



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis de Licenciatura en Astronomía

**CUBOS ESPECTRALES DE SPITZER Y EL
HIDRÓGENO MOLECULAR EN AGNs:
EL CASO DE M58**

Iván Ezequiel López

Directora: Dra. Victoria Reynaldi
Co-Director: Dr. Patrick Ogle

LA PLATA, ARGENTINA
- AGOSTO DE 2020 -

Prefacio

Esta Tesis es presentada para obtener el título de grado de Licenciado en Astronomía de la Universidad Nacional de La Plata.

Iván Ezequiel López
e-mail: lopezeivan@gmail.com
La Plata, Pandemia del 2020

Resumen

En esta Tesis desarrollamos una herramienta que permite el ajuste de diversos modelos físicos de emisión y es aplicable a cubos espectrales del instrumento IRS del Telescopio Espacial Spitzer. Para aumentar la velocidad del ajuste, utilizamos procesamiento en paralelo.

Con esta herramienta, ajustamos los cubos espectrales IR de la galaxia M58. Nuestros resultados muestran evidencia de emisión extendida de Hidrógeno molecular en la galaxia M58, la cual podría ser excitada por un mecanismo de choque en la región de escala de kilopársecs de la galaxia, probablemente debido a la interacción entre el radio-jet y el medio interestelar. Además, detectamos que en la región de gas chocado el cociente PAH7.7/PAH11.3 toma valores bajos, los cuales podrían ser explicados por baja formación estelar o destrucción de las partículas de polvo.

Abstract

In this Thesis we have developed a spectral fitting tool that allows modeling of physical emission processes. It is currently used for spectral cubes of the IRS instrument onboard the Spitzer Space Telescope. Parallel processing was used in order to maximize the fitting speed (i.e. minimize CPU-time).

This tool was tested with the IR spectral cubes of M58. Our results show evidence of extended molecular hydrogen emission surrounding the nuclear region of M58 up to distances of 1 kpc. H₂ emission is likely excited by shocks triggered by the interaction between the radio jet and the interstellar medium. The regions of shocked gas are also characterized by low PAH ratio (PAH7.7/PAH11.3), which might be accounting for low-rate star formation or destruction of dust grains.

*A mi abuela Emma,
para charlar del cielo un poco más...*

Índice general

| | |
|---|-----------|
| Resumen | v |
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Contexto | 1 |
| 1.2. Objetivos | 1 |
| 1.2.1. Objetivos generales | 1 |
| 1.2.2. Objetivos particulares | 1 |
| 1.3. Metodología | 2 |
| 2. Conceptos Básicos | 3 |
| 2.1. Galaxias Activas | 3 |
| 2.1.1. Quásares | 5 |
| 2.1.2. Galaxias Seyfert | 5 |
| 2.1.3. Radiogalaxias | 5 |
| 2.1.4. Blazares | 6 |
| 2.1.5. LINERs | 6 |
| 2.1.6. Modelo unificado | 6 |
| 2.2. Medio Interestelar | 9 |
| 2.2.1. Polvo Interestelar | 10 |
| 2.2.2. Hidrógeno Molecular | 10 |
| 2.3. Objeto de estudio | 13 |
| 3. Manipulación del cubo de datos | 17 |
| 3.1. Observaciones | 17 |
| 3.1.1. Armado y reducción del cubo | 18 |
| 3.1.2. Lectura del Cubo | 20 |
| 3.2. Ajuste del modelo | 22 |
| 3.3. Extracción de parámetros del ajuste | 25 |
| 3.4. Modelo elegido y bondad del ajuste | 25 |
| 4. Resultados y discusión | 31 |
| 4.1. El fenómeno MOHEG | 31 |
| 4.2. Mapas de emisión | 32 |
| 4.3. Separación de regiones | 37 |
| 4.4. Ajustes de espectros integrados | 41 |
| 4.5. Discusión sobre la emisión extendida de H ₂ | 42 |



| | |
|--|-----------|
| 5. Conclusiones | 51 |
| 5.1. Trabajo futuro | 52 |
| A. Estudio Multi-frecuencia | 53 |
| A.1. Instrumentos utilizados | 53 |
| A.2. Fotometría de apertura | 54 |
| A.3. Distribución espectral de energía | 55 |
| Bibliografía | 57 |



- **AGN:** Active Galaxy Nuclei
- **BLRG:** Broad Line Radio Galaxy
- **FIR:** Infrarrojo Lejano
- **FUV:** Ultravioleta Lejano
- **FWHM:** Full Width Half Maximum
- **IR:** Infrarrojo
- **IRS:** Infrared Spectrograph
- **IRSA:** NASA/IPAC Infrared Science Archive
- **ISM:** Interstellar Medium
- **JWST:** James Webb Space Telescope
- **LINER:** Low Ionization Nuclear Emission Region
- **LIRG:** Luminous Infrared Galaxies
- **MAST:** Bárbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes
- **MIR:** Infrarrojo Medio
- **MOHEG:** Molecular Hydrogen Emission Galaxies
- **MPF:** Multi-Processing Fitting tool
- **NAN:** Not a number
- **NIR:** Infrarrojo Cercano
- **NLRG:** Narrow Line Radio Galaxy
- **NUV:** Ultravioleta Cercano
- **PAH:** Hidrocarburos Policíclicos Aromáticos
- **PDR:** Photodissociation Region
- **PSF:** Point Spread Function
- **SDSS:** Sloan Digital Sky Survey
- **SED:** Spectral Energy Distribution
- **SINGS:** Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey
- **SMBH:** Supermassive Black Hole
- **TIR:** Infrarrojo Total
- **UV:** Ultravioleta
- **VLA:** Very Large Array

Índice de figuras

| | |
|---|----|
| 2.1. Espectros ópticos de distintas clases de AGNs | 4 |
| 2.2. Diagrama simple de un AGNs | 7 |
| 2.3. Modelo unificado de AGN | 8 |
| 2.4. Algunas transiciones del H ₂ | 11 |
| 2.5. Galaxia M58 en óptico | 14 |
| 2.6. Galaxia M58 en radio | 15 |
| 3.1. Diagrama del cubo $S(x, y, \lambda)$ | 18 |
| 3.2. Región de los cubos de datos sobre M58 | 20 |
| 3.3. Colapsos del cubo de datos de M58 | 22 |
| 3.4. Diagrama de flujo de MPF | 23 |
| 3.5. Ajuste para seleccionar los parámetros iniciales | 28 |
| 3.6. Resultados del ajuste del cubo espectral | 29 |
| 3.7. PSF del instrumento IRS | 30 |
| 4.1. Mapa de flujo de líneas de emisión de iones. | 34 |
| 4.2. Mapa de flujo de emisión de PAHs | 35 |
| 4.3. Mapa de flujo de la emisión de H ₂ | 36 |
| 4.4. Mapas RGB | 38 |
| 4.5. Máscaras de las regiones con emisión discriminada | 40 |
| 4.6. Espectros integrados de regiones | 41 |
| 4.7. Ajuste del espectro del brazo espiral | 42 |
| 4.8. Ajuste del espectro del núcleo | 43 |
| 4.9. Ajuste del espectro de la región H ₂ | 43 |
| 4.10. Ajuste del espectro del bulbo | 44 |
| 4.11. Diagrama general de un choque debido a la interacción jet-ISM | 47 |
| 4.12. Mapas multi-frecuencia | 48 |
| 4.13. Diagrama de diagnóstico: H ₂ vs. PAH | 49 |
| A.1. SED de distintas regiones de la galaxia M58 | 56 |
| A.2. SED de distintas regiones de la galaxia M58, pesada por área | 56 |

Índice de tablas

| | |
|---|----|
| 3.1. Secciones de los cubos <i>fits</i> | 21 |
| 3.2. Líneas de emisión de PAHs en <i>PaHdust</i> | 26 |
| 3.3. Líneas de emisión del gas ionizado y molecular | 27 |
| 4.1. Flujos de PAHs obtenidos para cada región | 44 |
| 4.2. Flujos de líneas de emisión de iones obtenidos para cada región | 44 |
| 4.3. Flujos de las líneas rotacionales de H ₂ obtenidos para cada región | 45 |
| A.1. Flujos en distintas frecuencias obtenidos para cada región | 54 |

Capítulo 1

Introducción

1.1. Contexto

El proyecto que dio origen a esta Tesis surgió durante una pasantía realizada en el Space Telescope Science Institute (STScI), bajo la dirección del Dr. Ogle, en el marco de un programa de investigación de verano. El objetivo de esta pasantía fue desarrollar una herramienta rápida para ajustar modelos de emisión a los cubos espectrales del futuro Telescopio Espacial James Webb (JWST). Durante ese tiempo desarrollamos la mayor parte de esta herramienta, utilizando datos ya obtenidos por el Telescopio Espacial Spitzer debido a su similar rango espectral con JWST, y notamos cierta particularidad en la emisión del hidrógeno molecular de la galaxia M58.

Una vez terminada la pasantía, decidimos continuar el trabajo haciendo más robusta la herramienta de ajuste, mejorando su rapidez y derivando los errores propagados del ajuste. Finalmente, utilizamos el código desarrollado para estudiar la galaxia M58 y así caracterizar su notable emisión extendida de hidrógeno molecular para comprender mejor los posibles mecanismos que la generan.

1.2. Objetivos

1.2.1. Objetivos generales

- Ajustar modelos de emisión físicos a cubos espectrales infrarrojos.
- Estudiar el caso particular de la emisión intensa de hidrógeno molecular en la galaxia M58.

1.2.2. Objetivos particulares

- Mejorar la velocidad de la herramienta de ajuste.
- Mejorar la robustez de la herramienta de ajuste.



- Realizar un estudio espacial de las diferencias en la emisión de la galaxia M58.
- Discriminar los escenarios físicos que pueden generar estas diferencias.

1.3. Metodología

Para cumplir con los objetivos propuestos, se escribió un código en Python que utiliza diversos paquetes y permite el ajuste de un modelo dado a cada espectro de un cubo de datos. Durante la escritura de esta herramienta, se utilizó procesamiento en paralelo para los ajustes, junto con diversas comprobaciones de seguridad y el uso de parámetros iniciales cercanos, que mejoró tanto la velocidad como la robustez de la herramienta desarrollada.

Con esta herramienta, realizamos el ajuste sobre un cubo espectral de M58, con los datos obtenidos por el Telescopio Espacial Spitzer. Una vez obtenido un ajuste satisfactorio, realizamos una separación en regiones con características espectrales distintas, permitiéndonos tener una diferenciación espacial de los mecanismos físicos que generan las emisiones observadas. Se realizaron diagramas de diagnósticos usando cocientes de líneas de emisión, además del estudio de estas regiones en otras longitudes de onda, para comprender mejor los posibles escenarios físicos que generan las diferencias en los espectros observados.

Capítulo 2

Conceptos Básicos

El objetivo de este capítulo es brindar una introducción a aquellos conceptos específicos que sean necesarios para una mejor comprensión de esta tesis. Por la naturaleza del trabajo realizado, estos conceptos se describirán desde una perspectiva observacional y fenomenológica. Es por eso que haremos foco en la clasificación de *galaxias activas* junto con el *modelo unificado de AGNs* y el medio interestelar, explicando especialmente la dificultad de observar el *hidrógeno molecular* y finalmente, una breve caracterización de *nuestro objeto de estudio*.

2.1. Galaxias Activas

Se denominan de esta manera a aquellas galaxias cuya emisión de energía por unidad de tiempo (luminosidad) proveniente de la región nuclear es tan alta que no puede ser explicada por fuentes convencionales de emisión, tales como conjuntos de estrellas, supernovas, regiones de formación estelar, entre otros. En los núcleos de las galaxias activas o también conocidos como AGNs, por sus siglas en inglés (*Active Galactic Nuclei*), la luminosidad observada es del orden de 10^{40} erg s⁻¹ pudiendo llegar hasta 10^{48} erg s⁻¹ en los casos más excepcionales conocidos a la fecha (Peterson, 1997; Fan et al., 2019).

Esta potente emisión se observa a la largo de todo el espectro electromagnético, desde ondas de radio hasta altas energías. Sin embargo, los fenómenos que dan origen a la emisión observada difieren entre una banda y otra del espectro. En longitudes de onda como el ultravioleta, óptico e infrarrojo, se observan importantes contribuciones de procesos térmicos mientras que en ambos extremos del espectro, la distribución de energía está dominada por procesos no térmicos⁽ⁱ⁾.

⁽ⁱ⁾La distinción entre procesos térmicos y no térmicos, es que para los primeros existe cierta dependencia con la temperatura (por ejemplo, radiación de cuerpo negro, líneas de emisión de un gas en equilibrio termodinámico, *bremssstrahlung*, etc). Por otro lado, los procesos no térmicos no tienen esta dependencia (por ejemplo, radiación sincrotrón, efecto Compton inverso, radiación Cherenkov, producción de foto-mesones, etc).

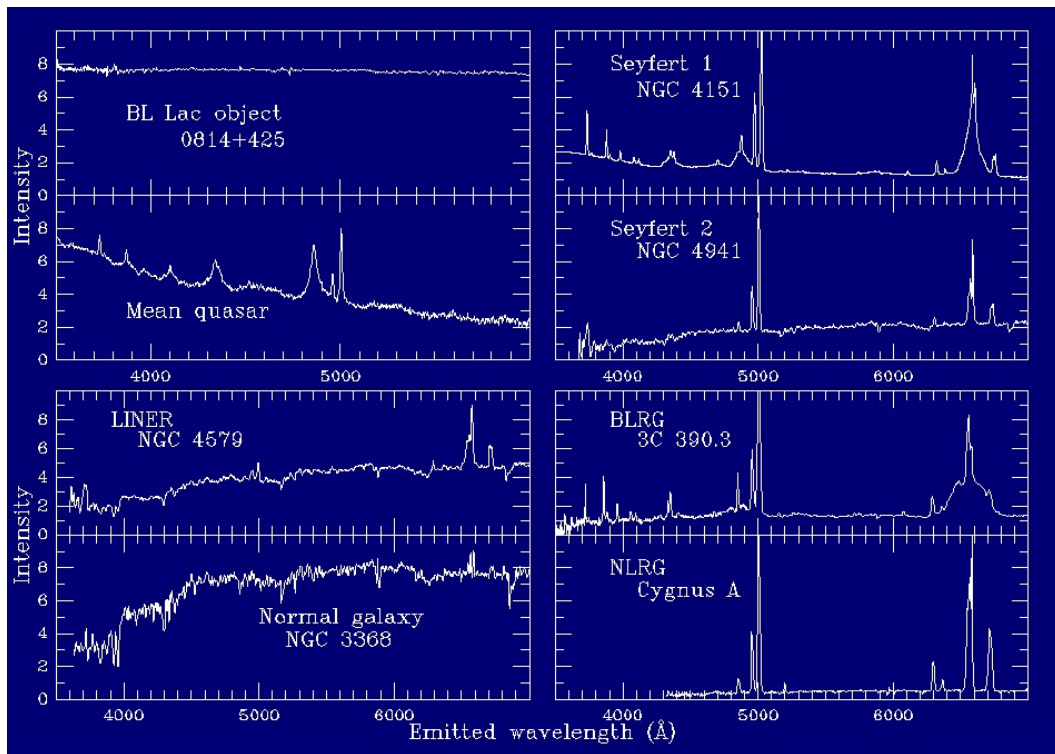


Figura 2.1. Ejemplos de espectros ópticos correspondientes a diferentes clases de AGNs. Las galaxias *Seyfert de Tipo I* como las *BLRG* muestran líneas de emisión anchas y delgadas mientras que las *Seyfert de Tipo II* y las *NLRG* muestran solo delgadas. Un *blazar* de tipo BL Lac generalmente tiene un continuo aplanado sin líneas de emisión ni absorción. Un *quásar* muestra líneas anchas y con altos corrimientos al rojo. La **galaxia M58** (NGC 4579), la cual será nuestro caso de estudio y se encuentra clasificada como *LINER*, muestra una modesta emisión de líneas de baja ionización debido a su menor actividad central. Además, a modo de comparación, se muestra el espectro de una galaxia “normal”, entendiéndose de este modo a una galaxia que no posee un núcleo activo y cuyo espectro puede ser explicado por la suma de sus estrellas y por la contribución del medio interestelar.

Créditos: William C. Keel y referencias: pages.astronomy.ua.edu/keel/agn/

La historia de la detección de estas fuentes comienza a principios del siglo XX, cuando se registraron líneas de emisión nebular en las zonas nucleares de galaxias cercanas (Seyfert, 1943). Por otro lado, el nacimiento de la radioastronomía permitió la detección de fuentes muy potentes dominadas por procesos no térmicos y su posterior identificación de contrapartes ópticas. Estos caminos distintos, pero a la vez simultáneos, en la observación de las galaxias activas, generó una clasificación mediante un agrupamiento por la fenomenología observada, la cual continúa hasta el día de hoy. Es por eso que, en la actualidad, estas clasificaciones tienen bordes difusos, ya que las mejoras en la sensibilidad y resolución de los detectores permitieron un salto observacional importante y un mejor entendimiento de la situación física observada.



2.1.1. Quásares

Son fuentes que en el óptico poseen apariencia estelar pero su espectro está dominado por un continuo azul y líneas de emisión anchas con grandes corrimientos al rojo como se ve en la Fig. 2.1. Históricamente, fueron las primeras radiofuentes extragalácticas en encontrarse, aunque hoy en día sabemos que solamente entre el 5 y el 10% de los quásares tienen altas luminosidades en radio (*radio loud*)⁽ⁱⁱ⁾. En cambio, en el óptico son los AGNs más luminosos ($M_B < -23$) y también presentan fuerte emisión ultravioleta y en rayos X (Peterson, 1997).

Sus corrimientos al rojo indican que se encuentran a grandes distancias, lo que explica su apariencia puntual. Por esto mismo, es difícil resolver las galaxias anfitrionas, aunque suelen ser elípticas.

2.1.2. Galaxias Seyfert

A diferencia de la apariencia puntual de los quásares, las galaxias Seyfert son AGNs donde la galaxia anfitriona es visible y en general, de tipo espiral. Además presentan brillo superficial alto y sus luminosidades son de $L \sim 10^{42}$ erg s⁻¹ (Guainazzi & Bianchi, 2007). Sin embargo, son los AGNs menos luminosos con $M_B > -23$. Sus espectros ópticos están dominados por líneas de emisión de elementos altamente ionizados (Peterson, 1997).

Dependiendo de sus líneas espectrales en el óptico, se las puede sub-dividir en dos grupos:

- **Seyfert Tipo I:** Se observan tanto líneas angostas como anchas. Las primeras son características de gas en entornos de baja densidad electrónica ($n_e \sim 10^3 - 10^6$ cm⁻³), mientras que las segundas son típicas de gas en entornos de alta densidad ($n_e > 10^9$ cm⁻³) y su ancho característico puede alcanzar velocidades del orden de 10^4 km/s (Peterson, 1997). La emisión del continuo en el óptico es intensa, en general modelada con una ley de potencias.
- **Seyfert Tipo II:** Similares a las primeras pero donde sólo se observan líneas angostas. La emisión del continuo es débil.

2.1.3. Radiogalaxias

Son radiofuentes intensas con estructura particular: un núcleo puntual y dos lóbulos que cubren distancias que pueden llegar a ser mucho mayores que la escala de la galaxia. En general, sus galaxias anfitrionas son elípticas gigantes.

Poseen diversos subgrupos de clasificación:

⁽ⁱⁱ⁾Se considera alta luminosidad en radio cuando un AGN tiene $F_{5\text{GHz}}/F_B > 10$, donde $F_{5\text{GHz}}$ es el flujo en continuo de radio en 5 GHz y F_B es el flujo fotométrico medido en la banda óptica B (Urry & Padovani, 1995).



- A través de las líneas espectrales ópticas, de manera análoga a las galaxias Seyfert. De esta manera, tendremos las radiogalaxias de líneas anchas (o BLRG, por *Broad Line Radio Galaxy*) y las de líneas angostas (o NLRG, por *Narrow Line Radio Galaxy*).
- A través de la luminosidad y su distribución de brillo. Se llaman Fanaroff-Riley I (*FRI*) si la radiogalaxia tiene baja luminosidad y centro brillante o será *FRII* si tiene alta luminosidad y lóbulos brillantes⁽ⁱⁱⁱ⁾ (Fanaroff & Riley, 1974).

2.1.4. Blazares

De manera similar a los quásares, estos objetos también brillan como fuentes puntuales, aunque sus espectros son dominados por un fuerte continuo azul, en general, sin líneas. Es usual que presenten gran variabilidad de brillo en todas las frecuencias y escalas temporales, y su grado de polarización es alto (Andruchow et al., 2005). La falta de líneas en sus espectros constituye la principal dificultad para conocer la distancia a la que se encuentran estos objetos.

2.1.5. LINERs

Su nombre significa regiones con líneas de emisión nuclear de baja ionización (*Low Ionization Nuclear Emission Regions*, en inglés). A diferencia de las galaxias Seyfert, donde sus espectros ópticos están dominados por líneas de emisión de alta ionización como son las líneas del [O III], en los LINERs dominan las líneas de baja ionización como el [O I] y el [N II] (Heckman, 1980). Para diferenciar las galaxias Seyfert, LINERs y galaxias con regiones de formación estelar, se utilizan diagramas de diagnóstico conocidos como BPT, que usan dos pares de cocientes de intensidades de líneas para discriminar los procesos ionizantes (Baldwin et al., 1981). Además, las luminosidades de sus núcleos son las más bajas de toda esta clasificación, con valores de $L_{\text{H}\alpha} \sim 10^{39}$, siendo un orden de magnitud menor que para galaxias Seyfert (Ho et al., 2003).

2.1.6. Modelo unificado

Las galaxias activas tienen en común una emisión central muy poderosa junto con variabilidades temporales en un amplio rango de frecuencias. Las variaciones temporales sugieren que la fuente de emisión es acotada espacialmente y su tamaño es menor al parsec cúbico, lo que implica que una región comparable con el Sistema Solar emita más radiación que una galaxia entera (Peterson, 1997).

Actualmente, la teoría más aceptada en la comunidad científica es que la fuente de esta fuerte emisión es un *agujero negro supermasivo* (SMBH) alimentado por un disco

⁽ⁱⁱⁱ⁾La luminosidad límite entre ambos tipos es $L_{1.4\text{GHz}} = 10^{25} \text{W Hz}^{-1}$, aunque depende para distintos valores de la frecuencia observada.

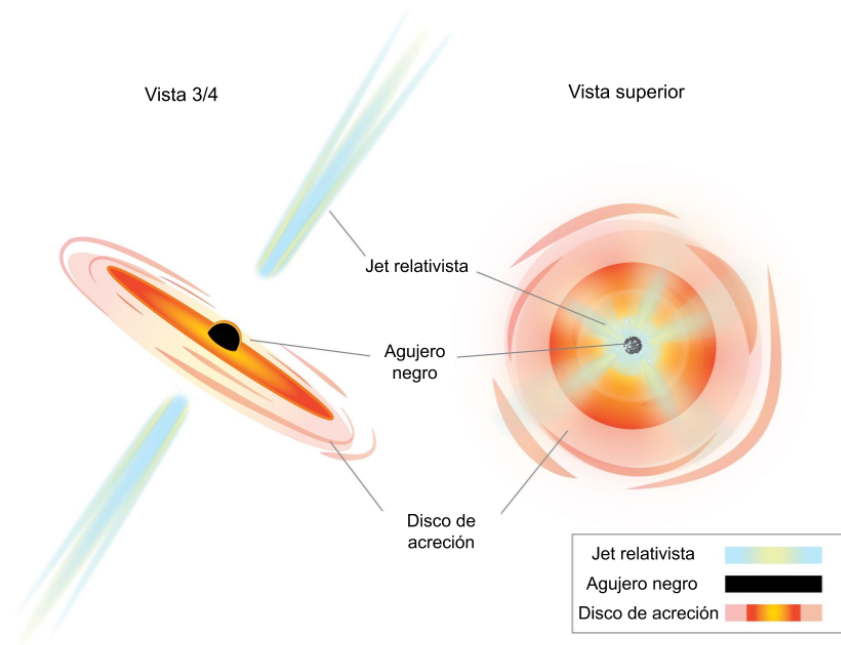


Figura 2.2. Diagrama simple de núcleo de galaxia activa. Si el observador se encuentra alineado con el jet relativista, la emisión del mismo ocultará las otras componentes del sistema. Créditos: Sophia Dagnello, NRAO/AUI/NSF.

de acreción (Urry & Padovani, 1995). Este modelo estándar de AGN consiste en las siguientes estructuras:

- Agujero negro supermasivo
- Disco de acreción
- Regiones de nubes de baja y alta densidad
- Toroide de polvo y gas
- Jet bipolar

La principal fortaleza de ese modelo es que se trata de un modelo axisimétrico (ver Fig. 2.2) capaz de explicar las diferencias observacionales, entre las clasificaciones previamente vistas, debido a la orientación del sistema con respecto al observador.

En el centro del sistema, un SMBH de $M > 10^6 M_{\odot}$ acreta material proveniente de un disco de acreción formado en su entorno. El material que cae hacia el SMBH transforma su energía gravitatoria en radiación con eficiencias del orden de $\eta \sim 0.1$, lo cual es casi 2 órdenes de magnitud mayor que la eficiencia para la fusión del Hidrógeno ($\eta \sim 0.007$). Esta alta eficiencia implica que la tasa de acreción, aún para los AGNs más poderosos, sea relativamente baja; por ejemplo, para un cuasar de $L_{QSO} \sim 10^{46} \text{ erg s}^{-1}$, su tasa de acreción es de $\sim 2 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Peterson, 1997).

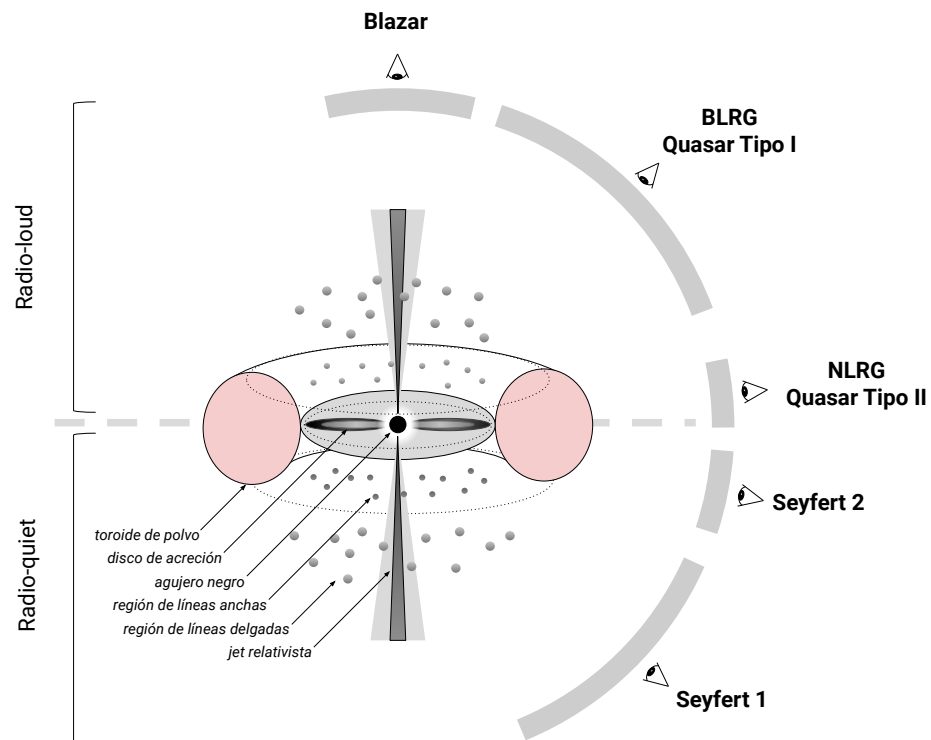


Figura 2.3. Modelo unificado: las distintas clasificaciones de AGNs pueden ser explicadas por su emisión en radio y la inclinación del observador. Adaptado de: Beckmann & Shrader (2012).

Alrededor del disco de acreción se encuentra una estructura posiblemente toroidal, de gas y polvo, que absorbe la radiación proveniente del disco de acreción y la re-emite en el infrarrojo. Como el sistema no tiene simetría esférica, existen dos conos por el cual la radiación no será bloqueada, y podrá ser observada. En regiones de alta densidad, la presencia de gas moviéndose con velocidades altas ($10^3 - 10^4$ km/s) será responsable de la emisión de las líneas anchas, y en regiones de baja densidad, el gas con una menor dispersión de velocidades (200 – 900 km/s), será responsable de las angostas (Peterson, 1997).

Finalmente, si se trata de una fuente emisora en la banda de radio, tendremos un par de *jets* extremadamente colimados en dirección perpendicular al disco de acreción, formado por partículas relativistas. Para los AGNs más poderosos, estos *jets* pueden llegar hasta el medio intergaláctico.

Como se muestra en la Fig. 2.3, la anisotropía del modelo, junto con variaciones en la potencia del jet, explican las distintas clasificaciones de AGNs. Si se observa en la dirección del jet, se detectará un blazar. Si el observador mantiene una dirección cercana, pero no alineada con el eje de simetría, se atenuará la emisión del jet y se observarán las líneas de emisión, tanto anchas como delgadas (BLRG o quásares). Una



mayor inclinación hará que el toroide oculte las regiones de alta densidad cercanas al SMBH, y se observarán sólo las líneas delgadas (NLRG). En el caso en el que no se detecte un radio jet, o éste sea muy débil, la fuente se clasificará como Seyfert I o II, usando el mismo criterio sobre las líneas de emisión que para las BLRG y NLRG.

2.2. Medio Interestelar

El medio interestelar, o *ISM* (por sus siglas en inglés), es el principal componente de una galaxia luego de la componente estelar. Por lo tanto su estudio es fundamental para conocer la evolución de una galaxia. Una separación rápida nos permitirá clasificarlo en componentes gaseosos y sólidos. Haciendo un análisis un poco más exhaustivo, podremos separar la componente gaseosa en tres fases: atómica, molecular e ionizada. Esta clasificación no implica que el medio interestelar sea estático, sino todo lo contrario: procesos de recombinación e ionización actúan cambiando la fase en la que se encuentra el medio.

En la **fase ionizada** se encuentran átomos que fueron ionizados y por lo tanto, perdieron todos o parte de sus electrones. En general, esta ionización puede ser por choques, principalmente debido a supernovas, o por foto-ionización, producida por fuertes campos de radiación ultravioleta. También forman estructuras de gran escala conocidas como nebulosas de emisión y regiones HII. Su temperatura es $T \gtrsim 10^4$ K y típicamente se observan a través de la emisión de líneas de recombinación del Hidrógeno ($H\alpha$, $H\beta$, etc.), líneas prohibidas de O, N, Si, Ne, tanto en el óptico como en el infrarrojo (IR) y en continuo de radio.

La **fase atómica** está compuesta por átomos neutros, y su principal componente es el Hidrógeno neutro (HI). Es una de las fases más importantes, representando para la Vía Láctea el 60 % del contenido de Hidrógeno, en todas sus formas. El gas neutro se observa principalmente por medio de la línea de 21 cm del HI, aunque también por líneas de absorción sobre el fondo estelar, en el óptico y ultravioleta (UV). A su vez la podemos subclasificar en dos fases: la fría y la tibia. La primera tiene temperaturas del orden de $T \sim 100$ K y densidades $n_{\text{HI}} \sim 30 \text{ cm}^{-3}$ aunque sólo ocupa el 1 % del volumen del medio interestelar. En cambio, la segunda, tiene temperaturas mayores, del orden de $T \sim 5000$ K pero densidades mucho menores $n_{\text{HI}} \sim 0.6 \text{ cm}^{-3}$.

La **fase molecular**, como su nombre lo indica, esta compuesta por moléculas. Estas pueden formar estructuras de aspecto grumoso llamadas *nubes moleculares* que poseen temperaturas típicas de 10-50 K y tamaños de algunos parsecs. La formación estelar se produce en estas regiones ya que pueden tener densidades entre $n_{\text{H}_2} \sim 100 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$, mucho mayores al resto del medio interestelar frío. También suelen encontrarse en regiones de foto-disociación (*PDR*, por sus siglas en inglés) y, bajo ciertas condiciones, en frentes de choque.



2.2.1. Polvo Interestelar

La principal componente sólida del medio interestelar son granos de polvo de tamaños entre $0.01 - 1 \mu\text{m}$. Debido a su tamaño, del orden de la longitud de onda visible, el polvo afecta a la observación ya que absorbe, dispersa y/o polariza parte de la luz que lo atraviesa. Estos granos re-emiten la luz absorbida en frecuencias más altas, por lo que es observable principalmente en infrarrojo; si el polvo ha llegado al equilibrio térmico (200-600 K), se denomina polvo tibio (*warm dust*) y re-emitará en el infrarrojo medio (MIR) con un máximo entre 7 y $26 \mu\text{m}$ (Pier & Krolik, 1992; Ramos Almeida et al., 2009; Asmus et al., 2014). Para polvo frío, con temperaturas entre 10-100 K, también se observa emisión en infrarrojo lejano (FIR). Respecto a sus componentes, podemos agrupar al polvo en dos grandes grupos: los silicatos y los ricos en carbono.

Una molécula particular del polvo que estudiaremos en este trabajo son los Hidrocarburos Policíclicos Aromáticos (o PAH en inglés). Los PAHs son moléculas planas compuestas mayoritariamente por estructuras del benceno, las cuales están compuestas por un anillo de Carbonos e Hidrógenos en sus extremos. Estas agrupaciones de bencenos pueden contener hasta 80 átomos de Carbono, por lo que sus tamaños son entre $4 - 10 \text{ \AA}$. Los PAHs presentan emisión intensa en 3.3, 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 y $12.7 \mu\text{m}$, debido a sus transiciones vibracionales; son excitados sólo si son lo suficientemente pequeños para absorber un fotón óptico ó UV, que caliente la molécula a temperaturas $T \gtrsim 250 \text{ K}$. Cabe destacar que las estructuras de emisión con las que los PAHs se manifiestan en un dado espectro varían de acuerdo al estado de ionización de los mismos: la emisión en $11.3 \mu\text{m}$ es más intensa en PAHs neutros mientras que el modo vibracional de $7.7 \mu\text{m}$ es más importante en PAHs ionizados (Draine & Li, 2007).

2.2.2. Hidrógeno Molecular

El Hidrógeno molecular (H_2) es la componente más importante de la fase molecular. A pesar de esto, se suelen utilizar otras moléculas, como el monóxido de Carbono (CO) como trazador del gas molecular, debido a que el H_2 es difícil de detectar. El problema principal para observar el H_2 es que, debido a su simetría, no tiene momento dipolar eléctrico permanente. Esto implica que están prohibidas las transiciones electrónicas dipolares para remover su energía y aunque las transiciones cuadrupolares son posibles, su probabilidad de ocurrencia es extremadamente baja. Cada estado electrónico tiene niveles rotacionales y vibracionales asociados, caracterizados por el número cuántico vibracional v y el rotacional J , con reglas de selección para el nivel rotacional $\Delta J = 0, \pm 2$. La notación espectroscópica utilizada es “ $v - v S(J)$ ” (Field et al., 1966), donde los primeros números indican el cambio vibracional y J es el nivel menor de la transición rotacional. Debido al rango espectral utilizado en este trabajo, todas las transiciones serán puramente rotacionales, por lo que la nomenclatura “ $0 - 0 S(J)$ ” será abreviada a “ $S(J)$ ”.

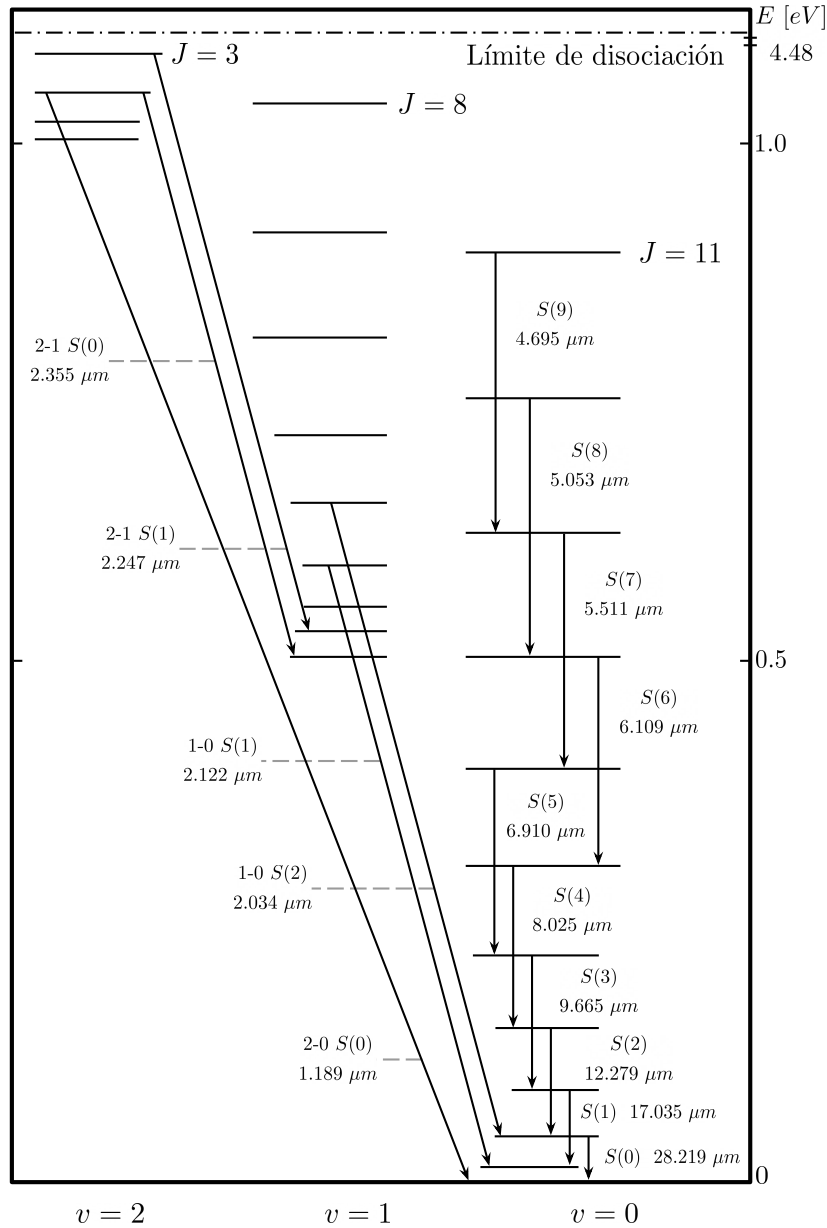


Figura 2.4. Algunos de los niveles de energía para la molécula de H₂ encolumnados por estados vibracionales. Se muestran gran parte de las transiciones rotacionales para 0 – 0 $S(J)$, y algunas roto-vibracionales para infrarrojo cercano. Adaptado de Kwok (2007).

La primer evidencia de H₂ en el medio interestelar fue descubierta por Carruthers (1970) utilizando observaciones desde cohetes y detectando absorciones en el UV en espectros de estrellas brillantes. Años después, Thompson et al. (1978) realizan la primera detección extragaláctica en la galaxia Seyfert II NGC 1068, en 2.2 μm . En su momento, este descubrimiento sorprendió como dice Wynn-Williams (1978): “[...] la galaxia donde el H₂ fue encontrado no es una de nuestras vecinas como Andrómeda,



sino NGC 1068, una bien conocida galaxia Seyfert. A primera vista, este resultado es paradójico. Las moléculas interestelares, a diferencia de átomos e iones libres, existen principalmente en nubes densas, frías y de movimiento lento; los núcleos de las galaxias Seyfert, por otro lado, son conocidos por sus movimientos violentos y sus poderosos campos de radiación UV. El hecho de que las moléculas puedan sobrevivir en estas condiciones proporciona una pista importante de los procesos que ocurren en los núcleos de galaxia activas.”

Uno de los mecanismos típicos para excitar las moléculas de hidrógeno es la exposición a un campo de fotones del ultravioleta lejano (FUV; 6–13.6 eV) por lo que es usual detectar emisión de H₂ en regiones de foto-disociación (PDRs), en los alrededores de regiones de formación estelar (Regiones HII). En galaxias normales, con formación estelar típica, la relación entre la luminosidad de H₂ y la luminosidad total en IR (L_{TIR} , donde TIR se define como el rango espectral entre 3-1100 μm) es $L(\text{H}_2)/L_{\text{TIR}} < 0.001$ (Rigopoulou et al., 2002; Higdon et al., 2006; Roussel et al., 2007). En el infrarrojo medio, particularmente, observamos la emisión de H₂ junto con las estructuras de PAH y líneas de emisión de iones.

Sin embargo existen objetos donde la emisión de H₂ es notoriamente intensa (Roussel et al., 2007), y el cociente anterior puede alcanzar valores hasta 2 órdenes de magnitud mayor:

$$\frac{L(\text{H}_2)}{L_{\text{TIR}}} \sim 0.001 - 0.1 \quad (2.1)$$

A estas galaxias se las llamó MOHEG (del inglés, *Molecular Hydrogen Emission Galaxies*). La mayoría de los objetos que se constituyen como MOHEG cumplen algunas de las siguientes características (Ogle et al., 2007, 2010):

- galaxias luminosas en IR (LIRG),
- galaxias que estén atravesando o hayan atravesado procesos de colisión,
- galaxias centrales de cúmulos (cD), y
- radiogalaxias.

La emisión de H₂ está también relacionada con la interacción entre el jet y el medio interestelar. La perturbación que el paso del jet provoca en el ISM desencadena ondas de choque cuyos efectos se manifiestan en la cinemática y en la emisión del gas (Guillard et al., 2009; Nesvadba et al., 2010). Esta interacción también puede dejar huellas en otras fases del ISM, como en el gas neutro o ionizado, cada uno en su respectiva escala espacial (por ejemplo, Reynaldi, V. 2014⁽ⁱ⁾; Reynaldi & Feinstein 2013a,b, 2016, en lo que respecta al gas ionizado en escala de kiloparsecs).

⁽ⁱ⁾Tesis Doctoral FCAG-UNLP, <http://sedici.unlp.edu.ar/handle/10915/45107>



El mecanismo más probable para explicar la emisión del hidrógeno molecular en aquellas MOHEG donde sea posible comprobar la presencia de radio-jets, es la excitación por frentes de choques impulsados por los jets del AGN. Sin embargo, no se puede descartar completamente la contribución de los rayos cósmicos (Ogle et al., 2010).

2.3. Objeto de estudio

Por la naturaleza de la emisión del Hidrógeno molecular, descrita en § 2.2.2, su estudio en sistemas extragalácticos es difícil, aunque no imposible. La definición de MOHEGs y el crecimiento del número de galaxias que pertenecen a esta muestra da prueba de ello (Ogle et al., 2007, 2010). Por otro lado, existen relevamientos que son útiles a la hora de estudiar emisión infrarroja de galaxias, como SINGS (del inglés *Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey*) (Kennicutt et al., 2003). Este relevamiento está compuesto por datos de 75 galaxias cercanas ($d < 30\text{Mpc}$) y su principal propósito es constituir una muestra de galaxias donde se puedan estudiar las propiedades del medio interestelar en el IR. Roussel et al. (2007) estudiaron esta muestra y derivaron las propiedades del Hidrógeno molecular tibio ($T > 100\text{K}$) para 57 de las galaxias, a partir de las transiciones rotacionales.

Un problema usual al estudiar la emisión del H_2 es que debido a la limitada resolución espacial que tienen los telescopios en el infrarrojo medio, es complicado resolver las regiones donde aparece esta emisión, por lo que la mayoría de los trabajos utilizan espectros integrados de la galaxia o de parte de ella. Eso hace difícil poder determinar la relación con otras regiones de emisión en diferentes frecuencias, y además resulta imposible conocer si la emisión observada proviene de gas preexistente y chocado *in situ*, expulsado por outflows o creado en la región chocada por la destrucción de los granos de polvo.

Los primeros resultados sobre un caso donde la emisión de H_2 fue resuelta espacialmente fueron obtenidos por Ogle et al. (2014). En ese trabajo se analizaron los cubos espectrales de la galaxia NGC 4258 obtenidos con el instrumento IRS del Telescopio Espacial Spitzer. El análisis de estos cubos les permitió encontrar emisión extendida de H_2 alineada con los brazos anómalos de la galaxia, y pudieron estudiar los distintos mecanismos capaces de desencadenar la emisión observada. Sus resultados apuntan como candidato principal, a la interacción entre el jet y el medio interestelar.

Es por eso que para esta tesis hemos decidido buscar emisión extendida de H_2 en los cubos de datos infrarrojos de las galaxias de la muestra SINGS, que presentaran emisión intensa de H_2 según Roussel et al. (2007). De esta manera se eligió la galaxia Messier 58 (o NGC 4579), la cual es un miembro brillante del cúmulo de Virgo con una magnitud aparente $m_B = 10.68$ (de Vaucouleurs et al., 1991). Esta galaxia es de tipo espiral y muestra una estructura barrada intermedia, como se puede apreciar en la Fig. 2.5. Su redshift medido es 0.00506 según Kent et al. (2008). Por otro lado, Ruiz-



Figura 2.5. Imagen óptica de la galaxia M58. Se distinguen las estructuras de sus brazos espirales y la barra. Créditos: Adam Block/Mount Lemmon SkyCenter/University of Arizona.

Lapiente (1996) estimó su distancia de manera independiente del redshift, utilizando supernovas de tipo Ia para determinar que la galaxia se encuentra a 21.0 ± 1.9 Mpc.

Esta galaxia posee un núcleo activo con un agujero negro central. Este agujero negro tiene una masa de $10^{7.85} M_{\odot}$, medida por Merloni et al. (2003). Su clasificación es debatida entre una LINER y una Seyfert 1.9 (Panessa & Bassani, 2002; Véron-Cetty & Véron, 2006); también tiene emisión asimétrica en continuo de radio, debido al radiojet (Fig. 2.6). Sus líneas de emisión de baja ionización en el óptico (Fig. 2.1) pueden ser explicadas por la presencia de un AGN de baja luminosidad y por el desencadenamiento de ondas de choque (*shocks*) generadas por la colisión entre el jet y las nubes del medio interestelar (Contini, 2004). También existen evidencias de que posee un disco ultra compacto circumnuclear de formación estelar (Comerón et al., 2008).

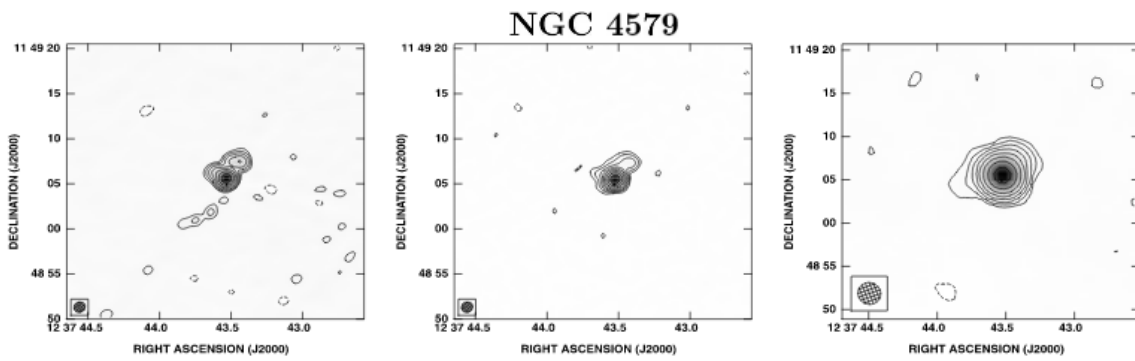


Figura 2.6. Emisión centimétrica en continuo de radio asociada a M58 observada con el VLA. Los paneles muestran la emisión a 20 (izquierda) y 6 cm (medio) con un pesado uniforme del plano uv, y la emisión a 6 cm con un *taper* gaussiano y pesado natural del plano uv (derecha). La técnica *taper* permite obtener mayor sensibilidad en detrimento de la resolución. Imagen extraída de [Ho & Ulvestad \(2001\)](#).

Capítulo 3

Manipulación del cubo de datos

En este capítulo describiremos las observaciones utilizadas y los instrumentos con las que fueron obtenidas, la reducción de estos datos y la reconstrucción de los cubos espectrales. Para poder trabajar con estos cubos de datos y extraer información de manera sencilla, desarrollamos *Multi Processing Fitting tool* (MPF). Esta herramienta permite ajustar un modelo a cada *spaxel* del cubo de datos partiendo de una aproximación inicial. Está escrita en Python, y utiliza diversos paquetes, principalmente Numpy, Astropy y Lmfit.

En este capítulo también describiremos todos los pasos que realiza la herramienta desarrollada, comenzando con el proceso de lectura de los cuatros cubos de datos obtenidos y como se concatenaron en dos cubos. Posteriormente desarrollaremos en detalle como funciona el método de ajuste elegido y los pasos realizados para aumentar la velocidad de procesado del cubo. Finalmente, se muestra como se realiza la extracción de parámetros del resultado del ajuste y el modelo físico elegido para ajustar las observaciones.

3.1. Observaciones

La mayor parte del análisis de la galaxia M58 la hemos realizado en el infrarrojo medio, entre $5 - 15 \mu\text{m}$. Este es el rango espectral en el que opera una de las rendijas del instrumento *InfraRed Spectrograph* (IRS) del Telescopio Espacial Spitzer. Los datos que obtiene este instrumento se pueden organizar en un cubo de datos, de modo tal que si S es el flujo recibido por el detector, entonces S dependerá de tres variables $S(x, y, \lambda)$, donde dos de sus coordenadas son espaciales (x, y) mientras que λ es la coordenada espectral.

En la Figura 3.1 se muestra la representación esquemática de un cubo de datos, el cual nos permitirá realizar un análisis espacial y espectral en simultáneo. Si limitamos el rango de longitud de onda en un dado intervalo $\Delta\lambda$ del cubo de datos (una “rebanada”), obtendremos una imagen correspondiente a la emisión IR del objeto en el intervalo $\Delta\lambda$.

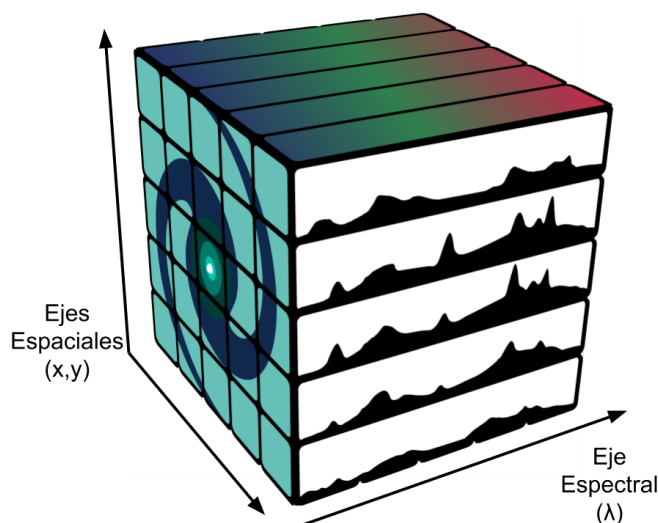


Figura 3.1. Representación de un cubo de datos $S(x, y, \lambda)$. Los ejes espaciales corresponden a imágenes de un dado objeto en el plano del cielo y cada unidad de cielo (*pixel*) tendrá su correspondiente espectro (*spaxel*).

Por otro lado, si limitamos las coordenadas espaciales a la posición (x, y) del detector, obtendremos el espectro asociado a esa unidad de cielo, en el rango completo de λ . Cuando esta unidad mínima es un *pixel*, a su espectro asociado se lo suele llamar “*spaxel*”. Es de esperar entonces que *spaxels* de distintas zonas de la galaxia tengan espectros con distintas características.

También podremos “colapsar” parte (o la totalidad) del cubo en algunas de sus coordenadas para obtener una suma de sus partes. Si hacemos este procedimiento sobre el eje espectral, obtendremos una imagen que contiene la emisión del objeto de estudio integrada en el rango espectral completo del cubo. Mientras que si realizamos un “colapso” en los ejes espaciales, obtendremos el espectro integrado del objeto en la dirección espacial elegida. Estos “colapsos” se suelen utilizar sólo para aportar al análisis, pero nunca son el objetivo de la obtención del cubo de datos, ya que existen mecanismos más sencillos y con mejores resultados para obtener esta información.

3.1.1. Armado y reducción del cubo

Las observaciones utilizadas en este trabajo fueron obtenidas a través de la base de datos IRSA (NASA/IPAC Infrared Science Archive⁽ⁱ⁾). La galaxia M58 fue observada con el Telescopio Espacial Spitzer bajo el programa “*PAH Emission in Low-Luminosity AGN: Ghosts in the Machine*” (PI: JD Smith; ID: 30471). Este programa buscó cuantificar las emisiones de los PAHs en galaxias cercanas con actividad nuclear y compararlas con galaxias “normales”.

Los espectros fueron observados con el instrumento IRS, que está compuesto por

⁽ⁱ⁾Página web: sha.ipac.caltech.edu



cuatro módulos: dos que permiten realizar espectroscopía de baja resolución y otros dos, de alta resolución. Para el programa mencionado, fueron utilizados los dos módulos de baja resolución, llamados *Short-Low* (SL) y *Long-Low* (LL).

A su vez, cada uno de estos módulos (SL y LL) está fabricado para registrar dos órdenes distintos de la difracción del espectro, cubriendo así los rangos 7.4–14.5 μm (SL1), 5.2–7.7 μm (SL2), 19.5–38.0 μm (LL1) y 14.0–21.3 μm (LL2). La resolución espectral de todos los órdenes es comparable, ya que para SL1 y LL1 es de 64–128 $\lambda/\Delta\lambda$, mientras que para los órdenes SL2 y LL2 es de 80–128 $\lambda/\Delta\lambda$. El campo de visión del instrumento es de aproximadamente 1×1 arcmin². La resolución espacial del módulo SL es de 1.8 arcseg/píxel, mientras que la del módulo LL es menor: 5.1 arcseg/píxel (Houck et al., 2004).

Ahora bien, que estos dos módulos posean una resolución espacial distinta implica que para obtener un cubo espectral en el rango completo (5.2–38 μm) se necesita degradar la imagen de mejor resolución, para hacerla compatible con la del módulo de peor resolución espacial. Por este motivo, el trabajo que realizamos utiliza solamente los datos de los dos órdenes del módulo SL (SL1 y SL2), que poseen mejor resolución espacial. Eso será sumamente útil a la hora de identificar regiones de la galaxia con distintas características espectrales.

Para componer el cubo espectral hemos utilizado el software *CUBISM*, escrito en IDL, que permite reconstruir el cubo $S(\theta, \phi, \lambda)$ ⁽ⁱⁱ⁾ desde el conjunto de espectros individuales descargados (Smith et al., 2007a). Este software utiliza de entrada los datos BCD (Basic Calibrated Data) corregidos por el pipeline del instrumento IRS junto con los archivos de calibración del instrumento. Realiza la reducción permitiendo eliminar rayos cósmicos tanto de forma manual como automática, con algún criterio de rechazo, y sustrae el brillo de fondo del cielo. Además realiza la calibración en flujo y calcula las incertezas para cada valor de flujo $S(\theta, \phi, \lambda)$.

A la hora de eliminar rayos cósmicos, se tomó un valor de rechazo de 5σ . Los píxeles malos fueron seleccionados manualmente eligiendo aquellos píxeles que posean cuentas negativos y/o saturados. La salida del software *CUBISM* son dos cubos de datos por cada orden del espectro, uno con el flujo observado y otro con sus incertezas, ambos en unidades de MJy/sr. El resultado final del proceso de armado y reducción son cuatro cubos de datos.

En la Figura 3.2 se muestra la galaxia M58 y sobre ella, una rejilla naranja que muestra la posición en el cielo que cubren los cubos espectrales obtenidos. Estos cubos están centrados en la galaxia y cubren una región de aproximadamente 1×1 arcmin², que coincide con la zona nuclear, la mayor parte de la barra y una zona pequeña del brazo espiral hacia altas declinaciones.

⁽ⁱⁱ⁾A partir de aquí, utilizaremos las variables (θ, ϕ) para referirnos a coordenadas angulares en la esfera celeste y las variables (x, y) para referirnos a índices del arreglo matemático que representa al cubo. De la misma manera, λ será el valor correspondiente a la longitud de onda, mientras z será el índice espectral.

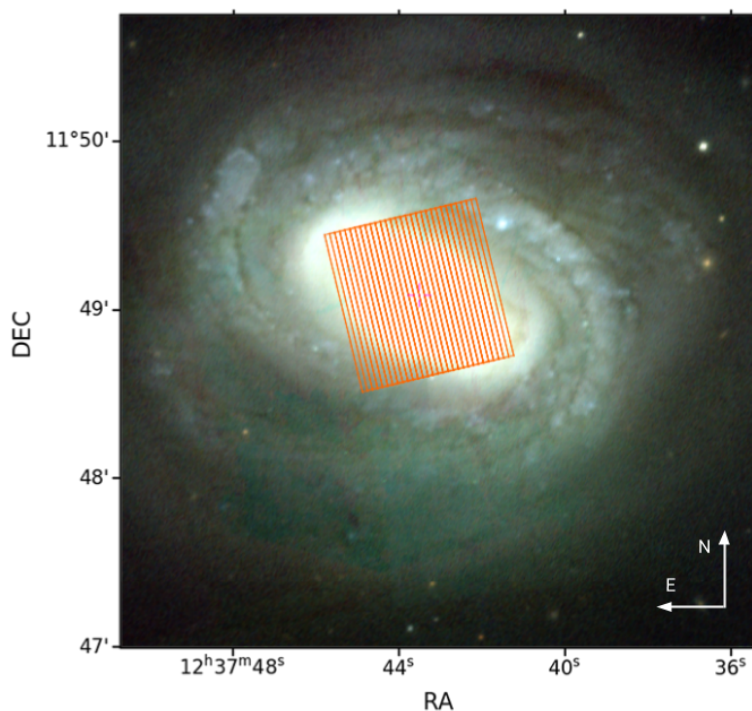


Figura 3.2. Imagen de la galaxia M58 del telescopio Panstarrs. Superpuesta y en color naranja, se encuentra una rejilla que indica la región que corresponde a los cubos espectrales obtenidos con el módulo SL del instrumento IRS-Spitzer. Esta rejilla cubre un área de aproximadamente 1×1 arcmin²

3.1.2. Lectura del Cubo

Una vez realizada la reducción y reconstrucción del cubo con *CUBISM*, obtenemos dos archivos *fits* por cada módulo: uno que contiene los valores observados de flujo y el otro, sus incertezas. En esta sección describiremos sólo los dos cubos de flujos, ya que el mismo procedimiento fue aplicado a los cubos de incertezas.

Al ser archivos *fits*, utilizamos el paquete `io.fits` de Astropy⁽ⁱⁱⁱ⁾ para Python para realizar la lectura de estos archivos. Aunque Astropy cuenta con la herramienta `spectral-cube`, específica para leer cubos de datos, no fue compatible para la lectura de nuestros cubos, por lo que procedimos a leerlos con el paquete ya nombrado.

En la Tabla 3.1 se puede ver la forma de almacenar la información de estos archivos *fits*: secciones para cada archivo, las dimensiones de la información para cada módulo y su correspondiente formato. Dentro de la sección PRIMARY se encuentran los valores de flujo para cada coordenada (x, y, z) . Con la herramienta `.data` extrajimos la información y la guardamos en un “arreglo” (*array*) de Numpy^(iv). Este arreglo es un tensor de orden 3, donde cada coordenada (x, y, z) tendrá su valor de flujo en formato de punto flotante de 32 bits. Las dimensiones (x, y) son iguales para los tensores de

⁽ⁱⁱⁱ⁾Página web: astropy.org

^(iv)Página web: numpy.org



| Módulo | Sección | Tipo | Dimensión | Formato |
|--------|---------|-------------|---------------|---------|
| SL1 | PRIMARY | PrimaryHDU | (35, 30, 117) | float32 |
| | WCS-TAB | BinTableHDU | 1R x 1C | [117E] |
| SL2 | PRIMARY | PrimaryHDU | (35, 30, 77) | float32 |
| | WCS-TAB | BinTableHDU | 1R x 1C | [77E] |

Tabla 3.1. Secciones de los cubos de datos *fits* de cada módulo del instrumento IRS. La designación 1Rx1C indica una lista [xE], donde x es cantidad de elementos guardados en formato carácter. Se muestran solamente los valores de los dos cubos de flujo, ya que los cubos de incertezas, tienen la mismas características.

cada módulo, mientras que la dimensión espectral z es distinta para cada módulo.

Una vez guardado cada cubo como un arreglo, podemos ver en el *header* de cada archivo que las unidades de flujo obtenidas son MJy/sr. Para realizar la transformación a unidades de Jy/pix, utilizamos la conversión de ángulo sólido a píxel brindada en las variables CDELTA del *header*.

En la sección WCS-TAB nos encontramos con una lista en formato de texto que contiene los valores de longitud de onda (λ) que corresponde a cada valor del índice z . La información astrométrica necesaria para realizar las transformaciones entre coordenada celestes (α, δ) y coordenadas espaciales (x, y) se encuentran en ciertas variables del *header* de cada archivo *fits*. Estas variables junto con la sección WCS-TAB, pertenecen al standard del *World Coordinate System*, sistema de transformaciones usados en los archivos *fits* para pasar de píxel a sistemas de referencias celestes. Usando la herramienta de Astropy del mismo nombre (WCS), guardamos estas transformaciones astrométricas. Además guardamos la información de la lista, en formato vector, correspondiente a los valores de longitudes de onda para cada módulo.

Para cada cubo de datos de los módulos SL1 y SL2, los WCS guardados son exactamente iguales por lo que cada píxel representa la misma región del cielo. Eso nos facilita la tarea de obtener un solo arreglo de todo el rango espectral. Para obtenerlo, debemos reordenar los valores espectrales en el pequeño rango de superposición de ambos módulos. El proceso de reordenamiento fue realizado con la tarea `.sort` de Numpy, conociendo las relaciones entre los índices de los arreglos y las longitudes de onda.

Finalmente, obtuvimos un cubo de datos concatenado que cubre el rango espectral entre 5.2-14.5 μm , con unas dimensiones de (35, 30, 194), junto con un vector de longitud de onda para relacionar las 194 coordenadas espectrales con las longitudes de onda en el rango espectral mencionado. En la Fig. 3.3 mostramos, a modo de referencia, los “colapsos” de los distintos ejes, discutidos en § 3.1.

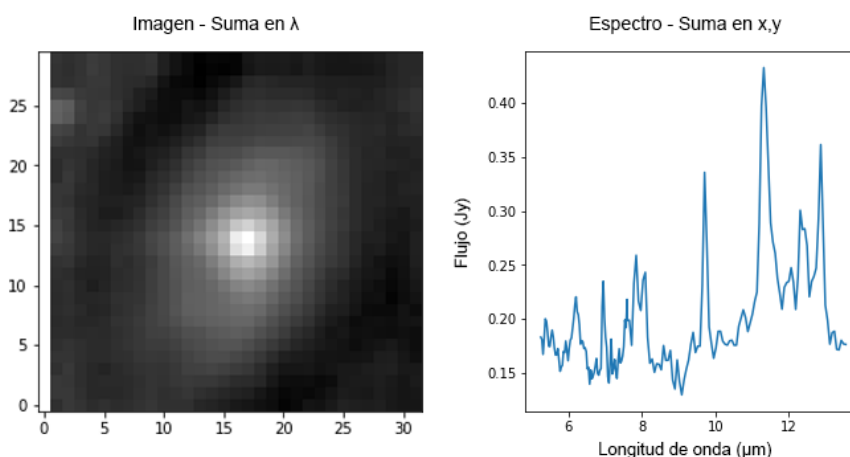


Figura 3.3. *Izq:* Imagen de la galaxia M58 obtenida a partir del cubo de datos sumando el flujo de cada longitud de onda. *Der:* Espectro de M58 integrado en las dos direcciones espaciales.

3.2. Ajuste del modelo

Para poder modelar el cubo de datos, debemos ajustar cada uno de sus *spaxels*. En un cubo de grandes dimensiones, esta tarea demandará mucho tiempo de cómputo, ya que éste dependerá del número total de *spaxels*, la cantidad de valores a ajustar de cada uno, los parámetros de nuestro modelo y la convergencia del algoritmo de ajuste utilizado. Es por eso que, para la escritura de MPF, buscamos minimizar el tiempo de cómputo trabajando con modelos sencillos que dependan de pocas variables, partiendo de ajustes con parámetros iniciales cercanos, y realizando cada ajuste en procesos independientes para optimizar su ejecución en procesadores modernos. En la Fig. 3.4 se muestra un diagrama de flujo para comprender mejor los procesos realizados dentro de MPF.

Para el proceso de ajuste, utilizamos el paquete Lmfit⁽ⁱ⁾ (Newville et al., 2020), el cual provee un algoritmo de ajuste basado en el método Levenberg-Marquardt junto con ciertas definiciones de clases y objetos útiles a la hora de trabajar en Python. Este método de ajuste es utilizado típicamente en muchos softwares, como *gnuplot*, para resolver el problema de mínimos cuadrados no lineal, debido a su rápida convergencia. El algoritmo de Levenberg-Marquardt, también conocido como mínimos cuadrados amortiguado, busca minimizar la suma de los cuadrados de los residuos combinando el método de Gauss-Newton y el método de descenso por gradiente. Sin embargo, este método solo encuentra mínimos locales, por lo que depende fuertemente de los parámetros iniciales. Ahora bien, la tarea `.fit` del paquete Lmfit ajustará, mediante el algoritmo Levenberg-Marquardt, los parámetros libres a_n de una función $f(x, a_1, \dots, a_n)$. En nuestro caso, esta función será el modelo de emisión, los valores de x serán discretos

⁽ⁱ⁾Página web: lmfit.github.io/lmfit-py/

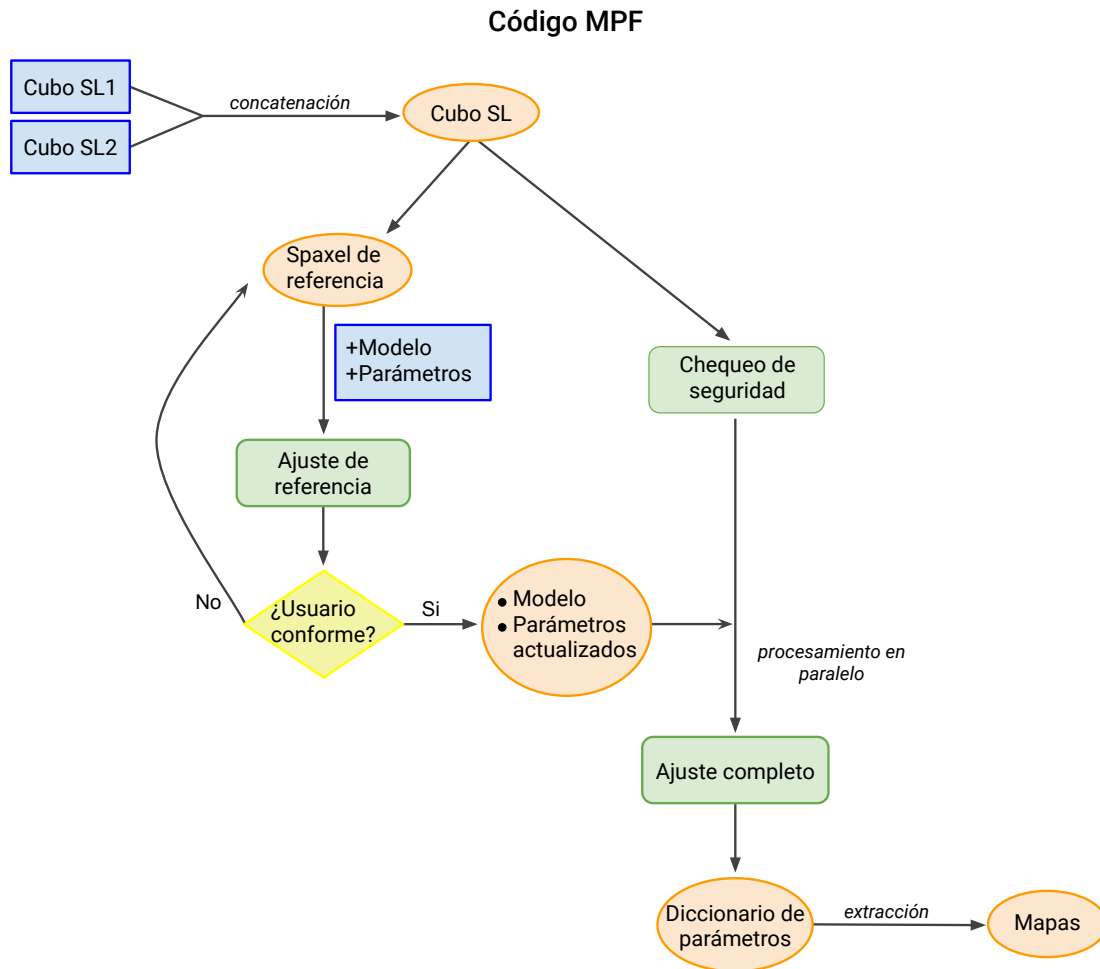


Figura 3.4. Diagrama de flujo de MPF. En azul se muestran las entradas del código.

y tomarán la forma de los 194 componentes del vector de longitud de onda y los valores de $f(x, a_1, \dots, a_n)$ a ajustar serán el flujo observado en cada λ . Esta tarea también acepta los valores de incertezas para cada valor de f .

En cuanto a la forma de la función f , decidimos incluir en MPF una lista de modelos de emisión típicos en este tipo de galaxias, junto con la opción de agregar nuevas funciones, si el usuario lo desea. Utilizamos el paquete `modeling` de Astropy para obtener funciones como leyes de potencias y gaussianas, además de perfiles de emisión físicos como leyes de cuerpo negro o emisión de polvo (*drude*)⁽ⁱⁱ⁾.

Como hemos visto en § 2.2, la emisión de los PAHs se observa en varias líneas en el infrarrojo medio. Además, los silicatos pueden producir una extinción (o emisión) considerable alrededor de $9.7 \mu\text{m}$. Por lo que, para incluir estas emisiones minimizando la cantidad de parámetros en los modelos, se definieron las funciones *pahdust* y *sidust*,

⁽ⁱⁱ⁾Página web: docs.astropy.org/en/stable/modeling/physical_models.html



como sumas de perfiles *drudes*, inspiradas en las funciones propias del software PAHFIT (Smith & Draine, 2012). *Pahdust* depende de la intensidad relativa sólo de las líneas de PAHs 7.7 y 11.3 μm , ya que estas son las más intensas para los PAHs ionizados y neutros correspondientemente. La intensidad relativa y anchos de cada línea se encuentran fijadas según los valores calculados por Smith et al. (2007b). También se incorporó una función de extinción para corregir por la absorción del medio interestelar local dada por Chiar & Tielens (2006).

Como el número de *spaxels* en el cubo de la galaxia M58 es $n_{\text{spaxel}} = 1050$, y cada uno de ellos tiene 194 valores de flujo, es imprescindible que el proceso de ajuste de MPF este optimizado en velocidad para poder realizar ajustes de diversos modelos. Para lograrlo, primero MPF corre la tarea `.fit`, utilizando como datos de entrada: un *spaxel* representativo del cubo junto con sus incertezas, el modelo elegido y ciertos parámetros iniciales, definidos por el usuario. Este *spaxel* puede corresponder al espectro integrado de todo el cubo (mostrado en la Fig. 3.3) o uno elegido por el usuario. La salida de la tarea `.fit` es un objeto de Python, llamado `ModelResult()`, que almacena la información del modelo ajustado, los parámetros iniciales, número de iteraciones, test estadísticos y los parámetros ajustados, junto con sus errores. Si el usuario no se encuentra conforme con el resultado de este ajuste, procederá a cambiar los parámetros iniciales o su modelo. Una vez que el usuario se encuentre conforme con el ajuste, se podrá extraer del `ModelResult()` los valores de los parámetros ajustados, y utilizarlos como parámetros iniciales para ajustar, ahora sí, cada *spaxel* del cubo.

Además, MPF realiza un chequeo de seguridad para que la mayoría de los valores de flujo de los *spaxels* no sean NaNs (del inglés, *not a number*) y deriva la secuencia de comienzo de la tarea `.fit`, para cada *spaxel* que lo cumple, a una lista. La tarea `pool` del paquete Multiprocessing⁽ⁱⁱⁱ⁾ nos permite ejecutar cada una de las secuencia de la lista en procesos paralelos, permitiéndonos utilizar más eficientemente un CPU con varios procesadores, y de esta manera reducir el tiempo del ajuste significativamente.

También se optimizó tiempo a la hora de guardar el resultado de cada ajuste. Tener los resultados `ModelResult()` guardados en el disco implicaba sumar n_{spaxel} tiempos de escritura. Por otro lado, utilizar una variable compartida entre los procesos paralelos, los ralentizaba ya que los procesos se acumulaban a la hora de guardar sus salidas en la variable, perdiendo tiempo de cómputo en salvar los resultados sin comenzar un nuevo ajuste. Por lo tanto, se optó por utilizar un diccionario compartido entre todos los procesos e ir guardando las salida de la tarea `.fit` en crudo con la función `.dumps()`, junto con la coordenada (x, y) del cubo. Finalmente, cuando todos los procesos terminan, obtenemos un diccionario donde guardamos la salida del ajuste en crudo del modelo elegido para cada coordenada espacial del cubo.

⁽ⁱⁱⁱ⁾Página web: docs.python.org/3/library/multiprocessing.html



3.3. Extracción de parámetros del ajuste

El proceso utilizado para construir el diccionario está pensado en la optimización de tiempo de lecto-escritura. Por lo que el resultado, que guardamos en el diccionario compartido, del ajuste de la tarea `.fit` para cada *spaxel* es una variable carácter. Como se trata de una variable carácter y no de un “objeto” de Python, extraer parámetros del diccionario no es una tarea sencilla.

Por lo tanto, debemos reconstruir el “objeto” `ModelResult()` para cada *spaxel* para la extracción de los parámetros. Para esto, se definió una función que recorre cada coordenada (x, y) del cubo, creando una función sencilla temporal (la función nula $f(x, a_n) = 0$) a ajustar que luego es reemplazada por la variable carácter del diccionario, correspondiente a esa coordenada. Para este reemplazo, utilizamos la tarea `.loads()` que reconstruirá el objeto, con la nueva información aportada por la nueva variable y eliminará la información del modelo temporal.

Como resultado, reconstruimos el objeto `ModelResult()` donde se almacenan los parámetros derivados del ajuste para cada *spaxel* del cubo. De esta manera, recuperamos la información más importante (los parámetros derivados del ajuste del modelo) en un formato que nos permite continuar el análisis de manera más sencilla.

Para realizar la extracción de los parámetros de interés, creamos una matriz de (x, y) dimensiones por cada parámetro a extraer. Luego, ejecutamos una sentencia secuencial, con un conjunto de *loops* para recorrer todas las coordenadas (x, y) del cubo, sin sufrir una penalización demasiado importante en el tiempo de cómputo. En cada coordenada (x, y) de la nueva matriz, guardamos los atributos `params` de interés, obteniendo un “mapa” para cada parámetro ajustado.

Para entender y evaluar como fue el proceso de ajuste, es importante el cálculo del parámetro χ_{red}^2 , normalizado por los grados de libertad. Un valor de $\chi_{\text{red}}^2 \gg 1$ indicará que el ajuste del modelo es pobre, mientras que $\chi_{\text{red}}^2 < 1$ indicará que estamos sobreajustando la muestra. En general, un dado ajuste se considera aceptable cuando $\chi_{\text{red}}^2 \sim 1$. Como `Lmfit` realiza este test estadístico de manera automática para cada ajuste, guardado como el atributo `redchi` dentro del objeto `ModelResult()`, se puede extraer como un parámetro más para mostrar un “mapa” de bondad de ajuste.

3.4. Modelo elegido y bondad del ajuste

Como detallamos en la sección anterior, la emisión del polvo fue modelada a través de las funciones *phdust* y *sidust*. En la tabla 3.2 se muestran los valores de las longitudes de onda centrales de la emisión por PAHs (en reposo), junto con sus anchos relativos y absolutos extraídos de [Smith et al. \(2007b\)](#). Las longitudes de onda central fueron corregidas por el redshift de la fuente. Las intensidades relativas fueron fijadas por ajustes previos en distintas zonas del cubo, y tiene como objetivo disminuir la can-



| Estado | λ_{cen} [μm] | γ_r | FWHM [μm] | Amplitud relativa | |
|--------------------|-----------------------------------|--------------------|------------------------|-------------------|-----|
| Ionizados | 5.27 | 0.034 | 0.179 | 0.0 | |
| | 5.70 | 0.035 | 0.200 | 0.0 | |
| | 6.22 | 0.030 | 0.187 | 0.8 | |
| | 6.69 | 0.075 | 0.468 | 0.0 | |
| | 7.42 ^a | 0.126 | 0.935 | 1.0 | |
| | 7.60 ^a | 0.044 | 0.334 | 0.6 | |
| | 7.85 ^a | 0.053 | 0.416 | 0.0 | |
| | 8.33 | 0.050 | 0.417 | 0.0 | |
| | 8.61 | 0.039 | 0.336 | 0.5 | |
| | Neutros | 10.68 | 0.020 | 0.214 | 0.0 |
| | | 11.23 ^b | 0.012 | 0.135 | 0.6 |
| | | 11.33 ^b | 0.032 | 0.363 | 1.0 |
| | | 11.99 | 0.045 | 0.540 | 0.2 |
| 12.62 ^c | | 0.042 | 0.530 | 0.3 | |
| 12.69 ^c | | 0.013 | 0.165 | 0.1 | |
| 13.48 | | 0.040 | 0.539 | 0.0 | |
| 14.04 | 0.016 | 0.225 | 0.1 | | |
| 14.19 | 0.025 | 0.355 | 0.1 | | |

Tabla 3.2. Líneas de emisión de PAHs, modeladas como *drudes*. γ_r representa el ancho relativo con respecto a λ_{cen} y el FWHM es el ancho absoluto a mitad de potencia en μm . Los superíndices ^a, ^b y ^c indican los complejos de líneas que, de aquí en adelante, se asignarán a las longitudes de onda: 7.7, 11.3 y 12.7 μm respectivamente. Las longitudes de onda central fueron corregidas por el redshift de la fuente.

tidad de parámetros libres de este ajuste. Cuando se requiera un análisis más detallado y el tiempo de cómputo no sea un problema (Capítulo 4), serán dejados libres al ajuste.

En el rango espectral del cubo, además de la emisión del polvo, tendremos líneas de emisión de iones, como Hierro, Argón, Azufre, Neón y Cloro, y las líneas rotacionales del Hidrógeno molecular. Todas estas líneas de emisión fueron modeladas como gaussianas, corregidas por redshift, con anchos fijos y con la amplitud como parámetro libre. En la Tabla 3.3 se pueden ver las longitudes de onda centrales en reposo y los anchos a mitad de potencia, extraídos de [Smith et al. \(2007b\)](#).

El modelo elegido para ajustar cada *spaxel* del cubo espectral es la suma de:

- una ley de potencias para representar el continuo,
- las líneas de emisión del gas ionizado,
- las líneas de emisión rotacionales puras del H₂,
- los modelos *Pahdust* y *Sidust* para representar la emisión de PAH y absorción de silicatos, respectivamente.



| Línea | λ_{cen} [μm] | FWHM [μm] |
|---------------------|--|------------------------|
| [FeII] | 5.32 | 0.053 |
| H ₂ S(7) | 5.511 | 0.053 |
| H ₂ S(6) | 6.109 | 0.053 |
| H ₂ S(5) | 6.909 | 0.053 |
| [ArII] | 6.985 | 0.053 |
| H ₂ S(4) | 8.026 | 0.100 |
| [ArIII] | 8.991 | 0.100 |
| H ₂ S(3) | 9.665 | 0.100 |
| [SIV] | 10.511 | 0.100 |
| H ₂ S(2) | 12.278 | 0.100 |
| [NeII] | 12.813 | 0.100 |
| [NeV] ^a | 14.3 | 0.100 |
| [CIII] ^a | 14.368 | 0.100 |

Tabla 3.3. Líneas de emisión del gas ionizado y el gas molecular modeladas como gaussianas. Las longitudes de onda centrales fueron corregidas por el redshift de la fuente. Las líneas marcadas con ^a fueron modeladas como una sola línea debido a la cercanía entre sus centros y la baja resolución espectral.

De este modo, trabajamos con 18 parámetros libres: dos asignados a la ley de potencia, 12 amplitudes de las líneas de emisión detalladas en la Tabla 3.3, 2 amplitudes del modelo *Pahdust* y la temperatura y amplitud del modelo *Sidust*. Decidimos ajustar sólo una ley de potencias al continuo ya que el ajuste no producía diferencias significativas al agregar radiación de cuerpo negro. De la misma manera, considerar la extinción por el medio local no mejoraba significativamente el ajuste mientras que sí afectaba de gran manera al tiempo de computo.

Luego de analizar los *spaxels* de las distintas zonas de la galaxia, decidimos utilizar la región (5 : 25, 5 : 25) como representativa del cubo para proveer parámetros iniciales. Esta región se eligió debido a que cubre la mayor parte del cubo. Se fijaron ciertos parámetros iniciales y dependiendo de ellos, el ajuste demora entre 2 – 4 segundos. El resultado de este ajuste se ve en la Fig. 3.5, donde se incluyen los residuos del ajuste, así como el modelo ajustado (en rojo) y sus componentes *Pahdust* (en rosa), emisión de iones (en violeta) y emisión de H₂ (en verde). Este ajuste nos da como resultados un estadístico $\chi_{\text{red}}^2 = 2.95$, y aunque no es un valor ideal, consideramos que es suficiente para definir los parámetros iniciales para el ajuste del resto del cubo. También se destaca que el comportamiento de los residuos empeora hacia los extremos del intervalo de longitud de onda.

Una vez establecido el modelo y los parámetros iniciales, se derivó la secuencia de inicio del ajuste de cada *spaxel* del cubo. Las tres columnas sobre el margen derecho⁽ⁱ⁾ del cubo presentaban mayoría de valores NAN, por lo que no cumplieron las condiciones del chequeo de seguridad y no fueron ajustadas. Finalmente, cada *spaxel* del cubo

⁽ⁱ⁾Estas columnas corresponden a las coordenadas (33,:), (34,:) y (35,:)

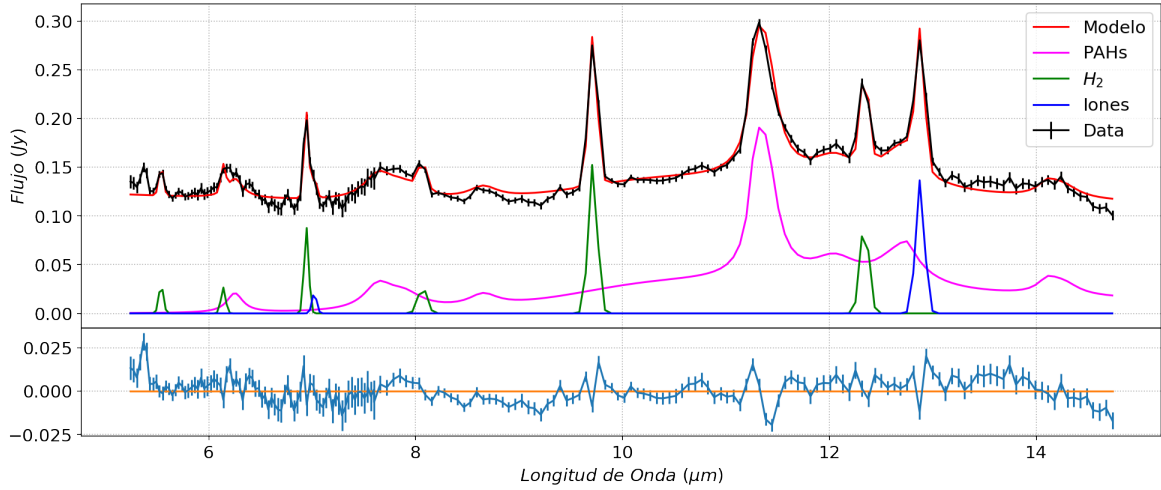


Figura 3.5. Ajuste de los *spaxeles* integrados entre (5 : 25, 5 : 25) para establecer parámetros iniciales. En negro, los datos observados del instrumento IRS. En rojo, el modelo ajustado. También se visualizan de manera independiente, el ajuste de las líneas rotacionales puras de H_2 en verde, las líneas de iones en azul y los PAHs en rosa. En el panel inferior se muestran los residuos del ajuste, con sus respectivos errores.

de dimensiones (32, 30, 194) fue ajustado; este proceso demoró alrededor de ~ 700 segundos en un CPU de dos núcleos. En la Fig. 3.6 podemos ver algunos resultados orientativos del ajuste. Por un lado, el flujo integrado en longitud de onda es similar entre el observado y el modelado, a lo largo de dos órdenes de magnitud. Sin embargo, en los residuos podemos ver que en la zona central de la galaxia, existen algunas diferencias sistemáticas entre el ajuste y lo observado. A su vez, en los *spaxeles* centrales, el valor de χ_{red}^2 crece abruptamente.

Este problema se debe al error de considerar que cada *spaxel* tiene la información completa de la región del cielo que le corresponde. La respuesta del detector a una fuente puntual no es puntual, y se llama *PSF* (siglas en inglés de *point spread function*). Que esta respuesta no sea puntual implica que la información se va a distribuir sobre una región del detector. En la Fig. 3.7 se muestra la PSF del instrumento IRS de Spitzer. En la práctica, no sólo cada *spaxel* no tiene toda la información que le corresponde, sino que también tiene información que corresponde a *spaxeles* cercanos. Este efecto es más significativo cuanto mayor sea el flujo, ya que esa información se distribuye en una área mayor.

Es por eso que, para el núcleo de la galaxia, que presenta el mayor flujo de todo el cubo de datos, el ajuste de cada *spaxel* es complejo y poco confiable. Por lo que, tendremos especial recaudo a la hora de trabajar con ajustes de esta zona durante el Capítulo 4.

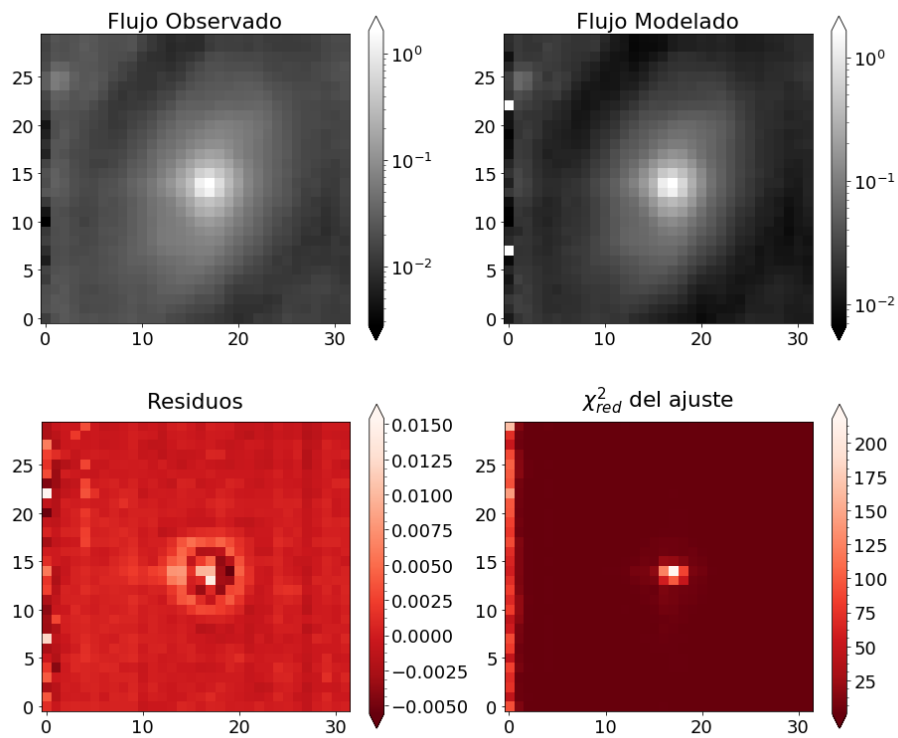


Figura 3.6. Resultados del ajuste del cubo espectral. El flujo total por *spaxel* que resulta del modelo es similar al observado. En los residuos y el estadístico χ^2_{red} podemos ver que la zona nuclear tiene problemas de ajuste, probablemente debido a problemas en el muestreo de la PSF.

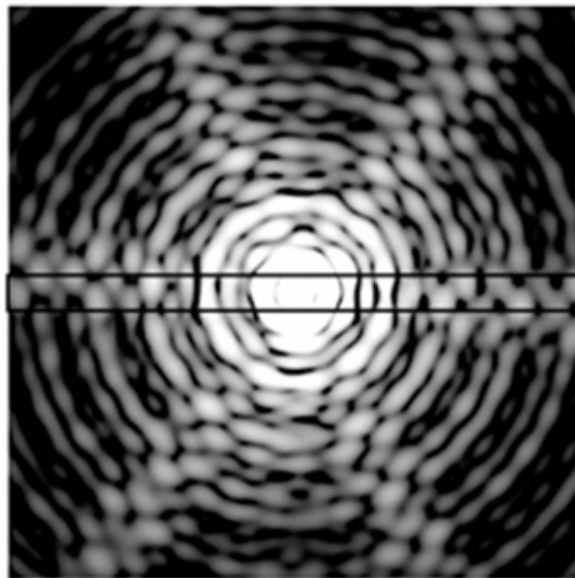


Figura 3.7. Simulación de la *PSF* del instrumento IRS a $8\ \mu\text{m}$ centrada sobre la ranura SL, cuyo ancho es de 3.6 arcseg. La *PSF* está compuesta de patrones de anillos (debido a la apertura del telescopio) y líneas radiales (debido a soportes del espejo secundario). Para distancias del orden de 1.5-2 anchos de la ranura, medidas desde el centro de la fuente, el flujo cae al 1% del valor máximo alcanzado en el centro de la *PSF*. Créditos: IRS Handbook.

Capítulo 4

Resultados y discusión

En este capítulo se muestran los resultados del ajuste al cubo de datos, entendiendo como tales a los flujos observados en líneas de emisión de iones, de H₂ y PAHs. Estos flujos serán usados para describir los procesos físicos que podrían estar ocurriendo en la galaxia M58.

Discriminaremos espacialmente las regiones donde los espectros tienen diferencias características, y realizaremos un nuevo ajuste, donde el tiempo de cómputo no sea un problema, a los espectros integrados de estas regiones. Finalmente, realizaremos diagramas de diagnóstico para tratar de determinar que procesos físicos dominan en estas regiones.

4.1. El fenómeno MOHEG

Como hemos visto, la galaxia M58 pertenece a la muestra SINGS y a su vez, presenta emisión extendida en continuo de radio (Fig. 2.6). La emisión del radio-jet de la galaxia parece ser simétrica y muestra cierta orientación (Ho & Ulvestad, 2001; Vollmer et al., 2013). De acuerdo a los resultados de Roussel et al. (2007), en M58 se observa exceso de emisión en H₂ y se trata de una MOHEG.

Ogle et al. (2010) mostraron que un tercio de las radiofuentes 3CR cercanas ($z < 0.22$) son objetos luminosos en H₂, es decir, son MOHEGs. Este estudio sistemático de las distintas estructuras del espectro IR permitió establecer ciertos criterios sobre la emisión observada para poder determinar el origen desencadenante de la emisión de H₂. Esos criterios utilizan la luminosidad emitida por el objeto central en rayos-X duros (2–10 keV), la luminosidad correspondiente a la emisión del polvo en el MIR (24 μm), y la emisión de PAHs. Por un lado, se observa que el cociente entre la luminosidad de H₂ y la luminosidad del AGN en 2–10 keV en MOHEGs es de:

$$\frac{L(\text{H}_2)}{L(2 - 10 \text{ keV})} \sim 0.02 - 100$$



Sin embargo, si se considera el caso extremo en el que toda la radiación de rayos-X emitida por el núcleo se invierte en el calentamiento del H_2 , los valores de ese cociente bajan significativamente:

$$\frac{L(H_2)}{L(2-10 \text{ keV})} < 0.01$$

Por otra parte, la relación de luminosidades entre el H_2 y la estructura de PAHs en $7.7 \mu\text{m}$, asociada a las regiones de formación estelar, también muestra comportamientos diferenciados. Para galaxias con formación estelar normal, se obtiene:

$$\frac{L(H_2)}{L(\text{PAH } 7.7)} \sim 0.014$$

Pero para el conjunto de MOHEG formado por radiofuentes, la relación de luminosidades aumenta notoriamente:

$$\frac{L(H_2)}{L(\text{PAH } 7.7)} > 0.04$$

Este resultado muestra que el mecanismo de calentamiento del gas molecular no puede ser el mismo en MOHEGs que en galaxias con formación estelar normal.

Algo similar ocurre cuando se evalúa el cociente de luminosidades entre la estructura de PAH en $7.7 \mu\text{m}$, y el continuo MIR en $24 \mu\text{m}$, producido por la emisión del polvo. El cociente $L(\text{PAH } 7.7)/L(24 \mu\text{m})$ en aquellas MOHEGs radioemisoras es entre 10 y 100 veces mayor que el mismo cociente evaluado en galaxias con formación estelar normal. Esto indica que, en radio-MOHEGs, la emisión del polvo no se debe únicamente a los procesos asociados con formación estelar.

Es decir, ni la radiación UV en las PDRs, típicas en regiones de formación estelar, ni el continuo de rayos-X duros (2-10 keV) proveniente del AGN son suficientes para explicar la luminosidad observada en H_2 .

La primera galaxia de la muestra SINGS estudiada con estos criterios fue NGC 4258 (Ogle et al., 2014). Fue el primer caso donde se pudo resolver espacialmente la interacción del jet y el medio interestelar utilizando la emisión del Hidrógeno molecular. En esta oportunidad, vamos a utilizar la información derivada del ajuste espectral de M58 utilizando la herramienta MPF, para identificar espacialmente las regiones dominadas por distintas emisiones.

4.2. Mapas de emisión

Utilizando el procedimiento explicado en § 3.3, hemos obtenido los parámetros derivados del ajuste para cada *spaxel* del cubo de datos de la galaxia M58. Como hemos mencionado, el modelo de continuo elegido fue una ley de potencia de dos parámetros libres, con la principal intención de obtener un “punto de cero” de flujo para modelar



correctamente las líneas de emisión. Los parámetros libres de amplitud, junto con los fijos de ancho y longitud de onda central (corregida por redshift), nos permiten calcular los flujos correspondientes a cada línea, con el objetivo de obtener mapas de emisión. Todos los mapas mostrados (salvo expresa mención en contrario) tienen las mismas dimensiones espaciales. Además, sólo mostramos los mapas de aquellas líneas para las cuales MPF pudo medir emisión de manera confiable en alguna zona del cubo.

En la Fig. 4.1 mostramos los mapas correspondientes a las emisiones de los iones [Fe II] $5.34 \mu\text{m}$, [Ar II] $6.98 \mu\text{m}$, y [Ne II] $12.8 \mu\text{m}$. En los tres mapas, la emisión de iones se encuentra concentrada en la zona más interna, cercana al núcleo de la galaxia. En los mapas de las líneas de [Ar II] y [Ne II] el ruido es menor que en el mapa de [Fe II] porque las líneas son más intensas. En esos dos mapas parece haber una concentración secundaria de emisión en el extremo Norte, sobre una región que coincide con parte del brazo espiral de la galaxia.

Del mismo modo, en la Fig. 4.2 mostramos los mapas de flujo correspondientes a las estructuras de emisión de PAHs en 7.7 y $11.3 \mu\text{m}$, que representan los estados ionizados y neutros respectivamente. No se muestran los mapas de otras estructuras de PAHs, ya que no son parámetros libres del ajuste y por lo tanto sus mapas serán proporcionales a los mostrados. En ambos mapas, la emisión es intensa en la zona central y en el extremo Norte se observa una segunda estructura brillante. Al igual que para los mapas de iones, esta segunda estructura coincide con una parte del brazo espiral de la galaxia. La emisión de PAHs está fuertemente asociada a las zonas de formación estelar (Peeters et al., 2004), por lo que es natural encontrar emisión de PAHs en los brazos espirales. También se puede ver que la emisión de los PAH neutros se extiende en dirección E-O, curvándose hacia los extremos del mapa. En cambio, la emisión de PAHs ionizados está más concentrada, y aunque se extiende en la misma dirección E-O, la intensidad de la emisión decae más rápidamente que la de su contraparte neutra.

La emisión de líneas rotacionales puras del H_2 se muestra en la Fig. 4.3. Allí presentamos los mapas de flujo de las líneas S(7) en $5.5 \mu\text{m}$, S(6) en $6.1 \mu\text{m}$, S(5) en $6.9 \mu\text{m}$, S(4) en $8.0 \mu\text{m}$, S(3) en $9.6 \mu\text{m}$ y S(2) en $12.3 \mu\text{m}$, correspondientes a las transiciones rotacionales puras del H_2 . La línea más intensa del H_2 en el rango observado es S(3). La emisión se concentra hacia la zona central, y se extiende a lo largo de estructuras bien definidas que se curvan en forma de “S” o bien en una estructura de tipo capullo (*cocoon*). Se trata de una estructura similar a la observada en la emisión de PAH neutros, pero mejor definida y resuelta espacialmente. También puede distinguirse en los mapas de S(2) y S(5) principalmente. Las líneas S(7), S(6) y S(4) son más débiles y la emisión fuera de la zona central se pierde con el ruido de fondo.

La emisión de H_2 no se encuentra concentrada en una región pequeña de la galaxia, sino que su extensión cubre una importante región, de varios kiloparsecs, alrededor del centro de la galaxia. La emisión extendida del H_2 mostrada en la Fig. 4.3 tiene flujos del orden de $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, lo que se corresponde con la intensidad calculada

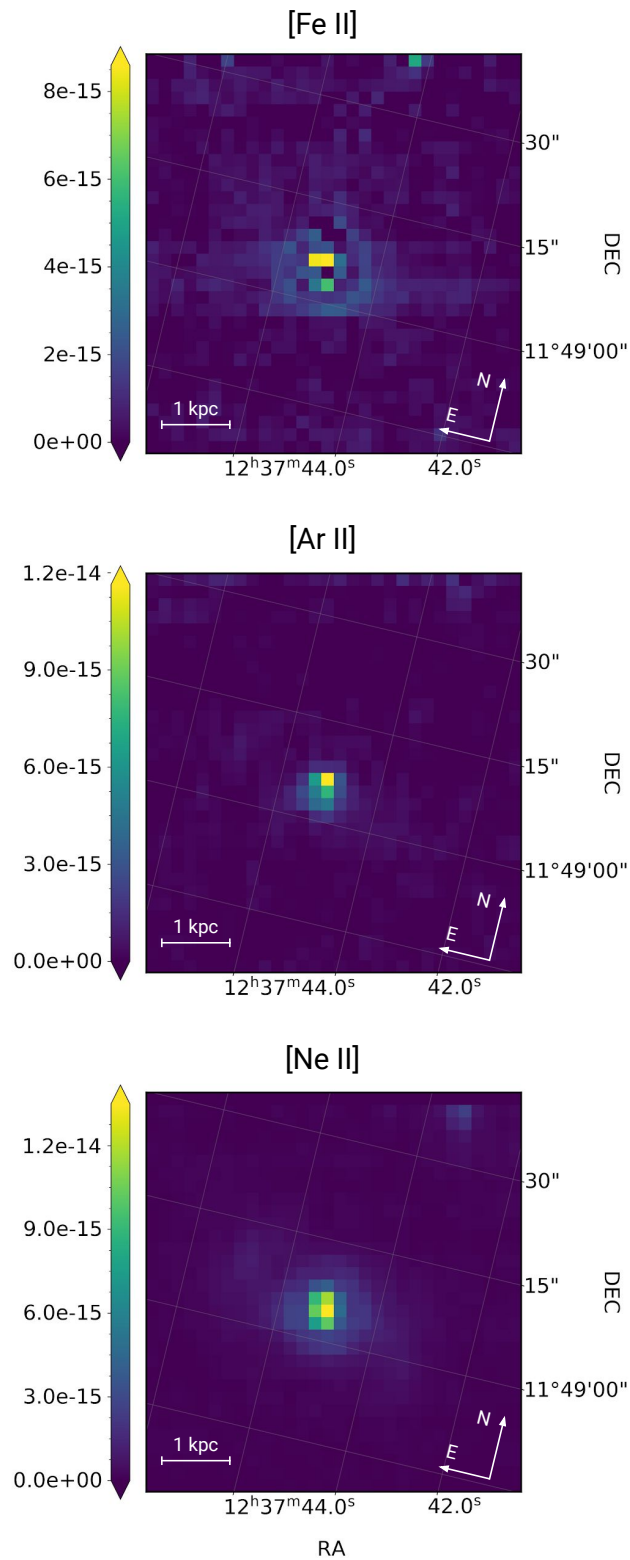


Figura 4.1. Mapas de flujo de las líneas de emisión de [Fe II] 5.34 μm , [Ar II] 6.98 μm , y [Ne II] 12.8 μm . En la barra de colores, el color amarillo indica el valor más alto de flujo detectado, en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. En la escala de distancias, 9.86 arcseg corresponden a 1 kpc. Se indica la orientación de los mapas junto con la grilla de coordenadas celestes en J2000.0, superpuesta en gris.

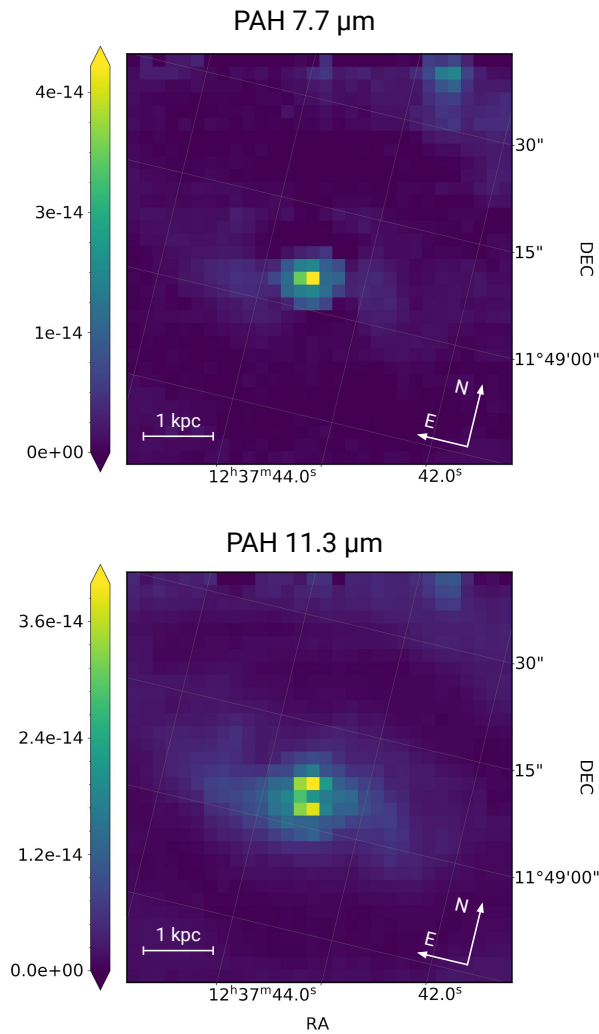


Figura 4.2. Mapas de flujo de la emisión de las estructuras de referencia de PAHs ionizados (en 7.7 μm) y neutros (en 11.3 μm). Las unidades del flujo son unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. El color amarillo muestra el máximo de emisión. En la escala de distancias, 9.86 arcseg corresponden a 1 kpc. Se indica la orientación de los mapas junto con la grilla de coordenadas celestes en J2000.0, superpuesta en gris.

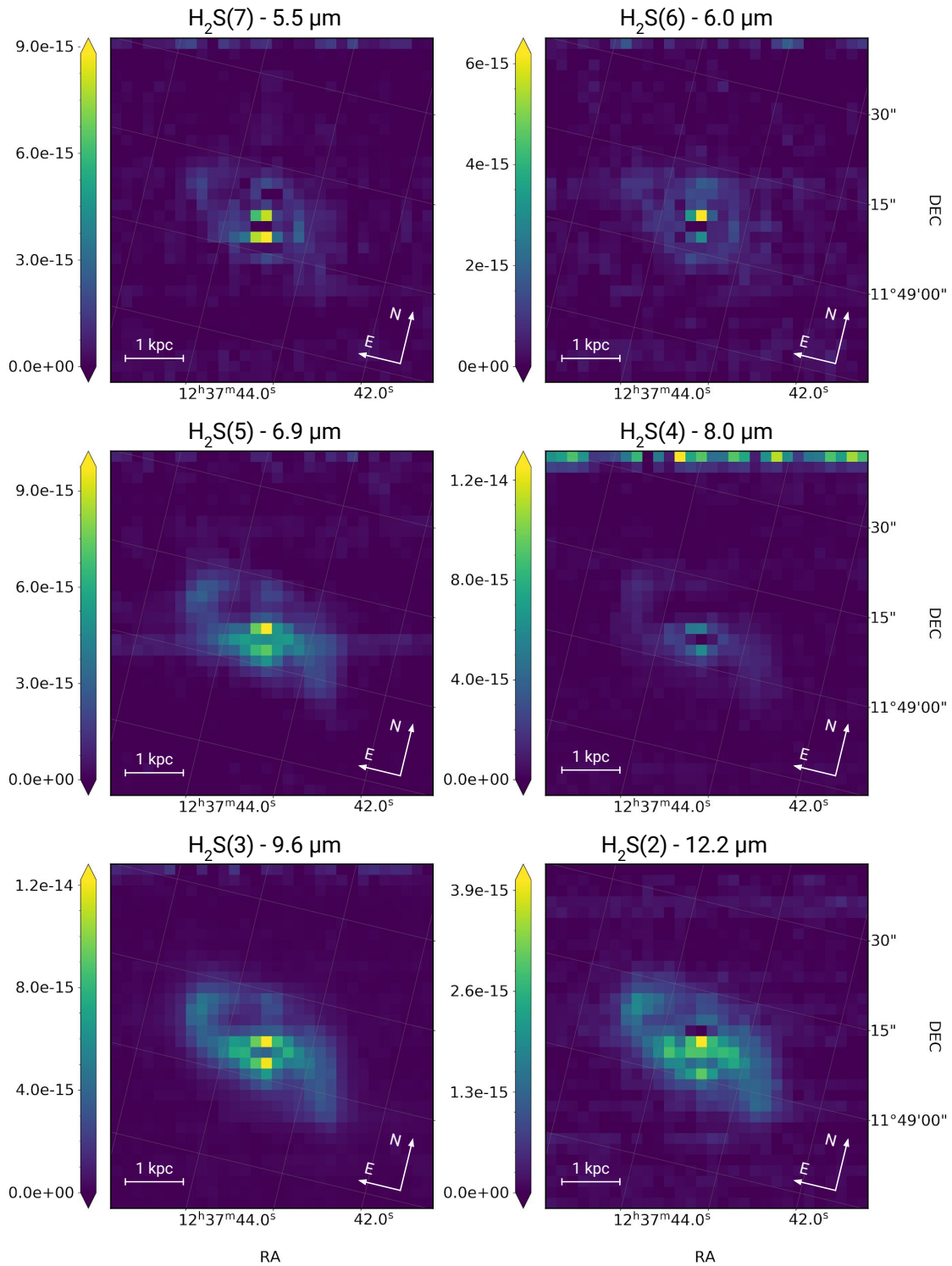


Figura 4.3. Mapas de flujo de la emisión de Hidrógeno molecular. Las unidades del flujo son unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. El color amarillo muestra el máximo de emisión. En la escala de distancias, 9.86 arcseg corresponden a 1 kpc. Se indica la orientación de los mapas junto con la grilla de coordenadas celestes en J2000.0, superpuesta en gris.



por Roussel et al. (2007). Además, la orientación del capullo acompaña a la estructura barrada de la galaxia anfitriona.

Para poder comparar los distintos tipos de emisión observados en forma conjunta y evaluar la distribución espacial de cada uno de ellos, realizamos mapas de color que se muestran en la Fig. 4.4. En el panel superior, se puede ver el centro, en rojo, dominado por la emisión de [NeII], con un bulbo a su alrededor con fuerte emisión de PAH neutro y la emisión de Hidrógeno molecular en la forma de S, antes ya vista. La emisión del polvo decae hasta llegar a los brazos espirales, donde vuelve a ser relevante. En el panel del medio, se puede ver que la emisión de PAH ionizado es importante en la zona central y en el extremo Norte, en la zona del brazo espiral. En el panel inferior, se puede ver que toda la emisión de las transiciones rotacionales observadas del H₂ están contenidas dentro de un capullo alrededor del centro de la galaxia.

4.3. Separación de regiones

Según lo visto en la Fig. 4.4, es claro que los resultados del ajuste son diferentes en distintas regiones del cubo. Esto podría deberse a que, en distintas zonas de la galaxia ocurren distintos procesos físicos que producen los fotones que llegan a cada *spaxel*. Por este motivo, definimos criterios de separación de regiones basados en los parámetros obtenidos por el ajuste de MPF, con el objetivo de resolver espacialmente zonas con emisión de diferentes características. Estos criterios son:

- **Núcleo:** Región central alrededor del centro de la galaxia
- **Brazo espiral:** región de *spaxels* agrupados sobre el extremo norte que cumplan:
 - $F_{\text{PAH}11.3} > 1.55 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1}$
 - $F_{\text{PAH}7.7}/F_{\text{PAH}11.3} > 0.7$
- **H₂:** región que cumpla:
 - $F_{\text{H}_2\text{S}(3)} > 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$
- **Bulbo:** región que cumpla:
 - $F_{\text{PAH}11.3} > 1.55 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1}$
 - $F_{\text{H}_2\text{S}(3)} < 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

Además de estos criterios específicos, se tuvieron en cuenta ciertos criterios generales de vecindad evitando los *spaxels* aislados y los del borde del cubo. Una vez que sean definidas las regiones, podremos obtener su espectro integrado (suma de todos sus *spaxels*) para mejorar la señal. Además, estos espectros integrados serán sólo cuatro

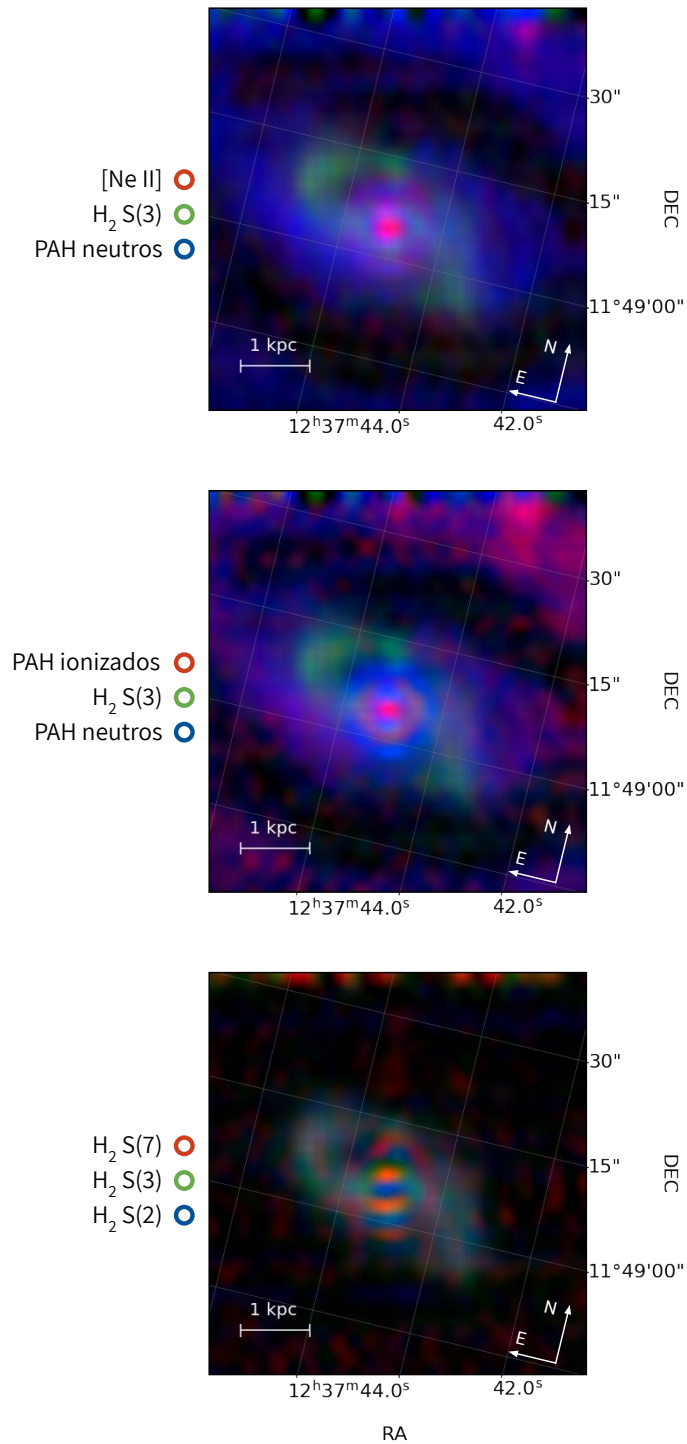


Figura 4.4. Imágenes a color construidas en base al algoritmo desarrollado por [Lupton et al. \(2004\)](#), para comparar emisiones de distinto orden. En la escala de distancias, 9.86 arcseg corresponden a 1 kpc. *Superior:* [Ne II] en rojo, $\text{H}_2\text{S}(3)$ en verde y PAHs neutro en azul. *Medio:* PAHs ionizados en rojo, $\text{H}_2\text{S}(3)$ en verde y PAHs neutros en azul. *Inferior:* Emisión de $\text{H}_2\text{S}(7)$ en rojo, S(3) en verde y S(2) en azul. Superpuesto en gris, se muestra la grilla de coordenadas celestes en J2000.0.



(uno por cada región) por lo que el tiempo de cómputo no será un problema y podremos realizar nuevos ajustes con una mayor cantidad de parámetros libres.

La zona central de la galaxia, que llamaremos **núcleo**, incluye al AGN y las regiones circumnucleares. A diferencia de otras regiones, el núcleo está definido de forma arbitraria de acuerdo al comportamiento de la *PSF*. Esta región posee un flujo intenso que se distribuye a *spaxels* vecinos debido a la *PSF*, como mencionamos en § 3.4. Por lo tanto, se lo definió con una apertura circular de 6.3 arcsec (3.5 *spaxels*, que equivale a casi dos veces la ranura) de radio, centrada en el AGN.

Como vimos en § 4.2, en el extremo Norte del cubo de datos tenemos fotones que provienen de una parte del **brazo espiral** de la galaxia. Para definir esta región, se eligió un criterio mixto (espacial y espectral); se consideraron los *spaxels* agrupados sobre el extremo Norte para los cuales el cociente entre PAHs ionizados y neutros sea: $F_{\text{PAH}7.7}/F_{\text{PAH}11.3} > 0.7$. De este modo quedan seleccionados aquellos *spaxels* con espectro típico de regiones de formación estelar. Este criterio será útil a la hora de comparar la influencia del AGN entre las distintas regiones. Por otra parte, se impuso un límite inferior para el flujo del PAH neutro ($F_{\text{PAH}11.3} > 1.55 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1}$) para asegurar la detección confiable de PAH y evitar “spaxeles” ruidosos.

Como vimos en la Fig. 4.3, la emisión extendida de H_2 ocupa una extensión considerable en la parte de la galaxia capturada en el cubo de datos. El criterio para seleccionar los *spaxels* que presentan emisión de H_2 es $F_{\text{H}_2\text{S}(3)} > 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, siempre y cuando no pertenezcan a las otras regiones ya definidas. En esta región, haremos una subdivisión: una para la emisión de **H_2 intenso** ($F_{\text{H}_2\text{S}(3)}/F_{\text{PAH}11.3} > 0.7$) y otra como su complemento ($F_{\text{H}_2\text{S}(3)}/F_{\text{PAH}11.3} \leq 0.7$) que será llamada **H_2** . Esta subdivisión es para identificar espacialmente la región más intensa de H_2 .

En el panel superior de la Fig. 4.4, se puede ver que la emisión de Hidrógeno molecular se encuentra rodeada de una zona con fuerte emisión de PAH neutro. Para buscar los *spaxels* que son característicos de esta zona, es decir que exista emisión de PAH y que no sea dominada por emisión de H_2 , se utilizaron los criterios $F_{\text{H}_2\text{S}(3)} < 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ y $F_{\text{PAH}11.3} > 1.55 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1}$. Este último es para asegurar la detección confiable, al igual que hicimos en la zona del brazo espiral. De aquí en adelante, esta zona será denominada **Bulbo**.

En la Fig. 4.5 mostramos el mapa de emisión, separado en regiones de acuerdo con los criterios detallados anteriormente. Con este mapa obtenemos dos resultados importantes: por un lado, podemos resolver espacialmente regiones de la zona central de M58 con distinto tipo de emisión. Por el otro, podemos usar cada región como una máscara para definir los espectros integrados de cada región sumando sus *spaxels*. A la hora de obtener el error propagado, se utilizó como estimador la raíz de la suma de los cuadrados de las incertezas de cada *spaxels*. En la Fig. 4.6 se pueden ver los espectros integrados, obtenidos para cada una de las regiones, que serán analizados a continuación.

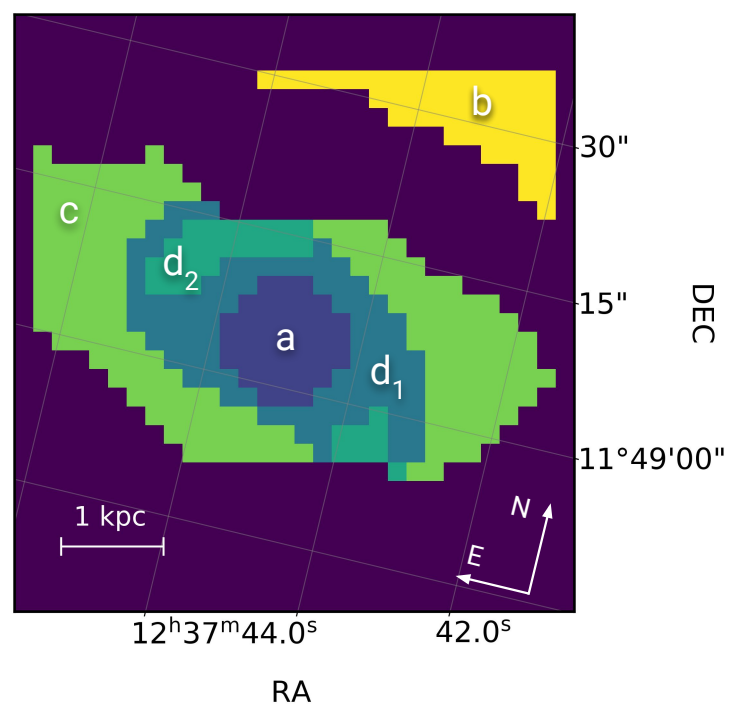


Figura 4.5. Separación de regiones del cubo espectral modelado. a) Núcleo. b) Brazo espiral. c) Bulbo. d) Región H₂. La subregión d₂ es donde se encuentra la mayor intensidad en las líneas del Hidrógeno molecular. También se muestra la escala espacial de estas regiones, donde 1 kpc = 9.86 arcseg.

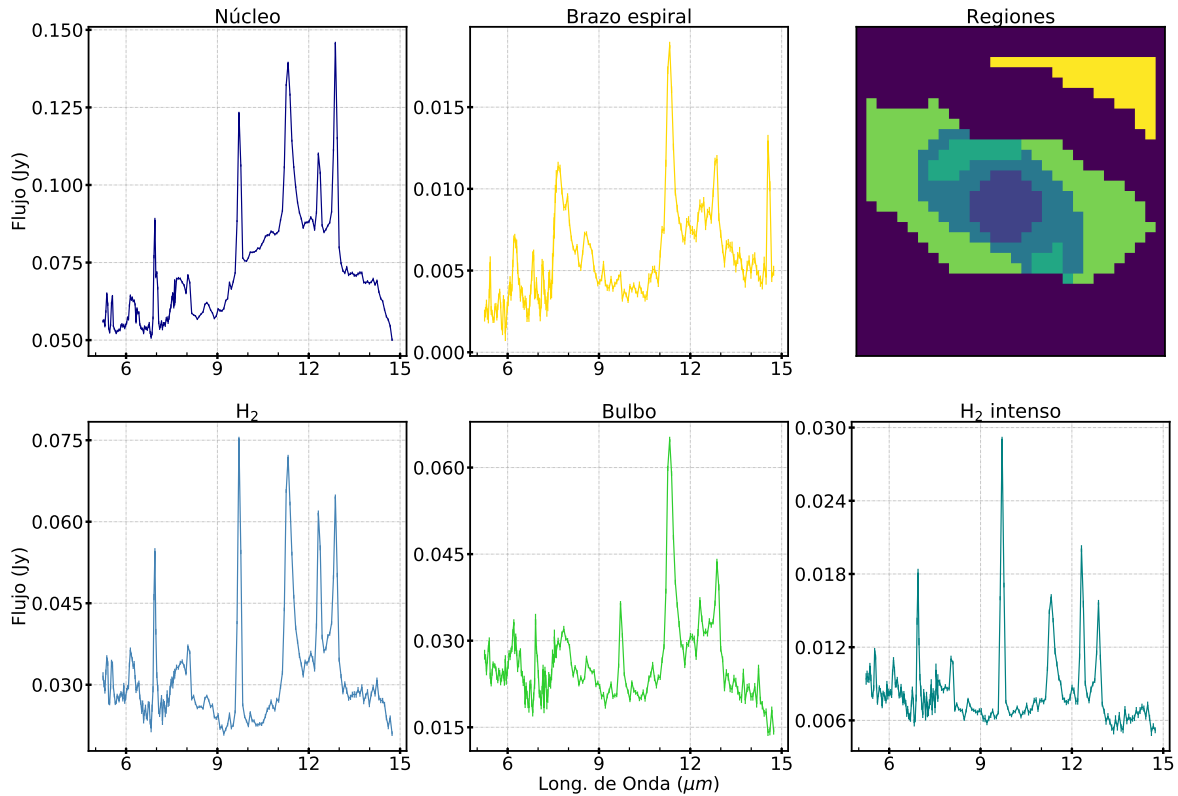


Figura 4.6. Extracción de los espectros integrados por regiones. En la §4.4 se muestra un análisis detallado de cada espectro con su respectivo ajuste.

4.4. Ajustes de espectros integrados

Con los espectros integrados por regiones, podemos realizar un mejor ajuste, teniendo modelos distintos para cada región y una mayor cantidad de parámetros libres, si es que lo necesitamos. Se hicieron ajustes de cuatro regiones: núcleo, brazo espiral, bulbo y la región de emisión de H_2 (es decir, la suma de las subregiones H_2 y H_2 intenso). En todos los ajustes se eligió un modelo formado por la suma de una ley de potencia, las emisiones de PAHs, H_2 e iones. Todas las líneas de emisión tienen a la amplitud como parámetro libre y un rango de ajuste limitado de $0.01 \mu\text{m}$ para el centro de las líneas. Para el núcleo, se agregó la emisión de silicatos (*silicatos*) con un valor inicial de temperatura de 200 K para mejorar el ajuste del continuo entre 9 y $15 \mu\text{m}$.

En las Fig. 4.7, 4.8, 4.9 y 4.10 se muestran los ajustes obtenidos y sus residuos, junto con las componentes del modelo ajustado. Todos los residuos son de un orden de magnitud menor que el flujo observado, salvo en la Fig. 4.7 donde se observa una estructura en emisión en $14.55 \mu\text{m}$. Esta línea no fue ajustada por ninguna de las incluidas en el modelo. La emisión en $14.55 \mu\text{m}$ podría deberse a la contribución conjunta de $[\text{Ne V}] + [\text{Cl II}]$, pero de acuerdo al redshift del objeto quedaría desplazada en más de $0.1 \mu\text{m}$ de la estructura observada. Sin embargo, esta línea no es relevante en el resto de los espectros por lo que no fue estudiada en profundidad.

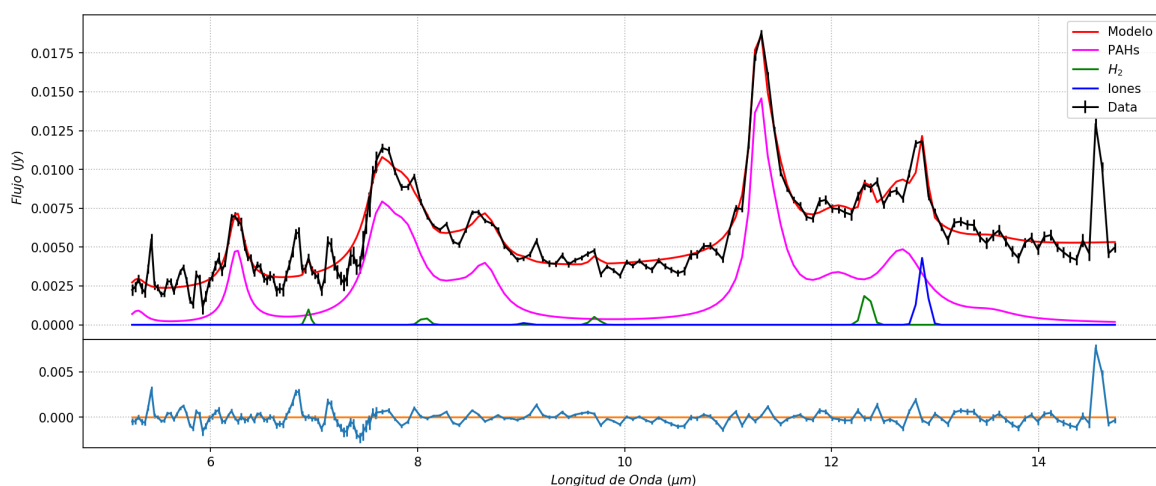


Figura 4.7. Ajuste del **Braço espiral**. En negro, los datos observados del instrumento IRS. En rojo, el modelo ajustado. También se visualizan de manera independiente, el ajuste de las líneas rotacionales puras de H_2 en verde, las líneas de iones en azul y los PAHs en rosa. En el panel inferior se muestran los residuos del ajuste, con sus respectivos errores.

En las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3 se muestran los valores de flujo de las estructuras de PAHs, de iones y de líneas rotacionales del Hidrógeno molecular, respectivamente, junto con sus incertezas. Los órdenes de magnitud obtenidos son comparables a los estudios previos sin diferenciación espacial realizados por Smith et al. (2007b) y Roussel et al. (2007).

4.5. Discusión sobre la emisión extendida de H_2

El espectro obtenido de la región del **brazo espiral** (Fig. 4.7) muestra un típico espectro de formación estelar dominado por estructuras de PAHs, y algunas líneas de elementos de baja ionización. Los fotones UV provenientes de los campos de radiación de estrellas jóvenes son absorbidos en la PDR, y una parte de esa energía es re-emitida en las líneas de PAH presentes en el espectro obtenido. Estas líneas de PAH pueden servir de estimador de la tasa de formación estelar, siempre y cuando no estén bajo la influencia de un AGN, donde otros procesos físicos podrían intervenir en la destrucción de granos (Pope et al., 2008; Hernán-Caballero et al., 2009).

Por otro lado, el espectro obtenido en la región H_2 (Fig. 4.9) se encuentra dominado por las líneas de emisión del Hidrógeno molecular, con emisión también intensa de PAH 11.3 μm y [Ne II] 12.8 μm . Sin embargo, el cociente entre la emisión de H_2 y PAH es mucho mayor que 0.04, valor usado como referencia para definir a las MOHEGs (§ 4.1). Por lo tanto, la emisión de Hidrógeno molecular de esta región no puede ser explicada por excitación mediante campos de radiación UV. Esto se corresponde con el análisis multi-frecuencia mostrado en el Apéndice A, donde la región del brazo espiral muestra

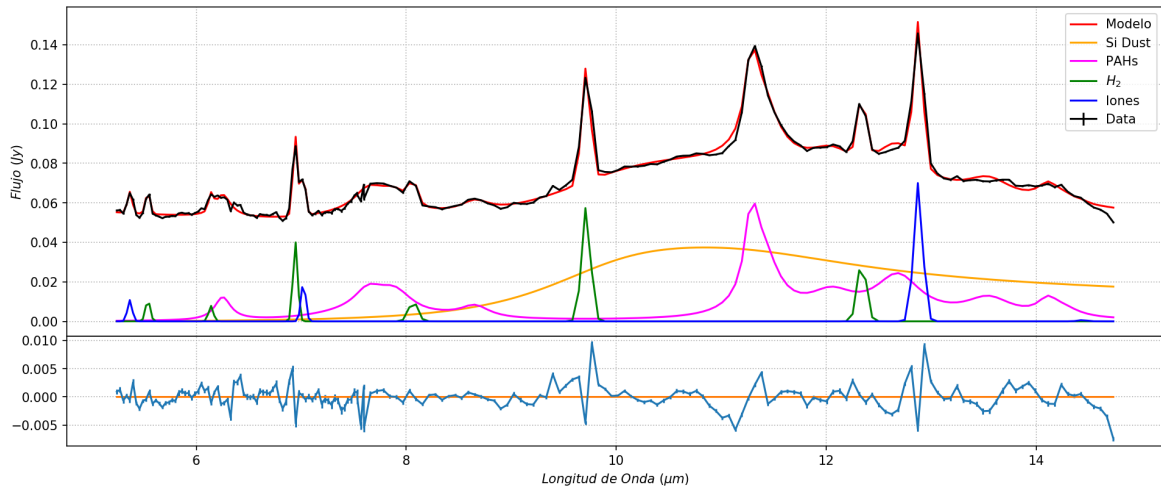


Figura 4.8. Ajuste del **Núcleo**. En negro, los datos observados del instrumento IRS. En rojo, el modelo ajustado. También se visualizan de manera independiente, el ajuste de las líneas rotacionales puras de H_2 en verde, las líneas de iones en violeta y los PAHs en rosa. En amarillo, el ajuste del modelo *Sidust*. En el panel inferior se muestran los residuos del ajuste, con sus respectivos errores.

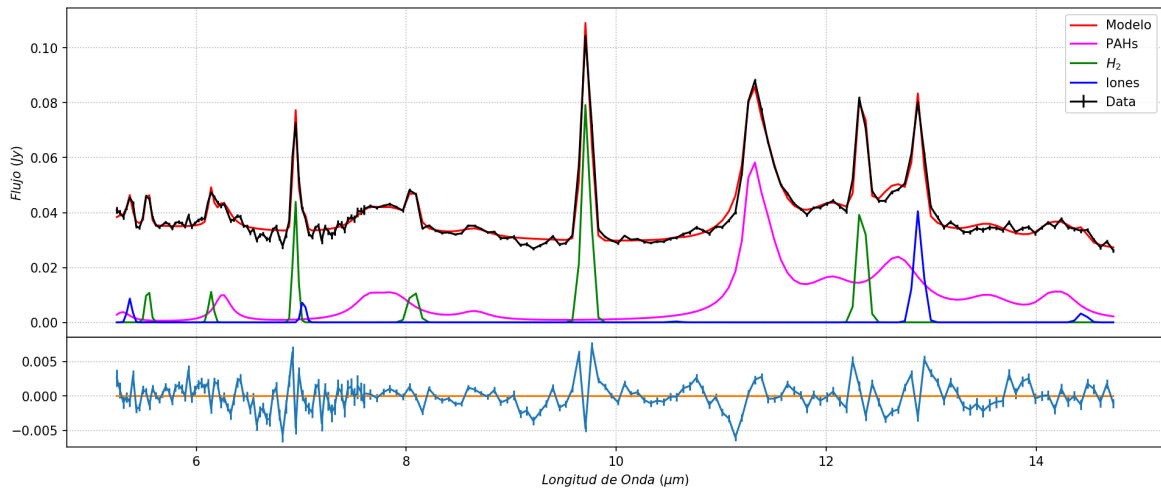


Figura 4.9. Ajuste de la región H_2 . En negro, los datos observados del instrumento IRS. En rojo, el modelo ajustado. También se visualizan de manera independiente, el ajuste de las líneas rotacionales puras de H_2 en verde, las líneas de iones en violeta y los PAHs en rosa. En el panel inferior se muestran los residuos del ajuste, con sus respectivos errores.

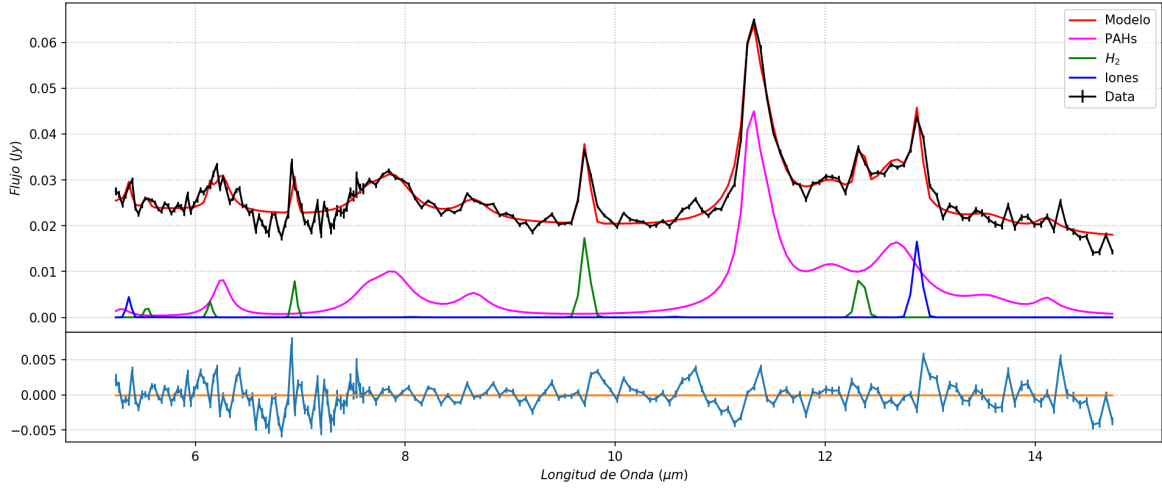


Figura 4.10. Ajuste del **Bulbo**. En negro, los datos observados del instrumento IRS. En rojo, el modelo ajustado. También se visualizan de manera independiente, el ajuste de las líneas rotacionales puras de H_2 en verde, las líneas de iones en violeta y los PAHs en rosa. En el panel inferior se muestran los residuos del ajuste, con sus respectivos errores.

| PAHs [μm] | Flujo [10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2}] | | | |
|---------------------------|---|--------------|--------------|--------------|
| | Región Núcleo | Región H_2 | Región Bulbo | Región Brazo |
| 5.27 | - | 10.80 (6.43) | 5.07 (5.03) | 2.51 (1.80) |
| 6.22 | 26.11 (2.76) | 22.20 (2.96) | 18.20 (2.52) | 10.62 (1.11) |
| 7.70 | 92.69 (25.22) | 44.83 (8.05) | 37.69 (7.23) | 29.93 (3.14) |
| 8.33 | 1.86 (3.13) | - | - | 2.89 (0.97) |
| 8.61 | 13.16 (2.56) | 6.49 (1.65) | 9.32 (1.45) | 6.45 (0.73) |
| 11.30 | 61.72 (3.40) | 61.60 (3.27) | 47.66 (2.70) | 14.31 (1.29) |
| 11.99 | 20.01 (2.15) | 18.75 (2.04) | 12.86 (1.78) | 3.73 (0.84) |
| 12.62 | 32.36 (1.75) | 32.18 (1.64) | 22.23 (1.47) | 6.66 (0.70) |
| 13.48 | 13.59 (2.05) | 9.55 (1.81) | 4.07 (1.63) | 0.64 (0.83) |
| 14.04 | 4.02 (1.28) | 1.93 (1.29) | 1.46 (1.17) | - |
| 14.19 | 3.29 (1.76) | 6.35 (1.78) | 0.25 (1.50) | - |

Tabla 4.1. Flujos de PAHs obtenidos para cada región y sus incertezas. Las unidades de Flujo corresponden a 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2} .

| Línea | λ_{cen} [μm] | Flujo [10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2}] | | | |
|----------------|--------------------------------------|---|--------------|--------------|--------------|
| | | Región Núcleo | Región H_2 | Región Bulbo | Región Brazo |
| [Fe II] | 5.340 | 6.31 (1.31) | 5.08 (1.54) | 2.60 (1.30) | - |
| [Ar II] | 6.985 | 6.74 (0.87) | 2.78 (0.90) | - | - |
| [Ne II] | 12.813 | 13.52 (0.43) | 7.82 (0.38) | 3.20 (0.35) | 0.83 (0.17) |
| [Cl II]+[Ne V] | 14.370 | 0.09 (0.34) | 0.53 (0.39) | - | - |

Tabla 4.2. Flujos de líneas de emisión de iones obtenidos para cada región y sus incertezas. Se omitieron aquellos iones que no presentaron emisión. Las unidades de Flujo corresponden a 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2} .



| Línea | λ_{cen} [μm] | Flujo [10^{-14} erg s ⁻¹ cm ⁻²] | | | |
|-------|--------------------------------------|---|-----------------------|--------------|--------------|
| | | Región Núcleo | Región H ₂ | Región Bulbo | Región Brazo |
| S(7) | 5.511 | 5.95 (1.03) | 7.15 (1.07) | 1.27 (0.84) | - |
| S(6) | 6.109 | 3.52 (0.96) | 5.01 (0.97) | 1.54 (0.80) | - |
| S(5) | 6.909 | 14.15 (1.20) | 15.55 (0.94) | 2.79 (0.79) | 0.35 (0.31) |
| S(4) | 8.026 | 5.05 (1.02) | 6.21 (0.89) | 0.06 (0.65) | 0.24 (0.32) |
| S(3) | 9.665 | 19.64 (0.59) | 27.14 (0.55) | 5.93 (0.42) | 0.17 (0.19) |
| S(2) | 12.278 | 6.45 (0.48) | 9.78 (0.50) | 2.00 (0.40) | 0.46 (0.22) |

Tabla 4.3. Flujos de las líneas rotacionales de H₂ obtenidos para cada región y sus incertezas. Las unidades de Flujo corresponden a 10^{-14} erg s⁻¹ cm⁻².

una caída del FUV mucho menor que para la región de H₂.

El espectro obtenido en la región **núcleo** (Fig. 4.8) se encuentra dominado por el continuo en emisión del modelo *sidust*, ajustado con una temperatura de ~ 210 K. La componente de silicatos de MIR en AGNs se muestra tanto en absorción como en emisión, sin embargo la absorción es fácilmente detectada en AGNs de tipo 2 mientras que la emisión (si existe) es encontrada en AGNs de tipo 1 (Hönig et al., 2010). Esto puede parecer contradictorio, visto que la clasificación de M58 es debatida entre LINER y Seyfert de tipo 1.9, pero existen evidencias que el AGN de M58 se comporta como tipo 1 (Barth et al., 2001). Además, el núcleo presenta claramente emisión de líneas de baja ionización de Fe, Ar y Ne (Fig. 4.3). La emisión de H₂ es intensa, así como también la emisión de PAHs. La región **Bulbo** parece tener las mismas características espectrales que la región H₂, pero la intensidad de las líneas de H₂ y de iones es claramente menor.

Como mencionamos en § 2.2.2, el mecanismo que puede explicar los cocientes altos de H₂ y PAH, observados en MOHEGs, es la excitación por *ondas de choques*. Estos procesos ocurren cuando existe una perturbación que se desplaza con una velocidad más rápida que la del sonido en el medio interestelar. Para el caso particular de la fase molecular, la velocidad del sonido es $v_{son} \sim 0.2$ km/s. Existe una variedad de fenómenos astronómicos en donde pueden generarse estas perturbaciones, desencadenando frentes de choque: explosiones de supernova, estrellas con vientos fuertes, o *jets*, por nombrar algunos.

Los procesos de choque comprimen, calientan y aceleran el medio interestelar. Como se trata de un proceso violento e irreversible, todas las variables hidrodinámicas cambian bruscamente en una región muy delgada donde ocurre el fenómeno. La temperatura del gas en la zona post-shock (gas chocado) aumenta radicalmente.⁽ⁱ⁾ A este tipo de choque se lo conoce como “choque de tipo-J” (*J-shock*).

Sin embargo, la presencia de un campo magnético modifica las condiciones del proceso de choque (choque magnetohidrodinámico). Si el campo magnético es lo su-

⁽ⁱ⁾La forma en que varían las condiciones hidrodinámicas del gas a ambos lados de la discontinuidad están dadas por las relaciones de Rankine-Hugoniot, que definen la conservación de masa, momento y energía a lo largo del *shock*.



ficientemente alto, y la fracción de ionización es lo suficientemente baja, entonces el proceso de choque puede tener características diferentes a las descritas para un choque de tipo-J, y originarse, en cambio, un choque continuo o “choque tipo-C”. Para estos choques, la baja ionización produce un desacoplamiento entre el gas ionizado y el gas neutro. Si las ondas magnéticas compresivas llegan a la región no chocada antes que el *shock*, pueden acelerar el fluido iónico de esta región. La interacción entre el fluido iónico y el neutro puede acelerar y calentar a este último. Esta estructura es conocida como “precursor magnético”, y dependiendo de la intensidad del campo magnético y eficiencia de enfriamiento, puede ser capaz de comprimir el gas no chocado de modo tal que sus parámetros característicos coincidan con la región chocada, sin la necesidad de una discontinuidad como en el choque de tipo-J (Draine, 1980).

Para el propósito de este análisis, la principal diferencia entre los choques de tipo J y C radica en el aumento de la temperatura del gas chocado, porque de esa temperatura dependerá la existencia (o no) de las moléculas de Hidrógeno. En los choques de tipo-C la disipación de la energía cinética es un proceso gradual que se extiende en volúmenes grandes. Como consecuencia, para una misma velocidad de propagación de la onda de choque v_s , la temperatura del gas chocado será menor en el choque tipo-C. Esto significa que la molécula H_2 no puede soportar choques tipo-J con velocidades entre 20-25 km s⁻¹, ya que con esas velocidades se disociaría en el gas chocado. En cambio, si la región de gas molecular es atravesada por un choque continuo, el H_2 podrá sobrevivir a velocidades mayores, que pueden alcanzar los 50 km s⁻¹ (Smith & Brand, 1990).

En particular, en aquellas MOHEGs que presentan jets, como M58, estos choques pueden darse naturalmente por la interacción entre el jet y el medio interestelar. Y, en este caso, se cumplen las condiciones de choque continuo. El criterio de baja ionización se satisface naturalmente en el gas molecular; el “autoapantallamiento” o *self-shielding* protege al gas molecular de campos ionizantes. Además, la presencia de campos magnéticos puede inferirse por la presencia del radio-jet. En la Fig. 4.11 podemos ver un esquema general de un escenario de choque, donde el jet impacta en lo que se conoce como región caliente o *hot spot*. El frente de choque se desplaza con velocidad v_s en la dirección del jet, mientras que transversalmente la velocidad es v_t . La perturbación del frente de onda sobre el medio interestelar generará (o no) una discontinuidad en las variables termodinámicas entre la región chocada y la no chocada, dependiendo del rol del campo magnético.

En la Fig. 4.12 podemos comparar nuestro mapa de la emisión de H_2 con otras longitudes de onda. En el panel de la izquierda, se ve que la emisión extendida de H_2 acompaña la barra de la galaxia, mientras que en radio la emisión de 5 GHz se extiende transversal a la barra, y a una escala mucho mayor. En el panel de la derecha, que corresponde a una amplificación de la zona central, vemos que la emisión en $H\alpha$ y rayos-X acompaña el capullo de la emisión de H_2 , mientras que la emisión en radio se encuentra perpendicular al semieje mayor del capullo.

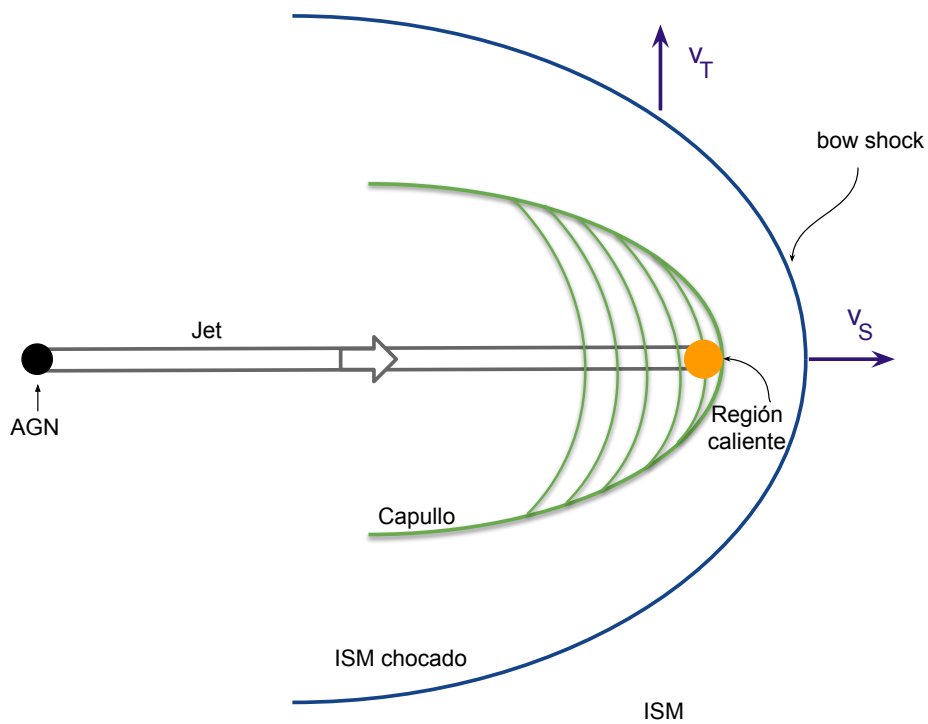


Figura 4.11. Diagrama general de un escenario de choque causado por la interacción entre el jet y el medio interestelar.

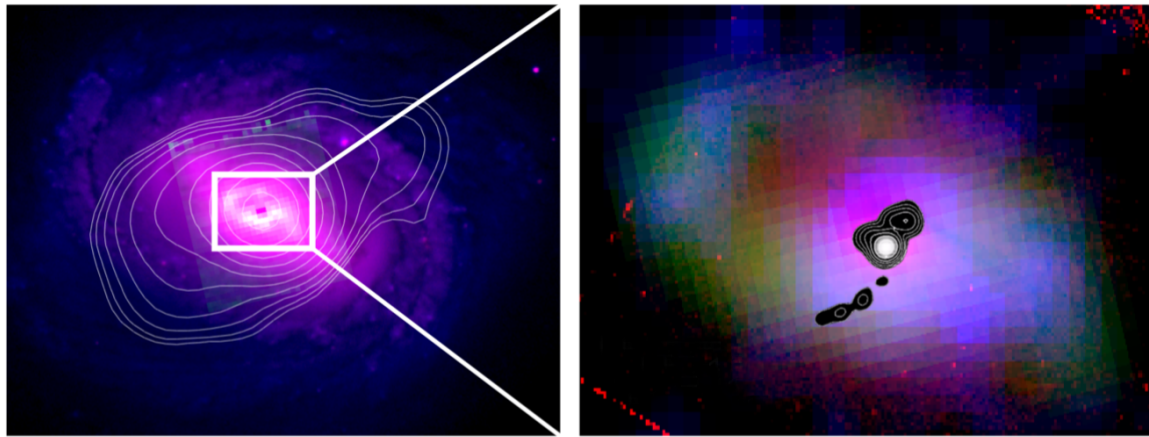


Figura 4.12. Mapas comparativos de la emisión de H_2 con otras bandas. *Izquierda:* Imagen óptica del SDSS usando el filtro r en rojo, el filtro g en azul, emisión modelada del $H_2S(3)$ en verde, con los contornos en radio del VLA en 5 GHz superpuestos (Vollmer et al., 2013). *Derecha:* Amplificación de la zona central. Imagen del HST usando el filtro $H\alpha$ en rojo, emisión modelada del $H_2S(3)$ en verde y emisión en rayos X de Chandra en el rango de 0.5-8 keV en azul. Los contornos superpuestos son observaciones en radio del VLA B-array en 20cm (Ho & Ulvestad, 2001).

Con la resolución obtenida hasta el momento, parecería ser que el eje del jet se encuentra perpendicular al capullo generado por la emisión de H_2 . Por otra parte, Contini (2004) concluyeron que la emisión de líneas en el óptico de la zona central de M58 puede ser explicada por la interacción entre el jet y el medio interestelar a distintas escalas. En su trabajo encuentran que a ~ 1 kpc del centro, la emisión de líneas es compatible con la presencia de shocks de velocidades $v_s \sim 100$ km/s. Un shock de estas velocidades destruiría las moléculas de Hidrógeno en esa dirección. A pesar de esto, el Hidrógeno molecular podría sobrevivir al choque transversal de menor velocidad causado por ese frente de onda.

Finalmente, volcamos los resultados de M58 en un diagrama de diagnóstico formado por el cociente entre la emisión de H_2 y los PAH neutros ($11.3 \mu\text{m}$) y el cociente de PAHs ($7.7/11.3 \mu\text{m}$). En la Fig. 4.13 se puede comparar los cocientes de flujos observados en las distintas regiones de M58, representadas por estrellas de distintos colores, con otras muestras de control, formadas por galaxias HII (puntos negros), LINERs (puntos verdes), galaxias Seyferts (puntos azules) y radiofuentes 3C (triángulos rojos). La línea vertical corresponde a un cociente de 2 entre las bandas aromáticas, donde valores más altos de ese cociente corresponden a sistemas estelares dominados por mecanismos de formación estelar según Smith et al. (2007b). La línea horizontal corresponde al criterio que separa la emisión de hidrógeno molecular típica de PDRs de otros mecanismos como shocks (Guillard et al., 2012; Ogle et al., 2010). La región del brazo espiral de M58 tiene valores típicos de formación estelar, como era esperable. Las otras regiones presentan cocientes de PAH7.7/PAH11.3 bajos. Esto podría deberse a que la formación estelar

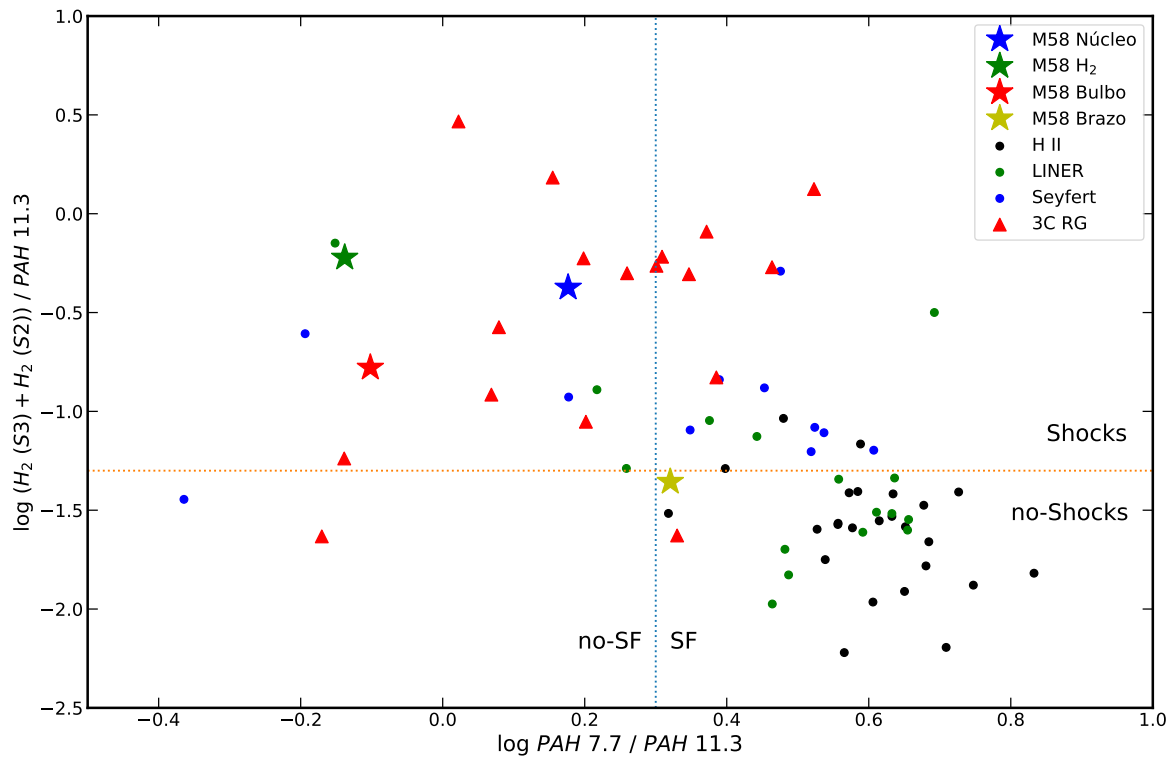


Figura 4.13. Diagrama de diagnóstico: H_2 vs. PAH. Los valores de la muestra 3C fueron obtenidos de [Ogle et al. \(2010\)](#), mientras que para el resto de galaxias fueron obtenidos de [Roussel et al. \(2007\)](#); [Smith et al. \(2007b\)](#). Las formas de estrella representan las distintas regiones de la galaxia M58 estudiadas en este trabajo.

es baja en esas regiones, sin embargo no podemos asegurar esto, ya que los valores bajos en los cocientes de PAH podrían ser explicados también por la destrucción de los granos debido a la influencia del AGN. Para el caso del núcleo, [Comerón et al. \(2008\)](#) probaron la existencia de un anillo cercano al AGN con formación estelar, lo cual explica que el cociente tome valores más altos que las regiones del Bulbo y H_2 .

Por otro lado, todas las regiones, salvo el brazo espiral, presentan valores altos en el cociente de H_2/PAH , compatibles con la excitación de H_2 por ondas de choque. Estos valores son comparables inclusive con la muestra de radiogalaxias 3C estudiada por [Ogle et al. \(2010\)](#). Este resultado es inusual para galaxias Seyfert y LINERs, ya que son pocas las que presentan emisión tan intensa de H_2 . El hecho de encontrar este escenario en M58 nos alienta a continuar con el estudio multi-frecuencia para comprender y cuantificar el alcance de todos los procesos físicos involucrados.

Capítulo 5

Conclusiones

En esta Tesis desarrollamos una herramienta que permite el ajuste de diversos modelos físicos de emisión a un cubo de datos espectral. Esta herramienta es lo suficientemente rápida y estable para que no sea un problema realizar cambios en el modelo elegido hasta encontrar el que mejor ajusta al caso de estudio. Esta herramienta actualmente sirve para cubos de datos del instrumento IRS del telescopio espacial Spitzer, pero puede ser fácilmente modificada para leer otros cubos espectrales.

Utilizando esta herramienta, encontramos evidencia de emisión extendida de Hidrógeno molecular en la galaxia M58, la cual podría ser excitada por un mecanismo de choque en la región de escala de kpc de la galaxia. Estudiamos las diferencias entre los espectros infrarrojos de distintas regiones cercanas al centro de la galaxia y evidenciamos que la zona de gas molecular chocado presenta cocientes bajos de PAH7.7/PAH11.3, lo cual puede ser explicado por baja formación estelar o destrucción de las partículas de polvo.

M58 representa el segundo caso de AGNs cercanos donde se puede resolver espacialmente la emisión extendida de H_2 , y donde el principal mecanismo de excitación serían los procesos de choque generados en la interacción del jet con el medio interestelar. Sin embargo, se requiere un análisis en conjunto con datos de CO para poder obtener conclusiones sobre como afecta, este proceso físico, a la tasa de formación estelar.

La fortaleza principal de este trabajo es el desarrollo de una herramienta de ajuste robusta y rápida que nos permitirá, en el futuro, trabajar con toda la muestra de galaxias SINGs para aportar un estudio espacial y espectral sobre los efectos de AGNs en la evolución de las galaxias. Además, esta herramienta es fácilmente modificable para utilizar los cubos de datos de mayor resolución espacial que se espera obtener con los instrumentos NIRSpec y MIRI del JWST.



5.1. Trabajo futuro

Con respecto a M58, uno de los próximos objetivos será comprender mejor la interacción del jet con el medio interestelar. Durante el primer semestre de este año, tuvimos tiempo asignado en VLA para obtener observaciones con mejor resolución y resolver, si existe, la correspondencia espacial entre la emisión de Hidrógeno molecular y el jet. Por otro lado, la resolución espacial que obtuvimos en este trabajo es muy baja debido a las limitaciones del instrumento utilizado. Para mejorarla, se podrían mapear las líneas roto-vibracionales del Hidrógeno molecular en el infrarrojo cercano, lo que se podría llevar a cabo utilizando instrumentos de mayor resolución como NIRI de Gemini.

Además, ya hemos realizado algunas primeras corridas de MPF sobre la totalidad de la muestra SINGs. A futuro, se tratará de caracterizar cada galaxia que presente emisión extendida de Hidrógeno molecular y buscar similitudes que nos ayuden a comprender la frecuencia y relevancia del escenario físico presentes en AGNs de baja potencia, como galaxias Seyferts y LINERs.

Apéndice A

Estudio Multi-frecuencia

La naturaleza de los posibles escenarios físicos que expliquen una emisión intensa de Hidrógeno molecular, como la mostrada en M58, nos sugieren “mirar” la emisión en otras longitudes de onda. Es por esto que, a modo complementario, realizamos fotometría de apertura con las máscaras de las distintas regiones de la galaxia detalladas en el Capítulo 4.

Como hicimos referencia en la § 2.2.1, el polvo bajo ciertas condiciones emite en el infrarrojo lejano. Además en § 2.2.2, mencionamos los fuertes campos de radiación ultravioleta como uno de los mecanismos posibles para excitar al Hidrógeno molecular. Por lo tanto, el estudio multi-frecuencia mostrado en este Apéndice hará foco en estas regiones del espectro, junto con un análisis en las bandas ópticas y los espectros, ya obtenidos, del infrarrojo medio.

A.1. Instrumentos utilizados

Todas las imágenes utilizadas en este estudio fueron obtenidas del *Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes*⁽ⁱ⁾ (MAST), a excepción de las imágenes ópticas obtenidas del *Data Release 16*⁽ⁱⁱ⁾ del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

Para la banda ultravioleta, se utilizó el Telescopio Espacial Galex. Este telescopio trabaja en dos filtros: el UV cercano (NUV) y el UV lejano (FUV). El NUV abarca las longitudes de onda entre 1750-2800 Å mientras que el FUV cubre el rango entre 1350-1750 Å.

Las imágenes en óptico fueron tomadas del archivo del SDSS, utilizando los filtros ultravioleta (u), verde (g), rojo (r), infrarrojo cercano (i) e infrarrojo (z). Las longitudes de onda efectivas para cada filtro corresponden a: 3543, 4770, 6231, 7625 y 9134 Å. Además se utilizó el Telescopio Espacial Hubble para obtener el flujo en el filtro angosto correspondiente a la emisión H α .

⁽ⁱ⁾Página web: mast.stsci.edu

⁽ⁱⁱ⁾Página web: skyserver.sdss.org/dr16



| Telescopio | Filtro | Flux Nuc | Flux Bul | Flux Arm | Flux H2 |
|-----------------------|----------------|----------|----------|----------|----------|
| Galex | FUV | 2.29E-15 | 5.88E-16 | 3.07E-16 | 9.20E-16 |
| | NUV | 2.21E-15 | 9.82E-16 | 3.12E-16 | 1.54E-15 |
| SDSS | u | 5.13E-03 | 3.35E-03 | 3.56E-04 | 4.62E-03 |
| | g | 2.68E-02 | 1.79E-02 | 1.73E-03 | 2.45E-02 |
| | r | 5.97E-02 | 3.85E-02 | 3.63E-03 | 5.42E-02 |
| | i | 8.66E-02 | 5.82E-02 | 5.56E-03 | 8.04E-02 |
| | z | 1.16E-01 | 7.47E-02 | 6.88E-03 | 1.06E-01 |
| HST ^a | H _α | 5.12E-14 | 1.94E-14 | 1.98E-15 | 4.19E-14 |
| Herschel ^a | 70 | 1.29E+00 | 4.70E-01 | 8.13E-02 | 9.96E-01 |
| | 100 | 1.52E+00 | 1.09E+00 | 2.38E-01 | 1.78E+00 |
| | 160 | 8.68E-01 | 1.21E+00 | 2.4E-01 | 1.52E+00 |

Tabla A.1. Flujos obtenidos usando fotometría para cada región de la Galaxia M58. Las unidades están en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$, salvo para ^a que están en Jy.

Los espectros del infrarrojo medio son los obtenidos en el Capítulo 4 del instrumento IRS del Telescopio Espacial Spitzer. Para el infrarrojo lejano, se utilizaron los datos del Telescopio Espacial Herschel. En particular, se utilizaron las observaciones tomadas con la cámara PACS con filtros correspondiente a 70, 100 y 160 μm .

A.2. Fotometría de apertura

El interés de realizar este estudio, es poder cuantificar el comportamiento en otras longitudes de onda, de las regiones de la galaxia M58 definidas en la Fig. 4.5. Estas regiones tienen un mayor tamaño angular que las *PSF* de cada instrumento previamente detallado. Es por eso que se decidió realizar fotometría de apertura sobre las regiones.

Las imágenes utilizadas fueron reducidas por el *pipeline* de cada instrumento y calibradas en flujo de acuerdo a las recomendaciones brindadas en los manuales de cada telescopio. Para las imágenes ópticas se tomaron brillos del cielo de regiones cercanas a la galaxia, mientras que para los otros instrumentos esta corrección ya fue realizada por el pipeline.

Para realizar la fotometría se utilizó el paquete Photutils⁽ⁱ⁾ de Astropy. Se re-proyectaron las máscaras correspondientes a cada región de la galaxia M58 con la tarea `reproject`⁽ⁱⁱ⁾. Esta tarea permite la proyección de un arreglo con un dado WCS a otro WCS. De esta manera, podemos obtener la máscara de cada región, definida originalmente para el cubo de datos del Spitzer, en el marco de referencia de imagen tomadas por otros telescopios. Sobre estas nuevas máscaras, realizamos la fotometría. En la Tabla A.1 se muestran los valores de flujo obtenidos para cada región.

⁽ⁱ⁾Página web: photutils.readthedocs.io

⁽ⁱⁱ⁾Página web: reproject.readthedocs.io



A.3. Distribución espectral de energía

Una vez obtenidos los valores de flujo para distintas longitudes de onda, podemos derivar las luminosidades para cada región. Con estas, construimos una distribución espectral de energía (SED)⁽ⁱ⁾ para cada región. Esta distribución es útil para comprender los procesos radiativos a lo largo de distintas bandas del espectro electromagnético. En la Fig. A.1 se muestra la SED de estas regiones de la galaxia M58. Debido a que las aperturas de cada región tienen distintos tamaños, en la Fig. A.2 mostramos una versión utilizando el brillo superficial. En esta última figura, es claro que la región nuclear que contiene al AGN tiene el mayor brillo superficial en todas las bandas.

Además, en la SED se puede ver que las regiones del bulbo y de H₂ presentan una caída más importante en el ultravioleta lejano que las otras regiones. Esto se condice con lo obtenido en la Fig. 4.13, donde la emisión de H₂ en estas dos regiones no puede ser explicada por la ionización de las nubes moleculares en campos fuertes UV. Por otro lado, es esperable que la región del núcleo y del brazo espiral presenten fuerte emisión en FUV debido al AGN y la presencia de estrellas jóvenes, producto de formación estelar reciente.

En el óptico y en el FIR, las regiones de H₂, bulbo y brazo espiral se muestran proporcionales, salvo por un incremento en la emisión observada en H_α para la región de H₂. Además, en el infrarrojo lejano, se ve que el pico de emisión de la zona nuclear se encuentra desplazado hacia valores más energéticos, lo que se corresponde con polvo tibio a mayor temperatura.

⁽ⁱ⁾La SED observacional, obtenida en esta Sección, podrá brindar al lector una mirada rápida del comportamiento de estas regiones en otras longitudes de onda. En un futuro serán incorporadas las longitudes de onda intermedias, bandas J, H, K, 24 μm y 200-300 μm. Una vez se encuentre terminada, podrá ser modelada con software (ej. MAGPHYS) para mostrar el ajuste de sus distintas componentes físicas.

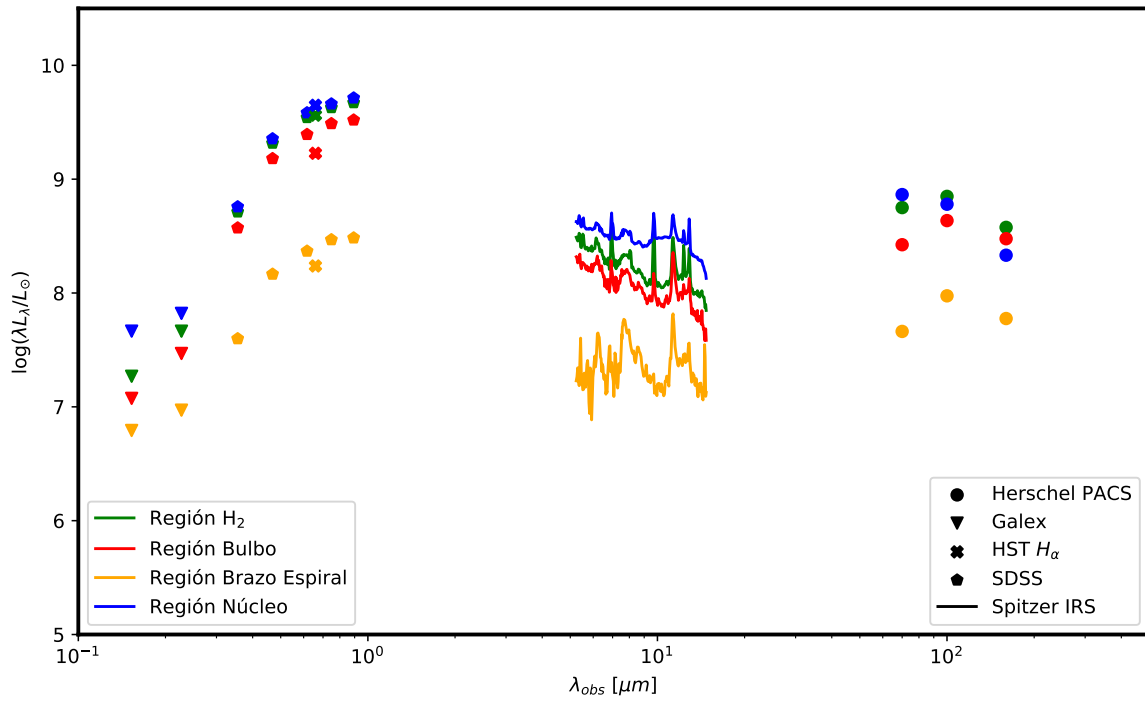


Figura A.1. SED de distintas regiones de la galaxia M58

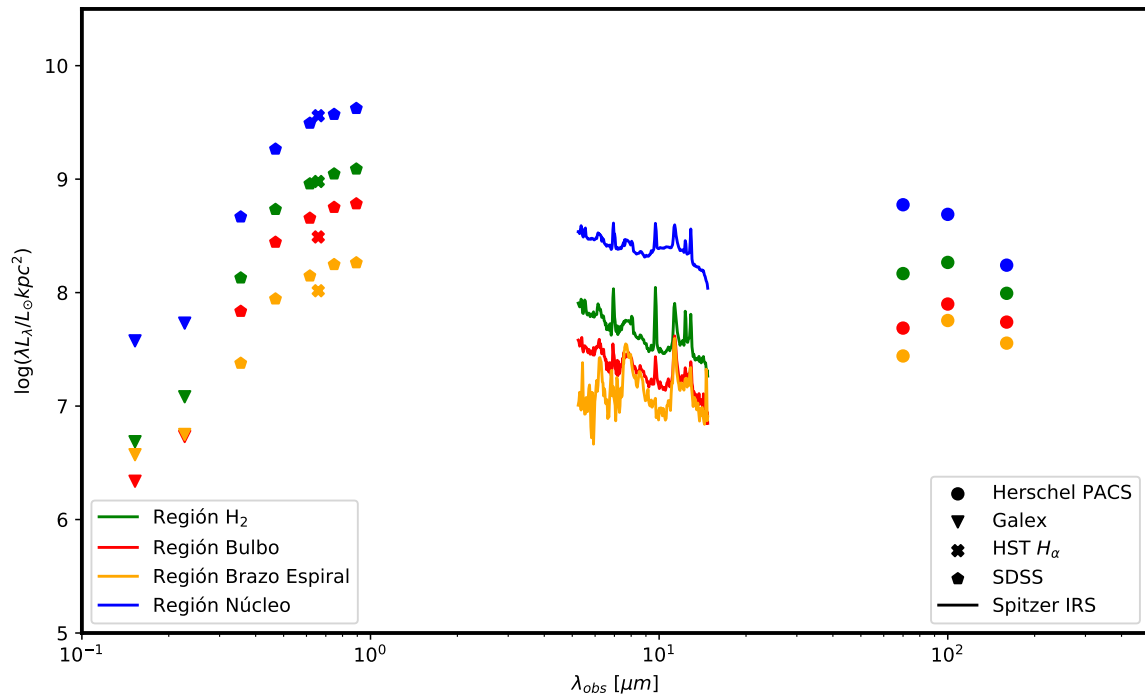


Figura A.2. SED de distintas regiones de la galaxia M58, pesada por área

Bibliografía

- Andruchow I., Romero G. E., Cellone S. A., 2005, *A&A*, **442**, 97
- Asmus D., Hönig S. F., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2014, *MNRAS*, **439**, 1648
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, **93**, 5
- Barth A. J., Ho L. C., Filippenko A. V., Rix H.-W., Sargent W. L. W., 2001, *ApJ*, **546**, 205
- Beckmann V., Shrader C. R., 2012, *Active Galactic Nuclei*
- Carruthers G. R., 1970, *ApJ*, **161**, L81
- Chiar J. E., Tielens A. G. G. M., 2006, *ApJ*, **637**, 774
- Comerón S., Knapen J. H., Beckman J. E., 2008, in Knapen J. H., Mahoney T. J., Vazdekis A., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 390, Pathways Through an Eclectic Universe*. p. 172
- Contini M., 2004, *MNRAS*, **354**, 675
- Draine B. T., 1980, *ApJ*, **241**, 1021
- Draine B. T., Li A., 2007, *ApJ*, **657**, 810
- Fan X., et al., 2019, *ApJ*, **870**, L11
- Fanaroff B. L., Riley J. M., 1974, *MNRAS*, **167**, 31P
- Field G. B., Somerville W. B., Dressler K., 1966, *ARA&A*, **4**, 207
- Guainazzi M., Bianchi S., 2007, *MNRAS*, **374**, 1290
- Guillard P., Boulanger F., Pineau Des Forêts G., Appleton P. N., 2009, *A&A*, **502**, 515
- Guillard P., et al., 2012, *ApJ*, **749**, 158
- Heckman T. M., 1980, *A&A*, **500**, 187



- Hernán-Caballero A., et al., 2009, *MNRAS*, **395**, 1695
- Higdon S. J. U., Armus L., Higdon J. L., Soifer B. T., Spoon H. W. W., 2006, *ApJ*, **648**, 323
- Ho L. C., Ulvestad J. S., 2001, *ApJS*, **133**, 77
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 2003, *ApJ*, **583**, 159
- Hönig S. F., Kishimoto M., Gandhi P., Smette A., Asmus D., Duschl W., Polletta M., Weigelt G., 2010, *A&A*, **515**, A23
- Houck J. R., et al., 2004, *ApJS*, **154**, 18
- Kennicutt Robert C. J., et al., 2003, *PASP*, **115**, 928
- Kent B. R., et al., 2008, *AJ*, **136**, 713
- Kwok S., 2007, *Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*. University Science Books, books.google.com.ar/books?id=PzeV8QGkkJ0C
- Lupton R., Blanton M. R., Fekete G., Hogg D. W., O'Mullane W., Szalay A., Wherry N., 2004, *PASP*, **116**, 133
- Merloni A., Heinz S., di Matteo T., 2003, *MNRAS*, **345**, 1057
- Nesvadba N. P. H., et al., 2010, *A&A*, **521**, A65
- Newville M., et al., 2020, *lmfit/lmfit-py 1.0.1*, [doi:10.5281/zenodo.3814709](https://doi.org/10.5281/zenodo.3814709), <https://doi.org/10.5281/zenodo.3814709>
- Ogle P., Antonucci R., Appleton P. N., Whysong D., 2007, *ApJ*, **668**, 699
- Ogle P., Boulanger F., Guillard P., Evans D. A., Antonucci R., Appleton P. N., Nesvadba N., Leipski C., 2010, *ApJ*, **724**, 1193
- Ogle P. M., Lanz L., Appleton P. N., 2014, *ApJ*, **788**, L33
- Panessa F., Bassani L., 2002, *A&A*, **394**, 435
- Peeters E., Spoon H. W. W., Tielens A. G. G. M., 2004, *ApJ*, **613**, 986
- Peterson B., 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, books.google.com.ar/books?id=ok4EF1PMStwC
- Pier E. A., Krolik J. H., 1992, *ApJ*, **401**, 99
- Pope A., et al., 2008, *ApJ*, **675**, 1171



- Ramos Almeida C., et al., 2009, *ApJ*, 702, 1127
- Reynaldi V., Feinstein C., 2013a, *MNRAS*, 430, 2221
- Reynaldi V., Feinstein C., 2013b, *MNRAS*, 435, 1350
- Reynaldi V., Feinstein C., 2016, *MNRAS*, 455, 2242
- Rigopoulou D., Kunze D., Lutz D., Genzel R., Moorwood A. F. M., 2002, *A&A*, 389, 374
- Roussel H., et al., 2007, *ApJ*, 669, 959
- Ruiz-Lapuente P., 1996, *ApJ*, 465, L83
- Seyfert C. K., 1943, *ApJ*, 97, 28
- Smith M. D., Brand P. W. J. L., 1990, *MNRAS*, 242, 495
- Smith J. D., Draine B., 2012, PAHFIT: Properties of PAH Emission (ascl:1210.009)
- Smith J. D. T., et al., 2007a, *PASP*, 119, 1133
- Smith J. D. T., et al., 2007b, *ApJ*, 656, 770
- Thompson R. I., Lebofsky M. J., Rieke G. H., 1978, *ApJ*, 222, L49
- Urry C. M., Padovani P., 1995, *PASP*, 107, 803
- Véron-Cetty M. P., Véron P., 2006, *A&A*, 455, 773
- Vollmer B., Soida M., Beck R., Chung A., Urbanik M., Chyży K. T., Otmianowska-Mazur K., Kenney J. D. P., 2013, *A&A*, 553, A116
- Wynn-Williams C. G., 1978, *Nature*, 274, 114
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin Herold G. J., Buta R. J., Paturel G., Fouque P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies