de sublimación del polvo (T_{sub}) y la luminosidad del AGN (L) según Nenkova, Sirocky, Nikutta, y cols. (2008) por:

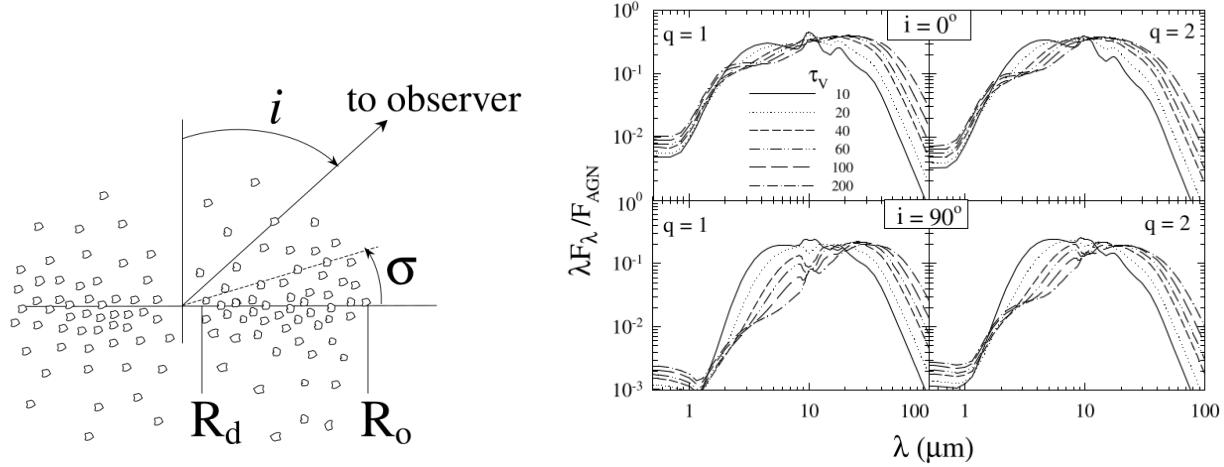
$$R_d \simeq 0,4 \left(\frac{L}{10^{45} \text{ erg}^{-1}} \right)^{1/2} \left(\frac{1500 \text{ K}}{T_{sub}} \right)^{2,6} \text{ pc.} \quad (2.1)$$

La distribución de nubes es axialmente simétrica y sigue un perfil radial de ley de potencia: r^{-q} . La distribución también varía con el ángulo de apertura según la distribución gaussiana: $\mathcal{N}_T(\beta) = \mathcal{N}_0 \exp(-\beta^2/\sigma^2)$, siendo β un ángulo respecto al plano ecuatorial, tal que $|\beta| \leq \sigma$. En la figura 2.2 (izquierda) se observa la distribución de nubes en el toro y sus parámetros geométricos.

Para calcular la emisión del toro se integra la función de emisión de cada nube a lo largo de

Figura 2.2

Modelo de toro de grumoso: geometría y SED en función de la profundidad óptica.



Nota: Izquierda: Distribución de nubes en el toro y sus principales parámetros geométricos: radio interno (R_d), radio externo (R_o), ángulo de apertura (σ) y ángulo de observación (i). Derecha: SED del modelo de toro en función de la profundidad óptica τ_v , para leyes de potencia dadas por $q = 1$ y $q = 2$; y toros observados frontalmente $i = 0^\circ$ o desde el plano ecuatorial $i = 90^\circ$. Tomadas de Nenkova, Sirocky, Nikutta, y cols. (2008).

trayectorias a través de la distribución de nubes. Este cálculo se hace teniendo en cuenta el número medio de nubes por unidad de longitud y la probabilidad de que la radiación emitida alcance el final de la trayectoria. Su espectro de emisión resultante depende de los siguientes parámetros:

$Y = R_o/R_d$, σ , q , i , el número medio de nubes a lo largo de rayos radiales ecuatoriales \mathcal{N}_0 y la profundidad óptica de las nubes τ_v (Nenkova, Sirocky, Nikutta, y cols., 2008). En la figura 2.2 (derecha) se evidencia la dependencia de las SED en función de τ_v y la aparición de una línea de emisión de los silicatos en $10 \mu\text{m}$ para $\tau_v = 10$, la cual es imposible de generar a partir de modelos de toro homogéneo.

Finalmente, se presentan las principales aproximaciones supuestas durante la construcción del modelo:

- El polvo tiene la composición galáctica estándar dada por un 53 % de silicatos y un 47 % de grafito ([Nenkova, Sirocky, Ivezić, y Elitzur, 2008](#)).
- Se asume un único radio interno del toro aunque las distintas componentes del polvo se subliman a radios ligeramente diferentes.
- La probabilidad de que la radiación emitida de un punto s llegue a un punto s' a través de las nubes sin ser absorbida sigue un probabilidad de Poisson.
- Las nubes puede ser calentadas directamente por el AGN o por radiación difusa.
- La SED del AGN que ilumina las nubes viene dada por la siguiente ley de potencia:

$$\lambda f_{e\lambda} \propto \begin{cases} \lambda^{1,2} & \lambda \leq \lambda_h \\ \text{const} & \lambda_h \leq \lambda \leq \lambda_u \\ \lambda^{-p} & \lambda_u \leq \lambda \leq \lambda_{RJ} \\ \lambda^{-3} & \lambda_{RJ} \leq \lambda \end{cases}, \quad (2.2)$$

con $\lambda_h = 0,01 \mu m$, $\lambda_u = 0,1 \mu m$, $\lambda_{JR} = 1 \mu m$ and $p = 0,5$ ([Nenkova, Sirocky, Ivezić, y Elitzur, 2008](#)).

2.1.3. *Modelo de toro de 2 fases**

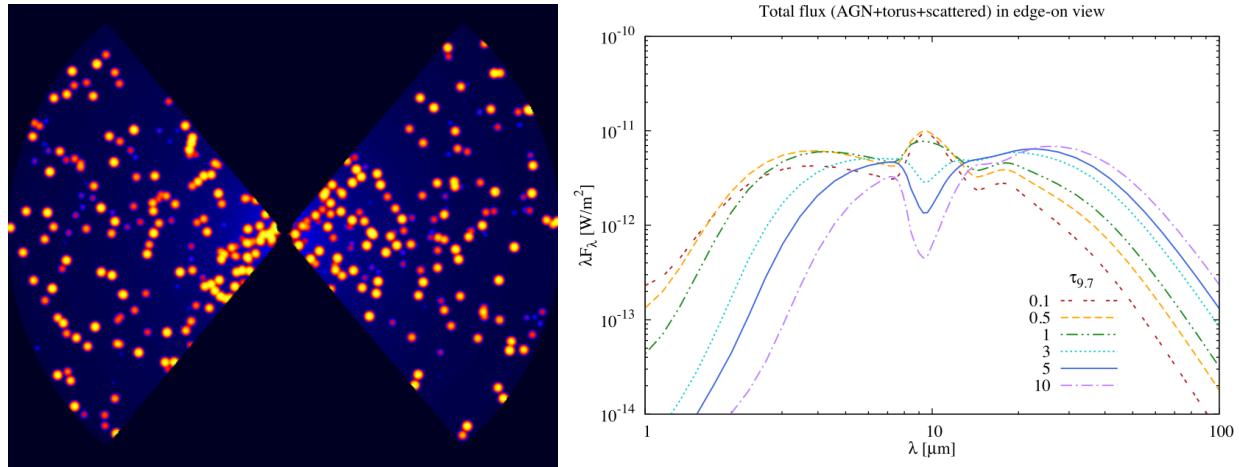
De acuerdo a este modelo, el toro se compone de nubes de alta densidad inmersas en una distribución de polvo suave y de baja densidad ([Stalevski y cols., 2016](#)), como se observa en la figura 2.3 (izquierda). La geometría de este toro es la de un disco acampanado definido por su radio interno (R_{in}), externo (R_{ext}) y su medio ángulo de apertura (Δ). El radio interno (R_{in}) viene

dado por la temperatura de sublimación de polvo (T_{sub}) en función de la luminosidad del AGN (L_{AGN}) de acuerdo con [Barvainis \(1987\)](#):

$$\left(\frac{R_{in}}{\text{pc}}\right) \simeq 1,3 \left(\frac{L_{AGN}}{10^{46} \text{ergs}^{-1}}\right)^{0,5} \left(\frac{T_{sub}}{1500 \text{K}}\right)^{-2,8}. \quad (2.3)$$

Figura 2.3

Modelo de toro de dos fases SKIRTOR y sus SED para diferentes valores de la profundidad óptica en $9,7 \mu\text{m}$.



Nota: Izquierda: Geometría del modelo de toro de dos fases compuesto por nubes de alta densidad (puntos amarillos) y una distribución homogénea de polvo de baja densidad (fondo azul). Derecha: Dependencia de las SED del toro con la profundidad óptica $\tau_{9,7}$ para $R_{ext} = 5 \text{ pc}$, $\Delta = 50^\circ$, $p = 1$, $q = 0$ y $i = 90^\circ$. Se observa el cambio de emisión a absorción en la línea en $10 \mu\text{m}$ al incrementar $\tau_{9,7}$. Tomadas de [Stalevski y cols. \(2016\)](#).

Por un lado, el polvo de este toro correspondiente a una mezcla de grafito y silicatos, se distribuye de acuerdo a: $\rho(r, \theta) \propto r^{-p} e^{-q|\cos \theta|}$, donde r es el radio y θ el ángulo polar. Por otro lado, las nubes vienen caracterizadas por su profundidad óptica en ($9,7 \mu\text{m}$) y siguen un perfil de densidad en función su radio u , normalizado por el radio característico ([Springel, 2010](#)):

$$W(u) = \frac{8}{\pi} \begin{cases} 1 - 6u^2 + 6u^3, & 0 \leq u \leq \frac{1}{2} \\ 2(1-u)^3, & \frac{1}{2} < u \leq 1 \\ 0, & u > 1 \end{cases} \quad (2.4)$$

La fuente central que ilumina el toro corresponde a un AGN con un espectro de emisión dado por la ecuación 2.2 con $\lambda_h = 0,01 \mu m$, $\lambda_u = 0,1 \mu m$, $\lambda_{JR} = 5 \mu m$ and $p = 0,5$ y un patrón anisotrópico en función del ángulo polar θ : $L(\theta) \propto \cos \theta (2 \cos \theta + 1)$. Esta anisotropía cambia el campo de radiación, de manera que la temperatura de sublimación es ahora alcanzada a diferentes distancias del disco. En consecuencia, el radio interno de la ecuación 2.3 cambia y debido a su dependencia con $L_{AGN}^{0,5}$, debe multiplicarse por el factor $[\cos \theta (2 \cos \theta + 1)]^{0,5}$ para corregirse.

Por último, las anteriores ecuaciones y parámetros fueron introducidos en SKIRT¹ para calcular una malla de SED para toros con diferentes valores de los parámetros: $\tau_{9,7}$, p , q , Δ , R_{out}/R_{in} y ángulo de inclinación i . De forma análoga al modelo anterior, en la figura 2.3 (derecha) se observa el impacto de la profundidad óptica en la línea de los silicatos en $10 \mu m$, dando lugar a una línea de emisión para $\tau_{9,7} \leq 1$ y de absorción para $\tau_{9,7} > 1$. Las suposiciones de este modelo son:

- Se asumen granos de polvo de $5 \mu m$ para el cálculo del radio interno.
- Se asume un único radio interno del toro aunque las distintas componentes del polvo se subliman a radios diferentes.
- $\tau_{9,7}$ contiene la información de las propiedades ópticas de las nubes y el polvo en medio de

¹Código de transferencia radiativa continua del polvo en sistemas astrofísicos basado en la técnica de Monte Carlo.

estas, además del número de nubes en las líneas de observación.

- Se asume una fuente central anisotrópica con luminosidad $L_{AGN} = 10^{11} L_{\odot}$.

2.2. Polvo frío

2.2.1. *Modelo semiempírico de polvo frío*[†]

El modelo de emisión de polvo frío corresponde a la unión de modelos semiempíricos construidos por Chary y Elbaz (2001) y por Dale y Helou (2002). El primero de ellos consiste en un conjunto de 105 SED en el rango de 0,1 a 1000 μm , construido a partir de SED observadas de 4 galaxias típicas con brotes de formación estelar: Arp220 (ULIRG), NGC6090 (LIRG), M82 (*Starburst*) y M51 (normal).

El proceso llevado a cabo consistió en: ajustar las SED observadas desde el UV hasta el submilimétrico con los modelos de Silva, Granato, Bressan, y Danese (1998), reemplazar el espectro ajustado en el MIR con observaciones de ISOCAM¹ entre 3 y 18 μm ; y corregir la línea de los silicatos en 17,9 μm según observaciones Chary y Elbaz (2001). Por último, las 4 SED fueron separadas en 2 componentes: la emisión en el MIR (hasta 20 μm) y en el FIR, interpoladas y combinadas para generar la muestra de 105 SED.

El segundo se trata del modelo presentado por Dale, Helou, Contursi, Silbermann, y Kolhatkar (2001) construído a partir de 69 SED observadas en el rango de (3 – 100 μm) en IRAS²/ISO³, con

¹Es una cámara en el infrarrojo medio, ubicada sobre el satélite ISO.

²*InfraRed Astronomical Satellite*: fue una misión lanzada en 1983 con un telescopio de 60 cm con el fin de realizar un mapeo completo del cielo en el rango del infrarrojo.

³*Infrared Space Observatory*: Fue un satélite lanzado en 1995 para observar objetos y regiones específicas del cielo con longitud de onda entre 2.5-240 μm (Schneider, 2014).

correcciones basadas en nuevas observaciones y una extensión de las SED. En primer lugar, el modelo original fue construido de la siguiente manera: las SED fueron clasificadas según su relación de flujos $f_\nu(60 \mu\text{m})/f_\nu(100 \mu\text{m})$, luego las SED de cada grupo fueron promediadas y finalmente ajustadas a modelos de teóricos de SED. Estas SED teóricas eran el resultado de la combinación de las curvas de emisión de granos de polvo grandes en equilibrio térmico, granos pequeños calentados de manera estocástica e hidrocarburos aromáticos policíclicos calentados estocásticamente (Dale y cols., 2001).

Posteriormente las SED resultantes fueron mejoradas y extendidas a longitudes de onda mayores por medio de observaciones de: SCUBA¹ con datos de 114 galaxias del *Bright Galaxy Sample* (BGS (Soifer, Boehmer, Neugebauer, y Sanders, 1989)), ISOLWS² con datos de 228 galaxias en un rango de (52 – 170 μm) y ISOPHOT Serendipity³ (Stickel y cols., 2000) con datos de 115 galaxias en 170 μm (Calistro Rivera y cols. (2016); Dale y Helou (2002)). Las mejoras incluyeron una distribución de masa del polvo dada por una ley de potencia, una emisividad variable del polvo y el uso de la correlación FIR-radio para extender las SED hasta frecuencias en radio.

2.2.2. *Modelo de polvo frío de dos componentes**

Este modelo como muchos otros (Draine y Li (2007); Galliano y cols. (2011); Jones y cols. (2013); Zubko, Dwek, y Arendt (2004)), parte del supuesto de que el espectro de emisión del polvo frío viene dado por la contribución de tres componentes: granos grandes ($> 0,01 \mu\text{m}$) de

¹Sub-millimeter Common-User Bolometer Array: Es una cámara bolométrica en el telescopio James Clerk Maxwell que permite mediciones en los régimes del sub-milimétrico (3-0.3 mm).

²Fue un catálogo de observaciones espectrales realizadas a Sagitario B2 usando el satélite ISO en el especlómetro de longitud de onda larga (LWS) en modo Fabry-Pérot.

³Es catálogo de datos del cielo que fueron tomados por una cámara ISOPHOT C200 de la misión ISO cuando el satélite giraba para ir de un objetivo al otro.

silicato o carbonatados, granos muy pequeños ($< 0,01 \mu\text{m}$) y moléculas complejas como hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAH). Los primeros presentan temperaturas entre 20 – 40 K, por lo que emiten como cuerpo negro en el FIR; los granos pequeños con una temperatura de alrededor de 1000 K emiten en el MIR y los PAH con diferentes modos vibracionales y rotaciones dan lugar a líneas de emisión entre 3,3 – 12,3 μm ([Schreiber y cols., 2018](#)).

En concordancia con lo anterior, este modelo separa el espectro de emisión del polvo frío en dos componentes: el continuo de granos de polvo grandes y pequeños en función de la temperatura (T_{polvo}); y las líneas en 3,3 μm , 3,4 μm , 6,2 μm , 7,7 μm , 8,6 μm y 11,3 μm en el MIR emitidas por PAH ([Allamandola, Tielens, y Barker, 1985](#)), como se observa en la figura 2.4 (izquierda). De este modo, el espectro completo S_v se define como:

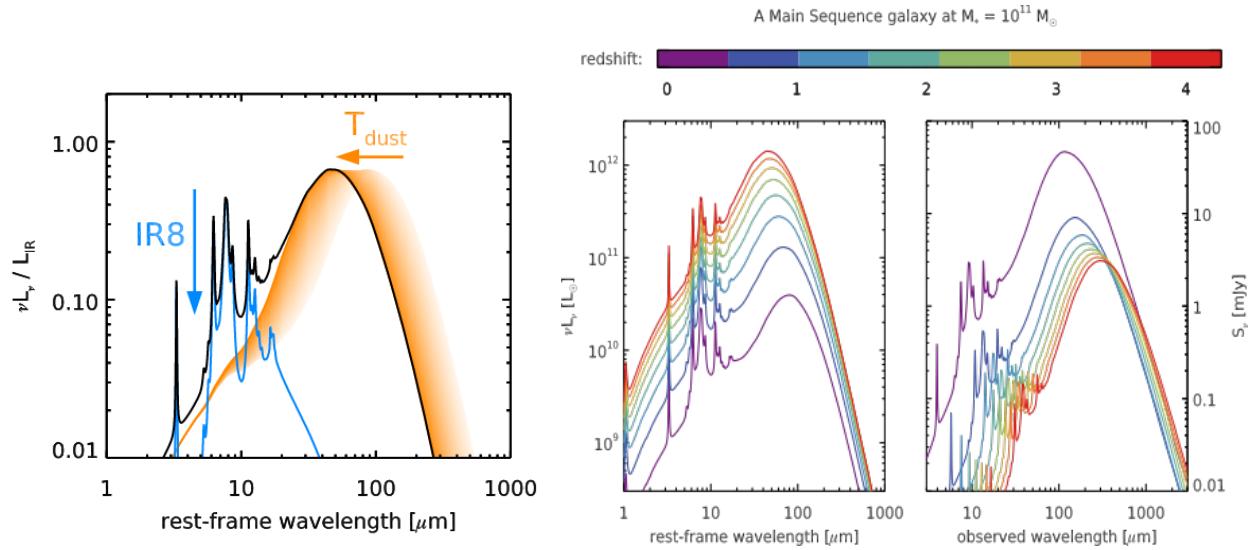
$$S_v = M_{polvo}^{\text{granos}} \bar{S}_v^{\text{granos}} + M_{polvo}^{\text{PAH}} \bar{S}_v^{\text{PAH}}, \quad (2.5)$$

donde M_{polvo}^{PAH} y $M_{polvo}^{\text{granos}}$ son las masas de polvo en forma de PAH y de granos de silicatos y carbono, respectivamente, y \bar{S}_v^{PAH} y \bar{S}_v^{polvo} los espectros de cada especie normalizados por unidad de masa.

Por un lado, para la emisión del polvo se usa el modelo de [Galliano y cols. \(2011\)](#) correspondiente a granos de silicato y carbono amorfo, termalizados (granos grandes) y calentados instantáneamente (granos pequeños). El parámetro libre es la intensidad de radiación (U), la cual determina la temperatura y la normalización de los espectros. Por otro lado, en el caso de los PAH, U también afecta su normalización y por ende, el valor de la masa de PAH inferido. Esta intensidad de radiación viene dada por la siguiente ley de potencias ([Dale y cols., 2001](#)): $dM_{polvo}/dU \sim U^{-\alpha}$

Figura 2.4

SED del modelo de polvo frío compuesto por granos de polvo y PAH, y su evolución con z .



Nota: Izquierda: Descomposición de la SED del polvo frío en la emisión de granos de polvo (curva naranja) e hidrocarburos aromáticos policíclicos (curva azul). Derecha: Evolución de las SED con z , obtenida a partir del ajuste de galaxias en la secuencia principal con una masa de $10^{11} M_{\odot}$. Se advierte una mayor luminosidad y contribución del polvo, comparada con los PAH, al aumentar z . Tomado de Schreiber y cols. (2018) y <http://censchreib.github.io/si7-irlib/>, respectivamente.

con $\alpha = 2,6$, donde dM_{polvo} es la masa de polvo iluminada con una intensidad entre U y $U + dU$.

Finalmente, el modelo fue calibrado con las imágenes más profundas de Spitzer y Herschel en los campos de CANDELS, dando lugar a SED que dependen de tres parámetros: la luminosidad en el IR (o M_{polvo}), la temperatura del polvo (T_{polvo}) y el peso de la componente PAH (f_{PAH}). La temperatura del polvo es definida como $T_{\text{polvo}} = 0,91 \times T_{\text{polvo}}^{\text{espectro}}$, donde $T_{\text{polvo}}^{\text{espectro}}$ se encuentra al aplicar la ley de Wien al modelo final del polvo. Además, la fracción de PAH viene dada por $f_{\text{PAH}} \equiv M_{\text{polvo}}^{\text{PAH}}/M_{\text{polvo}}$. En la figura 2.4 (derecha) se presentan las SED ajustadas, a través de los 3 parámetros, a datos de galaxias en la secuencia principal con diferentes corrimientos al rojo y masas estelares. Las suposiciones de este modelo son:

- Para modelar la emisión de los granos de polvo, se adoptan la distribución de tamaños y las

relaciones de masa-especie de la Vía láctea ([Zubko y cols., 2004](#)).

- Se asume la composición de PAH de la Vía Láctea: 50 % neutros y 50 % ionizados. Esto afecta la fuerza de las líneas en $8 \mu m$ y $12 \mu m$.
- El campo de radiación mínimo U_{min} tiene un valor entre $0,1 - 5000 U_\odot$ y máximo U_{max} de $10^6 U_\odot$ ¹.

2.3. Disco de acreción

2.3.1. *Modelo empírico de disco de acreción*[†]

Este es el modelo que ha venido siendo implementado en AGNfitter hasta este trabajo, para reproducir la radiación térmica emitida por la materia del disco de acreción cayendo en el agujero negro súper masivo ([Richstone y Schmidt, 1980](#)), causante del BBB. Para describir esta componente se parte del modelo empírico de [Richards y cols. \(2006\)](#) construido a partir de 259 SED observadas de cuásares (QSO) tipo 1 del Sloan Digital Sky Survey². Posteriormente, se simularon los datos fotométricos de esta muestra uniforme de cuásares teniendo en cuenta el sistema fotométrico del SDSS ([Richards y cols., 2006](#)).

La SED resultante fue modificada en la primera versión de AGNfitter para truncar la SED antes del NIR, pues esta región es modelada por el toro. Adicionalmente, la región del espectro con longitudes de onda mayores al BBB ($1\mu m - 5\mu m$) fue modelada como la cola de la emisión de un cuerpo negro: $F_\nu \propto \nu^{-2}$ ([Calistro Rivera y cols., 2016](#)). Por último, cabe resaltar que este

¹ $U_\odot = 2,17 \times 10^{-2} \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s}}$ ([Mathis, Mezger, y Panagia, 1983](#))

² Fue un catálogo digital óptico construido entre 2000 y 2008 en el Observatorio Apache Point de Nuevo México con un telescopio de 2.5 metros y un sistema de filtros fotométricos ([Schneider, 2014](#)).

modelo parte del supuesto de que es posible modelar la emisión del disco de acreción a partir de este tipo de cuásares, debido a que en estos AGN tipo 1:

- La región central es visible.
- La luminosidad central es tan alta, que opaca la emisión de las demás componentes del AGN y de la galaxia anfitriona.

2.3.2. *Modelo de disco α con viento**

El presente modelo de emisión parte del estándar de disco α , consistente en un disco de acreción ópticamente grueso y geométricamente delgado; con la inclusión de vientos, correcciones relativistas y un tratamiento de la *comptonización* en su atmósfera¹. Estos vientos pueden ser eyectados por el disco en regiones cercanas al SMBH por medio de tres mecanismos: vientos impulsados por radiación, térmicamente y magnéticamente. Los vientos cambian localmente la tasa de acreción (\dot{M}), asumida constante en modelo de disco α , alterando la SED, la tasa de crecimiento del SMBH y la estimación de la luminosidad del disco.

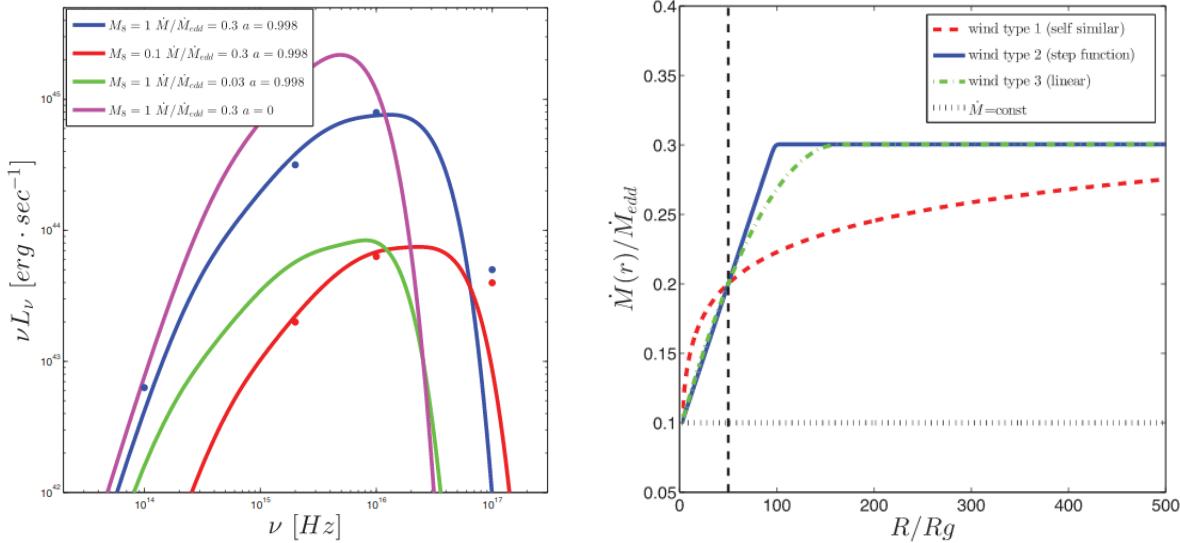
En primer lugar, para calcular la emisión isotrópica del disco α se plantea la emisividad que depende de la energía gravitacional y el torque locales. Posteriormente, con la ley de *Stephan-Boltzmann* se obtiene la temperatura con la que se plantea la emisión de cuerpo negro local, que por último se integra respecto al radio. Los parámetros de este modelo son: la masa del SMBH (M_{BH}), la tasa de acreción (\dot{M}) y el espín normalizado del SMBH (a). Los dos primeros parámetros influyen en el perfil de temperatura del disco y el espín, define sus fronteras² y establece

¹ Contribución al espectro de emisión por parte de los fotones que van del disco de acreción a su atmósfera de gas, interactúan con los electrones energéticos de esta región y experimentan dispersión de Compton.

² R_{in} dado por la órbita circular estable más interna y R_{out} .

Figura 2.5

SED del modelo de disco α y perfiles de tasa de acreción.



Nota: Izquierda: SED del disco de acreción de acuerdo al modelo de disco α para diferentes combinaciones de los tres parámetros: M_{BH} , \dot{M} y a , donde $M_8 \equiv M_{BH}/10^8 M_\odot$. Se advierte incremento de la luminosidad y ensanchamiento de la SED con corrimiento al rojo para M_{BH} mayores y al azul para \dot{M} mayores. Derecha: Perfiles de tasa de acreción para los modelos: autosimilar (curva roja), escalón (curva azul) y linea (curva verde), con $M_8 = 1$, $M_{in}/\dot{M}_{edd} = 0,1$, $M_{out}/\dot{M}_{edd} = 0,3$ y $a = 0,9$. Tomado de [Sline y Netzer \(2012\)](#).

la eficiencia de conversión de energía en reposo a radiación electromagnética (η) ([Sline y Netzer, 2012](#)). En la figura 2.5 (izquierda) se observa el efecto de la masa del SMBH (curvas azul y roja) y de la tasa de acreción (curvas azul y verde) en la luminosidad del disco, el corrimiento en frecuencia del espectro y su dominio.

En segundo lugar, se incluye la comptonización con el modelo de [Laor y Netzer \(1989\)](#) como función del radio (r) y la frecuencia (ν), y dependiente de la viscosidad y la composición del gas. En tercer lugar, se agrega el efecto de los vientos con eyeción de masa por medio de una tasa de acreción \dot{M} no constante. Los 3 modelos usados fueron:

$$\frac{d\dot{M}_{\text{wind}}(r)}{dr} = \begin{cases} a_1/r, & \text{Autosimilar} \\ b_1 \left(1 - [1 + \exp(-2b_2(r - r_m))]^{-1}\right), & \text{Escalón} \\ (c_1 - c_2 \times r), & \text{Lineal} \end{cases} \quad (2.6)$$

de forma que $\dot{M}(r) = \dot{M}_{\text{in}} + \int_{r_{\text{in}}}^r d\dot{M}_{\text{wind}}(r)$. En la figura 2.5 (derecha) se muestran los perfiles radiales de la tasa de acreción para los diferentes modelos, notándose un rápido crecimiento y gran similaridad entre los perfiles de los modelos escalón y lineal. Por último, se agregan las correcciones relativistas, causantes de enfriamiento en los radios internos del disco, por medio de la función $F(r) = T_{\text{rel}}(r)/T_{\text{Newt}}(r)$, donde T_{rel} y T_{Newt} son las temperaturas relativistas y Newtonianas calculadas en el modelo de disco α . Para aplicar la corrección se multiplica $T(r)$ obtenida a partir del modelo con vientos por la función $F(r)$, pues esta corrección solo depende de a y no de la tasa de acreción.

3. Implementación de los nuevos modelos

AGNfitter¹(Calistro Rivera y cols., 2016) es un algoritmo implementado en python para ajustar distribuciones espectrales de energía de galaxias con AGN utilizando estadística bayesiana y cadenas Markov de Monte Carlo (MCMC). Está diseñado para espectros en rangos de frecuencias desde el submilimétrico hasta el UV, y modela la SED como la superposición de la emisión de 4 componentes: disco de acreción, toro, población estelar y polvo frío de regiones de formación estelar (Calistro Rivera y cols., 2016). Gracias a su enfoque bayesiano, AGNfitter explora y retorna las funciones de densidad de probabilidad *a posteriori* de cada uno de los parámetros a ajustar. Estas PDF brindan un diagnóstico sobre las distintas componentes del sistema y permiten resolver las posibles degeneraciones entre los parámetros. Esta tesis contribuyó a la construcción de una segunda versión de AGNfitter, agregando nuevos modelos para la emisión de las componentes y restricciones en los flujos por medio de correlaciones empíricas. Al lado de ello se implementó un nuevo modo de uso en el que algunos parámetros físicos pueden ser explorados libremente, es decir, en un espacio continuo.

¹Más información en: <https://github.com/GabrielaCR/AGNfitter>

En la primera versión de AGNfitter, debido a los modelos empleados para la emisión el toro, el disco de acreción y el polvo frío (Dale y Helou (2002); Richards y cols. (2006); Silva y cols. (2004)), las únicas cantidades físicas tenidas en cuenta por el código eran: $E(B - V)_{bbb}$ y $\log N_H$. Como el objetivo del ajuste de SED es caracterizar y comprender los procesos físicos en el núcleo activo, era deseable extraer más información sobre el estado de sus componentes. Además, a pesar de que la exploración del espacio de parámetros se realizaba en un espacio continuo, el código retornaba las PDF y verosimilitudes estimadas sobre una malla de valores discretos predefinidos.

Durante el desarrollo de este trabajo se contribuyó a la finalización de la segunda versión de AGNfitter y se realizaron ajustes de SED a una muestra de galaxias. Para comenzar, su autora principal, Gabriela Calistro, agregó nuevos priores físicamente motivados llamados: balance de energía, fracción de AGN y masa estelar de la galaxia, que serán presentados en 3.1. Un cuarto prior asociado a la luminosidad de la galaxia venía implementado desde la primera versión de AGNfitter. Además, ella incluyó los nuevos modelos del polvo frío el disco de acreción presentados en las secciones 2.2 y 2.3, y la metalicidad como parámetro físico en la SED de la componente estelar de la galaxia.

Posteriormente, como parte de esta tesis se agregaron los nuevos modelos del toro y se incluyó la emisión de sincrotrón de los chorros relativistas del AGN como una nueva componente, dada por la ley de potencias mencionada en 1.3.4. A esto se añaden algunas correlaciones empíricas reportadas en la literatura, que serán presentadas en la sección 3.2, las cuales permitieron extender el estudio de SED desde el radio hasta los rayos X. Adicionalmente, de forma conjunta con la autora de AGNfitter, se implementó la opción de que los parámetros físicos asociados a

una función (como las de enrojecimiento presentadas en 3.4 o la correlación UV-Rayos X) sean explorados en un espacio continuo¹ (*free*) o en una malla discreta de valores preestablecidos (*grid*).

En síntesis la nueva versión de AGNfitter realiza el ajuste de SED a través de 5 componentes: el disco de acreción, el toro, la emisión de sincrotrón de los chorros relativistas del AGN, la población estelar de la galaxia y el polvo frío de sus regiones de formación estelar. Esta versión realiza el ajuste de datos fotométricos observados desde el submilimétrico hasta el UV o desde radio hasta rayos X, si hay disponibilidad de mediciones. Y por último, permite extraer mayor información de las galaxias activas, a través de hasta 11 parámetros físicos. A continuación se presentan los bloques fundamentales sobre los cuales se construye AGNfitter. Los priores serán presentados en la sección 3.1 y las correlaciones empíricas para extender las SED en 3.2. Luego en 3.3 se presentarán las SED finales de los modelos que se compararán en este trabajo. Las leyes de enrojecimiento en las que entran los nuevos parámetros libres se presentarán en 3.4 y finalmente, la estructura general del código en 3.5.

3.1. Probabilidades a priori de los parámetros

Las probabilidades a priori o *priors* de los parámetros son distribuciones de probabilidad que expresan el conocimiento previo que se tiene de las galaxias activas. Esta información proviene de las observaciones y ajustes teóricos o empíricos encontrados en las propiedades físicas de las galaxias y los AGN. Los *priors* permiten imponer restricciones entre los parámetros, con el fin de afrontar las degeneraciones mencionadas al final de la sección 1.4 y obtener un ajuste de SED consistente. A pesar de que estos tienden a favorecer ciertos modelos y a disminuir la probabili-

¹ De ahora en adelante nos referiremos a estos parámetros como parámetros libres.

dad de otros, aun es posible que modelos controvertidos sean ajustados si los datos proporcionan evidencia suficiente a su favor. A continuación se presentan brevemente los *priors* incorporados en AGNfitter 2.0¹.

El primero de ellos es el balance de energía, que consiste en asumir que toda la energía de las estrellas absorbida por el polvo en el óptico y el UV es reemisada en el IR. Esto implica que la luminosidad emitida por el polvo frío debe ser como mínimo igual a la atenuada de las estrellas. El segundo se llama fracción de AGN y se encarga de incrementar la probabilidad de que domine el disco de acreción o la galaxia para tratar la degeneración entre ellos. Este asume que SED muy luminosas en 1500Å, comparados con la función de luminosidad de galaxias en el UV ([Parsa, Dunlop, McLure, y Mortlock, 2016](#)), se deben a discos de acreción dominantes. El tercero limita la contribución de la galaxia tras tener en cuenta la distribución de masas estelares de las galaxias con bajo *redshift* ([Kauffmann, Heckman, White, y cols., 2003](#)). Esto se logra por medio de una relación entre el parámetro de normalización y la masa. Por último, está la luminosidad de la galaxia, un prior diseñado para cancelar toda la contribución del AGN en el caso de que la SED no sea de una galaxia activa.

3.2. Correlaciones empíricas

Otra alternativa para incluir información disponible sobre las galaxias y sus AGN al realizar el ajuste de SED es a través de correlaciones empíricas. Estas relaciones esperadas entre las emisiones en distintas regiones del espectro están basadas en observaciones que han sido reforzadas con los años en diferentes tipos de galaxias. El objetivo de incluirlas en AGNfitter es realizar estimaciones

¹Ver apéndice 5 para más detalles.

informativas, que permitan extender las SED de los modelos a otros rangos del espectro. Enseguida se presentan las correlaciones implementadas en la nueva versión de AGNfitter, las cuales fueron incorporadas directamente en las SED de los modelos.

3.2.1. FIR-radio

Esta correlación estima la emisión en radio de la galaxia, a partir de la emisión en el IR de las regiones de formación estelar. Con este fin, se hace uso de una relación empírica entre la luminosidad integrada en el infrarrojo y la emisión en 1.4 GHz en radio reportada en la literatura ([De Jong, Klein, Wielebinski, y Wunderlichº \(1985\); Helou, Soifer, y Rowan-Robinson \(1985\)](#)):

$$q_{IR} = \log \left(\frac{L_{IR}}{3,75 \times 10^{12} L_{1,4GHz}} \right), \quad (3.1)$$

donde L_{IR} es la luminosidad total entre 8 y 1000 μm (en erg s^{-1}) ([Calistro Rivera y cols., 2017](#)) y $L_{1,4GHz}$ es la luminosidad en 1.4 GHz (en $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$). En este caso, se asume el valor de q_{IR} de las distribuciones observadas para galaxias con procesos de formación estelar, que corresponde a $q_{IR} = 2,64 \pm 0,26$ ([Bell, 2003](#)). De este modo, a partir de q_{IR} y L_{IR} AGNfitter calcula $L_{1,4GHz}$.

Ciertamente, para usar la correlación es necesario, además, identificar los procesos físicos que contribuyen al flujo en 1,4 GHz. De acuerdo con la literatura, la emisión de radio continuo de una galaxia viene dada por dos componentes: la emisión de sincrotrón, asociada a electrones de rayos cósmicos acelerados en el campo magnético de esta y la emisión de la radiación térmica de frenado (conocida como *Bremsstrahlung*), generada en las regiones de formación estelar. Ambas compo-

nentes están modeladas por leyes de potencia: $L_\nu^T \propto \nu^{-\alpha_T}$ con $\alpha_T = 0,1$ para la componente térmica y $L_\nu^{NT} \propto \nu^{-\alpha_{NT}}$ con $\alpha_{NT} = 0,75$ para la no térmica ([Murphy y cols., 2011](#)), donde L_ν es la luminosidad en ν .

Considerando que en bajas frecuencias el espectro es ampliamente dominado por la componente de sincrotrón ([Murphy y cols., 2011](#)), asumiremos que un 90 % del flujo en 1,4 GHz proviene de esta componente y el 10 % restante de la térmica. Planteando las leyes de potencia para ν y $\nu = 1,4$ GHz, y despejando se encuentran las constantes de proporcionalidad de las leyes de potencia:

$$L_\nu^{NT} = \left(\frac{\nu}{1,4 \times 10^9} \right)^{-\alpha_{NT}} 0,9 L_{1,4GHz} \quad (3.2)$$

$$L_\nu^T = \left(\frac{\nu}{1,4 \times 10^9} \right)^{-\alpha_T} 0,1 L_{1,4GHz} \quad (3.3)$$

3.2.2. UV-rayos X

Esta segunda correlación permite ligar la emisión de la corona del AGN en rayos X con la emisión intrínseca del disco de acreción en el UV (llamado también BBB). Su objetivo es proveer información adicional para romper la degeneración entre la emisión del disco de acreción y la galaxia, mencionada en 1.4. Esta se debe a que las SED de AGN tipo 1 muy luminosos pueden ser modeladas por: BBB sin enrojecimiento y galaxias poco luminosas o BBB muy enrojecidos y galaxias con gran contribución de estrellas jóvenes. De este modo, el flujo en rayos X determina la emisión del BBB y su enrojecimiento, eliminando la degeneración.

Para comenzar, se asume de manera estándar que el espectro de emisión del AGN en rayos X viene dado por una ley de potencia con un corte exponencial ([Yang y cols., 2020](#)):

$$L_\nu \propto E^{-\Gamma+1} \exp(-E/E_{corte}), \quad (3.4)$$

donde Γ se conoce como el índice de fotón¹ y E_{corte} es la energía de corte. Para calibrar la constante de proporcionalidad que escala esta ley, se calcula un flujo específico, en este caso en 2 keV:

$$L_{2\text{keV}} = a(\hbar\nu_{2\text{keV}})^{-\Gamma+1} \exp(-\hbar\nu_{2\text{keV}}/E_{corte}), \quad (3.5)$$

donde a es la constante de proporcionalidad implícita en 3.4. A continuación se calcula nuevamente la luminosidad en 2 keV, pero por medio de la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$. Esta correlación empírica conecta la luminosidad del AGN en 2500 Å ($L_{2500\text{\AA}}$) y la pendiente de la SED entre 2500 Å y 2 keV (α_{ox}) ([Just y cols. \(2007\)](#); [Lusso y Risaliti \(2017\)](#)):

$$\alpha_{ox} = -0,137 \log(L_{2500\text{\AA}}) + 2,638. \quad (3.6)$$

con diferentes valores de dispersión reportados en la literatura: 0,1 ([Just y cols., 2007](#)), 0,2 ([Yang y cols., 2020](#)), 0,24 ([Lusso y Risaliti, 2017](#)) y 0,4 ([Lusso y Risaliti, 2016](#)). La pendiente entre el UV y los rayos X, α_{ox} , viene dada por:

¹En inglés: *photon index*.

$$\alpha_{ox} = -0,3838 \log(L_{2500\text{\AA}}/L_{2\text{keV}}). \quad (3.7)$$

Para encontrar $L_{2\text{keV}}$, primero se calcula α_{ox} a partir de 3.6 y $L_{2500\text{\AA}}$ de la SED del disco de acreción. Luego, con este valor y $L_{2500\text{\AA}}$ se despeja $L_{2\text{keV}}$ de 3.7:

$$L_{2\text{keV}} = L_{2500\text{\AA}} 10^{\alpha_{ox} \cdot 2,6055}. \quad (3.8)$$

Finalmente, para encontrar el valor de a que determina únicamente la ley de potencia para rayos X se igualan 3.5 y 3.8:

$$a = \frac{L_{2500\text{\AA}} 10^{\alpha_{ox} \cdot 2,6055}}{(\hbar\nu_{2\text{keV}})^{-\Gamma+1}} \exp(\hbar\nu_{2\text{keV}}/\text{E}_{corte}), \quad (3.9)$$

donde se usó el valor estándar de $\Gamma = 1,8$ y $\text{E}_{corte} = 300 \text{ keV}$ (Yang y cols., 2016).

3.3. SED de los modelos

En el capítulo 2 se presentaron modelos teóricos bastante detallados, y modelos semiempíricos para la emisión de 3 componentes de las galaxias activas. Existe, empero, en todos los casos un número limitado de datos fotométricos en las SED observadas. Estos deben muy superiores a la cantidad de parámetros para que AGNfitter extraiga la información más significativa y no sobre-

ajuste las SED observadas. Por tal motivo, surge la necesidad de reducir la cantidad de parámetros físicos en las SED finales de los modelos que ajusta AGNfitter. Esto implica identificar los parámetros fundamentales de cada modelo y, posteriormente, promediar las SED para todos los valores posibles de los parámetros considerados de menor relevancia en esta aproximación.

Además de estos parámetros físicos, AGNfitter tiene unos parámetros de amplitud que regulan la contribución de cada componente al espectro total integrado. De manera que las SED, luego de ser corregidas por la extinción del polvo como se mostrará en la sección 3.4 (en el caso de la galaxia y el disco de acreción), son multiplicadas por un factor 10^{CO} , donde CO es el parámetro de amplitud de cada componente.

3.3.1. *Polvo caliente nuclear*

Para la emisión del toro caliente se incluyeron 3 conjuntos de SED: los del modelo de [Silva y cols. \(2004\)](#) llamado S04, el de [Nenkova, Sirocky, Nikutta, y cols. \(2008\)](#) llamado NK0 y, finalmente, el de [Stalevski y cols. \(2016\)](#) llamado SKIRTOR. El modelo S04 está compuesto por 60 SED correspondientes a diferentes valores de la densidad de columna (N_H), su único parámetro físico. Este contiene todos los efectos de los diferentes granos de polvo y ángulos de observación, y abarca un rango entre $10^{21,50}$ y $10^{24,45} \text{ cm}^{-2}$, en intervalos de $\Delta \log(N_H) = 0,05$. En la figura 3.1 (arriba) puede observarse la línea de absorción de los silicatos en $10 \mu\text{m}$ en todas las SED, aunque con diferentes intensidades y diferentes proporciones entre las luminosidades en el FIR y el MIR en función de N_H .

El modelo NK0, por su parte, inicialmente estaba compuesto por más de 1 millón de SED

obtenidas para diferentes combinaciones de los 7 parámetros mencionados en el capítulo 2. Para reducir los grados de libertad se usaron los modelos construidos por [Bisogni, Lusso, Marconi, y Risaliti \(2019\)](#) en los que para cada ángulo de inclinación, se promediaron las SED para todos los valores posibles de los demás parámetros. De esto resulta un conjunto de 9 SED correspondientes a 9 ángulos de inclinación del toro (θ) cubriendo un rango entre 10° y 90° con intervalos de $\Delta\theta = 10^\circ$. En la figura 3.1 (abajo izquierda), se observa la emisión de los silicatos en $10 \mu m$ en todas las SED y un aumento en la luminosidad en la región desde el MIR al UV, al disminuir el ángulo de inclinación respecto al núcleo del AGN.

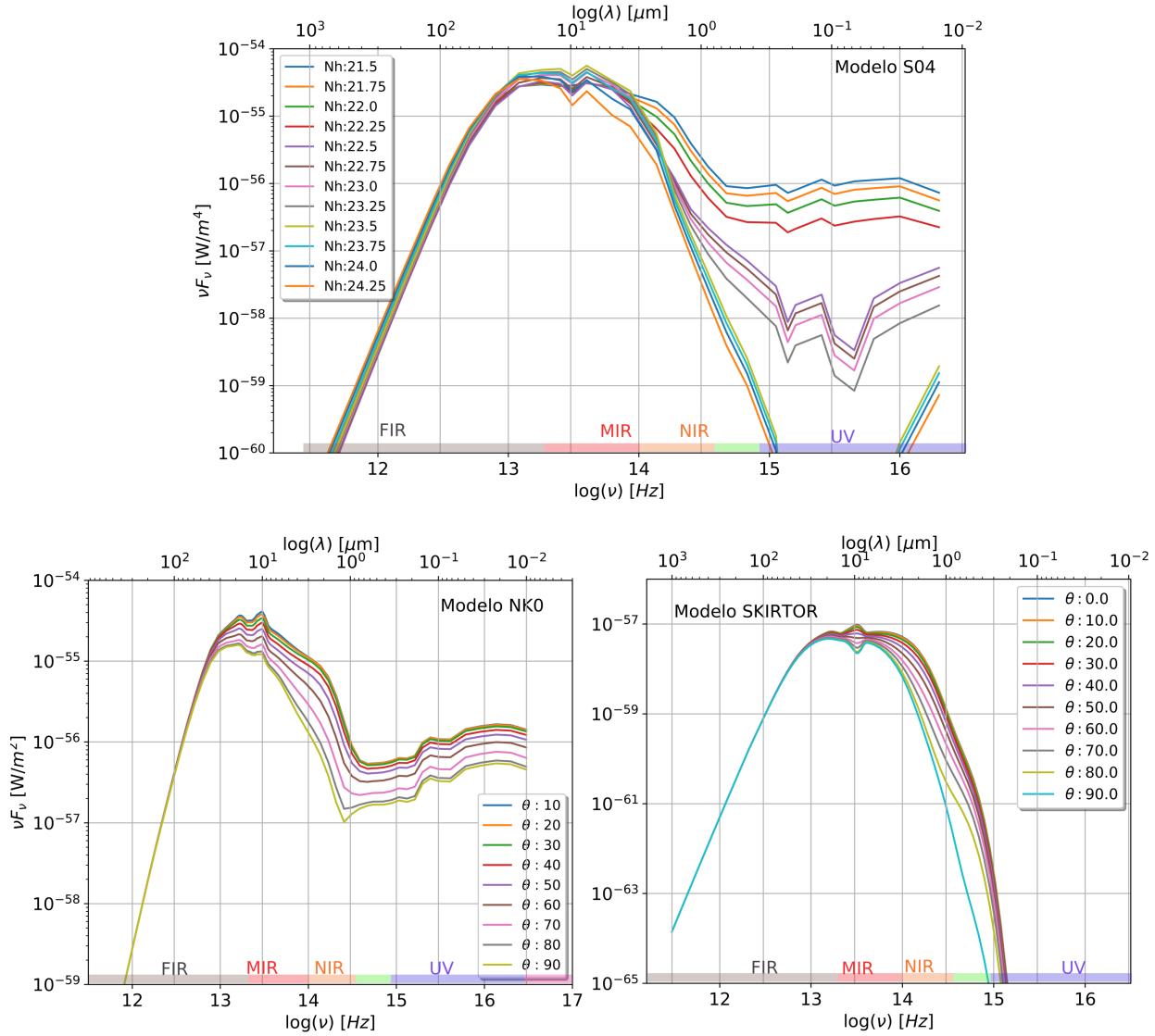
Finalmente, para el modelo SKIRTOR se partió de 19200 SED correspondientes a diferentes combinaciones de los 6 parámetros mencionados anteriormente. Inspirados en el procedimiento realizado por Bisogni y colaboradores, se decidió promediar las SED de SKIRTOR para cada ángulo de inclinación. Nuevamente, el conjunto final se compone de 9 SED con grados de inclinación abarcando un rango entre 10° y 90° con intervalos de $\Delta\theta = 10^\circ$. En la figura 3.1 (abajo derecha) se observa la transición de la línea de absorción a emisión en los silicatos al disminuir el ángulo de inclinación respecto al eje del AGN. Adicionalmente, se implementaron en el código modelos de SKIRTOR más flexibles con 2, 3 y 4 parámetros. Estudiar los resultados con estos modelos resulta de gran interés como una continuación de este trabajo, sin embargo estos aun requieren una fase de prueba antes de ser usados.

3.3.2. *Polvo frío y emisión de sincrotrón*

La emisión del polvo frío se modela a partir del ajuste de SED de 3 conjuntos: los de las librerías semiempíricas compuestas de [Chary y Elbaz \(2001\)](#) y [Dale y Helou \(2002\)](#) llamado DH02_CE01;

Figura 3.1

SED de los modelos S04, NK0 y SKIRTOR para el toro.



Nota: Arriba: SED del modelo de toro homogéneo S04 para 12 valores de la densidad de columna. Abajo izquierda: SED del modelo de toro grumoso NK0 para 9 valores de ángulo de inclinación. Se observa un mayor decrecimiento en MIR con respecto al FIR, al incrementar el ángulo de inclinación. Abajo derecha: SED del modelo de toro de dos fases SKIRTOR para 9 valores de ángulo de inclinación. Se observa una menor emisión desde el MIR hasta el óptico y el paso de absorción a emisión en $10\mu\text{m}$ al incrementar θ .

y los del modelo de Schreiber y cols. (2018) con y sin estimación en radio llamados S17_newmodel y S17_radio, respectivamente. Por un lado, DH02_CE01, el modelo viejo que se viene usando desde la primera versión, no tiene ningún parámetro físico y se trata de 169 SED estándar de galaxias

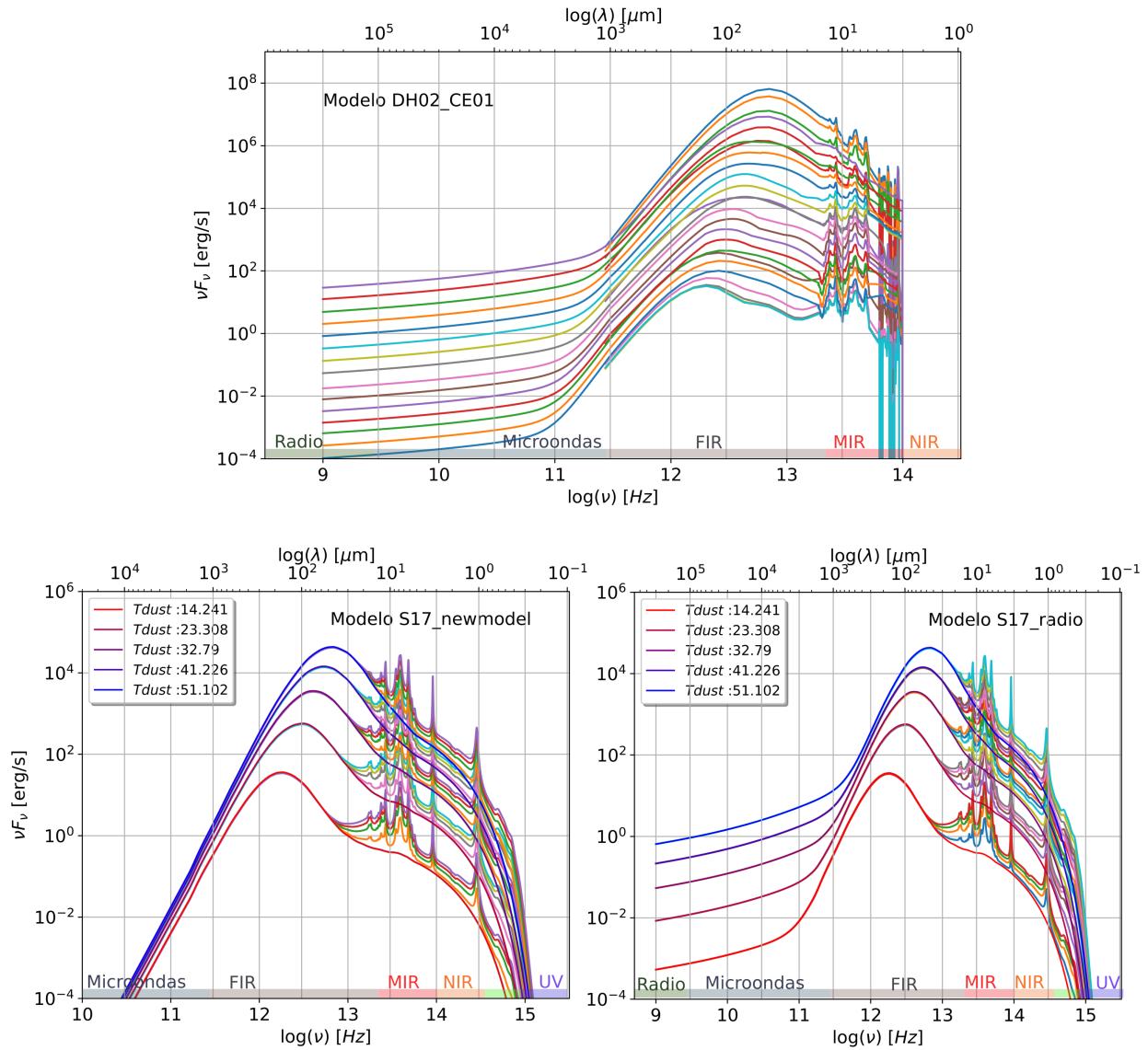
con brotes de formación estelar. En la figura 3.2 (arriba) se observan las diferencias en la intensidad de las líneas de emisión en el MIR y en las luminosidades integradas para cada SED.

Por otro lado, el modelo S17_newmodel viene compuesto inicialmente por 300 SED: una de la emisión del polvo y otra de los hidrocarburos aromáticos policíclicos cada una definida para 150 temperaturas. Ambas SED se juntan para obtener el espectro completo de emisión del polvo frío. Las temperaturas (T_{polvo}) toman valores en el rango de 14,2413 a 60,2115 K. A continuación, se decidió agregar el parámetro fracPAH que modela la fracción en masa del polvo en forma de PAH. Este parámetro toma valores en el rango de 0 a 0,001 en intervalos de 0,0001, y de 0,001 a 0,055 en intervalos de 0,001. Esto da lugar a 64 valores de fracPAH para cada temperatura, lo que resulta en 9600 SED. En la figura 3.2 (abajo izquierda) se observan las SED para 5 temperaturas y con 5 fracPAH para cada una. Es claro el aumento en la luminosidad integrada con la temperatura y una mayor intensidad de las líneas con valores de fracPAH crecientes.

A diferencia del modelo DH02_CE01, las SED de S17_newmodel llegan hasta el FIR, por lo que se decidió usar la correlación presentada en 3.2.1 para estimar la emisión en radio, como se observa en la figura 3.2 (abajo derecha). El modelo final con los cálculos de las SED para las diferentes fracPAH y sus flujos en radio fueron almacenados en un diccionario, para ahorrar tiempo computacional. Además, como se usó el valor central de la distribución de q_{IR} , no se agregaron parámetros adicionales a T_{polvo} y fracPAH.

Figura 3.2

SED de los modelos DH02_CE01, S17_newmodel y S17_radio para el polvo frío.



Nota: Arriba: SED del modelo de polvo frío DH02_CE01 construido a partir de 4 galaxias prototípicas con estallidos de formación estelar. Se muestran flujos en radio modelados por una misma ley de potencia y líneas de emisión que sugieren la presencia una composición química estándar de los PAH y diferentes proporciones. Abajo izquierda: SED del modelo de polvo frío con hidrocarburos aromáticos policíclicos S17_newmodel para 5 temperaturas y 5 fracPAH cada una. Se observa un corrimiento del pico de emisión de polvo en función de la temperatura y mayor intensidad de las líneas al incrementar el valor de fracPAH desde 0 hasta 0,051. Abajo derecha: SED del modelo S17_radio correspondiente a las SED del modelo S17_newmodel con las mismas temperaturas y valores de fracPAH anteriores, extendido hasta el radio por medio de la correlación presentada en 3.2.1.

3.3.3. *Disco de acreción y corona*

Por último se agregaron los modelos de emisión del disco de acreción y la corona compuestos por 2 conjuntos de SED: los del modelo de Richards y cols. (2006) llamado R06; y los de Slone y Netzer (2012) llamado SN12. Considerando que ninguno de los modelos mencionados se prolonga hasta rayos X, se utilizó la correlación presentada en 3.2.2 para extender las SED hasta el comienzo de los rayos X duros¹. Para comenzar se interpoló cada SED con el método del vecino más cercano y se estimó su luminosidad en $2500\text{\AA} \approx 10^{15,0792}$ Hz. Luego, con esta luminosidad se realizó el proceso presentado en 3.2.2 para obtener α_{ox} y se agregó la dispersión de α_{ox} (de ahora en adelante llamada $\sigma_{\alpha_{ox}}$) como parámetro libre. Esta decisión se tomó debido a la diversidad de valores reportados en la literatura. Continuando con el proceso, se obtuvo la ley de potencia con corte exponencial en el intervalo de 10^{17} a 10^{19} Hz y se agregó a la SED.

El modelo R06 está compuesto por una única SED que no depende de ningún parámetro físico, por lo que no se realizó ningún proceso adicional salvo el de agregar los flujos en rayos X. Esta SED se presenta en la figura 3.3 (arriba) para diferentes valores de $\sigma_{\alpha_{ox}}$, lo que da lugar a distintas intensidades de la emisión en rayos X. De otro lado, el modelo SN12 corresponde a la aproximación de disco α sin viento y estaba inicialmente compuesto por 2268 SED para distintos valores de la masa del agujero negro (M_{BH} en 2.3.2), la tasa de acreción ($\dot{M}_{Edd} = \dot{M}/M_{Edd}$) y el espín (a). Se supuso un agujero negro sin espín ($a = 0$), lo que redujo el modelo a 108 SED dadas por 9 valores de M_{BH} entre 7,4 y 9,8 M_{\odot} en intervalos de 0,3 M_{\odot} , y 12 de \dot{M}_{Edd} entre 0 y 0,011

¹ Los rayos X duros son rayos X de alta energía con longitudes de onda menores a 0,1 nm ($\log(\nu) > 18,477$ [Hz]), mientras los suaves son los de baja energía con longitudes de onda mayores a 0,1 nm ($\log(\nu) < 18,477$ [Hz]).

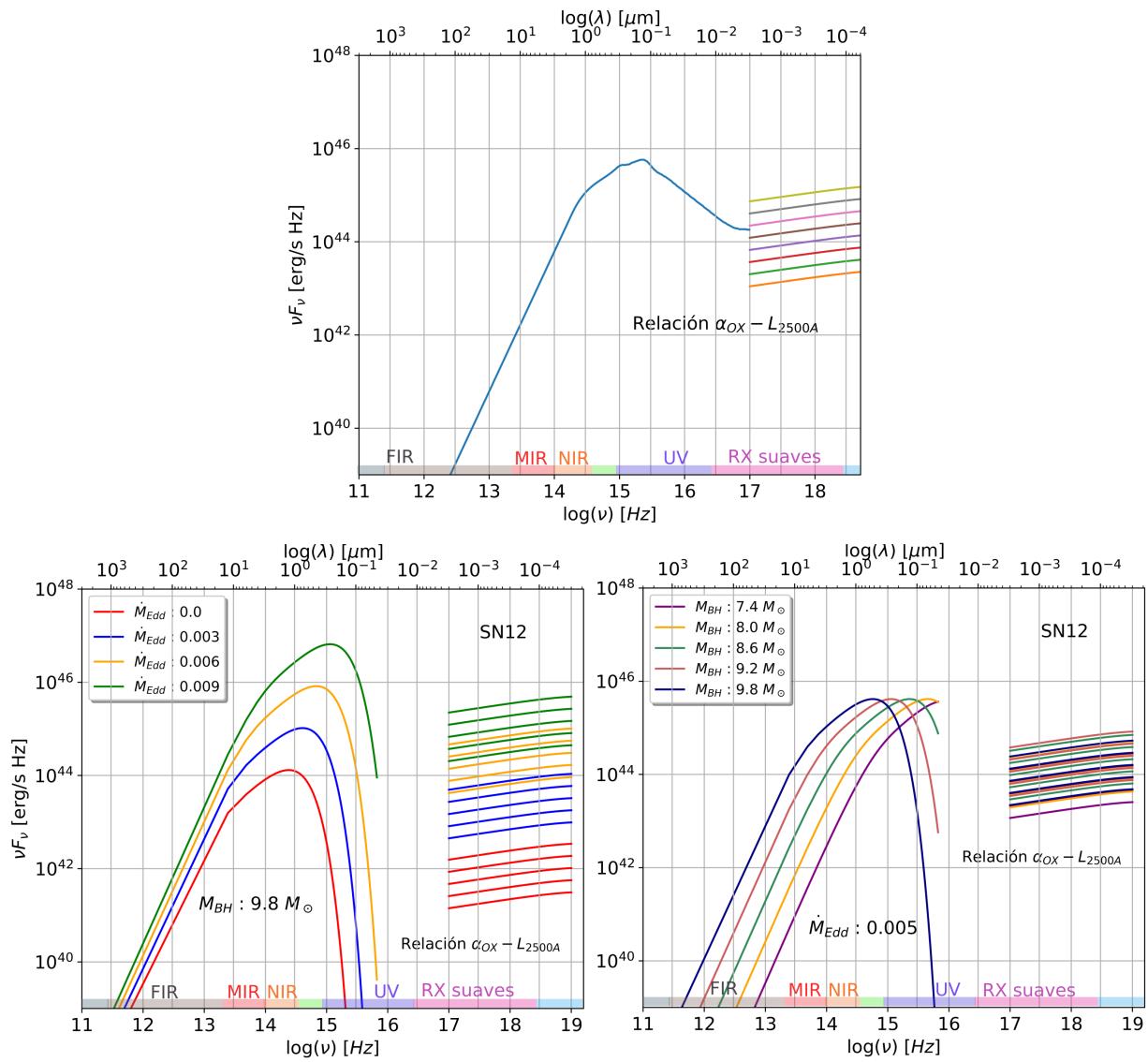
en intervalos de 0,001. En la figura 3.3 (abajo izquierda) se observa el aumento de la luminosidad y el corrimiento al azul del pico del espectro al incrementar la tasa de acreción. En la figura 3.3 (abajo derecha) se evidencia el efecto del incremento en la masa del agujero negro en el máximo del espectro, que ahora se ve desplazado hacia el rojo.

3.4. Corrección por extinción

En último lugar se realizan las correcciones por enrojecimiento a las SED del disco de acreción y la galaxia. Estas modelan el proceso de absorción, dispersión y reemisión de la radiación electromagnética debido a su interacción con la masa de gas y polvo del medio interestelar en la propia galaxia. Estas leyes de enrojecimiento han sido calibradas para diferentes composiciones y metalicidades del medio interestelar.

Para enrojecer el disco de acreción se usó la curva de extinción en el UV calibrada a partir de la Pequeña Nube de Magallanes ([Prevot, Lequeux, Maurice, Prévot, y Rocca-Volmerange, 1984](#)). Esta depende del parámetro de enrojecimiento $E(B - V)_{bbb}$ que toma valores entre 0 y 1. En el caso de la galaxia se usó un modelo simple de polvo de 3 componentes calibrado para modelar la extinción en el óptico y UV observada en la Vía Láctea ([Calzetti y cols., 2000](#)). Análogamente al caso anterior, el parámetro de enrojecimiento es $E(B - V)_{gal}$ con valores entre 0 y 0.6.

Una de las mejoras de esta nueva versión de AGNfitter es la inclusión de los parámetros de enrojecimiento como parámetros libres, posible gracias a que estas correcciones están dadas por funciones analíticas. Su inclusión tiene un impacto notable en la exploración del espacio de parámetros y, por tanto, en las funciones de densidad de probabilidad recuperadas, como se evidenciará

Figura 3.3*SED de los modelos R06 y SN12 para el disco de acreción.*

Nota: Derecha: SED del modelo R06 para el disco de acreción con 8 valores de $\sigma_{\alpha_{ox}}$ entre -0.4 y 0.3 en intervalos de 0,1. SED del modelo SN12 para el disco de acreción con valores de $\sigma_{\alpha_{ox}}$ desde -0,2 hasta 0,2. En la *Izquierda*: SED para una masa del agujero negro de $9,8 M_{\odot}$ y tasas de acreción de Eddington crecientes desde 0 hasta $0,009 M_{Edd}$. Se evidencia un aumento de la luminosidad. *Derecha:* SED para una tasa de acreción de Eddington de $0,005 M_{Edd}$ y masas de agujero negro crecientes desde $7,4$ hasta $9,8 M_{\odot}$. Se observa que una mayor masa del agujero negro da lugar a corrimientos al rojo del espectro. De esta manera, ambos parámetros contribuyen al corrimiento del espectro en frecuencia.

en la sección 4.1.

3.5. Funcionamiento general del código

Ya se han descrito algunos de los elementos necesarios para poner en marcha el código; entre esos el conjunto de SED de los nuevos modelos. En la tabla 3.1 se presentan el conjunto de parámetros de ajuste y sus rangos de valores en AGNfitter2.0 luego de las implementaciones realizadas en este trabajo.

Cuadro 3.1

Parámetros de ajuste de AGNfitter2.0.

Componente	Notación	Descripción	Rango
Galaxia	tau	Escala de tiempo de la SFH exponencial [$\times 10^9$ años]	[0.05, $\text{edad}(z)$]
	age	Edad de la galaxia [log años]	[7, $\text{edad}(z)$]
	metal	Metalicidad [Z_\odot]	[0.2, 2]
	EBVgal	Parámetro de enrojecimiento	[0,1]
	GA	Parámetro de normalización	[-10, 10]
Polvo frío	Tdust	Temperatura del polvo frío [K]	[14.24, 42]
	fracPAH	Fracción de PAHs	[0, 0.05]
	SB	Parámetro de normalización	[-10, 10]
Toro	incl	Ángulo de inclinación del toro [°]	[0, 90]
	Nh	Densidad de columna del toro [log cm $^{-2}$]	[21, 25]
Disco de acreción	TO	Parámetro de normalización	[-10, 10]
	logBHmass	Masa del agujero negro [log M_\odot]	[7.4, 9.8]
	logEddra	Tasa de acreción de Eddington [log M_{Edd}]	[0, 0.011]
	EBVbbb	Parámetro de enrojecimiento	[0,1]
Rayos x Radio del AGN	BB	Parámetro de normalización	[-10, 10]
	alphaScat	Dispersión en la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$	[-0.4, 0.4]
	RAD	Parámetro de normalización	[-20, 20]

Nota: Descripción de los parámetros de ajuste de AGNfitter2.0, sus nombres y sus rangos de valores. El valor $\text{edad}(z)$ corresponde a la edad del Universo al tiempo de observación de acuerdo a la cosmología escogida. En este caso se supuso el modelo Λ CDM con $H_0 = 70 \text{ kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,3$ y $\Omega_\Lambda = 0,7$.

El siguiente paso implica agregar los filtros de los telescopios en donde se realizaron las mediciones y las SED de las galaxias a ajustar. Una vez se definen las configuraciones, que incluyen los modelos de emisión a ajustar, se lanza el código. La primera fase de AGNfitter consiste en crear unos diccionarios de los modelos en Python. Con este fin, el código lee todas las SED de cada modelo y componente, y las funciones de transferencia de los filtros utilizados. Primero se

convierten los flujos de los modelos del sistema de referencia en reposo a las longitudes de onda observadas, de acuerdo con el corrimiento al rojo de cada fuente. A continuación se evaluan estos flujos en la lista de longitudes de onda de los filtros mediante una interpolacion a los vecinos más cercanos. Esto se hace con el fin de tener tanto las SED como los filtros definidos exactamente en las mismas posiciones de manera que se puedan sumar. Este paso previo se realiza para calcular los flujos integrados en cada filtro fotométrico (F_S) para cada SED de los modelos a través de:

$$F_S = \frac{\int_{filtro} F_\lambda S(\lambda) d\lambda}{\int_{filtro} S(\lambda) d\lambda}, \quad (3.10)$$

donde F_λ corresponde a los flujos de las SED y $S(\lambda)$ a la función de transferencia. Estos modelos y la información acerca de los valores máximos y mínimos permitidos de los parámetros de ajuste, son los que se almacenan en los diccionarios.

La segunda fase implica leer los datos de las SED, los corrimientos al rojo y los nombres; identificar los datos inválidos; convertir los flujos, sus incertidumbres y las frecuencias en la unidades correctas; y finalmente almacenar todo. La tercera fase consiste en realizar el proceso Bayesiano iterativo para explorar el espacio de parámetros, construir los modelos y comparar con los datos. Este proceso se realiza hasta que la solución converja a los modelos más probables, y se pueda reconstruir la forma de la PDF multidimensional. Para ahondar en este aspecto es necesario retomar algunos conceptos de la estadística Bayesiana. El primero de ellos es el teorema de Bayes, que define la probabilidad *a posteriori* del modelo $\vec{\rho}$ dado un conjunto de datos, en nuestro caso la SED observada:

$$P(\vec{\rho}|\text{SED}_{obs}) = \frac{P(\text{SED}_{obs}|\vec{\rho})P(\vec{\rho})}{P(\text{SED}_{obs})}, \quad (3.11)$$

donde $\vec{\rho}$ es un vector formado por un conjunto específico de parámetros, $P(\vec{\rho})$ es la probabilidad a priori de que ese conjunto de parámetros pueda ser el correcto, $P(\text{SED}_{obs})$ es la probabilidad de los datos¹ y $P(\text{SED}_{obs}|\vec{\rho})$ es la función de verosimilitud o *likelihood*. Esta última expresa la probabilidad de que este conjunto específico de datos, es decir, la SED sea observada dado el modelo. Asumiendo que los errores en las mediciones siguen una distribución gaussiana y siendo $f(\vec{\rho})$ el modelo completo de emisión, se obtiene (Calistro Rivera y cols., 2016):

$$\mathcal{L}(\text{SED}_{obs}, \vec{\rho}) \equiv P(\text{SED}_{obs}|\vec{\rho}) \quad (3.12)$$

$$\mathcal{L}(\text{SED}_{obs}, \vec{\rho}) \propto \prod_{i=0}^n \exp \left[-\frac{[\text{SED}_{obsi} - f(\vec{\rho}|\nu)]^2}{2\sigma_i^2} \right]. \quad (3.13)$$

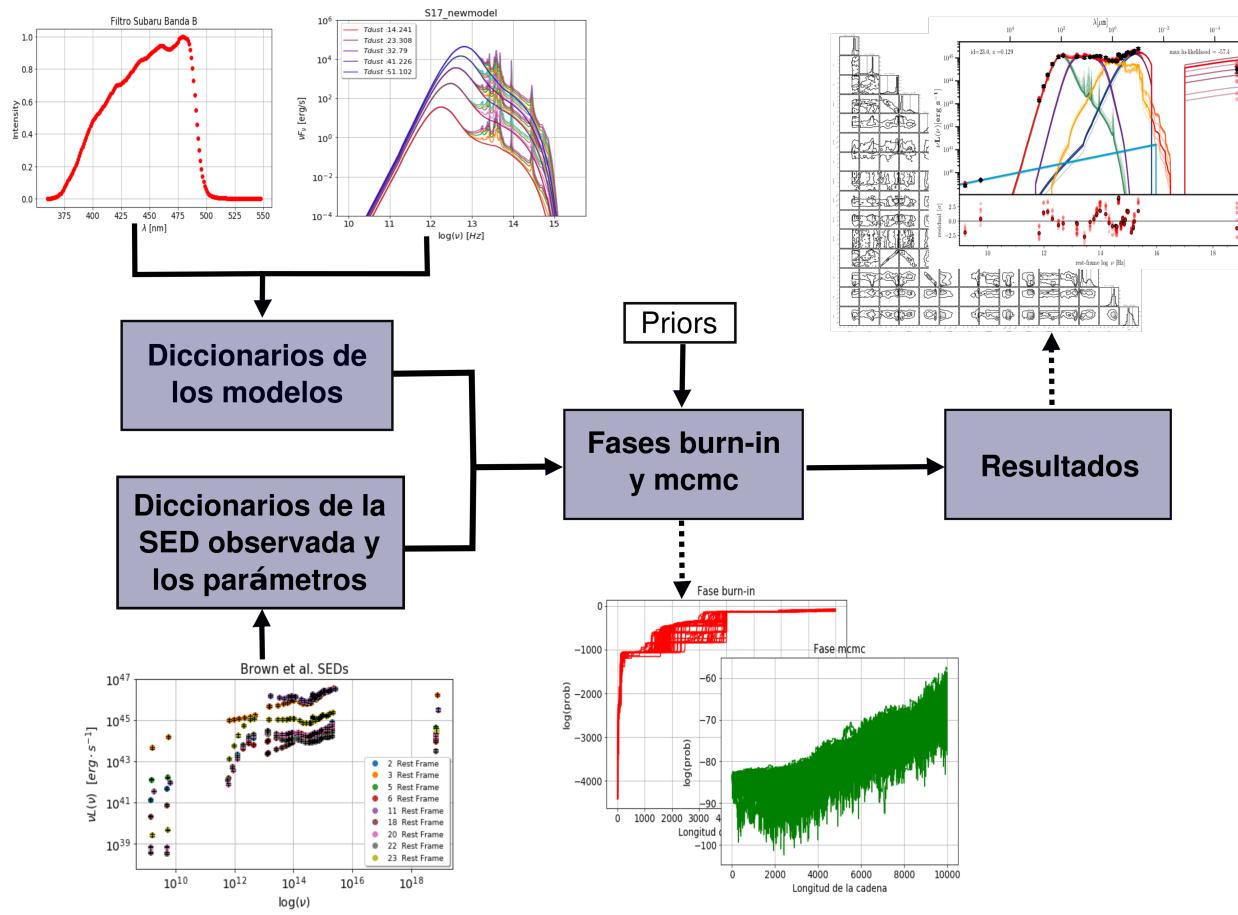
Continuando con AGNfitter, en esta tercera fase se comienza eligiendo una posición aleatoria en el espacio de parámetros N-dimensional. Al modelo dado por esta posición inicial se le calculan los *priors* presentados en 3.1 y el *likelihood* para calcular la probabilidad a *posteriori* según 3.11, de forma logarítmica:

$$\ln(\text{prob}) = \ln(\text{prior}) - \frac{1}{2} \left(\frac{\text{SED}_{obs} - \text{SED}_{model}}{\text{SED}_{err}} \right)^2 + \ln(P(\text{SED}_{obs})). \quad (3.14)$$

¹Este término es independiente de los parámetros a encontrar, por lo que puede ser tomado como una constante de proporcionalidad

A continuación, el código calcula aleatoriamente la siguiente posición en el espacio de parámetros, teniendo en cuenta los límites de cada uno, y avanza favoreciendo la secuencia de posiciones en el espacio de parámetros que mejoren paulatinamente la probabilidad. Las diferentes posiciones en el espacio de parámetros exploradas en este proceso son los llamados eslabones y el recorrido completo es conocido como cadena de Markov.

Figura 3.4
Esquema general del funcionamiento de AGNfitter.



Nota: Esquema que representa los principales procesos realizados por AGNfitter durante el ajuste de SED y la escritura de resultados. *Arriba izquierda:* Se presentan la función de transferencia de los telescopios y filtros usados, y las SED de los modelos de emisión de cada componente. *Abajo izquierda:* Gráfica de la SED observada, construida a partir de datos fotométricos en diferentes bandas del espectro, cada uno de ellos con su respectivo error. *Abajo centro:* Gráficas de la probabilidad a posteriori de las cadenas durante las fases de *burn-in* (roja) y *mcmc* (verde) al incrementar su longitud. *Arriba derecha:* Triángulo de PDF de los parámetros de ajuste y gráfica de los modelos ajustados a la SED observada con los residuos del ajuste.

Estas cadenas hacen una aproximación inicial hacia regiones de mayor probabilidad hasta alcanzar la longitud definida por el usuario para la fase *burn-in*¹. De esta fase, la única información que se almacena es la posición final de las cadenas, que se convierte en la posición inicial de nuevas cadenas en la fase *mcmc*. Estas cadenas finalizan al alcanzar una longitud determinada, escogida para garantizar convergencia y una exploración exhaustiva de la región de mayores probabilidades. Al terminar el proceso, el código calcula la función de densidad de probabilidad (PDF por sus siglas en inglés) total a partir de la información de las cadenas de la fase *mcmc*, y se marginaliza para encontrar la PDF de cada parámetro individual. El esquema general del proceso realizado por el código para ajustar SED es presentado en la figura 3.4.

Por último, con los valores más probables de los parámetros presentados en la tabla 3.1, se calculan algunos subproductos adicionales. El primero es la masa estelar total (logMstar), dada por el parámetro de normalización de la emisión de la galaxia y la distancia luminosidad. A esta le sigue la tasa de formación estelar calculada a partir de la emisión en el óptico/UV:

$$\left(\frac{\text{SFR}_{\text{opt/UV}}}{M_{\odot} \text{ año}^{-1}} \right) = 10^{\text{GA}} \times \left(\frac{M_{*sp}}{M_{\odot}} \right) \times \left(\frac{e^{-age/\tau}}{\tau \text{ año}^{-1}} \right), \quad (3.15)$$

donde M_{*sp} es la masa de la población estelar del SED ajustado en la emisión de la galaxia. Es importante aclarar que M_{*sp} no es la masa total de la galaxia. También se calcula la tasa de formación estelar a partir de la emisión en el IR lejano de acuerdo con [Murphy y cols. \(2011\)](#):

¹Término en inglés que hace referencia a una fase de mera aproximación hacia la región de mayor probabilidad en el espacio de parámetros, la cual será explorada exhaustivamente en la fase posterior.

$$\left(\frac{\text{SFR}_{\text{IR}}}{M_{\odot} \text{ año}^{-1}} \right) = 3,88 \times 10^{-44} \left(\frac{L_{\text{IR}}}{\text{erg s}^{-1}} \right), \quad (3.16)$$

donde L_{IR} es la luminosidad de la emisión del polvo frío de las regiones de formación estelar integrada entre 8 y 1000 μm .

4. Resultados

En este capítulo se presentan los resultados del ajuste de SED de 9 galaxias en bajo *redshift* ($z < 0,16$), obtenidos con diferentes combinaciones de modelos de AGNfitter2.0. Debido a que el pico en la densidad de la SFR ocurrió hace mucho tiempo ($z \sim 3$) ([A. M. Hopkins y Beacom, 2006](#)), se espera que los procesos de formación estelar en estas galaxias no sean intensos. Por este motivo se decidió usar el modelo S17_newmodel, en lugar de S17_radio, ya que este último asume procesos de formación estelar activos e intensos. En consecuencia, en este primer estudio se exploraron todas las posibles combinaciones de los siguientes modelos: para el polvo frío DH02_CE01 y S17_newmodel, para el disco de acreción R06 y SN12 y para el toro S04 y SKIRTOR; dando lugar a 8 combinaciones. Además, los modelos de emisión de la galaxia y de radio del núcleo activo fueron BC03_metal y AGN_RAD, respectivamente.

El conjunto de SED está compuesto por observaciones en 45 bandas fotométricas; 42 de estas corresponden a la recopilación realizada por [Brown y cols. \(2019\)](#), cuyos detalles se presentan en el apéndice 5. Además, se agregaron datos de 2 bandas en radio alrededor de 1,4 GHz y 5,0 GHz

con observaciones de los catálogos: Parkes¹, KUEHR² de fuentes extragalácticas, LQAC-2³, del proyecto Spitzer/IRS ATLAS⁴, VLBA⁵, NVSS⁶ y mediciones del VLA⁷. Para finalizar, se agregó una medición del flujo intrínseco en la banda 14 – 195 keV de rayos X del catálogo de rayos X duros Swift-BAT⁸ (Baumgartner y cols., 2013).

En la figura 4.1 se presentan las SED de las galaxias resultantes de la recopilación realizada en este trabajo. Como se evidencia en la gráfica, hay variedad en los flujos en radio y en rayos X, y en la forma de las SED desde el FIR hasta el UV. Otra característica importante de los datos es la alta calidad de sus mediciones y su bajo *redshift* ($z < 0,16$).

La configuración de AGNfitter para todos los ajustes presentados en este capítulo son:

- Priors de balance de energía y fracción de AGN activados.
- Número de cadenas usadas en la exploración del espacio de parámetros durante las fases de *burn-in* y *mcmc*, llamadas *walkers*: 100.
- Número de fases *burn-in*: 2.
- Longitud de las cadenas en cada fase *burn-in*: 4000.
- Longitud de las cadenas en la fase *mcmc*: 10000.

¹Más información en <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996yCat.8015....0W/abstract>

²Más información en <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/kuehr.html>

³*Large Quasar Astrometric Catalogue 2*. Más información en <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011yCat..35370099S/abstract>

⁴Más información en <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012yCat..74140500H/abstract>

⁵*Very Long Baseline Array* Más información en <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2005ApJ...621..123U/abstract>.

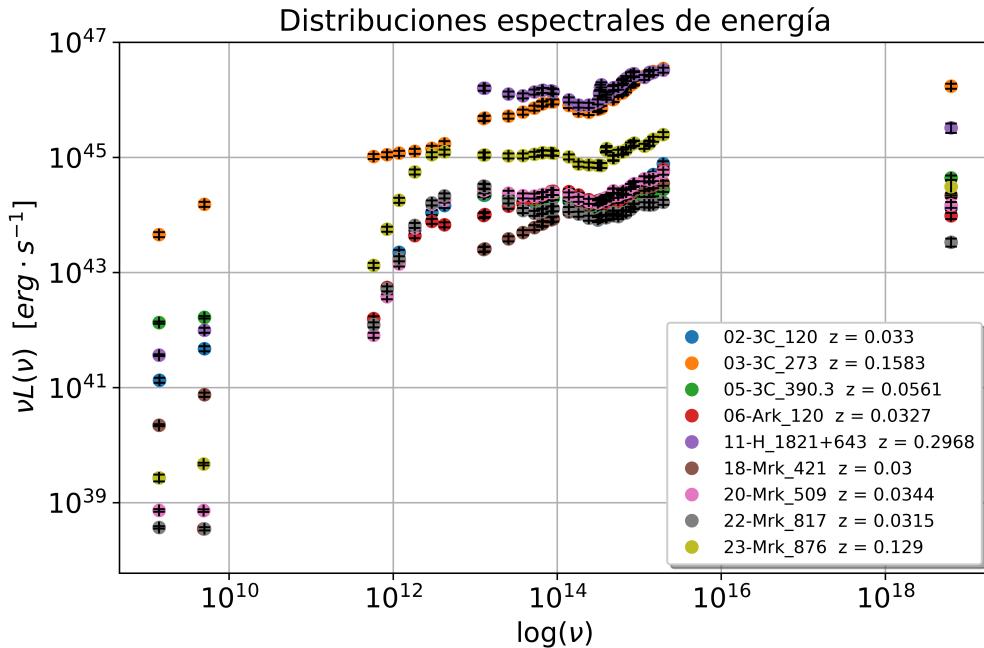
⁶*NRAO VLA Sky Survey* Más información en <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2002yCat.8065....0C/abstract>.

⁷Karl G. Jansky *Very Large Array* es un observatorio de radioastronomía ubicado en Nuevo México, Estados Unidos.

⁸Más información en <https://swift.gsfc.nasa.gov/results/bs70mon/>.

Figura 4.1

Distribuciones espectrales de energía de la muestra de galaxias.



Nota: Distribuciones espectrales de energía de las galaxias: 3C 120, 3C 273, 3C 390.3, Ark120, H1821+643, Mrk421, Mrk509, Mrk817 y Mrk876. Los datos de Brown cubren desde el UV hasta el FIR y se aprecian a la izquierda y a la derecha los datos de radio y rayos X, respectivamente, recopilados en este trabajo. La muestra está compuesta por galaxias con variedad de SED y *redshift* bajos, con valores entre $0,03 < z < 0,1583$.

Enseguida se presenta en 4.1 el resultado de realizar ajustes permitiendo a los parámetros variar de forma continua (modo *free*) y discreta (modo *grid*) para una combinación de modelos. A continuación, en 4.2 se presentarán las propiedades físicas inferidas de la combinación de modelos que produce el mejor ajuste en cada galaxia. Finalmente, el estudio global del impacto de los nuevos modelos en las propiedades inferidas de toda la muestra será presentado en 4.3.

4.1. Efecto de los parámetros libres en la exploración del espacio de parámetros

Para efectos de este experimento específico se ajustó la siguiente combinación de los nuevos modelos de emisión: S17_newmodel para el polvo frío, SN12 para el disco de acreción y SKIR-

TOR para el polvo caliente del toro. Los parámetros de ajuste para esta combinación son: metal, tau, age, EBVgal, Tdust, fracPAH, incl, logBHmass, logEddra, EBVbbb, alphaScat, GA, SB, TO y RAD (definidos previamente en la tabla 3.1). La galaxia de prueba usada fue 3C 120 y para cada modelo se realizaron dos ajustes: uno con los parámetros $E(B - V)_{bbb}$, $E(B - V)_{gal}$ y $\sigma_{\alpha_{ox}}$ en modo *free* y otro en modo *grid*.

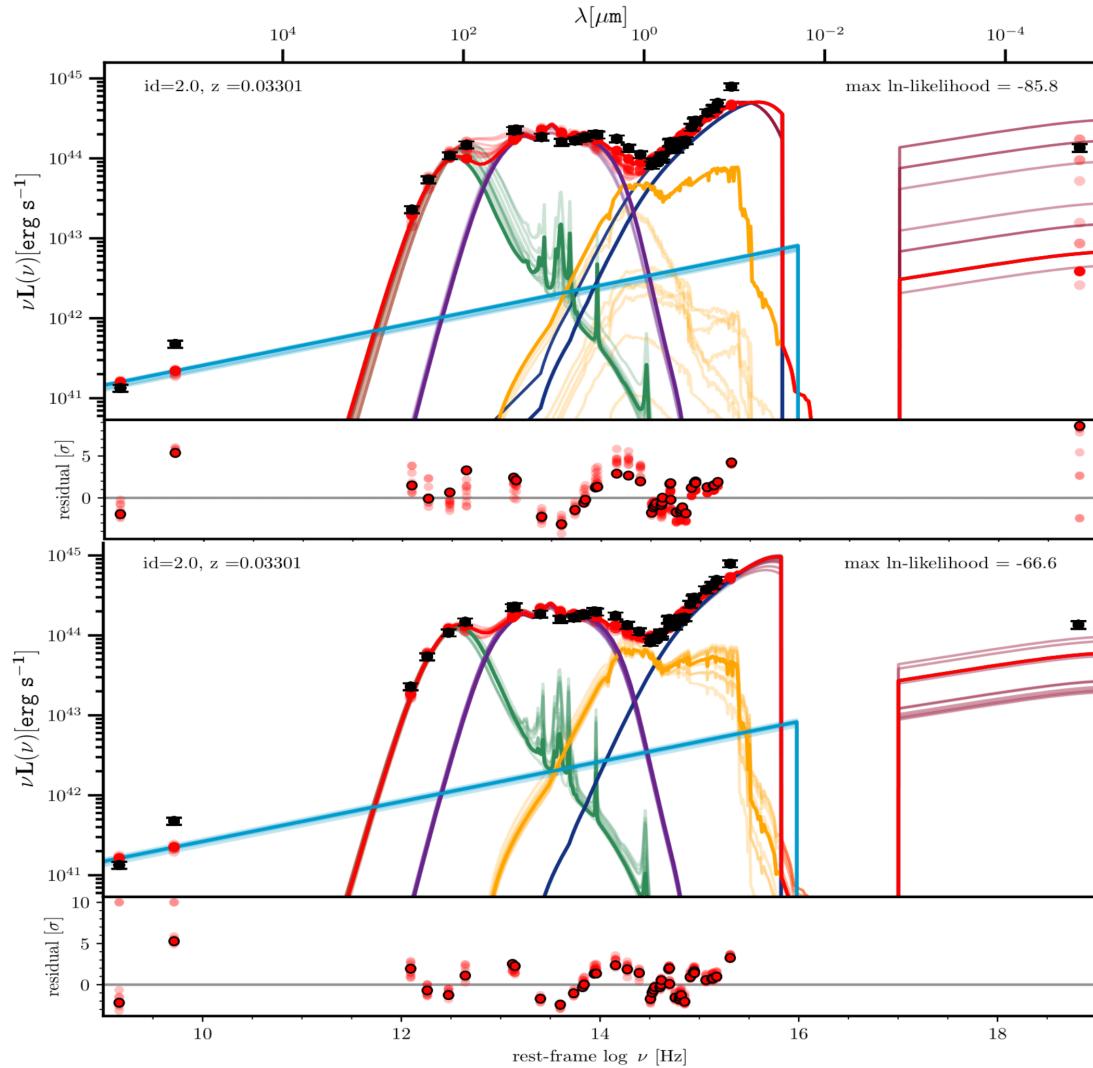
En la figura 4.2 se presentan los resultados del ajuste de SED con las combinaciones de modelos más actuales, basados en 11 parámetros físicos y 4 de amplitud¹. En la parte superior se muestra el ajuste cuando los 11 parámetros recorren una malla de valores preestablecida. En la parte inferior, está el ajuste cuando los 3 parámetros mencionados anteriormente están configurados en modo *free* y los 8 restantes en modo *grid*. Aunque en primera aproximación no se aprecia una superioridad en alguno de los ajustes, no lo refleja así el valor máximo de *ln-likelihood*. Su diferencia al comparar el mejor ajuste en cada caso es 19,2 en escala logarítmica, que corresponde a un factor de $2,17999 \times 10^8$ en la probabilidad de los modelos.

En la figura 4.3 se presentan las funciones de densidad de probabilidad 2-dimensionales para cada par de parámetros en el caso del ajuste tipo *grid*. Una gran parte de las PDFs 2-dimensionales son multimodales, es decir, presentan múltiples islas de alta probabilidad separadas. Además se evidencia una pobre exploración del espacio de parámetros en las regiones cercanas al máximo (punto negro). Esto indica que es probable que los *walkers* se quede estancados fácilmente en un máximo local de probabilidad, sin alcanzar la región en torno al máximo global. A esto se añade la tendencia de bimodalidad en 5 histogramas de las PDFs unidimensionales, mostradas en la dia-

¹ Los parámetros de amplitud siempre son explorados en un espacio continuo, es decir, son libres.

Figura 4.2

Comparación entre los ajustes de SED de la galaxia 3C 120 utilizando parámetros libres y parámetros dados por una malla de valores.



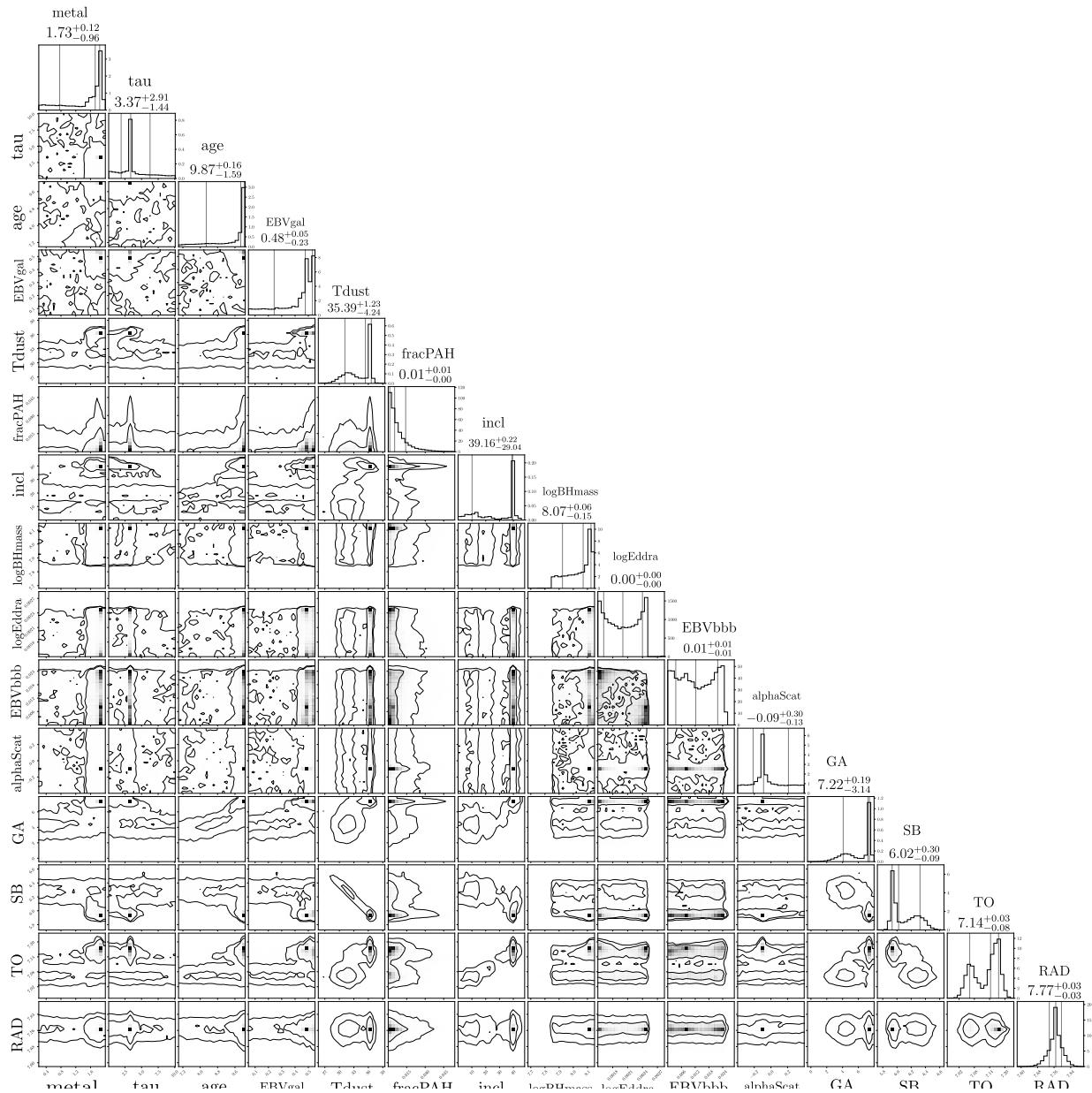
Nota: Ajuste de SED de la galaxia 3C 120 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción SN12 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste). Las curvas sobrepuertas corresponden a diferentes combinaciones de parámetros de la función de densidad de probabilidad posterior. En la parte inferior de cada ajuste se muestran los residuos entre las estimaciones del ajuste y los datos. Los parámetros $E(B-V)_{bbb}$, $E(B-V)_{gal}$ y $\sigma\alpha$ fueron configurados en modo *grid* (*arriba*) y *free* (*abajo*).

gonal del triángulo; indicador de degeneración en los valores de estos parámetros.

Por otro lado, en la figura 4.4 se presentan las funciones de densidad de probabilidad 2-

Figura 4.3

PDF de los parámetros en el ajuste de SED de la galaxia 3C 120 en configuración grid.



Nota: Las gráficas en la diagonal del triángulo corresponden a los histogramas de las PDFs unidimensionales de cada parámetro. En la parte interna del triángulo se muestran las PDFs 2-dimensionales para todas las combinaciones de pares de parámetros. Los contornos delimitan las regiones en 0,5 y 1 σ .

dimensionales para el caso de un ajuste tipo *free*. A diferencia del caso anterior, se observan PDFs 2-dimensionales más acotadas en el espacio de parámetros, con contornos de isoprobabilidad más suaves y muy pocas PDFs con existencia de islas de alta probabilidad separadas. Agregando a lo

Figura 4.4

PDF de los parámetros en el ajuste de SED de la galaxia 3C 120 en configuración free.



Nota: Las gráficas en la diagonal del triángulo corresponden a los histogramas de las PDFs unidimensionales de cada parámetro. En la parte interna del triángulo se muestran las PDFs 2-dimensionales para todas las combinaciones de pares de parámetros. Los contornos delimitan las regiones en 0,5 y 1 σ .

anterior, se evidencia una mejor exploración del espacio de parámetros en las regiones cercanas al máximo de probabilidad y un gran número de PDFs elípticas, lo que sugiere densidades de probabilidad gaussianas. En contraste con los histogramas en la configuración *grid*, se encuentra

bimodalidad únicamente en la PDF del parámetro de normalización de la componente de radio del AGN (*Esquina inferior derecha*).

Conviene cuantificar las consecuencias de los diferentes tipos de PDFs en los valores más probables de los parámetros físicos. Los valores de la mayoría de éstos fueron consistentes en el caso *grid* y en el caso *free* dentro de sus respectivos intervalos de confianza 1σ . Sin embargo, este no fue el caso de la escala de tiempo de la SFH, la edad de la galaxia y la masa del agujero negro. Los valores encontrados en el primer caso fueron: $\tau = 3,37_{-1,44}^{+2,91}$, $\text{age} = 9,87_{-1,59}^{+0,16}$ y $\log \text{BHmass} = 8,07_{-0,15}^{+0,06}$. y en el segundo fueron: $\tau = 7,52_{-4,90}^{+1,70}$, $\text{age} = 7,36_{-0,14}^{+0,19}$ y $\log \text{BHmass} = 7,47_{-0,05}^{+0,05}$. Esto implica que la población estelar inferida del primer ajuste está conformada por estrellas más viejas y su tasa de formación de estrellas decayó más rápido que en la del segundo ajuste.

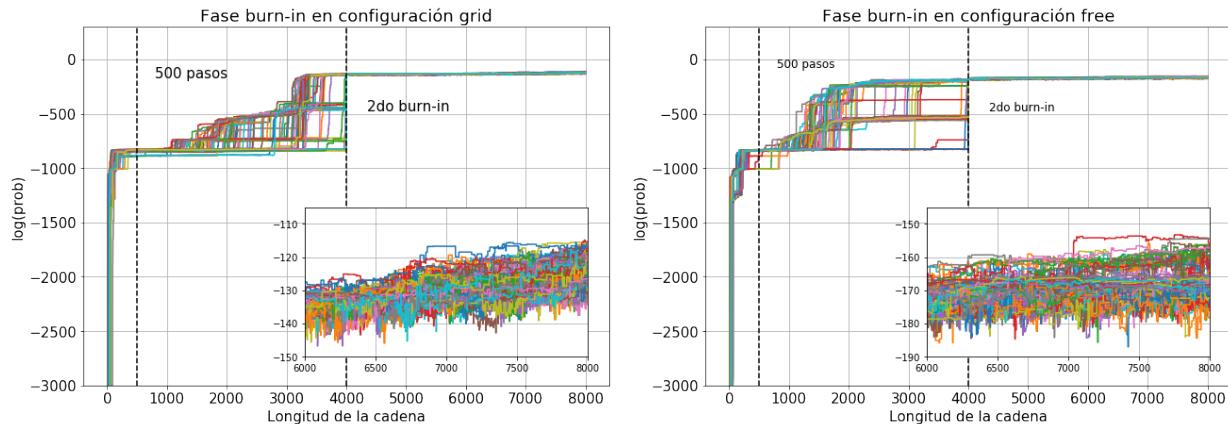
Debido a que los parámetros en los modelos estelares presentan degeneraciones y la emisión de la galaxia no domina, múltiples SED pueden ser ajustadas con poco impacto en los ajustes globales. En consecuencia, propiedades físicas más confiables son la masa estelar y las tasas de formación estelar estimadas a partir del óptico/UV (ecuación 3.15) y del IR (ecuación 3.16). Los valores encontrados fueron: $\log M_{\text{star}} = 8,5803 \times 10^9 M_{\odot}$, $\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 0,3371 M_{\odot}/\text{año}$ y $\text{SFR}_{\text{IR}} = 7,6982 M_{\odot}/\text{año}$ en el caso *grid* y $\log M_{\text{star}} = 1,3593 \times 10^9 M_{\odot}$, $\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 69,4059 M_{\odot}/\text{año}$ y $\text{SFR}_{\text{IR}} = 6,6466 M_{\odot}/\text{año}$ en el caso *free*. Así, se infiere una galaxia 6,3 veces más masiva, con una formación estelar (inferida del óptico) 206 veces menor y un agujero negro 4 veces más masivo en el primer caso que en el segundo. Estas diferencias en los parámetros de la emisión del disco de acreción y de la galaxia se deben que la mayor flexibilidad en sus modelos de enrojecimiento.

Por último, se evalúa si hay alguna influencia de los parámetros numéricos del algoritmo MCMC como la longitud de las cadenas, el número de *walkers* o la cantidad de fases *burn-in* en la exploración del espacio de parámetros. Para comenzar, se graficaron las probabilidades a posteriori resultantes de los 100 *walkers* durante los 8000 pasos de las dos fases *burn-in* en la figura 4.5. En ambos casos (*grid* y *free*) la probabilidad a posteriori incrementa rápidamente antes de los 500 pasos y posteriormente, converge a un rango de probabilidades que se reduce durante la segunda fase de *burn-in*. Al incrementar la escala de la gráfica se advierte que en el caso *free* las cadenas ya habían convergido al finalizar la segunda fase de *burn-in*. No obstante, en el caso *grid* se observa que no hay convergencia, pues la probabilidad continuaba aumentando y sus valores eran mayores que en el caso *free*. Esto parece indicar que la longitud de las cadenas en la fase *burn-in* es muy corta y puede estar muestreando pobremente el espacio de parámetros en el caso *grid*.

El anterior resultado sin duda afecta el inicio de las cadenas en la fase *mcmc*, como lo muestran las gráficas en la figura 4.6. Ya en esta fase el comportamiento de las cadenas es bastante diferente para cada caso. Por un lado, en la configuración *grid*, las cadenas aumentan lentamente su probabilidad y cuando alcanzan los 5000 eslabones saltan a una región diferente en el espacio de parámetros con una probabilidad mayor. Finalmente, todos menos uno de los *walkers* permanecen en dicha región. Por otro lado, en el caso *free*, una parte de los *walkers* queda atrapado en la región del espacio de parámetros encontrada al final de las fases *burn-in*. Otra parte, por el contrario salta de manera abrupta a una región distinta con una probabilidad mucho mayor, y eventualmente más *walkers* llegan a esta región a medida que aumentan los eslabones.

Figura 4.5

Exploración del espacio de parámetros en las fases de burn-in al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración grid y free.



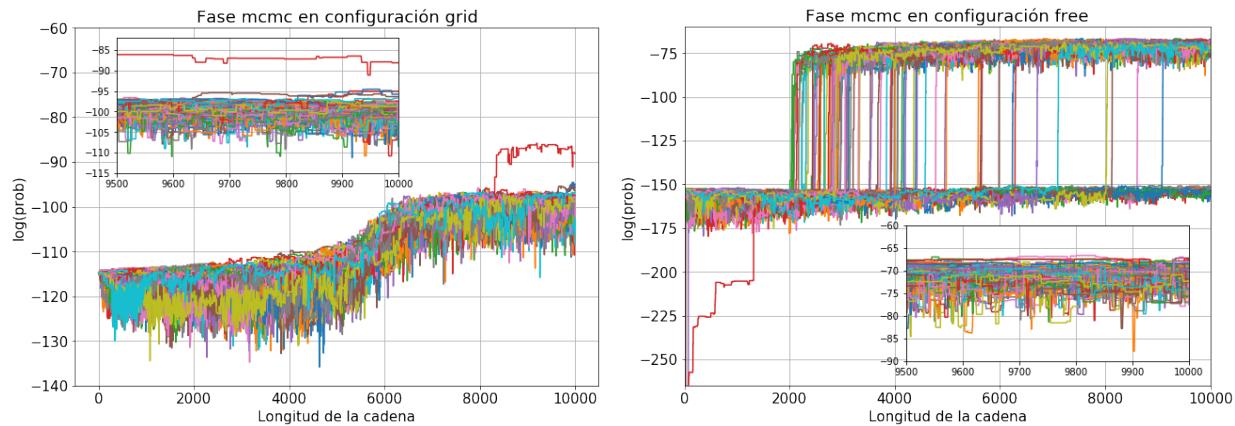
Nota: Exploración del espacio de parámetros en las fases de *burn-in* al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración *grid* (izquierda) y *free* (derecha). En la parte inferior derecha se aumentó la escala para observar de manera más detallada el comportamiento de los últimos 2000 pasos de la cadena. Se evidencia un crecimiento rápido del posterior entre 1000 y 4000 pasos para la configuración *grid* y un crecimiento lineal durante el segundo *burn-in* que se mantiene hasta los 8000 pasos (no hay convergencia). En la configuración *grid*, por otro lado, hay un rápido aumento del posterior entre 500 y 2000 pasos y convergencia de las cadenas luego de la segunda fase de *burn-in*.

El análisis de esta fase *mcmc* es trascendental para lograr un panorama completo del proceso.

Para comenzar, permite descartar la pregunta planteada acerca de la longitud de las cadenas en el caso *grid*. Si bien ésta no permite una convergencia de la probabilidad en la fase *burn-in*, sí lo hace en la *mcmc*. Aún así, los *walkers* no logran encontrar aquella región con una probabilidad mucho mejor que si encuentran los *walkers* en el caso *free* (figura 4.6). Ahora bien, en las gráficas de la figura 4.2 se presentan los valores de la máxima probabilidad para cada configuración. No obstante, en las gráficas 4.6 se evidencia que este número corresponde únicamente al *walker* que logró la mejor probabilidad y no refleja el comportamiento de los 99 restantes. Si se repitiera el ajuste de SED con la configuración *grid*, puede ser que ya no exista un *walker* que logre salir de la región del espacio de parámetros con $\log(\text{prob}) \approx -97$, ya que se ha probado difícil para ellos al estar limitados a saltar sobre una malla de parámetros. Tal como lo sugiere la existencia de islas

Figura 4.6

Exploración del espacio de parámetros en la fase de *mcmc* al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración *grid* y *free*.



Nota: Exploración del espacio de parámetros en la fase de *mcmc* en al ajustar la SED de la galaxia 3C 120 en configuración *grid* (izquierda) y *free* (derecha). En la parte inferior derecha se aumentó la escala para observar de manera más detallada el comportamiento de los últimos 500 pasos de la cadena. A pesar de la mayor probabilidad inicial de los *walkers* en los ajustes *grid*, los posteriores hallados no son nunca tan buenos como los obtenidos por en los ajustes *free*.

en las PDF en la figura 4.3, los *walkers* en el caso *grid* tienen una mayor tendencia a estancarse en máximos locales de probabilidad.

En definitiva, el uso de los parámetros libres implica una mayor flexibilidad en la exploración del espacio de parámetros y es equivalente a usar librerías de SED mucho más grandes. El nivel de detalle alcanzado con éstos no puede ser producido aún con *walkers* de gran longitud, pues sus SED siempre estarán definidas por los valores de la malla de parámetros. En esta galaxia en específico, esta exploración del espacio de parámetros diferente afectó en mayor medida a las propiedades inferidas de la población estelar. Sin embargo, para comprender mejor el impacto de este nuevo tratamiento se sugiere estudiarlo variando sistemáticamente los modelos en una muestra mayor de galaxias, lo cual se deja como propuesta para trabajos posteriores.

4.2. Propiedades físicas inferidas para una muestra de galaxias activas

Basados en los resultados de la sección 4.1, se decidió realizar el estudio de las propiedades de cada galaxia de la muestra con los parámetros $E(B - V)_{bbb}$, $E(B - V)_{gal}$ y $\sigma_{\alpha_{ox}}$ en modo *free*. Además, se decidió usar el valor del máximo ln-likelihood como un indicador válido para seleccionar el mejor ajuste. Esta decisión se realizó confiando en que este valor represente de mejor manera el comportamiento de la PDF en el espacio de parámetros N-dimensional. Las combinaciones de modelos estudiadas se presentan en la tabla 4.1.

Cuadro 4.1

Combinaciones de modelos usadas para estudiar las propiedades físicas de la muestra de galaxias.

Notación	Combinación de modelos
C1	DH02_CE01, R06, S04, BC03_metal, AGN_RAD
C2	DH02_CE01, R06, SKIRTOR, BC03_metal, AGN_RAD
C3	DH02_CE01, SN12, S04, BC03_metal, AGN_RAD
C4	DH02_CE01, SN12, SKIRTOR, BC03_metal, AGN_RAD
C5	S17_newmodel, R06, S04, BC03_metal, AGN_RAD
C6	S17_newmodel, R06, SKIRTOR, BC03_metal, AGN_RAD
C7	S17_newmodel, SN12, S04, BC03_metal, AGN_RAD
C8	S17_newmodel, SN12, SKIRTOR, BC03_metal, AGN_RAD

Galaxia 3C 120

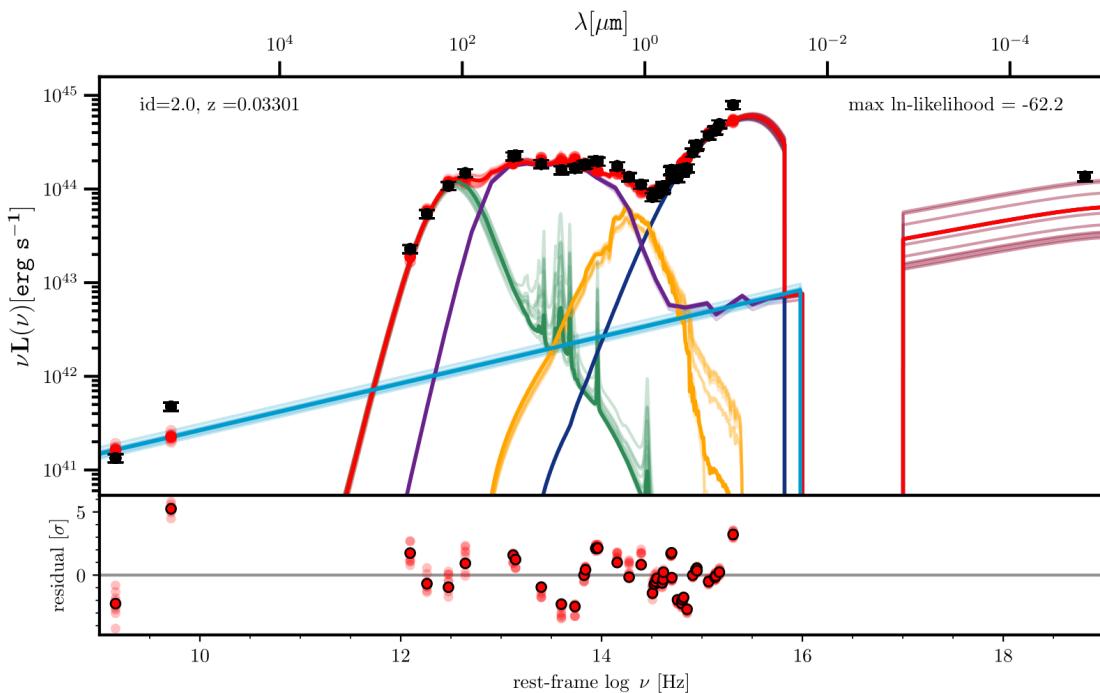
Enseguida se presenta el análisis de la galaxia 3C 120 en $z = 0,03301$ clasificada como una galaxia lenticular, tipo Seyfert 1 y una fuente de radio Fanaroff-Riley tipo I con presencia de *jets*, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C7, con un valor de ln-likelihood de $-62,2$. Esta combinación utiliza los modelos más flexibles para modelar el polvo frío y el disco de acreción; y el modelo semiempírico para

¹Base de datos: *NASA/IPAC Extragalactic Database*, disponible en: https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=3c120&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1.

el toro. El resultado del ajuste se muestra en la figura 4.7.

Figura 4.7

Ajuste de SED de la galaxia 3C 120.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia 3C 120 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción SN12 (azul), de toro S04 (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

La combinación de modelos óptima es consistente con las propiedades mencionadas. En primer lugar, la emisión de radio es únicamente modelada por la ley de potencia de la emisión sincrotrón del AGN, lo que ya sugiere ausencia de procesos de formación estelar intensos. Se observa, además, que la pendiente de los datos es mayor a la del modelo, el cual supone un índice espectral típico de 0.75. Este espectro empinado en la SED observada, se debe a la presencia de *jets* débiles en la morfología de la fuente de radio ([Schneider, 2014](#)). Añadido a esto, la luminosidad en 1,4 GHz de la ley de potencia ajustada es $\approx 1,4 \times 10^{41}$ erg s⁻¹, valor consistente con la luminosidad típica de fuentes FRI ([Schneider, 2014](#)).

En segundo lugar, la emisión del disco de acreción y su corona son ligeramente más luminosos y opacan a la emisión de la galaxia, acorde con las observaciones de galaxias Sy1 ([Khachikian y Weedman, 1974](#)). Su emisión en el UV permite estimar un agujero negro con $\log\text{BHmass} = 7,47_{-0,05}^{+0,06}$ y $\log\text{Eddra} = 0,00_{-0,00}^{+0,00}$. Es decir, una masa de $2,95 \times 10^7 M_\odot$ y una tasa de acreción de $1 \dot{M}_{edd}$. Como se mencionó anteriormente en relación a la figura 3.3 (izquierda), los bajos valores de la tasa de acreción y masa del agujero negro inferidos se deben a la baja luminosidad en el UV y un pico muy azul en la SED observada.

El valor de $Nh = 21,55_{-0,04}^{+0,07}$ sugiere un ángulo de observación muy pequeño respecto al eje del núcleo activo, acorde con una galaxia tipo Sy1 según el modelo unificado. Cabe resaltar que el modelo S04 está basado en este tipo de galaxias, por lo que no sorprende que sea el preferido por los datos. La gráfica de residuos en la parte inferior de la figura 4.7, permite corroborar cómo los errores son menores a $|3\sigma|$ en la región del MIR en la que domina la emisión del toro.

En tercer lugar, las propiedades de la población estelar corresponden con lo que se ha observado en galaxias lenticulares. Los valores de los principales parámetros son $age = 9,85_{-0,21}^{+0,16}$, $\tau_{\text{au}} = 7,31_{-0,04}^{+0,02}$, $\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,57_{-0,04}^{+0,02}$, $\text{metal} = 1,70_{-0,16}^{+0,20}$, $\log\text{Mstar} = 2,9047 \times 10^{10} M_\odot$ y $\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 3,2462 M_\odot/\text{año}$. Estos indican que la galaxia es muy masiva y está conformada por estrellas viejas rodeadas de polvo, pero que continúa llevando a cabo procesos de formación estelar.

La intensidad de los procesos de la formación estelar se infiere de: un decaimiento de la SFH a un poco menos del 40 % de su valor inicial, dada por el factor $e^{-age/\tau_{\text{au}}}$; una alta metalicidad y

una gran contribución de la componente de polvo frío. Adicionalmente, puede inferirse que este proceso no es tan energético como en los brazos de una galaxia espiral. Esto debido a que el polvo frío tiene una temperatura intermedia ($T_{dust} = 28,13^{+1,65}_{-1,15}$) asociada a un campo de radiación poco intenso y la tasa de formación inferida del IR no es tan alta ($SFR_{IR} = 5,8718 M_{\odot}/año$).

Un análisis equivalente fue realizado para cada una de las galaxias restantes de la muestra y se presentará de manera resumida a continuación:

Galaxia 3C_273

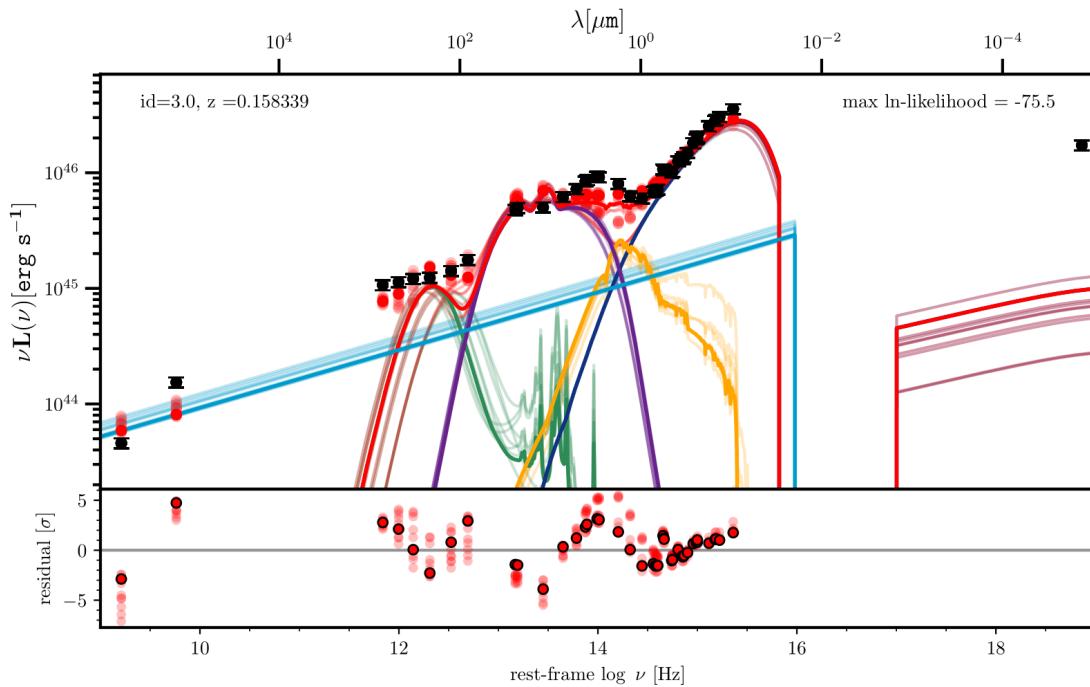
Es una galaxia en $z = 0,158339$ clasificada como un cuásar (QSO), galaxia ultraluminosa en el IR (ULIRG) y una fuente de radio con presencia de *jets*, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C8, con un valor de *ln-likelihood* de $-75,5$.

En la figura 4.8 se observa una SED muy luminosa en el rango completo desde radio hasta rayos X consistente con su clasificación como QSO. Tiene una emisión del disco de acreción bastante luminosa debido a la masa del SMBH en su centro, como se encontró en el ajuste con un valor del parámetro $\log BHmass = 8,92^{+0,10}_{-0,11}$. Presenta un valor de $incl = 11,18^{+28,88}_{-8,53}$, acorde con los AGN tipo I según el modelo unificado. Adicionalmente, su emisión de radio es muy luminosa y está modelada únicamente por la emisión de sincrotrón del AGN. De forma análoga al caso anterior, es evidente que la pendiente de los datos es mayor a la del modelo de sincrotrón del AGN. En este caso la diferencia en los índices espectrales es mucho mayor, lo cual sugiere la existencia de

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=3c273&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Figura 4.8

Ajuste de SED de la galaxia 3C 273.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia 3C 273 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción SN12 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

jets muy intensos u otras estructuras extendidas ([Schneider, 2014](#)).

Los valores de los principales parámetros son: age = $7,52_{-0,23}^{+0,59}$, tau = $5,26_{-2,68}^{+3,16}$, metal = $1,65_{-0,61}^{+0,23}$, EBVgal = $0,54_{-0,25}^{+0,05}$, logMstar = $5,8063 \times 10^{10} M_\odot$ y SFR_{opt/UV} = $1974,6185 M_\odot/\text{año}$. Estos sugieren una galaxia masiva con una población estelar joven, alta metalicidad y rodeada de polvo, que tiene procesos de formación estelar muy intensos que tardarán en decaer. Por otro lado, la SED observada en el FIR es aplanada y ninguna SED del modelo S17_newmodel logra ajustarse adecuadamente, lo que sugiere la existencia de otro proceso físico que contribuye a la emisión. Como consecuencia la SFR inferida del IR es casi 38 veces menor que la del óptico/UV. Adicionalmente, AGNfitter no pudo ajustar el flujo en rayos X en esta galaxia, lo cual será discutido al final de esta

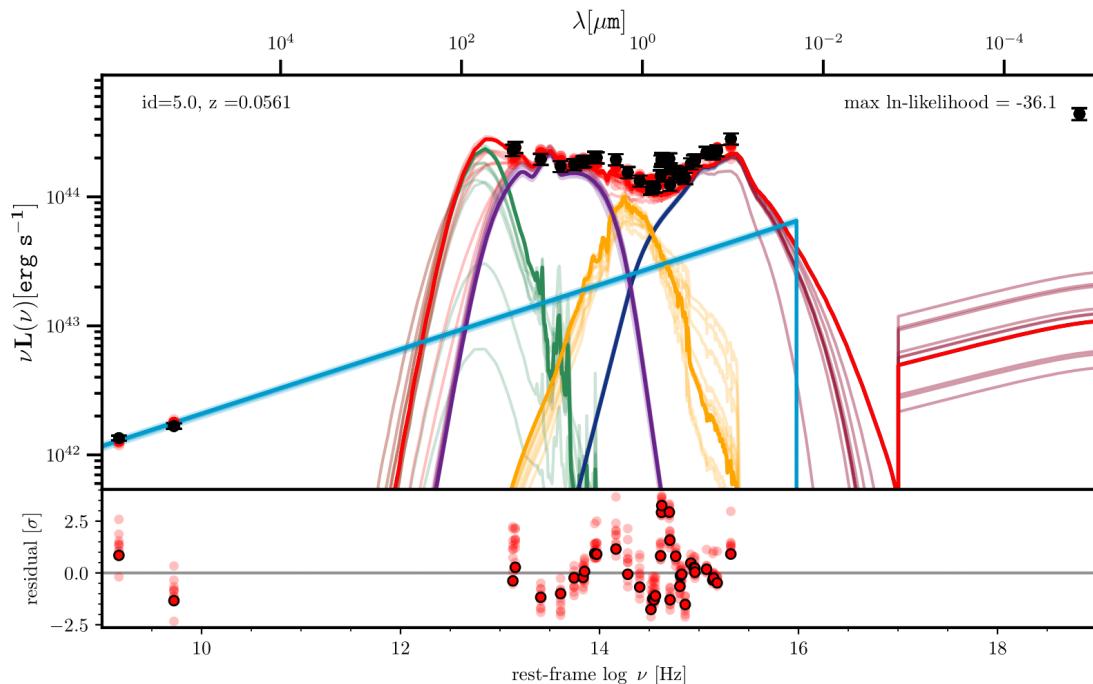
sección.

Galaxia 3C_390.3

Es una galaxia en $z = 0,0561$ clasificada como un blazar y una fuente de radio Fanaroff-Riley tipo II, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C2, con un valor de *ln-likelihood* de $-36,1$. El ajuste de SED de esta galaxia se muestra en la figura 4.9.

Figura 4.9

Ajuste de SED de la galaxia 3C 390.3.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia 3C 390.3 con los modelos: de polvo frío DH02_CE01 (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

Es importante advertir que a diferencia de las SED anteriores, el flujo en rayos X supera am-

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=3c390.3&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

pliamente a la SED en el UV, por lo que la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$ no puede ajustarlo. Esto se debe a que los blazares son AGN tipo I observados en la misma cara donde se encuentra el *jet* relativista y la corona, lo cual se corrobora con el valor de la inclinación encontrado ($\text{incl} = 11,96^{+13,38}_{-7,41}$). Por otro lado, la emisión de sincrotrón del AGN logró modelar muy bien los flujos en radio con residuos menores a $1,5\sigma$, como se espera de una fuente de radio. Además, la luminosidad en 1,4 GHz de la ley de potencia ajustada es $\approx 1,4 \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$, valor consistente con la luminosidad de fuentes FRII (Schneider, 2014).

Los valores de los principales parámetros son: $\text{age} = 9,07^{+0,59}_{-1,49}$, $\tau = 5,55^{+2,71}_{-3,62}$, $\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,55^{+0,04}_{-0,08}$, $\log M_{\text{star}} = 2,4182 \times 10^5 M_{\odot}$ y $\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 0,0004 M_{\odot}/\text{año}$. Estos sugieren una galaxia pequeña, con una población estelar vieja, rodeada de polvo y con una tasa de formación estelar baja (a pesar de que la SFH ha decaído muy poco $e^{-10^{9,07}/5,55 \times 10^9} \approx 0,81$). Es claro que la contribución del polvo frío al espectro integrado total no es relevante en este ajuste, pues no hay suficientes datos en el FIR. Además, modelo R06 funciona bien porque fue calibrado con QSOs, objetos bastante similares a los blazares.

Galaxia Ark120

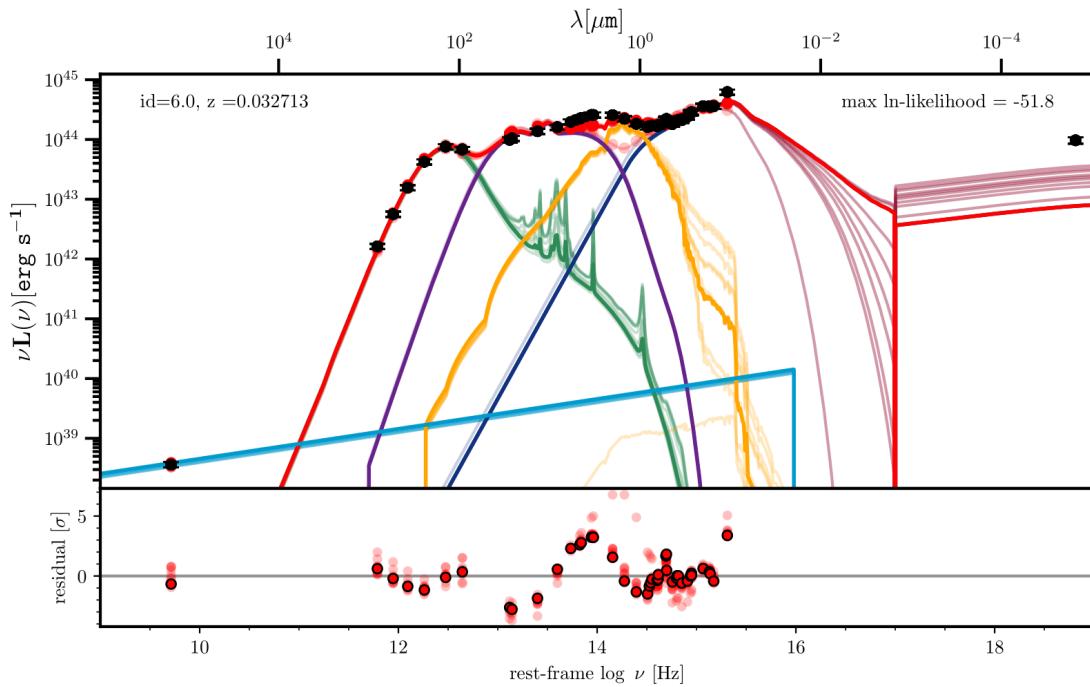
Es una galaxia en $z = 0,032713$ clasificada como un galaxia espiral, tipo Seyfert 1 y una fuente de radio, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C6, con un valor de *ln-likelihood* de $-51,8$.

En la figura 4.10 se observa que la emisión del disco de acreción no es muy luminosa y su

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=Ark120&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Figura 4.10

Ajuste de SED de la galaxia Ark120.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia Ark120 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

pico de máxima energía supera ligeramente al de la galaxia. Esto se debe a que al tratarse de una galaxia Sy1, su AGN es relativamente débil, por ejemplo, comparado con el cuásar observado en la figura 4.8. Su galaxia huésped tiene una masa inferida intermedia ($\log M_{\text{star}} = 2,5728 \times 10^9 M_{\odot}$), está conformada por estrellas viejas ($\text{age} = 9,79^{+0,20}_{-1,47}$) y mucho polvo ($\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,58^{+0,02}_{-0,07}$). Además presenta una SFR baja ($\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 0,2532 M_{\odot}/\text{año}$ y $\text{SFR}_{\text{IR}} = 3,8367 M_{\odot}/\text{año}$) producto de un rápido decaimiento de la SFH ($\tau = 4,00^{+4,14}_{-3,00}$). Aunque la alta metalicidad (metal = $1,69^{+0,20}_{-0,18}$) sugiere procesos de formación estelar, la temperatura del polvo frío ($T_{\text{dust}} = 16,55^{+8,33}_{-0,52}$), asociada a un campo de radiación débil, muestra que esto sucedió en el pasado.

Por otro lado, el AGN logró modelar muy bien la emisión poco luminosa en radio con un

error menor a 1σ , lo cual no es sorprendente debido a la falta del flujo en 5 GHz. Aunque sí es de esperarse que domine el AGN y no la galaxia anfitriona. Esto debido a que la galaxia no tiene procesos de formación intensos que den lugar a la aceleración de los electrones en el campo magnético y su posterior emisión de sincrotrón. Finalmente, se corrobora que es un AGN tipo I, con el valor de la inclinación ($\text{incl} = 4,89^{+10,10}_{-3,35}$) y la emisión en $10 \mu\text{m}$ en la SED ajustada del toro.

Galaxia H1821+643

Es una galaxia en $z = 0,29684$ clasificada como una galaxia elíptica, tipo cuásar, hiperluminosa en el IR (HyLIRG) y una fuente de radio débil, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C5, con un valor de *ln-likelihood* de $-57,1$. En la figura 4.11 se muestra el resultado del ajuste de su SED.

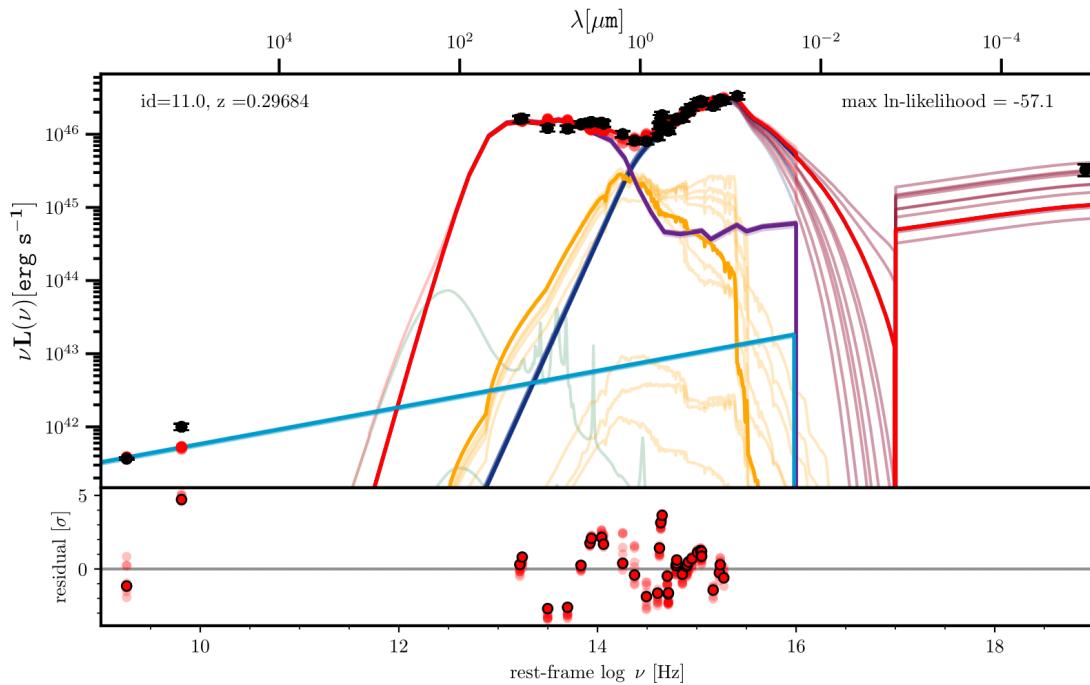
En primer lugar, se advierte que al tratarse de una galaxia activa tipo QSO y HyLIRG tiene un AGN muy intenso, lo que da lugar a una SED muy luminosa en el rango desde el MIR hasta el UV. Desafortunadamente, la falta de datos en el FIR impide estimar la contribución del polvo frío en el IR, por lo que este es totalmente atribuido a la emisión del toro. En concordancia con el modelo unificado, presenta un valor de $\text{Nh} = 21,52^{+0,04}_{-0,01}$, acorde con ángulos pequeños de inclinación.

Los datos en el radio son ajustados únicamente por la emisión del AGN, debido a la ausencia de modelos de polvo frío que permitan usar la correlación FIR-radio (ver 3.2). La gráfica de residuos permite advertir un error de 5σ en el flujo en 5 GHz, debido a que éste no es bien ajustado por la ley de potencia. Como se mencionó anteriormente, la gran pendiente en los datos sugiere la

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=H1821%2B643&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Figura 4.11

Ajuste de SED de la galaxia H1821+643.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia H1821+643 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro S04 (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

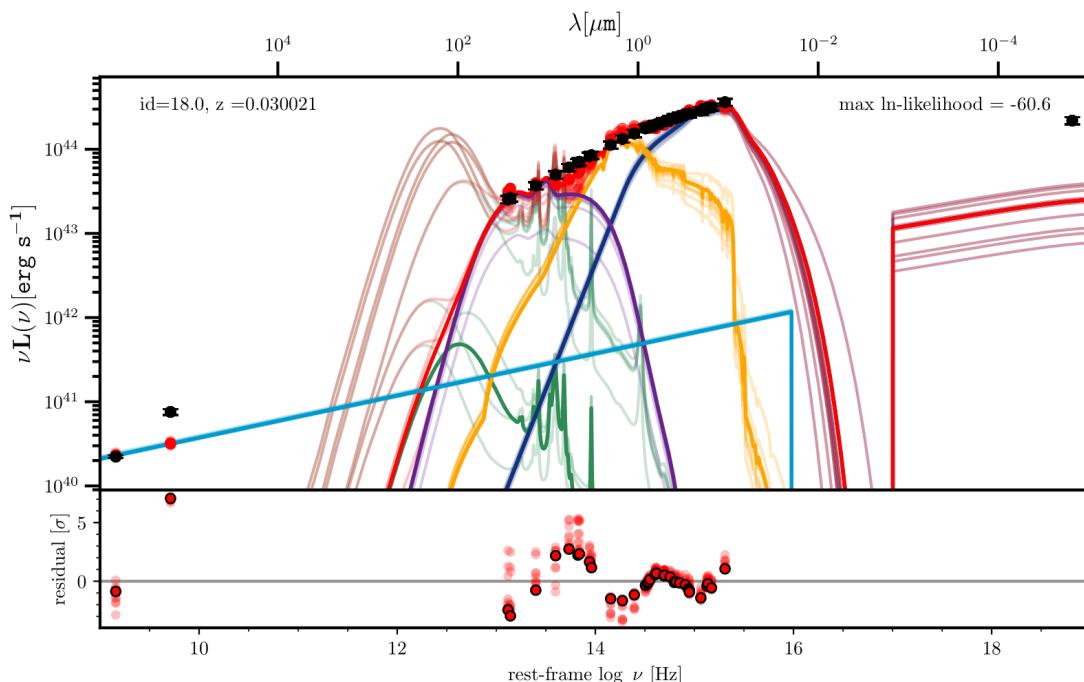
existencia de estructuras extendidas dominantes. Los valores de los principales parámetros son age = $8,09^{+1,21}_{-0,75}$, tau = $4,52^{+3,69}_{-2,91}$, metal = $1,62^{+0,27}_{-0,68}$, EBVgal = $0,46^{+0,10}_{-0,22}$, logMstar = $1,1738 \times 10^5 M_\odot$ y SFR_{opt/UV} = $0,0016 M_\odot/año$. Lo anterior sugiere una galaxia poco masiva, con una población estelar de edad intermedia y rodeada de polvo, con una tasa de formación estelar casi nula debido a una pequeña SFR inicial (la SFH ha decaído muy poco). Por último, nuevamente se evidencia que al tratarse de un QSO se obtuvo una mayor probabilidad con el modelo R06.

Galaxia Mrk421

Es una galaxia en $z = 0,030021$ clasificada como una galaxia espiral compacta, tipo blazar BL LAC¹ y una fuente de radio tipo Fanaroff-Riley tipo I con presencia de *jets*, de acuerdo con la literatura². La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C6, con un valor de *ln-likelihood* de $-60,6$. El ajuste de SED de esta galaxia se muestra en la figura 4.12.

Figura 4.12

Ajuste de SED de la galaxia Mrk421.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia Mrk421 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

¹Un objeto tipo BL Lacertae es uno de los tipos de galaxia activa más extremos. Son fuentes de radio dominadas por el núcleo, caracterizadas por una luminosidad altamente variable y una alta polarización óptica (Giommi y Padovani, 1994).

²https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=Mrk421&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Es importante notar que la energía del flujo en rayos X es alta y similar a la del máximo en el UV, como se espera de los blazares, y nuevamente la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$ no puede ajustarlo. Su clasificación como AGN tipo I es corroborada con el valor de la inclinación encontrado: $\text{incl} = 14,06^{+28,34}_{-11,05}$. Su emisión de radio está modelada únicamente por la emisión de sincrotrón del AGN, por la falta de datos en el FIR que permitan estimar la contribución del polvo frío. Además, se observa que sus flujos no se ajustan a la ley de potencia y que en 5 GHz el error es de 7σ . Esto posiblemente sea debido a subestimación del índice espectral o que las dos mediciones pueden corresponder a estados diferentes del blazar, ya que su emisión en radio es altamente variable en el tiempo (Schneider, 2014).

En cuanto a su población estelar, los parámetros inferidos fueron: $\text{age} = 7,21^{+0,16}_{-0,21}$, $\tau = 4,81^{+3,54}_{-3,07}$, $\text{metal} = 1,75^{+0,17}_{-0,18}$, $\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,57^{+0,03}_{-0,08}$, $\log M_{\text{star}} = 1,4839 \times 10^9 M_{\odot}$ y $\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 82,9202 M_{\odot}/\text{año}$. Estos sugieren una galaxia masiva con una población joven, rodeada de polvo y con procesos de formación estelar intensos que no han decaído, como se espera en galaxias tipo espiral. En general, la SED desde radio hasta UV es bastante recta, por lo que parece que la emisión dominante fuera la de sincrotrón. No obstante, el índice espectral de ese sincrotrón debería ser mayor para ajustarse a los datos. Por último, cabe destacar que nuevamente el modelo R06 funciona bien en SED de blazares.

Galaxia Mrk509

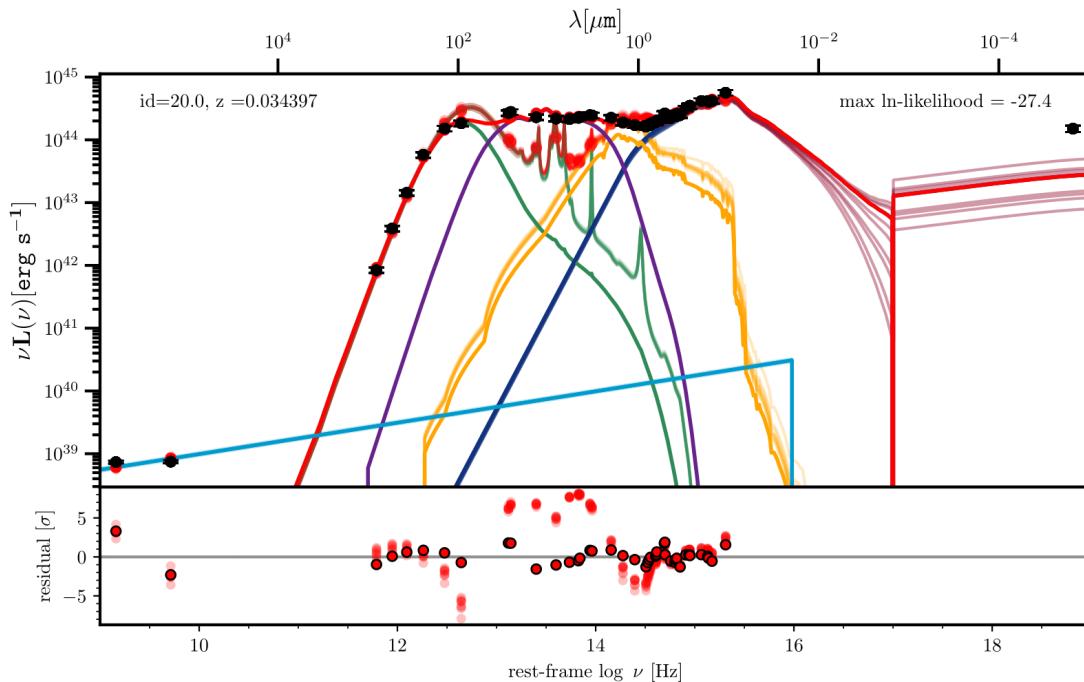
Es una galaxia en $z = 0,034397$ clasificada como una galaxia tipo Seyfert 1.5 y una fuente de rayos X altamente variable, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=mrk509&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C6, con un valor de *ln-likelihood* de $-27,4$.

Figura 4.13

Ajuste de SED de la galaxia Mrk509.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia Mrk509 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

En este caso el ajuste de SED fue realmente muy bueno, como se evidencia en el valor del max *ln-likelihood* y la gráfica de errores en la parte inferior de la figura 4.13. Excluyendo a los flujos en radio, la gran mayoría de los datos presentan errores menores a 2σ . Esta galaxia activa presenta una inclinación intermedia ($\text{incl} = 26,84_{-17,12}^{+5,76}$) y un disco de acreción luminoso característico de AGN tipo Sy 1.5. No obstante, la emisión del disco no es suficientemente luminosa para opacar a la galaxia, debido que los AGN de las galaxias Sy son relativamente débiles.

La galaxia anfitriona presenta una masa intermedia ($\log M_{\star} = 7,1548 \times 10^8 M_{\odot}$) y está con-

formada por una población estelar joven ($\text{age} = 7,01^{+1,79}_{-4,44}$) y con alta metalicidad ($\text{metal} = 1,76^{+0,17}_{-0,16}$).

Parece estar pasando por un proceso de formación estelar como lo sugieren: la alta temperatura del polvo frío ($T_{\text{dust}} = 40,15^{+1,68}_{-4,84}$) y la gran cantidad de polvo, responsable de un alto enrojecimiento ($\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,59^{+0,01}_{-0,04}$). Además, su tasa de formación estelar es alta ($\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 28,3679 M_{\odot}/\text{año}$ y $\text{SFR}_{\text{IR}} = 16,0447 M_{\odot}/\text{año}$) debido al valor inicial de la SFR y a que la SFH ha decaído muy poco ($\tau = 4,39^{+3,66}_{-2,84}$).

Su emisión de radio es ajustada al modelo de sincrotrón del AGN, aunque se evidencia que los datos presentan una menor inclinación a la del modelo. Lo anterior sumado a la baja luminosidad en 1,4 GHz (alrededor de $8 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$) son consistentes con una fuente tipo FRI dominada por el núcleo (Schneider, 2014). Sin embargo, al existir procesos de formación estelar recientes, es posible que haya una contribución de la galaxia a la emisión en radio. Finalmente, como galaxia Seyfert y fuente de rayos X, su SED presenta un flujo en rayos X muy luminoso comparado con la emisión del BBB y nuevamente la correlación no logra ajustarlo.

Galaxia Mrk817

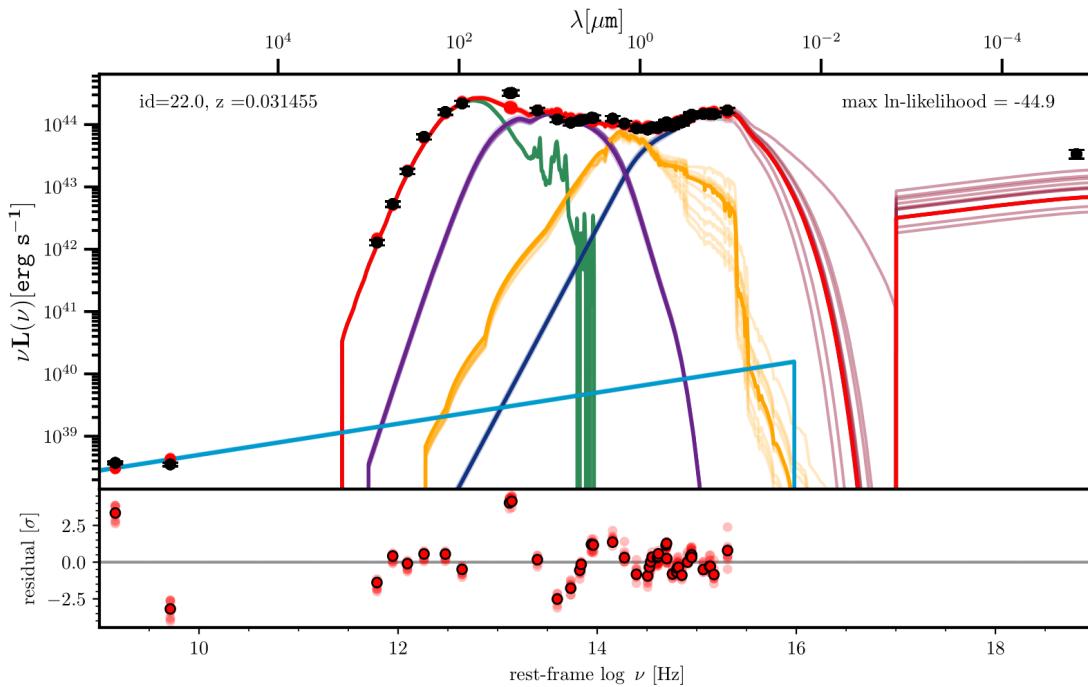
Es una galaxia en $z = 0,031455$ clasificada como una galaxia espiral y tipo Seyfert 1.5, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C2, con un valor de *ln-likelihood* de $-44,9$.

El ajuste de SED en la figura 4.14 muestra una galaxia activa poco luminosa con un proceso de formación estelar energético, comparado con las demás componentes de emisión. Esta

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=mrk817&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Figura 4.14

Ajuste de SED de la galaxia Mrk817.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia Mrk817 con los modelos: de polvo frío DH02_CE01 (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

característica es corroborada por: su alto contenido en polvo ($\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,55^{+0,03}_{-0,07}$) y su tasa de formación estelar ($\text{SFR}_{\text{IR}} = 14,8249 M_{\odot}/\text{año}$). Su galaxia tiene una masa inferida intermedia ($\log M_{\text{star}} = 1,1937 \times 10^7 M_{\odot}$) y está conformada por una población estelar joven ($\text{age} = 7,77^{+1,45}_{-0,50}$), con alta metalicidad ($\text{metal} = 1,75^{+0,17}_{-0,19}$) y una SFH que ha decaído muy poco ($\tau = 5,21^{+3,26}_{-2,87}$). Las características anteriormente mencionadas, corresponden bastante bien con las observaciones en galaxias espirales.

Por un lado, se observa una contribución del disco de acreción muy similar a la del toro, lo que sugiere un AGN enrojecido. Por otro lado, su flujo luminoso en el FIR cerca a $10 \mu\text{m}$ es consistente con una emisión débil de los silicatos en las SED (ver 3.1 abajo derecha). Esto permite que AGN-

fitter ajuste SED correspondientes una inclinación intermedia ($\text{incl} = 25,41^{+8,16}_{-12,40}$), característica de AGN tipo Sy 1.5. Por otro lado, no hay forma de distinguir la fuente de radio para estos flujos poco luminosos, por lo que esta emisión podría atribuirse a la de sincrotrón de la galaxia. Esto se debe a que la galaxia presenta procesos de formación estelar recientes que pueden dar lugar a emisión de sincrotrón. Por último, cabe mencionar que debido a la combinación de modelos ajustada, las propiedades físicas inferidas son pocas y no se obtiene información acerca del SMBH de este sistema o de las características del polvo frío.

Galaxia Mrk876

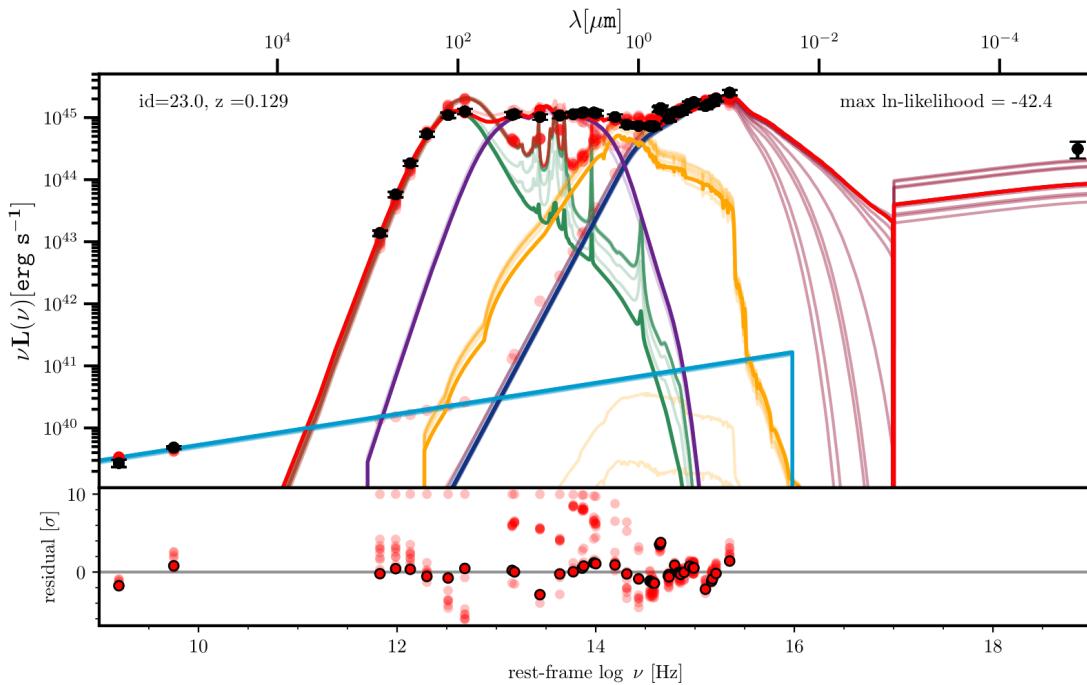
Es una galaxia en $z = 0,129$ clasificada como una galaxia esférica, tipo Seyfert 1 y altamente perturbada por un proceso de fusión reciente, de acuerdo con la literatura¹. La combinación de modelos que obtuvo la máxima probabilidad al ajustar su SED fue C6, con un valor de *ln-likelihood* de $-42,4$. En la figura 4.15 se muestra el resultado del ajuste de SED.

Se observa una contribución del disco de acreción muy similar a la del toro. Lo anterior sugiere un AGN enrojecido producto de un ángulo de observación intermedio, como se corrobora con el valor de $\text{incl} = 29,88^{+21,95}_{-23,60}$. Al tratarse de una galaxia esférica, se espera un población estelar vieja y baja metalicidad. Sin embargo, la reciente perturbación podría haber iniciado un proceso de formación estelar como lo sugieren: la muy alta tasa de formación estelar ($\text{SFR}_{\text{opt/UV}} = 274,6658 M_{\odot}/\text{año}$ y $\text{SFR}_{\text{IR}} = 101,1682 M_{\odot}/\text{año}$), la alta temperatura del polvo frío ($T_{\text{dust}} = 33,53^{+4,49}_{-2,84}$) y su alto enrojecimiento por polvo ($\text{EBV}_{\text{gal}} = 0,56^{+0,03}_{-0,19}$).

¹https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=mrk876&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

Figura 4.15

Ajuste de SED de la galaxia Mrk876.



Nota: Ajuste de SED de la galaxia Mrk876 con los modelos: de polvo frío S17_newmodel (verde), de disco de acreción R06 (azul), de toro SKIRTOR (morado), de galaxia BC03_metal (amarillo) y de radio del AGN (celeste).

La galaxia inferida es masiva ($\log M_{\text{star}} = 7,6208 \times 10^9 M_{\odot}$), posiblemente debido al proceso de fusión. Además, ésta se compone de una población estelar joven ($\text{age} = 7,55^{+0,88}_{-0,26}$) y con una metalicidad alta ($\text{metal} = 1,65^{+0,23}_{-0,59}$). De forma análoga a la galaxia anterior, no hay forma de distinguir la fuente de radio para flujos poco luminosos, por lo que su emisión de radio podría atribuirse a la de sincrotrón de la galaxia que lleva procesos de formación estelar. En consecuencia, combinaciones como C2 podrían funcionar también.

En general los resultados de los ajustes reflejan una preferencia de los datos por el modelo semiempírico para el disco de acreción. De las 9 galaxias, 7 se ajustan mejor con una configuración que incluya al modelo R06. Este fenómeno puede deberse al pico en el UV poco pronunciado en

las SED de dichas galaxias, más consistente con la forma del pico del modelo R06. Adicionalmente, algunas de las galaxias de la muestra son cuásares o blazares y debido a que el modelo fue calibrado con cuásares, se ajusta mejor a los flujos observados.

Por otro lado, los modelos antiguos para el toro (S04) y para el polvo frío (DH02_CE01) son preferidos solo por 2 y 1 galaxia, respectivamente. Esto sucede porque las SED de la mayoría de galaxias de la muestra presentan una luminosidad ligeramente mayor en MIR que en el FIR alrededor de $10\mu m$ y sugieren emisión en $10\mu m$. Sin embargo, como puede notarse en la figura 2.1, este comportamiento en las luminosidades sucede en S04 en toros con alta densidad de columna y absorción en $10\mu m$. Por tal motivo, son más adecuadas las SED de SKIRTOR para ángulos pequeños (figura 3.1), consistentes con el hecho de que la mayoría de AGN de la muestra son tipo I. Además, las SED de DH02_CE01, al no tener ningún parámetro físico de ajuste y variar simultáneamente el máximo del espectro y la proporción de PAHs de una SED a otra, son bastante restrictivas.

Por último, se observó que a pesar de los amplios límites de alphaScat (desde $-0,4$ a $0,4$), las cadenas convergen con valores cercanos a $0,0$ que casi siempre subestiman los flujos en rayos X. Estos límites fueron impuestos para contemplar las fluctuaciones debidas a errores de medición, variabilidad y dispersión intrínseca por las propiedades físicas diferentes de los AGN ([Lusso y Risaliti, 2016](#)). La hipótesis que se plantea es que la forma de definir la posición inicial de los *walkers* en AGNfitter, le este impidiendo recorrer todo el espacio de valores posibles para este parámetro. Esta posición de inicio se escoge centrada en los rangos de cada parámetro y se le adiciona una perturbación aleatoria ponderada por un factor 0.00001 . En consecuencia, alphaScat podría no estar teniendo fluctuaciones lo suficientemente grandes para explorar realmente el rango completo

definido. La validación de esta hipótesis es interesante para futuros trabajos, pues mejorar este ajuste deficiente en rayos X puede dar lugar a un ajuste de SED más informativo.

En la tabla 4.2 se presentan los valores de los parámetros comunes a todos los modelos inferidos para cada galaxia con la mejor combinación.

Cuadro 4.2

Parámetros del mejor ajuste de SED para cada galaxia de la muestra.

Galaxia	Máx ln-likelihood	metal	tau	age	EBVgal	EBVbbb	alpha	log(Mstar)	SFR _{opt/UV}	SFR _{IR}
3C 120	-62.2	1.70	7.31	9.85	0.57	0.04	0.10	10.4631	3.2462	5.8718
3C 273	-75.5	1.65	5.26	7.52	0.54	0.00	-0.01	10.7639	1974.6185	52.1267
3C 390.3	-36.1	1.67	5.55	9.07	0.55	0.01	0.04	5.3835	0.0004	-
Ark120	-51.8	1.69	4.00	9.79	0.58	0.00	-0.03	9.4104	0.2532	3.8367
H1821+643	-57.1	1.62	4.52	8.09	0.46	0.01	-0.01	5.0696	0.0016	-
Mrk421	-60.6	1.75	4.81	7.21	0.57	0.03	0.00	9.1714	82.9202	-
Mrk509	-27.4	1.76	7.01	7.43	0.59	0.00	-0.06	8.8546	28.3679	16.0447
Mrk817	-44.9	1.75	5.21	7.77	0.55	0.02	-0.02	7.0769	0.2889	14.8249
Mrk876	-42.4	1.65	4.43	7.55	0.56	0.01	0.00	9.8820	274.6658	101.1682

Nota: Los parámetros de izquierda a derecha son: máximo valor del logaritmo natural del *likelihood*, metalicidad, tiempo de escala de la SFH, edad, parámetros de enrojecimiento de la galaxia y el disco de acreción, dispersión de α_{ox} , logaritmo de la masa de la galaxia, tasa de formación estelar inferida de la emisión en el óptico y el IR.

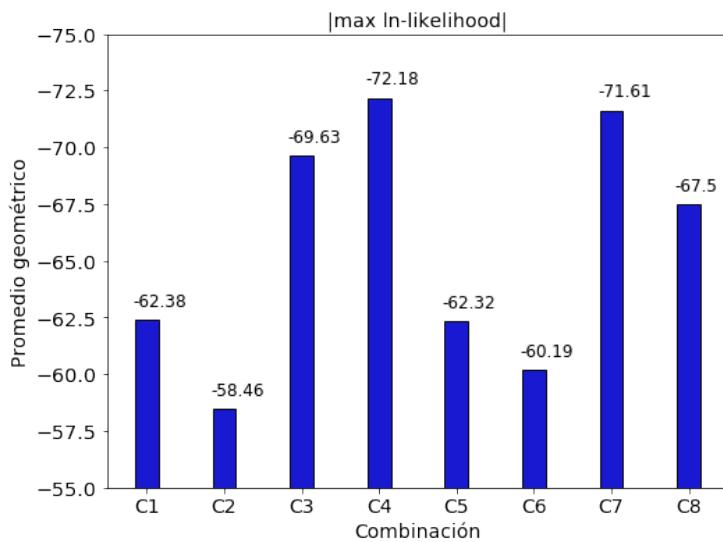
4.3. Impacto de nuevos modelos en las propiedades inferidas

En esta sección se estudia el comportamiento global de las 8 diferentes combinaciones de modelos en los ajustes de cada una de las 9 galaxias. A manera de un primer acercamiento, se graficó la media geométrica de máximo *likelihood* (o promedio aritmético de max ln-likelihood) para cada combinación de modelos en la figura 4.16.

De acuerdo con esta gráfica, el mejor modelo en términos de la función de verosimilitud es C2, seguido por C6. Ambas combinaciones tienen en común la inclusión del nuevo modelo SKIRTOR

Figura 4.16

Media geométrica del máximo valor de la función de verosimilitud para cada combinación de modelos.



Nota: Se observan los máximos valores del *likelihood* promedio en las combinaciones C2 y C6, y los mínimos en C4 y C7.

para la emisión del toro. Este modelo a pesar de ser bastante simplificado, pues solo tiene un parámetro de los 6 iniciales, modela la emisión de los silicatos típica de los AGN tipo I, para ángulos pequeños. De acuerdo con el modelo de toro homogéneo presentado en 2.1 la densidad de columna está asociada al ángulo de observación, por lo que esperaría observarse la emisión en $10 \mu\text{m}$ para valores bajos de N_H y no sucede. La ausencia de emisión de esta línea implica que estas SED fueron modeladas con una profundidad óptica alta (Nenkova, Siroky, Ivezić, y Elitzur (2008); Nenkova, Siroky, Nikutta, y cols. (2008); Stalevski y cols. (2016)), una aproximación bastante riesgosa sumada a las inconsistencias encontradas en este modelo gracias a observaciones (Mason y cols. (2009); Nikutta y cols. (2009); Tanimoto y cols. (2019); Yang y cols. (2020)). Adicionalmente, en el modelo S04 la emisión del toro se extiende hasta el UV, lo cual no es consistente con los procesos radiativos llevados a cabo en los granos de polvo y gas (Nenkova, Siroky, Ivezić, y Elitzur (2008); Nenkova, Siroky, Nikutta, y cols. (2008); Stalevski y cols. (2016)).

Ahora bien, más allá del resultado matemático, el objetivo de este análisis es evaluar el impacto de las diferentes combinaciones en las propiedades físicas inferidas. Para comenzar, es evidente que los modelos SN12 y S17_newmodel suponen una mejora al estudio de las galaxias activas, por el hecho de brindar más información de esos sistemas a través de sus parámetros físicos de ajuste (inexistentes en R06 y DH02_CE01). Además, al tratarse de modelos teóricos, se eliminan los sesgos de los modelos empíricos que tienden a modelar mejor los tipos de objetos con los que fueron calibrados. Este fenómeno se observó en los resultados presentados en 4.2, donde los cuásares y los blázares se ajustaron mejor al modelo R06 y algunas galaxias Seyfert al modelo S04.

Ciertamente, las combinaciones de modelos tienen diferente cantidad y tipo de parámetros, por lo que este estudio debe limitarse a los parámetros comunes. Estos son: metal, tau, age, EBVgal, EBVbbb, alphaScat y los cálculos de la masa de la galaxia (logMstar) y la tasa de formación estelar (SFR_{IR}). Se excluyó la tasa de formación estelar en el óptico, debido a que es más sensible al cambio de modelos que la estimada en el IR. De acuerdo con la información de los catálogos, de las 9 galaxias se reportan: 3 galaxias espirales, 2 elípticas, 1 lenticular y 3 sin morfología reportada. Las primeras se componen dominante por poblaciones estelares tipo I¹, las segundas por tipo II² y las últimas por una mezcla entre ambas (Schneider, 2014). En consecuencia, se esperaría evidenciar un rango amplio de metalicidades y edades encontrados por todas las combinaciones de modelos.

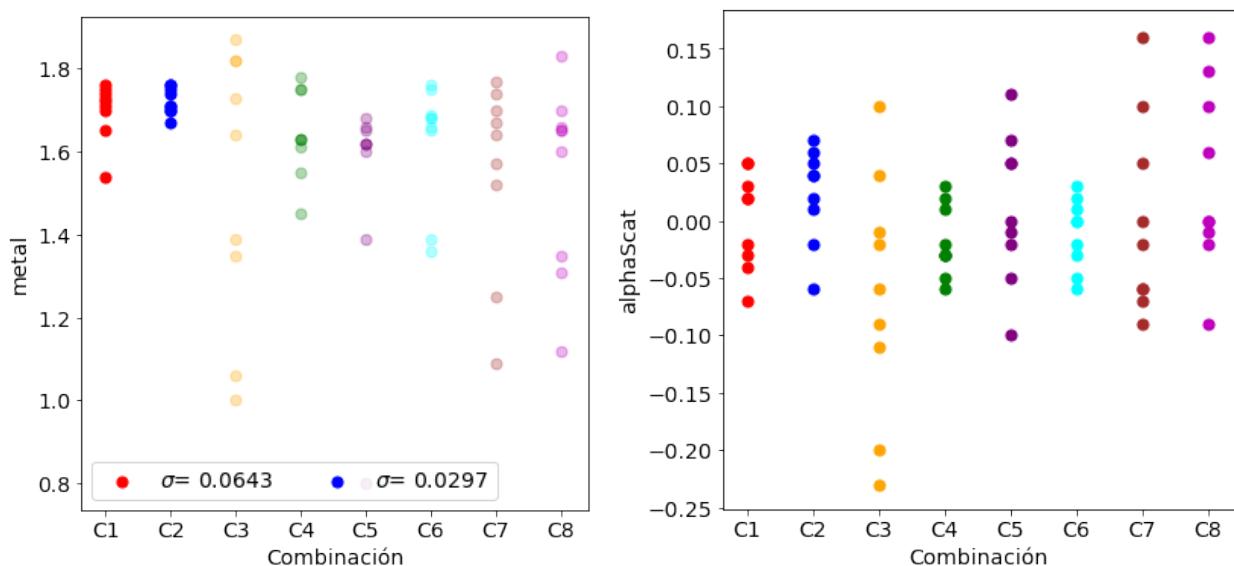
¹Conformada por estrellas jóvenes con metalicidades altas ($Z \geq Z_{\odot}$), donde $Z_{\odot} = 0,02$.

²Conformada por estrellas viejas con metalicidades bajas ($Z \sim 0,05 Z_{\odot}$ o $Z \sim 0,001$).

En la figura 4.17 (izquierda) se observa que las metalicidades encontradas por C1 y C2 son todas cercanas a $1.7 Z_{\odot}$, a pesar de la variedad de galaxias en la muestra. Este sesgo sistemático que impacta la inferencia de las propiedades de la población estelar de la galaxia, sucede cuando se combinan los modelos antiguos DH02_CE01 y R06. Por el contrario, C3, C7 y C8, que incluyen el nuevo modelo de disco de acreción SN12, presentan los rangos más amplios de metalicidades. Acá se evidencian los efectos de la degeneración entre la emisión del disco y de la galaxia, por lo que un modelo más preciso en una componente puede mejorar la inferencia de propiedades de la otra.

Figura 4.17

Metalicidad y $\sigma_{\alpha_{OX}}$ inferidos en la muestra para cada combinación de modelos.



Nota: Izquierda: Metalicidad de la muestra para cada combinación de modelos. Se evidencia poca variación en la metalicidad para los modelos C1 y C2, dadas por sus desviaciones estándar. Derecha: Valores de $\sigma_{\alpha_{OX}}$ de la muestra para cada combinación de modelos. Se observa que los modelos C7 y C8 presentan los valores de $\sigma_{\alpha_{OX}}$ mayores, esperados para galaxias con un flujo en rayos X muy luminoso.

Por otro lado, en 4.2 se evidenció que la mayoría de galaxias de la muestra presentan un flujo en rayos X muy luminoso y un ajuste con residuos altos en esta región. Sin embargo, vale la

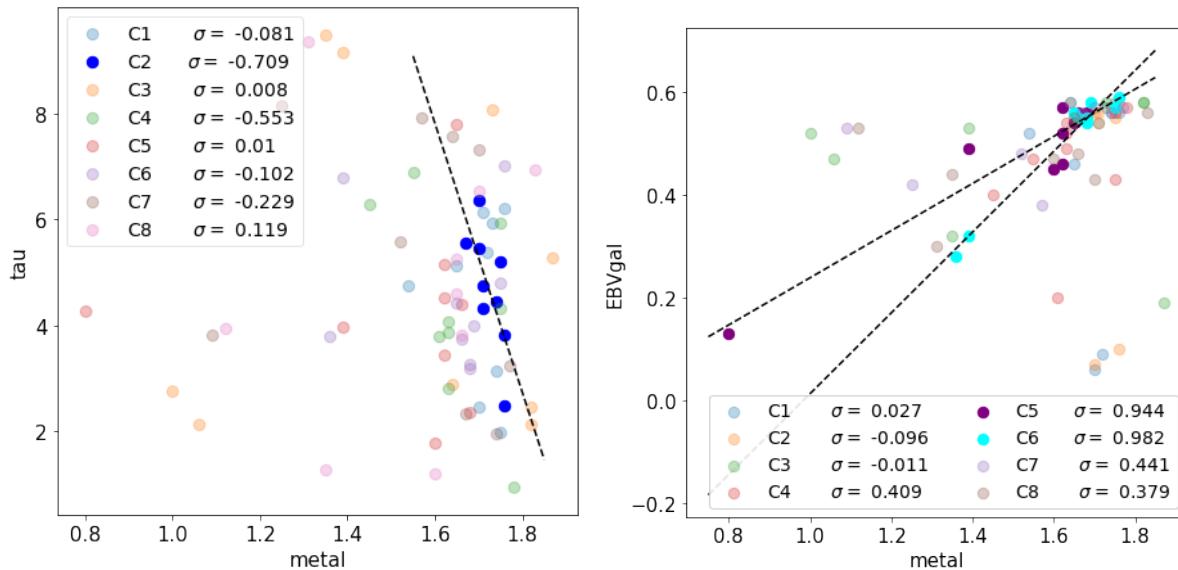
pena estudiar si esto se vió influenciado por el modelo de BB escogido, debido a la correlación $\alpha_{ox} - L_{2500\text{\AA}}$. En la figura 4.17 (derecha) se observan los valores de $\sigma_{\alpha_{ox}}$ inferidos para las 9 galaxias de la muestra con las 8 combinaciones de modelos. De acuerdo con esta gráfica, los modelos que presentaron valores mayores de $\sigma_{\alpha_{ox}}$, consistentes con los flujos muy luminosos, fueron C7 y C8. Estos tienen en común la inclusión de los modelos S17_newmodel y SN12. Es posible que esto se deba al hecho de que en SN12 las SED pueden desplazarse en frecuencia en función de la masa del agujero negro y la tasa de acreción. Esto da lugar a diferentes luminosidades en 2500 \AA que permiten explorar mejor el rango completo de valores permitidos no solo $\sigma_{\alpha_{ox}}$ sino también α_{ox} .

Al replicar la gráfica con los demás parámetros no se observó ningún tipo de aglomeración inconsistente con las características diversas de la muestra. El siguiente paso fue evaluar las diferentes parejas de parámetros en busca de alguna correlación. En la figura 4.18 se muestran las combinaciones de parámetros que presentaron un coeficiente de correlación líneal de Pearson superior a 0,7 con puntos de colores oscuros, y con puntos claros en caso contrario. Para comenzar, la correlación negativa entre la metalicidad y el tiempo de la SFH encontrada para C1 en la figura 4.18 (izquierda) con un coeficiente de -0.7086 es inconsistente. Esta implicaría que galaxias con alta metalicidad y que por tanto, han tenido procesos de formación estelar; tengan una SFH con rápido decaimiento exponencial.

Continuando con la figura 4.18 (derecha), se encuentra una correlación entre la metalicidad y el enrojecimiento de la galaxia para las combinaciones C5 y C6, con coeficientes de correlación: 0,9442 y 0,981 respectivamente. Esta correlación sugiere que galaxias con alta metalicidad tienen

Figura 4.18

Correlaciones entre la metalicidad y el tiempo de escala de la SFH, y entre la metalicidad y el enrojecimiento de la galaxia para cada combinación de modelos.



Nota: Izquierda: Gráfica de metalicidad vs escala de tiempo de la SFH (τ). Se encuentra un coeficiente de correlación de -0.7086, indicando una correlación negativa con la combinación de modelos C1. Derecha: Gráfica de metalicidad vs parámetro de enrojecimiento de la galaxia. Se encuentran coeficientes de correlación: 0.9442 y 0.981 que indican una correlación positiva con las combinaciones C5 y C6, respectivamente. Las demás combinaciones presentaron coeficientes muy bajos que no indican ningún tipo de correlación (puntos claros).

un alto contenido de polvo y las de baja metalicidad poco polvo. Esas características son la que se observan en las galaxias jóvenes y viejas, respectivamente. Cabe resaltar que en C5 y C6 se incluye el nuevo modelo de polvo frío que, debido al balance de energía en la probabilidad a priori, está ligado al enrojecimiento de la galaxia. En las demás combinaciones no se observó esta correlación debido a que matemáticamente otras combinaciones de valores son más probables y AGNfitter no tiene un *prior* que la force.

A pesar de que la edad, la metalicidad y el enrojecimiento de la galaxia presentan comportamientos influenciados por la combinación de modelos, no sucede esto con la masa total ni la SFR. Esto refleja la robustez de estas cantidades físicas ante los cambios de modelo y la ausencia de

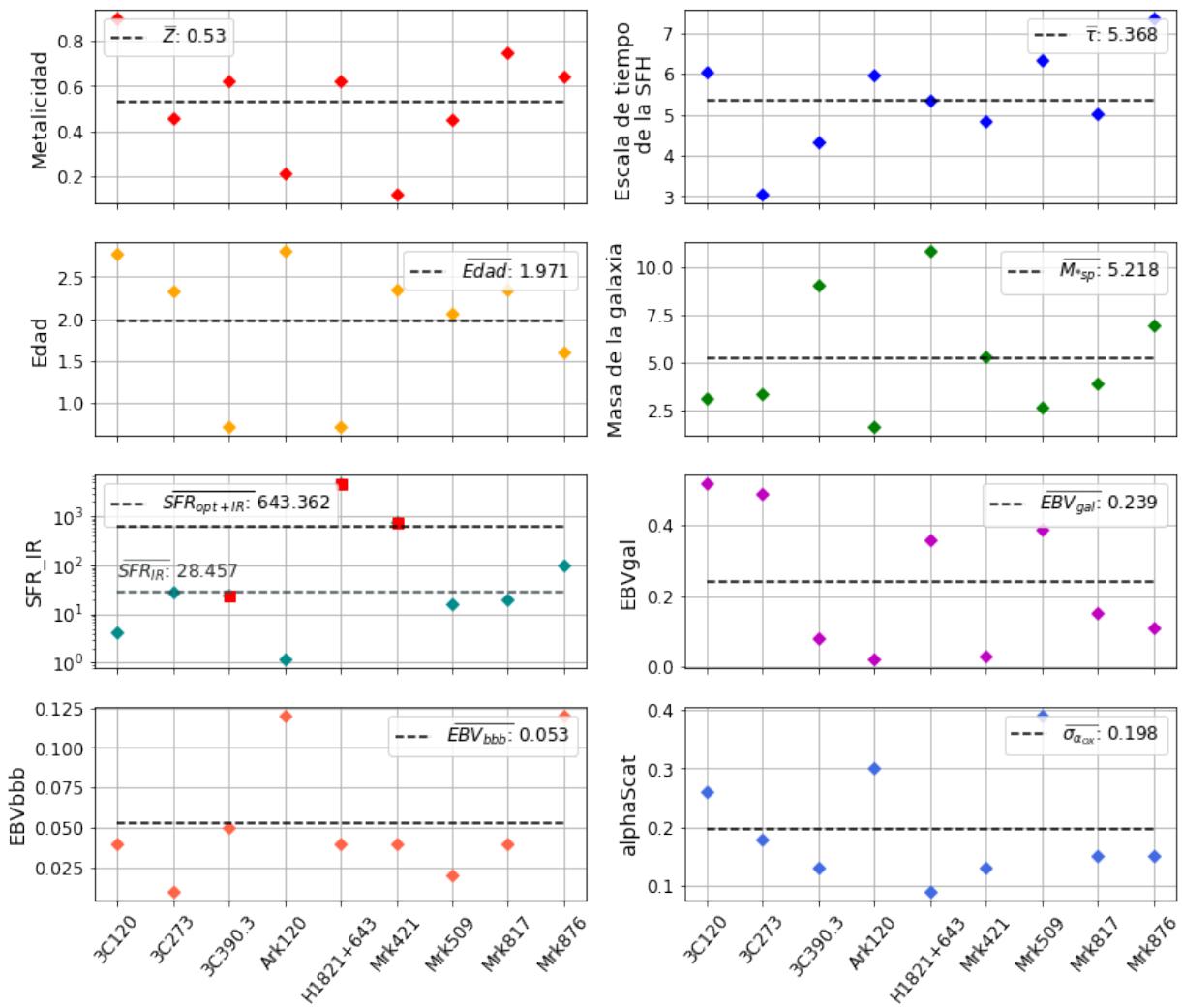
degeneraciones. En consecuencia, estas propiedades calculadas por AGNfitter son más confiables que los parámetros tau, metal y EBVgal. Finalmente, para cuantificar el efecto de los diferentes modelos en las propiedades inferidas se graficaron las diferencias promedio de cada parámetro para cada galaxia. Para calcular la diferencia promedio, primero se calculó la diferencia entre los valores máximo y mínimo encontrados en las estimaciones realizadas por las 8 combinaciones. Posteriormente estas diferencias máximas de las 9 galaxias fueron promediadas.

De acuerdo con la gráfica 4.19 y retomando las unidades de los parámetros presentadas en 3.1, se encontró una diferencia promedio en la metalicidad de $0,53 Z_{\odot}$, que al ser comparable con Z_{\odot} puede hacer que un galaxia compuesta por una población tipo II sea estimada como una tipo I y viceversa. En el caso de la escala de tiempo de la SFH esta diferencia es $5,368 \times 10^9$ años, cerca de la mitad de la edad del universo ($13,8 \times 10^9$ años (Schneider, 2014)) y por tanto, puede cambiar radicalmente el ritmo de evolución estimado de la galaxia. Esta diferencia es suficiente para inferir una galaxia muy azul con una SFR alta que decrece lentamente (τ grande), cuando en realidad puede tratarse de una muy roja con morfología elíptica para la cual $\tau < 4 \times 10^9$ años (Schneider, 2014), y viceversa.

A esto se suma la diferencia en la estimación de la edad que corresponde a un factor de $10^{1,97} \approx 93,33$. Este factor lleva a estimar unos procesos evolutivos de la galaxia acelerados o desacelerados y su impacto depende de la edad real de la galaxia, su SFR y su masa. Un ejemplo de ello es la evolución de la metalicidad en el ISM dada por la relación edad-metalicidad. Mientras en 10^7 años solo ocurren explosiones de estrellas masivas que enriquecen el ISM con oxígeno, en 10^9 años ocurren explosiones de supernovas tipo Ia que enriquecen el medio con metales más

Figura 4.19

Diferencias máximas en las propiedades estimadas para la muestra de galaxias con diferentes combinaciones de modelos.



Nota: En el panel *izquierdo* de arriba a abajo se presenta: la metalicidad, la edad, el parámetro de enrojecimiento del disco de acreción y la masa de la galaxia. En el panel *derecho* de arriba a abajo se presenta: el tiempo de escala de la SFH, el parámetro de enrojecimiento de la galaxia, α_{ox} y la SFR calculada a partir de la emisión en el IR. En el caso de galaxias sin datos en el FIR, la SFR graficada es la calculada a partir de la emisión en el óptico (cuadros rojos). La línea punteada en las gráficas corresponde al promedio de las diferencias máximas.

pesados (Schneider, 2014). Estos procesos tienen un mayor impacto si la SFR es alta y decrece lentamente en ese momento. En conjunto las diferencias en la metalicidad, tiempo de la SFH y edad están fuertemente ligados y pueden cambiar la distribución de edades y la evolución química de la galaxia.

Debido a las degeneraciones entre tau, age y metal, y a la poca contribución de la galaxia al espectro integrado en esta muestra de AGN, las poblaciones estelares no pueden ser determinadas de manera robusta. Sin embargo, la masa y la tasa de formación estelar son más confiables y pueden ser mejor estimadas. La diferencia encontrada para la masa de la galaxia fue un factor de $10^{5,218} M_{\odot}$, alrededor de una diezmillonésima parte de la masa de la Vía Láctea. Este factor es suficientemente grande para estimar una galaxia masiva ($M_{estrellas} \sim 10^{11} M_{\odot}$) ([van Dokkum y cols., 2015](#)) cuando corresponde a una galaxia enana ($M_{estrellas} \lesssim 10^7 M_{\odot}$) ([González-Samaniego y cols., 2017](#)) o viceversa. Una buena estimación de la masa de la galaxia es importante para clasificarla y realizar un diagnóstico de sus propiedades esperadas. Por ejemplo una determinación errada de la masa estelar puede incluso impactar los cálculos de los perfiles de densidad de materia oscura de la galaxia ([González-Samaniego y cols., 2017](#)).

La diferencia promedio en la tasa de formación estelar fue $643,362 M_{\odot}/año$. Este alto valor se debe a que en las galaxias sin mediciones en el FIR se usó la SFR calculada en el óptico. En 2 de estas galaxias, las diferencias encontradas por ciertas combinaciones de modelos son del orden de $1000 M_{\odot}/año$, comparable con la SFR en fusiones de galaxias ($2000 M_{\odot}/año$) ([Schneider, 2014](#)). No obstante, al ignorar las tasas de formación estelar calculadas en el óptico, la diferencia promedio fue de $28,457 M_{\odot}/año$. Este valor está muy cerca al límite inferior de la SFR en galaxias tipo *starburst* ($10 - 300 M_{\odot}/año$), por lo tanto es pequeño pero no despreciable. De este modo, una galaxia normal como la Vía Láctea ($3 M_{\odot}/año$), podría ser tomada con un *starburst* débil con ciertas combinaciones de modelos.

Por el contrario, las diferencias en los parámetros de enrojecimiento de la galaxia y el disco de acreción fueron bastante pequeñas, con valores de 0,239 y 0,053 respectivamente. Como se evidenció en las gráficas de la sección 4.2, estos valores son muy pequeños comparados con 1, el máximo valor de este parámetro, y por tanto, su efecto en el desplazamiento del espectro es poco apreciable. Por último, la diferencia en α_{ox} es 0,198, considerable comparada con los valores usados en otros trabajos (Yang y cols., 2020) y puede hacer que los flujos en rayos X sean ajustados o no dependiendo del conjunto de modelos usados.

En suma, matemáticamente las SED observadas en la muestra de galaxias prefieren las combinaciones que incluyen el modelo R06 para el disco de acreción, aunque los flujos en rayos X prefieran el modelo SN12. A esto se añaden los nuevos modelos de emisión del toro SKIRTOR y del polvo frío S17_newmodel que producen un ajuste de SED con un alto valor del *likelihood*. Por otra parte, algunas combinaciones de modelos presentan correlaciones entre algunos parámetros. Mientras C1 y C2 conducen a comportamientos físicamente inconsistentes, C5 y C6 presentan un relación entre el enrojecimiento y la metalicidad consistente con las observaciones. Si bien, la combinación C12 con los modelos más nuevos se presenta con un buen balance entre la optimización matemática y la descripción física, la elección de los modelos dependerá del tipo de estudio que se desea realizar con el ajuste de SED.

5. Conclusiones

En síntesis, con el desarrollo de esta tesis se logró contribuir a la implementación de AGNfitter2.0 y con éste, estudiar el impacto de los modelos de emisión en las propiedades físicas inferidas de una muestra de galaxias. Las mejoras realizadas a AGNfitter incluyeron nuevos modelos de emisión para el toro, el disco de acreción y el polvo frío, presentados en 3.3, extendidos a rayos X y radio a través de las correlaciones empíricas presentadas en 3.2. Además se cambió la estructura del código de manera que ahora permite la exploración de parámetros físicos, diferentes a los de normalización, en un espacio continuo.

Se consiguió finalizar AGNfitter2.0 y emplearlo en el ajuste de SED de una muestra de galaxias para estudiar sus propiedades físicas como se presentó en 4.2. Este estudio comenzó por el efecto de los parámetros físicos libres en la exploración del espacio de parámetros. Los resultados mostrados en 4.1 evidencian presencia de islas de alta probabilidad separadas en las PDF 2-dimensionales y bimodalidad en las PDF unidimensionales al usar únicamente parámetros físicos no libres. Por el contrario, se encontraron PDF 2-dimensionales acotadas, más exploradas y con con-

tornos de isoprobabilidad más suaves al usar parámetros físicos libres. La pobre exploración del espacio de parámetros en el caso *grid* se atribuye a los saltos limitados a la cuadrícula de valores definidos y no a los parámetros numéricos del algoritmo MCMC.

Por un lado, los análisis individuales del ajuste de SED, presentados en 4.2, mostraron una preferencia de los datos por los modelos R06, SKIRTOR y S17_newmodel. El primero se sustenta en el pico poco pronunciado en el UV en las SED de las galaxias de la muestra, bastante similar al de la SED del modelo. Además, este modelo fue calibrado con observaciones de cuásares, un tipo de AGN muy luminoso que compone alrededor de la mitad de la muestra. El segundo es preferido por la existencia de la línea de emisión de los silicatos en $10 \mu m$ en sus SED para ángulos de observación pequeños, consistente con AGN tipo 1. El tercero es preferido por su mayor flexibilidad al modelar la emisión del polvo frío, que debido a la probabilidad a priori dada por el balance de energía, influye además en la emisión de la galaxia.

Por otro lado, los resultados globales indican que la combinación C1 tiende a estimar metalicidades cercanas a $1,7 Z_{\odot}$, independientemente del tipo de galaxia. Además, la combinación C2 presenta una correlación físicamente inconsistente entre la metalicidad y tiempo de escala de la SFH. Agregando a lo anterior, se obtiene un mejor ajuste en rayos X con el modelo SN12 del disco de acreción que permite explorar diferentes valores de α_{ox} , a través del corrimiento en frecuencia de su espectro. Con todo esto, la combinación C12 con los modelos más nuevos se presenta con un buen balance entre la optimización matemática y la descripción física.

En estos resultados globales también se evidenció cómo el uso de distintas combinaciones de

modelos puede dar lugar a grandes diferencias en la metalicidad, la edad y el tiempo de la SFH. Esto demuestra que en SED con gran contribución del AGN, estas propiedades de la galaxia no son bien estimadas debido a la degeneración que existe entre ellas. No obstante, estimando propiedades físicas más robustas la situación mejora. Si bien, la masa de la galaxia aún presenta diferencias del orden de $10^5 M_{\odot}$, en la SFR calculada a partir de la emisión en el IR ésta es solo del orden de $10^1 M_{\odot}/año$. Las diferencias están lejos de ser despreciables, por lo que la elección definitiva de la combinación de modelos de emisión dependerá del tipo de estudio que se desea realizar con el ajuste de SED.

Esta nueva versión de AGNfitter da lugar a ajustes de SED más robustos y consistentes con las propiedades físicas inferidas en otros trabajos por medio de otro tipo de mediciones y análisis (ver resultados individuales en 4.2). A pesar de esto, esta implementación puede ser mejorada en futuros trabajos con: la inclusión de modelos de disco de acreción que tengan en cuenta el espín y que contemplen la existencia de vientos, un incremento en la cantidad de parámetros de ajuste en los modelos del toro SKIRTOR y NK0, un cambio en los límites del parámetro $\sigma_{\alpha_{ox}}$ o una nueva definición de la posición inicial de los *walkers* más flexible, y por último, la inclusión del índice espectral del modelo de radio como un parámetro de ajuste.

Referencia Bibliográfica

- Acquaviva, V., Gawiser, E., y Guaita, L. (2011). Spectral energy distribution fitting with markov chain monte carlo: Methodology and application to $z=3.1$ $\text{Ly}\alpha$ -emitting galaxies. *The Astrophysical Journal*, 737(2), 47.
- Allamandola, L., Tielens, A., y Barker, J. (1985). Polycyclic aromatic hydrocarbons and the unidentified infrared emission bands-auto exhaust along the milky way. *The Astrophysical Journal*, 290, L25–L28.
- Antonucci, R. (1993). Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 31, 473–521.
- Baes, M. (2019). Panchromatic sed fitting codes and modelling techniques. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 15(S341), 26–34.
- Barvainis, R. (1987). Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. *The Astrophysical Journal*, 320, 537–544.
- Baumgartner, W., Tueller, J., Markwardt, C., Skinner, G., Barthelmy, S., Mushotzky, R., ... Gehrels, N. (2013). The 70 month swift-bat all-sky hard x-ray survey. *The Astrophysical Journal*

Supplement Series, 207(2), 19.

Bell, E. F. (2003). Estimating star formation rates from infrared and radio luminosities: the origin of the radio-infrared correlation. *The Astrophysical Journal*, 586(2), 794.

Bisogni, S., Lusso, E., Marconi, A., y Risaliti, G. (2019). Orientation effects on the near-infrared broad-band emission of quasars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485(1), 1405–1411.

Brown, M., Duncan, K., Landt, H., Kirk, M., Ricci, C., Kamraj, N., ... Ananna, T. (2019). The spectral energy distributions of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489(3), 3351–3367.

Burgarella, D., Buat, V., y Iglesias-Paramo, J. (2005). Star formation and dust attenuation properties in galaxies from a statistical ultraviolet-to-far-infrared analysis. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 360(4), 1413–1425.

Calistro Rivera, G., Lusso, E., Hennawi, J. F., y Hogg, D. W. (2016, junio). AGNfitter: A Bayesian MCMC approach to fitting spectral energy distributions of AGN. *ArXiv e-prints*.

Calistro Rivera, G., Williams, W. L., Hardcastle, M. J., Duncan, K., Röttgering, H. J., Best, P. N., ... White, G. J. (2017). The LOFAR window on star-forming galaxies and AGNs - curved radio SEDs and IR-radio correlation at $0 < z < 2.5$. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. doi: 10.1093/mnras/stx1040

Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., y Storchi-Bergmann, T. (2000). The dust content and opacity of actively star-forming galaxies. *The Astrophysical Journal*,

533(2), 682.

Chary, R., y Elbaz, D. (2001). Interpreting the cosmic infrared background: constraints on the evolution of the dust-enshrouded star formation rate. *The Astrophysical Journal*, 556(2), 562.

Chevallard, J., y Charlot, S. (2016). Modelling and interpreting spectral energy distributions of galaxies with beagle. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462(2), 1415–1443.

Collinson, J. S., Ward, M. J., Landt, H., Done, C., Elvis, M., y McDowell, J. C. (2016). Reaching the peak of the quasar spectral energy distribution–ii. exploring the accretion disc, dusty torus and host galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, stw2666.

Condon, J. (1992). Radio emission from normal galaxies. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 30(1), 575–611.

Conroy, C. (2013). Modeling the panchromatic spectral energy distributions of galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 51, 393–455.

Da Cunha, E., Charlot, S., y Elbaz, D. (2008). A simple model to interpret the ultraviolet, optical and infrared emission from galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 388(4), 1595–1617.

Dale, D. A., y Helou, G. (2002). The infrared spectral energy distribution of normal star-forming galaxies: Calibration at far-infrared and submillimeter wavelengths. *The Astrophysical Journal*, 576(1), 159.

- Dale, D. A., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N. A., y Kolhatkar, S. (2001). The infrared spectral energy distribution of normal star-forming galaxies. *The Astrophysical Journal*, 549(1), 215.
- De Jong, T., Klein, U., Wielebinski, R., y Wunderlich^o, E. (1985). from spiral galaxies: a close correlation. *Astron. Astrophys*, 147, L6–L9.
- Draine, B., y Li, A. (2007). Infrared emission from interstellar dust. iv. the silicate-graphite-pah model in the post-spitzer era. *The Astrophysical Journal*, 657(2), 810.
- Elmegreen, B. G., y Palous, J. (2007). *Triggered star formation in a turbulent interstellar medium (iau s237)* (n.^o 237). Cambridge University Press.
- Fitzpatrick, E. L. (1999). Correcting for the effects of interstellar extinction. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111(755), 63.
- Galliano, F., Hony, S., Bernard, J.-P., Bot, C., Madden, S. C., Roman-Duval, J., . . . others (2011). Non-standard grain properties, dark gas reservoir, and extended submillimeter excess, probed by herschel in the large magellanic cloud. *Astronomy & Astrophysics*, 536, A88.
- Giommi, P., y Padovani, P. (1994). Bl lac reunification. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 268(1), L51–L54.
- González-Samaniego, A., Bullock, J. S., Boylan-Kolchin, M., Fitts, A., Elbert, O. D., Hopkins, P. F., . . . Faucher-Giguère, C.-A. (2017). Dwarf galaxy mass estimators versus cosmological simulations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 472(4), 4786–4796.
- Groves, B., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Kewley, L. J., Fischer, J., Leitherer, C., . . . van

- Breugel, W. (2008). Modeling the pan-spectral energy distribution of starburst galaxies. iv. the controlling parameters of the starburst sed. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 176(2), 438.
- Han, Y., y Han, Z. (2014). Bayesed: A general approach to fitting the spectral energy distribution of galaxies. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 215(1), 2.
- Helou, G., Soifer, B., y Rowan-Robinson, M. (1985). Thermal infrared and nonthermal radio-remarkable correlation in disks of galaxies. *The Astrophysical Journal*, 298, L7–L11.
- Hopkins, A. M., y Beacom, J. F. (2006). On the normalization of the cosmic star formation history. *The Astrophysical Journal*, 651(1), 142.
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., Di Matteo, T., Robertson, B., y Springel, V. (2006). A unified, merger-driven model of the origin of starbursts, quasars, the cosmic x-ray background, supermassive black holes, and galaxy spheroids. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 163(1), 1.
- Hopkins, P. F., Strauss, M. A., Hall, P. B., Richards, G. T., Cooper, A. S., Schneider, D. P., ... Szokoly, G. P. (2004). Dust reddening in Sloan Digital Sky Survey quasars. *The Astronomical Journal*, 128(3), 1112.
- Irwin, J. A. (2007). *Astrophysics: decoding the cosmos*. John Wiley & Sons.
- Johnson, S., Wilson, G., Tang, Y., y Scott, K. (2013). Satmc: Spectral energy distribution analysis through markov chains. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 436(3), 2535–2549.

- Jones, A., Fanciullo, L., Köhler, M., Verstraete, L., Guillet, V., Bocchio, M., y Ysard, N. (2013). The evolution of amorphous hydrocarbons in the ism: dust modelling from a new vantage point. *Astronomy & Astrophysics*, 558, A62.
- Juneau, S., Dickinson, M., Bournaud, F., Alexander, D. M., Daddi, E., Mullaney, J. R., ... others (2013). Widespread and hidden active galactic nuclei in star-forming galaxies at redshift >0.3 . *The Astrophysical Journal*, 764(2), 176.
- Just, D. W., Brandt, W. N., Shemmer, O., Steffen, A., Schneider, D. P., Chartas, G., y Garmire, G. (2007). The x-ray properties of the most luminous quasars from the sloan digital sky survey. *The Astrophysical Journal*, 665(2), 1004.
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D., ... others (2003). The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346(4), 1055–1077.
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D., Charlot, S., Tremonti, C., Peng, E. W., ... others (2003). The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 105 low-redshift galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 341(1), 54–69.
- Khachikian, E. Y., y Weedman, D. W. (1974). An atlas of seyfert galaxies. *The Astrophysical Journal*, 192, 581–589.
- Laor, A., y Netzer, H. (1989). Massive thin accretion discs—i. calculated spectra. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 238(3), 897–916.

- Leja, J., Johnson, B. D., Conroy, C., y van Dokkum, P. (2018). Hot dust in panchromatic sed fitting: Identification of active galactic nuclei and improved galaxy properties. *The Astrophysical Journal*, 854(1), 62.
- Leja, J., Johnson, B. D., Conroy, C., van Dokkum, P. G., y Byler, N. (2017). Deriving physical properties from broadband photometry with prospector: description of the model and a demonstration of its accuracy using 129 galaxies in the local universe. *The Astrophysical Journal*, 837(2), 170.
- Lusso, E., Comastri, A., Simmons, B., Mignoli, M., Zamorani, G., Vignali, C., ... others (2012). Bolometric luminosities and eddington ratios of x-ray selected active galactic nuclei in the xmm-cosmos survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 425(1), 623–640.
- Lusso, E., y Risaliti, G. (2016). The tight relation between x-ray and ultraviolet luminosity of quasars. *The Astrophysical Journal*, 819(2), 154.
- Lusso, E., y Risaliti, G. (2017). Quasars as standard candles-i. the physical relation between disc and coronal emission. *Astronomy & Astrophysics*, 602, A79.
- Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., ... others (1998). The demography of massive dark objects in galaxy centers. *The Astronomical Journal*, 115(6), 2285.
- Marconi, A., y Hunt, L. K. (2003). The relation between black hole mass, bulge mass, and near-infrared luminosity. *The Astrophysical Journal Letters*, 589(1), L21.
- Mason, R., Levenson, N., Shi, Y., Packham, C., Gorjian, V., Cleary, K., ... Werner, M. (2009). The

origin of the silicate emission features in the seyfert 2 galaxy ngc 2110. *The Astrophysical Journal Letters*, 693(2), L136.

Mathis, J., Mezger, P., y Panagia, N. (1983). Interstellar radiation field and dust temperatures in the diffuse interstellar matter and in giant molecular clouds. *Astronomy and Astrophysics*, 128, 212–229.

Murphy, E., Condon, J., Schinnerer, E., Kennicutt, R., Calzetti, D., Armus, L., . . . others (2011). Calibrating extinction-free star formation rate diagnostics with 33 ghz free-free emission in ngc 6946. *The Astrophysical Journal*, 737(2), 67.

Nenkova, M., Sirocky, M. M., Ivezić, Ž., y Elitzur, M. (2008). AGN Dusty Tori. I. Handling of Clumpy Media. *The Astrophysical Journal*. doi: 10.1086/590482

Nenkova, M., Sirocky, M. M., Nikutta, R., Ivezić, Ž., y Elitzur, M. (2008). Agn dusty tori. ii. observational implications of clumpiness. *The Astrophysical Journal*, 685(1), 160.

Nikutta, R., Elitzur, M., y Lacy, M. (2009). On the 10 μm silicate feature in active galactic nuclei. *The Astrophysical Journal*, 707(2), 1550.

Noll, S., Burgarella, D., Giovannoli, E., Buat, V., Marcillac, D., y Munoz-Mateos, J. (2009). Analysis of galaxy spectral energy distributions from far-uv to far-ir with cigale: studying a sings test sample. *Astronomy & Astrophysics*, 507(3), 1793–1813.

Parsa, S., Dunlop, J. S., McLure, R. J., y Mortlock, A. (2016). The galaxy uv luminosity function at $z \simeq 2\text{-}4$; new results on faint-end slope and the evolution of luminosity density. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456(3), 3194–3211.

Peimbert, M., Peimbert, A., y Delgado-Inglada, G. (2017). Nebular spectroscopy: A guide on h ii regions and planetary nebulae. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 129(978), 082001.

Pirzkal, N., Rothberg, B., Nilsson, K. K., Finkelstein, S., Koekemoer, A., Malhotra, S., y Rhoads, J. (2012). A link to the past: Using markov chain monte carlo fitting to constrain fundamental parameters of high-redshift galaxies. *The Astrophysical Journal*, 748(2), 122.

Planck, C., Ade, P., Aghanim, N., Arnaud, M., Ashdown, M., Aumont, J., . . . others (2011). Planck early results. xix. all-sky temperature and dust optical depth from planck and iras. constraints on the "dark gas in our galaxy. *Astronomy and Astrophysics*, 536, 19.

Prevot, M., Lequeux, J., Maurice, E., Prévot, L., y Rocca-Volmerange, B. (1984). The typical interstellar extinction in the small magellanic cloud. *Astronomy and Astrophysics*, 132, 389–392.

Ricci, C., Ueda, Y., Koss, M. J., Trakhtenbrot, B., Bauer, F. E., y Gandhi, P. (2015). Compton-thick accretion in the local universe. *The Astrophysical Journal Letters*, 815(1), L13.

Richards, G. T., Strauss, M. A., Fan, X., Hall, P. B., Jester, S., Schneider, D. P., . . . others (2006). The Sloan digital sky survey quasar survey: Quasar luminosity function from data release 3. *The Astronomical Journal*, 131(6), 2766.

Richstone, D., y Schmidt, M. (1980). The spectral properties of a large sample of quasars. *The Astrophysical Journal*, 235, 361–376.

Robotham, A., Bellstedt, S., Lagos, C. d. P., Thorne, J., Davies, L., Driver, S., y Bravo, M. (2020).

- Prospect: generating spectral energy distributions with complex star formation and metallicity histories. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 495(1), 905–931.
- Schneider, P. (2014). *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction*. Springer.
- Schreiber, C., Elbaz, D., Pannella, M., Ciesla, L., Wang, T., y Franco, M. (2018). Dust temperature and mid-to-total infrared color distributions for star-forming galaxies at $0 < z < 4$. *Astronomy & Astrophysics*, 609, A30.
- Serra, P., Amblard, A., Temi, P., Burgarella, D., Giovannoli, E., Buat, V., ... Im, S. (2011). Cigalemc: Galaxy parameter estimation using a markov chain monte carlo approach with cigale. *The Astrophysical Journal*, 740(1), 22.
- Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A., y Danese, L. (1998). Modeling the effects of dust on galactic spectral energy distributions from the ultraviolet to the millimeter band. *The Astrophysical Journal*, 509(1), 103.
- Silva, L., Maiolino, R., y Granato, G. L. (2004). Connecting the cosmic infrared background to the x-ray background. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355(3), 973–985.
- Slone, O., y Netzer, H. (2012). The effects of disc winds on the spectrum and black hole growth rate of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 426(1), 656–664.
- Soifer, B., Boehmer, L., Neugebauer, G., y Sanders, D. (1989). The iras bright galaxy sample. iv-complete iras observations. *The Astronomical Journal*, 98, 766–797.
- Springel, V. (2010). Smoothed particle hydrodynamics in astrophysics. *Annual Review of Astro-*

Astronomy and Astrophysics, 48, 391–430.

Stalevski, M., Ricci, C., Ueda, Y., Lira, P., Fritz, J., y Baes, M. (2016, feb). The dust covering factor in active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. Descargado de <http://arxiv.org/abs/1602.06954><http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stw444> doi: 10.1093/mnras/stw444

Steffen, A. T., Strateva, I., Brandt, W. N., Alexander, D., Koekemoer, A., Lehmer, B., ... Vignali, C. (2006). The x-ray-to-optical properties of optically selected active galaxies over wide luminosity and redshift ranges. *The Astronomical Journal*, 131(6), 2826.

Stickel, M., Lemke, D., Klaas, U., Beichman, C. A., Rowan-Robinson, M., Efstathiou, A., ... Richter, G. (2000). The isophot 170 μ m serendipity survey. i. compact sources with galaxy associations. *Astronomy and Astrophysics*, 359, 865–875.

Tanimoto, A., Ueda, Y., Odaka, H., Kawaguchi, T., Fukazawa, Y., y Kawamuro, T. (2019). Xclumpy: X-ray spectral model from clumpy torus and its application to the circinus galaxy. *The Astrophysical Journal*, 877(2), 95.

Urry, C. (2004). Agn unification: An update. En *Agn physics with the Sloan digital sky survey* (Vol. 311, p. 49).

Urry, C. M., y Padovani, P. (1995). Unified schemes for radio-loud active galactic nuclei. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107(715), 803.

van Dokkum, P. G., Nelson, E. J., Franx, M., Oesch, P., Momcheva, I., Brammer, G., ... others (2015). Forming compact massive galaxies. *The Astrophysical Journal*, 813(1), 23.

Walcher, J., Groves, B., Budavári, T., y Dale, D. (2011). Fitting the integrated spectral energy distributions of galaxies. *Astrophysics and Space Science*, 331(1), 1–51.

Wang, J.-M., y Zhou, Y.-Y. (1996). Temperature distributions of accretion disks in active galactic nuclei. *The Astrophysical Journal*, 469, 564.

Yang, G., Boquien, M., Buat, V., Burgarella, D., Ciesla, L., Duras, F., ... Papovich, C. (2020). X-Cigale: Fitting AGN/galaxy SEDs from X-ray to infrared. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. doi: 10.1093/mnras/stz3001

Yang, G., Brandt, W., Luo, B., Xue, Y., Bauer, F., Sun, M., ... others (2016). Long-term x-ray variability of typical active galactic nuclei in the distant universe. *The Astrophysical Journal*, 831(2), 145.

Yang, G., Brandt, W. N., Vito, F., Chen, C. J., Trump, J., Luo, B., ... others (2018). Linking black hole growth with host galaxies: the accretion–stellar mass relation and its cosmic evolution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 475(2), 1887–1911.

Zubko, V., Dwek, E., y Arendt, R. G. (2004). Interstellar dust models consistent with extinction, emission, and abundance constraints. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 152(2), 211.

Apéndice A. Probabilidades a priori en AGNfitter

Balance de energía

Como se mencionó en 1.4, uno de los priors más comunes consiste en asumir que toda la energía de las estrellas atenuada por el polvo es reemisita en el IR. De este modo, se espera que la energía emitida por el polvo frío sea como mínimo igual a la atenuada de las estrellas, lo cual establece un límite inferior a la luminosidad del polvo. En consecuencia, cualquiera de las combinaciones de los parámetros que den lugar a un modelo que cumpla la condición anterior, será igual de probable y su probabilidad será 1. Por el contrario, los modelos que no satisfagan la condición tendrán probabilidad 0.

Fracción de AGN

Este prior se plantea para tratar la degeneración en el UV entre la emisión del BBB y la de la componente estelar de la galaxia. Para tal fin, se incrementa la probabilidad al conjunto de parámetros que produzca un modelo en el que domine una componente u otra, de acuerdo con la luminosidad de los datos. Para comenzar, se calcula la magnitud característica de la galaxia anfitriona en 1500Å a través de la función de luminosidad de galaxias en el UV ([Parsa y cols., 2016](#)) dada por:

$$M^* = -35,4 \left(\frac{(1+z)^{0,524}}{1 + (1+z)^{0,678}} \right), \quad (5.1)$$

donde z corresponde al corrimiento al rojo¹. A continuación, se compara la luminosidad de la SED en 1500Å con M^* , de manera que los dos posibles escenarios a evaluar son: que la luminosidad de la SED sea 10 veces mayor a M^* o que no lo sea.

En el primero de los casos debe dominar la emisión del AGN, por lo que la proporción de luminosidades AGN a galaxia debe ser mayor que 1 ($\log(\text{AGN}/\text{GAL}) > 0$). Para favorecer este caso, se define un prior de probabilidad gausiana centrado en $\log(\text{AGN}/\text{GAL}) = 2$ con $\sigma = 2$. Además, para evitar modelos inconsistentes en los que la SED sea muy luminosa pero la componente dominante sea la de la galaxia, se le asigna una probabilidad de 0 ($\ln(\text{prior}) = -\infty$). En el segundo caso debe dominar la emisión de la galaxia, por lo que la proporción de luminosidades AGN a galaxia debe ser menor que 1 ($\log(\text{AGN}/\text{GAL}) < 0$). Nuevamente, el prior que favorece este caso es una gausiana con $\sigma = 2$ pero esta vez centrada en $\log(\text{AGN}/\text{GAL}) = -2$.

Masa estelar de la galaxia

De forma simultanea al prior anterior, se aplica uno gausiano que pretende regular la contribución de la galaxia por medio de su masa estelar. Partiendo de la definición de la normalización de cada componente, se sabe que un valor de $GA < 3$ corresponde a $M^* < 10^9 M_\odot/\text{año}$. De esta manera, basados en la literatura se define una probabilidad a priori para la masa de la galaxia anfitriona, que interpretada en términos de GA resulta ser una gaussiana centrada en 4,5, lo cual correspondería a $3,1623 \times 10^{10} M_\odot/\text{año}$ y con $\sigma = 1,5$.

¹Estos calculos están basados en los datos de los proyectos: Hubble Ultra Deep Field (HUDF), CANDELS/GOODS-South y UltraVISTA/COSMOS de $z \sim 2\text{-}4$, y literatura para z menores.

Luminosidad de la galaxia

Si bien este prior parece muy similar al de fracción de AGN, está diseñado para cancelar toda la contribución del AGN. Una de las diferencias es que la luminosidad de la SED en 1500Å es ahora comparada con 30 veces M^* . Adicionalmente, con el fin de aumentar la probabilidad de la emisión de la galaxia en el UV, se define un prior de probabilidad gausiana centrado en $\log(AGN/GAL) = -2$, independientemente de la luminosidad de la SED. Lo único que cambia en función de dicha luminosidad es el ancho de la gausiana: cuando los datos son muy luminosos, $\sigma = 2$ dando lugar a modelos con AGN al menos igual de luminosos a la galaxia, y cuando son poco luminosos, $\sigma = 0,5$ forzando a modelos sin AGN.

Apéndice B. Leyes de enrojecimiento

Ley de enrojecimiento de Prevot

Esta curva de extinción en el UV calibrada a partir de la Pequeña Nube de Magallanes (Prevot y cols., 1984) es usada para enrojecer el disco de acreción. La elección de esta ley se basa en los resultados de estudios previos realizados con AGN tipo 1 en los que se evaluó la pertinencia de las curvas de enrojecimiento calibradas en la Vía Láctea, La gran nube de Magallanes y La pequeña nube de Magallanes (P. F. Hopkins y cols., 2004) en AGN tipo Cuásar. El flujo enrojecido viene dado por:

$$f_{\text{red}}(\lambda) = f_{\text{em}}(\lambda) \times 10^{-0,4A_\lambda} = f_{\text{em}}(\lambda) \times 10^{-0,4 k(\lambda) E(B-V)_{\text{bbb}}} , \quad (5.2)$$

donde f_{em} corresponde al flujo emitido, f_{red} el flujo luego del apantallamiento, A_λ la extinción total, $E(B - V)_{\text{bbb}}$ el parámetro de enrojecimiento con valores entre 0 y 1; y $k(\lambda)$ la ley de Prevot dada por:

$$k(\lambda) = 1,39 \times (10^{-4}\lambda)^{-1,2} - 0,38. \quad (5.3)$$

Ley de enrojecimiento de Calzetti

Es el resultado de un modelo simple de polvo de 3 componentes calibrado para modelar la extinción en el óptico y UV observada en la Vía Láctea ([Calzetti y cols., 2000](#)). Es usado en AGNfitter para corregir la extinción en la emisión de la galaxia y viene dada por:

$$f_{\text{red}}(\lambda) = f_{\text{em}}(\lambda) \times 10^{0,4E_s(B-V)k'(\lambda)}, \quad (5.4)$$

siendo f_{red} el flujo observado, f_{em} el flujo emitido, $E_s(B - V)$ el exceso de color estelar dado a partir del exceso de color de las líneas de emisión de gas nebuloso de la galaxia $E(B - V)_{gal}$:

$$E_s(B - V) = (0,44 \pm 0,03)E(B - V)_{gal}, \quad (5.5)$$

y $k'(\lambda)$ la curva de enrojecimiento de Calzetti:

$$k'(\lambda) = \begin{cases} 2,659 \left(-1,857 + \frac{1,040}{\lambda} \right) + R'_v, & 0,63 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 2,20 \mu\text{m} \\ 2,659 \left(-2,156 + \frac{1,509}{\lambda} - \frac{0,198}{\lambda^2} + \frac{0,011}{\lambda^3} \right) + R'_v, & 0,12 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 0,63 \mu\text{m}, \end{cases} \quad (5.6)$$

donde $R'_v = 4,05$.

Apéndice C. Datos de Brown

El catálogo completo de [Brown y cols. \(2019\)](#) está compuesto por 41 SED construidas con datos fotométricos en un rango longitudes de onda desde 0,09 a 30 μm . Adicionalmente, algunas de estas galaxias activas presentan datos en el IR y el radio, y es de ese subconjunto de donde fueron seleccionadas las 9 galaxias estudiadas en este trabajo. El criterio de selección fue la disponibilidad de datos desde radio hasta los rayos X, la alta calidad de las mediciones y la diversidad en las formas de las SED. En la tabla 5.1 se presentan las principales características de la muestra.

Cuadro 5.1

Propiedades de la muestra de galaxias de [Brown y cols. \(2019\)](#).

Nombre	Coordinadas (J2000)		z	m_g	M_g	E(B-V) (mag)	Aper. foto.	Clase de AGN	Rango de escala
3C 120	68.2962	5.3543	0.0330	13.5	-21.8	0.36	10"	S1.5	1.0-1.7
3C 273	187.2779	2.0524	0.1583	12.8	-26.4	0.03	10"	S1.0	0.9-1.2
3C 390.3	280.5375	79.7714	0.0561	14.9	-21.7	0.09	10"	S1.5	0.5-25
Ark120	79.0475	-0.1498	0.0327	13.6	-22.1	0.12	10"	S1.0	0.8-4.0
H 1821 + 643	275.4888	64.3434	0.2968	14.2	-26.6	0.05	10"	S1.2	1.0-1.2
Mrk 421	166.1138	38.2088	0.0300	13.4	-22.3	0.02	10"	HP	1.0-2.9
Mrk 509	311.0406	-10.7235	0.0344	13.2	-22.3	0.06	15"	S1.5	1.0-1.2
Mrk 817	219.0919	58.7943	0.0315	14.3	-21.4	0.01	10"	S1.5	0.6-1.2
Mrk 876	243.4882	65.7193	0.1290	14.6	-23.9	0.03	20"	S1.0	0.6-1.5

Nota: Propiedades de la muestra de galaxias: nombre, ascensión recta y declinación en el año juliano 2000 en coordenadas ecuatoriales, *redshift*, magnitud aparente en la banda g, magnitud absoluta en la banda g, el exceso de color en las bandas azul y visual, diámetro de la apertura circular, tipo de AGN y rango de escala en la normalización de sus datos fotométricos.

En cuanto a los datos fotométricos corresponden a imágenes tomadas con: *GALEX*¹, *Swift*²,

¹ *Galaxy evolution explorer*: Observatorio espacial de la NASA y dirigido por el CALTECH dedicado a la observación de galaxias en el UV. Más información en <http://www.galex.caltech.edu/about/overview.html>.

² *The Neil Gehrels Swift Observatory*: Observatorio espacial de la NASA dedicado a la observación de rayos gamma, rayos X, UV y visible. Más información en https://www.nasa.gov/mission_pages/swift/main.

SDSS¹, PanSTARRS², Skymapper³, 2MASS⁴, WISE⁵, IRAC⁶, SPIRE⁷ y PACS⁸ usando aperturas circulares con los diámetros dados en la tabla 5.1. A partir de la magnitud aparente medida (m) de estas imágenes y usando el sistema de magnitudes AB, se calculó la densidad de flujo:

$$f_\nu \simeq 3631 \text{Jy} \times 10^{-0,4m}. \quad (5.7)$$

A continuación, se aplicaron correcciones con la función de dispersión de punto (en inglés *point spread function, PSF*) de cada sistema óptico a los datos fotométricos de GALEX, WISE y IRAC para corregir aberraciones. Adicionalmente, se corrigieron las pérdidas por coincidencia en los datos del Swift. Estas se deben a los múltiples fotones que son contados como uno por llegar al mismo tiempo a un píxel.

Añadido a esto, todos los datos fotométricos fueron corregidos por extinción debida al polvo

¹ *Sloan Digital Sky Survey*: Es un proyecto de investigación que busca un mapeo del Universo a través de imágenes en el visible y un sistema fotométrico de 5 filtros (u, g, r, i, z). Más información en <https://www.sdss.org/>.

² *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System*: Es un sistema de telescopios y cámaras diseñado para el escaneo del cielo a través de imágenes de campo amplio. Más información en <https://panstarrs.stsci.edu/>.

³ Es un proyecto que busca realizar un estudio profundo, de múltiples épocas y colores de todo el cielo del sur, por medio de un telescopio óptico gran angular. Más información en <http://skymapper.anu.edu.au/>.

⁴ *Two Micron All-Sky Survey*: Es un proyecto de mapeo astronómico del cielo en el NIR por medio de 3 bandas fotométricas (J, H, K). Más información en <https://old.ipac.caltech.edu/2mass/>.

⁵ *Wide-Field Infrared Survey Explorer*: Es un telescopio espacial astronómico en el infrarrojo, lanzado con el objetivo de realizar un mapeo de todo el cielo con imágenes en 4 bandas: 3,4, 4,6, 12 y 22 μm . Más información en https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/multimedia/telescope.html.

⁶ *Infrared Array Camera*: Es una cámara infrarroja a bordo del telescopio espacial astronómico Spitzer, la cual opera en 3,6, 4,5, 5,8 y 8 μm . Más información en <http://www.spitzer.caltech.edu/mission/398-The-Infrared-Array-Camera-IRAC->.

⁷ *Spectral and Photometric Imaging Receiver*: Es una cámara en el FIR y submilimétrico a bordo del observatorio espacial Herschel, la cual opera en 250, 350 y 500 μm . Más información en <https://herscheltelescope.org.uk/mission/spire/>.

⁸ *Photodetecting Array Camera and Spectrometer*: Es una cámara en el FIR a bordo del observatorio espacial Herschel, la cual opera en tres bandas: 70, 100 y 160 μm . Más información en <https://www.cosmos.esa.int/web/herschel/pacs-overview..>

de la Vía Láctea usando los mapas de polvo de [Planck y cols. \(2011\)](#) y el modelo de [Fitzpatrick \(1999\)](#). Finalmente, las calibraciones y correcciones a los datos fueron validadas por medio del cálculo del *redshift* fotométrico, cuya mejor estimación se lograr al agregar en cuadratura una incertidumbre del 10 % adicional al error de medición ([Brown y cols., 2019](#)).