



**SAPIENZA**  
UNIVERSITÀ DI ROMA

SECCIÓN DE FÍSICA

DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA

---

**Caracterización de la emisión de microondas en M31 usando  
nuevos datos del Sardinia Radio Telescope**

---

TRABAJO FIN DE GRADO

**Fabricio Manuel Pérez Toledo**

Supervisor:

**Dr. Ricardo Tanausú Génova Santos**

Co-supervisor:

**Dr. Elia Battistelli**

# Índice

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>4</b>
1.1	El medio interestelar . . . . .	4
1.2	Mecanismos de emisión galáctica en radio . . . . .	5
1.2.1	Emisión libre-libre . . . . .	5
1.2.2	Emisión sincrotrón . . . . .	6
1.2.3	Emisión de polvo térmico . . . . .	6
1.2.4	Emisión anómala de microondas . . . . .	6
1.3	La galaxia de Andrómeda . . . . .	10
1.4	Justificación y objetivos . . . . .	11
<b>2</b>	<b>Metodología</b>	<b>12</b>
2.1	Observaciones . . . . .	12
2.1.1	El Sardinia Radio Telescope (SRT) . . . . .	12
2.1.2	Observaciones en banda K . . . . .	13
2.2	Observaciones en banda C . . . . .	13
2.2.1	Estrategia de escaneado . . . . .	13
2.2.2	Planificación . . . . .	14
2.2.3	Calibración . . . . .	14
2.3	Tratamiento de las observaciones . . . . .	15
2.3.1	Sustracción del ruido espectral . . . . .	16
2.3.2	Corrección de la polarización . . . . .	16
2.3.3	Mapas de intensidad total . . . . .	17
2.4	Datos de archivo utilizados . . . . .	18
2.4.1	Herschel Space Observatory (HSO) . . . . .	18
2.4.2	Spitzer Space Telescope (SST) . . . . .	19
2.5	DustEM . . . . .	19
2.6	Ajuste de mapas . . . . .	21
2.7	Análisis de los datos . . . . .	23
2.7.1	Sustracción del nivel de fondo . . . . .	23
2.7.2	Ajuste de TT plots y test de correlación . . . . .	24
2.7.3	Determinación de las especies de polvo e intensidad del ISRF . . . . .	26
<b>3</b>	<b>Resultados y discusión</b>	<b>29</b>
3.1	Correlación mediante la técnica de TT plots . . . . .	29
3.2	Mapas de parámetros . . . . .	32
<b>4</b>	<b>Conclusiones y líneas futuras de investigación</b>	<b>36</b>
<b>5</b>	<b>Bibliografía</b>	<b>38</b>
<b>6</b>	<b>Anexo</b>	<b>41</b>
6.1	Participación . . . . .	41

## Abstract

In this study, we have performed the correlation analysis between the microwaves maps and both, the far - mid infrared maps and the parameters maps in the Andromeda galaxy. For this aim, we have used intensity maps from the Sardinia Radio Telescope and public data from both the Herschel Space Observatory and Spitzer Space Telescope. The parameters maps used were created by combining public data and models produced by DustEM. There are four sections: the introduction, the methodology, the results and the conclusions. In the first section, it's established the basic knowledge. We have begun by explaining what interstellar medium (ISM) is as well as the phenomena that take place in its inner. Those include: the temperature, composition and relative abundance for different dust grain types which are found in the medium. Next, we present various emission mechanisms focusing on the anomalous microwave emission. Later on, we gather up and display information about the Andromeda galaxy, explaining its suitability to be our object of study, justifying the reason for us to choose it over other galaxies.

In the second one, we have explained the basic characteristics of the radio telescope that we have used for the C-band and K-band observations. This is followed by the observation, planning and measurement strategies of the calibration sources. Then, we have described the treatment carried out on the observations, as well as the models obtained through DustEM and the archive maps that we have selected. In the last part of this section we have detailed in depth the process to adjust the archive maps to our microwave maps. To close this section, we have added an explanation on how the correlations between maps have been made, as well as the procedure followed using both the DustEM and the infrared maps in order to obtain the parameter maps.

In the third section - which can be divided into two smaller blocks - the results of this study are presented. We have started the first one by finding out the correlation which exists between both microwave and infrared maps. This has been done having the adjusted maps as references. We have obtained, in most of the results of the correlations, values of the Pearson's coefficient around 0.6 (for the ring's region), 0.4 (for the disc's area) and 0.2 (for the nucleus). However, for the nucleus we have got other values in the maps of 24 and 100  $m$ , for which the values have been around 0.7. In the second one, the correlation between the SRT and both the BG and ISRF map have shown values for the coefficient of Pearson around 0.7 in the ring and 0.5 in the disc. For the nucleus in the ISRF, the value has been of 0.7 (being the same as it was for the ring), but the nucleus hasn't show any correlation with the BG. For the VSG map we have found a correlation of around 0.4 with the disc.

Finally, in the fourth and last section, we have resolved that the correlation between the SRT and parameters maps indicate that the emission of microwaves is mainly related with the intensity of the radiation field, with the abundance of BG and with the dust's temperature. Regarding the relation between the abundance of VSG and the microwave emission, it has only been noticed in the disc. This results are coherent with the ones obtained in the work of Tibbs et al. (2012). On the other hand, the results for the dust's species haven't been conclusive, due to the results may have been affected by diverse factors. Therefore, it's concluded that, for improving the outcomes, it would be required that we rose the range of values (used for the dust's species), used another adjustment technique or a more accurate and precise model.

## Resumen

En este trabajo se ha realizado el análisis de la correlación entre mapas de microondas combinados con mapas de archivo para infrarrojo lejano y medio, y mapas de parámetros para la galaxia de Andrómeda. Se han usado mapas en intensidad procedentes del Sardinia Radio Telescope y datos públicos procedentes de Herschel Space Observatory y Spitzer Space Telescope. Los mapas de parámetros usados se han creado a partir de la información obtenida al combinar los mapas de archivo y con los modelos generados por el código DustEM. En la primera sección se establece los conocimientos básicos. Comenzamos explicando en qué consiste el medio interestelar (ISM de sus siglas en inglés) así como los fenómenos que se manifiestan en su interior, la diversidad de medios que encontramos asociados a unos valores de temperatura determinados y composición, o las abundancias de distintas especies de polvo. Luego presentamos los diversos mecanismos de emisión presentes en el ISM centrándonos en los mecanismos de emisión propuestos para explicar la emisión anómala de microondas (AME de sus siglas en inglés). A continuación exponemos información sobre la galaxia de Andrómeda explicando la idoneidad para ser nuestro objeto de estudio.

En la segunda sección, explicamos las características básicas del radiotelescopio que usamos para las observaciones en banda C y banda K, seguido de la estrategia de observación, planificación y medición de las fuentes de calibración. Luego, hablaremos sobre el tratamiento realizado sobre las observaciones así como los mapas de archivo que hemos seleccionado y sobre el DustEM. En la última parte de este capítulo detallaremos con profundidad el proceso para ajustar los mapas de archivo a los mapas en microondas. Para cerrar este capítulo, se explicará cómo se han realizado las correlaciones entre mapas y el procedimiento seguido empleando DustEM y los mapas en el infrarrojo para obtener los mapas de parámetros.

En la tercer sección, se presentan los resultados de este estudio. Partiendo de mapas ajustados, comenzaremos la primera parte del capítulo estimando la correlación entre los mapas en microondas y los mapas en infrarrojo. Obteniendo en la mayoría de las correlaciones valores del coeficiente de Pearson en torno a 0.6 para la región de anillo, sobre 0.4 para la región de disco y valores en torno a 0.2 para el núcleo, excepto para los mapas de 24 y 100  $m$ . En la segunda parte de esta sección, la correlación de los mapas de SRT con el mapa de BG y ISRF muestran valores del coeficiente de Pearson en torno a 0.7 en regiones como el anillo y el núcleo, excepto BG que no muestra correlación con el núcleo, y 0.5 en el disco. Para el mapa de VSG encontramos una correlación en torno a 0.4 con el disco.

Finalmente, en la cuarta sección, se concluye que la correlación entre los mapas de SRT y los mapas de parámetros indican que la emisión de microondas se relaciona principalmente con la intensidad del campo de radiación, con la abundancia de BG y con la temperatura del polvo. Respecto a la relación entre la abundancia de VSG y la emisión en microondas sólo es observada en el disco. Estos resultados son coherentes con los obtenidos en Tibbs et al. (2012). En cambio, los resultados para las especies de polvo no son concluyentes debido a diversos factores que han podido perjudicar los resultados. Por lo tanto se concluye que para mejorar los resultados se debe usar un modelo más preciso, aumentar el rango de valores usados para las especies de polvo o usar otra técnica de ajuste.

# 1 Introducción

## Abstract

In this first section, our aim is to begin with a brief introduction about the interstellar medium. This medium is composed of gas, dust, cosmic rays and energy of the stars, which fills the space between these. In the interstellar medium happen numerous phenomena as absorption, polarisation and radiation emission. We would like to study the emission mechanisms, the physical properties and dust composition to understand their relationship with the anomalous microwave emission. We have selected the Andromeda galaxy due to it is near and it is similar to our galaxy.

## 1.1 El medio interestelar

Galaxias como Andrómeda o la Vía Láctea están constituidas mayoritariamente por estrellas, sin ser despreciable la proporción de otros componentes, tales como polvo, gas y rayos cósmicos, presentes en el medio interestelar. En 1930, Robert Trumpler publicó su estudio sobre la distribución espacial de los cúmulos abiertos, aportando las primeras evidencias formales de la existencia de un medio entre las estrellas que interactúa con la radiación de las mismas (Trumpler, 1930). A día de hoy, sabemos que el medio interestelar produce absorción, enrojecimiento y polarización de la luz, así como diferentes mecanismos de emisión.

El material interestelar constituye en torno al 10 % de la masa de la galaxia, concentrándose principalmente en el plano galáctico a lo largo de los brazos espirales, formando en algunos casos estructuras compactas que se perciben como nubes (ver Figura 1). Estas se pueden clasificar en tres tipos: nubes oscuras formadas por gas molecular muy frío ( $T \sim 10\text{--}20\text{K}$ ) que bloquean el paso de la luz, nubes difusas de gas atómico frío ( $T \sim 100\text{K}$ ) que son transparentes aunque presentan absorción en determinadas longitudes de onda, y nubes traslúcidas compuestas por una mezcla de gas molecular y atómico mostrando una extinción en el rango visible del espectro. El resto de material se encuentra extendido entre las nubes creando diferentes medios: atómico caliente, caliente ionizado y muy caliente ionizado.

Como se mencionó anteriormente, el medio interestelar también está compuesto por granos de polvo que muestran diferentes composiciones químicas y tamaños. Al realizar observaciones de las curvas de extinción en función de la longitud de onda, se observan variaciones que indican características espectrales, permitiéndonos diferenciar entre distintos tipos de granos de polvo. Por ejemplo, en el infrarrojo entre los  $9.7 \mu\text{m}$  y los  $18 \mu\text{m}$  se observan silicatos amorfos<sup>1</sup> (Draine et al. 1984), en el infrarrojo medio hay líneas de emisión entre  $3.3$  y  $11.3 \mu\text{m}$  que han sido relacionadas con los hidrocarburos policíclicos aromáticos (Duley et al. 1981; Leger et al. 1984) entre otros tipos de granos. Las curvas de extinción también nos aportan información sobre la distribución por tamaños de los granos.

Una fracción de este polvo se forma en las atmósferas estelares correspondientes a estrellas gigantes y supergigantes rojas, así como en las nebulosas planetarias, donde las condiciones de temperatura y presión son óptimas para la conglomeración de especies compuestas por carbono (como grafitos) y silicatos. Una vez formados, los vientos estelares expulsan estos granos de polvo al medio interestelar (Woolf; Salpeter, 1977; Draine, 1989). Tal y como indican las observaciones, otro de los mecanismos de formación de polvo se encuentra dentro

---

<sup>1</sup><https://iopscience.iop.org/article/10.1086/129467/meta>

del propio medio interestelar. Por ejemplo, debido a la alta velocidad de las ondas de choque producidas por las supernovas, la tasa de destrucción de granos de polvo es mayor que la tasa de formación de los mismos. A pesar de esta destrucción, la abundancia de polvo observada es tal que deducimos que deben existir otros mecanismos de creación (Dwek et al. 1980; Seab et al. 1983; Jones, 1994).

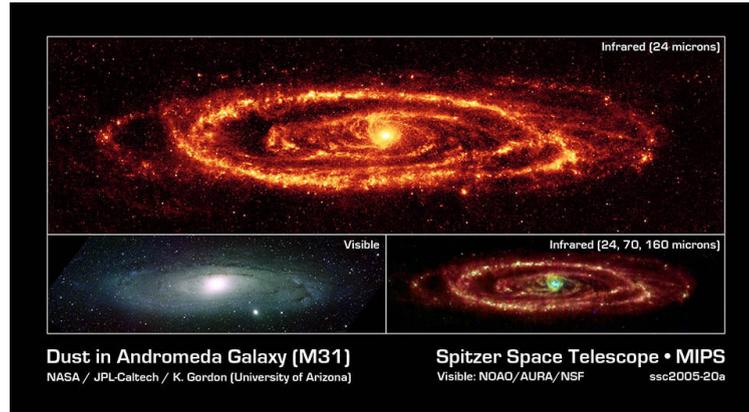


Figura 1: El polvo interestelar en la galaxia de Andr3meda se puede observar 3ptimamente en el infrarrojo medio. La imagen superior corresponde a un mapa tomado a  $24 \mu m$ . La imagen inferior izquierda tomada en el visible muestra luz difusa y nubes oscuras que obstaculizan el paso de la luz. La imagen inferior derecha corresponde con una composici3n de tres im3genes tomadas a  $24, 70$  y  $160 \mu m$ .

Fuente:

<http://www.spitzer.caltech.edu/images/1489-ssc2005-20a-Three-Faces-of-Andromeda>

## 1.2 Mecanismos de emisi3n gal3ctica en radio

### 1.2.1 Emisi3n libre-libre

La emisi3n libre-libre <sup>2</sup> es un tipo de emisi3n t3rmica que tiene lugar en las nubes de hidr3geno ionizado <sup>3</sup> (regiones HII) donde los electrones al aproximarse a los protones atraviesan sus campos el3ctricos, aceler3ndose y dando lugar as3 a radiaci3n descrita por la expresi3n de Larmor. En ning3n momento se produce captura electr3nica por parte del ion, y la intensidad de la emisi3n depende directamente de la temperatura de la nubes de gas. Aunque, la emisi3n producida por una interacci3n individual electr3n-prot3n est3 intr3nicamente polarizada, debido a que las interacciones coulombianas presentan aleatoriedad (Dickinson et al. 2018). El valor t3pico del 3ndice espectral para el espectro de temperatura de brillo <sup>4</sup> es  $\beta \sim -2,1$  para frecuencias en torno a 5 GHz.

<sup>2</sup><https://www.cv.nrao.edu/~sransom/web/Ch4.html>

<sup>3</sup>Debido a la alta temperatura de la nubes de hidr3geno, en torno a los  $10^4 K$ , los 3tomos de hidr3geno pierden su electr3n que fluye libre a trav3s del medio.

<sup>4</sup> $T_{RJ} = A\nu^\beta$ .

### 1.2.2 Emisión sincrotrón

En frecuencias inferiores a 10 GHz el mecanismo de emisión dominante es la radiación de tipo sincrotrón, que tiene un origen no térmico y es producida por el movimiento de electrones relativistas <sup>5</sup> al ser acelerados por un campo magnético. Si nosotros fuésemos un observador localmente inercial, observando un electrón a lo largo de una línea de campo magnético, comprobaremos que el rayo cósmico posee un movimiento circular en torno a la línea de campo. Esto da lugar a una aceleración normal que produce radiación electromagnética de acuerdo a la expresión de Larmor<sup>6</sup>. Los rayos cósmicos se producen en regiones del espacio donde ocurren fenómenos altamente energéticos como explosiones de supernovas (Vidal, 2003). Esta radiación presenta altos niveles de polarización, en su mayoría perpendicular a la línea de visión. Su índice espectral presenta un valor típico de  $\beta \sim -2,7$  para frecuencias bajas y puede variar hasta  $\beta \sim -3,0$  para frecuencias mayores (Dickinson et al. 2018).

### 1.2.3 Emisión de polvo térmico

En frecuencias mayores de 60 GHz predomina la emisión térmica de granos de polvo del medio interestelar. Esta emisión se produce tras el calentamiento de los granos al absorber radiación procedente de las estrellas cercanas, principalmente del ultravioleta, transformándose esta radiación en calor produciendo un incremento de la temperatura. Suponiendo que las nubes de polvo están en equilibrio térmico con el medio, podemos considerar que la nube se comporta como un cuerpo gris (emisividad  $\epsilon < 1$ ) por lo tanto la temperatura es suficiente para determinar la forma de su espectro y estimar la emisión térmica del polvo interestelar (Vidal, 2003).

$$F_{dust} = \tau_{250} \left( \frac{\nu}{250 \mu m} \right)^{\beta_{dust}} B(\nu, T_{dust}) \Omega_{ap} \quad (1)$$

Los términos de la Ec.1 son: la opacidad ( $\tau_{250}$ ) a 250  $\mu m$ , la frecuencia ( $\nu$ ), el índice espectral del polvo ( $\beta_{dust}$ ), la función de Planck ( $B(\nu, T_{dust})$ ) y el ángulo sólido aparente de la fuente ( $\Omega_{ap}$ ).

Los parámetros de la ecuación 1 son propiedades promediadas para una región que subtende un ángulo sólido  $\Omega_{ap}$ . La temperatura típica de la mayor parte de las nubes de polvo está entre  $\sim 10 - 50 K$ . También, la emisión térmica de polvo presenta un rango de valores para el índice espectral, teniendo valores típicos entre  $\beta \approx 1 - 2$ . Esta emisión presenta un elevado grado de polarización, siendo su fracción de polarización típica del 10% en latitudes galácticas altas (Planck Collaboration et al. 2015).

### 1.2.4 Emisión anómala de microondas

Emisión anómala de microondas (AME, en inglés) es el nombre que recibe el exceso de flujo observado entre 10 - 60 GHz cuyo mecanismo se desconoce (Battistelli et al. 2015). En la actualidad sabemos que no puede ser explicado por emisión sincrotrón o libre-libre y que presenta una alta correlación espacial con la emisión térmica de polvo en el infrarrojo lejano. El mecanismo más aceptado por la comunidad científica es conocido como “emisión de polvo rotante” (conocido en inglés como “Spinning dust”)(Erickson, 1957). Propone que el exceso

<sup>5</sup>También conocidos como rayos cósmicos.

<sup>6</sup><https://www.cv.nrao.edu/~sransom/web/Ch5.html>

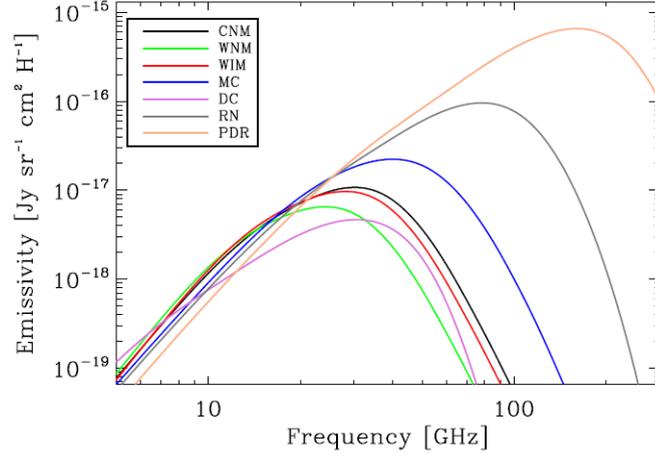


Figura 2: Curvas de emisividad para el modelo de emisión de polvo rotante en función de la frecuencia. Cada curva corresponde a un medio diferente: medio frío neutro (CNM), medio caliente neutro (WNM), medio caliente ionizado (WIM), nube molecular (MC), nube oscura (DC), nebulosa de reflexión (RN) y región de fotodisociación (PDR)

Fuente: Draine et al. 1998b

de flujo observado se debe a la presencia en el medio interestelar de granos de polvo muy pequeños que rotan rápidamente y tienen un momento dipolar eléctrico distinto de cero. La emisión está condicionada por el tamaño del grano, composición y condiciones del medio. Según la teoría presentada por Erickson en 1957 acorde con la expresión de Larmor (Erickson, 1957),

$$P = \frac{2}{3} \frac{\omega^4 \mu^2 \sin^2(\theta)}{c^3} \quad (2)$$

donde los términos de la expresión anterior están descritos en la Figura 3.

La emisión de tipo rotante depende de la distribución de la velocidad de rotación y de la distribución del momento dipolar eléctrico o magnético. Considerando un grano esférico de radio  $a$  y densidad  $\rho$  rotando en un gas a temperatura  $T$  su frecuencia de rotación será:

$$\frac{\omega}{2\pi} = 21 \text{GHz} z \left( \frac{T}{100 \text{K}} \right)^{\frac{1}{2}} \left( \frac{\rho}{3 \text{gcm}^{-3}} \right)^{-\frac{1}{2}} \quad (3)$$

Las interacciones de los granos de polvo con el medio interestelar da lugar a que aumente o disminuya la frecuencia de rotación. Esto es debido a la colisión con iones y átomos neutros, la formación de  $H_2$ , la emisión fotoeléctrica y la interacción con el campo eléctrico.

El espectro de emisión de polvo rotante depende de las condiciones físicas del ISM, en particular de la temperatura, densidad y abundancia de gas y polvo. Draine & Lazarian (1998b) generaron espectros para seis ambientes físicos del ISM diferentes: nubes moleculares, medio frío neutro, medio neutro cálido, medio ionizado cálido, nubes oscuras, nebulosas de reflexión y regiones de fotodisociación (Draine et al. 1998b).

Se han sugerido diferentes especies de granos como los causantes de AME a través del modelo emisión de polvo rotante. Tradicionalmente los PAH's<sup>7</sup> (Ali-Haïmoud, 2014; Draine

<sup>7</sup>Un hidrocarburo policíclico aromático (PAH en inglés) es un compuesto orgánico que se compone de

et al. 1998b) han sido considerados como una de las especies de polvo más probables. Sin embargo, en algunos estudios no se ha encontrado la correlación esperada entre abundancia de PAHs e intensidad de la AME (Hensley et al. 2016). Como alternativa a los PAHs se han propuesto granos de hierro con un momento dipolar eléctrico y magnético como posible fuente, pero se concluyó que no podría ser parte de la emisión de AME dadas las limitaciones de abundancia del hierro interestelar, descartando la posibilidad de encontrar una población lo suficientemente grande como para explicar toda la AME (Hoang et al. 2016a, Hensley et al. 2017]. Hoang, Hensley y Draine publicaron que las poblaciones de nano silicatos pueden explicar toda la AME en función de las abundancias observadas en el medio (Hensley et al. 2017; Hoang et al. 2016).

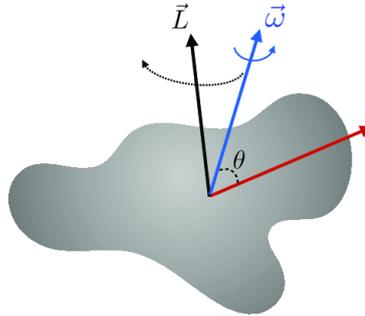


Figura 3: Esquema de un grano de polvo con un momento dipolar eléctrico permanente  $\mu$ , velocidad angular  $\omega$ , momento angular  $L$  y el ángulo entre  $\omega$  y  $\mu$  definido como  $\theta$ .

Fuente: Dickinson et al. 2018

Paralelamente surgieron otros modelos alternativos para explicar el origen de AME sin éxito aunque es necesario tenerlos en cuenta:

1. Un posible mecanismo de emisión de AME es la emisión de tipo dipolar magnética. Esta idea está motivada por el hecho de que la mayor parte del hierro interestelar se encuentra en el polvo (Jenkins, 2009) y ha sido observado en el polvo interplanetario (Bradley, 1994) y en el polvo interestelar (Altabelli et al. 2016). Otro aspecto favorable es la presencia de electrones cuyo espines están desapareados, aunque pueden momentáneamente estarlo a causa de fluctuaciones térmicas que propicien la magnetización. Posteriormente los espines de los electrones de nuevo se desaparearán cayendo a un estado de mínima energía y emitiendo radiación. En este caso el mecanismo sería térmico y no asociado a la rotación de los granos de polvo.

El primer modelo de emisión por un dipolo magnético térmico fue propuesto por Draine y Lazarian (Draine et al. 1999) como explicación del AME. Para ello se basaron en el modelo de un oscilador armónico amortiguado (Morrish, 2001) obteniendo una posible característica de resonancia en el espectro de absorción sobre  $\sim 70GHz$ .

Tras esta predicción Draine y Hensley (Draine et al. 2013) profundizaron a partir del modelo de partida obteniendo que granos magnéticos pueden producir la radiación necesaria para reproducir el exceso de emisión observado en galaxias enanas de baja

---

anillos aromáticos simples que se han unido, sólo contiene átomos de carbono e hidrógeno y no presenta unión de grupos funcionales o grupos alquilo.

metalicidad y en la pequeña Nube de Magallanes (Hoang et al. 2016b). También predijeron que la frecuencia de absorción asociada a la magnetización tomaba valores entre 1–30  $GHz$ , dependiendo de la forma del grano.

Respecto a la polarización, se ha demostrado que nanopartículas de hierro que se mueven libremente pueden alinearse (Draine et al. 2013). Aunque según se incrementa el tamaño de los granos la población de granos alineados es menor (Draine et al. 2013]. En caso de que el hierro se encuentre incrustado dentro de un grano no-magnético, la polarización dependerá de la alineación de los granos y la relación entre la emisión del dipolo magnético y emisión del dipolo eléctrico del grano (Hoang et al. 2016b).

El principal inconveniente que presenta este modelo es que predice que el máximo de emisión está alrededor de 80  $GHz$ . En torno a esa frecuencia predomina la emisión de polvo térmico y debido a esto no ha sido posible detectarlo con claridad.

2. Otro modelo propone granos de polvo amorfos como posible explicación al AME, partiendo de que algunos materiales podrían presentar resonancias en torno a 30  $GHz$  explicando, además, este fenómeno a partir de la emisión térmica de polvo. El modelo que explicaría las observaciones sería  $\epsilon(\nu)B(\nu, T)$ , es decir, la multiplicación de la emisividad y la función de Planck. Haciendo la aproximación de que los granos son esféricos podemos relacionar la emisividad y la opacidad directamente a través de  $\epsilon(\nu) = \frac{4\rho a}{3}\kappa(\nu)$ . Además, en algunas ocasiones es posible aproximar la emisividad a una ley de potencias de la forma  $\epsilon(\nu) \propto \nu^{\beta_d}$  (Draine, 2011; Martin et al. 2012). Aunque es difícil estimar la opacidad para nanopartículas de materiales amorfos tanto teóricamente como en laboratorio, para el infrarrojo lejano hay estudios que predicen un rango para  $\beta_d$  dependiendo de la temperatura y composición (Agladze, 1996), donde el proyecto Planck estimó un valor de  $\beta_d \sim 1,6$  (Planck Collaboration et al. 2014b).
3. Jones (Jones, 2009) propuso un mecanismo basado en el cambio conformacional de grupos de átomos dentro de granos amorfos a baja temperatura. Sería posible gracias al efecto túner resonante que está asociado a granos de polvo de tamaño  $< 1\mu m$  mostrando una buena correlación entre el AME y la emisión en el infrarrojo lejano. Phillips y Meny argumentaron que un modelo dentro de un sistema de dos niveles (Phillips, 1973; Meny et al. 2007) puede reproducir la forma del espectro del AME. Sin embargo, los datos de polarización de Planck han revelado que estos granos deben ser más pequeños (Planck Collaboration et al. 2015a) ya que el túner resonante adquiere mayor fuerza (Meny et al. 2007). Esto supone una buena correlación con el exceso de emisión en el infrarrojo medio. Con motivo de esclarecer esta hipótesis es necesario realizar pruebas en laboratorio para el rango de frecuencia de microondas a baja temperatura.
4. Otro modelo propuesto consiste en suponer que la emisión libre-libre en regiones de gas ionizado caliente podría contribuir al exceso de emisión. Esto se debe a que en este medio, la emisión libre-libre es ópticamente delgada, presentando un espectro dominado por una ley de potencias de la forma  $\nu^\beta$  donde  $\beta \sim -2,1$  (Draine, 2011). Sin embargo, a baja frecuencia, los medios con alta densidad presentan una profundidad óptica grande y su espectro presenta el comportamiento de un cuerpo negro. Si el medio es una región  $H_{II}$  ultracompacta o hipercompacta, este presenta profundidades ópticas elevadas para altas frecuencias, hasta 15  $GHz$  (Kurtz et al. 1994; Dickinson,

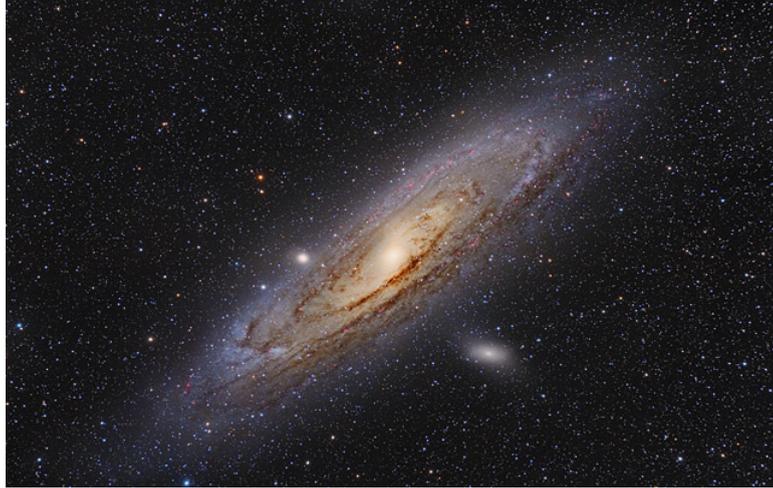


Figura 4: M31 en el rango visible.

Fuente: <http://www.astronomersdoitinthedark.com/index.php?c=135&p=547>

2013). Además, el modelo presenta el inconveniente de que no puede explicar la caída observada en el espectro para frecuencias por encima de  $\sim 40GHz$ .

5. Para unas condiciones similares a las descritas en el punto 3 anterior, la emisión sincrotrón podría reproducir el exceso de emisión si su temperatura de brillo fuera del orden de  $\sim 10^{10}K$  (Dickinson et al. 2018), es decir, extremadamente brillante o el campo magnético interestelar fuera mucho más débil de los valores normales observamos.

### 1.3 La galaxia de Andrómeda

La galaxia de Andrómeda, también conocida como M31 o NGC224, es la galaxia más grande del grupo local, que contiene también la Vía Láctea, la galaxia del triángulo (M33) y otras galaxias más pequeñas (ver Figura 4). Se ubica en la constelación de Andrómeda y puede verse a simple vista gracias a su proximidad a nuestra galaxia (2.5 millones de años luz (Ribas et al. 2005)) y su tamaño angular en el cielo es de  $\sim 3,1deg^2$ .

La masa de M31 es de aproximadamente  $1,5 \cdot 10^{12}M_{\odot}$  y contiene aproximadamente un trillón de estrellas (Young, 2006). El efecto Doppler muestra que M31 tiene un desplazamiento al azul, y por lo tanto, se aproxima a nuestra galaxia. En lo que respecta a su morfología, en la galaxia de Andrómeda se puede observar una gran protuberancia con gas difuso y pocos cúmulos densos. En el núcleo tiene dos estructuras separadas por una distancia de 1.5 pc. Estas dos estructuras son un cúmulo estelar y un núcleo galáctico canibalizado de otra galaxia (Lauer et al. 1993). Podemos observar un anillo a unos 10 kpc del centro, donde se encuentran la mayoría de las estrellas jóvenes. Fuera del disco, hay capas de  $H_I$ .

## 1.4 Justificación y objetivos

Tras la primera evidencia de AME en 1996, ha ido en aumento el interés en la comunidad científica dado su papel como agente contaminante en los estudios de CMB y también como un nuevo proceso de emisión que puede proporcionar una fuente de información adicional sobre el ISM. Por esta razón han surgido diversos modelos siendo la emisión de polvo rotante el que parece reproducir mejor los datos. Además, ha sido observado por gran variedad de experimentos y en diversos medios. Las observaciones indican que se encuentra presente tanto en nubes oscuras (Casassus et al. 2006), como en regiones  $H_{II}$  (Dickinson et al. 2009a), nebulosas de reflexión (Castellanos et al. 2011) o nubes moleculares (Tibbs, 2010).

En la actualidad la mayor parte de los estudios de AME en el rango de microondas están basados en datos de experimentos de baja resolución angular ( $\sim 1^\circ$ ) como WMAP, Planck o QUIJOTE. Observaciones con resolución angular más fina (del orden de los arcominutos) son necesarias para poder acceder a escalas físicas más pequeñas, y para poder realizar estudios de correlación espacial con datos en el infrarrojo medio, que suelen tener resoluciones angulares mucho mejores, ganando sensibilidad y apreciando variaciones más débiles que nos describan mejor las condiciones del medio como, por ejemplo, la temperatura de los granos de polvo, la densidad del gas, la intensidad del campo de radiación, etc. Combinando las observaciones con datos de HSO y SST podemos estimar parámetros como el índice espectral, la intensidad del campo de radiación o el cociente de las masas relativas de especies de granos respecto a la masa de hidrógeno.

El principal motivo por el que basar este estudio en la galaxia de Andrómeda es tratar de encontrar una detección clara de AME fuera de nuestra galaxia. En la actualidad la mayoría de los estudios de AME están basados en observaciones de regiones específicas de nuestra galaxia. Sin embargo, no hay motivos para pensar que la AME no sea un fenómeno omnipresente (Murphy et al. 2010) aunque de momento son pocos los objetos estudiados siendo de interés confirmar que se trata de un fenómeno universal y no exclusivo de nuestra galaxia. También presenta condiciones de similitud así como de proximidad que convierten a la M31 en un laboratorio ideal.

En el rango de frecuencias donde predomina AME, se esperaría observar la contribución de la emisión de sincrotrón, la emisión libre-libre y emisión térmica de polvo. En cambio, estudios recientes basados en datos de Planck indican una posible detección de AME en M31 (Battistelli et al. 2019).

Dada la idoneidad de la galaxia de Andrómeda para profundizar en el estudio sobre la AME, se usará la intensidad específica de las observaciones del SRT, HSO y SST para la determinación de la correlación en el infrarrojo lejano y medio. La razón, como se ha mencionado anteriormente, se debe a la correlación de este fenómeno con la emisión térmica de polvo en el infrarrojo lejano. También estimaremos la masa relativa de cada especie de granos de polvo y la intensidad del campo de radiación, ajustando los SEDs construidos de HSO y SST con los modelos generados por DustEM para cada píxel mediante un ajuste de chi-cuadrado. Una vez conocemos el mejor ajuste para los SEDs observados, crearemos mapas con los resultados y los combinaremos con la emisión en microondas medida con el SRT. Con ello, pretendemos comprobar si alguna de las especies de granos que hemos considerado presentan una mayor correlación espacial con la AME.

## 2 Metodología

### Abstract

In this section, we will explain what methodology was used to perform the observations: we have to follow a specific pathway due to the observations' quality depend on it. Then, we will explain the procedure used for data reduction, as well as the transformation from measurements to maps. For our study, we have used archive maps and the DustEM software to supplement our microwave maps. Finally, we will indicate how to adjust infrared archive maps to our microwave maps and the statistical process of analysis used to obtain information from observations.

### 2.1 Observaciones

#### 2.1.1 El Sardinia Radio Telescope (SRT)



Figura 5: Imagen del SRT en posición de estacionamiento mientras permanece inactivo durante el atardecer.

Durante mi estancia en La Sapienza realicé observaciones en banda K en el Sardinia Radio Telescope (SRT), ubicado en la isla de Cerdeña a 35 km al norte de Cagliari y a 600 m sobre el nivel del mar. Este telescopio fue utilizado anteriormente para realizar observaciones de M31 en banda C y ahora hemos usado el SRT de nuevo para las observaciones en banda K en la galaxia de Andrómeda. Este radiotelescopio es una nueva versión del radiotelescopio Parkes ya que comparte características similares como su espejo primario de 64 m, basado en una antena con un disco cuasi-gregoriano. Además, incluye tres espejos adicionales para cambiar la distancia focal. Su característica más remarkable es una superficie activa compuesta por 1116 actuadores electromecánicos para corregir las deformaciones inducidas por la gravedad en el espejo primario. Además, la alta eficiencia en todas las frecuencias operativas se debe a los front-ends<sup>8</sup>, back-ends<sup>9</sup> digitales y analógicos que permiten obtener

medidas precisas y observar fuentes débiles.

El SRT tiene capacidad para 4 receptores de microondas ubicados en diferentes posiciones focales. Su objetivo principal es guiar, amplificar, filtrar y reducir la señal astronómica entrante reflejada por los espejos. Para ello, el receptor está conformado por componentes activos y pasivos de microondas donde algunos de ellos se enfrían a temperaturas criogénicas.

<sup>8</sup>Es el nombre que recibe la parte del telescopio que capta, amplifica y sintoniza la señal para su posterior procesado.

<sup>9</sup>Parte del telescopio donde se procesa la señal y se almacena.

$\nu$	Res. angular
6.156 GHz	2.9 arcmin
6.469 GHz	2.9 arcmin
6.781 GHz	2.9 arcmin
7.094 GHz	2.9 arcmin

Tabla 1: La información mostrada corresponde con las frecuencias y resoluciones de los datos que fueron tomados con el SRT.

Otra característica importante es la “agilidad de frecuencia”, que consiste en cambiar entre diferentes receptores de forma remota y automática mediante el uso de varios servosistemas menores siempre que estén en el mismo plano focal<sup>10</sup>.

### 2.1.2 Observaciones en banda K

Aunque las observaciones fueron realizadas en banda K, no han sido utilizadas en este trabajo debido a que actualmente se están procesando los datos para la adquisición de los mapas con el software SCUBE. El procesado es una tarea laboriosa como veremos más adelante que además se ve dificultada por la gran cantidad de datos (unos 35Tb) que hay que analizar(ver Figura 6).

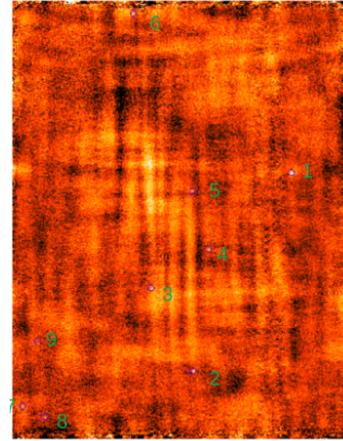


Figura 6: Estado actual de los mapas en banda K.

Fuente: Obtenido por Federico Radiconi

## 2.2 Observaciones en banda C

### 2.2.1 Estrategia de escaneado

Al igual que en el caso de las observaciones en banda K, el objetivo ha sido crear un mapa que cubra toda la galaxia de Andrómeda con la mayor resolución espacial posible y con una sensibilidad inferior a  $0,40 \frac{mJy}{beam}$ . Para crear este mapa hemos cubierto un rectángulo en el cielo de  $7,4deg^2$  centrado en el núcleo de M31. La dimensión del mapa se ha estimado a partir de la comparación entre el mapa proporcionado por Herschel/SPIRE a  $250 \mu m$  y Planck a 857 GHz. Además, hemos añadido una región en el cielo sin fuentes anexa a la M31 para poder estimar la señal de fondo y así poder sustraerla durante el análisis.

Para crear el mapa se emplea la técnica On-The-Fly (ver Figura 7), que consiste en escanear la región del cielo seleccionada realizando sub-escaneos en ascensión recta (A.R.) y en declinación (Dec.) espaciados una distancia igual a un tercio de la anchura a media altura del haz (FWHM / 3). Un sub-escaneo consiste en mover la antena de un lado a otro de la región de interés, bien sea en la dirección de A.R. o Dec. Luego, el conjunto de todos los sub-escaneos da lugar a un escaneo que puede ser en A.R. si los sub-escaneos han sido hechos en

<sup>10</sup><http://www.srt.inaf.it/project/introduction/>

ascensión recta o en Dec. si han sido hechos en declinación. Si posteriormente superponemos los escaneos en A.R. y en Dec. creamos un mapa. Para facilitar la comprensión, la Figura 7 muestra cómo debería ser el proceso de obtención de los distintos sub-escaneos hasta obtener el escaneo final.

### 2.2.2 Planificación

Para realizar las observaciones se utilizan los “schedules”. Estos consisten en un conjunto de comandos que corresponden a una serie de tareas que el telescopio tiene que llevar a cabo en una secuencia temporal determinada.

Una vez hemos creado las schedules con Basie <sup>12</sup> y éstas hayan sido introducidas en el sistema, el telescopio comenzará a leer los comandos escritos paso a paso realizando la tarea indicada. Posteriormente el usuario debe parar el proceso mediante un comando específico dado que el sistema no puede parar por sí mismo. No obstante, en caso de que sucedieran problemas técnicos el proceso se parará automáticamente.

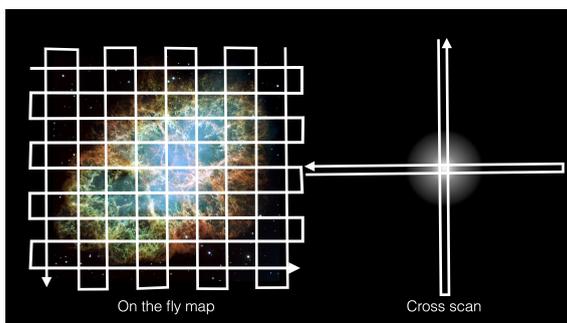


Figura 7: En la imagen de la izquierda se muestra el movimiento del telescopio en el cielo para observar  $I_\nu$  <sup>11</sup> en distintos puntos siendo el nombre de esta técnica en inglés On-the-Fly. La imagen de la derecha corresponde con el escaneo en cruz (cross scan en inglés) que es utilizado para la observación de las fuentes de calibración.

Fuente: <https://srt-single-dish-tools.readthedocs.io/en/latest/>

### 2.2.3 Calibración

Hemos observado varias fuentes de calibración. Para ello, necesitamos que las fuentes que tengan un flujo estable y conocido. Durante las observaciones se obtiene la información sobre los calibradores y ésta es empleada durante el procesado de los datos.

Las calibraciones se hacen canal por canal y constan de tres pasos:

- Calibración de paso de banda: es el proceso de medir y corregir la parte dependiente de la frecuencia de las ganancias<sup>13</sup>.
- Calibración de densidad de flujo: proporciona el factor de conversión de unidades de conteo a (Jansky)<sup>14</sup>.

<sup>12</sup>Basie es una aplicación para ayudar a crear las schedules a los astrónomos que observan con los radiotelescopios italianos.

<sup>13</sup>[https://science.nrao.edu/facilities/alma/naasc-workshops/alma\\_dr/Braatz\\_Bandpass.pdf](https://science.nrao.edu/facilities/alma/naasc-workshops/alma_dr/Braatz_Bandpass.pdf)

<sup>14</sup><https://science.nrao.edu/facilities/vla/docs/manuals/oss/performance/fdscale>

- Calibración de polarización: utiliza una fuente no polarizada para eliminar la polarización instrumental. Luego, debemos observar una fuente polarizada para estimar el ángulo relativo entre R y L, y el ángulo de polarización absoluto<sup>15</sup>.

Durante las observaciones se han utilizado diversas fuentes de calibración. Las observaciones de dichas fuentes fueron realizadas al comienzo y al final de las observaciones y también durante la culminación de M31.

Las fuentes astronómicas empleadas para realizar estas calibraciones fueron:

- 3C84 - Es una radio galaxia (NGC1275) con un agujero negro supermasivo con disco de acreción. Es una fuente de radio brillante, con una densidad de flujo en la banda C de  $F_{3C84} = 35,14Jy$  y con un tamaño de 1 arcsec<sup>16</sup>. Por esa razón se utiliza como calibrador de apuntado y de flujo. Además no tiene polarización, por lo que también se utiliza para determinar la polarización instrumental.
- 3C138 - Cuásar con un desplazamiento al rojo  $z = 0.759$ . Es una fuente de radio compacta formada por un núcleo de alta densidad de flujo, con un chorro lateral altamente polarizado. Por esta razón, se utiliza como un calibrador de polarización. Su densidad de flujo en banda C es  $F_{3C138} = 1,46Jy$ <sup>17</sup>.
- 3C147 - Cuásar en desplazamiento al rojo  $z = 0.545$ . Tiene una densidad de flujo en la banda C de  $F_{3C147} = 1,77Jy$ <sup>18</sup> y una pequeña extensión angular, por eso es perfecto como calibrador de flujo.
- 3C286 - Cuásar en desplazamiento al rojo  $z = 0.849$ . Tiene una estructura compacta, una densidad de flujo en la banda C de  $F_{3C286} = 2,52Jy$ <sup>19</sup> y alta polarización. Por esta razón se puede utilizar como calibrador de flujo y polarización.
- W3OH - Es un máser de OH que hemos utilizado en las calibraciones en banda K. Se trata de un maser muy brillante por lo que es utilizado como calibrador de flujo<sup>20</sup>.

## 2.3 Tratamiento de las observaciones

Single-dish Spectral-polarimetry Software (SCUBE) es un software desarrollado por M. Murgia y F. Govoni específicamente para la reducción y análisis de datos del SRT (Murgia et al. 2016). Puede ser utilizado para procesar datos del SRT y de interferometría.

Para comenzar a usar este código necesitamos importar los datos a diferentes directorios de SCUBE organizados según el día de observación. A su vez, cada directorio tiene subdirectorios que almacenan la información correspondiente a un simple escaneo y escaneos en cruz (ver Figura 7) para diferentes fuentes de calibración.

Antes de comenzar a importar los resultados, debemos localizar aquellos canales de SAR-DARA que presentan defectos. Para ello debemos obtener el espectro de cada fuente en cada

<sup>15</sup><http://www.vla.nrao.edu/astro/calib/manual/polcal.html>

<sup>16</sup><http://www1.oan.es/reports/doc/IT-CDT-2017-12.pdf>

<sup>17</sup><https://science.nrao.edu/facilities/vla/docs/manuals/oss2013B/performance/fdscale>

<sup>18</sup>Mirar nota pie de página número 22.

<sup>19</sup>Mirar nota pie de página número 22.

<sup>20</sup><https://www.ira.inaf.it/Library/rapp-int/430-09.pdf>

escaneo. En ellos observamos unos picos que están generados por el back-end o ruido ambiental, empleando diferentes métodos de corrección dependiendo de si el origen corresponde a los primeros o a los segundos.

La sustracción del nivel de fondo en las regiones sin objetos debe registrar un valor de intensidad específica igual a cero. Empleando SCUBE podemos obtener de los escaneos en cruz (ver Figura 7) sobre las fuentes de calibración y con ello un ajuste lineal de los sub-escaneos de los extremos para determinar el nivel de fondo y sustraerlo.

A continuación, la calibración del pasa-banda se realiza porque en instrumentos como SARDARA la respuesta espectral de cada canal no es igual, además de no ser constante la ganancia. Con el fin de corregirlo usamos una fuente de espectro bien conocida.

El siguiente paso es la calibración de flujo. Como en cualquier otro telescopio, la señal medida tiene unidades de cuentas, y carece de significado físico. Es por ello que necesitamos una fuente con densidad de flujo bien conocida para obtener un factor de conversión entre unidades. Se han realizado observaciones en modo cross scan sobre las fuentes de calibración indicadas en el apartado 2.2.3 con el objetivo de, tras ser procesadas con SCUBE, obtener una relación lineal de conversión entre cuentas y la densidad de flujo (Jansky).

### 2.3.1 Sustracción del ruido espectral

Una vez identificados los birdies<sup>21</sup> y los escaneos defectuosos, la extracción del ruido espectral es necesaria para la identificación de picos que corresponden a RFI<sup>22</sup>. Para ello, usando SCUBE se debe extraer el espectro de una región del cielo donde no haya ninguna radio fuente para calcular el “el nivel de fondo espectral” que posteriormente sustraeremos a los espectros. Luego representamos el espectro obtenido para identificar todos los picos que corresponden con RFI. Con la manipulación del archivo llamado flag.script se puede reducir su número en el espectro. Sin embargo existen otros métodos automáticos cuyos resultados son más rápidos y eficientes.

### 2.3.2 Corrección de la polarización

El siguiente paso en el procesado de los datos es la calibración de la polarización, que se realiza en tres fases:

1. Obtener el desplazamiento de fase de polarización entre R y L para dos fuentes.
2. Medir la polarización inducida por el instrumento sobre una fuente que no presenta polarización debido a imperfecciones del instrumento.
3. Sustraer el resultado del paso 2 a la señal de cada canal.

---

<sup>21</sup>Los birdies son señales artificiales presente en los datos de entrada producidos por el funcionamiento del propio sistema. En algunas ocasiones son intencionados para la verificación del correcto funcionamiento del sistema.

<sup>22</sup>Interferencia de radio frecuencia (RFI en inglés).

### 2.3.3 Mapas de intensidad total

Una vez calibrados los datos se puede proceder a la construcción de los mapas a intensidad total. El primer paso es la sustracción de la línea de base de los escaneos. Con ello conseguimos sustraer cualquier radiación de fondo presente, ya proceda del cielo o del instrumento utilizado. El procedimiento empleado es la creación de una máscara a partir de dos imágenes diferentes de M31. Posteriormente debemos aplicarlo sobre los escaneos para sustraer las radiofuentes presentes y obtener la línea de base.

En este punto podemos crear las primeras imágenes a partir de los escaneos, utilizando comandos específicos en SCUBE. El software nos devolverá cubos espectrales que consisten en una imagen de M31 para cada canal de la banda de frecuencia. Después, utilizamos los cubos promediados de todos los canales de frecuencia para obtener una imagen a intensidad total.

Los mapas obtenidos con la técnica de “On-the-Fly” presentan un patrón peculiar debido a la forma de creación de los mapas (ver Figura 8, a y b). Por este motivo presentan las típicas características a lo largo de un sub-escaneo como causa de RFI y pequeñas variaciones atmosféricas o en el detector. Estas imperfecciones no han sido corregidas totalmente durante los pasos anteriores. Con la finalidad de eliminar estos patrones se parte de un escaneo con datos afectados por estas imperfecciones. El mapa consiste en medidas astronómicas correctas a las que se les añade un término de error correspondiente al desplazamiento de la línea de referencia para cada escaneo defectuoso. Considerando el efecto de un solo escaneo defectuoso en el plano de la transformada de Fourier, el término de error aparece sólo en una banda estrecha, pasando por el centro del escaneo, con un ancho inversamente proporcional a la escala de longitud característica del desplazamiento de la línea de referencia en el escaneado original (ver Figura 8, c y d). Si analizamos el término de error de todos los escaneos defectuosos en el mapa, cada uno contribuirá al error en el mismo lugar del

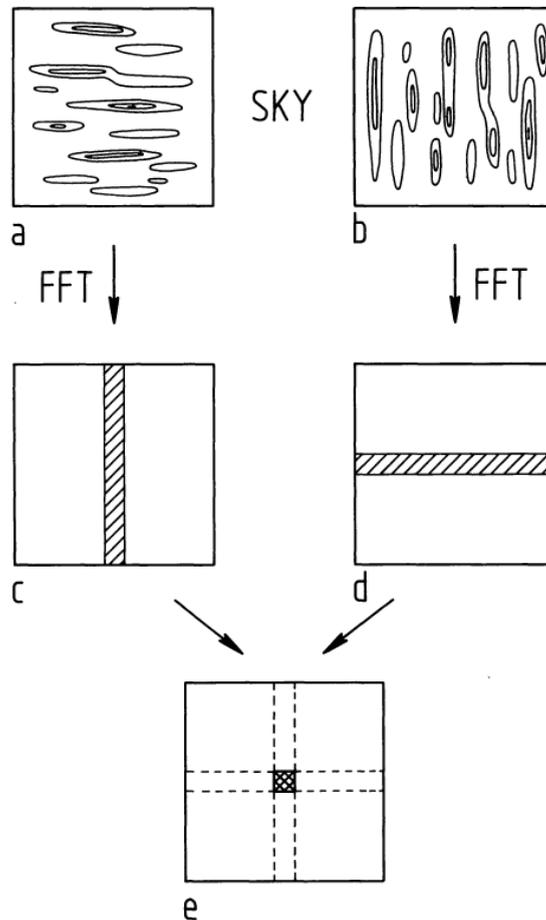


Figura 8: Procedimiento seguido para crear mapas a partir de los escaneos.

Fuente: Emerson et al. 1988.

plano de la transformada de Fourier. La fase de cada término de error refleja la distancia de cada escaneo erróneo del centro del mapa original. Además, aunque los errores de escaneo están extendidos sobre todo el mapa, en el plano de la transformada de Fourier se encuentra concentrado a lo largo de una línea. Si un segundo mapa de la misma fuente está hecho usando diferentes direcciones de escaneo, no exactamente ortogonales a respecto al mapa anterior. La línea que representa errores de escaneo en el nuevo mapa tras la transformación de Fourier sólo intersecciona en el centro con los términos de error del mapa original. Conociendo de forma aproximada la longitud de escala del desplazamiento para la línea de referencia en cada mapa, así como el ancho de cada banda para los términos de error en el plano de la transformada de Fourier, podemos realizar una combinación óptima pesada para cada conjunto de datos tomados, como forma de optimizar la relación señal-ruido para los dos componentes de Fourier. Tras este procedimiento se suman y normalizan los escaneos, dando lugar a la transformada de Fourier de los datos optimizados. Finalmente, aplicamos la inversa de la transformada de Fourier y habremos obtenido el mapa (ver Figura 8, e).

A continuación repetimos el mismo proceso en todos los escaneos realizados los distintos días de observación y posteriormente debemos combinar éstos para poder obtener una imagen de mayor calidad. De igual modo, cabe destacar que se pueden emplear diferentes métodos para obtener un mapa con mejor relación señal-ruido.

Después de obtener los mapas aún persisten algunos RFI que debemos eliminar para crear nuestro mapa final. Para ello usamos un método llamado “Flag by model” en el que se compara cada escaneo con un modelo, para marcar todas las áreas que muestran una señal diferente a partir de un cierto valor. Después de este paso todos los mapas están corregidos y podemos crear el mapa final que utilizaremos para nuestro análisis.

## 2.4 Datos de archivo utilizados

### 2.4.1 Herschel Space Observatory (HSO)

Herschel Space Observatory <sup>23</sup> fue en su época el telescopio infrarrojo más grande (3.5 m) jamás lanzado, con un conjunto de instrumentos astronómicos utilizados para observar en las bandas del infrarrojo lejano y submilimétrico (55-672  $\mu m$ ). HSO fue construido y operado por la Agencia Espacial Europea y tuvo una vida útil de 4 años. El telescopio entró en órbita en mayo de 2009, y permaneció en el segundo punto de Lagrange (L2) del sistema Tierra-Sol.

Los objetivos principales de la misión eran realizar observaciones para estudiar la formación de galaxias en el universo temprano, la formación de estrellas y su interacción con el medio interestelar, la composición química de las atmósferas y la superficie de los cuerpos del Sistema Solar y la química molecular de todo el universo.

El sistema de recepción consistía en tres instrumentos que operaban a temperaturas inferiores a 2K, siendo refrigerados con helio líquido. En este trabajo hemos utilizado datos de dos instrumentos: PACS (Photodetecting Array Camera and Spectrometer) y SPIRE (Spectral and Photometric Imaging Receiver) ambos estaban compuestos por una cámara de imagen y un espectrómetro de baja resolución.

---

<sup>23</sup>[http://www.esa.int/Our\\_Activities/Space\\_Science/Hersche](http://www.esa.int/Our_Activities/Space_Science/Hersche)

## 2.4.2 Spitzer Space Telescope (SST)

Spitzer Space Telescope (SST) es un telescopio espacial infrarrojo lanzado por la NASA, JPL y Caltech en el año 2003 y que finalizará su actividad en enero de 2020. Aunque en origen el tiempo de vida de la misión se estimaba hasta el 2009, cuando se agotase el helio líquido, éste tiempo fue ampliado hasta el 2020 porque la falta de helio líquido realmente no afecta a la sensibilidad de los sensores del instrumento IRSA, los cuales siguen obteniendo datos hoy en día<sup>24</sup>.

La órbita seguida por el SST es heliocéntrica, de forma que el satélite se aleja cada año de la Tierra una distancia de 0.1 UA. El espejo primario tiene 85 cm de diámetro y una razón focal<sup>25</sup> de 12, está fabricado con berilio y opera a una temperatura de 5.5K. El SST cuenta con tres instrumentos que son<sup>26</sup>:

- Infrared Array Camera (IRAC): es una cámara infrarroja que opera a simultáneamente en cuatro longitudes de onda distintas, 3.6, 4.5, 5.8 y 8  $\mu m$ <sup>27</sup>.
- Infrared Spectrograph (IRS): es un espectrógrafo infrarrojo que está constituido por 4 sub-módulos que operan a 5.3–14  $\mu m$  (baja resolución), 10–19.5  $\mu m$  (alta resolución), 14–40  $\mu m$  (baja resolución), y 19–37  $\mu m$  (alta resolución)<sup>28</sup>.
- Multiband Imaging Photometer for Spitzer (MIPS). Consiste en tres sensores que operan a 24  $\mu m$ , a 70  $\mu m$  y 160  $\mu m$ <sup>29</sup>.

Los datos utilizados procedentes de HSO y SST se muestran en la siguiente tabla:

Telescopio	$\lambda$	Res. angular
HSO	100 $\mu m$	0.21 arcmin
HSO	160 $\mu m$	0.22 arcmin
HSO	250 $\mu m$	0.29 arcmin
HSO	350 $\mu m$	0.40 arcmin
HSO	500 $\mu m$	0.59 arcmin
SST	3.6 $\mu m$	1.95 arcsec
SST	4.5 $\mu m$	2.02 arcsec
SST	24 $\mu m$	1.98 arcsec

Tabla 2: La información mostrada corresponde con los mapas utilizados en nuestro análisis, procedentes de los archivos públicos de HSO y SST. Se define en la tabla la procedencia del mapa, longitud de onda y resolución angular.

## 2.5 DustEM

DustEM es una herramienta numérica que calcula la extinción, la emisión y la polarización de los granos de polvo interestelar calentados por fotones. Está escrito en Fortran 95 y fue

<sup>24</sup><http://www.spitzer.caltech.edu/news/436-ssc2009-12-NASA-s-Spitzer-Begins-Warm-Mission>

<sup>25</sup>Es el cociente entre la distancia focal de telescopio y su diámetros.

<sup>26</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/spitzermission/missionoverview/spitzertelescopehandbook/7/>

<sup>27</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irac/>

<sup>28</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irs/>

<sup>29</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/mips/>

Component	$Y = m/m_H$	$\alpha$	$a_{min}$ nm	$a_{max}$ nm	$\rho$	$\beta_m$
PAH	$4.3 \times 10^{-4}$	3	0.4	1.2	$2.4 \times 10^{-7} \text{ g cm}^{-2}$	0
VSG	$4.7 \times 10^{-4}$	2.6	1.2	15	$2.3 \text{ g cm}^{-3}$	0
BG	$6.4 \times 10^{-3}$	2.9	15	110	$3.0 \text{ g cm}^{-3}$	0.61

Figura 9:  $Y_X$  es la masa relativa respecto al hidrógeno (sin tener en cuenta el helio),  $\alpha$  es el exponente de la ley de potencias que describe la distribución de tamaños de los granos,  $a_{min}$  y  $a_{max}$  son el tamaño mínimo y máximo de los granos,  $\beta_m$  es el albedo máximo y  $\rho$  es la densidad del material.

Fuente: Desert et al. 1990

desarrollado conjuntamente por el Institut d’Astrophysique Spatiale (IAS, París) y el Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie (IRAP, Toulouse)<sup>30</sup>. La emisión de polvo se calcula en el límite ópticamente delgado (sin transferencia radiativa) y en el rango espectral predeterminado es  $0.04$  y  $10^5 \mu m$ . El código ha sido diseñado para que las propiedades del polvo se puedan cambiar fácilmente, así como para combinar distintas especies de granos o definir otras propiedades físicas que el usuario crea conveniente. Los datos que utiliza DustEM como entrada son generados por el código IDL DustProp, que presenta métodos para calcular las propiedades ópticas del polvo y la capacidad calorífica.

En un primer momento se planteó usar DustEM junto con otro programa en IDL llamado “DustEM Wrapper”, que permite ajustar los modelos generados por DustEM a una distribución espacial de energía (SED en inglés) observada. Básicamente, el wrapper funciona minimizando la  $\chi^2$  entre SED observada y SED teórico. Cada SED teórico es calculado con DustEM a partir la intensidad del campo de radiación interestelar, cuyas siglas en inglés son ISRF, y la masa relativa de cada especie de grano de polvo. Variando estos parámetros podemos determinar qué parámetros describen mejor el SED observado.

Sin embargo, hemos utilizado otra estrategia debido a las dificultades para instalar el DustEM Wrapper. Hemos decidido seguir el método de Relaño et al. (2018). Esta estrategia consiste en crear una librería que contiene un conjunto de SEDs para un rango de valores predefinidos de ISRF y de las masas relativas de cada especie (ver Tabla 3). De este modo, hemos creado un conjunto de  $\sim 380000$  SEDs teóricos que debemos comparar píxel a píxel. Mediante la minimización de la función  $\chi^2$  calculamos, en cada píxel del mapa, el conjunto de parámetros que da lugar a un mejor ajuste entre el modelo y las observaciones (ver apartado 2.7.3).

Para definir las características de las poblaciones de granos de polvo hemos utilizado el modelo de Desert et al. 1990. Este modelo está formado por tres poblaciones de granos distintas: granos grandes (en inglés big grain, BG), compuestos por una mezcla de silicatos y materiales con carbono; hidrocarburos policíclicos aromáticos (en inglés *Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*, PAH), observados como gas molecular en el medio; granos muy pequeños (en inglés very small grains, VSG), que son granos amorfos muy pequeños basados principalmente en carbono. Los parámetros que describen cada población de granos son varios, como puede verse en la Figura 9. Hemos seleccionado este modelo por su sencillez.

<sup>30</sup><https://www.ias.u-psud.fr/DUSTEM/index.html>

## 2.6 Ajuste de mapas

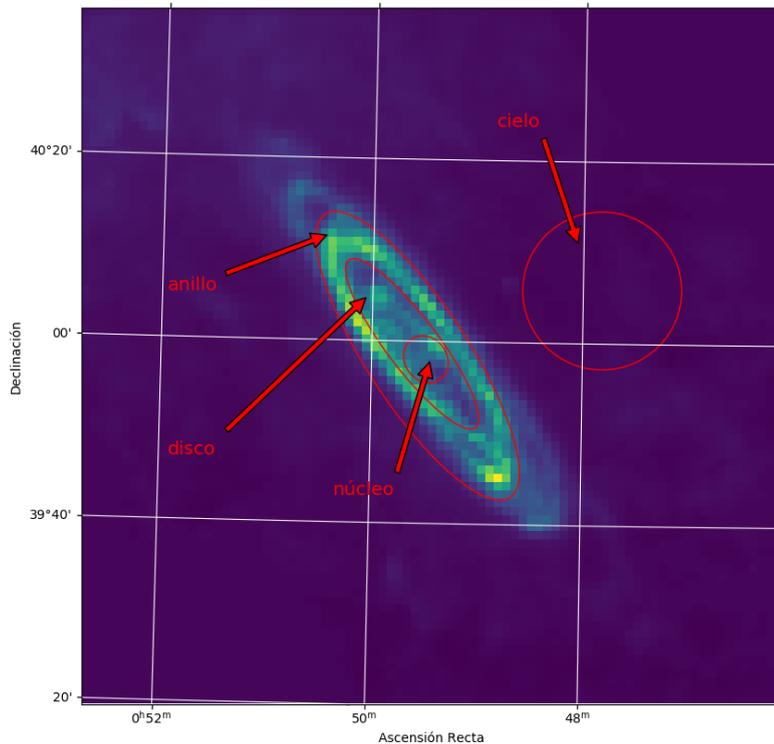


Figura 10: Las distintas regiones seleccionadas para este estudio se muestran en la figura. La región núcleo corresponde a la ubicación del núcleo de la galaxia de Andrómeda, la región disco comprende el espacio entre el núcleo y el anillo exterior, la región anillo corresponde con una región de alta densidad de polvo así como actividad estelar que conforma el anillo en torno a la galaxia. Luego la región cielo corresponde aquella zona del mapa donde no hay fuentes para estimar el nivel de fondo que posteriormente sustraemos del mapa. El mapa sobre el que están proyectadas las regiones corresponde a HSO a  $250 \mu m$ .

El próximo paso a seguir es la convolución de los mapas de Herschel a la resolución angular del SRT. Esto se debe a que los mapas del Herschel tienen una FWHM menor que los mapas obtenidos con SRT y para poder realizar un análisis conjunto es necesario que ambos se encuentren a la misma resolución. Por ejemplo, el mapa de Herschel a  $250 \mu m$  tiene una FWHM de  $0.29'$  mientras que los mapas del SRT obtienen una resolución de  $2.9'$  en banda C. Para ello es necesario, en primer lugar, re proyectar los mapas a una pixelización común (hay que tener en cuenta que las pixelizaciones de los mapas inicialmente pueden ser diferentes). En la Figura 11 mostramos los mapas resultantes de estas tareas. Para la convolución de los mapas es necesario crear una matriz de convolución mediante Python, que tenga en cuenta la resolución del mapa de SRT y del mapa que deseamos convolucionar.

Con el objetivo de preparar los mapas para el análisis de los datos obtenidos, hemos realizado una serie de pasos. En primer lugar hemos leído los archivos en Python con la ayuda de la librería Astropy<sup>31</sup>, que mediante una sencilla serie de comandos permite cargar imágenes grandes con facilidad.

La siguiente tarea que hemos llevado a cabo ha sido la conversión de las unidades de intensidad específica para los datos obtenidos con el SRT. Tras el procesado con SCUBE para obtener los mapas en intensidad total, las unidades de la intensidad específica son  $\frac{mJy}{beam}$  y es necesario convertirlas a  $\frac{MJy}{sr}$  debido a que los mapas de infrarrojo se encuentran en estas unidades y cada mapa tiene un tamaño de haz diferente, por lo que sería un error usar las unidades de  $\frac{mJy}{beam}$ .

<sup>31</sup><https://www.astropy.org/>

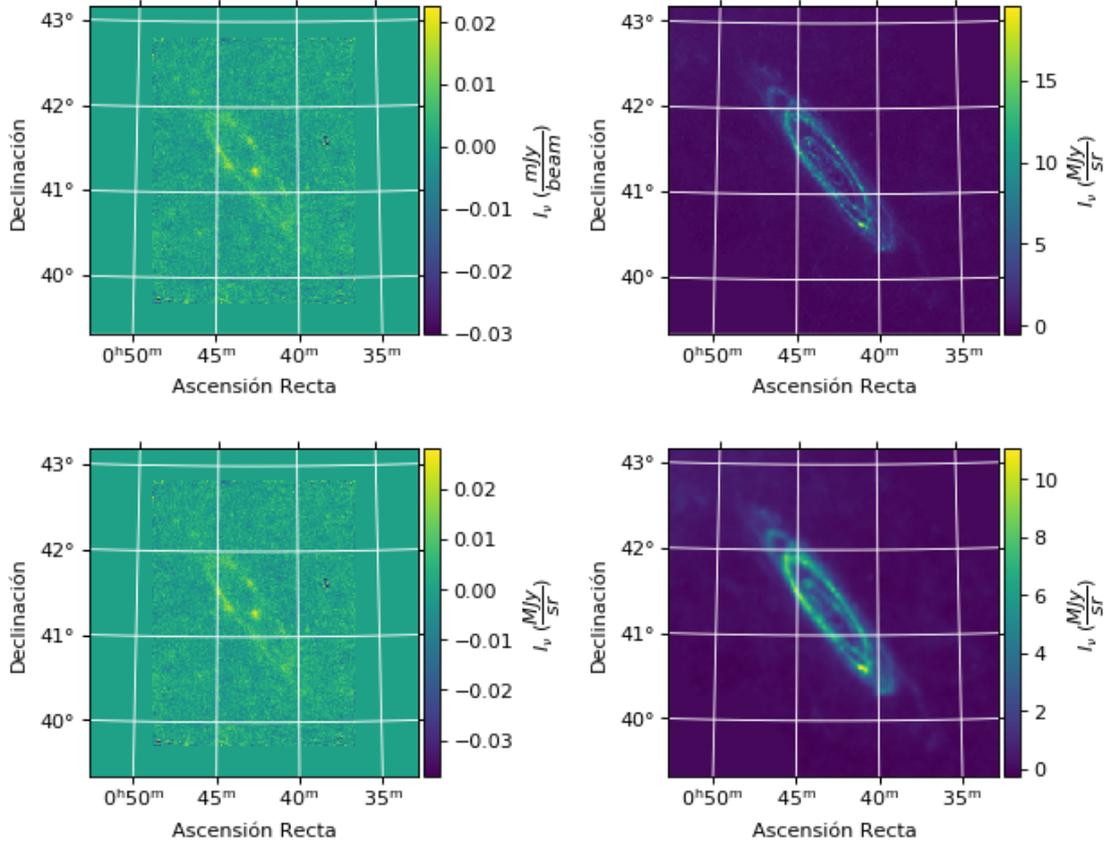


Figura 11: El mapa superior izquierdo muestra el resultados del SRT para M31 a 6.469 GHz con una resolución de 2.9 arcmin. La imagen superior derecha muestra un mapa de HSO a  $250 \mu\text{m}$  con una resolución de 0.29 arcmin. Tras el cambio de unidades de  $\frac{\text{mJy}}{\text{beam}}$  a  $\frac{\text{MJy}}{\text{sr}}$  y la convolución de los mapas de HSO y SST a la resolución de los mapas del SRT obtenemos: el mapa inferior izquierdo que muestra cómo el mapa del SRT sólo ha cambiado de unidades (ver barra de intensidad al lado derecho de cada mapa), y en el mapa inferior derecho se observa claramente que la resolución angular es más baja, y el nivel máximo del mapa ha disminuido en consecuencia.

Luego dicha matriz se multiplicará con cada píxel del mapa a convolucionar modificando la intensidad específica sin alterar la posición de los píxeles.

Posteriormente realizamos un reagrupamiento de los píxeles, que consiste en promediar los píxeles vecinos para crear uno de mayor tamaño, con el objetivo de obtener píxeles de un tamaño similar a la FWHM, y con ello lograr que el ruido sea no correlacionado entre ellos. De nuevo empleamos Python, en este caso hemos creado una función que nos permite realizar un binning de 3x3, que consiste en promediar los nueve píxeles más próximos. Partiendo de un mapa de dimensiones 252x252 obtendremos un mapa de 84x84.

El siguiente paso ha consistido en descomponer la galaxia de Andrómeda en distintas regiones: núcleo, disco y anillo exterior (ver Figura 12). Para ello, hemos usado el DS9<sup>32</sup> que nos permite crear interactivamente elipses de diferentes tamaños y orientaciones. Posteriormente la información sobre los parámetros de las elipses puede ser grabada en un archivo y

<sup>32</sup><http://ds9.si.edu/site/Home.html>

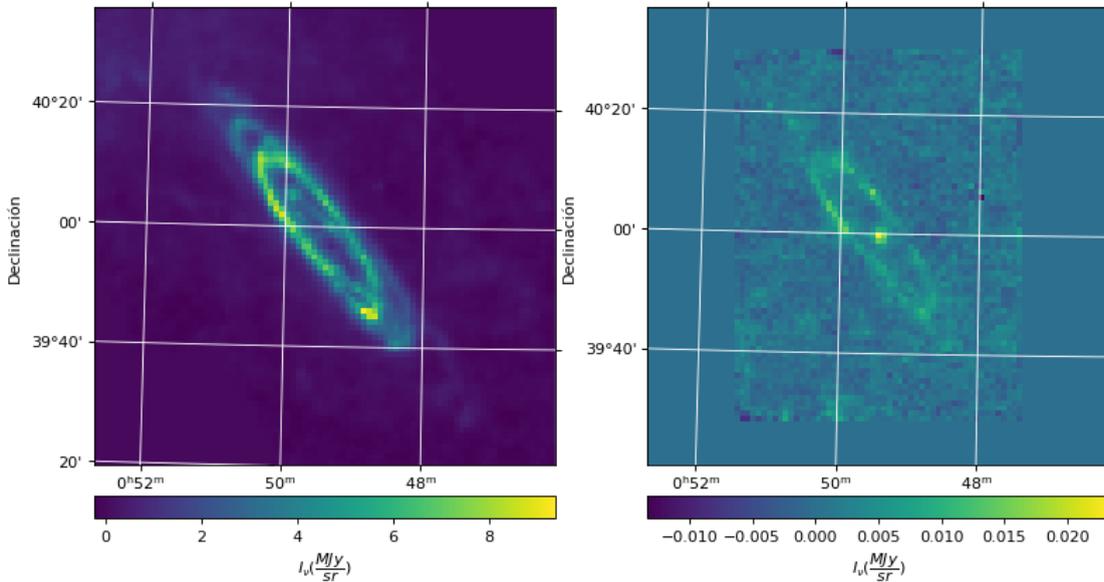


Figura 12: Los mapas mostrados corresponden con los mapas inferiores de la Figura 11 tras realizar el promedio entre los píxeles más próximos. El mapa de la izquierda corresponde a SST y el mapa de la derecha a SRT.

ser utilizado en otros softwares como hemos hecho nosotros. Empleando la librería “regions” para Python, la función `read_ds9_regions` nos permite leer las regiones creadas en DS9.

A partir de las regiones, deberemos crear máscaras. Éstas son matrices de la misma dimensión que los mapas sobre los que serán proyectadas. Estas máscaras, si se representan como un mapa, sólo presentarán valores iguales a 0 y 1, por lo que los píxeles dentro de la región poseerán valor 1, siendo aquellos que posean valor 0 los que se encuentren fuera de la región.

## 2.7 Análisis de los datos

### 2.7.1 Sustracción del nivel de fondo

Para el análisis estadístico se ha seleccionado una región exterior a M31, necesaria para la estimación del nivel de fondo que puede verse en la Figura 12 denominada como “cielo”. Para ello hacemos en primer lugar un histograma, comprobando así que la distribución del nivel de fondo presenta una distribución gaussiana y por lo tanto no presenta ningún error. Luego obtenemos el promedio de la intensidad específica y lo sustraemos a todos los píxeles del mapa para obtener un nivel promedio próximo a cero. Además, a partir de esta medida hemos estimado la FWHM de la función gaussiana, que representa la distribución de los valores de intensidad específica en la región de “cielo” utilizada para definir el nivel de fondo. Hemos empleado la librería de Python `scipy.stats` para crear los histogramas y calcular los parámetros estadísticos como la media o la desviación estándar. Posteriormente, empleando un factor de conversión obtenemos la FWHM<sup>34</sup>.

<sup>33</sup><https://github.com/astropy/pyregion>

<sup>34</sup>[https://es.wikipedia.org/wiki/Anchura\\_a\\_media\\_altura](https://es.wikipedia.org/wiki/Anchura_a_media_altura)

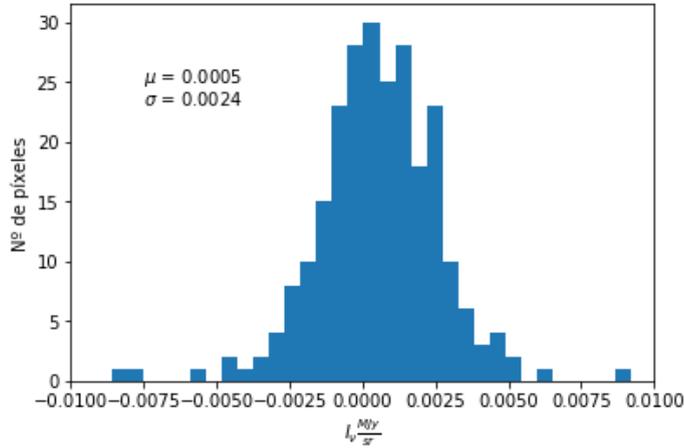


Figura 13: Ejemplo de distribución de flujo para una región libre de fuentes. Muestra una distribución normal garantizando que los mapas no presentan defectos. Corresponde al mapa de 6.156 GHz obtenido con el SRT.

La Figura 13 muestra la distribución de los valores de intensidad específica para un mapa obtenido con el SRT a 6.156 GHz. Podemos observar que la distribución es claramente gaussiana, estando centrada en  $\sim 0$  y con una desviación estándar  $\sqrt{\sigma^2} \sim 0,002$ . Además, la desviación estándar juega un papel fundamental porque la utilizaremos para definir el error de la intensidad específica en cada mapa.

### 2.7.2 Ajuste de TT plots y test de correlación

Una parte importante de este trabajo es el análisis estadístico. En nuestro caso, estimaremos los TT plots, consisten en un diagrama de dispersión entre dos mapas comparando la temperatura de brillo de los píxeles correspondientes a la misma región del cielo. Además, el proceso de ajuste de los datos es muy sencillo dado que debe ser a un ajuste lineal como muestra la siguiente expresión,

$$y = m \cdot x + b \quad (4)$$

donde  $y$  es la variable independiente,  $x$  es la variable dependiente,  $m$  es la ordenada en el origen y  $b$  es la pendiente.

No obstante, la dificultad a la hora de estimar la pendiente del ajuste lineal surge de la naturaleza de los datos. Ambas variables presentan errores (variables  $x$  e  $y$  de la Ec.4) y además cada medida tiene asociada un error diferente que debemos tener en cuenta para obtener una estimación no sesgada del valor de la pendiente. Este tipo de problemas se deben de afrontar con modelos de ajuste que consideren errores en ambas variables (Schennach, 2016). En algunos casos el error es despreciable en una variable y podemos tratar el problema empleando un método de mínimos cuadrados ordinario. En cambio, si en ambas variables tenemos un error de magnitud similar, y al no saber qué variable debe ser tratada como independiente y qué variable como dependiente, debemos emplear un método de mínimos cuadrados totales como es el caso de mínimos cuadrados ortogonales. Este método trata de encontrar la línea que minimiza el cuadrado de la distancia ortogonal desde los datos hasta

la línea de regresión (Akritas et al. 1996).

En nuestro estudio realizaremos el ajuste empleando el método de errores correlacionados bivariantes y dispersión intrínseca (bivariate correlated errors and intrinsic scatter (BCES, en inglés))(Akritas et al. 1996). El modelo estadístico que empleamos de partida surge de las variables observadas que podemos denotar como  $Y_{1i}$  y  $Y_{2i}$ , que a su vez están relacionadas con una variable no observada  $X_{1i}$  y  $X_{2i}$  más un error que es independiente de la medida:

$$Y_{1i} = X_{1i} + \epsilon_{1i} \quad Y_{2i} = X_{2i} + \epsilon_{2i} \quad (5)$$

donde los errores  $\epsilon_{1i}$  y  $\epsilon_{2i}$  tienen una distribución bivalente con matriz de covarianza  $V_i$ . En nuestro caso, como podemos considerar que el ruido entre píxeles es independiente, los términos fuera de la diagonal principal de esta matriz son nulos. Una vez conocemos  $Y_i$ ,  $Y_j$  y  $V_{ij}$  podemos realizar una serie de manipulaciones matemáticas que nos permitan transformar una regresión lineal ordinaria como:

$$X_{2i} = \alpha_1 + \beta_1 \cdot X_{1i} + \epsilon_i \quad (6)$$

cuyos coeficientes son,

$$\beta_1 = \frac{C(X_{1i}, X_{2i})}{V(X_{1i})} \quad \alpha_1 = E(X_{2i}) - \beta_1 \cdot E(X_{1i}) \quad (7)$$

en

$$\beta_1 = \frac{C(Y_{1i}, Y_{2i}) - E(V_{12,i})}{V(Y_{1i}) - E(V_{11,i})} \quad \alpha_1 = E(Y_{2i}) - \beta_1 \cdot E(Y_{1i}) \quad (8)$$

gracias a que los errores  $\epsilon_{1i}$  y  $\epsilon_{2i}$  son independientes de  $X_{1i}$  y  $X_{2i}$  (Akritas et al. 1996).

Para facilitar la tareas de obtención de los resultados hemos empleado el paquete de BCES para Python que nos permite obtener los coeficientes de la línea que mejor se ajusta a los datos<sup>35</sup>. Para usar este paquete sólo necesitamos los valores del flujo del SRT, HSO, SST y sus errores correspondientes que hemos estimado a partir del nivel de fondo. Como resultado de este método obtenemos los ajustes mostrados en las Figuras 16(a), 16(b) y 16(c).

Respecto al test de correlación, tras la obtención de los ajustes lineales entre los mapas de microondas, y los de infrarrojo o parámetros, es necesario analizar si la correlación es significativa o no. Con este fin usaremos el método de **Exceso de Probabilidad** basado en la distribución t-Student que consiste en dos pasos:

- El primer paso es calcular el valor hasta el que integremos la distribución t-Student a partir de la siguiente expresión:

$$t = \rho \sqrt{\frac{(n-2)}{(1-\rho)^2}} \quad (9)$$

donde  $\rho$  es el coeficiente de Pearson y  $n-2$  es el número de granos de libertad, siendo  $n$  el número de píxeles que utilizamos para realizar el ajuste..

---

<sup>35</sup><https://github.com/rsnemmen/BCES>

- El segundo paso es calcular el valor del **Exceso de Probabilidad** (PTE en inglés). Con este fin, integramos el área debajo de la distribución de la t-Student hasta el valor calculado en el paso anterior, restando posteriormente este valor a uno. De esta forma calculamos que probabilidad hay debajo del área sin integrar. La expresión sería:

$$PTE = 1 - \int_{-\infty}^t f(x)dx \quad (10)$$

Para estimar la distribución t-Student denominada como  $f(x)$ , utilizamos la librería `scipy.stats` de Python. Para calcular la PTE, debemos de estimar la distribución de t-Student correspondiente a  $n - 2$  grados de libertad (Battistelli et al. 2015), que obtenemos fácilmente con la librería citada anteriormente.

Sobre la hipótesis nula para nuestro análisis siempre será válida la siguiente formulación general:

- $H_0$  : La correlación entre el mapa A y el mapa B no es significativa.
- $H_1$ : La correlación entre el mapa A y el mapa B es significativa.

De este modo, siempre la hipótesis nula es válida a excepción de que el valor estimado para PTE sea inferior a un determinado valor, que en nuestro caso es 0.002 (Battistelli et al. 2015).

### 2.7.3 Determinación de las especies de polvo e intensidad del ISRF

Parámetro	Dominio
$G_0$	0.1 - 60
$Y_{PAH}$	$(4,3 \times 10^{-4})x10^n, n = [-0,5, 1], \Delta n = 0,1$
$Y_{VSG}$	$(4,7 \times 10^{-4})x10^n, n = [-0,5, 1], \Delta n = 0,1$
$Y_{BG}$	$(6,4 \times 10^{-3})x10^n, n = [-0,5, 1], \Delta n = 0,1$

Tabla 3: Los números entre paréntesis corresponden con las masas relativas a la masa de hidrógeno, utilizadas para determinar el rango de valores de cada especie de grano de polvo.  $G_0$  presenta un rango de valores discontinuos: 0.1-5 con un paso de 0.1, 5-30 con un paso de 0.5 y 30-60 con un paso de 2.

En el siguiente apartado explicaremos el procedimiento seguido para el ajuste de los modelos obtenido con DustEM para las distribuciones espectrales de energía (SED) en cada píxel de los mapas. Por este motivo cada mapa ha sido sometido a los pasos descritos en los apartados anteriores. El número total de píxe-

les dentro de la galaxia es de 367, de los cuales 242 corresponden a la región del anillo, 100 a la región del disco y 25 a la región del núcleo. La información se almacena en un único archivo CSV y cada columna corresponde a una longitud de onda del mapa.

Para obtener los modelos de DustEM es necesario crear una matriz de parámetros. En nuestro caso, esta matriz tiene 4 dimensiones. 3 parámetros describen las proporciones relativas de los tres tipos de granos de polvo, y el cuarto está relacionado con la intensidad del campo de radiación. Los modelos son obtenidos a partir de las combinaciones de masas relativas para cada especie de polvo y la intensidad del ISRF. Los valores posibles que pueden

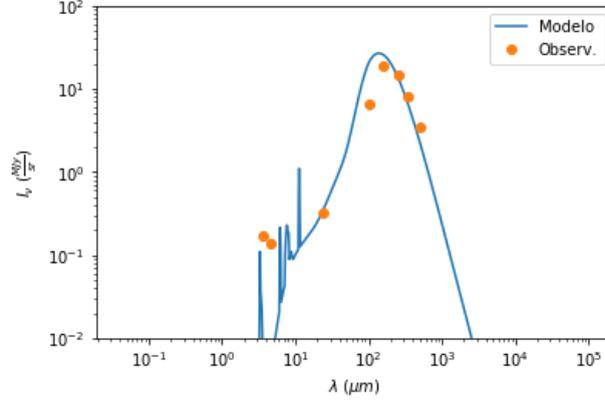


Figura 14: Se muestra el SED observado y el modelo para la combinación de parámetros que minimiza la  $\chi^2$ . Los puntos de color naranja corresponden a los datos obtenidos a partir de los mapas de 3.6, 4.5, 24 , 100, 160, 250, 300 y 500  $\mu\text{m}$ . La línea azul representa el modelo.

tomar estos parámetros están definidos en la Tabla 3. El número de combinaciones posibles entre los valores definidos es de 384750 modelos. Si la generación de un modelo tarda de media 0.8 segundos, el tiempo estimado es el equivalente a  $\sim 3,5$  días. Cada combinación de parámetros es ejecutada en DustEM y éste nos devuelve un modelo. Luego, se realiza la conversión de unidades de emisividad a intensidad específica utilizando la expresión

$$I_\nu = \frac{\epsilon \cdot 10^{37}}{4\pi\nu} \left[ \frac{MJy}{sr} \right] \quad (11)$$

donde  $\epsilon$  es la emisividad y  $\nu$  la frecuencia. Después, los modelos y sus parámetros son almacenados en un mismo archivo.

Una vez que hemos creado los dos ficheros debemos combinar su contenido. Con este objetivo, creamos un conjunto de comandos que estima la  $\chi^2$  entre los modelos y el SED de cada píxel. La expresión para la  $\chi^2$  viene dada por:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(I_{obs,i} - I_{mod,i})^2}{\sigma_i^2} \quad (12)$$

donde  $I_{obs}$  es la intensidad específica observada,  $I_{mod}$  es la intensidad específica del modelo y  $\sigma$  es la desviación estándar de la intensidad específica observada. Dado que conocemos la combinación exacta de los valores de los parámetros que determinan un modelo, podemos asociar nuestra estimación de la  $\chi^2$  con el valor de los parámetros. El valor mínimo de la función  $\chi^2$  nos da el conjunto de parámetros que da lugar al mejor ajuste con los datos (ver Figura 14). Para encontrar este conjunto de parámetros, calculamos la  $\chi^2$  para en todos los puntos de la malla tetradimensional de parámetros, y para todos los píxeles del mapa. La información correspondiente a cada píxel del cielo la almacenamos en un archivo independiente.

El siguiente paso consiste en convertir los resultados de la  $\chi^2$  en una función de probabilidad. Con este objetivo hemos calculado la función de máxima verosimilitud a través de la siguiente expresión,

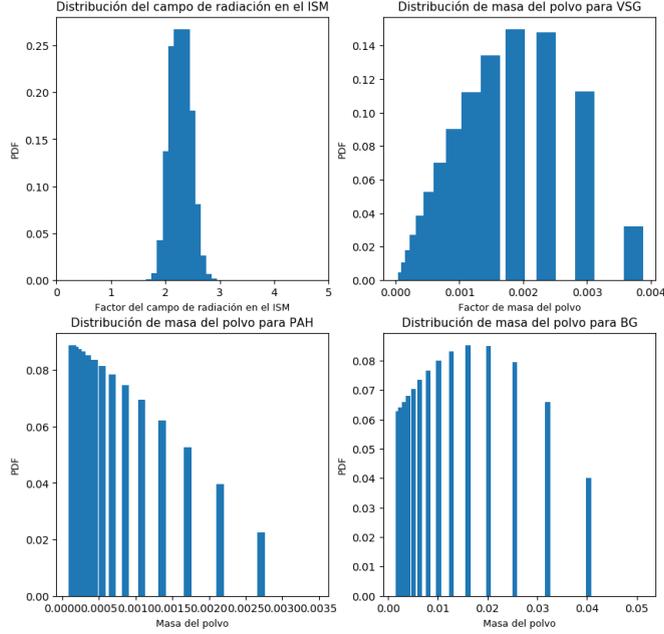


Figura 15: Distribución de probabilidad para los parámetros analizados en este estudio. La distribución superior derecha, que corresponde a la intensidad del campo de radiación, converge dentro del intervalo de valores analizados. En las otras distribuciones no sucede en su plenitud.

$$\mathcal{L} = e^{-\frac{\chi^2}{2}} \quad (13)$$

de esta forma asociamos a cada combinación de parámetros una probabilidad para un modelo determinado. De forma que estimamos para un píxel la probabilidad de todas las combinaciones posibles asociadas a un modelo. Luego, esta operación se realiza con todos los archivos generados anteriormente.

Una vez calculada la función de probabilidad asociada a cada punto de nuestra malla de parámetros tetradimensional, procedemos a calcular la función de distribución de probabilidad asociada a cada parámetro. Esto lo realizamos mediante un procedimiento conocido como marginalización, y que consiste en, para cada parámetro sobre una dimensión de la malla, integrar la función de probabilidad sobre las tres dimensiones restantes.

Para determinar el valor más probable debemos tener en cuenta que la distribución de probabilidad es una distribución gaussiana (Relaño et al. 2018). Por lo tanto, se deben cumplir criterios de normalidad de la distribución para que sean válidos los resultados. Estos análisis están fuera del alcance del estudio presente. Por esta razón, cuando los criterios de normalidad no se cumplen, especificaremos las razones en el siguiente apartado. No obstante, el principal inconveniente ha sido la falta de un mayor número de modelos. En consecuencia, la función de probabilidad no llega a cerrarse en su totalidad en el caso de los PAH <sup>36</sup>. Esto también afecta, aunque en menor medida, a las fracciones de BG y de VSG. En la Figura 15 la distribución de probabilidad superior izquierda corresponde con la intensidad del ISRF.

<sup>36</sup>Además, el diseño del modelo de poblaciones de granos de polvo utilizado con DustEM manifiesta inconvenientes para los PAHs.

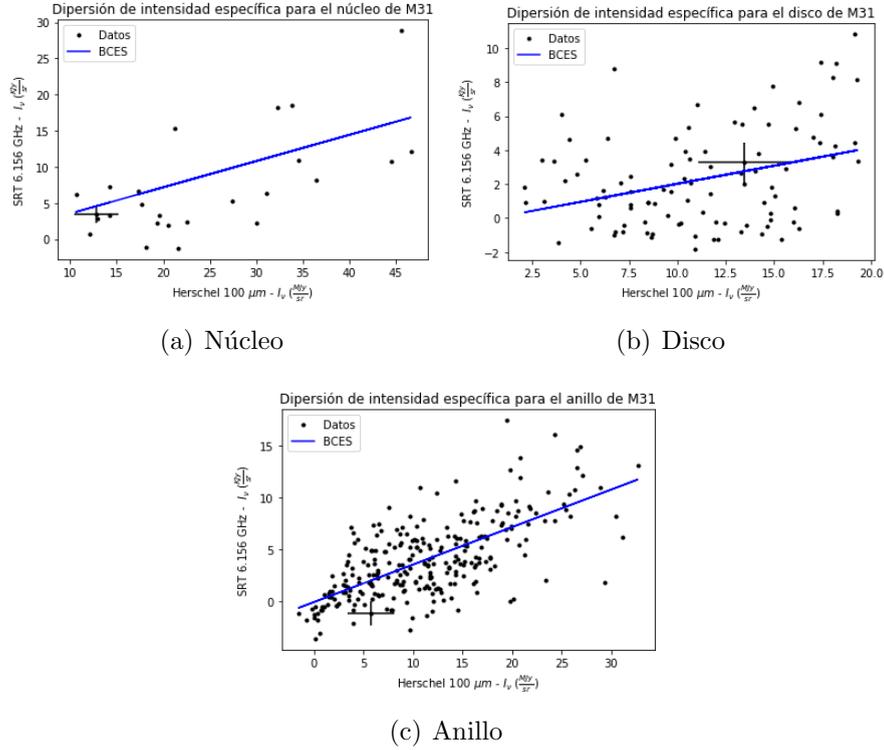


Figura 16: Ejemplo de ajuste para las tres regiones definidas sobre M31. La cruz visible en cada gráfica corresponde al error en ambos ejes siendo el mismo para todos los píxeles.

Como el número de modelos es lo suficientemente grande se puede observar que el modelo converge.

### 3 Resultados y discusión

#### Abstract

In this section, we have analysed and discussed the results obtained (from our study about the Andromeda galaxy). For this purpose, we have combined the infrared maps and our microwave maps. In the first part, we will present results of the correlation between (far and mid) infrared and microwave maps. Our aim is to know the physical properties and the emission mechanisms. In the second part, we will show the spatial distribution for different grain types and the strength of ISRF. Then, we will analyze the correlation between those and the SRT maps, in order to understand the relationships that exist between both.

#### 3.1 Correlación mediante la técnica de TT plots

Para este estudio hemos utilizado las observaciones de la Tabla 1 y los datos de archivo comprendidos entre  $3.6 \mu\text{m}$  a  $500 \mu\text{m}$  de la Tabla 2. En este apartado llevamos a cabo el análisis descrito en 2.7.2. Una vez realizados los ajustes (ver Figura 16) y estimado el coeficiente de Pearson (cP), mostramos los resultados en formato de tablas: Tablas 4, 5, 6,

7 y 8. Si la correlación entre mapas es significativa se mostrará el valor de la pendiente en la tabla.

La estrategia utilizada para determinar si una correlación es significativa o no está descrita en el apartado 2.7.2. El análisis por **Exceso de Probabilidad** asume que la hipótesis nula no es válida cuando  $\text{PTE} \leq 0,002$  (Battistelli et al. 2015).

Cada mecanismo de emisión o especie de polvo se puede observar en el infrarrojo para ciertas longitudes de onda. En nuestro caso, la emisión térmica de polvo está asociada a los mapas de 100 y 160  $\mu m$  porque su máximo de intensidad es próximo a estas longitudes de onda, la abundancia de VSG está asociada al mapa de 24  $\mu m$  y las abundancias de BG están asociadas a los mapas de 250, 350 y 500  $\mu m$  (Battistelli et al. 2015).

En el caso de la emisión térmica de polvo, como se puede ver en la Tabla 4 para 100  $\mu m$ , los datos presentan evidencias significativas de correlación en las regiones del núcleo, disco y anillo de la galaxia. En las regiones del anillo y del núcleo se observa una correlación fuerte con valores del coeficiente de Pearson comprendidos entre 0.6 y 0.7, mientras que para la región del disco los valores están entre 0.3 y 0.5. La probabilidad de que la hipótesis nula para estas regiones sea cierta es inferior a  $10^{-6}$ .

En la tabla 5, donde se muestran los resultados para la correlación con el mapa de 160  $\mu m$ , se observa correlación significativa en las tres regiones definidas de la galaxia. Los valores de cP en el núcleo se encuentran entre 0.3 y 0.5. En el caso del disco, los valores de cP se encuentran entre 0.3 y 0.5, y para la región del anillo se observan valores entre 0.6 y 0.7. De esto concluimos que la correlación entre la emisión de microondas y la emisión a 160  $\mu m$  es bastante significativa en el anillo, y algo menos significativa en el disco y en el núcleo, excepto para las sub-bandas de 6.156 y 6.469 GHz que no presentan correlación significativa. En líneas generales, la probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta es inferior a  $10^{-3}$ .

Comparando ambos resultados encontramos fuertes evidencias de correlación para la región del anillo entre la emisión en microondas y la emisión térmica de polvo. Para el caso del disco, la correlación entre ambas tablas es similar, y en el núcleo es más fuerte en el mapa a 100  $\mu m$ .

Frec.(GHz)	Región	Pearson	PTE	m
6.156	anillo	0.672735	0.00000	$(3,65 \pm 0,27)10^{-4}$
6.156	disco	0.322455	0.00000	$(2,15 \pm 0,72)10^{-4}$
6.156	núcleo	0.653631	0.00000	$(4,28 \pm 1,21)10^{-4}$
6.469	anillo	0.711609	0.00000	$(3,29 \pm 0,20)10^{-4}$
6.469	disco	0.465417	0.00000	$(2,66 \pm 0,60)10^{-4}$
6.469	núcleo	0.649131	0.00000	$(3,52 \pm 1,05)10^{-4}$
6.781	anillo	0.657586	0.00000	$(3,00 \pm 0,23)10^{-4}$
6.781	disco	0.383097	0.00000	$(2,18 \pm 0,63)10^{-4}$
6.781	núcleo	0.692711	0.00000	$(3,65 \pm 0,97)10^{-4}$
7.094	anillo	0.681954	0.00000	$(3,18 \pm 0,22)10^{-4}$
7.094	disco	0.320576	0.00000	$(1,94 \pm 0,68)10^{-4}$
7.094	núcleo	0.655606	0.00000	$(3,38 \pm 0,99)10^{-4}$

Tabla 4: Para 100  $\mu m$

Los resultados para 250  $\mu m$  en la Tabla 6 muestran una correlación significativa en la región de anillo y disco. Con valores comprendidos para cP entre 0.6 y 0.7. En el disco los valores se encuentran entre 0.3 y 0.5. La probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta es inferior a  $10^{-6}$ . En la región del núcleo no se observa correlación, con un valor de cP entre 0 y 0.2. El PTE indica un valor 50 veces superior al límite inferior establecido de 0.002.

Frec.(GHz)	Región	Pearson	PTE	m
6.156	anillo	0.659084	0.00000	$(1,86 \pm 0,13)10^{-4}$
6.156	disco	0.309596	0.00001	$(1,10 \pm 0,40)10^{-4}$
6.156	núcleo	0.347458	0.00857	–
6.469	anillo	0.702359	0.00000	$(1,69 \pm 0,10)10^{-4}$
6.469	disco	0.447647	0.00000	$(1,37 \pm 0,36)10^{-4}$
6.469	núcleo	0.370221	0.00463	–
6.781	anillo	0.640114	0.00000	$(1,52 \pm 0,11)10^{-4}$
6.781	disco	0.362396	0.00000	$(1,09 \pm 0,37)10^{-4}$
6.781	núcleo	0.454089	0.00025	$(2,24 \pm 0,92)10^{-4}$
7.094	anillo	0.655662	0.00000	$(1,59 \pm 0,11)10^{-4}$
7.094	disco	0.353221	0.00000	$(1,13 \pm 0,38)10^{-4}$
7.094	núcleo	0.401207	0.00180	$(1,94 \pm 0,87)10^{-4}$

Tabla 5: Para  $160 \mu m$ .

Frec.(GHz)	Región	Pearson	PTE	m
6.156	anillo	0.667530	0.00000	$(2,63 \pm 0,17)10^{-4}$
6.156	disco	0.425578	0.00000	$(2,17 \pm 0,55)10^{-4}$
6.156	núcleo	0.057722	0.38567	–
6.469	anillo	0.697925	0.00000	$(2,35 \pm 0,14)10^{-4}$
6.469	disco	0.515808	0.00000	$(2,25 \pm 0,50)10^{-4}$
6.469	núcleo	0.090745	0.31818	–
6.781	anillo	0.640741	0.00000	$(2,12 \pm 0,14)10^{-4}$
6.781	disco	0.425135	0.00000	$(1,84 \pm 0,53)10^{-4}$
6.781	núcleo	0.165716	0.17495	–
7.094	anillo	0.640516	0.00000	$(2,17 \pm 0,15)10^{-4}$
7.094	disco	0.480434	0.00000	$(2,21 \pm 0,50)10^{-4}$
7.094	núcleo	0.118593	0.26231	–

Tabla 6: Para  $250 \mu m$

Frec.(GHz)	Región	Pearson	PTE	m
6.156	anillo	0.668046	0.00000	$(5,26 \pm 0,34)10^{-4}$
6.156	disco	0.471232	0.00000	$(4,88 \pm 1,09)10^{-4}$
6.156	núcleo	-0.008411	0.51579	–
6.469	anillo	0.695515	0.00000	$(4,67 \pm 0,27)10^{-4}$
6.469	disco	0.547041	0.00000	$(4,85 \pm 1,01)10^{-4}$
6.469	núcleo	0.020776	0.45988	–
6.781	anillo	0.638155	0.00000	$(4,22 \pm 0,28)10^{-4}$
6.781	disco	0.455237	0.00000	$(4,00 \pm 1,07)10^{-4}$
6.781	núcleo	0.093129	0.31333	–
7.094	anillo	0.636573	0.00000	$(4,31 \pm 0,30)10^{-4}$
7.094	disco	0.531709	0.00000	$(4,98 \pm 1,00)10^{-4}$
7.094	núcleo	0.047692	0.40607	–

Tabla 7: Para  $350 \mu m$

Frec.(GHz)	Región	Pearson	PTE	m
6.156	anillo	0.671256	0.00000	$(1,315 \pm 0,084)10^{-3}$
6.156	disco	0.522271	0.00000	$(1,353 \pm 0,254)10^{-3}$
6.156	núcleo	-0.045338	0.58154	–
6.469	anillo	0.693013	0.00000	$(1,159 \pm 0,068)10^{-3}$
6.469	disco	0.579824	0.00000	$(1,286 \pm 0,238)10^{-3}$
6.469	núcleo	-0.023118	0.54271	–
6.781	anillo	0.637621	0.00000	$(1,050 \pm 0,070)10^{-3}$
6.781	disco	0.492377	0.00000	$(1,081 \pm 0,259)10^{-3}$
6.781	núcleo	0.044317	0.41291	–
7.094	anillo	0.636905	0.00000	$(1,073 \pm 0,075)10^{-3}$
7.094	disco	0.584572	0.00000	$(1,372 \pm 0,243)10^{-3}$
7.094	núcleo	-0.000854	0.50162	–

Tabla 8: Para  $500 \mu m$

Para los resultados a  $350 \mu m$  en la Tabla 7, encontramos evidencias de correlación en las regiones de disco y de anillo. En el anillo, el valor de cP se encuentra entre 0.6 y 0.7, y en el disco entre 0.4 y 0.6. La probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta es inferior a  $10^{-13}$ . En la región del núcleo no se ha observado correlación, y los valores de cP se encuentran entre 0 y 0.1.

En la tabla 8 se muestran los resultados correspondientes a la banda de  $500 \mu m$ , y éstos muestran correlación en la región del anillo y del disco. Para la primera, los valores de cP se encuentran entre 0.6 y 0.7, mientras para la segunda, los valores de cP están entre 0.4 y 0.6 lo que indica una correlación no excesivamente fuerte. El valor de la probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta es inferior a  $10^{-16}$ . Los valores observados en la región del núcleo para cP se encuentran entre 0 y 0.1.

De los resultados extraemos evidencias de una fuerte correlación entre la emisión de microondas y la emisión térmica de polvo asociada a BG, registrada en las regiones del anillo y del disco. La correlación es fuerte en la región del anillo y posee un nivel significancia alta dada la baja probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta. En el disco, la correlación es más débil que en la región del anillo. Respecto al núcleo, no se observa correlación en ninguna de las combinaciones de mapas posibles.

Frec. (GHz)	Región	Pearson	PTE	Pendiente
6.156	anillo	0.60787	0.00000	$(9,5667 \pm 0,77057)10^{-3}$
6.156	disco	0.30990	0.00001	$(6,7218 \pm 0,2174)10^{-3}$
6.156	núcleo	0.80102	0.00000	$(1,2086 \pm 0,3231)10^{-2}$
6.469	anillo	0.60474	0.00000	$(8,1148 \pm 0,6138)10^{-3}$
6.469	disco	0.49024	0.00000	$(9,0452 \pm 0,1599)10^{-3}$
6.469	núcleo	0.76301	0.00000	$(9,4647 \pm 0,2617)10^{-3}$
6.781	anillo	0.59286	0.00000	$(7,8386 \pm 0,61035)10^{-3}$
6.781	disco	0.38507	0.00000	$(7,0756 \pm 0,1880)10^{-3}$
6.781	núcleo	0.75365	0.00000	$(9,1998 \pm 0,2823)10^{-3}$
7.094	anillo	0.55506	0.00000	$(7,4823 \pm 0,6719)10^{-3}$
7.094	disco	0.29551	0.00000	$(5,8550 \pm 0,1985)10^{-3}$
7.094	núcleo	0.75379	0.00000	$(8,9458 \pm 0,2685)10^{-3}$

Tabla 9: Resultados del ajuste aplicado al mapa de  $24 \mu m$  con cada mapa obtenido con el SRT.

En la Tabla 9 se muestra la correlación para el mapa a  $24 \mu m$  con todos los mapas del SRT y en todas las regiones. Observamos para la región del anillo que el valor del cP se encuentra entre 0.5 y 0.6. En la región del disco, los valores de cP están entre 0.2 y 0.5. Por último, la región del núcleo muestra un valor de cP entre 0.7 y 0.8. Los resultados muestran que hay una alta abundancia de granos de polvo muy pequeños en toda la galaxia, con una correlación fuerte en el núcleo y un poco más débil en el anillo, así como una correlación media en el disco. Estos resultados nos muestran que la emisión en microondas está relacionada con la emisión térmica de polvo asociada a las abundancias de VSG, observando mayor fuerza en la relación para la región del anillo y del núcleo, y menor en el disco.

### 3.2 Mapas de parámetros

En este apartado hemos utilizado los mapas del SRT, HSO y SST añadiendo dos mapas en el infrarrojo cercano de  $3.6$  y  $4.5 \mu m$  del SST debido a las razones mencionadas en el apartado 2.4.2.

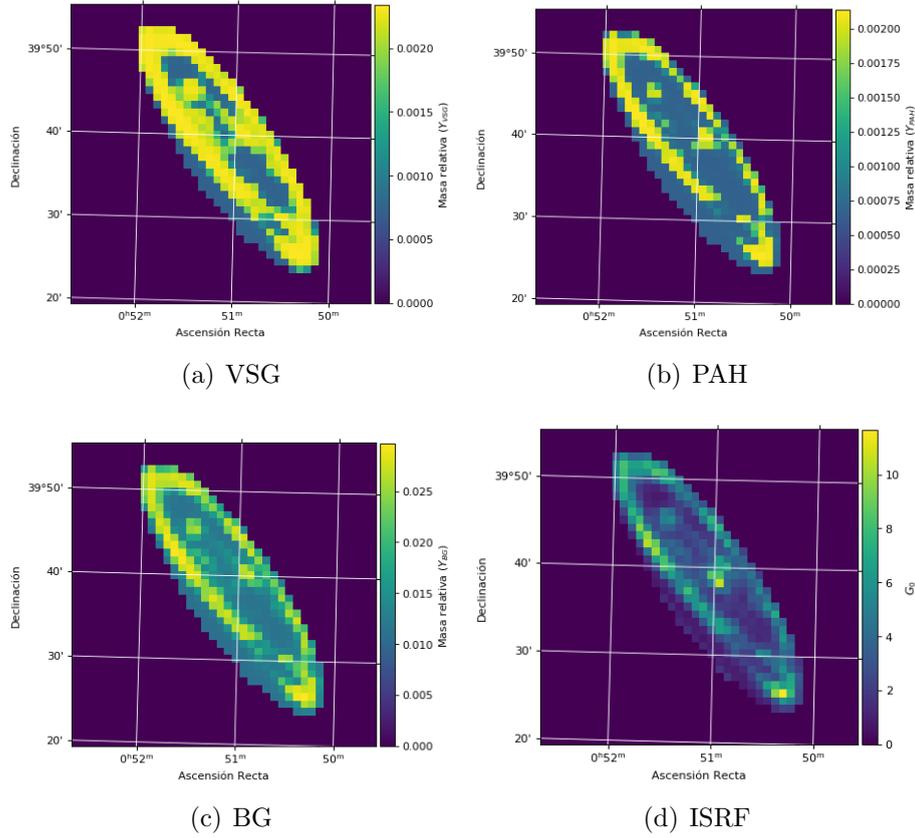


Figura 17: Cada mapa corresponde a la distribución espacial de una especie de grano de polvo excepto el mapa inferior derecho que representa la intensidad del ISRF.

Implementando el procedimiento descrito en la metodología (ver 2.7.3) hemos obtenido la intensidad específica correspondiente a cada píxel de cada mapa, y hemos utilizado esta información para ajustar los modelos de SED obtenidos con DustEM siguiendo el procedimiento explicado en 2.7.3. Como ejemplo, en la Figura 14 que produce el mejor ajuste a los datos observados en el píxel.

Posteriormente, estimamos la correlación entre las observaciones realizadas con el SRT en diferentes frecuencias, con los mapas de parámetros, considerando las regiones definidas en la Figura 12 como explicamos en el apartado 2.7.2. Para facilitar la comprensión del análisis, la información será ordenada en función de su relación con cada uno de los parámetros analizados. Por ejemplo, en el caso de VSG, su abundancia está relacionada con la emisión térmica de polvo a  $24 \mu m$ , por lo que combinaremos la información de las tablas 9 y 10. Se utilizará la misma estrategia con los demás parámetros.

En la Tabla 12 se muestran los resultados de la correlación entre el mapa de ISRF y los mapas del SRT. Se observa en el análisis por “exceso de probabilidad” que la correlación es significativa para todos los mapas y regiones, siendo la probabilidad de que la hipótesis nula sea cierta  $\sim 0$ . En la región de núcleo, encontramos valores para cP entre 0.67 y 0.71 indicando una correlación fuerte. En el caso de la región de disco se observan valores entre 0.43 y 0.54 con una correlación no excesivamente fuerte. En la región de anillo la correlación es débil, con valores de cP entre 0.22 y 0.24. Si comparamos los resultados de la

Frec. (GHz)	Región	Pearson	PTE	Pendiente	Ord. origen
6.156	anillo	0.19886	0.00003	1.17192 ± 0.35096	0.00180 ± 0.00064
6.156	disco	0.37829	0.00000	1.64612 ± 0.42145	-0.00013 ± 0.00055
6.156	núcleo	0.15830	0.18784	-	-
6.469	anillo	0.17263	0.00036	0.87245 ± 0.30902	0.00241 ± 0.00058
6.469	disco	0.47418	0.00000	1.75457 ± 0.35155	0.00012 ± 0.00042
6.469	núcleo	0.18506	0.14326	-	-
6.781	anillo	0.16920	0.00048	0.83037 ± 0.28647	0.00216 ± 0.00053
6.781	disco	0.35090	0.00000	1.29332 ± 0.37485	0.00082 ± 0.00047
6.781	núcleo	0.24859	0.06258	-	-
7.094	anillo	0.12983	0.00752	-	-
7.094	disco	0.39532	0.00000	1.54958 ± 0.39285	-0.00012 ± 0.00047
7.094	núcleo	0.18945	0.13649	-	-

Tabla 10: Resultados del ajuste aplicado al mapa de VSG con cada mapa obtenido con el SRT.

Frec. (GHz)	Región	Pearson	PTE	Pendiente	Ord. origen
6.156	anillo	0.22234	0.00000	0.12955 ± 0.03743	0.00147 ± 0.00071
6.156	disco	0.46769	0.00000	0.31466 ± 0.08183	-0.00241 ± 0.00113
6.156	núcleo	0.17877	0.15324	-	-
6.469	anillo	0.19893	0.00003	0.09964 ± 0.03318	0.00211 ± 0.00065
6.469	disco	0.54737	0.00000	0.31521 ± 0.07888	-0.00201 ± 0.00107
6.469	núcleo	0.19421	0.12932	-	-
6.781	anillo	0.19470	0.00005	0.09485 ± 0.03163	0.00187 ± 0.00061
6.781	disco	0.47771	0.00000	0.27214 ± 0.07999	-0.00135 ± 0.00109
6.781	núcleo	0.27742	0.03874	-	-
7.094	anillo	0.17966	0.00019	0.08903 ± 0.03315	0.00173 ± 0.00062
7.094	disco	0.55854	0.00000	0.34007 ± 0.07107	-0.00292 ± 0.00098
7.094	núcleo	0.23981	0.07142	-	-

Tabla 11: Resultados del ajuste aplicado al mapa de BG con cada mapa obtenido con el SRT.

Frec. (GHz)	Región	Pearson	PTE	Pendiente	Ord. origen
6.156	anillo	0.24659	0.00000	0.00040 ± 0.00011	0.00234 ± 0.00045
6.156	disco	0.43619	0.00000	0.00104 ± 0.00028	-0.00051 ± 0.00069
6.156	núcleo	0.71769	0.00000	0.00227 ± 0.00059	0.00551 ± 0.00085
6.469	anillo	0.23822	0.00000	0.00033 ± 0.00009	0.00268 ± 0.00041
6.469	disco	0.54802	0.00000	0.00112 ± 0.00025	-0.00032 ± 0.00058
6.469	núcleo	0.67923	0.00000	0.00177 ± 0.00051	0.00635 ± 0.00073
6.781	anillo	0.22129	0.00000	0.00030 ± 0.00009	0.00248 ± 0.00039
6.781	disco	0.46917	0.00000	0.00095 ± 0.00026	0.00016 ± 0.00061
6.781	núcleo	0.70802	0.00000	0.00181 ± 0.00048	0.00641 ± 0.00067
7.094	anillo	0.22107	0.00000	0.00031 ± 0.00010	0.00220 ± 0.00039
7.094	disco	0.50625	0.00000	0.00109 ± 0.00025	-0.00079 ± 0.00061
7.094	núcleo	0.69607	0.00000	0.00174 ± 0.00048	0.00423 ± 0.00068

Tabla 12: Resultados del ajuste aplicado al mapa de ISRF con cada mapa obtenido con el SRT.

Tabla 12 con los resultados de las Tablas 4 y 5, observamos que la emisión de microondas tiene una correlación fuerte con la intensidad del ISRF. Obtenemos similares resultados para la correlación entre los mapas de SRT y los mapas de  $100 \mu m$ . En principio la emisión de microondas está dominada por emisión sincrotrón. También podría haber algo de AME, como sabemos. En ambos casos esperamos cierta correlación. Pero en principio, si hubiera AME, la correlación debería ser mayor. En el caso del disco los valores observados en las tablas para cP son similares. No obstante, en la región de anillo observamos valores antagónicos donde la correlación de la emisión en microondas y el mapa de ISRF es débil, mientras que la correlación entre los mapas del SRT y los mapas de  $100$  y  $160 \mu m$  es fuerte. Por lo tanto, la emisión de microondas se relaciona con la emisión térmica del polvo, pero a su vez, no tiene relación con la intensidad del ISRF.

En la Tabla 11 se observa que la correlación entre el mapa de abundancia de BG y los mapas de SRT no es significativa en las regiones del anillo y del disco. Además, el nivel de significancia es bajo ya que PTE muestra valores próximos a 0.002 para algunas correlaciones en esta región. En el caso de la región del disco, la correlación no es excesivamente fuerte pero el nivel de significancia en términos de la PTE es alto, con valores inferiores a  $10^{-5}$ . En el caso del núcleo, no se observa correlación, con valores de cP entre 0.17 y 0.27, y con un nivel de significancia en torno a 0.1. En las tablas 6, 7 y 8, se observa que únicamente hay correlación en las regiones del anillo y del disco. En el caso del disco, los valores del cP son similares, indicando que la emisión en microondas de los mapas del SRT se relaciona con la abundancia de BG y con la emisión térmica de polvo asociada a BG. No obstante, esta relación no es excesivamente fuerte y por lo tanto la emisión de microondas observada presenta un componente no relacionado con el BG.

En la Tabla 10, el análisis de “Exceso de Probabilidad” muestra que hay evidencias significativas de correlación entre los mapas del SRT y la abundancia de VSG para las regiones de disco y anillo. En el caso del disco, se encuentran valores de cP entre 0.35 y 0.47, indicando que la correlación no es excesivamente fuerte aunque el nivel de significancia es alto, ya que el PTE muestra valores inferiores a  $10^{-5}$ . En la región del anillo, la correlación entre los mapas de SRT y el mapa abundancias de VSG muestran valores de cP entre 0.16 y 0.19, excepto en el caso de la correlación con el mapa a 7.094 GHz, donde el nivel de significancia no es muy fuerte, con valores próximos a 0.002.

El análisis conjunto de las Tablas 9 y 10 muestra que para las regiones del anillo y del disco hay evidencias de correlación. No obstante, aunque en el núcleo hay evidencias de correlación entre los mapas del SRT y el mapa a  $24 \mu m$ , esto no es así para la correlación entre los mapas del SRT y el mapa de VSG. En la Tabla 10 el coeficiente de Pearson muestra que la correlación es débil. Mientras en la Tabla 9 la correlación no es excesivamente fuerte. Esto nos indica que la emisión en microondas de los mapas del SRT está relacionada con la emisión térmica del polvo a  $24 \mu m$  moderadamente, y débilmente correlacionada con las abundancias de VSG. En la región de disco, las correlaciones presentan en ambas tablas amplitudes similares, indicando que la relación entre la emisión en microondas de los mapas del SRT con la emisión térmica del polvo a  $24 \mu m$  y las abundancias de VSG no es excesivamente débil.

Por último, mencionar que no se ha realizado una tabla con información sobre la correlación de la emisión en microondas con el mapa de masa relativa de PAH debido a que presenta un diagrama de dispersión no lineal, como se puede ver en la Figura 18. Las razones pueden ser varias, entre ellas que la distribución de probabilidad en función de la masa relativa de PAH presenta un comportamiento diferente al de otras distribuciones, como puede verse en

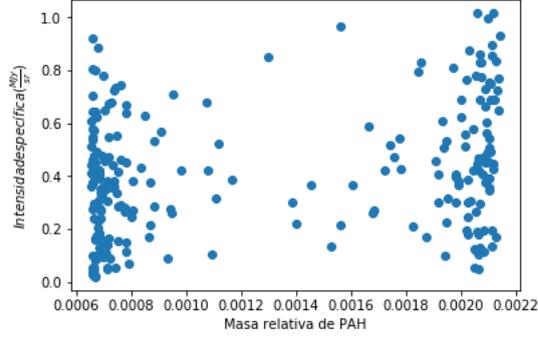


Figura 18: TT plot para el mapa de  $24 \mu m$  en función de la masa relativa de PAH.

la Figura 15. Posiblemente las causas de dicho comportamiento son el modelo empleado, que presenta desventajas a la hora de ajustar los PAH porque no tiene en cuenta PAH ionizados ni la necesidad de añadir la contribución de un cuerpo negro a 1000K para mejorar el ajuste (Relaño et al. 2018).

## 4 Conclusiones y líneas futuras de investigación

### Abstract

In this section, we show the conclusions of our work, noting down some suggestions for its improvement, as well as future lines of research. The results obtained show the relation between the microwave emission traced by the SRT map and different parameters. Besides, we have also found some incongruities what we will analyse carefully.

En este trabajo se ha estudiado la relación existente entre la emisión de microondas presente en los mapas de SRT, la emisión térmica de polvo y la presencia de determinadas especies de granos de polvo en el medio interestelar. El objeto de estudio ha sido la galaxia de Andrómeda por su proximidad y similitud a la nuestra, haciendo uso de observaciones procedentes del Herschel Space Observatory, del Spitzer Space Telescope y del Sardinia Radio Telescope. Se han implementado dos técnicas de análisis diferentes, que explicamos a continuación:

La primera técnica ha consistido en obtener las correlaciones mediante la técnica de los TT plots para la emisión en microondas con el infrarrojo lejano y medio en las 3 regiones definidas de la galaxia (ver Figura 12). Los resultados de los TT plots para los mapas de SRT y los mapas a  $100$  y  $160 \mu m$ , muestran evidencias de una fuerte relación entre la emisión térmica de polvo para dichas longitudes de onda y la emisión en microondas. Esta relación se manifiesta principalmente en la regiones del núcleo y del anillo, siendo algo más débil en el disco. Estos resultados corresponden con los obtenidos por Tibbs et al. (2012) para región de RCW175. Respecto a los resultados de la correlación entre los mapas de SRT y los mapas de  $250$ ,  $350$  y  $500 \mu m$ , observamos evidencias de correlación significativa en las regiones de disco y anillo. Esto nos indica que la emisión en microondas está relacionada con la emisión térmica de polvo para BG (Tibbs et al. 2012). Sobre los resultados de las correlaciones de los mapas de SRT y el mapa de  $24 \mu m$ , hemos obtenido correlaciones en todas las regiones,

siendo ésta más fuerte en la región del núcleo y del anillo, y algo más débil en el disco. Dado que la emisión térmica de polvo a  $24 \mu m$  se relaciona con la abundancia de VSG y PAH, podemos deducir que la emisión en microondas está asociada a la abundancia de esta dos especie a  $24 \mu m$  tal y como indica Tibbs et al. (2013).

Respecto a la segunda técnica ha sido utilizado el software DustEM para generar, partiendo de una combinación de parámetros, un modelo que es comparado con los SED observados de cada píxel. Tras implementar los procedimientos descritos en 2.7.3 y 2.7.2 hemos obtenido las siguientes conclusiones:

- En el caso del mapa de ISRF, hemos obtenido una correlación significativa en todas las regiones, lo que indica que la emisión en microondas se relaciona fuertemente con la intensidad de ISRF en las regiones del núcleo y del anillo, y algo más débil en la región del disco. Si comparamos estos resultados con los obtenidos de los TT plots para los mapas de SRT y los mapas de  $100$  y  $160 \mu m$ , observamos que las correlaciones son similares para las 3 regiones. Por lo tanto, dada la relación entre el máximo de la emisión térmica de polvo entre  $100$  y  $160 \mu m$  y la intensidad del ISRF, podemos asegurar una fuerte relación entre la intensidad de ISRF y la emisión en microondas. Estos resultados coinciden con los obtenidos en Tibbs et al. (2012).
- En el caso de BG, los resultados obtenidos indican una correlación moderada en el disco y débil en el anillo. Si estos resultados los contrastamos con los obtenidos para los TT plots de los mapas de SRT y los mapas de  $250$ ,  $350$  y  $500 \mu m$ , observamos correlación en las mismas regiones, obteniendo valores similares para el cP en la región de disco y diferencias significativas para la región de anillo. En la primera, dada la relación entre la abundancia de BG y su emisión térmica de polvo con las longitudes de onda mencionadas, podemos considerar que parte de la emisión en microondas se debe a la abundancia de BG, y por ende, a la temperatura del polvo. Estos resultados también coinciden con lo observado por Tibbs et al (2012).
- En el caso del mapa de VSG, su correlación con los mapas de SRT indican valores para cP en torno a  $0.4$  para la región de disco y  $0.2$  para la región de anillo. Si relacionamos los resultados con los obtenidos para los TT plots correspondientes con  $24 \mu m$ , encontramos evidencias de relación entre la emisión de microondas y la abundancia de VSG en la región de disco. Mientras que en la región de anillo el mapa de VSG no muestra correlación, los resultados de los TT plots muestran fuertes evidencias. Algo similar sucede en la región del anillo, aunque en este caso el mapa de VSG muestra una correlación débil.

Por lo general, los resultados son buenos para la correlación de los TT plots, aunque se podrían mejorar tratando de realizar observaciones con una mejor resolución angular, para acceder a escalas física más pequeñas y así evitar variaciones de las propiedades físicas en pequeñas escalas angulares que podrían diluir las correlaciones.

Sobre la correlación entre las observaciones en microondas y los mapas de parámetros, hemos observado inconvenientes que perjudican la calidad de los resultados, siendo un ejemplo de ello es el caso del mapa de PAH. Debido a esto, se plantean mejoras tales como aumentar el rango de valores sin modificar el paso para cada parámetro (ver Tabla 3), de forma que la distribución de probabilidad quede bien definida. Otra mejora sería usar un

modelo con más especies, como en el caso de Compiègne (Compiègne et al. 2011). También cabe la posibilidad de usar otros softwares que permitan una determinación más precisa de los parámetros, como DustEM Wrapper.

## 5 Bibliografía

- N. I. Agladze, A. J. Sievers, S. A. Jones, J. M. Burlitch, and S. V. W. Beckwith. Laboratory Results on Millimeter-Wave Absorption in Silicate Grain Materials at Cryogenic Temperatures. *ApJ*, 462:1026, May 1996.
- Akritas, M. G., Bershady, M. A. *Astrophysical Journal*, 1996, 470, 706
- Ali-Haïmoud, Y.. Rotational spectroscopy of interstellar PAHs. *MNRAS*, 437:2728–2743, Jan. 2014.
- N. Altobelli, F. Postberg, K. Fiege, M. Tieloff, H. Kimura, V. J. Sterken, H.-W. Hsu, J. Hillier, N. Khawaja, G. Moragas-Klostermeyer, J. Blum, M. Burton, R. Srama, S. Kempf, and E. Gruen. Flux and composition of interstellar dust at Saturn from Cassini’s Cosmic Dust Analyzer. *Science*, 352:312–318, Apr. 2016.
- E. S. Battistelli, E. Carretti, A. Cruciani, P. de Bernardis, R. Génova-Santos, S. Masi, A. Naldi, R. Paladini, F. Piacentini, C. T. Tibbs, L. Verstraete, and N. Ysard. New Radio Observations of Anomalous Microwave Emission in the H II Region RCW175. *ApJ*, 801:111, Mar. 2015.
- J. P. Bradley. Chemically Anomalous, Preaccretionally Irradiated Grains in Interplanetary Dust From Comets. *Science*, 265:925–929, Aug. 1994.
- S. Casassus, G. F. Cabrera, F. Forster, T. J. Pearson, A. C. S. Readhead, and C. Dickinson. Morphological Analysis of the Centimeter-Wave Continuum in the Dark Cloud LDN 1622. *ApJ*, 639:951–964, Mar. 2006.
- P. Castellanos, S. Casassus, C. Dickinson, M. Vidal, R. Paladini, K. Cleary, R. D. Davies, R. J. Davis, G. J. White, and A. Taylor. Dust-correlated centimetre-wave radiation from the M78 reflection nebula. *MNRAS*, 411:1137–1150, Feb. 2011.
- Compiègne, M., Verstraete, L., Jones, A., et al. 2011, *AA*, 525, 103
- Desert F.-X., Boulanger F., Puget J. L., 1990, *AA*, 237, 215
- C. Dickinson. Observations of Anomalous Microwave Emission from HII Regions. *Advances in Astronomy*, 2013:162478, 2013.
- Dickinson, C., et. al., 2018, *NewAR*, 80, 1-28 (2018)
- C. Dickinson, R. D. Davies, J. R. Allison, J. R. Bond, S. Casassus, K. Cleary, R. J. Davis, M. E. Jones, B. S. Mason, S. T. Myers, T. J. Pearson, A. C. S. Readhead, J. L. Sievers, A. C. Taylor, M. Todorovic, G. J. White, and P. N. Wilkinson. Anomalous Microwave Emission from the H II Region RCW175. *ApJ*, 690:1585–1589, Jan. 2009a.
- Draine, B. T., Evolution of interstellar dust, IN: The evolution of the interstellar medium; Proceedings of the Conference, Berkeley, CA, June 21-23, 1989 (A91-55426 24-90).
- B. T. Draine. *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*. Princeton University Press, 2011.

- B. T. Draine and B. Hensley. The Submillimeter and Millimeter Excess of the Small Magellanic Cloud: Magnetic Dipole Emission from Magnetic Nanoparticles? *ApJ*, 757:103, Sept. 2012.
- B. T. Draine and B. Hensley. Magnetic Nanoparticles in the Interstellar Medium: Emission Spectrum and Polarization. *ApJ*, 765:159, Mar. 2013.
- B. T. Draine and A. Lazarian. Electric Dipole Radiation from Spinning Dust Grains. *ApJ*, 508:157–179, Nov. 1998b.
- B. T. Draine and A. Lazarian. Magnetic Dipole Microwave Emission from Dust Grains. *ApJ*, 512:740–754, Feb. 1999.
- Draine, B. T. Lee, H. M., Optical properties of interstellar graphite and silicate grains, *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 285, Oct. 1, 1984, p. 89-108.
- W. W. Duley, D. A. Williams, The infrared spectrum of interstellar dust: Surface functional groups on carbon, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 196, Issue 2, September 1981, Pages 269–274*
- Dwek, E. Scalo, J. M., The evolution of refractory interstellar grains in the solar neighborhood, *Astrophysical Journal, Part 1, vol. 239, July 1, 1980, p. 193-211.*
- D. T. Emerson R. Grave, 1988, *Astron. Astrophys.* 190, 353-358
- Erickson, W. C.. A Mechanism of Non-Thermal Radio-Noise Origin. *ApJ*, 126:480, Nov. 1957. doi: 10.1086/146421.
- B. S. Hensley and B. T. Draine. Modeling the Anomalous Microwave Emission with Spinning Nanoparticles: No PAHs Required. *ApJ*, 836:179, Feb. 2017.
- B. S. Hensley, B. T. Draine, and A. M. Meisner. A Case Against Spinning PAHs as the Source of the Anomalous Microwave Emission. *ApJ*, 827:45, Aug. 2016.
- T. Hoang and A. Lazarian. Polarization of Magnetic Dipole Emission and Spinning Dust Emission from Magnetic Nanoparticles. *ApJ*, 821:91, Apr. 2016a.
- T. Hoang and A. Lazarian. A Unified Model of Grain Alignment: Radiative Alignment of Interstellar Grains with Magnetic Inclusions. *ApJ*, 831:159, Nov. 2016b.
- T. Hoang, N.-A. Vinh, and N. Quynh Lan. Spinning Dust Emission from Ultra-small Silicates: Emissivity and Polarization Spectrum. *ApJ*, 824:18, June 2016.
- E. B. Jenkins. A Unified Representation of Gas-Phase Element Depletions in the Interstellar Medium. *ApJ*, 700:1299–1348, Aug. 2009.
- A. P. Jones. Microwave emission from dust revisited. *AA*, 506:797–798, Nov. 2009.
- Jones, A. P., Tielens, A. G. G. M., Hollenbach, D. J., McKee, C. F., Grain destruction in shocks in the interstellar medium, *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 433, no. 2, p. 797-810
- S. Kurtz, E. Churchwell, and D. O. S. Wood. Ultracompact H II regions. 2: New high-resolution radio images. *ApJS*, 91:659–712, Apr. 1994.
- Lauer, T. R.; Faber, S. M.; Groth, E. J.; Shaya, E. J.; Campbell, B.; Code, A.; Currie, D. G.; Baum, W. A.; Ewald, S. P.; Hester, J. J.; Holtzman, J. A.; Kristian, J.; Light, R. M.; Ligynds, C. R.; O’Neil, E. J., Jr.; Westphal, J. A. Planetary camera observations of the

double nucleus of M31. *The Astrophysical Journal*.

Leger, A. Puget, J. L., Identification of the 'unidentified' IR emission features of interstellar dust?, *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), vol. 137, no. 1, Aug. 1984, p. L5-L8.

P. G. Martin, A. Roy, S. Bontemps, M.-A. Miville-Deschênes, P. A. R. Ade, J. J. Bock, E. L. Chapin, M. J. Devlin, S. R. Dicker, M. Griffin, and et al. Evidence for Environmental Changes in the Submillimeter Dust Opacity. *ApJ*, 751:28, May 2012.

C. Meny, V. Gromov, N. Boudet, J.-P. Bernard, D. Paradis, and C. Nayral. Far-infrared to millimeter astrophysical dust emission. I. A model based on physical properties of amorphous solids. *AA*, 468:171–188, June 2007.

A. H. Morrish. *The Physical Principles of Magnetism*. Wiley-VCH, Jan. 2001.

Murgia, M., Govoni, F., Carretti, E., et al. 2016, *MNRAS*, 461,3516

W. A. Phillips. Tunneling states and the low-temperature thermal expansion of glasses. *Journal of Low Temperature Physics*, 11:757–763, June 1973.

Planck Collaboration, A. Abergel, P. A. R. Ade, N. Aghanim, M. I. R.Alves, G. Aniano, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, and et al. Planck intermediate results. XVII. Emission of dust in the diffuse interstellar medium from the far-infrared to microwave frequencies. *AA*, 566:A55, June 2014b.

Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, D. Alina, M. I. R.Alves, C. Armitage-Caplan, M. Arnaud, D. Arzoumanian, M. Ashdown, F. Atrio-Barandela, and et al. Planck intermediate results.XIX. An overview of the polarized thermal emission from Galactic dust. *AA*, 576:A104, Apr. 2015a.

Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, R. B. Barreiro, N. Bartolo, and et al. Planck intermediate results. XXV. The Andromeda galaxy as seen by Planck. *AA*, 582:A28, Oct. 2015b.

Ribas, I.; et al. (2005). «First Determination of the Distance and Fundamental Properties of an Eclipsing Binary in the Andromeda Galaxy». *Astrophysical Journal Letters* 635 (1): L37-L40.

E. E. Salpeter, Formation and Destruction of Dust Grains, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 1977 15:1, 267-293

Schennach, Susanne (2016). “Recent Advances in the Measurement Error Literature”. *Annual Review of Economics*.

Seab, C. G. Shull, J. M., Shock processing of interstellar grains, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 275, Dec. 15, 1983, p. 652-660.

Tibbs, C., Paladini, R., Compigne, M., et al. 2012, *ApJ*, 754, 94

Tibbs, C., Scaife, A. M. M., Dickinson, C., et al. 2013, *ApJ*, 768, 98

C. T. Tibbs, R. A. Watson, C. Dickinson, R. D. Davies, R. J. Davis, S. Buckmaster, C. Del Burgo, T. M. O. Franzen, R. Génova-Santos, K. Grainge, M. P. Hobson, C. P. Padilla-Torres, R. Rebolo, J. A. Rubiño-Martín, R. D. E. Saunders, A. M. M. Scaife, and P. F. Scott. Very Small Array observations of the anomalous microwave emission in the Perseus region. *MNRAS*, 402:1969–1979, Mar. 2010.

Trumpler, R. J., 1930, *Lick Obs. Bull.* 420, 154.

Vidal Navarro, Matías. Diffuse Radio Foregrounds. All-Sky Polarisation and Anomalous Microwave Emission. Ph.D. thesis by the University of Manchester, UK. 2013.

Woolf, N. J. Ney, E. P., Circumstellar Infrared Emission from Cool Stars, *Astrophysical Journal*, vol. 155, p.L181

Young, Kelly. «Andromeda galaxy hosts a trillion stars». *NewScientistSpace*. 6 de junio de 2006

## 6 Anexo

### 6.1 Participación

Con el objetivo de indicar mi participación en la sección de metodología he añadido una tabla indicando en qué tareas he participado y en cuáles no. La Tabla 13 muestra esa información. Sin embargo, es conveniente indicar algunos matices en aquellas tareas en las que he contribuido. Por ejemplo, durante las observaciones tuve una instrucción como principiante en el manejo del telescopio, mientras que las otras secciones han sido realizadas por mi en su totalidad.

Observaciones en banda K	Si
Observaciones en banda C	No
Planificación	No
Calibración	No
Tratamiento de las observaciones	No
Datos de archivo utilizados	Si
DustEM	Si
Ajuste de TT plots	Si
Análisis de los datos	Si

Cuadro 13: En la columna derecha se indica los apartados de la sección de la metodología y en la columna izquierda se indica si he participado desarrollando tareas en dichos apartados.