



**Universidad  
Europea**

**UNIVERSIDAD EUROPEA DE MADRID**

**ESCUELA DE ARQUITECTURA, INGENIERÍA Y DISEÑO**

**GRADO EN FÍSICA**

**TRABAJO FIN DE GRADO**

**SIMULACIÓN DE LA EMISIÓN DIFUSA DE LA  
GALAXIA EN EL CONTEXTO DE LA MISIÓN *LiteBIRD***

**ALEJANDRO SVYATKOVSKYY KHOlyavka**

**Dirigido por**

**Dr. MARCOS LÓPEZ-CANIEGO ALCARRIA**

**CURSO 2022-2023**

---

**TÍTULO:** SIMULACIÓN DE LA EMISIÓN DIFUSA DE LA GALAXIA EN EL CONTEXTO DE LA MISIÓN  
*LiteBIRD.*

**AUTOR:** ALEJANDRO SVYATKOVSKYY KHOLYAVKA

**TITULACIÓN:** GRADO EN FÍSICA

**DIRECTOR DEL PROYECTO:** Dr. MARCOS LÓPEZ-CANIEGO ALCARRIA

**FECHA:** JUNIO DE 2023

*Моїм батькам, Сюзані та Джорджу*

## AGRADECIMIENTOS

Antes de que el lector proceda a indagar en los misterios de la emisión difusa de la galaxia, me gustaría dedicar unas palabras a esas personas que han hecho posible que esté leyendo ahora mismo estas páginas.

Primeramente, a Marcos, quien me acogió para poder realizar este trabajo junto a él y me ha guiado para que no terminase siendo un desastre. Gracias a él he dado mis primeros pasos en la Astrofísica y espero que este trabajo sea el comienzo de algo más grande en este mundo.

Después, a mis padres, por estar siempre apoyándome para que mejorase y fuese la mejor persona posible, a ellos les debo todo lo que tengo hoy en día y más. Ellos han sido una parte fundamental de todo esto y siempre les estaré agradecido por todo.

Por último, a Susana, por su compresión, cariño incondicional y apoyo ante las adversidades ya que ella ha tenido un valor significativo en todo este proceso. Desde lo más profundo de mi corazón, espero que este trabajo te guste tanto como me ha gustado a mí escribirlo.

## RESUMEN

El trabajo fin de grado se centra en simular la emisión difusa de la galaxia en el contexto de la misión *LiteBIRD*. *LiteBIRD* es una misión espacial propuesta para medir la RFCM en polarización. El objetivo principal de la misión es medir la polarización de modo-B del FCM, que se cree que es la huella de la inflación cósmica temprana.

La emisión difusa de la galaxia es una señal de fondo que puede contaminar la medición de la polarización primordial del FCM. Por lo tanto, es importante modelar y simular esta señal para poder separarla de la señal primordial.

En el trabajo, se simulan las principales componentes de la emisión difusa (sincrotrón, polvo térmico, emisión libre-libre y anómala) en seis de las frecuencias de la misión *LiteBIRD* empleando PySM3. Posteriormente, se obtienen parches de ciertas regiones del cielo de los mapas de polarización, que serán utilizados para analizar las propiedades de la emisión difusa galáctica en diferentes frecuencias.

Los resultados obtenidos arrojan que la emisión difusa de la galaxia es una señal importante en las frecuencias bajas de la misión *LiteBIRD*. Los resultados también sugieren que la emisión difusa de la galaxia se puede separar de la señal primordial utilizando técnicas de análisis de componentes independientes.

**Palabras clave:** *LiteBIRD*, radiación de fondo cósmica de microondas, polarización de modo-B, inflación, emisión difusa de la galaxia, PySM3.

## ABSTRACT

The end-of-degree project focuses on simulating the diffuse emission of the galaxy in the context of the *LiteBIRD* mission. *LiteBIRD* is a proposed space mission to measure the CMB radiation in polarization. The main objective of the mission is to measure the B-mode polarization of the CMB, which is believed to be the imprint of early cosmic inflation.

The diffuse emission of the galaxy is a background signal that can contaminate the measurement of the primordial polarization of the CMB. Therefore, it is important to model and simulate this signal to be able to separate it from the primordial signal.

In the end-of-degree project, the main components of the diffuse emission (AME, synchrotron, free-free and thermal dust) are simulated at six of the *LiteBIRD* mission frequencies using PySM3. Subsequently, patches of certain regions of the sky from polarization maps are obtained, which will be used to analyze the properties of the diffuse galactic emission at different frequencies.

The results show that the diffuse emission of the galaxy is an important signal at the lower frequencies of the *LiteBIRD* mission. The results also suggest that the diffuse emission of the galaxy can be separated from the primordial signal using independent component analysis techniques.

**Keywords:** *LiteBIRD*, CMB radiation, B-mode polarization, inflation, diffuse emission of the galaxy, Pyth PySM3.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

## TABLA RESUMEN

	DATOS
<b>Nombre y apellidos:</b>	Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka
<b>Título del proyecto:</b>	Simulación de la emisión difusa de la galaxia en el contexto de la misión <i>LiteBIRD</i>
<b>Director del proyecto:</b>	Dr. Marcos López-Caniego Alcarria
<b>El proyecto ha consistido en el desarrollo de una investigación o innovación:</b>	NO
<b>Objetivo general del proyecto:</b>	Simular la emisión difusa de la galaxia tal y como la vería el satélite <i>LiteBIRD</i> en el espacio

# Índice

RESUMEN .....	5
ABSTRACT .....	6
TABLA RESUMEN .....	7
Capítulo 1. RESUMEN DEL TFG .....	17
1.1 Contexto y justificación .....	17
1.2 Planteamiento del problema .....	17
1.3 Objetivos del proyecto .....	17
1.4 Resultados obtenidos .....	17
1.5 Estructura de la memoria.....	17
Capítulo 2. ANTECEDENTES / ESTADO DEL ARTE.....	18
2.1 El modelo cosmológico $\Lambda$ CDM .....	18
2.1.1 Ecuaciones de Friedmann-Lemaître .....	19
2.1.2 Composición del Universo.....	20
2.1.3 Predicciones del modelo $\Lambda$ CDM .....	21
2.2 El fondo cósmico de microondas .....	21
2.2.1 Anisotropías en la RFCM .....	24
2.2.2 Polarización de la RFCM .....	30
2.3 Fuentes contaminantes de la RFCM.....	32
2.3.1 Emisión difusa .....	33
2.3.2 Emisión compacta .....	42
2.4 MISIÓN <i>LiteBIRD</i> .....	48
2.4.1 Introducción .....	48
2.4.2 Frecuencias de trabajo .....	50
2.4.3 ¿Por qué nos interesa más la polarización que la temperatura? .....	53
2.4.4 Antecedentes a <i>LiteBIRD</i> : la misión <i>Planck</i> .....	53
2.5 PYTHON SKY MODEL 3 .....	55
2.5.1 ¿Qué es PySM3? .....	55
2.5.2 Modelos existentes .....	55

Alejandro Svyatkovskyy Kholayavka

---

Capítulo 3. OBJETIVOS .....	58
3.1    Objetivos generales.....	58
3.2    Objetivos específicos.....	58
3.3    Beneficios del proyecto.....	58
Capítulo 4. DESARROLLO DEL TFG .....	59
4.1    Planificación del trabajo fin de grado .....	59
4.2    Descripción de la solución, metodologías y herramientas empleadas .....	59
4.3    Recursos requeridos.....	59
4.4    Resultados del TFG .....	60
Capítulo 5. DISCUSIÓN.....	61
5.1    Simulaciones a 140 GHz .....	61
5.2    Búsqueda de objetos astronómicos en el cielo.....	64
Capítulo 6. CONCLUSIONES .....	70
6.1    Conclusiones del trabajo .....	70
6.2    Conclusiones personales .....	70
Capítulo 7. FUTURAS LÍNEAS DE TRABAJO .....	71
Capítulo 8. REFERENCIAS .....	72
Capítulo 9. ANEXOS .....	79
9.1    Anexo I. Código para las simulaciones .....	79
9.2    Anexo II. Mapas simulados.....	84

## Índice de Figuras

Figura 2.1 Representación temporal de la evolución del Universo [4].....	19
Figura 2.2 Composición actual del Universo según el satélite WMAP [8]. .....	21
Figura 2.3 Simulación del FCM a una frecuencia de 143 GHz.....	22
Figura 2.4 Espectro de RFCM medido por COBE (rojo) comparado con el espectro de radiación del cuerpo negro (verde) [15]. .....	23
Figura 2.5 Evolución de los satélites enviados para medir la RFCM [21].....	24
Figura 2.6 Espectro de potencia de temperatura medido por Planck [23]. La región $1\sigma$ corresponde a los errores de datos agrupados. ....	26
Figura 2.7 La dispersión de radiación de Thomson con una anisotropía cuadrupolar genera polarización lineal. Los colores azules (líneas gruesas) representan la radiación caliente y los colores rojos (líneas finas) la radiación fría [30]. .....	30
Figura 2.8 La figura ilustra cómo las anisotropías cuadrupolares se convierten en polarización lineal [30].....	31
Figura 2.9 En la figura superior se muestra un patrón de polarización compuesto únicamente por modos-E y en la inferior uno compuesto únicamente por modos-B [31].....	32
Figura 2.10 Propiedades espectrales de los contaminantes galácticos y extragalácticos así como la RFCM en temperatura. Las líneas verticales representan las bandas de frecuencia que se pretendían estudiar en Planck [33]. .....	33
Figura 2.11 Propiedades espectrales de los contaminantes galácticos y extragalácticos así como la RFCM en polarización. Las líneas verticales representan las bandas de frecuencia que se pretendían estudiar en Planck [33]. .....	34
Figura 2.12 Mapa de amplitud de sincrotrón polarizado de Commander 2018 a una resolución de $40'$ FWHM, evaluado a una frecuencia de referencia monocromática de 30 GHz [36]. .....	35
Figura 2.13 Mapa de medidas máximas de emisión libre-libre posteriores derivadas del análisis de referencia conjunto de las observaciones de Planck, WMAP y 408 MHz [33].....	36
Figura 2.14 El siguiente es un mapa de la emisión H $\alpha$ en coordenadas galácticas, donde se visualiza la longitud galáctica que va desde los $-180^\circ$ hasta los $+180^\circ$ de izquierda a derecha [44]. .....	38
Figura 2.15 Mapa de amplitud de polvo térmico polarizado de Commander 2018 a una resolución de $5'$ FWHM, evaluado a una frecuencia de referencia monocromática de 353 GHz [36]. .....	39
Figura 2.16 Limitaciones en la fracción de polarización de la AME en diversas frecuencias, obtenidas de distintos experimentos y regiones [47].....	40

Figura 2.17 Esta figura muestra un mapa completo del cielo de AME a 22.8 GHz creado por Commander. Se pueden apreciar siete regiones en las que AME predomina [48]. .....	41
Figura 2.18 Mapas completos del cielo de la emisión CO en $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ [48]. .....	42
Figura 2.19 Distribución de las fuentes validadas del PCCS2. Los círculos rojo, azul y verde muestran las fuentes de los catálogos de 30, 143 y 857 GHz, respectivamente [51]. .....	43
Figura 2.20 Recuentos diferenciales previstos a 20 GHz para varias poblaciones fuente extragalácticas. Panel superior izquierdo (fuentes de radio clásicas): cuásares de radio de espectro plano (línea de puntos); BL Lacs (línea discontinua); fuentes de espectro pronunciado (línea discontinua de puntos triples). Panel superior derecho (fuentes especiales): flujos de acreción dominados por advección (línea de puntos); cuásares GPS extremos y galaxias (línea discontinua); estallido de rayos y (línea de puntos y puntos). Panel inferior izquierdo (galaxias con formación de estrellas): protoesferoides (línea de puntos); espirales (línea de puntos y puntos); galaxias con estallido estelar (línea discontinua). Panel inferior derecho: efectos SZ en escalas galácticas (línea punteada) y en escalas de cúmulos (línea discontinua). La suma de las contribuciones que se muestran en cada panel y los recuentos totales generales se indican mediante una línea continua delgada y gruesa, respectivamente [53].....	45
Figura 2.21 Comparación de vistas de óptico profundo y submm del cielo [57].....	46
Figura 2.22 Simulación a 70 GHz de cúmulos de SZ. Las unidades son MJy/sr [28]. .....	47
Figura 2.23 Variación de la intensidad en función de la frecuencia para el efecto SZ térmico (representado por una línea azul discontinua) y el efecto SZ cinético (representado por una línea roja continua) [28].....	48
Figura 2.24 Espectros de potencia de la anisotropía de temperatura de la RFCM (arriba), polarización de modo-E (centro) y polarización de modo-B (abajo) [63]. .....	50
Figura 2.25 Gráfico resumen de la sistemática de LiteBIRD. Muestra la sensibilidad de cada una de las quince bandas de frecuencia, qué bandas están cubiertas por el telescopio de baja frecuencia (LFT) y el telescopio de alta frecuencia (HFT), y los niveles de señal del FCM, la radiación de sincrotrón y el polvo. [64]. .....	51
Figura 2.26 Cada panel muestra la intensidad en uno de los nueve canales de frecuencia de Planck, en coordenadas galácticas [66]. .....	54
Figura 5.1 Código empleado para la simulación de mapas.....	62
Figura 5.2 Simulación del mapa I de polarización a 140 GHz.....	62
Figura 5.3 Simulación del mapa Q de polarización a 140 GHz.....	63
Figura 5.4 Simulación del mapa U de polarización a 140 GHz.....	63
Figura 5.5 Simulación del mapa P de polarización a 140 GHz.....	64
Figura 5.6 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Gran Nube de Magallanes (arriba a la izquierda) y Centaurus A (arriba a la derecha) [79]. Abajo se pueden observar parches del mapa I a 140 GHz simulado de ambos objetos.....	65

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

Figura 5.7 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Nebulosa de Orión [79]. .....	66
Figura 5.8 Evolución de la Nebulosa de Orión a diferentes frecuencias.....	66
Figura 5.9 Parches en intensidad y polarización de la Nebulosa de Orión en las frecuencias de Planck (arriba). Mapa de líneas de campo magnético de la Nebulosa de Orión visto por Planck [80]. .....	67
Figura 5.10 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Nebulosa del Cangrejo [79]......	68
Figura 5.11 Evolución de la Nebulosa del Cangrejo a diferentes frecuencias. ....	68
Figura 5.12 Parches de radio y submilimétrico de la Nebulosa del Cangrejo en las frecuencias de Planck [79].....	69
Figura 9.1 Captura del código empleado: instalación de paquetes e importación de librerías. ..	79
Figura 9.2 Captura del código empleado: simulación del FCM a 143 GHz. ....	79
Figura 9.3 Captura del código empleado: simulación de la emisión difusa de la galaxia a 40, 90 y 140 GHz. ....	80
Figura 9.4 Captura del código empleado: simulación de la emisión difusa de la galaxia a 195, 280 y 400 GHz. .....	81
Figura 9.5 Captura del código empleado: parches de la Nebulosa de Orión.....	82
Figura 9.6 Captura del código empleado: parches de la Nebulosa del Cangrejo.....	83
Figura 9.7 Simulación del mapa I de polarización a 40 GHz.....	84
Figura 9.8 Simulación del mapa Q de polarización a 40 GHz. ....	85
Figura 9.9 Simulación del mapa U de polarización a 40 GHz. ....	85
Figura 9.10 Simulación del mapa P de polarización a 40 GHz.....	86
Figura 9.11 Simulación del mapa I de polarización a 90 GHz. ....	86
Figura 9.12 Simulación del mapa Q de polarización a 40 GHz. ....	87
Figura 9.13 Simulación del mapa U de polarización a 40 GHz. ....	87
Figura 9.14 Simulación del mapa P de polarización a 40 GHz.....	88
Figura 9.15 Simulación del mapa I de polarización a 195 GHz.....	88
Figura 9.16 Simulación del mapa Q de polarización a 195 GHz. ....	89
Figura 9.17 Simulación del mapa U de polarización a 195 GHz. ....	89
Figura 9.18 Simulación del mapa P de polarización a 195 GHz.....	90
Figura 9.19 Simulación del mapa I de polarización a 280 GHz.....	90
Figura 9.20 Simulación del mapa Q de polarización a 280 GHz. ....	91
Figura 9.21 Simulación del mapa U de polarización a 280 GHz. ....	91

Figura 9.22 Simulación del mapa P de polarización a 280 GHz.....	92
Figura 9.23 Simulación del mapa I de polarización a 400 GHz.....	92
Figura 9.24 Simulación del mapa Q de polarización a 400 GHz.....	93
Figura 9.25 Simulación del mapa U de polarización a 400 GHz. ....	93
Figura 9.26 Simulación del mapa P de polarización a 400 GHz.....	94

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

## Índice de Tablas

Tabla 1 Clasificación de las fuentes de radio según su índice espectral. ....	44
Tabla 2 Sensibilidad del satélite LiteBIRD [63]. ....	53
Tabla 3 Cronograma de la planificación del TFG. ....	59

## Índice de abreviaciones

- LiteBIRD** - Lite (Light) satellite for the studies of **B**-mode polarization and **Inflation** from cosmic background **Radiation Detection**
- JAXA** – Agencia Japonesa de Exploración Espacial
- RCFM** – Radiación del Fondo Cósmico de Microondas
- PySM3** – Python Sky Model 3
- ΛCDM** – “**Lambda**” Cold Dark Matter
- FCM** - Fondo Cósmico de Microondas
- FIRAS** – Far-InfraRed Absolute Spectrophotometer
- COBE** – COsmic Background Explorer
- NASA** – Administración Nacional de Aeronáutica y el Espacio
- DMR** – Differential Microwave Radiometer
- WMAP** – Wilkinson Microwave Anisotropy Probe
- ESA** – Agencia Espacial Europea
- SW** – Sachs-Wolfe
- SWI** – Sachs-Wolfe Integrado
- SZ** – Sunyaev-Zel'dovich
- SHASSA** – Southern H Alpha Sky Survey Atlas
- WHAM** – Wisconsin H Alpha Mapper
- AME** – Emisión Anómala de Microondas
- ED** – Dipolo Eléctrico
- MD** – Dipolo Magnético
- MDE** – Emisión Magnética de Polvo
- PCCS2** – Planck Catalogue of Compact Sources 2
- AGN** – Núcleos Galácticos Activos
- SCUBA** – Submillimeter Common-User Bolometric Array
- GRB** – Estallidos de rayos gamma
- TES** – Detectores de microondas superconductores criogénicos
- LFT** – Telescopio de Baja Frecuencia
- MFT** – Telescopio de Media Frecuencia
- HFT** – Telescopio de Alta Frecuencia

**HWP** - Half Wave Plate

**NET** – Temperatura Equivalente al Ruido

**HFI** – Instrumento de Alta Frecuencia

**LFI** – Instrumento de Baja Frecuencia

**PSM** – Planck Sky Model

**HEALPix** - Hierarchical Equal Area iso-Latitude Pixelization

# Capítulo 1. RESUMEN DEL TFG

## 1.1 Contexto y justificación

*LiteBIRD* (abreviado del inglés: Lite (Light) satellite for the studies of B-mode polarization and Inflation from cosmic background Radiation Detection) es una misión de la Agencia Japonesa de Exploración Espacial (JAXA) que tiene como objetivo medir el modo-B de polarización de la radiación del fondo cósmico de microondas (RFCM) con una precisión sin precedentes. En el documento que está a punto de leer podrá observar cómo simulamos la emisión difusa de la galaxia en las frecuencias más relevantes de la misión *LiteBIRD* con el fin de dilucidar y predecir lo que el satélite observará una vez esté en órbita.

## 1.2 Planteamiento del problema

La simulación de la emisión difusa de la galaxia se realizará con el paquete de PYTHON conocido como Python Sky Model 3 (PySM3). A través de este, se efectuarán simulaciones de los distintos contaminantes galácticos para pronosticar los resultados de *LiteBIRD*.

## 1.3 Objetivos del proyecto

El objetivo de este proyecto es simular la emisión difusa de la galaxia, en particular las radiaciones sincrotrón, polvo térmico y libre-libre, en el contexto de la misión *LiteBIRD*. La simulación de la emisión difusa de la galaxia es importante para identificar y eliminar la contaminación galáctica en los datos obtenidos por *LiteBIRD*.

## 1.4 Resultados obtenidos

Se han simulado las principales componentes de la emisión difusa de la galaxia en seis frecuencias de la misión *LiteBIRD*: 40, 90, 140, 195, 280 Y 400 GHz. De los mapas de polarización obtenidos se han realizado parches en ciertas zonas del cielo para analizar las propiedades de la emisión difusa de la galaxia en estas frecuencias.

## 1.5 Estructura de la memoria

El capítulo que está leyendo el lector ahora mismo, nombrado capítulo 1, resume la razón del trabajo y el contexto en el que se desarrolla el mismo. El capítulo 2 corresponde con los antecedentes o estado del arte del proyecto, donde se realiza una introducción al Modelo Cosmológico Estándar y cómo éste se relaciona con la RFCM. Además, se introduce la misión *LiteBIRD* y PySM3, el cual se ha empleado para simular la emisión difusa de la galaxia. En el capítulo 3, se detallan los distintos objetivos del proyecto. En el capítulo 4, se presentan los resultados de las simulaciones previamente mencionadas. El capítulo 5, se centra en la discusión de los resultados, mientras que el capítulo 6 detalla las conclusiones del proyecto como las personales. Por último, en el capítulo 7, se exploran posibles futuras líneas de trabajo a partir de los resultados y conclusiones obtenidas en el proyecto.

## Capítulo 2. ANTECEDENTES / ESTADO DEL ARTE

Este capítulo introduce a lo qué es el modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM (abreviado del inglés: *Lambda-Cold Dark Matter*) y cómo, a través de este, explicamos la RFCM. También se hará hincapié en las anisotropías propias de la RFCM y las polarizaciones existentes en la misma. Por último, se discutirá acerca de las emisiones galáctica y extragaláctica y los posibles obstáculos que estas traen a la misión *LiteBIRD*.

### 2.1 El modelo cosmológico $\Lambda$ CDM

El Modelo Estándar de la Cosmología, también conocido como  $\Lambda$ CDM, es una teoría astrofísica que aborda el desarrollo y disposición del Cosmos en dimensiones amplias. Es compatible tanto con la Mecánica Cuántica como con la Relatividad General, y actualmente es la más adecuada para explicar las observaciones astronómicas más recientes gracias a la inclusión de la materia y energía oscuras. La teoría se basa en varias suposiciones [1]:

- La primera hipótesis del modelo cosmológico es la homogeneidad del espacio, lo que significa que cada punto del Universo es idéntico y se rigen por las mismas leyes físicas.
- La segunda hipótesis es la isotropía del espacio, lo que implica que no existe una dirección privilegiada en el Universo.
- El modelo también considera que la materia presente en el Universo puede ser caracterizada como un fluido ideal, cuyas propiedades se definen a través de su densidad ( $\rho$ ) y su presión ( $p$ ).

A estos modelos los cuales cumplen tales características se les denomina comúnmente modelos de Friedmann-Lemaître y comparten numerosas características. Los parámetros que caracterizan estos modelos incluyen: la constante cosmológica ( $\Lambda$ ), el parámetro de densidad ( $\Omega$ ) que cuantifica la cantidad de materia presente en la época actual del Universo y la constante de Hubble ( $H_0$ ) que representa la velocidad actual de expansión del Universo. El subíndice cero se refiere a las cantidades evaluadas en el tiempo actual.

En 1917, Albert Einstein aplicó por primera vez la Teoría General de la Relatividad al Universo en su conjunto, lo que dio origen a la Cosmología Moderna [2]. La intención de Einstein era resolver si el principio de Mach era compatible con la teoría que intentaba explicar la gravitación.

Mach tenía un principio que afirmaba que el espacio, el tiempo y los efectos gravitatorios e iniciales se deben a la distribución de masas en el Universo. Einstein buscaba demostrar que un Universo con materia podía ser estable y que su teoría proporcionaba un contexto general para entender cómo se comporta el Universo. Cabe destacar que la Teoría de la Relatividad había sido descubierta dos años antes, en 1915 [3].

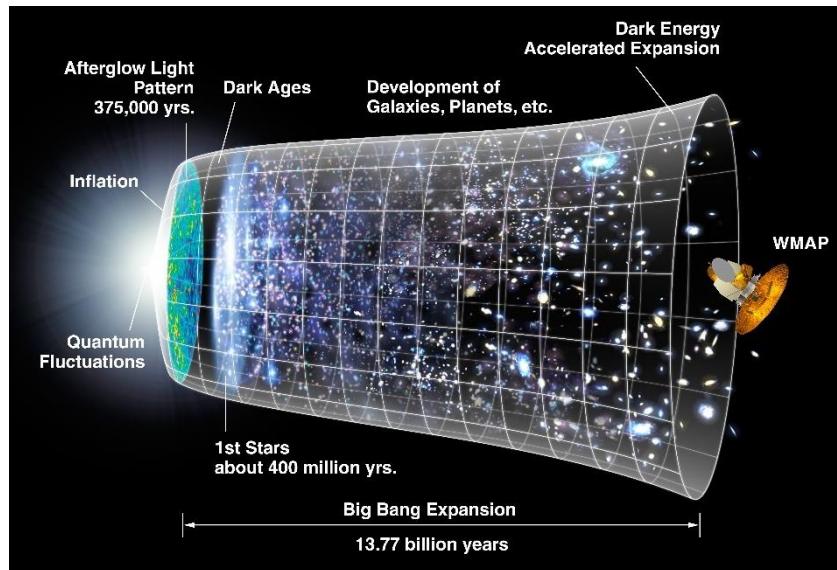


Figura 2.1 Representación temporal de la evolución del Universo [4].

Después de aplicar su Teoría General de la Relatividad al Universo, Einstein llegó a la conclusión de que no obtenía soluciones dinámicas a menos que modificara sus ecuaciones con un nuevo término conocido como la constante cosmológica. Este término le permitió agregar una fuerza repulsiva del campo gravitacional en ciertas escalas espaciales, lo que le permitió reproducir un Universo estático que él creía existía en ese momento.

Poco después, el astrónomo holandés Willem De Sitter encontró un resultado de vacío de las ecuaciones de Einstein que contenían la constante cosmológica, lo que hoy es ampliamente reconocido como el Universo de De Sitter. Einstein quedó perplejo por la posibilidad de la existencia de soluciones sin materia, ya que pensaba que no podía haber espacio y tiempo sin materia y comenzó una larga disputa con De Sitter que es esencial para la cosmología moderna.

Años después, el astrónomo, meteorólogo y matemático ruso Friedmann descubrió soluciones dinámicas a las ecuaciones de Einstein, las famosas soluciones de Friedmann, que describen un Universo en expansión o contracción [5]. Einstein consideró estos modelos como una especie de juego matemático posible dentro del contexto de sus ecuaciones, pero no pensó que describieran el Universo real.

### 2.1.1 Ecuaciones de Friedmann-Lemaître

En el transcurso del tiempo, las soluciones de Friedmann fueron reencontradas por Lemaître, quien empezó a fomentar la noción de que el Universo estaba experimentando un proceso de expansión dinámica. Al suponer un espacio uniforme e isotrópico, las ecuaciones de Einstein adoptan una disposición específica:

$$\frac{\ddot{R}}{R} = -\frac{4\pi}{3}G(\rho + 3p) + \frac{2}{3}\Lambda \quad (2.1.1a)$$

$$\frac{\dot{R}^2}{R^2} = \frac{8\pi}{3} G\rho - \frac{k}{R^2} + \frac{\Lambda}{3} \quad (2.1.1b)$$

donde  $p$  indica la presión,  $\rho$  denota la densidad promedio y  $G$  representa la constante universal de gravitación. En las anteriores expresiones, se ha adoptado la velocidad de la luz ( $c$ ) como uno.

Según las exploraciones actuales, se ha determinado que nuestro Universo se encuentra experimentando un proceso de expansión. Esto implica que la función  $R(t)$ , que representa la escala del Universo en función del tiempo, está en constante aumento. Si se cumplen ciertas condiciones, como  $\rho + 3p$  siendo mayor que cero y  $\Lambda$  siendo mayor o igual a cero, se puede concluir que la segunda derivada de  $R(t)$  es siempre negativa. En términos simples, esto significa que si en la actualidad  $R(t)$  está creciendo, entonces siempre ha estado creciendo en el pasado (a menos que las leyes físicas hayan sido diferentes en otro momento) [6].

En consecuencia, se infiere que, en el pasado remoto,  $R(t)$  era extremadamente pequeña y en algún momento específico,  $R(t_0)$  alcanzó el valor cero. Estos hallazgos son consistentes con los modelos del *Big Bang*, que brindan información sobre la evolución y origen del Cosmos.

Una ecuación de conservación de energía se puede derivar de las ecuaciones 2.1.1:

$$\frac{d}{dt}(\rho R^3) = -p \frac{d}{dt}(R^3) \quad (2.1.2)$$

Para resolver las ecuaciones cosmológicas, es necesario conocer cómo varían la presión y densidad de energía a medida que transcurre el tiempo. Dentro de los modelos cosmológicos convencionales, la composición del Universo se representa como una mezcla de radiación y materia, representada por las densidades de energía  $\rho_r$  y  $\rho_m$ , respectivamente.

Se tiene conocimiento de que la densidad de materia que no es relativista,  $\rho_m$ , y la densidad de radiación,  $\rho_r$ , fluctúan con  $R^{-3}$  y  $R^{-4}$ , respectivamente. Por lo tanto, es suficiente con conocer los valores actuales de estas densidades para calcular sus magnitudes en cualquier instante anterior [6].

Al reemplazar los parámetros cosmológicos en la expresión 2.1.2

$$H = \frac{\dot{R}}{R} \quad \Omega = \frac{8\pi G\rho}{3H^2} \quad \lambda = \frac{\Lambda}{3H^2} \quad \alpha = \frac{k}{H^2 R^2} \quad (2.1.3)$$

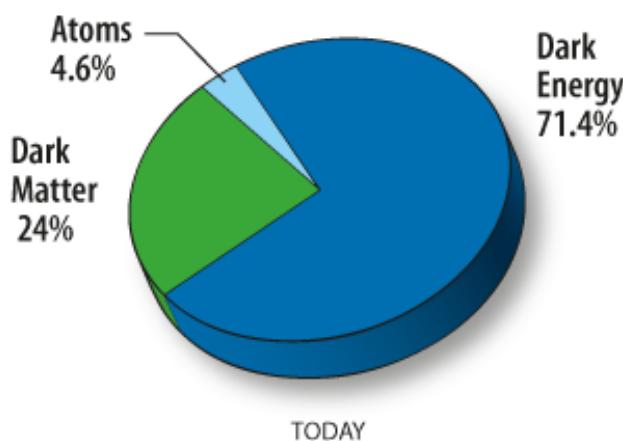
se llega a la igualdad  $\alpha = \Omega + \lambda - 1$ .

## 2.1.2 Composición del Universo

De acuerdo con el modelo  $\Lambda$ CDM, la composición del Universo se divide en [7]:

- **Materia bariónica:** que está compuesta por fermiones y bariones, se puede encontrar como polvo interestelar, galaxias y estrellas, calculando que representa aproximadamente el 4.6% del total del Universo.

- **Materia oscura:** es una clase de materia la cual no produce radiación electromagnética y que se ha logrado identificar por los efectos gravitatorios a través las curvas de rotación en galaxias. Actualmente se estima que constituye alrededor del 24% del total del Cosmos.
- **Energía oscura:** se refiere al fenómeno responsable del aumento de la expansión del Cosmos según el modelo  $\Lambda$ CDM. Se estima que constituye alrededor del 71.4% del Universo.



*Figura 2.2 Composición actual del Universo según el satélite WMAP [8].*

### 2.1.3 Predicciones del modelo $\Lambda$ CDM

Se han confirmado algunos de los pronósticos del modelo  $\Lambda$ CDM mediante observaciones, las cuales se presentan a continuación:

- La presencia de la RFCM y sus características.
- La consistencia entre las estimaciones de las cantidades de deuterio, helio y litio derivadas de las observaciones realizadas y de la nucleosíntesis cosmológica.
- La confirmación empírica del vaticinio de los modelos del *Big Bang* de que la naturaleza solo permite la existencia de tres clases de neutrinos.
- La detección de corrimientos al rojo en galaxias.

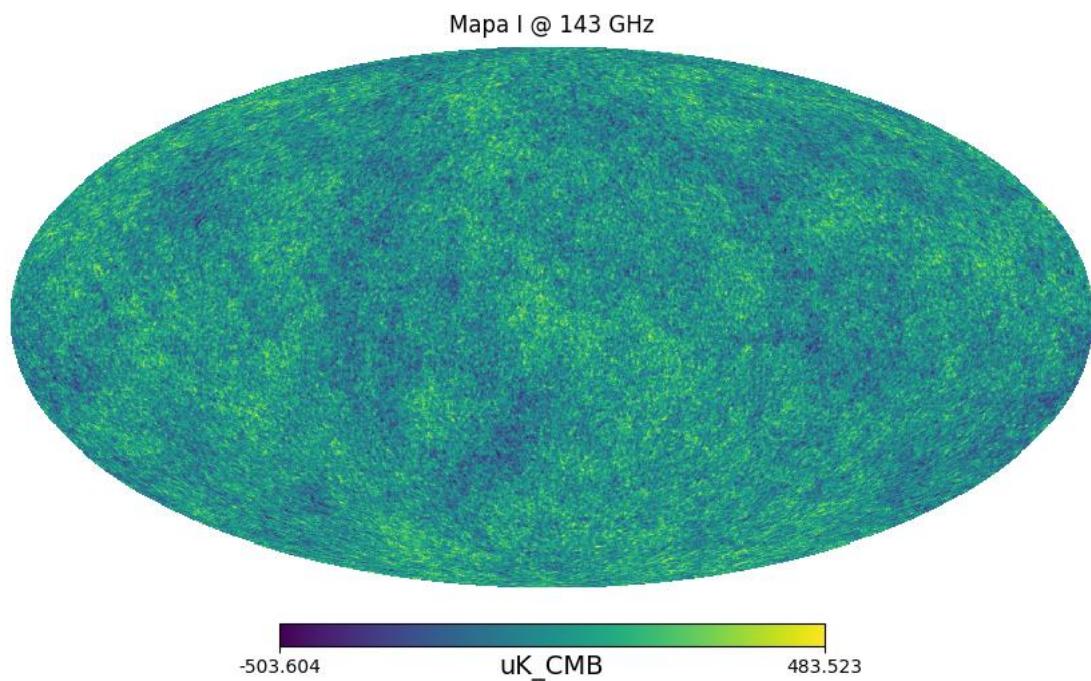
## 2.2 El fondo cósmico de microondas

El fondo cósmico de microondas (FCM) es una radiación electromagnética originada 380.000 años después del origen del Universo. Ésta se observa en todas las direcciones del cielo y es un

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

remanente del *Big Bang*, el evento que inició la formación del Universo tal y como se conoce hoy en día.

En ese momento, la temperatura había disminuido lo suficiente para que sucediese una combinación de protones y electrones que acabarían formando átomos de hidrógeno neutro, lo que permitió que la luz se propagara sin ser dispersada. Antes de esto, el Universo era demasiado caliente y denso para que la luz pudiera viajar libremente, por lo que se piensa que era opaco. El FCM se detecta en longitudes de onda de alrededor de 1 milímetro y se considera una radiación de baja energía.



*Figura 2.3 Simulación del FCM a una frecuencia de 143 GHz.*

En los años cuarenta, George Gamow fue el primero en plantear la teoría del *ylem*, una sustancia primordial compuesta exclusivamente de neutrones a temperaturas increíblemente elevadas de  $10^{10}$  grados Celsius [9].

Además, para explicar cómo se distribuían los elementos químicos en el Cosmos, Gamow propuso un fenómeno transitorio de desequilibrio el cual habría tenido lugar a lo largo de un breve lapso. [10].

La teoría de la Gran Explosión, por otro lado, postula que el Universo se originó como una región homogénea, densa y caliente hace aproximadamente 13.800 millones de años. Desde aquel momento, ha experimentado un proceso de expansión y enfriamiento continuo. Según esta teoría, los átomos de hidrógeno y helio surgieron en los primeros instantes posteriores al Big Bang, mientras que los elementos más pesados se crearon en los núcleos estelares y durante las explosiones de supernova.

En los primeros años de la década de 1960, Doroshkevich y Novikov [11] publicaron un artículo en el que consideraban el FCM como un fenómeno que podía ser detectado. En ese mismo año, Wilkinson, Roll, Dicke y Peebles [12] decidieron medir el FCM. Mientras tanto, Arno Penzias y Robert Wilson [13], dos radioastrónomos que colaboraban en los Laboratorios Bell en Nueva Jersey detectaron una señal de interferencia de fondo que no lograron comprender. Después de descartar diversas posibles fuentes de interferencia, se dieron cuenta de que estaban detectando la RFCM, la cual era extremadamente uniforme en todas las direcciones del cielo, lo que indicaba que el Universo era muy homogéneo y uniforme en el momento de su formación.

La RFCM exhibe una distribuciónpectral que se asemeja a la de un cuerpo negro con una temperatura de  $2.7255 \pm 0.0006$  grados Kelvin que fue medida con gran precisión gracias al instrumento Far-Infrared Absolute Spectrophotometer (FIRAS) a bordo del satélite COsmic Background Explorer (COBE) de la Administración Nacional de Aeronáutica y el Espacio (NASA) [14]. La Figura 2.4 ilustra el espectro de la RFCM, el cual es el espectro de cuerpo negro más preciso que se ha medido hasta ahora.

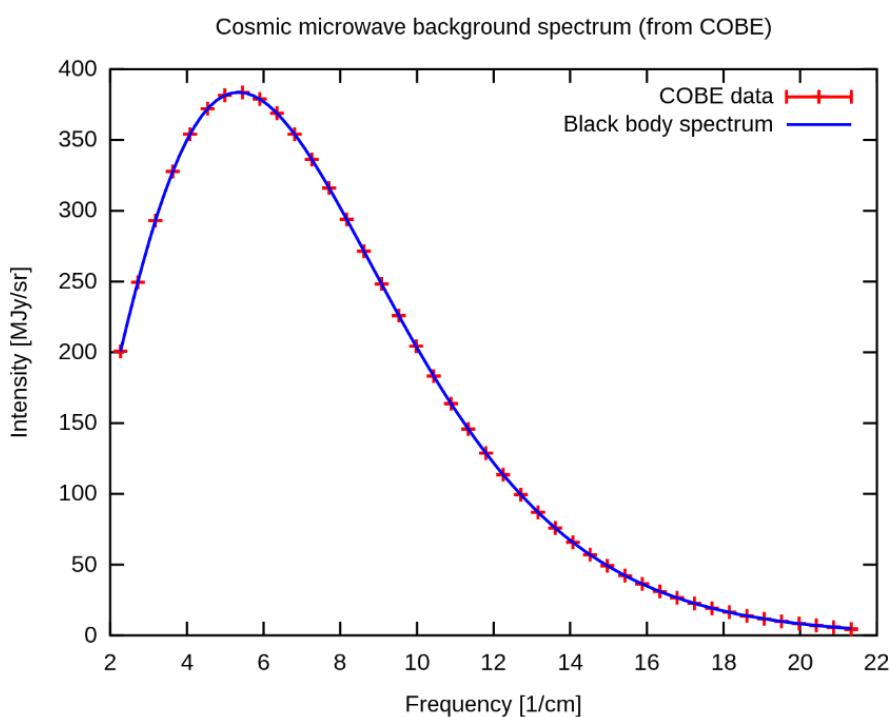
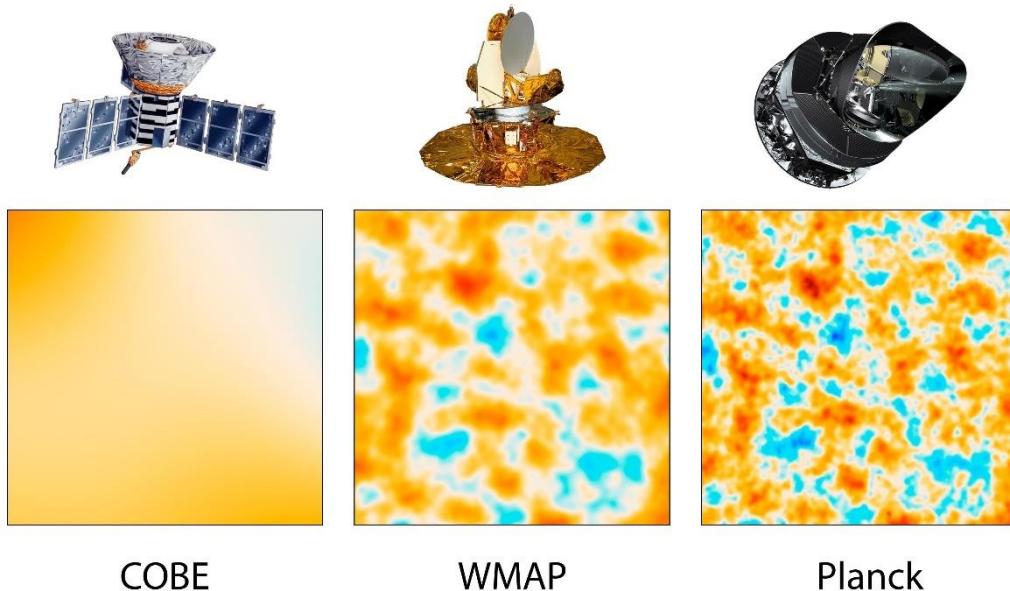


Figura 2.4 Espectro de RFCM medido por COBE (rojo) comparado con el espectro de radiación del cuerpo negro (verde) [15].

En la década de 1970, algunos cosmólogos teorizaron que las anomalías en la disposición de la materia estarían reflejadas en el FCM. Esta teoría se confirmó gracias al uso del Differential Microwave Radiometer (DMR) de COBE, lo que permitió medir la forma invariable de escala aproximada del espectro de fluctuaciones de densidad [16]. Tras la misión COBE, otros estudios posteriores midieron lo que se llama las anisotropías del FCM. Entre ellos se encuentran: Tenerife [17], Millimeter Anisotropy eXperiment IMaging Array (MAXIMA) [18] y Balloon

Observations Of Millimetric Extragalactic Radiation And Geophysics (BOOMERanG) [19] lograron determinar que la curvatura del Universo es aproximadamente cero, y este resultado fue corroborado por el satélite de la NASA, Wilkinson Anisotropy Probe (WMAP) [20].

Uno de los instrumentos más relevantes en la investigación del FCM es el Telescopio Espacial *Planck*, desarrollado por la Agencia Espacial Europea (ESA), el cual fue lanzado en 2009 y estuvo en funcionamiento hasta 2013. *Planck* fue diseñado con el propósito de analizar de manera detallada el fondo cósmico de microondas y generó datos de mayor precisión que los obtenidos por COBE.



COBE

WMAP

Planck

*Figura 2.5 Evolución de los satélites enviados para medir la RFCM [21].*

### 2.2.1 Anisotropías en la RFCM

Las alteraciones en la densidad de la materia del Universo primigenio generaron sutiles variaciones en la temperatura del FCM, conocidas como anisotropías. Estas fluctuaciones surgieron debido a la expansión del Universo poco después del *Big Bang*.

La temperatura de la RFCM puede descomponerse en armónicos esféricos para su análisis.

$$\frac{\Delta T}{T}(\theta, \phi) = \frac{T(\theta, \phi) - T_0}{T_0} = \sum_{\ell=1}^{\infty} \sum_{m=-\ell}^{\ell} a_{\ell m} Y_{\ell m}(\theta, \phi) \quad (2.2.1)$$

$$a_{\ell m} = \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\pi} d\theta Y_{\ell m}^*(\theta, \phi) \frac{\Delta T}{T} \quad (2.2.2)$$

donde  $\theta$  y  $\phi$  denotan las coordenadas angulares de la esfera,  $\ell$  se relaciona con la distancia angular y  $a_{\ell m}$  los coeficientes de los armónicos esféricos. Después, se cree que, durante la

inflación, ocurrida en una época temprana del Universo, se generaron fluctuaciones de temperatura a partir de fluctuaciones cuánticas primordiales, según propuso Starobinsky [22] y otros investigadores. Estas fluctuaciones siguen una distribución gaussiana.

La ecuación que describe la función de correlación relacionada con las fluctuaciones de temperatura mencionadas anteriormente es:

$$C(\theta) = \left\langle \frac{\Delta T}{T}(\vec{\Omega}_1) \frac{\Delta T}{T}(\vec{\Omega}_2) \right\rangle = \sum_{\ell m} \sum_{\ell' m'} \langle a_{\ell m} a_{\ell' m'}^* \rangle Y_{\ell m}(\theta_1, \phi_1) Y_{\ell' m'}(\theta_2, \phi_2) \quad (2.2.3)$$

donde  $\vec{\Omega}_1$  y  $\vec{\Omega}_2$  son dos vectores unitarios que señalan las dos direcciones en el cielo determinadas por las coordenadas  $(\theta_1, \phi_1)$  y  $(\theta_2, \phi_2)$ , y donde  $\vec{\Omega}_1 \cdot \vec{\Omega}_2 = \cos(\theta)$ .

A partir de esto, es posible obtener el espectro de potencias angular ( $C_l$ ) del FCM,

$$\langle a_{\ell m} a_{\ell' m'}^* \rangle = C_\ell \delta_{\ell \ell'} \delta_{mm'} \quad (2.2.4)$$

La expresión anterior nos permite comprender la contribución de cada escala al total de intensidad del campo de temperaturas. En la Figura 2.6 se puede observar el espectro de potencia de temperatura [23]. Además, es posible relacionar la función de correlación (2.2.3) con el espectro de potencias angular mediante una transformada que utiliza los polinomios de Legendre:

$$\sum_{m=-\ell}^{\ell} Y_{\ell m}(\theta_1, \phi_1) Y_{\ell m}^*(\theta_2, \phi_2) = \frac{2\ell + 1}{4\pi} P_\ell(\cos(\theta)) \quad (2.2.5)$$

Llegando así a

$$C(\theta) = \sum_{\ell} \frac{2\ell + 1}{4\pi} P_\ell(\cos(\theta)) \quad (2.2.6)$$

con  $P_\ell$  denotando los polinomios de Legendre de orden  $\ell$ .

La precisión en la determinación del espectro de potencia angular  $C_\ell$  tiene una limitación debido a lo que se conoce como "varianza cósmica". Esta limitación se debe al hecho de que solo hay un Universo observable y, por lo tanto, solo una realización de las fluctuaciones de temperatura.

Para las fluctuaciones de temperatura gaussianas, la "varianza cósmica" se puede calcular fácilmente. Para un  $\ell$  dado existen  $(2\ell + 1)$  coeficientes  $a_{\ell m}$  y de la dispersión de una distribución chi cuadrado con  $2\ell + 1$  grados de libertad se obtiene

$$\Delta C_\ell = \frac{\sqrt{2}}{\sqrt{2\ell + 1}} C_\ell \quad (2.2.7)$$

Además de la varianza cósmica, existen otras fuentes de error que deben ser consideradas en la determinación del espectro de potencia angular  $C_\ell$  del FCM. Es importante tener en cuenta la cobertura del cielo y la sensibilidad del experimento.

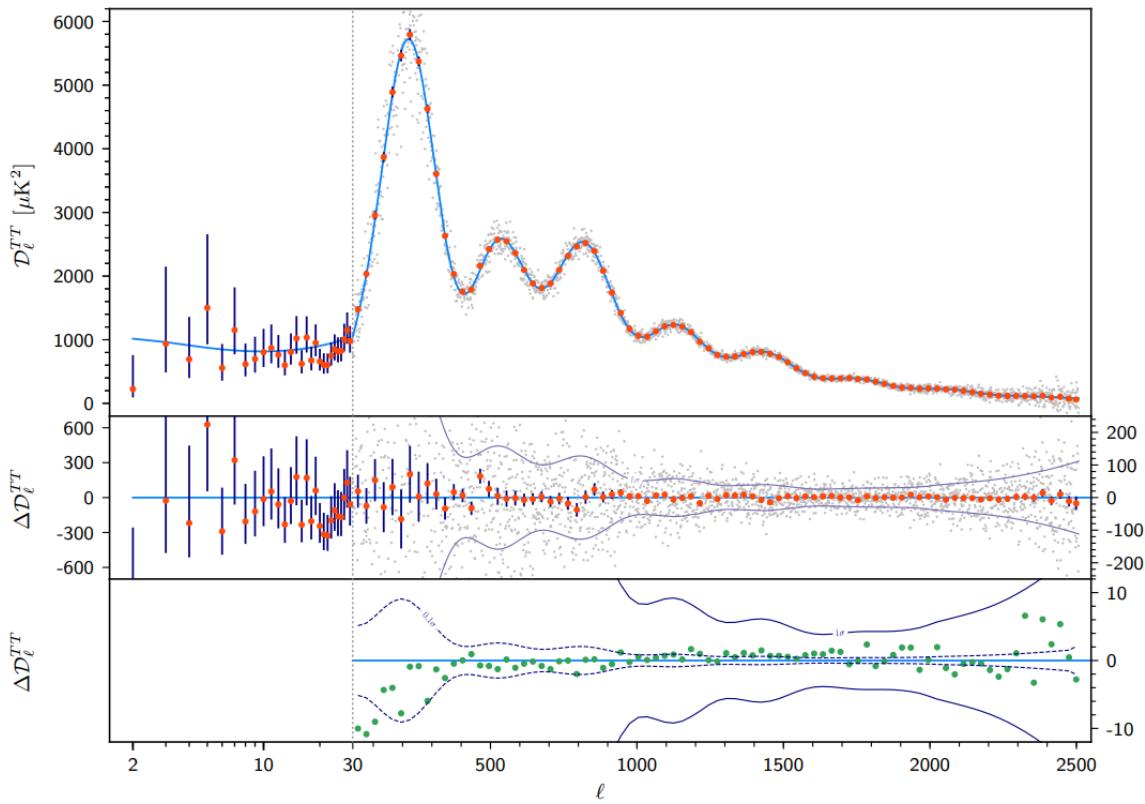


Figura 2.6 Espectro de potencia de temperatura medida por Planck [23]. La región  $1\sigma$  corresponde a los errores de datos agrupados.

También es esencial abordar el hecho de que el campo de fluctuaciones de temperatura no puede ser observado directamente debido a la presencia de otros componentes que se mezclan con él. Estos "contaminantes" incluyen contribuciones galácticas difusas como la emisión sincrotrón, el polvo térmico y la emisión libre, emisiones compactas como cúmulos de galaxias y fuentes puntuales extragalácticas, al igual que una pequeña contribución de lentes gravitacionales débiles de la estructura a gran escala. Por lo tanto, es crucial poder separar estas contribuciones de contaminantes del verdadero campo de temperatura del FCM subyacente.

Las anisotropías del FCM se clasifican en dos tipos principales según su origen:

- **Anisotropías primarias:** se originan en la época de recombión, cuando los electrones y protones se unieron con el fin de integrar los primeros átomos. También pueden ser causadas por efectos que ocurrieron en la superficie de última dispersión. La temperatura del Universo en expansión se enfrió, y la radistación se desacopló de la materia.

- **Anisotropías secundarias:** son el resultado de la influencia que ejercen la materia y los pozos de potencial gravitatorio en los fotones a medida que viajan desde el momento en que fueron emitidos hasta llegar al observador.

### 2.2.1.1 Anisotropías primarias

Las anisotropías primarias se originaron unos 370.000 años después del *Big Bang*. Se pueden clasificar en anisotropías adiabáticas e isocurvaturas. Las anisotropías adiabáticas se caracterizan por tener una entropía específica constante en todos los puntos. Matemáticamente, esto se expresa como sigue:

$$\delta \left( \frac{n_b}{n_Y} \right) = \delta \left( \frac{n_{DM}}{n_Y} \right) = 0 \quad (2.2.8)$$

donde  $n_b$ ,  $n_Y$  y  $n_{DM}$  denotan densidades, más concretamente: bariónicas, correspondientes a fotones y a materia oscura, respectivamente.

En contraste, las fluctuaciones de isocurvature son definidas por una invariabilidad de la energía total en cada punto. Esto es posible expresarlo como

$$\delta(\rho_Y + \rho_b + \rho_{DM}) = 0 \quad (2.2.9)$$

donde las distintas densidades de energía de cada componente vienen denotadas por  $\rho$  y el subíndice correspondiente. Además de las densidades de fotones, existen otros factores que pueden contribuir a la presencia de anisotropías primarias. La expresión general que compila todos estos efectos se denota por

$$\frac{\Delta T}{T} = \vec{n} \cdot (\vec{v}_{ob} - \vec{v}_d) - \frac{1}{3}(\phi_{ob} - \phi_d) + \frac{1}{4}\delta_d^Y \quad (2.2.10)$$

donde  $\vec{n}$  denota la dirección en la que se observa y el subíndice  $d$  simboliza los valores en la época del desacople. Estos términos caracterizarán cada anisotropía como se verá más adelante.

#### Efecto Doppler

En la ecuación 2.2.10, el término  $\vec{n} \cdot \vec{v}_{ob}$  se debe al desplazamiento relativo del observador en relación al marco de referencia comóvil de la RFCM, lo que produce un efecto dipolar. Este efecto se observa cuando un observador atraviesa un medio fluido y se manifiesta como un desplazamiento hacia el azul en la dirección de desplazamiento del observador, y un desplazamiento hacia el rojo en la dirección contraria [24].

Este efecto fue observado por primera vez en 1975 [25], pero no se midió con precisión hasta 1996, cuando se encontró un valor de  $3,372 \pm 0,007$  mK [26]. Es importante destacar que este no es una anisotropía real, sino un efecto observacional. Por otro lado, el término  $\vec{n} \cdot \vec{v}_d$  corresponde al movimiento de los electrones con respecto al sistema comóvil de la materia en la superficie de última dispersión.

### **Efecto Sachs-Wolfe (SW)**

El término  $\frac{1}{3}(\phi_{ob} - \phi_d)$  se relaciona con este proceso físico [27], el más importante de las anisotropías primarias, y su procedencia está en los potenciales gravitatorios presentes en la superficie de última dispersión. Durante este proceso, el fotón desciende por un pozo de potencial, el cual experimenta cambios a medida que transcurre el tiempo, para, posteriormente, salir del pozo adquiriendo o perdiendo energía, lo que se traduce en un desplazamiento al azul o al rojo, respectivamente. Este efecto se produce debido a que el pozo de potencial varía a medida que el fotón atraviesa el mismo [24].

### **Fluctuaciones intrínsecas**

El término  $\frac{1}{4}\delta_d^Y$  corresponde a este efecto. Antes del proceso de recombinação, la materia y la energía se encontraban íntimamente acopladas, por lo que la inhomogeneidad presente en la estructura de densidad de la materia cósmica dio lugar a fluctuaciones en la temperatura de los fotones. Una vez que se produjo la recombinação, los fotones se liberaron y en la superficie de última dispersión se guardaron los detalles acerca de la distribución de densidad en ese punto.

#### **2.2.1.2 Anisotropías secundarias**

Las anisotropías secundarias surgen debido a la interacción que sufren los fotones de la RFCM a medida que se desplazan desde la superficie última de dispersión hasta alcanzar el observador. En lo que sigue, se describirán brevemente los dos efectos más importantes que pueden dar lugar a estas anisotropías.

### **Efectos gravitacionales**

El efecto Sachs-Wolfe Integrado (SWI) es una de las varias maneras en las que se pueden producir anisotropías secundarias en la temperatura de la RFCM a través de campos gravitatorios. En tales circunstancias, a la vez que un fotón desciende para después ascender por un pozo de potencial, su energía neta no cambia si, a lo largo del transcurso del procedimiento, la profundidad del pozo se mantiene invariable. Sin embargo, si la magnitud de depresión del pozo cambia, los corrimientos hacia el azul y hacia el rojo durante la caída y la ascensión, respectivamente, no se compensarán. Esto se describe de la siguiente manera:

$$\frac{\Delta T}{T} = \int \frac{\partial \phi}{\partial t}(\vec{r}, t) dt \quad (2.2.11)$$

Otro efecto es la lente gravitatoria, que, sin alterar su nivel energía, puede alterar el recorrido de un fotón. Existen distintos casos posibles (para una revisión más detallada, véase [28]):

- **Lentes gravitatorias:** los campos gravitatorios, como en el caso del efecto SWI, son responsables de este fenómeno. Sin embargo, su impacto se limita al recorrido de los fotones, sin alterar su energía. Como resultado, se produce una ligera distorsión en la

imagen de la superficie de última dispersión, lo que conlleva una suavización en el espectro angular de potencias.

- **SWI temprano:** está asociado con las fluctuaciones de densidad en el Universo antes de que la energía oscura comience a dominar su expansión. Estas fluctuaciones de densidad generan fluctuaciones en el potencial gravitacional, lo que a su vez produce fluctuaciones en la temperatura de la RFCM. Durante esta fase temprana, las fluctuaciones de temperatura de la RFCM se producen principalmente debido a la interacción gravitacional de las ondas de densidad y el potencial gravitacional en constante evolución.
- **Rees-Sciama:** a medida que la materia se agrupa en estructuras más grandes, como cúmulos de galaxias o supercúmulos, ejerce una atracción gravitatoria sobre las partículas de materia y la propia RFCM [29].
- **SWI tardío:** está asociado con la influencia de la energía oscura en la expansión del Universo. Durante esta fase tardía, las fluctuaciones de temperatura de la RFCM son generadas por las fluctuaciones de densidad en el Universo y la influencia de la energía oscura en la expansión cósmica.

### **Efectos de dispersión por la reionización**

Después de la época de recombinación, la reionización del Universo produce electrones libres que tienen la capacidad de dispersar fotones de la RFCM, lo que puede eliminar las anisotropías primarias y crear nuevas anisotropías secundarias. Si la reionización ocurre a un corrimiento al rojo alto, las anisotropías primarias pueden ser suprimidas.

En cuanto al efecto Sunyaev-Zel'dovich (SZ), este se produce cuando los fotones de la RFCM atraviesan una zona caliente de gas ionizado en los núcleos agrupaciones galácticas, a través de la dispersión Compton inversa. Esto puede producir un cambio en el espectro de la RFCM si suficientes fotones son dispersados a energías más altas.

El efecto SZ térmico produce un desplazamiento hacia el azul en aquellos fotones con alta frecuencia y un desplazamiento hacia el rojo en aquellos con baja frecuencia, con un cambio de frecuencia de 217 GHz. También existe el efecto SZ cinético, que se debe al movimiento relativo del cúmulo de galaxias con respecto al FCM. Este efecto es de naturaleza tenue si lo comparamos con el anterior, dificultando en gran medida su detección, ya que es dos órdenes de magnitud menor [28].

### 2.2.2 Polarización de la RFCM

Se espera que la RFCM tenga una polarización lineal del 10% debido a la dispersión Thomson que sufren los fotones al golpear a los electrones libres presentes en la superficie de última dispersión del Universo.

En el análisis de la RFCM, es importante considerar su polarización, ya que, al ser una radiación electromagnética, puede ser polarizada, y su estudio y análisis nos ayudará a entender mejor su origen y mecanismos. A diferencia de la intensidad, la polarización solo se produce por dispersión (excluyendo los efectos de lentes gravitatorias), lo que la convierte en la herramienta más directa para explorar la superficie de la última dispersión [24].

Como se ha mencionado previamente en esta sección, si consideramos la dispersión de Thomson, podemos suponer que una luz incidente no polarizada golpea un electrón y la luz de salida se polariza perpendicularmente al plano de la dispersión.

Sin embargo, para obtener algún grado de polarización en la luz de salida, es necesario tener algunas diferencias en la intensidad de la luz incidente en dos direcciones diferentes, lo que significa que el electrón debe ver un cuadrupolo. Este fenómeno solo ocurre cerca del final de la recombinación, cuando la difusión de fotones dentro y fuera de las regiones originalmente calientes y frías forma un momento cuadrupolo.

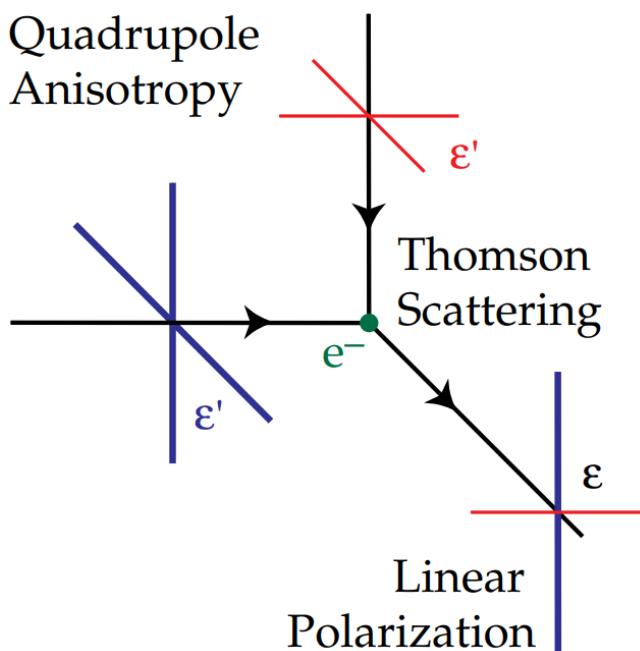


Figura 2.7 La dispersión de radiación de Thomson con una anisotropía cuadrupolar genera polarización lineal. Los colores azules (líneas gruesas) representan la radiación caliente y los colores rojos (líneas finas) la radiación fría [30].

Como sabemos, cuando los fotones de diferentes regiones de temperatura se encuentran, una inhomogeneidad de temperatura se convierte en una anisotropía. En la actualidad, observamos el patrón de polarización lineal que es el fruto de las anisotropías cuadrupolares durante la recombinación, como se muestra en la Figura 2.8. Ésta ilustra cómo las anisotropías

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

cuadrupolares se convierten en polarización lineal. En (a), se muestra cómo la orientación del cuadrupolo con relación a la dirección de dispersión  $\hat{n}$  influye en el sentido y la magnitud de la polarización, que se alinea con los lóbulos fríos (representados en rojo). En (b), se representa lo mismo, pero en función de  $\theta$  [30].

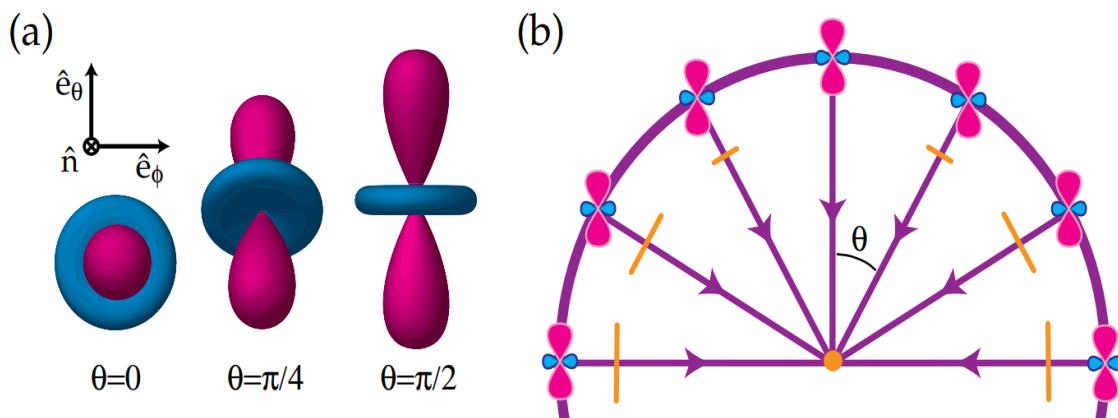


Figura 2.8 La figura ilustra cómo las anisotropías cuadrupolares se convierten en polarización lineal [30].

Durante el momento de la recombinação, existen tres posibles fuentes de anisotropías cuadrupolares: escalares, vectoriales y tensoriales. Las anisotropías escalares son causadas por perturbaciones en la densidad y producen patrones de polarización de paridad par (polarización del modo-E), pero no patrones de polarización de paridad impar (polarización de modo-B) mientras que las vectoriales se deben a la vorticidad del plasma provocada por el efecto Doppler. Sin embargo, estas últimas son despreciables en la recombinação según señala Lanz [24].

Las anisotropías tensoriales, por otro lado, son generadas por la presencia de ondas gravitatorias que deforman el espacio. Solo las anisotropías tensoriales pueden producir tanto el modo-E como el modo-B de polarización, siendo este último el cual podría indicar la existencia de ondas gravitatorias si se logran separar los efectos de la lente gravitatoria. En la Figura 2.9 se pueden observar ambos patrones de polarización.

Como se indica a la derecha de la Figura 2.9, se ve que alrededor de los puntos calientes (rojo) el patrón de polarización del modo-E es tangencial y radial alrededor de los puntos fríos (azul). El patrón de polarización que rodea los puntos calientes y fríos del modo-B muestra un patrón de remolino característico (con diferente orientación alrededor de los puntos calientes y fríos) [31].

### Parámetros de Stokes

Por último, los investigadores del FCM hacen uso de los parámetros de Stokes [32] con el fin de explicar la polarización de este ya que se trata de una radiación electromagnética. En términos del campo eléctrico, los parámetros de Stokes se pueden representar como

$$I = |E_1|^2 + |E_2|^2$$

$$Q = |E_1|^2 - |E_2|^2$$

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

$$U = E_1^*E_2 + E_2^*E_1 = 2Re(E_1^*E_2) \quad (2.2.12)$$

$$V = 2Im(E_1^*E_2)$$

Donde I es la intensidad de la onda electromagnética, U y Q aclaran la parte lineal de la polarización y en tanto, V la parte circular. La dispersión Thomson predice que no tendremos polarización circular, por lo que normalmente se emplean los parámetros I, Q, U. En algunos casos, el parámetro I es reemplazado por la temperatura del cuerpo negro.

Para comprender de mejor manera el funcionamiento de los parámetros de Stokes, veamos tres sencillos casos: si  $U = V = 0$  y  $Q \neq 0$ , la luz está linealmente polarizada en uno de los ejes cartesianos; si  $Q = V = 0$  y  $U \neq 0$ , la polarización lineal forma un ángulo de  $45^\circ$  respecto al eje cartesiano; si  $Q = U = 0$  y  $V \neq 0$ , la luz está polarizada circularmente.

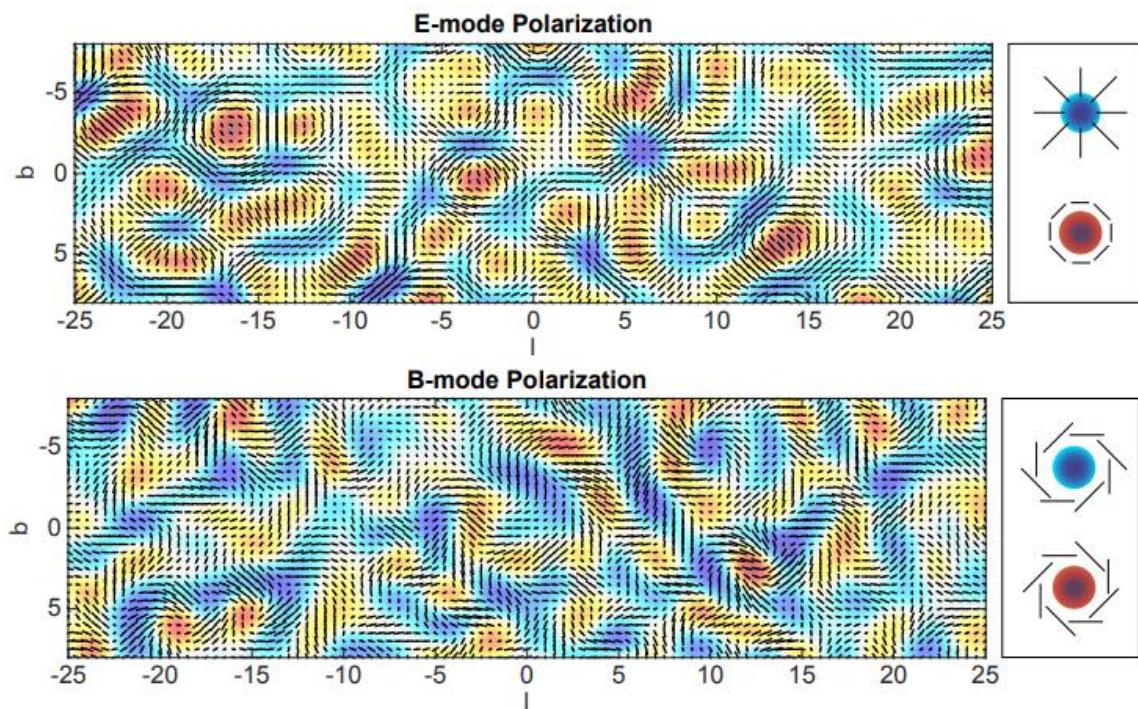


Figura 2.9 En la figura superior se muestra un patrón de polarización compuesto únicamente por modos-E y en la inferior uno compuesto únicamente por modos-B [31].

### 2.3 Fuentes contaminantes de la RFCM

Cuando se realizan experimentos para estudiar el FCM, no todos los fotones que se detectan provienen de él. De hecho, la mayoría de los fotones detectados son de fuentes contaminantes, y solo una pequeña fracción corresponde al FCM. Estas fuentes contaminantes incluyen la emisión difusa de nuestra galaxia, que es la principal fuente de contaminación, pero además, existe una importante aportación de fuentes extragalácticas compactas, tales como agrupaciones galácticas o galaxias en sí.

Cada componente de la radiaciónpectral es conocida en su comportamiento, salvo algunas excepciones. En las Figuras 2.10 y 2.11, se puede apreciar que las emisiones sincrotrón y libre-libre tienen mayor relevancia en frecuencias bajas, mientras que el polvo térmico lo hace en frecuencias altas.

Es importante señalar que existe una franja de frecuencia, entre los 90 y 100 GHz, en la que la observación del FCM mejora significativamente, debido a que los contaminantes tienen menor intensidad. Por lo tanto, es necesario contar con un conocimiento detallado de cómo se comportan contaminantes con el fin de desacoplarlos y analizar por una parte los contaminantes y por otro la RFCM. Por ende, se requiere el desarrollo de herramientas específicas para detectar y separar las componentes difusas (galácticas) de las compactas (extragalácticas).

Es importante tener en cuenta que no todas las fuentes de contaminación son de origen espacial al realizar experimentos sobre el FCM. Si se realiza el experimento en la superficie terrestre, también es necesario considerar la contaminación proveniente de la atmósfera, interferencias de satélites y telecomunicaciones, ruido instrumental y otros posibles efectos sistemáticos.

### 2.3.1 Emisión difusa

A continuación, se describen las principales componentes de la emisión difusa de la galaxia a la hora de analizar la RFCM. Entre ellas se encuentran las emisiones sincrotrón, libre-libre, térmica de polvo, anómala y de línea de CO.

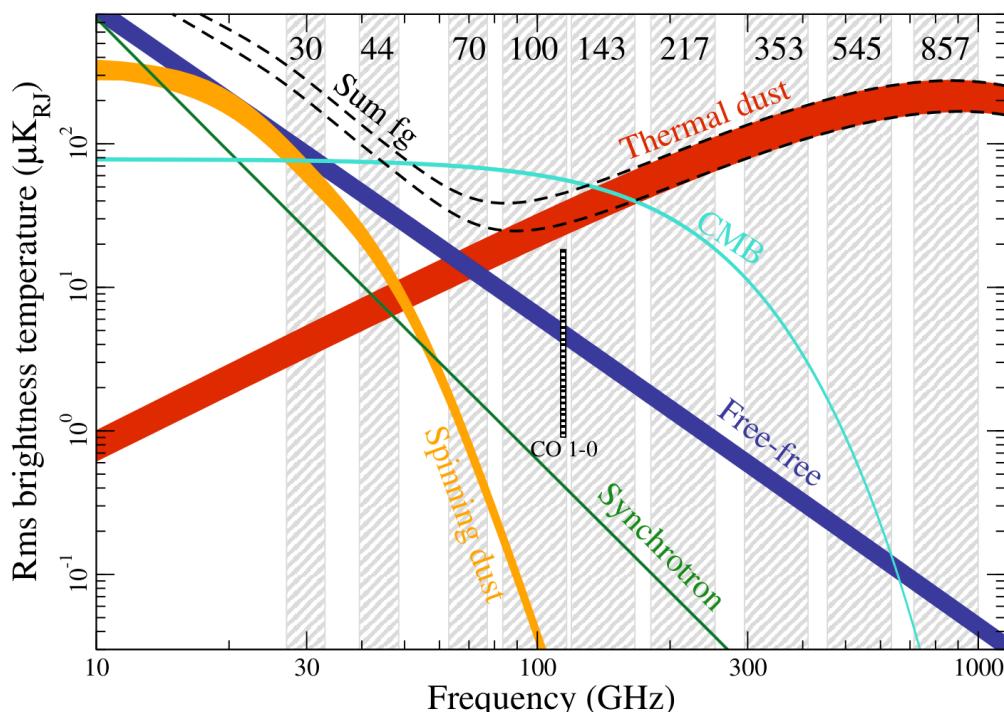


Figura 2.10 Propiedades espectrales de los contaminantes galácticos y extragalácticos así como la RFCM en temperatura. Las líneas verticales representan las bandas de frecuencia que se pretendían estudiar en Planck [33].

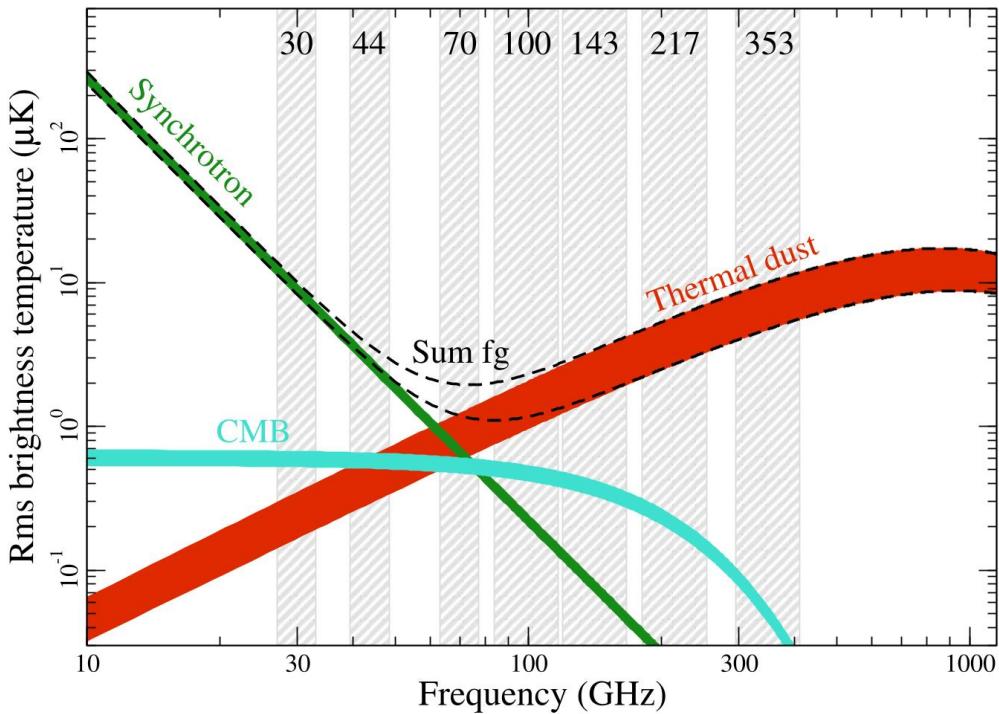


Figura 2.11 Propiedades espectrales de los contaminantes galácticos y extragalácticos así como la RFCM en polarización. Las líneas verticales representan las bandas de frecuencia que se pretendían estudiar en Planck [33].

### Radiación de sincrotrón

La radiación de sincrotrón es producida por electrones de rayos cósmicos relativistas que son acelerados por el campo magnético de la galaxia. Los electrones siguen una trayectoria espiral a lo largo de las líneas del campo magnético emitiendo radiación en una trayectoria circular. La cantidad de radiación emitida depende del espectro de energía de los electrones, del número de éstos y de la fuerza del campo magnético.

La situación de la Vía Láctea es peculiar en el sentido de que partículas con diferentes velocidades conviven juntas con un campo magnético variante entre puntos. Si consideramos que el desplazamiento de los electrones ocurre de manera impredecible en cuanto a su dirección en relación con el campo magnético, se puede demostrar que la luminosidad de la radiación de sincrotrón se puede expresar como

$$I(\nu) = \frac{\sqrt{3}q^3}{8\pi m c^2} \left( \frac{3q}{8\pi m^3 c^5} \right)^{(p-1)/2} L \cdot N_0 \cdot B_{eff}^{(p+1)/2} \cdot \nu^{-(p-1)/2} \cdot a(p) \quad (2.3.1)$$

donde  $L$  es la longitud a lo largo de la línea de visión a través del volumen de emisión considerado [6],  $B_{eff}$  es la intensidad del campo magnético efectivo a lo largo de la línea de visión y  $a(p)$  es una función débil del espectro de energía de los electrones y viene dada por

$$a(p) = \Gamma\left(\frac{p}{4} + \frac{19}{12}\right) \Gamma\left(\frac{p}{4} + \frac{1}{12}\right) \frac{1}{p+1} \quad (2.3.2)$$

donde  $\Gamma$  es la función matemática Gamma. Si llevamos la luminosidad al campo de la temperatura de brillo, obtenemos que

$$T(\nu) \propto \nu^{-(p+3)/2} = \nu^{-\beta} \quad (2.3.3)$$

donde  $\beta$  denota el índice espectral. El índice espectral típico es de  $\beta \approx -2,7$  en frecuencias de GHz, con variaciones de  $\Delta\beta \approx \pm 0,2$  [34] [35]. A frecuencias más altas, el espectro parece aumentar debido a las pérdidas por radiación, con un índice espectral de  $\beta \approx -3,1 \pm 0,06$  según *Planck* [36]. Sin embargo, la presencia de múltiples componentes a lo largo de la línea de vista puede aplanar el espectro.

Los campos magnéticos en cuestión suelen ser bastante tenues y generan muy poca radiación de sincrotrón, lo que dificulta su detección. En general, la emisión de sincrotrón que se logra detectar proviene principalmente de núcleos galácticos activos o supernovas. Cuando se consideran frecuencias por debajo de  $\nu \sim 20$  GHz, la emisión galáctica es la que predomina.

La polarización de la radiación de sincrotrón es un fenómeno menos estudiado, ya que su mapeo directo solo es posible en frecuencias superiores a algunos GHz. Esto se debe a la interferencia de la rotación de Faraday, que se vuelve relevante en frecuencias inferiores a ese umbral. Los mejores datos disponibles provienen de los mapas del FCM de WMAP y *Planck*, los cuales tienen una relación señal/ruido limitada y no son adecuados para obtener índices espetrales precisos, salvo en el caso de emisiones relativamente brillantes como se puede ver en la Figura 2.11.

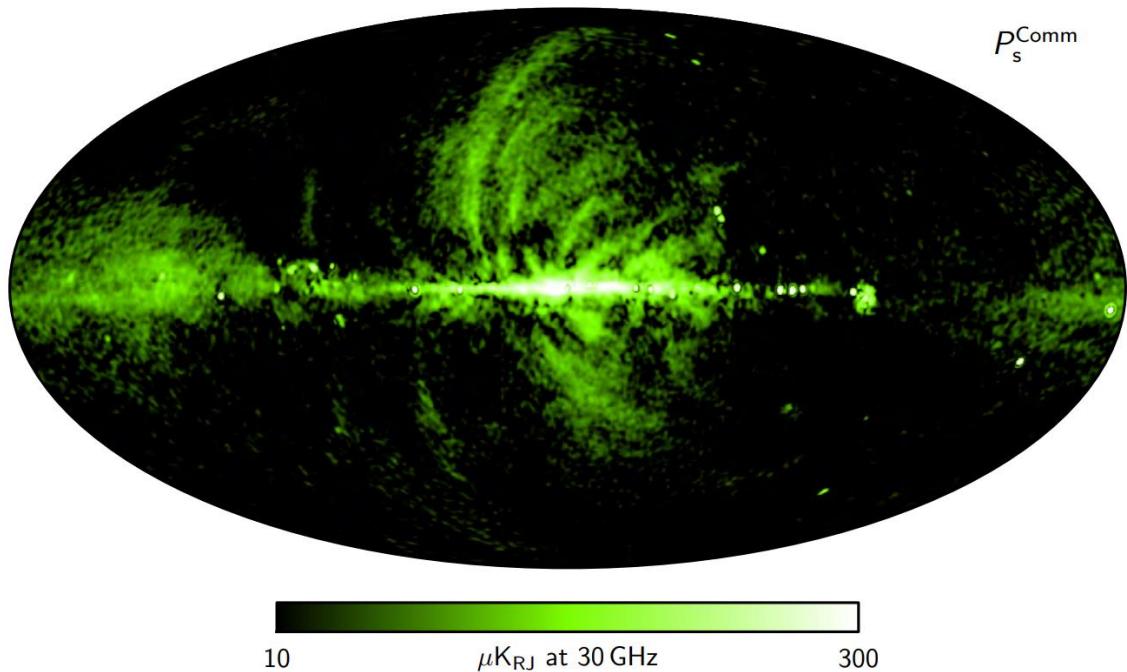


Figura 2.12 Mapa de amplitud de sincrotrón polarizado de Commander 2018 a una resolución de 40' FWHM, evaluado a una frecuencia de referencia monocromática de 30 GHz [36].

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

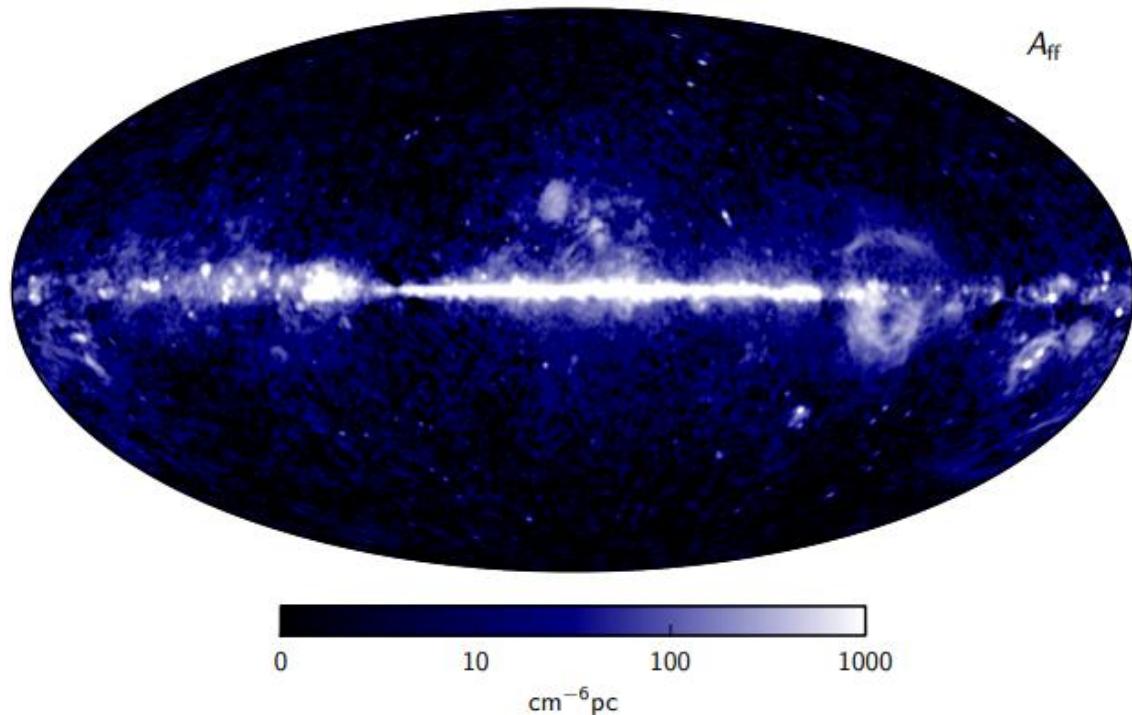
Las características a gran escala de la emisión de sincrotrón son claramente distinguibles y contribuyen significativamente a la polarización, incluso en las regiones galácticas más alejadas del plano. En el caso de que el campo magnético presente regularidad y uniformidad, es posible que la fracción de polarización de la radiación de sincrotrón alcance hasta el 75%.

Sin embargo, en la práctica, la despolarización a lo largo de la línea de visión y la falta de uniformidad en los campos magnéticos reducen la intensidad polarizada. A pesar de esto, en las regiones más alejadas del plano galáctico, la emisión de sincrotrón suele estar polarizada en un nivel del 10% al 40% [37].

### Emisión libre-libre

La emisión libre-libre o Bremsstrahlung es la radiación electromagnética generada cuando una partícula con carga experimenta aceleración debido a la influencia del campo eléctrico producido por otra partícula con carga. A diferencia de otros procesos, en la emisión libre-libre los electrones no quedan atrapados ni hacen una transición entre estados enlazados, sino que permanecen libres después de la interacción. Por esta razón, recibe el nombre de libre-libre.

El espectro de la radiación libre-libre es bien conocido y presenta un índice espectral de temperatura de  $\beta = -2,1$  en frecuencias superiores a unos pocos GHz, con poca variación respecto a la temperatura de los electrones [38]. A medida que se acerca a los 100 GHz, el espectro se inclina ligeramente hasta  $\beta = -2,13$  [39].



*Figura 2.13 Mapa de medidas máximas de emisión libre-libre posteriores derivadas del análisis de referencia conjunto de las observaciones de Planck, WMAP y 408 MHz [33].*

Aunque se puede tratar la física de la emisión libre-libre de manera clásica para algunos regímenes, es importante tener en cuenta que debido a que los fotones generados pueden ser muy energéticos, es posible que se necesite una corrección cuántica a las expresiones clásicas.

La fórmula que describe la emisión libre-libre total por unidad de tiempo, volumen y frecuencia para un solo electrón es la siguiente:

$$\frac{dW}{d\omega dVdt} = \frac{16\pi q^6}{3\sqrt{3}c^3m^2v} n_e n_i Z^2 g_{ff}(\nu, \omega) \quad (2.3.4)$$

donde  $n_i$  y  $n_e$  corresponden con las densidades iónicas y electrónicas,  $q$  es la carga del electrón,  $m$  es la masa del electrón,  $v$  es la velocidad respecto al ión,  $c$  es la velocidad de la luz y,  $Z$  es el número atómico del ión. El factor cuántico de Gaunt  $g_{ff}(\nu, \omega)$  es la corrección cuántica y depende de la energía del electrón y de la frecuencia de emisión.

En la Vía Láctea existe una población de electrones con una distribución de velocidad variable. Si ampliamos el resultado anterior para incluir la emisión libre-libre de esta población, se puede comprobar [40] que la intensidad total, que se integra a lo largo de la línea de visión, se puede expresar como sigue:

$$I(\nu) \propto T_e^{-0.5} e^{-\frac{\hbar\nu}{kT_e}} \cdot \overline{g_{ff}} EM \quad (2.3.5)$$

donde  $\overline{g_{ff}}$  es un factor de Gaunt promedio y  $EM$  es la medida de emisión definida por:

$$EM = \int n_e n_i dl \quad (2.3.6)$$

La ecuación anterior implica una integral a lo largo de la línea de visión [28]. Smoot [41] proporciona una aproximación para  $\overline{g_{ff}}$ .

$$\overline{g_{ff}} = 4.69 \left[ 1 + 0.176 \ln \left( \frac{T_e}{10^4 K} \right) - 0.118 \ln \left( \frac{\nu}{10 \text{ GHz}} \right) \right] \quad (2.3.7)$$

Tal como se ha señalado anteriormente, la emisión libre-libre es un tipo de emisión difusa que resulta muy complicada de medir. Se tiene conocimiento de que este tipo de radiación se encuentra correlacionada con otros procesos físicos, como la emisión  $H_\alpha$  [38], lo que la convierte en una herramienta útil para rastrear la emisión libre-libre. Nuevamente, Smoot [41] esclarece una expresión para  $H_\alpha$ :

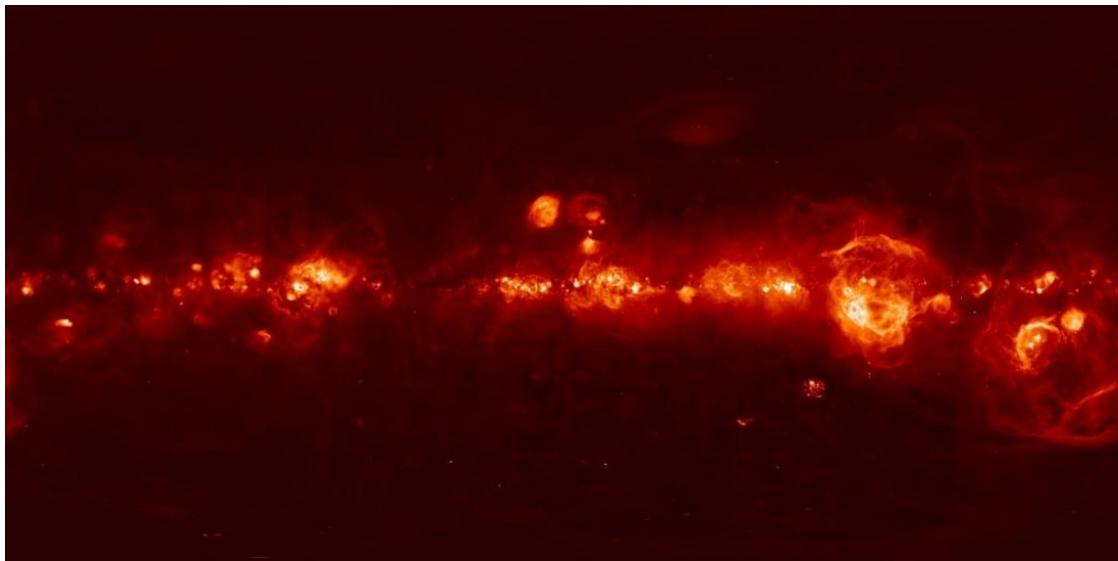
$$I_{H_\alpha} = 0.36 \left( \frac{T_e}{10^{-4}} \right)^{-0.9} EM [R] \quad (2.3.8)$$

de la cual podemos llegar a

$$I_{ff} \propto I_{H_\alpha} T_e^{0.4} e^{-\frac{\hbar\nu}{kT_e}} \cdot \overline{g_{ff}} \quad (2.3.9)$$

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

Hoy en día, la disponibilidad de mapas de la emisión  $H_{\alpha}$  es amplia gracias a proyectos como Southern H Alpha Sky Survey Atlas (SHASSA) [42] o Wisconsin H Alpha Mapper (WHAM) [43]. En la Figura 2.14 se puede apreciar el mapa completo de la emisión  $H_{\alpha}$ .



*Figura 2.14 El siguiente es un mapa de la emisión  $H_{\alpha}$  en coordenadas galácticas, donde se visualiza la longitud galáctica que va desde los  $-180^{\circ}$  hasta los  $+180^{\circ}$  de izquierda a derecha [44].*

Es relevante destacar que, en las latitudes galácticas altas, se prevé que la polarización sea bastante reducida (inferior al 1%), y los límites superiores medidos hasta la fecha indican que no supera el 3% para la emisión difusa [45] y se mantiene por debajo del 1% para las regiones HII compactas.

### Emisión térmica de polvo

La emisión galáctica que prevalece por encima de los 90 GHz proviene de pequeños granos de polvo que tienen un tamaño de algunos micrómetros. Estas partículas microscópicas capturan la radiación ultravioleta presente en el espacio interestelar y la emiten en forma de radiación infrarroja de longitud de onda más larga [28]. Dependiendo de la naturaleza de los granos de polvo, el índice de emisividad varía. Para describir esta emisión de polvo térmico, se puede utilizar un modelo basado en la radiación de cuerpo negro que ha sido modificado, conocido como cuerpo gris:

$$I_{\nu} \propto B_{\nu}(T_D)\nu^{\alpha} \quad (2.3.10)$$

donde  $B_{\nu}(T)$  define la función del cuerpo negro,  $T_D$  es la temperatura del polvo y  $\nu^{\alpha}$  representa la emisividad.

Gracias a los datos recopilados por *Planck*, se han obtenido mediciones del espectro completo de polvo térmico en todo el cielo. La emisión de este polvo térmico se ha modelado

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

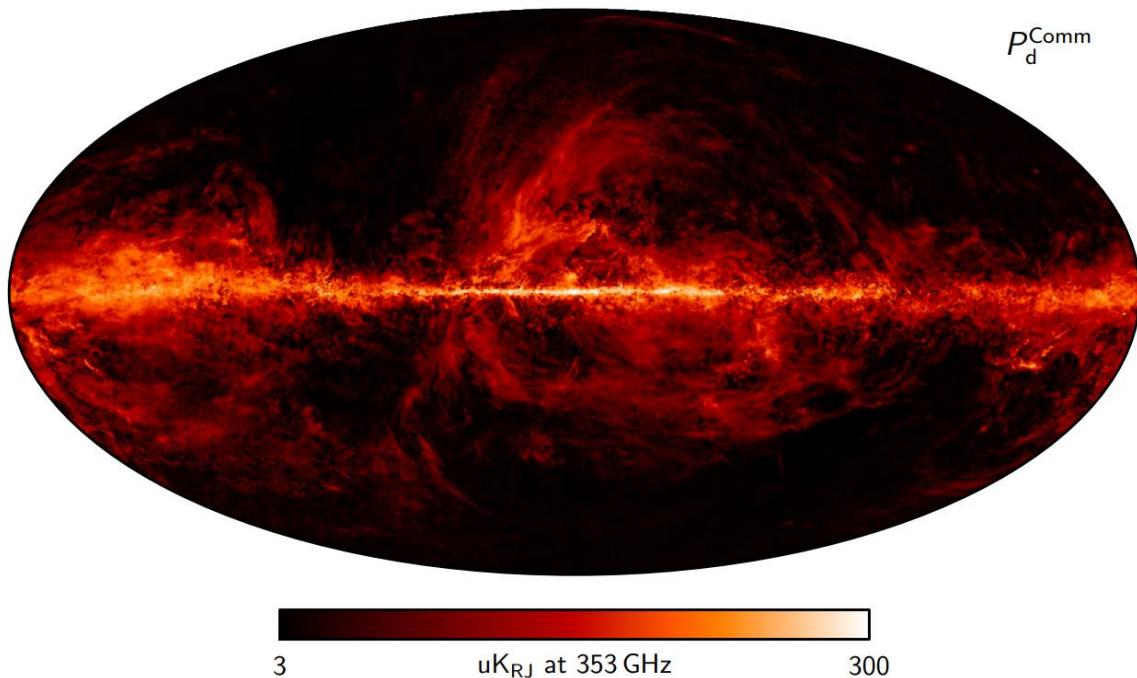
---

adecuadamente mediante un único modelo de cuerpo negro modificado que tiene una temperatura media de aproximadamente 19 K y un índice de alrededor de  $1,6 \pm 0,10$  [36].

Es posible que la emisión de polvo térmico exhiba una polarización importante. Este efecto se debe a que los granos de polvo alargados emiten principalmente a lo largo de sus ejes más cortos, mientras que los granos de mayor tamaño, que son relevantes en longitudes de onda menores a los milímetros, pueden alinearse de manera efectiva con el campo magnético presente en la galaxia. Debido a esta alineación, se genera una polarización neta en la emisión de polvo térmico como es observable en la Figura 2.15.

Los datos más recientes de *Planck* han permitido la medición de la fracción de polarización en el cielo. Se han encontrado fracciones de polarización que alcanzan alrededor del 20%, mientras que el valor medio en las latitudes altas es de aproximadamente 10% [46].

Esto es importante en los estudios del FCM. Sin embargo, es preocupante que las fracciones de polarización más altas se presenten en regiones de baja densidad de columna, lo que significa baja intensidad. Por otro lado, las regiones de mayor densidad, como el plano galáctico, suelen tener fracciones de polarización más bajas debido al efecto de la despolarización de la línea de visión.



*Figura 2.15 Mapa de amplitud de polvo térmico polarizado de Commander 2018 a una resolución de 5' FWHM, evaluado a una frecuencia de referencia monocromática de 353 GHz [36].*

### Emisión anómala

Se ha confirmado que la emisión anómala de microondas (AME) es una parte importante de la emisión difusa del FCM en un rango de frecuencias que abarca aproximadamente de 10 a 60

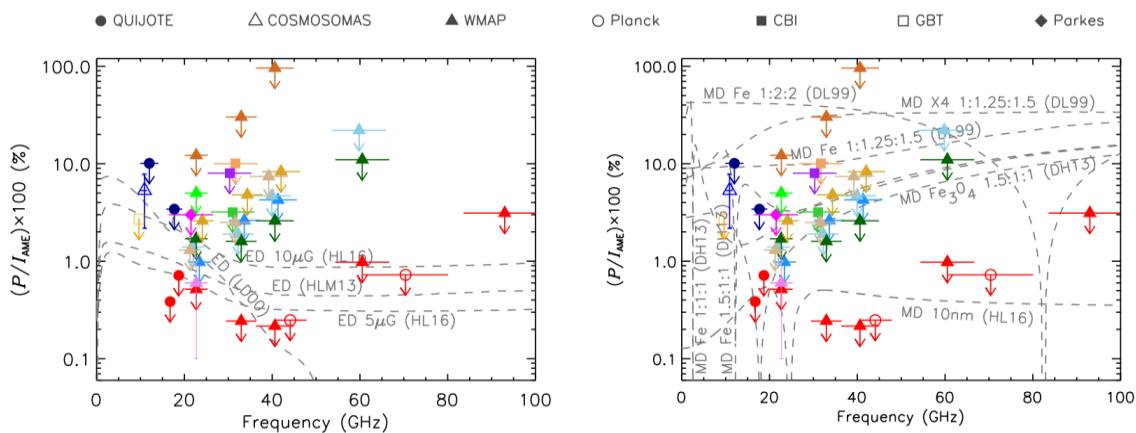
GHz. Varios análisis sugieren que la AME constituye la principal fuente de fondo en esta franja de frecuencia, representando alrededor del 50% de la emisión total [33].

En consecuencia, resulta claro que la AME representa un fondo de relevancia que debe ser tomado en cuenta al investigar el FCM. No obstante, los estudios de intensidad del FCM parecen no estar restringidos por la presencia de fondos existentes, a pesar de nuestro limitado entendimiento sobre la AME [33].

En términos de polarización y en amplias escalas angulares ( $\gtrsim 1^\circ$ ), los fondos altamente polarizados, como la radiación de sincrotrón y la emisión de polvo térmico, presentan mayor brillo que las anisotropías del FCM en la mayoría de las regiones del cielo y en todas las frecuencias. La Figura 2.11 ilustra la relación entre la amplitud promedio de los fondos polarizados y la polarización total del FCM. Los fondos polarizados más intensos corresponden a la radiación de sincrotrón en bajas frecuencias y a la emisión de polvo térmico en frecuencias más elevadas ( $\gtrsim 90$  GHz).

Se ha observado que la AME presenta una polarización débil, posiblemente insignificante, lo cual sugiere que no constituye un fondo relevante para futuros estudios del FCM. En la Figura 2.11 se presentan las últimas restricciones observacionales, las cuales en su mayoría son consistentes con una fracción de polarización del 1%.

En la Figura 2.16, se establece un límite superior aproximado para la polarización de la AME asumiendo una fracción de polarización del 1%. Se puede apreciar que la AME se sitúa por debajo del nivel de las anisotropías del FCM a 30 GHz, y es probable que sea aún menor en frecuencias más altas debido a la disminución del espectro del polvo giratorio.



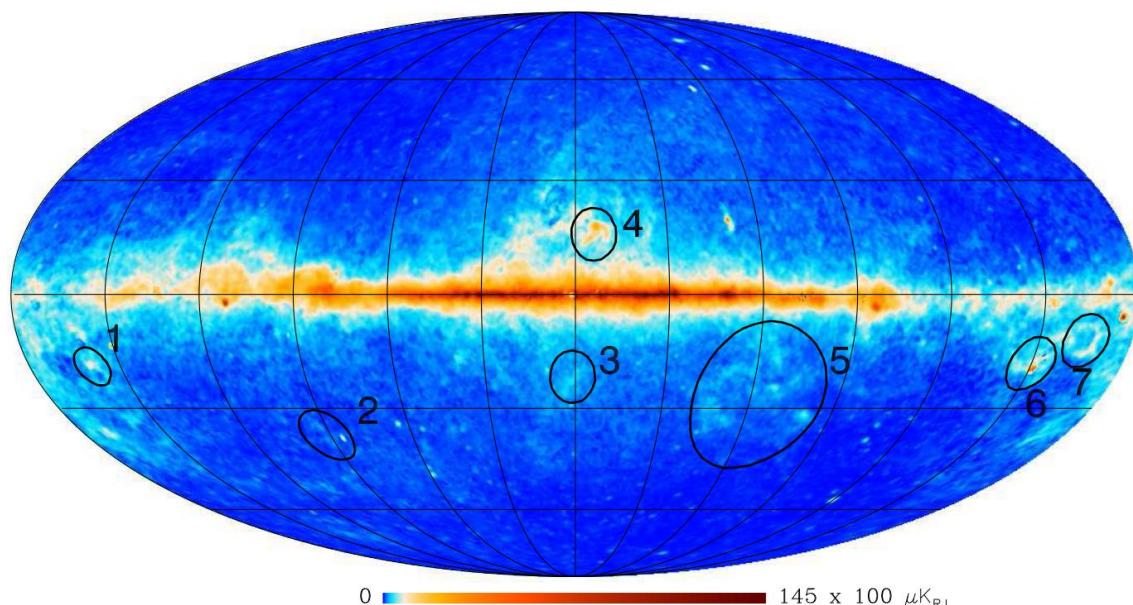
*Figura 2.16 Limitaciones en la fracción de polarización de la AME en diversas frecuencias, obtenidas de distintos experimentos y regiones [47].*

En la Figura 2.16, se comparan con las predicciones de diferentes modelos (representados por líneas punteadas grises) basados en emisiones de dipolo eléctrico (ED, en el panel izquierdo) y dipolo magnético (MD, en el panel derecho). Las líneas horizontales alrededor de cada punto de datos indican el ancho de banda del detector correspondiente.

En resumen, hasta el momento, no parece que la AME represente una limitación significativa para los estudios del FCM. Si toda la fenomenología de la AME puede explicarse por el polvo

giratorio, es probable que no sea un fondo relevante ni siquiera para futuras misiones de polarización del FCM.

No obstante, existe la posibilidad de que una componente altamente polarizada, como la Emisión Magnética del Polvo (MDE, por sus siglas en inglés), pueda generar problemas en frecuencias más altas ( $> 50$  GHz). También es importante destacar que, en escalas angulares de grado, la frecuencia en la que las fluctuaciones del fondo son mínimas es aproximadamente de 70 GHz, lo cual no difiere significativamente del pico de emisión del polvo giratorio.



*Figura 2.17 Esta figura muestra un mapa completo del cielo de AME a 22.8 GHz creado por Commander. Se pueden apreciar siete regiones en las que AME predomina [48].*

### Emisión de línea de CO

La emisión de línea de CO se corresponde con la radiación emitida en longitudes de onda específicas por la molécula de monóxido de carbono (CO) en forma de líneas espectrales. En los datos de temperatura del FCM se pueden observar algunas transiciones entre diferentes niveles de energía del CO ( $J = 1 \rightarrow 0$  y  $J = 2 \rightarrow 1$ , por ejemplo). Esta emisión se utiliza como un indicador de la presencia de la componente molecular del medio interestelar, ya que es excitado por colisiones con hidrógeno ( $H_2$ ) y puede ser detectado desde la Tierra.

Según los investigadores de *Planck* [48], los mapas de CO de Tipo-1 se crean utilizando mapas de bolómetros individuales para cada frecuencia, lo que los hace menos susceptibles a las extrapolaciones de primer plano, pero también aumenta el ruido instrumental.

En contraste, los mapas de Tipo-2 utilizan un subconjunto cuidadosamente seleccionado de frecuencias óptimas para la detección de CO, lo que requiere un modelo de primer plano más complejo que incluye la modelización explícita del FCM, polvo y emisión libre-libre. Sin embargo,

se hacen suposiciones simplificadas, como la temperatura constante del polvo y los índices espectrales.

Por último, el mapa de Tipo-3 se basa en la extracción máxima de señal a ruido ajustando un modelo de primer plano completo utilizando Commander. Sin embargo, en este caso, solo se ajusta una amplitud de CO por píxel, y se consideran proporciones de línea fijas que están escaladas espacialmente.

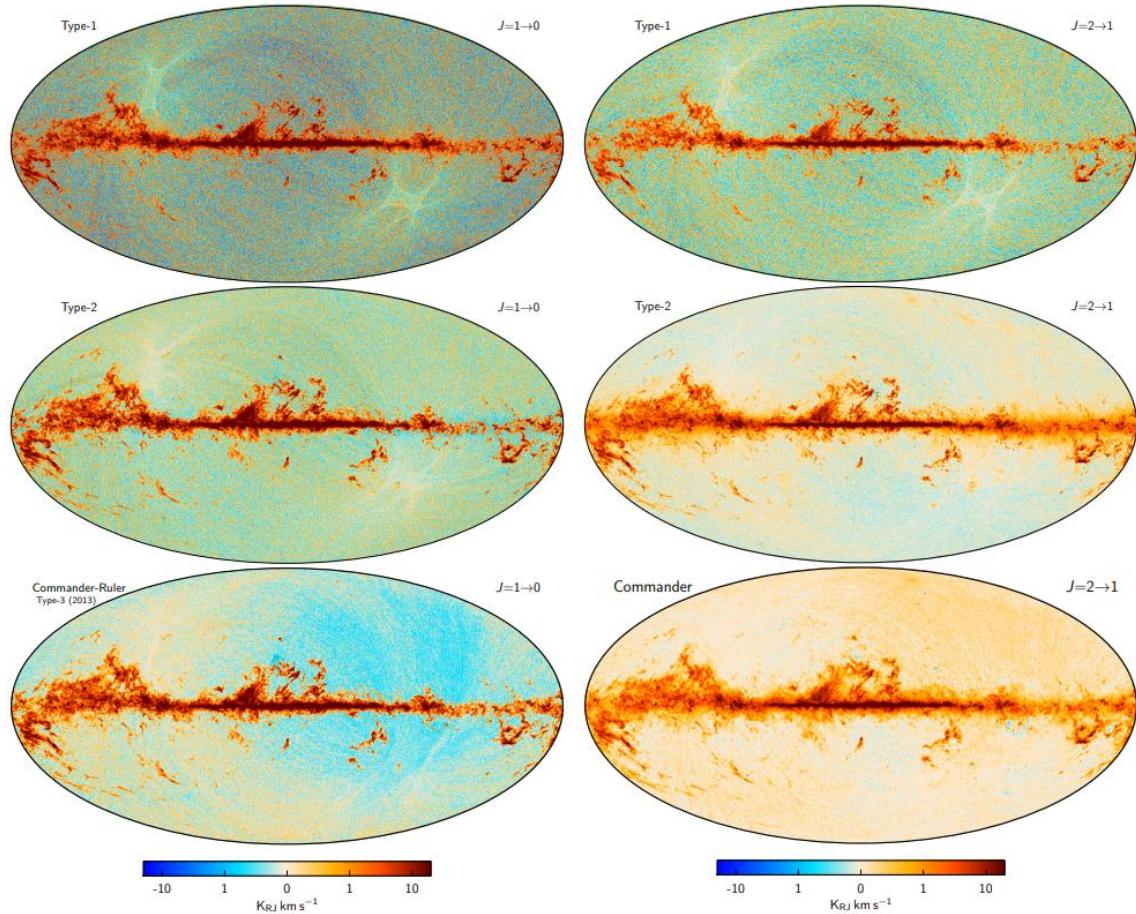


Figura 2.18 Mapas completos del cielo de la emisión CO en  $J = 1 \rightarrow 0$  y  $J = 2 \rightarrow 1$  [48].

### 2.3.2 Emisión compacta

La emisión de objetos extragalácticos puntuales representa una importante fuente de contaminación en los experimentos FCM de alta resolución. Por "puntuales" se entiende que estos objetos tienen un tamaño angular mucho más pequeño que la resolución del experimento, apareciendo en los datos como objetos puntuales convolucionados con la respuesta instrumental. Hay dos tipos principales de objetos puntuales: las fuentes de radio, que son predominantes en las frecuencias más bajas ( $\sim < 300$  GHz), y las fuentes de infrarrojo lejano, que contribuyen principalmente en las frecuencias más altas ( $\sim > 300$  GHz) [49].

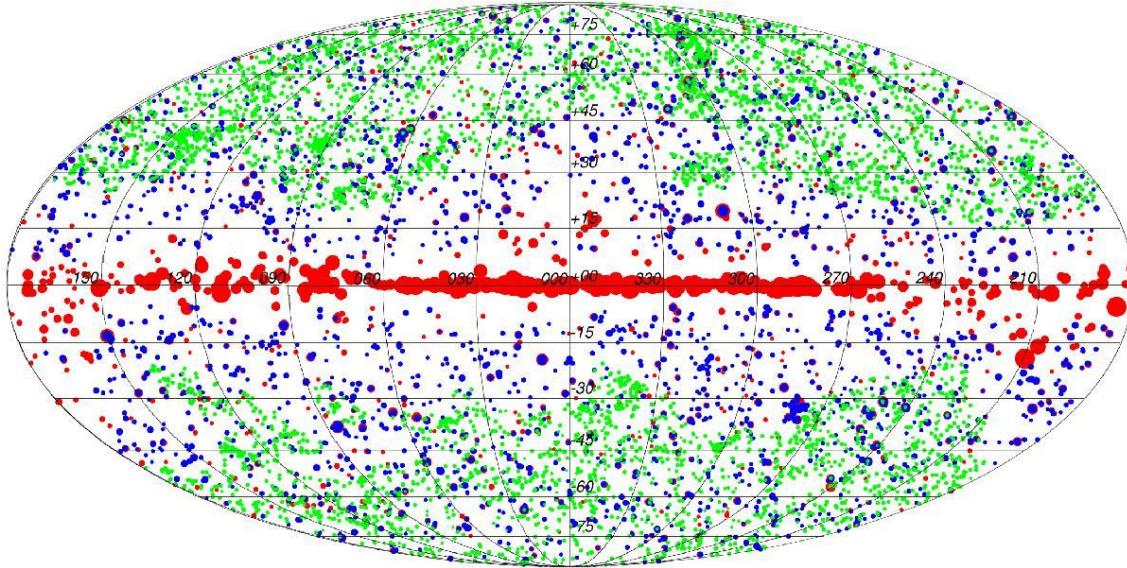
En la Figura 2.19, se puede observar la distribución de las fuentes compactas del segundo *Planck Catalogue of Compact Sources* (PCCS2) a lo largo del cielo para los canales de *Planck*

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

correspondientes con 30, 143 y 857 GHz. Es apreciable como a 30 GHz las fuentes compactas se aglomeran por toda la longitud galáctica mientras que, por ejemplo, a 857 GHz se posicionan en los arcos superior e inferior del mapa, concretamente entre -30° y -90°, y 30° y 90°.

Los modelos utilizados para describir las fuentes de radio y de infrarrojo [50] incluyen los *source number counts*, es decir la cantidad de objetos por unidad de ángulo sólido y por intervalo de flujo.



*Figura 2.19 Distribución de las fuentes validadas del PCCS2. Los círculos rojo, azul y verde muestran las fuentes de los catálogos de 30, 143 y 857 GHz, respectivamente [51].*

Los recuentos de números por estereoradián y por intervalo de flujo proporcionan información sobre la cantidad de objetos en una determinada población y su flujo correspondiente [28]:

$$\frac{dN}{dS} = \int_{z_i}^{z_h} dz \frac{dV}{dz} \frac{dL(S; z)}{dS} \psi[L(S; z), z] \quad (2.3.11)$$

donde  $\psi[L(S; z), z]$  se corresponde con la función de luminosidad que depende explícitamente del corrimiento al rojo y  $\frac{dV}{dz}$  es el volumen por unidad de ángulo sólido. También, los recuentos de números integrales indican el número de fuentes por unidad de estereoradián con un flujo mínimo determinado:

$$N(> S_{\min}) = \int_{S_{\min}}^{S_{\lim}} \frac{dN}{dS} dS \quad (2.3.12)$$

con  $S_{\lim}$  denotando el límite de flujo para detectar fuentes. La cantidad de flujo se relaciona con la luminosidad intrínseca en un intervalo de frecuencia determinado mediante la siguiente expresión:

$$S_{\Delta\nu} = \frac{L_{\Delta\nu} K(L, z)}{4\pi d_L^2} \quad (2.3.13)$$

donde  $d_L$  es la distancia de luminosidad y  $K(L, z)$  es la corrección  $K$ , una corrección aplicada en astronomía a los valores medidos o calculados para tener en cuenta los efectos atmosféricos y otros factores que pueden afectar la precisión de las observaciones.

### Fuentes de radio

La mayoría de las fuentes de radio se identifican con lo que se conoce como un núcleo activo de galaxia (del inglés, AGN), los cuales emiten principalmente radiación no térmica que tiene su origen en la región central de una galaxia. Estas emisiones son sincrotrón generado por electrones que se encuentran en un estado de alta velocidad, cercana a la velocidad de la luz, que se desplazan a través de regiones donde existen campos magnéticos. La ley de potencias que describe las fuentes de radio es:

$$S_\nu \propto \nu^\gamma \quad (2.3.14)$$

donde  $\gamma$  es el índice espectral que nos indica cómo clasificar estas fuentes. En la tabla 1 se clasifican las distintas fuentes de radio en función del índice espectral. Para una información más detallada consúltese Lanz [24].

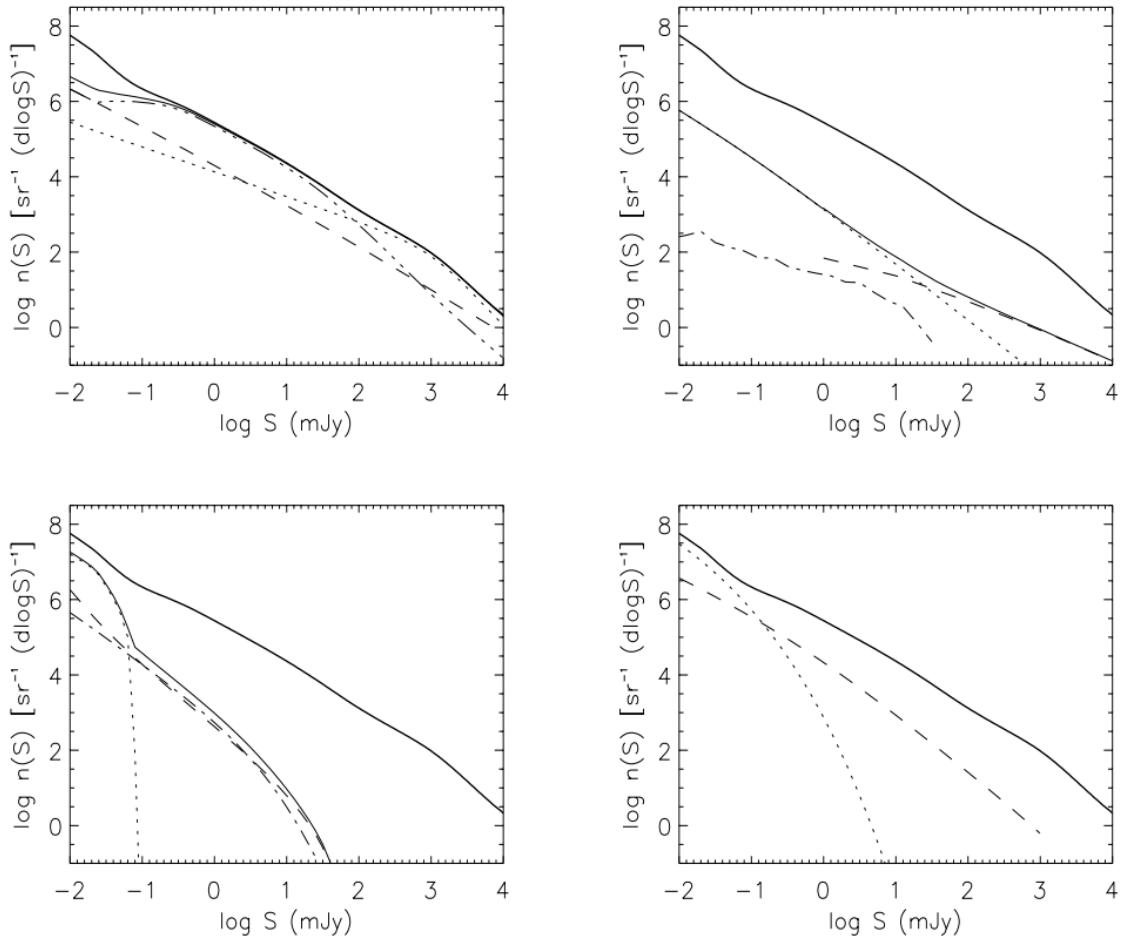
Fuentes de radio			
Espectro ultra-pronunciado	Espectro pronunciado	Espectro plano	Invertida
$\gamma < -1.3$	$\gamma < -0.5$	$-0.5 < \gamma < 0$	$\gamma > 0$

Tabla 1 Clasificación de las fuentes de radio según su índice espectral.

En la Figura 2.20, se pueden apreciar las distintas radiofuentes a 20 GHz, entre las que podemos observar cuásares, objetos BL Lac o flujos de acreción dominados por advección.

Urry y Padovani [52] concluyeron que gran parte de estas fuentes apreciables en los espectros de la Figura 2.20 se deben a las limitaciones de nuestra observación. Esto significa que no estamos viendo objetos diferentes, sino que son del mismo tipo, pero con diferentes apariencias según el ángulo desde el que se observan.

En su modelo unificado, Urry y Padovani [52] proponen que los objetos son AGNs más brillantes que las galaxias que los alojan, y que en el centro de estos núcleos se encuentra un agujero negro supermasivo que es el motor del sistema.



*Figura 2.20 Recuentos diferenciales previstos a 20 GHz para varias poblaciones fuente extragalácticas. Panel superior izquierdo (fuentes de radio clásicas): cuásares de radio de espectro plano (línea de puntos); BL Lacs (línea discontinua); fuentes de espectro pronunciado (línea discontinua de puntos triples). Panel superior derecho (fuentes especiales): flujos de acreción dominados por advección (línea de puntos); cuásares GPS extremos y galaxias (línea discontinua); estallido de rayos y (línea de puntos y puntos). Panel inferior izquierdo (galaxias con formación de estrellas): protoesferoides (línea de puntos); espirales (línea de puntos y puntos); galaxias con estallido estelar (línea discontinua). Panel inferior derecho: efectos SZ en escalas galácticas (línea punteada) y en escalas de cúmulos (línea discontinua). La suma de las contribuciones que se muestran en cada panel y los recuentos totales generales se indican mediante una línea continua delgada y gruesa, respectivamente [53].*

### Fuentes infrarrojas

Como describe Lanz [24], en la región del espectro infrarrojo/submilimétrico, la emisión es originada cuando las partículas de polvo capturan radiación en las longitudes de onda ópticas y ultravioletas, y luego la emiten de nuevo en el rango infrarrojo. La presencia de galaxias llamadas *galaxias SCUBA* (del inglés: Submillimeter Common-User Bolometric Array) ha sido detectada en el rango submilimétrico [54], y se cree que son galaxias proto-esferoidales en la fase de mayor formación estelar. Se asocian con una población de alto corrimiento al rojo y se interpretan como los antepasados de las galaxias tempranas y los bulbos galácticos de las galaxias de disco.

En [55] y [56], Granato y sus colaboradores describen un modelo que tiene en cuenta la formación de halos de materia oscura a través del agrupamiento jerárquico de la materia. Durante la inflación, las fluctuaciones cuánticas se acrecientan y favorecen la formación de halos en lugares específicos. Estos halos crean pozos de potencial donde la materia bariónica cae y se condensa en forma de gas difuso, que actúa como el germen de las estrellas que se formarán en el futuro. Sin embargo, las supernovas y los centros galácticos provocarán el calentamiento y la expulsión de este gas.

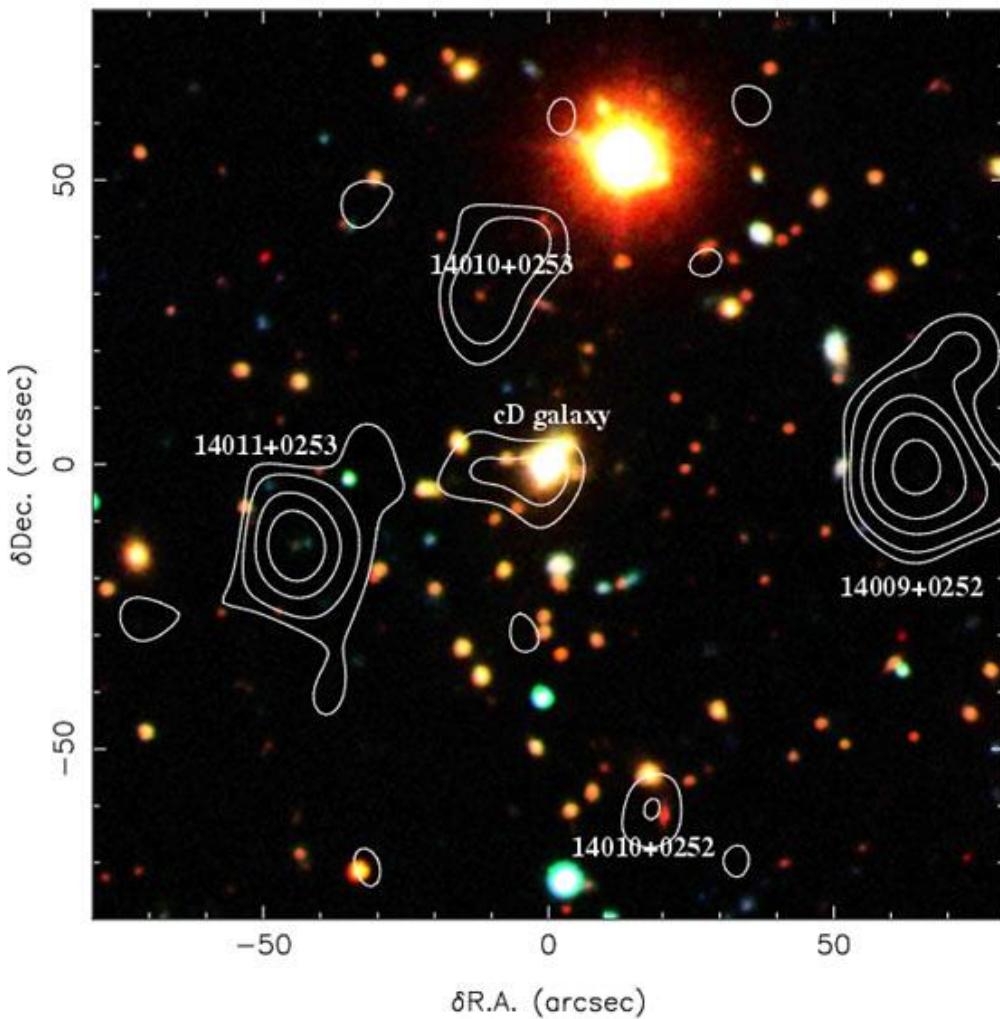


Figura 2.21 Comparación de vistas de óptico profundo y submm del cielo [57].

En la Figura 2.21 se aprecia una imagen óptica de 3 colores (el norte se sitúa arriba y el este a la izquierda) del cúmulo de galaxias Abell 1835 en el corrimiento al rojo bajo/moderado  $z = 0.25$ , superpuesta con los contornos de resolución de 14 segundos de arco de una imagen de ondas submilimétricas SCUBA a 850 micrómetros del mismo campo.

Las *galaxias SCUBA* más brillantes en (-45, -15), (65, 0) y (20, -60), y la galaxia cD central, tienen detecciones claras en radio a una frecuencia de 1.4 GHz en imágenes con una resolución espacial mayor que los contornos de *SCUBA*. La *galaxia SCUBA* brillante en (-45, -15) está asociada con

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

SMM J14011+0253, un par de galaxias en interacción en el corrimiento al rojo  $z = 2.56$  en el fondo del cúmulo como señala Blain [57].

### **Efecto SZ y estallidos de rayos- $\gamma$**

Como ya se ha explicado anteriormente, el efecto SZ forma parte de las anisotropías secundarias de la RFCM, pero a pesar de que las fuentes extragalácticas son las principales responsables de las fluctuaciones a escala angular, es probable que la contribución más significativa sea el efecto térmico SZ.

Se ha observado una señal SZ importante relacionada con la formación de galaxias protoesferoidales, debido a la alta energía térmica que se espera que tenga el gas en el interior de estos objetos, lo que da lugar a una señal detectable del efecto SZ [58]. Exhibe una variación típica en función de la frecuencia, con una disminución de temperatura para frecuencias inferiores a 217 GHz y un aumento de temperatura para frecuencias superiores a 217 GHz, tal como se ilustra en la Figura 2.23.

Por otra parte, están los estallidos de rayos gamma (GRB), los cuales son explosiones muy energéticas que emiten destellos de rayos gamma provenientes de galaxias distantes y son los eventos más brillantes conocidos en el Universo. La mayoría de los GRB se cree que son causados por supernovas o hipernovas y algunos por la fusión de estrellas de neutrones binarias. Estos eventos son muy raros, sólo ocurren unos pocos por galaxia por millón de años, y su baja frecuencia temporal y energía asociada se han propuesto como el origen de algunos eventos de extinción masiva en el pasado.

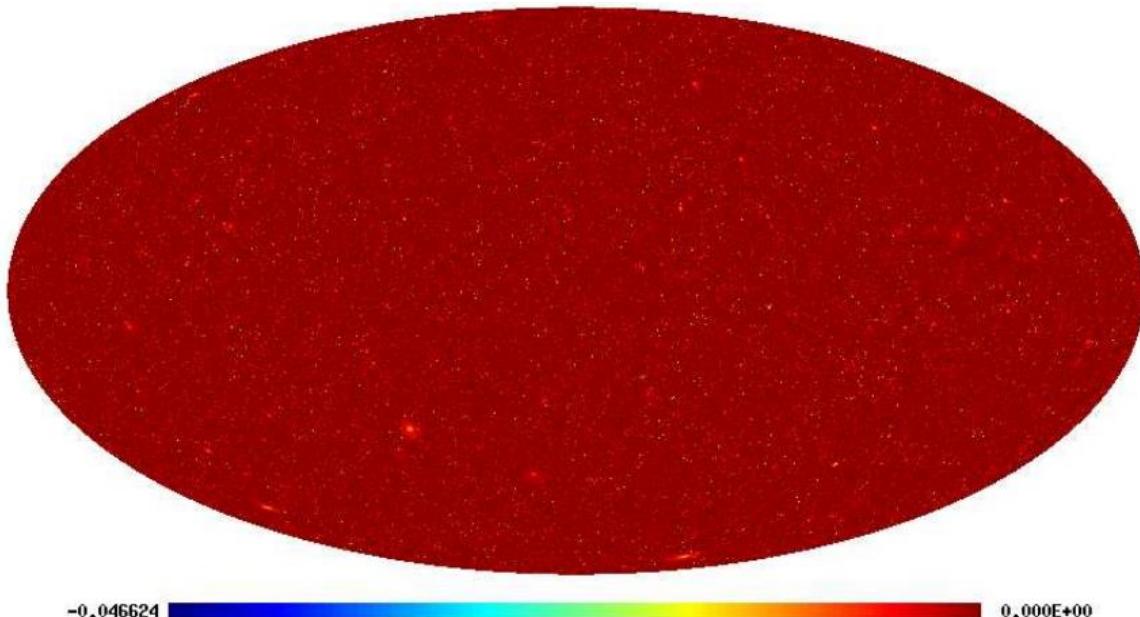


Figura 2.22 Simulación a 70 GHz de cúmulos de SZ. Las unidades son MJy/sr [28].

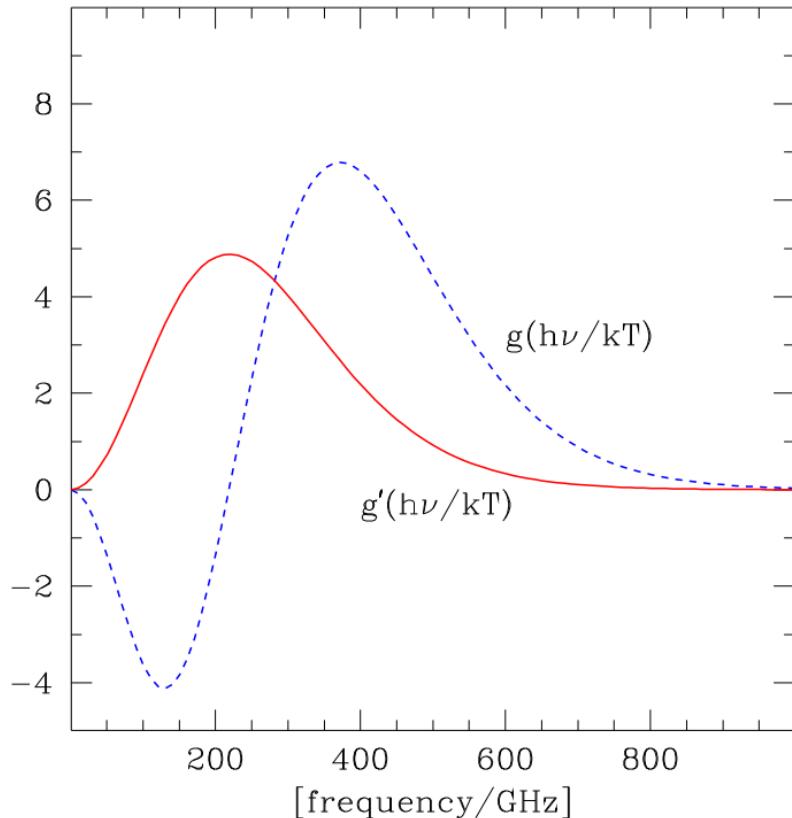


Figura 2.23 Variación de la intensidad en función de la frecuencia para el efecto SZ térmico (representado por una línea azul discontinua) y el efecto SZ cinético (representado por una línea roja continua) [28].

## 2.4 MISIÓN *LiteBIRD*

En esta subsección, se hace una introducción a lo qué es la misión *LiteBIRD* y el objetivo que tiene asociado a la RFCM. También se detallan las frecuencias de trabajo y los detectores empleados para lograr medir el patrón de polarización de modo-B. Finalmente, se introduce al antecedente principal de *LiteBIRD*, la misión *Planck* de la ESA, y como ésta ha sido de gran importancia para que la misión *LiteBIRD* se desarrolle de la manera más eficiente posible.

### 2.4.1 Introducción

*LiteBIRD* es una misión espacial de clase-L liderada por la JAXA. Su objetivo es estudiar la RFCM que es la luz más antigua en el Universo, emitida poco después del *Big Bang*, como ya se ha mencionado en multitud de ocasiones a lo largo del documento. Por ello, se pondrá en una órbita de Lissajous alrededor del segundo punto de Lagrange del sistema Tierra-Sol (L2), situado aproximadamente a 1.5 millones de kilómetros de la Tierra. Se espera que *LiteBIRD* se lance en torno al año 2029 y la misión tendrá una duración aproximada de tres años.

Una de las inquietudes más importantes pendientes en la Cosmología es el origen de las pequeñas fluctuaciones primordiales que dieron lugar a las anisotropías de la RFCM (ver sección 2.2.1) que observamos hoy en día y, posteriormente, evolucionaron para formar estrellas y galaxias. Una idea muy estudiada es la inflación cósmica según Starobinsky [59] o Guth [60],

Alejandro Svyatkovskyy Kholayavka

---

entre muchos otros. De acuerdo con esta teoría, las fluctuaciones primordiales se generaron como fluctuaciones cuánticas durante un período de expansión casi exponencial del Universo muy temprano [22]. La expansión exponencial estiró las regiones microscópicas del espacio-tiempo a escalas macroscópicas, lo que condujo al plasma homogéneo e isotrópico que se enfrió y formó el Universo que observamos actualmente, excepto por las pequeñas fluctuaciones cuánticas que se estiraron a escalas macroscópicas.

La teoría de la inflación cósmica predice fluctuaciones de densidad primordiales que se correlacionan con las fluctuaciones de temperatura observadas en la RFCM. Además, la teoría también predice fluctuaciones cuánticas en el espacio-tiempo que se manifiestan como ondas gravitatorias primordiales, que se pueden detectar en la polarización de la RFCM en forma de patrón de polarización de modo-B. Muchos modelos de inflación cósmica predicen una señal lo suficientemente grande como para ser detectada con *LiteBIRD*. Para una mayor comprensión del tema véase Kamionkowski [31].

Como ya se desglosó en la sección 2.2.2, la polarización de la RFCM se puede descomponer en modos-E y modos-B (ver Figura 2.9), que tienen diferentes propiedades de transformación bajo transformaciones de paridad. El modo-E se produce principalmente por ondas acústicas presentes en la recombinação y se observa en escalas angulares de pocas a decenas de minutos de arco (multipolos de  $\ell \sim 1000$ ). Por otro lado, el modo-B es causado por las ondas gravitacionales y se observa en escalas angulares de grado (multipolos de  $\ell \sim 80$ ) y en escalas angulares muy grandes (multipolos de  $\ell \lesssim 10$ ) [31].

El "pico de recombinação" ( $\ell \simeq 80$ ) y el "pico de reionización" ( $\ell \simeq 10$ ) son dos características distintivas del espectro de polarización de la RFCM, que se producen durante la época de recombinação y la reionización del Universo, respectivamente. Como se ha indicado anteriormente, la polarización en modo-B es causada principalmente por ondas gravitacionales primordiales y, en orden lineal, las perturbaciones de densidad no generan polarización en modo-B. Por lo tanto, el espectro de potencia en modo-B es una herramienta útil para buscar la presencia de ondas gravitacionales primordiales [61].

No obstante, los potenciales gravitatorios asociados con la materia desvían los fotones de la RFCM en la línea de visión, en un efecto conocido como lente gravitacional débil, convirtiendo parte de la polarización del modo-E originada por las perturbaciones de densidad en modos-B como indican Zaldarriaga y Seljak [62]. Aunque este efecto alcanza su punto máximo en escalas más pequeñas de unos pocos minutos de arco (multipolos de  $\ell \simeq 1000$ ), debe ser considerado. La contribución de la lente gravitacional es bien comprendida teóricamente y *LiteBIRD* busca cualquier exceso en la señal causado por las ondas gravitatorias primordiales. A diferencia de los experimentos en tierra que solo se enfocan en el pico de recombinação, *LiteBIRD* es capaz de detectar ambos picos en el espectro de potencia en modo-B [63].

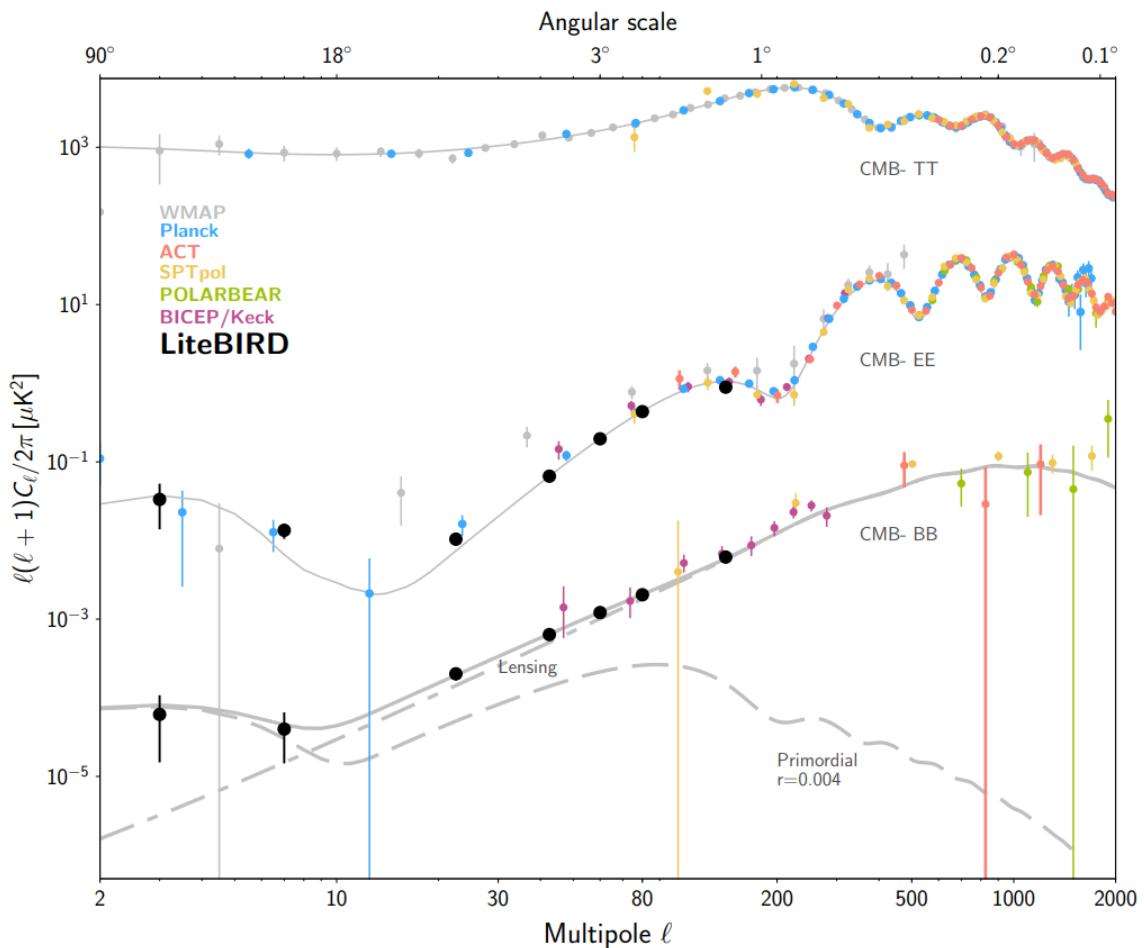


Figura 2.24 Espectros de potencia de la anisotropía de temperatura de la RFCM (arriba), polarización de modo-E (centro) y polarización de modo-B (abajo) [63].

En la Figura 2.24, se pueden observar los espectros de potencia de la anisotropía de temperatura de la RFCM (arriba), polarización de modo-E (centro) y de modo-B (abajo). Las líneas continuas muestran los espectros de potencia angular para el modelo  $\Lambda$ CDM de mejor ajuste en presencia de una perturbación de tensor (onda gravitacional) de escala invariable con un parámetro de relación de tensor a escalar de  $r = 0,004$ . La línea discontinua delgada muestra la contribución al espectro de modo-B de la perturbación del tensor invariante de escala con  $r = 0,004$ . También se muestra un resumen de las mediciones actuales de los espectros de potencia de la RFCM de WMAP, Planck, ACT, SPTpol, POLARBEAR y BICEP/Keck (puntos de colores) y la sensibilidad de polarización esperada de LiteBIRD (puntos negros) [63].

#### 2.4.2 Frecuencias de trabajo

*LiteBIRD* está diseñado para observar la RFCM en quince bandas de frecuencias, desde 34 GHz hasta 448 GHz, utilizando una serie de detectores de microondas superconductores criogénicos (TES). Llevará tres instrumentos principales: una matriz de polarización de baja frecuencia (LFT), una de media frecuencia (MFT) y una de alta frecuencia (HFT).

Se ha optimizado la distribución y el número de bandas en una amplia gama de frecuencias, desde 34 GHz hasta 448 GHz, para abordar varias limitaciones:

- Primero, se requiere una resolución espectral adecuada para caracterizar la complejidad de la distribución de energía espectral esperada en los primeros planos galácticos de sincrotrón y polvo, lo que se logra mediante 15 bandas anchas y parcialmente superpuestas.
- En segundo lugar, debido al rango de frecuencia limitado de los materiales utilizados para el *half-wave plate* (HWP) y el revestimiento antirreflectante asociado, se han dividido en tres telescopios. En tercer lugar, se ha optimizado el mapeo espectral de las líneas de CO rechazando algunas de las líneas moleculares de algunas bandas e incluyéndolas en otras.
- Finalmente, se ha previsto una superposición entre bandas e instrumentos para mitigar los efectos sistémicos.

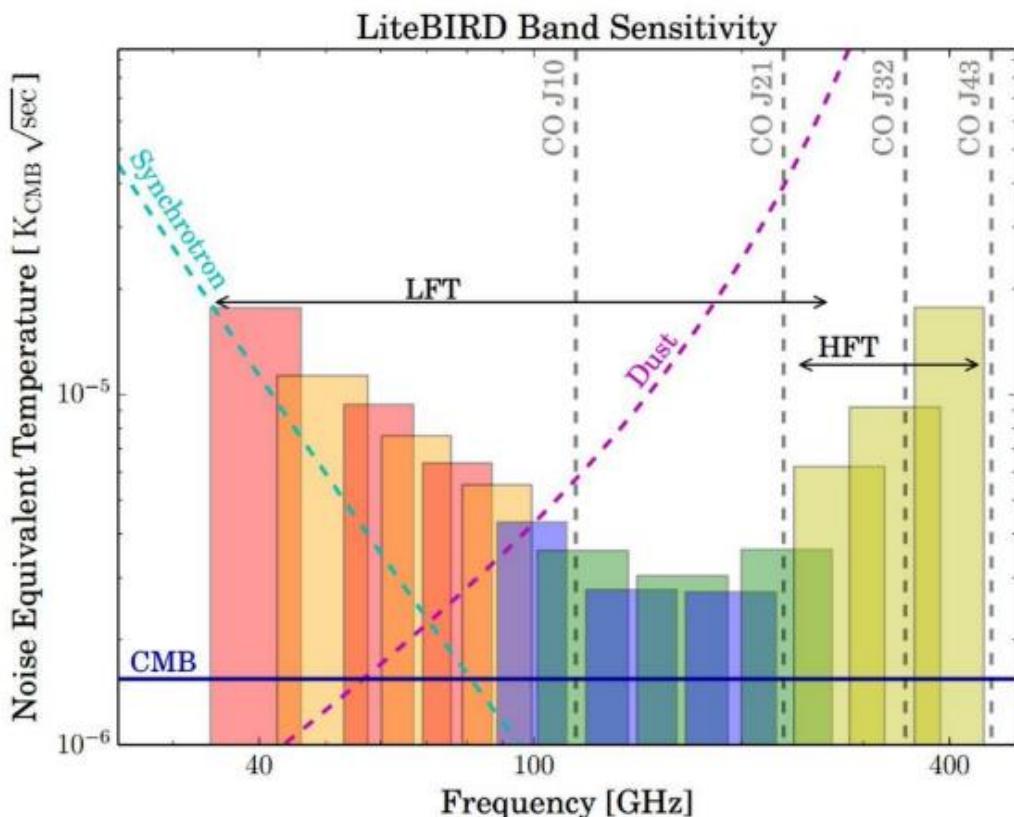


Figura 2.25 Gráfico resumen de la sistemática de LiteBIRD. Muestra la sensibilidad de cada una de las quince bandas de frecuencia, qué bandas están cubiertas por el telescopio de baja frecuencia (LFT) y el telescopio de alta frecuencia (HFT), y los niveles de señal del FCM, la radiación de sincrotrón y el polvo. [64].

La distribución final de los telescopios es la siguiente: un telescopio reflector de baja frecuencia, LFT, (34-161 GHz), y dos telescopios refractivos de frecuencia media y alta, MFT (89-225 GHz) y

HFT (166-448 GHz), respectivamente. Esta distribución se muestra en la tabla 2, donde también se muestran otros datos como la frecuencia central de cada banda, la anchura de cada banda y su respectivo radio, la anchura máxima del haz principal en el máximo medio (a medida que aumenta la frecuencia se observa más nítido ya que disminuyen los arcmin), el tamaño de píxel del detector, el número de bolómetros utilizados (con un total de 4508), el valor de temperatura equivalente al ruido (NET) de un solo detector y el NET de la matriz de detectores

Como se ha recalcado previamente, la elección de estas frecuencias tiene en cuenta varios factores, incluyendo la necesidad de reducir el ruido y la contaminación de señales de otras fuentes, como la emisión de gas y polvo de nuestra propia galaxia, y el fondo de radiación electromagnética emitido por objetos en el espacio cercano.

Por ello, se espera que las bandas de frecuencia más bajas (por ejemplo, 34-89 GHz) estén más contaminadas por emisiones de sincrotrón y polvo térmico, mientras que las bandas de frecuencia más altas (por ejemplo, 166-448 GHz) estarán más contaminadas por emisiones de líneas espectrales de moléculas galácticas, como el CO

Teles.	Banda	$\nu$ [GHz]	$\delta\nu(\delta\nu/\nu)$ [GHz]	Haz [arcmin]	Pixel [mm]	Nº bolóm	Det. NET [ $\mu K\sqrt{s}$ ]	Array NET [ $\mu K\sqrt{s}$ ]
LFT	1	40	12 (0.30)	70.5	32	48	114.63	18.50
LFT	2	50	15 (0.30)	58.5	32	24	72.48	16.54
LFT	3	60	14 (0.23)	51.1	32	48	65.28	10.54
LFT	4	68	16 (0.23) 16 (0.23)	41.6 47.1	16 32	144 24	105.64 68.81	9.84 15.70 8.34 (comb.)
LFT	5	78	18 (0.23)	36.9 43.8	16 32	144 48	82.51 58.61	7.69 9.46 5.97 (comb.)
LFT	6	89	20 (0.23)	33.0 41.5	16 32	144 24	65.18 62.33	6.07 14.22 5.58 (comb.)
LFT MFT	7	100	23 (0.23)	30.2 37.8	16 11.6	144 366	54.88 71.70	5.11 4.19 3.24 (comb.)
LFT MFT	8	119	36 (0.30)	26.3 33.6	16 11.6	144 488	40.78 55.65	3.80 2.82 2.26 (comb.)

LFT	9	140	42 (0.30)	23.7 30.8	16 11.6	144 366	38.44 54.00	3.58 3.16 2.37 (comb.)
MFT	10	166	50 (0.30)	28.9	11.6	488	54.37	2.75
MFT	11	195	59 (0.30)	28.0 28.6	11.6 6.6	366 254	59.61 73.96	3.48 5.19 2.89 (comb.)
HFT	12	235	71 (0.30)	24.7	6.6	254	76.06	5.34
HFT	13	280	84 (0.30)	22.5	6.6	254	97.26	6.82
HFT	14	337	101 (0.30)	20.9	6.6	254	154.64	10.85
HFT	15	402	92 (0.23)	17.9	5.7	338	385.69	23.45

Tabla 2 Sensibilidad del satélite *LiteBIRD* [63].

#### 2.4.3 ¿Por qué nos interesa más la polarización que la temperatura?

Nuestro interés por la polarización nace de las siguientes razones:

- La polarización nos proporciona información acerca de la orientación e intensidad de los campos magnéticos mientras que la temperatura solamente nos la proporciona acerca de la distribución de gas y polvo.
- Los campos magnéticos débiles no dependen de la temperatura.
- Con la polarización se pueden estudiar regiones donde la temperatura desconocida o variable.
- La polarización es menos sensible a efectos de absorción y emisión.

#### 2.4.4 Antecedentes a *LiteBIRD*: la misión *Planck*

La misión *Planck* [65] fue una misión espacial de la ESA lanzada en 2009 con el objetivo de medir la RFCM en todo el cielo con una precisión excepcional. *Planck* llevaba dos instrumentos: el Instrumento de Alta Frecuencia (HFI) y el Instrumento de Baja Frecuencia (LFI). Estos instrumentos fueron diseñados para medir la intensidad y polarización de la RFCM en nueve bandas de frecuencia, que cubren el rango de 30 a 857 GHz. También tenía un espectrómetro que le permitía medir la temperatura de la RFCM meticulosamente.

*Planck* observó la RFCM en todo el cielo durante cuatro años, produciendo un mapa del Universo temprano (véase Figura 2.26). Los datos de *Planck* permitieron a los científicos medir con gran precisión las características de la RFCM, como su temperatura y polarización, así como su anisotropía, es decir, la variación en la intensidad de la RFCM en diferentes direcciones del cielo.

En cada una de las nueve bandas de frecuencia de *Planck* de la Figura 2.26 se pueden observar fluctuaciones en la emisión del cielo una vez eliminado un componente dipolar común. Las

fluctuaciones se expresan como variaciones de temperatura equivalentes en siete frecuencias más bajas y en unidades convencionales en las frecuencias más altas.

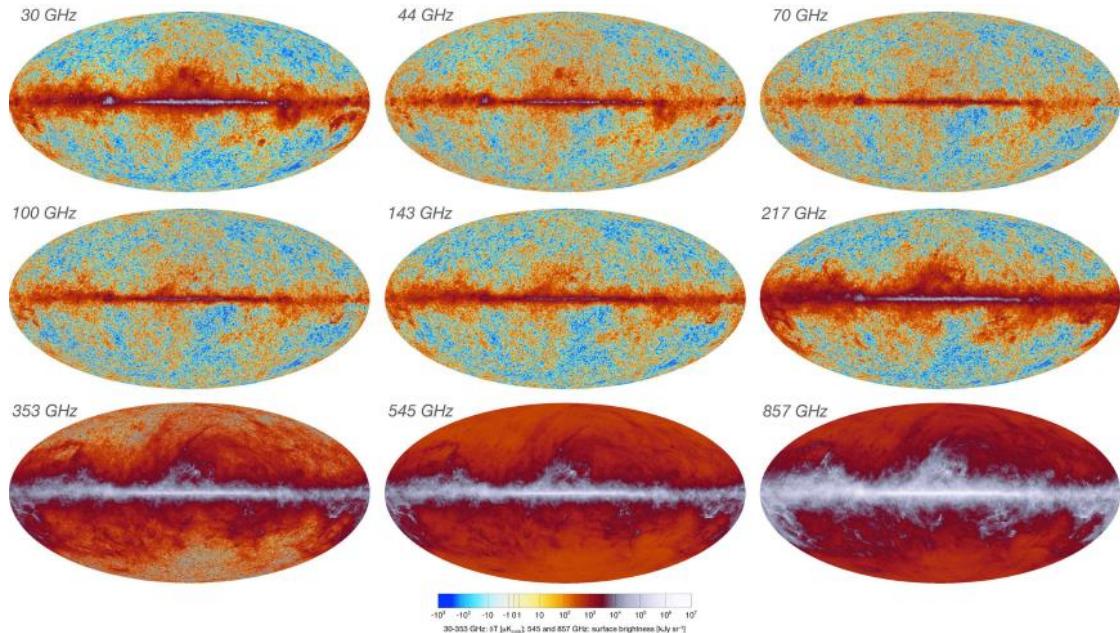


Figura 2.26 Cada panel muestra la intensidad en uno de los nueve canales de frecuencia de *Planck*, en coordenadas galácticas [66].

La RFCM es más notoria en las bandas de frecuencia entre 70 y 217 GHz. Las observaciones en frecuencias bajas están afectadas por el sincrotrón, así como por la emisión libre-libre y la emisión de granos de polvo en rotación. Las observaciones en las frecuencias más altas están influenciadas por la emisión del polvo interestelar en la Vía Láctea.

Los datos de *Planck* también fueron utilizados para investigar la naturaleza de la materia oscura, la energía oscura y el contenido total de materia en el Universo, así como para explorar las teorías sobre la inflación cósmica, un período de expansión acelerada en el Universo temprano. En general, la misión *Planck* fue un gran éxito científico, produciendo una gran cantidad de datos que han sido fundamentales para nuestra comprensión actual de la cosmología.

*Planck* tenía una gran importancia para la preparación de la misión *LiteBIRD*, ya que permitió a los científicos desarrollar y perfeccionar las técnicas y tecnologías necesarias para medir la polarización de la RFCM en las frecuencias de interés. Además, como se ha explicado anteriormente, los datos de *Planck* permitieron a los científicos caracterizar con gran precisión las propiedades de la RFCM, lo que a su vez ayudó a los investigadores a diseñar instrumentos de medición aún más precisos como los de *LiteBIRD*.

Además, *LiteBIRD* se basa en la experiencia y tecnología previamente desarrollada para la misión *Planck*, por ejemplo, los detectores superconductores criogénicos utilizados por *LiteBIRD* se basan en los bolómetros de microondas utilizados en la misión *Planck*. También se han utilizado datos de *Planck* para seleccionar las regiones más prometedoras del cielo para que *LiteBIRD* realice sus mediciones.

Alejandro Svyatkovskyy Kholayavka

---

En resumen, la misión *Planck* proporcionó una gran cantidad de datos que han sido fundamentales para nuestra comprensión del Universo temprano y ayudó a preparar el terreno para la misión *LiteBIRD*. La experiencia y tecnología desarrollada para *Planck* también ha sido fundamental para el desarrollo y correcto funcionamiento de *LiteBIRD*.

## 2.5 PYTHON SKY MODEL 3

La subsección que el lector está a punto de leer trata acerca de PySM3 [67], la herramienta con la cual se han realizado las simulaciones de las que trata en mayor medida este trabajo. Se ahondará en qué hace y qué principios físicos sigue para su correcto funcionamiento a la hora de simular la emisión difusa de la galaxia.

### 2.5.1 ¿Qué es PySM3?

Es un paquete de PYTHON empleado en experimentos de la RFCM para simular mapas, en HEALPiX (un algoritmo de pixelización) [68], de los diversos componentes astrofísicos difusos de emisión galáctica relevantes en frecuencias de la RFCM, (polvo, sincrotrón, libre-libre y anómala), así como el propio FCM.

Estos mapas pueden integrarse sobre un paso de banda de instrumento dado y suavizarse con un haz de instrumento dado. Los mapas de emisión de ejemplo utilizados por PySM3 se basan en datos de *Planck* y WMAP y están dominados por el ruido a pequeña escala. Por lo tanto, las plantillas de simulación de PySM3 se suavizan para retener la información a gran escala y luego se complementan con realizaciones gaussianas moduladas a escalas más pequeñas. Esta estrategia permite simular datos a una resolución más alta que los mapas de entrada. Este código se basa en la parte galáctica a gran escala del código *Planck Sky Model* (PSM) y utiliza algunos de sus *inputs*.

El código para obtener el mapa del cielo llamado *sky* es `sky=pysm3.Sky(nside=2048, preset_strings=["d1","s1","f1","a1"])`<sup>1</sup>, y para obtener la emisión en una cierta frecuencia, por ejemplo, 40 GHz, utilizamos la función `sky.get_emission(40*u.GHz)`. Para obtener los parches de ciertas regiones del cielo se ha empleado la función `hp.gnomview`, detallando las coordenadas galácticas de interés.

### 2.5.2 Modelos existentes

En esta sección, se detallan los principales modelos disponibles en PySM3. Estos modelos están diseñados para abarcar una variedad de nuevas complejidades que son coherentes con los datos más recientes de WMAP y *Planck* [69].

Los modelos están basados en leyes de potencias. Una ley de potencias es una función matemática que describe la relación entre dos variables, en la que una variable es proporcional a una potencia de la otra. El uso de las leyes de potencias es beneficioso porque permiten

---

<sup>1</sup> [PySM Documentation](#)

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

caracterizar las fluctuaciones de temperatura de manera más eficiente que otros métodos. Además, también permiten establecer relaciones entre diferentes escalas de fluctuaciones y proporcionan información sobre los procesos físicos que dieron lugar a las fluctuaciones observadas.

### Emisión sincrotrón

- **s1:** Se utiliza una ley de potencias para la emisión de sincrotrón, con un índice espectral variable espacialmente. Las plantillas de emisión son los datos de Haslam 408 MHz reprocesados por Remazeilles [70], y los mapas Q/U de WMAP 9 años a 23 GHz [71].

$$I_v^{Synch}(\hat{n}) = A_{\nu_0}(\hat{n}) \left( \frac{\nu}{\nu_0} \right)^{\beta_s(\hat{n})} \quad (2.5.1)$$

- **s2:** El índice de sincrotrón se vuelve más pronunciado fuera del plano galáctico, de -3.0 en el plano a -3.3 fuera del plano. Consistente con WMAP.

$$\beta_s = \beta_{s,b=0} + \delta_\beta \operatorname{sen}|b| \quad (2.5.2)$$

- **s3:** Una ley de potencias con un índice curvo. El modelo utiliza el mismo mapa de índices que el modelo nominal, más un término de curvatura. Se utiliza la amplitud de curvatura de mejor ajuste de -0.052 encontrada en los datos a 23 GHz de Kogut [72].

$$I_v^{Synch}(\hat{n}) = A_{\nu_0}(\hat{n}) \left( \frac{\nu}{\nu_0} \right)^{\beta_s(\hat{n}) + C \ln\left(\frac{\nu}{\nu_c}\right)} \quad (2.5.3)$$

### Emisión de polvo térmico

- **d1:** El polvo térmico se modela como un cuerpo negro modificado de una sola componente. Se utilizan plantillas de polvo para la emisión a 545 GHz en intensidad y a 353 GHz en polarización obtenidas del análisis de *Planck* [33], y se escalan a diferentes frecuencias con un espectro de cuerpo negro modificado utilizando la temperatura y el índice espectral espacialmente variables obtenidos de los datos de *Planck* utilizando el código Commander. Se debe tener en cuenta que asume el mismo índice espectral para la polarización que para la intensidad.

$$I_v^d(\hat{n}) = A_{I,\nu_I}(\hat{n}) \left( \frac{\nu}{\nu_I} \right)^{\beta_d(\hat{n})} B_v(T_d(\hat{n})) \quad (2.5.4)$$

- **d0:** Versión simplificada del modelo d1 con un índice espectral fijo de 1.54 y una temperatura de cuerpo negro de 20 K.

### Emisión libre-libre

- **f1:** Se modela la emisión libre-libre utilizando el modelo analítico asumido en el ajuste Commander a los datos de *Planck* del 2015 [73] para producir un mapa de emisión libre-libre a escala de grados a 30 GHz. Este mapa se escala en frecuencia aplicando un índice de ley de potencias espacialmente constante de -2,14.

$$I_{\nu}^{ff}(\hat{n}) = A_{\nu_0}^{ff}(\hat{n}) \left( \frac{\nu}{\nu_0} \right)^{-2.14} \quad (2.5.5)$$

### Emisión anómala

- **a1:** Se modela la AME como una suma de dos poblaciones de polvo en rotación basadas en el código Commander [33]. Una componente se define por una plantilla de emisión de escala angular a una frecuencia de referencia y una frecuencia pico de la ley de emisión. Ambas poblaciones tienen una plantilla de emisión que varía espacialmente, una población tiene una frecuencia pico que varía espacialmente, y la otra población tiene una frecuencia pico constante espacialmente. La ley de emisión se genera utilizando el código SpDust2 [74]. El modelo nominal es no polarizado. Se agregan pequeñas escalas a los mapas de emisión.

$$I_{\nu}^{AME}(\hat{n}) = A_{\nu_{0,1}}(\hat{n}) \in (\nu, \nu_{0,1}, \nu_{p,1}(\hat{n}), \nu_{p_0}) + \\ + A_{\nu_{0,2}}(\hat{n}) \in (\nu, \nu_{0,2}, \nu_{p,2}(\hat{n}), \nu_{p_0}) \quad (2.5.6)$$

- **a2:** AME con una fracción de polarización del 2%. Dentro de los límites de WMAP/Planck.

$$Q_a = f_a I_v \cos(2\gamma_{353}), U_a = f_a I_v \sin(2\gamma_{353}) \quad (2.5.7)$$

### Emisión de línea de CO

- **co1:** Emisión de CO galáctico que involucra las primeras 3 líneas rotacionales de CO, es decir, cuya frecuencia central es respectivamente en GHz. Los mapas de plantilla de emisión de CO son los mapas de CO de *Planck* obtenidos con el algoritmo de separación de componentes MILCA [33].

En general, el índice espectral  $\beta$  puede depender de la frecuencia y de la región del cielo que se está modelando. En el modelo PySM3, se utilizan distintos valores de  $\beta$  para modelar las distintas componentes de la emisión, como la emisión sincrotrón, la emisión de polvo térmico y la emisión libre-libre.

Es importante destacar que la ley de potencias es una simplificación, ya que la emisión de cada componente puede depender de factores adicionales, como la temperatura y la densidad del medio emisor, la presencia de campos magnéticos y otros efectos físicos. En PySM3, estos efectos se modelan de manera más detallada mediante simulaciones numéricas y modelos físicos específicos.

## Capítulo 3. OBJETIVOS

Este capítulo está dedicado a los objetivos de este proyecto, discerniendo entre los objetivos generales y los objetivos específicos ligados a los anteriores.

### 3.1 Objetivos generales

El objetivo principal del proyecto es simular la emisión difusa de la galaxia en las frecuencias de *LiteBIRD*, familiarizarse con los mecanismos de emisión de la radiación sincrotrón a baja frecuencia y la emisión de los granos de polvo a alta frecuencia, en polarización. Y una vez familiarizado con las leyes de emisión, usar un software de simulación como PSM o PySM3 para simular mapas de la emisión de nuestra galaxia en el rango de frecuencias de *LiteBIRD*.

### 3.2 Objetivos específicos

Dentro de los objetivos específicos destacamos los siguientes:

- Analizar las distintas emisiones de los contaminantes galácticos para comprender el comportamiento de nuestro Universo.
- Interpretar los mapas de polarización del FCM.
- Mejorar la capacidad de búsqueda de objetos astronómicos en el cielo.

### 3.3 Beneficios del proyecto

Entre los beneficios del proyecto, es destacable todo el trabajo de simulaciones de la emisión difusa de la galaxia debido a que puede resultar de gran importancia para futuras misiones espaciales o terrestres que se realicen con el fin de estudiar el FCM.

## Capítulo 4. DESARROLLO DEL TFG

### 4.1 Planificación del trabajo fin de grado

FECHA	FASE DEL TRABAJO FIN DE GRADO
20 de octubre de 2022	Inicio de la parte teórica
23 de marzo de 2023	Fin de la parte teórica
24 de marzo de 2023	Inicio de las simulaciones
8 de mayo de 2023	Fin de las simulaciones
12 de mayo de 2023	Entrega de la primera versión definitiva
29 de mayo de 2023	Entrega de la versión definitiva

Tabla 3 Cronograma de la planificación del TFG.

### 4.2 Descripción de la solución, metodologías y herramientas empleadas

**Software:** En cuanto a la metodología empleada en el trabajo, todas las operaciones se han realizado en PYTHON 3 y los códigos correspondientes a las simulaciones se encuentran en el Anexo I.

**Paquetes:** Los paquetes utilizados principalmente fueron Numpy [75] para datos y Matplotlib [76] para graficar datos.

**Análisis del cielo:** Para la pixelización, se ha empleado el paquete healpy [77] y HEALPix, (acrónimo de Hierarchical Equal Area iso-Latitude Pixelization) para realizar el análisis armónico. En este trabajo, se ha establecido un  $N_{side} = 2048$ , correspondiente a un ángulo  $\approx 1.72$  arcmin [78] para cumplir con el requisito de resolución tanto como sea posible.

Se utiliza la proyección Mollweide, una proyección de mapa pseudocilíndrico de igual área para visualizar los mapas completos del cielo con la función `hp.mollview`.

**Simulación del cielo:** La simulación del mapa completo del cielo, incluyendo todos los contaminantes de la emisión difusa se logra mediante el paquete PySM3 previamente mencionado.

### 4.3 Recursos requeridos

Los principales recursos requeridos para la realización de este trabajo son los mencionados en la subsección anterior:

- PYTHON 3: ha sido el lenguaje de programación empleado.
- PySM3: ha sido el paquete de Python 3 principalmente usado para simular el cielo.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

- Healpy y HEALPix: han sido empleados para manipular los mapas.
- Aladin: es un programa de visualización y análisis de datos astronómicos que permite explorar y manipular imágenes y catálogos estelares, ofreciendo herramientas avanzadas para el estudio detallado del cielo y la identificación de objetos celestes.

#### 4.4 Resultados del TFG

Se ha conseguido simular la emisión difusa de la galaxia con todos sus contaminantes en seis frecuencias correspondientes con la sensibilidad de la misión *LiteBIRD*. Además, se han extraído parches de dos objetos astronómicos extragalácticos, como Centaurus A y la Gran Nube de Magallanes para demostrar que, a la hora de desarrollar el código de PySM3, algunos objetos no se han limpiado y a la hora de realizar simulaciones aparecen tanto éstos como sus residuos.

También se ha podido observar con la Nebulosa del Cangrejo, la cual se aprecia que han tratado de sustraer, pero no lo han logrado completamente. Posteriormente, mediante los parches realizados en las coordenadas donde se sitúa la Nebulosa de Orión, se ha podido intuir como la emisión de sincrotrón sufre atenuaciones alrededor de los 90 GHz apreciando una transición a polvo, que se vuelve totalmente distingible a partir de los 140 GHz.

## Capítulo 5. DISCUSIÓN

En el marco de la misión *LiteBIRD*, se han llevado a cabo simulaciones de la emisión difusa de la galaxia en seis frecuencias distintas: 40, 90, 140, 195, 280 y 400 GHz. Para ello, se han tenido en cuenta los contaminantes más importantes de la emisión difusa galáctica, tales como el polvo térmico, la emisión sincrotrón, la emisión libre-libre y AME.

Como resultado de estas simulaciones, se han obtenido mapas de polarización correspondientes a los parámetros de Stokes I, Q, U y P para cada frecuencia. Estos mapas proporcionan información valiosa sobre la estructura y propiedades de la emisión difusa galáctica en las frecuencias estudiadas, lo que puede ser de gran utilidad para la interpretación de los datos observados por *LiteBIRD*.

Además, en estas simulaciones se han obtenido parches de dos zonas específicas del cielo extragaláctico (Centaurus A y la Gran Nube de Magallanes) a distintas frecuencias para visualizar su evolución en el cielo. Lamentablemente, se ha podido observar que, como PySM3 está basado en *templates* del cielo reales, algunos objetos astronómicos no han sido sustraídos correctamente, dejando rastros y residuos de éstos mismos. Por ello, se ha decidido intentar encontrar otro objeto astronómico muy estudiado como es la Nebulosa de Orión al igual que la Nebulosa del Cangrejo. En el caso de la Nebulosa del Cangrejo, demostraremos que este objeto ha sido objeto de un intento de sustracción fallido al compararlo con las observaciones reales de *Planck*.

Estos parches se han generado utilizando una técnica de recorte para aislar las regiones de interés y han sido analizados para estudiar las características de la emisión difusa en cada una de ellas. De esta manera, se ha podido obtener información detallada sobre las propiedades de la emisión difusa en estas zonas específicas y cómo se ven afectadas por los diferentes tipos de contaminantes simulados.

### 5.1 Simulaciones a 140 GHz

Como se ha mencionado en la sección 2.5.1, el código para obtener los mapas se basa principalmente en la función *sky* con la que podremos definir los *presets* que queramos emplear en nuestras simulaciones. En nuestro caso, vamos a simular los contaminantes galácticos sincrotrón, polvo térmico, libre-libre y AME empleando los modelos *d1*, *s1*, *f1*, *a1*, correspondientes a cada una de estas emisiones.

Posteriormente, con *get.emission* obtenemos un *output* que es una matriz *numpy* 2D en la convención *healpy* habitual que son los parámetros de Stokes (I, Q, U). Antes de finalizar, cambiamos las unidades de los mapas a microKelvin ya que es la unidad habitual en los mapas del FCM. Por último, haremos una proyección Mollweide de nuestro mapa empleando la función *hp.mollview*.

Los mapas vistos en esta sección se corresponden con la frecuencia de 140 GHz, el resto de mapas simulados se encuentran en el Anexo II.

```
[ ] #Instalamos pysm3 y healpy
pip install pysm3
pip install healpy

#Importamos las librerías necesarias
import healpy as hp
import numpy as np
import pysm3
import pysm3.units as u
import matplotlib.pyplot as plt

#Definimos los presets que deseamos emplear para las simulaciones
sky = pysm3.Sky(nside=2048, preset_strings=["d1", "s1", "f1", "a1"])

#Definimos el mapa a simular
map_140GHz = sky.get_emission(140 * u.GHz)

# Convertimos las unidades a microKelvin
map_140GHz = map_140GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(140*u.GHz))

# Mostramos los mapas en la proyección de Mollweide
hp.mollview(map_140GHz[0], max = 5e2, title="Mapa I @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)
hp.mollview(map_140GHz[1], title="Mapa Q @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)
hp.mollview(map_140GHz[2], title="Mapa U @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)
hp.mollview(np.sqrt(map_140GHz[1]**2 + map_140GHz[2]**2), title="Mapa P @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)
```

Figura 5.1 Código empleado para la simulación de mapas.

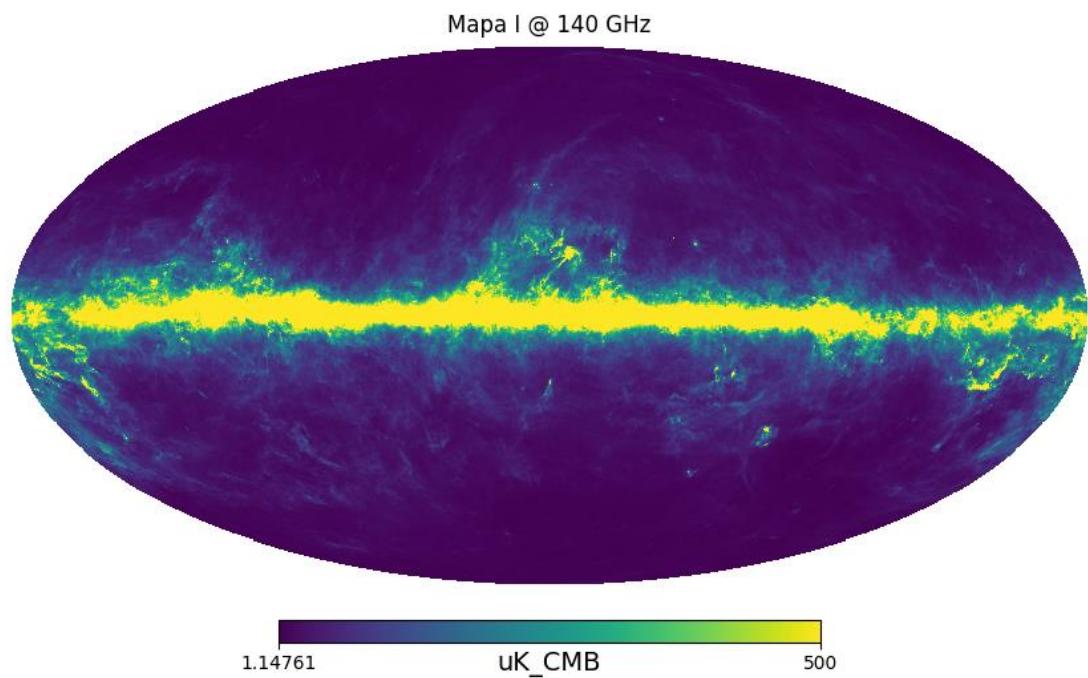


Figura 5.2 Simulación del mapa I de polarización a 140 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

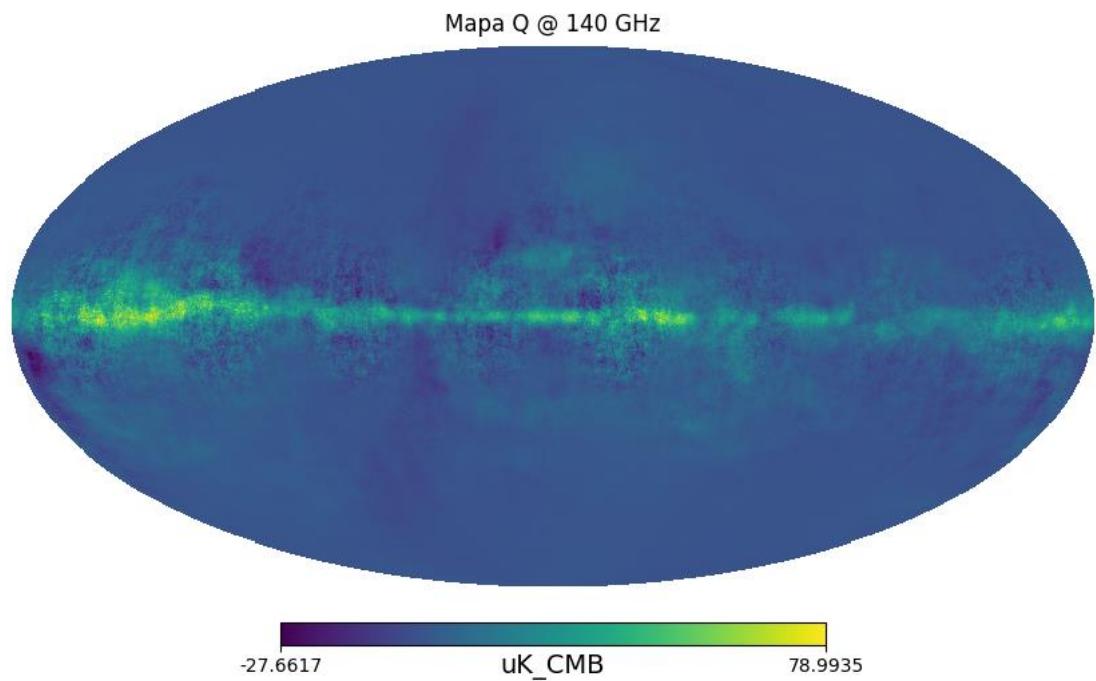


Figura 5.3 Simulación del mapa Q de polarización a 140 GHz.

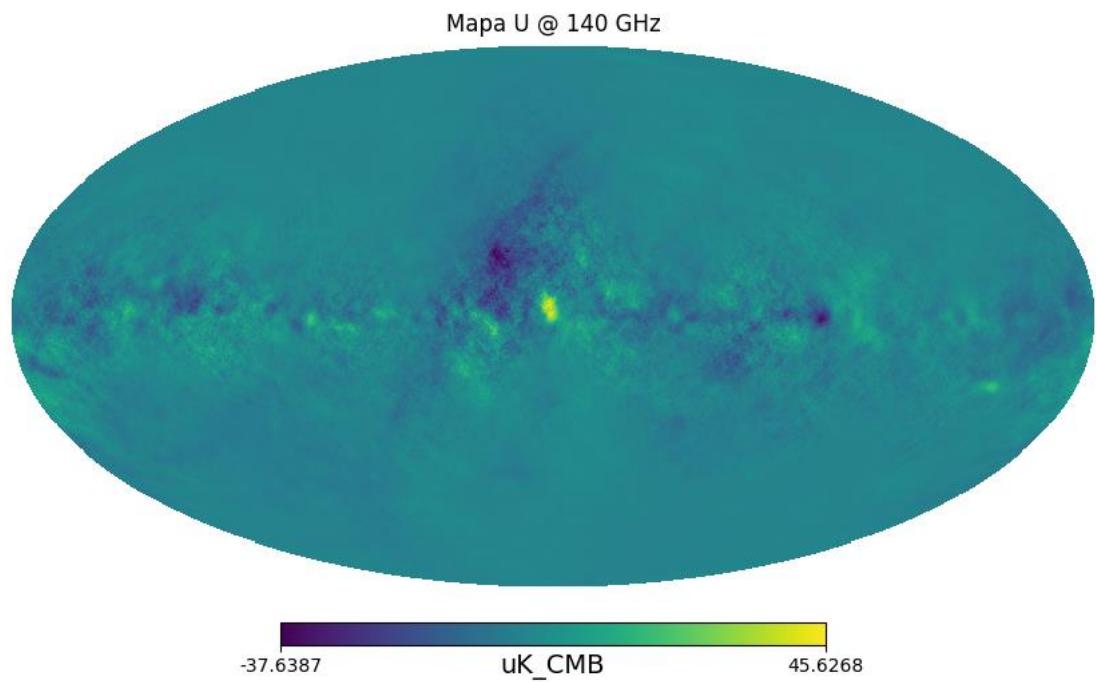
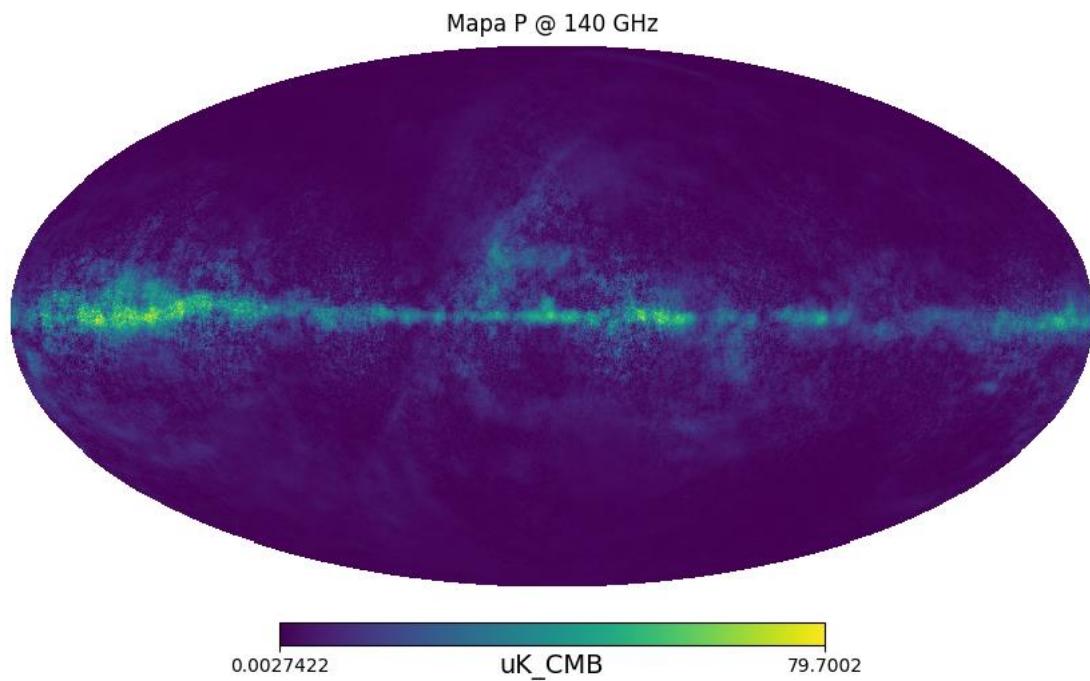


Figura 5.4 Simulación del mapa U de polarización a 140 GHz.



*Figura 5.5 Simulación del mapa P de polarización a 140 GHz.*

## 5.2 Búsqueda de objetos astronómicos en el cielo

Tras realizar las simulaciones, se han llevado a cabo exploraciones mediante parches para identificar y estudiar objetos celestes prominentes en el FCM. Estos parches son regiones específicas del cielo que se han seleccionado estratégicamente para realizar observaciones detalladas. El objetivo de estos parches es encontrar y analizar objetos cósmicos que destacan en el FCM. Primeramente, se ha buscado en regiones específicas del cielo algunos objetos astronómicos reconocidos, como Centaurus A y la Gran Nube de Magallanes.

Centaurus A es una galaxia elíptica gigante situada a unos 13 millones de años luz de distancia de la Tierra. Es una de las galaxias más brillantes en el espectro de radio y ha sido objeto de intensos estudios debido a su emisión en múltiples longitudes de onda. La detección y el análisis de Centaurus A en el FCM proporcionan información valiosa sobre la historia de formación estelar y la evolución de esta galaxia masiva.

La Gran Nube de Magallanes es una galaxia enana irregular que forma parte de nuestro Grupo Local de galaxias. Se encuentra aproximadamente a 160,000 años luz de distancia y es uno de los objetos más cercanos y visibles en el cielo austral. Su estudio en el FCM permite investigar las propiedades físicas y la composición de esta galaxia cercana, así como comprender mejor la formación y evolución de las galaxias en general.

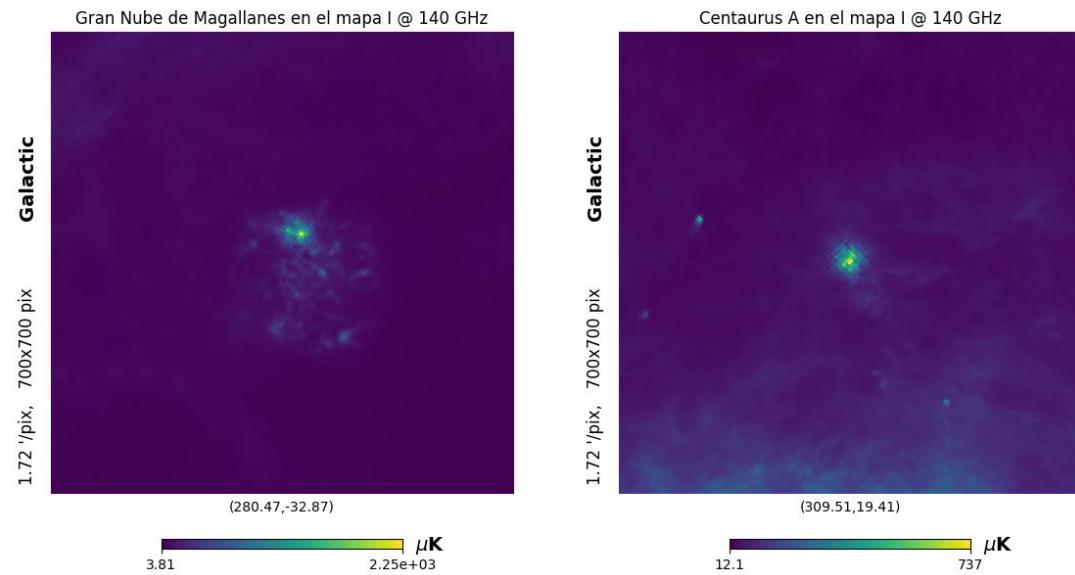


Figura 5.6 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Gran Nube de Magallanes (arriba a la izquierda) y Centaurus A (arriba a la derecha) [79]. Abajo se pueden observar parches del mapa I a 140 GHz simulado de ambos objetos.

Lamentablemente, nos enfocaremos en la evolución de la Nebulosa de Orión en diferentes frecuencias, excluyendo la Gran Nube de Magallanes y Centaurus A debido a su naturaleza extragaláctica.

Además, cabe destacar que en las simulaciones realizadas con PySM3, algunos objetos no han sido removidos por completo, lo cual será evidente más adelante cuando examinemos la Nebulosa del Cangrejo. Nos centraremos, entonces, en analizar detalladamente cómo la Nebulosa de Orión se modifica en distintas frecuencias, permitiéndonos obtener una visión más precisa de ésta y su evolución dentro de nuestro propio entorno galáctico.

La Nebulosa de Orión, o M42, es una nebulosa de emisión situada en la constelación de Orión. Es una región de formación estelar activa donde nacen nuevas estrellas a partir del gas y polvo interestelar. La nebulosa brilla intensamente debido a la radiación emitida por las estrellas jóvenes y caliente que se encuentran en su interior.



Figura 5.7 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Nebulosa de Orión [79].

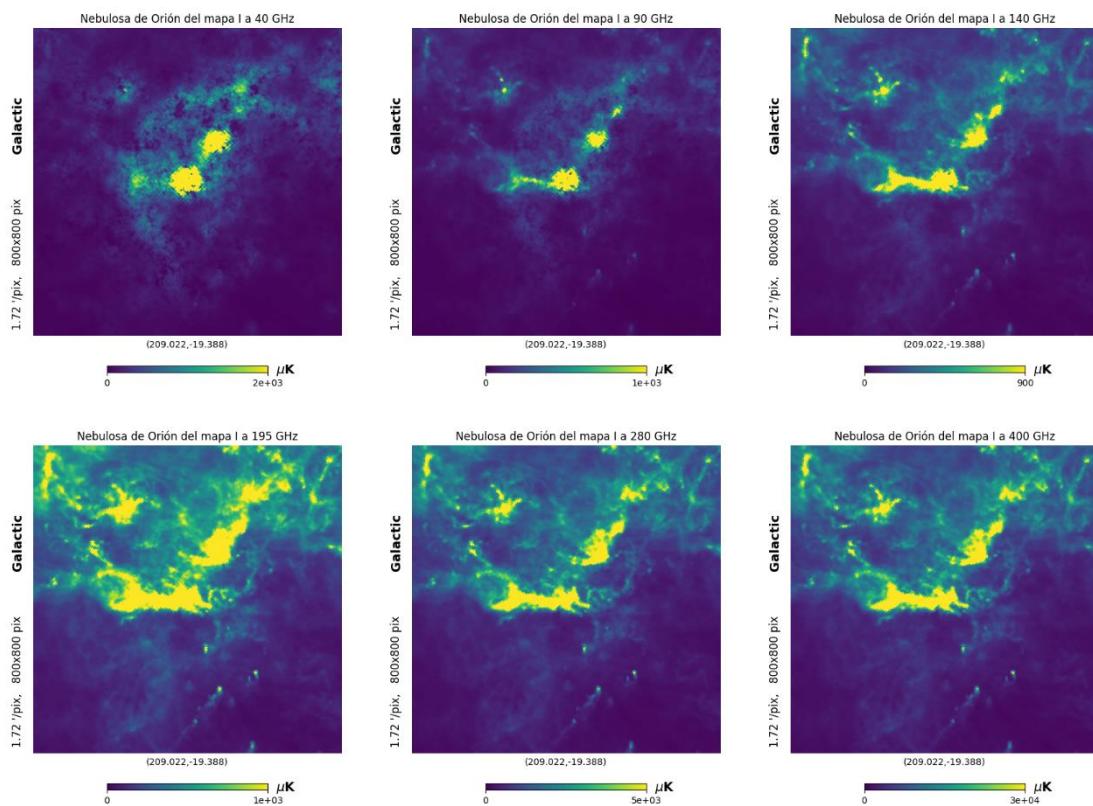


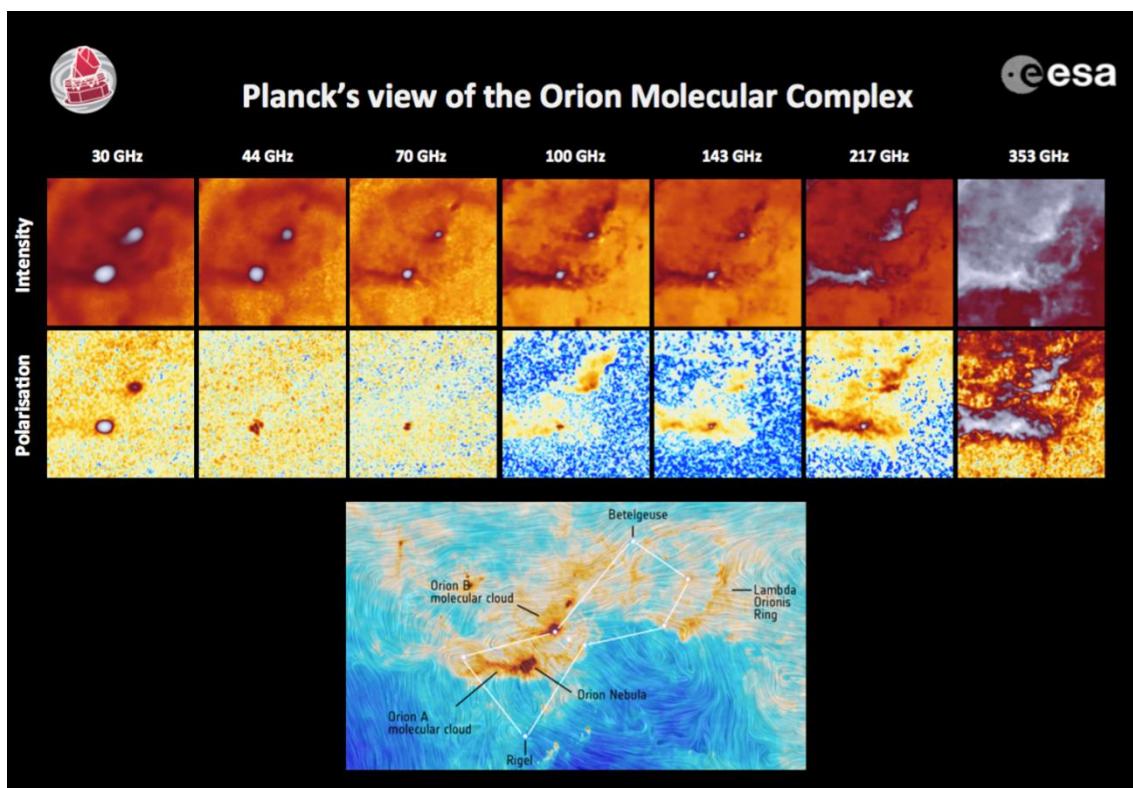
Figura 5.8 Evolución de la Nebulosa de Orión a diferentes frecuencias.

Al analizar los parches de la Nebulosa de Orión, se observa una transición interesante en las características de emisión a diferentes frecuencias. A 90 GHz, se aprecia una disminución en la contribución del sincrotrón, mientras que la señal del polvo se hace más prominente. Esta transición sugiere un cambio en los mecanismos de emisión dominantes, con el polvo convirtiéndose en un factor significativo.

A medida que avanzamos a 140 GHz, la señal de emisión del polvo se intensifica aún más, mostrando un brillo destacado. Este aumento en la emisión del polvo en frecuencias más altas puede atribuirse a propiedades físicas del polvo y su interacción con la radiación en ese rango de frecuencia.

Recalcar también que se ha realizado un cambio de escalas en los parches para poder observar de mejor manera lo que ocurre debido a que, si no se hubiese realizado, la saturación en las frecuencias de 280 y 400 GHz sería de tal magnitud que no podría apreciarse absolutamente nada más que saturación.

Este mismo efecto es apreciable en las observaciones realizadas por *Planck* de la Figura 5.9.



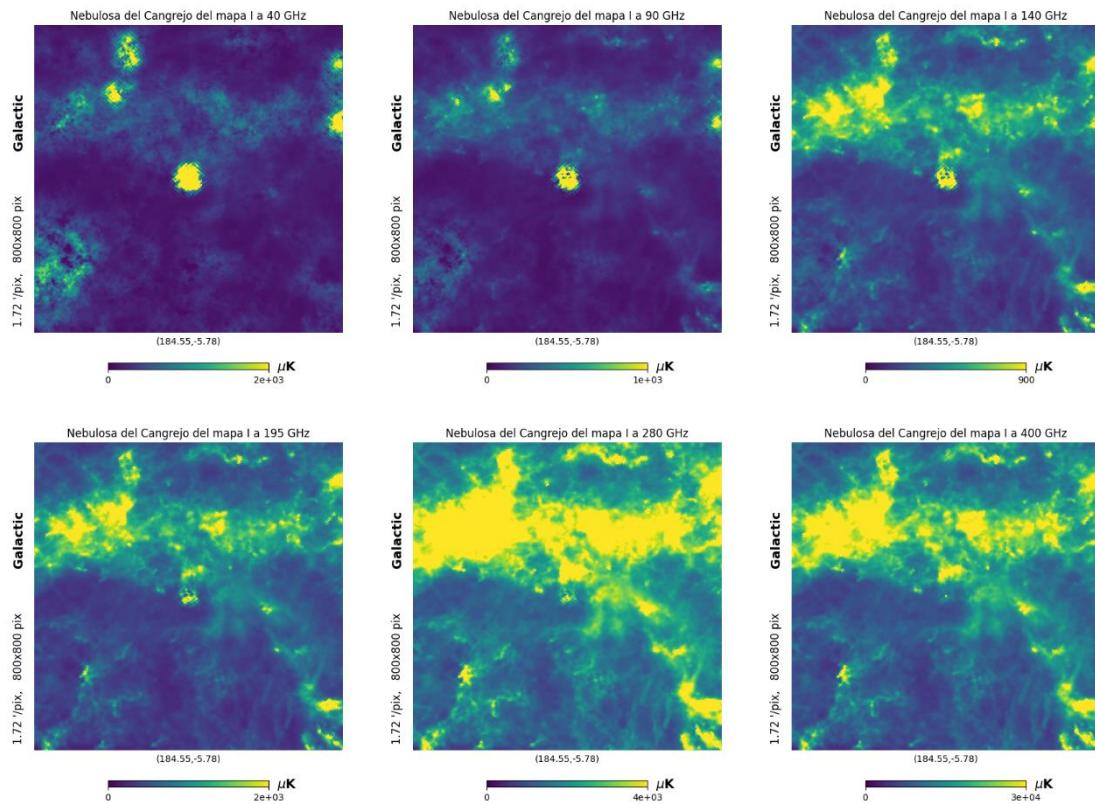
*Figura 5.9 Parches en intensidad y polarización de la Nebulosa de Orión en las frecuencias de Planck (arriba). Mapa de líneas de campo magnético de la Nebulosa de Orión visto por Planck [80].*

Análogamente, se ha realizado el mismo procedimiento con la Nebulosa del Cangrejo. Se conoce también como M1 o NGC 1952, y es un remanente de supernova situado en nuestra propia galaxia, la Vía Láctea. Es el resultado de una explosión estelar masiva que ocurrió hace aproximadamente 1,000 años. La investigación de la Nebulosa del Cangrejo en el FCM nos brinda

información sobre la dinámica de los remanentes de supernova y los procesos físicos involucrados en estas explosiones estelares.



*Figura 5.10 Captura del óptico del cielo DSS2 color de la Nebulosa del Cangrejo [79].*



*Figura 5.11 Evolución de la Nebulosa del Cangrejo a diferentes frecuencias.*

Hemos seleccionado la nebulosa del Cangrejo como objeto de estudio debido a su alta luminosidad y su uso frecuente como referencia en la calibración de misiones espaciales. Al observar los parches, hemos encontrado una estructura inesperada, ya que este objeto debería ser compacto y no resuelto en nuestras imágenes.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

Esto sugiere que ha habido un intento fallido de sustraer completamente la contribución de la Nebulosa del Cangrejo de las simulaciones realizadas con PySM3. Este hallazgo nos lleva a reflexionar sobre los desafíos y la importancia de la eliminación adecuada de fuentes contaminantes en las simulaciones y observaciones astrofísicas.

La Figura 5.12 ilustra cómo debería de observarse la Nebulosa del Cangrejo en temperatura. A menos de 100 GHz no está resuelto, por lo que es un punto brillante con forma ovalada, pero a más de 100 GHz si está resuelto.

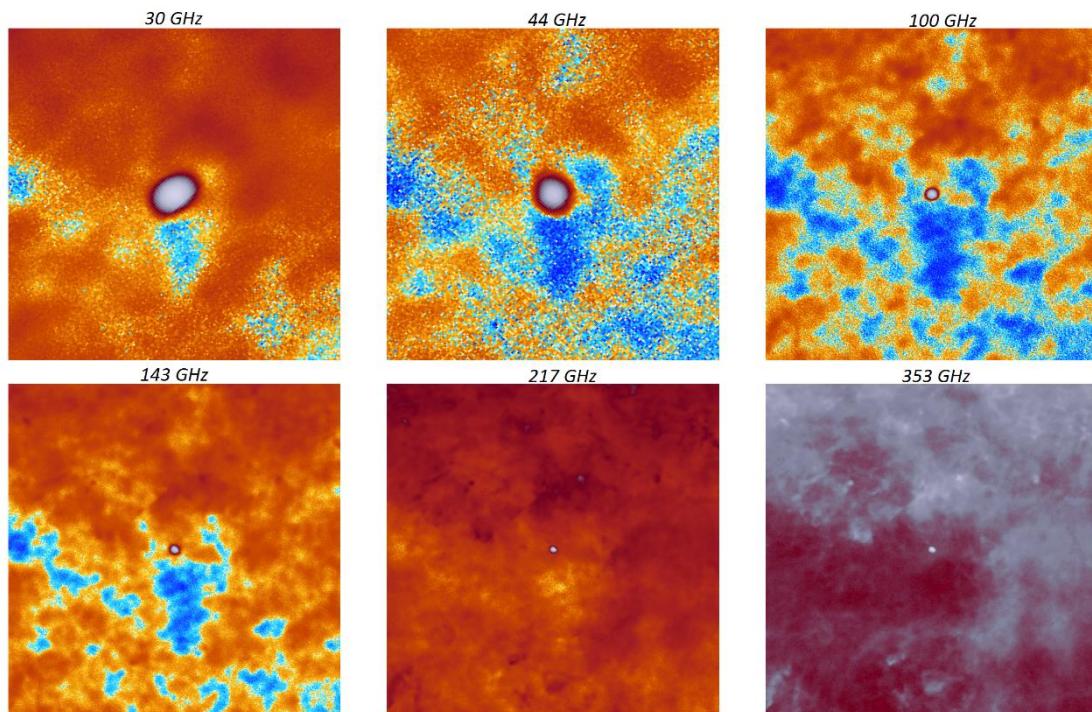


Figura 5.12 Parches de radio y submilimétrico de la Nebulosa del Cangrejo en las frecuencias de Planck [79].

## Capítulo 6. CONCLUSIONES

### 6.1 Conclusiones del trabajo

En conclusión, en el trabajo de fin de grado se han realizado simulaciones de mapas utilizando la biblioteca PySM3 en seis frecuencias diferentes correspondientes a la misión *LiteBIRD*. Estas simulaciones han permitido obtener información detallada sobre la emisión difusa de la galaxia en estas frecuencias específicas.

Además, se han extraído parches de cuatro objetos astronómicos prominentes: dos extragalácticos como Centaurus A y la Gran Nube de Magallanes y dos galácticos como lo son la Nebulosa del Cangrejo y la Nebulosa de Orión. Los objetos extragalácticos han demostrado algunos fallos de sustracción al igual que la Nebulosa del Cangrejo. Por otra parte, gracias a la Nebulosa de Orión, se ha podido analizar los mapas simulados viendo que los contaminantes galácticos se comportan correctamente en las simulaciones.

Las simulaciones y el análisis de los mapas obtenidos han proporcionado una comprensión más profunda de la emisión difusa de la galaxia. Se ha observado la distribución espacial de la emisión difusa y su relación con los objetos astronómicos seleccionados. Esto ha contribuido a la caracterización de la emisión difusa en diferentes contextos astrofísicos y ha mejorado nuestra capacidad para interpretar las observaciones de *LiteBIRD* una vez esté en el espacio.

En resumen, el trabajo ha demostrado la viabilidad y utilidad de utilizar PySM3 para simular mapas de emisión difusa en diferentes frecuencias de *LiteBIRD*. La extracción de parches de objetos astronómicos notables ha permitido un análisis más detallado y específico de la emisión difusa asociada a estos objetos. Estos hallazgos contribuyen al conocimiento general de la emisión difusa de la galaxia y su relación con la misión *LiteBIRD*, allanando el camino para investigaciones futuras en este campo.

### 6.2 Conclusiones personales

En mi conclusión personal del trabajo de fin de grado, puedo afirmar que ha sido una experiencia enriquecedora y gratificante. A lo largo del proyecto, he tenido la oportunidad de realizar simulaciones detalladas de los mapas de emisión difusa de la galaxia utilizando el marco de trabajo PySM3.

Al realizar estas simulaciones, he obtenido resultados que muestran la distribución espacial y las características de la emisión difusa de la galaxia. Estos resultados son consistentes con las observaciones y datos disponibles, lo que indica la capacidad del modelo para capturar los fenómenos físicos y reproducir con precisión la emisión difusa.

A través de este trabajo, se ha ampliado mi comprensión de la emisión difusa de la galaxia y su relación con la misión *LiteBIRD*. He podido explorar cómo diferentes parámetros y condiciones afectan la apariencia de la emisión difusa en los mapas simulados. Esto ha proporcionado información valiosa sobre la contribución relativa de la emisión difusa y su relevancia para el análisis de los datos de *LiteBIRD*.

## Capítulo 7. FUTURAS LÍNEAS DE TRABAJO

Ciertas posibles líneas de trabajo futuras podrían derivarse de las simulaciones de emisión difusa de la galaxia realizadas en este trabajo utilizando PySM3 son las siguientes:

En primer lugar, se sugiere realizar un análisis de datos comparando las simulaciones con los datos reales obtenidos de la misión *LiteBIRD*. Esto permitiría validar y ajustar el modelo, además de identificar discrepancias o características inesperadas en los datos. Asimismo, se podrían llevar a cabo análisis estadísticos y cuantitativos para evaluar el grado de concordancia entre las simulaciones y las observaciones.

Otra opción que considerar es mejorar el modelo existente, expandiéndolo para abarcar aspectos adicionales de la emisión difusa de la galaxia, como la emisión de polvo o la emisión de gas ionizado. También se podría contemplar la incorporación de efectos de contaminación o ruido instrumental en las simulaciones, con el fin de aumentar su realismo.

Si se tiene interés en objetos o fenómenos específicos dentro de la emisión difusa de la galaxia, es recomendable enfocarse en estudiar dichos aspectos en detalle. Por ejemplo, se podría investigar la contribución de regiones de formación estelar, supernovas o polvo galáctico a la emisión difusa, lo cual brindaría una mejor comprensión de las propiedades físicas y la distribución espacial de estas fuentes.

Por último, explorar los efectos astrofísicos que afectan la emisión difusa de la galaxia, como el efecto SZ, la radiación cósmica de fondo o la emisión de radio galáctica, también es una línea de trabajo interesante. Al estudiar estos efectos, se podría lograr una mejor comprensión de las interacciones entre diferentes componentes del Universo y su contribución a la señal observada por *LiteBIRD*.

Estas son solo algunas sugerencias para futuras líneas de trabajo. Dependiendo de los intereses y objetivos particulares, se puede adaptar y expandir estas ideas, o explorar otras áreas de investigación relacionadas con la emisión difusa de la galaxia y la misión *LiteBIRD*.

## Capítulo 8. REFERENCIAS

- [1] S. Weinberg, «Gravitation and Cosmology: Principles and Applications of the General Theory of Relativity,» *Wiley & Sons*, 1972.
- [2] A. Einstein, «Cosmological Considerations in the General Theory of Relativity,» *Sitzungsber.Preuss.Akad.Wiss.Berlin (Math.Phys.)*, pp. 142-152, 1917.
- [3] A. Einstein, «The Foundation of the General Theory of Relativity,» *Annalen der Physik*, vol. 14, nº 7, pp. 769-822, 1916.
- [4] NASA / WMAP Science Team, «Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) - NASA+,» [En línea]. Available: <https://map.gsfc.nasa.gov/media/060915/index.html>.
- [5] A. Friedman, «Über die Krümmung des Raumes,» pp. 377-386, 1922.
- [6] S. Cerezo Fernández, Emisión galáctica difusa y medida de anisotropías en la radiación cósmica de microondas en escalas angulares intermedias, Universidad de La Laguna, 2005.
- [7] J. L. Fuentes Venegas, Sistemas Dinámicos en Cosmología. Interacción en el Sector Oscuro bajo un acoplamiento tipo Yukawa., Universidad Michoacana de San Nicolás de Hidalgo, 2016.
- [8] NASA / WMAP Science Team, «Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) - NASA,» [En línea]. Available: [https://wmap.gsfc.nasa.gov/universe/uni\\_matter.html](https://wmap.gsfc.nasa.gov/universe/uni_matter.html).
- [9] G. Gamow, «The Expanding Universe and the Origin of Elements,» *Physical Review*, vol. 70, pp. 572-573, 1946.
- [10] R. A. Alpher, R. Herman y G. Gamow, «Thermonuclear Reactions in the Expanding Universe,» *Physical Review*, vol. 74, pp. 1198-1199, 1948.
- [11] A. G. Doroshkevich y I. D. Novikov, «Republication of: Mean density of radiation in the Metagalaxy and certain problems in relativistic cosmology,» *General Relativity and Gravitation*, 2018.
- [12] R. H. Dicke, P. J. E. Peebles, P. G. Roll y D. T. Wilkinson, «Cosmic Black-Body Radiation,» *ApJ*, vol. 142, p. 414, 1965.

- [13] A. A. Penzias y R. W. Wilson, «Measurement of the Flux Density of CAS a at 4080 Mc/s,» *The Astrophysical Journal*, vol. 142, p. 1149, 1965.
- [14] J. C. Mather, «Measurement of the cosmic microwave background spectrum by the COBE FIRAS instrument,» *ApJ*, vol. 420, p. 439, 1994.
- [15] Q. Doughnut, «Wikipedia. La Enciclopedia Libre,» [En línea]. Available: <https://es.wikipedia.org/wiki/COBE#/media/Archivo:Cmbr.svg>.
- [16] G. F. Smoot, «Structure in the COBE differential microwave radiometer first-year maps,» *ApJ*, vol. 396, p. L1, 1992.
- [17] G. Gutierrez, «The Tenerife Cosmic Microwave Background Maps: Observations and First Analysis,» *The Astrophysical Journal*, vol. 529(1), pp. 47-55, 2000.
- [18] S. Hanany, «MAXIMA-1: A Measurement of the Cosmic Microwave Background Anisotropy on Angular Scales of 100-5º,» *ApJ*, vol. 545, p. L5, 2000.
- [19] P. d. Benardis, «A flat Universe from high-resolution maps of the,» *Nature*, vol. 404, p. 955, 2000.
- [20] C. L. Bennett, «First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Preliminary Maps and Basic Results,» *ApJS*, vol. 148, p. 1, 2003.
- [21] T. Greicius, «NASA,» [En línea]. Available: [https://www.nasa.gov/mission\\_pages/planck/multimedia/pia16874.html](https://www.nasa.gov/mission_pages/planck/multimedia/pia16874.html).
- [22] A. A. Starobinsky, «Dynamics of phase transition in the new inflationary universe scenario and generation of perturbations,» *Physics Letters B*, vol. 117, nº 3-4, pp. 175-178, 1982.
- [23] Planck Collaboration, «Planck 2018 results. V. CMB power spectra and likelihoods,» *HAL (Le Centre pour la Communication Scientifique Directe)*, 2020.
- [24] L. F. Lanz, «Detección de fuentes extragalácticas en mapas de la radiación del fondo cósmico de microondas mediante técnicas multifrecuenciales,» 2016.
- [25] Corey y Wilkinson, «A Measurement of the Cosmic Microwave Background Anisotropy,» *Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 8, p. 351, 1976.

Alejandro Svyatkovskyy Kholayavka

---

- [26] D. J. Fixsen, E. S. Cheng, J. M. Gales, J. Mather, R. A. Shafer y E. L. Wright, «The Cosmic Microwave Background Spectrum from the Full COBE FIRAS Data Set,» *ApJ*, vol. 473, p. 576, 1996.
- [27] R. K. Sachs y A. M. Wolfe, «Perturbations of a Cosmological Model and Angular Variations of the Microwave Background,» *ApJ*, vol. 147, p. 73, 1967.
- [28] M. López-Caniego, Detection of point sources in maps of the cosmic microwave background radiation by means of optimal filters, Universidad de Cantabria, 2007.
- [29] M. J. Rees y D. W. Sciama, «“Larger scale Density Inhomogeneities in the Universe,» *Nature*, vol. 217, p. 511, 1968.
- [30] W. Hu y M. White, «A CMB Polarization Primer,» *New A*, vol. 2, pp. 323-344, 1997.
- [31] M. Kamionkowski y E. D. Kovetz, «The Quest for B Modes from Inflationary Gravitational Waves,» *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 54, pp. 227-269, 2015.
- [32] G. G. Stokes, «On the composition and resolution of streams of polarized light from different sources,» *Transactions of the Cambridge Philosophical Society*, vol. 9, p. 399, 1851.
- [33] Planck Collaboration, «Planck 2015 results. X. Diffuse component separation: Foreground maps,» 2015.
- [34] P. Platania, M. Bensadoun y M. Bersanelli, «A Determination of the Spectral Index of Galactic Synchrotron Emission in the 1-10 GHz Range,» *ApJ*, vol. 505, p. 473, 1998.
- [35] P. Platania, C. Burigana y D. Maino, «Full sky study of diffuse Galactic emission at decimeter wavelenghts,» *A&A*, vol. 410, p. 847, 2003.
- [36] Planck Collaboration, «Planck 2018 results IV. Diffuse component separation,» 2020.
- [37] M. Vidal, C. Dickinson, R. D. Davies y J. P. Leahy, «Polarized radio filaments outside the Galactic plane,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 452, p. 656–675, 2015.
- [38] C. Dickinson, R. D. Davies y R. J. Davis, «Towards a free-free template for CMB foregrounds,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 341, nº 2, pp. 369-384, 2003.

Alejandro Svyatkovskyy Kholayavka

---

- [39] Planck Collaboration, «Planck intermediate results XV. A study of anomalous microwave emission in Galactic clouds,» *Astronomy and Astrophysics*, vol. 565, 2014.
- [40] G. B. Rybicki y A. P. Lightman, «Radiative processes in astrophysics,» *Wiley, New York*, 1979.
- [41] G. F. Smoot, «Galactic Free-free and H-alpha Emission,» *astro-ph/9801121*, 1998.
- [42] J. E. Gaustad, P. R. McCullough, R. W. y D. Van Buren, «A Robotic WideAngle H alpha Survey of the Southern Sky,» *PASP*, vol. 113, p. 1326, 2001.
- [43] L. M. Haffner, R. J. Reynolds y S. L. Tufte, «The Wisconsin H Alpha Mapper Northern Sky Survey,» *ApJS*, vol. 149, p. 405, 2003.
- [44] D. P. Finkbeiner, «A Full-Sky H $\alpha$  Template for Microwave Foreground Prediction,» *ApJS*, vol. 146, nº 2, pp. 407-415, 2003.
- [45] N. Macellari, E. Pierpaoli, C. Dickinson y J. E. Vaillancourt, «Galactic foreground contributions to the 5-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe maps,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 418, nº 2, pp. 888-905, 2011.
- [46] Planck Collaboration, «Planck 2018 results XII. Galactic astrophysics using polarized dust emission,» *Astronomy & Astrophysics*, vol. 641, 2020.
- [47] D. C., «The State-of-Play of Anomalous Microwave Emission (AME) research,» *New Astronomy Reviews*, vol. 80, pp. 1-28, 2018.
- [48] Planck Collaboration, «Planck 2015 results XXV. Diffuse low-frequency Galactic foregrounds,» *Astronomy & Astrophysics*, vol. 594, 2016.
- [49] B. R., «Techniques for compact source extraction on CMB maps,» *Data Analysis in Cosmology*, pp. 207-235, 2008.
- [50] G. de Zotti, A. Franceschini, L. Toffolatti, P. Mazzei y L. Danese, «Extragalactic Backgrounds: I. General Formalism,» *Astrophysical Letters and Communications*, vol. 35, pp. 289-303, 1996.
- [51] Planck Collaboration, «Planck 2015 results XXVI. The Second Planck Catalogue of Compact Sources,» *Astronomy & Astrophysics*, 2016.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

- [52] C. M. Urry y P. Padovani, «Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei,» *The Astronomical Society of the Pacific*, vol. 107, nº 715, pp. 803-845, 1995.
- [53] G. De Zotti, R. Ricci, D. Mesa, L. Silva, P. Mazzotta, L. Toffolatti y J. González-Nuevo, «Predictions for high-frequency radio surveys of extragalactic sources,» *Astronomy & Astrophysics*, vol. 431, pp. 893-903, 2005.
- [54] W. Holland, «SCUBA: a common-user submillimetre camera operating on the James Clerk Maxwell Telescope,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 303, nº 4, pp. 659-672, 1999.
- [55] G. L. Granato, «Joint formation of QSOs and spheroids: QSOs as clocks of star formation in spheroids,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 324, nº 3, pp. 757-768, 2001.
- [56] G. L. Granato, «A Physical Model for the Coevolution of QSOs and Their Spheroidal Hosts,» *The Astrophysical Journal*, vol. 600, nº 2, pp. 580-594, 2004.
- [57] A. W. Blain y e. al, «Submillimeter galaxies,» *Physics Reports*, vol. 369, nº 2, pp. 111-176, 2002.
- [58] Z.-Y. Cai, «A hybrid model for the evolution of galaxies and Active Galactic Nuclei in the infrared,» *ApJ*, vol. 768, p. 21, 2013.
- [59] A. A. Starobinsky, «A new type of isotropic cosmological models without singularity,» *Physics Letters B*, vol. 91, nº 1, pp. 99-102, 1980.
- [60] A. H. Guth, «Inflationary universe: A possible solution to the horizon and flatness problems,» *Physical Review D*, vol. 23, nº 2, pp. 347-356, 1981.
- [61] M. Zaldarriaga, «Polarization of the microwave background in reionized models,» *Physical Review D*, vol. 55, nº 4, pp. 1822-1829, 1997.
- [62] M. Zaldarriaga y U. Seljak, «Gravitational lensing effect on cosmic microwave background polarization,» *Physical Review D*, vol. 58, nº 2, 1998.
- [63] LiteBIRD Collaboration, «Probing Cosmic Inflation with the LiteBIRD Cosmic Microwave Background Polarization Survey,» *Progress of Theoretical and Experimental Physics*, vol. 2023, nº 4, 2022.

- [64] T. Matsumura y e. al., «LiteBIRD: Mission Overview and Focal Plane Layout,» *Journal of Low Temperature Physics*, vol. 184, pp. 824-831, 2016.
- [65] Planck Collaboration, «Planck early results. I. The Planck mission,» *Astronomy & Astrophysics*, vol. 536, 2011.
- [66] Planck Collaboration, «Planck 2018 results I. Overview and the cosmological legacy of Planck,» *Astronomy & Astrophysics*, vol. 641, 2020.
- [67] A. Zonca y e. al., «The Python Sky Model 3 software,» *Journal of Open Source Software*, vol. 6, nº 67, 2021.
- [68] K. M. Górski y e. al., «HEALPix: A Framework for High-Resolution Discretization and Fast Analysis of Data Distributed on the Sphere,» *The Astrophysical Journal*, vol. 622, nº 2, pp. 759-771, 2005.
- [69] B. Thorne y e. al., «The Python Sky Model: software for simulating the Galactic microwave sky,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 469, pp. 2821-2833, 2017.
- [70] M. Remazeilles y e. al., «An improved source-subtracted and destriped 408-MHz all-sky map,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 451, nº 4, pp. 4311-4327, 2015.
- [71] C. L. Bennett y e. al., «Nine-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Final Maps and Results,» *The Astrophysical Journal Supplement*, vol. 208, nº 2, 2013.
- [72] A. Kogut, «Synchrotron spectral curvature from 22 MHz to 23 GHz,» *ApJ*, vol. 753, nº 2, 2012.
- [73] B. T. Draine, *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*, Princeton University Press, 2011.
- [74] Y. Ali-Haïmoud y e. al., «A refined model for spinning dust radiation,» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 395, nº 2, pp. 1055-1078, 2009.
- [75] C. Harris, K. Millman, S. van der Walt y e. al., «Array programming with NumPy,» *Nature*, vol. 585, nº 7825, pp. 357-362, 2020.
- [76] J. D. Hunter, «Matplotlib: A 2D graphics environment,» *Computing in Science & Engineering*, vol. 9, nº 3, pp. 90-95, 2007.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

[77] A. Zonca y e. al., *Journal of Open Source Software*, vol. 4, nº 35, p. 1298, 2019.

[78] S. Motalebi, «HEALPix and healpy -- with examples,» 2020.

[79] Agencia Espacial Europea, «ESASky,» [En línea]. Available: <https://sky.esa.int/>.

[80] Planck Collaboration ESA.

[81] J.-Y. Zhang, (Systematic effects in the future CMB polarization experiments for the detection of the primordial gravitational waves), Universidad de Cantabria, Universidad Internacional Menéndez Pelayo, 2021.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

## Capítulo 9. ANEXOS

### 9.1 Anexo I. Código para las simulaciones

Se presenta el código empleado para simular los mapas y los parches de los distintos objetos astronómicos previamente mencionados.

SIMULACIÓN DE LA EMISIÓN DIFUSA DE LA GALAXIA EN EL CONTEXTO DE LA MISIÓN *LiteBIRD*

Instalamos pysm3

```
[ ] pip install pysm3
```

Instalamos healpy

```
[ ] pip install healpy
```

Importamos las librerías necesarias

```
[ ] import healpy as hp
import numpy as np
import pysm3
import pysm3.units as u
import warnings

warnings.filterwarnings("ignore")

import matplotlib.pyplot as plt
%matplotlib inline
```

*Figura 9.1 Captura del código empleado: instalación de paquetes e importación de librerías.*

SIMULACIONES DEL FCM A 143 GHz

```
① #Definimos los presets que deseamos emplear para las simulaciones
sky = pysm3.Sky(nside=1024, preset_strings=["c1"])

#Definimos el mapa a simular
map_143GHz = sky.get_emission(143 * u.GHz)

# Convertimos las unidades a microKelvin
map_143GHz = map_143GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(143*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_143GHz[0], title="Mapa I @ 143 GHz", unit=map_143GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_143GHz[1], title="Mapa Q @ 143 GHz", unit=map_143GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_143GHz[2], title="Mapa U @ 143 GHz", unit=map_143GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_143GHz[1]**2 + map_143GHz[2]**2), title="Mapa P @ 143 GHz", unit=map_143GHz.unit)
```

*Figura 9.2 Captura del código empleado: simulación del FCM a 143 GHz.*

## SIMULACIONES DE LA EMISIÓN DIFUSA DE LA GALAXIA

## 40 GHz

```
[ ] sky = pysm3.Sky(nside=2048, preset_strings=["d1", "s1", "f1", "a1"])

[ ] map_40GHz = sky.get_emission(40 * u.GHz)
map_40GHz = map_40GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(40*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_40GHz[0], max = 5e2, title="Mapa I @ 40 GHz", unit=map_40GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_40GHz[1], title="Mapa Q @ 40 GHz", unit=map_40GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_40GHz[2], title="Mapa U @ 40 GHz", unit=map_40GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_40GHz[1]**2 + map_40GHz[2]**2), title="Mapa P @ 40 GHz", unit=map_40GHz.unit)
```

## 90 GHz

```
[10] map_90GHz = sky.get_emission(90 * u.GHz)
map_90GHz = map_90GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(90*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_90GHz[0], max = 3e2, title="Mapa I @ 90 GHz", unit=map_90GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_90GHz[1], title="Mapa Q @ 90 GHz", unit=map_90GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_90GHz[2], title="Mapa U @ 90 GHz", unit=map_90GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_90GHz[1]**2 + map_90GHz[2]**2), title="Mapa P @ 90 GHz", unit=map_90GHz.unit)
```

## 140 GHz

```
[ ] map_140GHz = sky.get_emission(140 * u.GHz)
map_140GHz = map_140GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(140*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_140GHz[0], max = 5e2, title="Mapa I @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_140GHz[1], title="Mapa Q @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_140GHz[2], title="Mapa U @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)

[5] hp.mollview(np.sqrt(map_140GHz[1]**2 + map_140GHz[2]**2), title="Mapa P @ 140 GHz", unit=map_140GHz.unit)

[ ] #Parche de Centaurus A
hp.gnomview(map_140GHz[0], xsize=700, reso=1.72,
            coord='G', title='Centaurus A en el mapa I @ 140 GHz',
            unit=r'$\mu$K', rot=(309.51, 19.41, 0))
plt.savefig("centaurusAmapI140ghz.png")

[ ] #Parche de la Gran Nube de Magallanes
hp.gnomview(map_140GHz[0],
            xsize=700, reso=1.72,
            coord='G', title='Gran Nube de Magallanes en el mapa I @ 140 GHz',
            unit=r'$\mu$K',
            rot=(280.47, -32.87, 0))
plt.savefig("LMCmapI140ghz.png")
```

Figura 9.3 Captura del código empleado: simulación de la emisión difusa de la galaxia a 40, 90 y 140 GHz.

## 195 GHz

```
[ ] map_195GHz = sky.get_emission(195 * u.GHz)
map_195GHz = map_195GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(195*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_195GHz[0], max = 1e3, title="Mapa I @ 195 GHz", unit=map_195GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_195GHz[1], title="Mapa Q @ 195 GHz", unit=map_195GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_195GHz[2], title="Mapa U @ 195 GHz", unit=map_195GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_195GHz[1]**2 + map_195GHz[2]**2), title="Mapa P @ 195 GHz", unit=map_195GHz.unit)
```

## 280 GHz

```
[6] map_280GHz = sky.get_emission(280 * u.GHz)
map_280GHz = map_280GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(280*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_280GHz[0], max = 1e4, title="Mapa I @ 280 GHz", unit=map_280GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_280GHz[1], title="Mapa Q @ 280 GHz", unit=map_280GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_280GHz[2], title="Mapa U @ 280 GHz", unit=map_280GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_280GHz[1]**2 + map_280GHz[2]**2), title="Mapa P @ 280 GHz", unit=map_280GHz.unit,)
```

## 400 GHz

```
[2] map_400GHz = sky.get_emission(400 * u.GHz)
map_400GHz = map_400GHz.to(u.uK_CMB, equivalencies=u.cmb_equivalencies(400*u.GHz))

[ ] hp.mollview(map_400GHz[0], max = 2.5e4, title="Mapa I @ 400 GHz", unit=map_400GHz.unit)

[7] hp.mollview(map_400GHz[1], title="Mapa Q @ 400 GHz", unit=map_400GHz.unit)

[ ] hp.mollview(map_400GHz[2], title="Mapa U @ 400 GHz", unit=map_400GHz.unit)

[ ] hp.mollview(np.sqrt(map_400GHz[1]**2 + map_400GHz[2]**2), title="Mapa P @ 400 GHz", unit=map_400GHz.unit)
```

Figura 9.4 Captura del código empleado: simulación de la emisión difusa de la galaxia a 195, 280 y 400 GHz.

## NEBULOSA DE ORIÓN

```
[ ] hp.gnomview(map_40GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 40 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 2e3,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 40 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_90GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 90 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 1e3,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 90 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_140GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 140 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 9e2,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 140 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_195GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 195 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 1e3,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 195 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_280GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 280 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 5e3,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 280 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_400GHz[0],
    xsize=800, reso=1.72,
    coord='G', title='Nebulosa de Orión del mapa I a 400 GHz',
    unit=r'$\mu$K', min =0, max = 3e4,
    rot=(209.022, -19.388, 0))
plt.savefig("Orión del mapa I a 400 GHz.png")
```

Figura 9.5 Captura del código empleado: parches de la Nebulosa de Orión.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

**NEBULOSA DEL CANGREJO**

```
[ ] hp.gnomview(map_40GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 40 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 2e3,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 40 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_90GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 90 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 1e3,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 90 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_140GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 140 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 9e2,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 140 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_195GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 195 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 2e3,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 195 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_280GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 280 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 4e3,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 280 GHz.png")

[ ] hp.gnomview(map_400GHz[0],
                 xsize=800, reso=1.72,
                 coord='G', title='Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 400 GHz',
                 unit=r'$\mu$K', min =0, max = 3e4,
                 rot=(184.55, -5.78, 0))
plt.savefig("Nebulosa del Cangrejo del mapa I a 400 GHz.png")
```

*Figura 9.6 Captura del código empleado: parches de la Nebulosa del Cangrejo.*

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

## 9.2 Anexo II. Mapas simulados

A continuación, se presentan los mapas simulados de la emisión difusa de la galaxia en las frecuencias de 40 (Figuras 9.8-9.10), 90 (Figuras 9.11-9.14), 195 (Figuras 9.15-9.18), 280 (Figuras 9.19-9.22) y 400 GHz (Figuras 9.23-9.26).

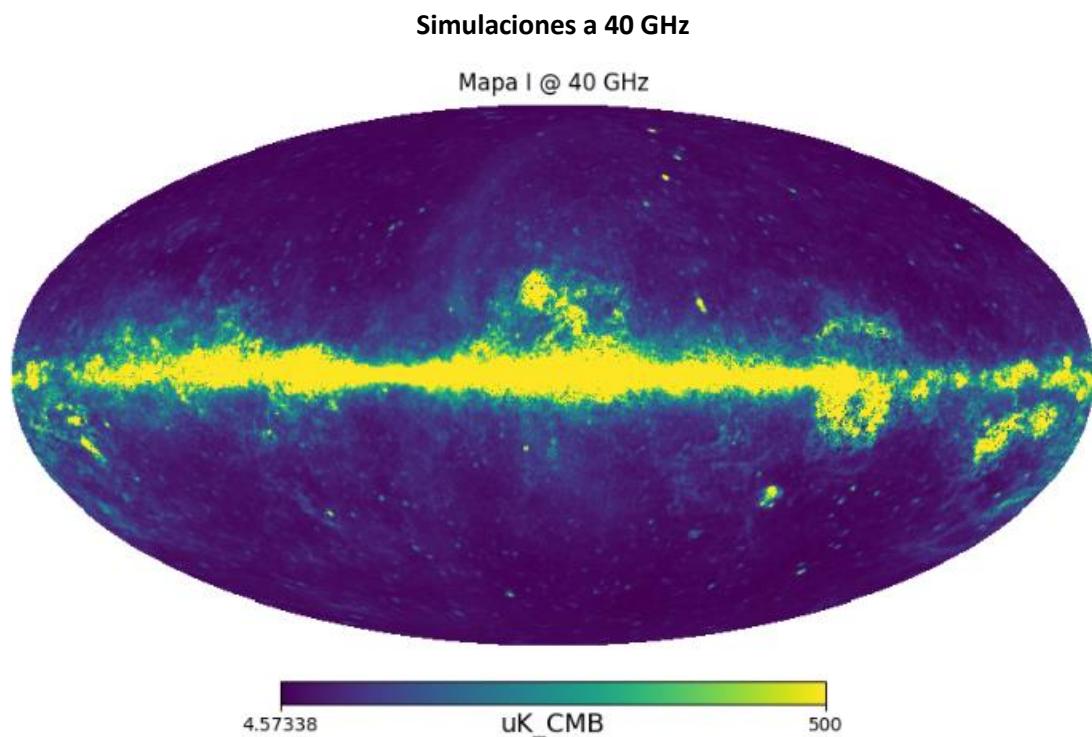


Figura 9.7 Simulación del mapa I de polarización a 40 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

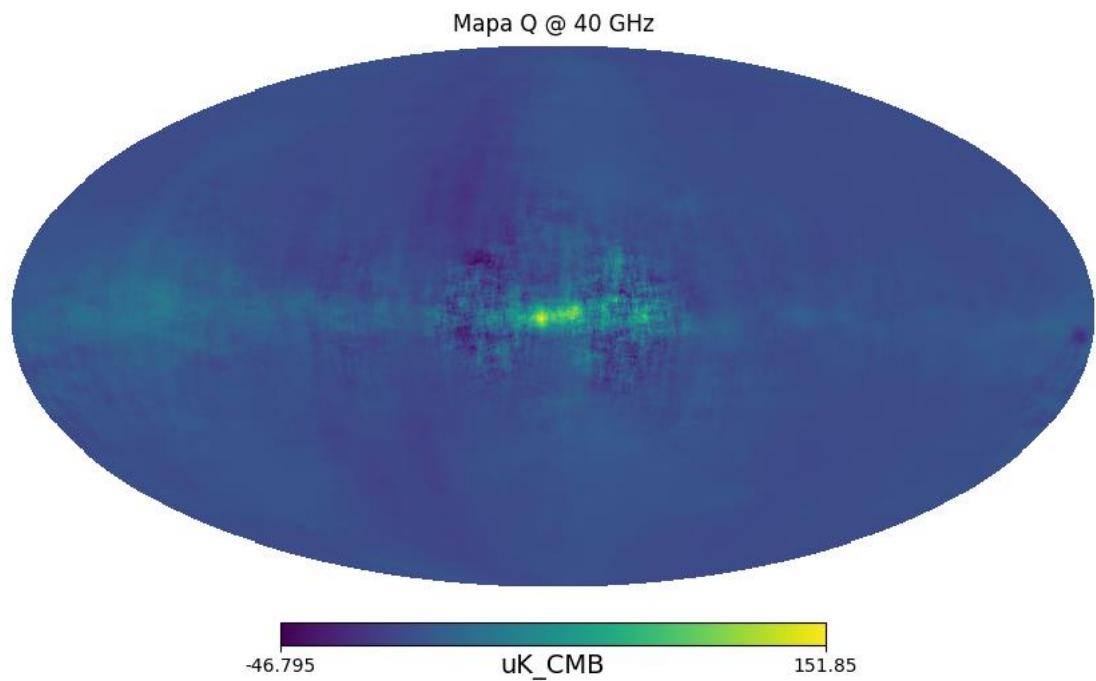


Figura 9.8 Simulación del mapa Q de polarización a 40 GHz.

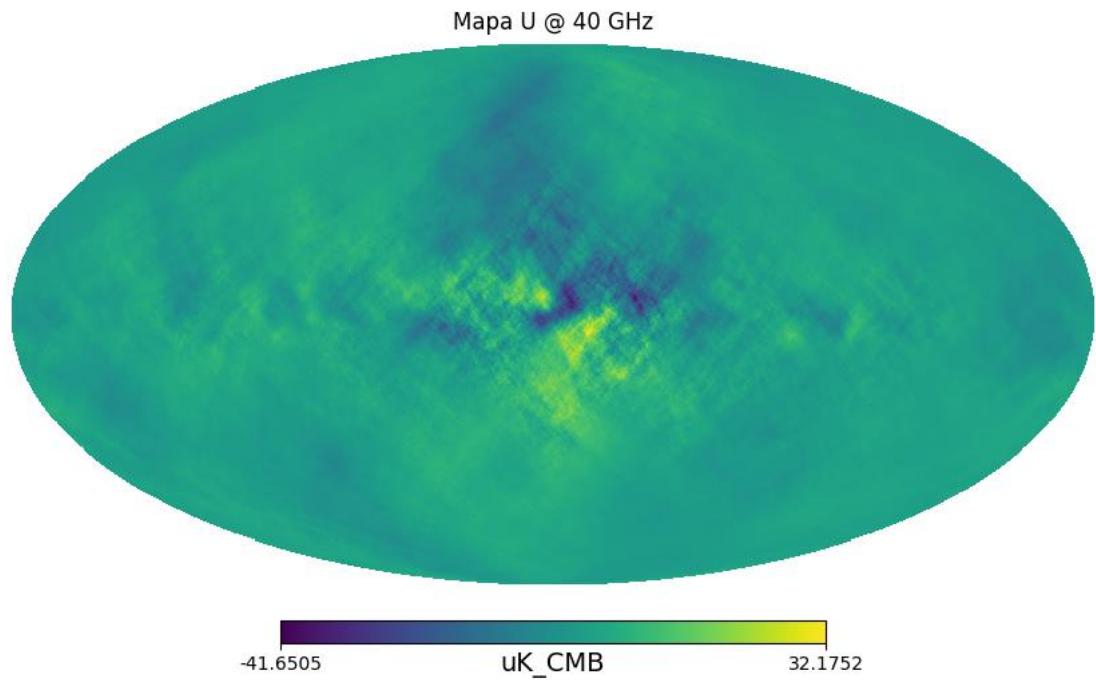


Figura 9.9 Simulación del mapa U de polarización a 40 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

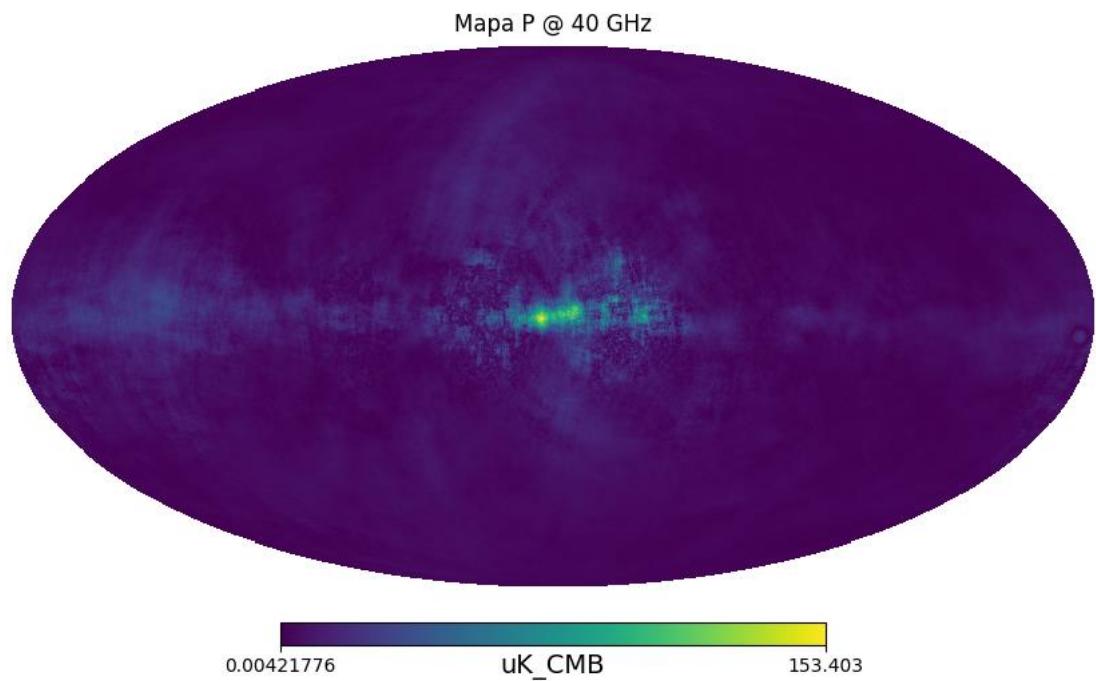


Figura 9.10 Simulación del mapa P de polarización a 40 GHz.

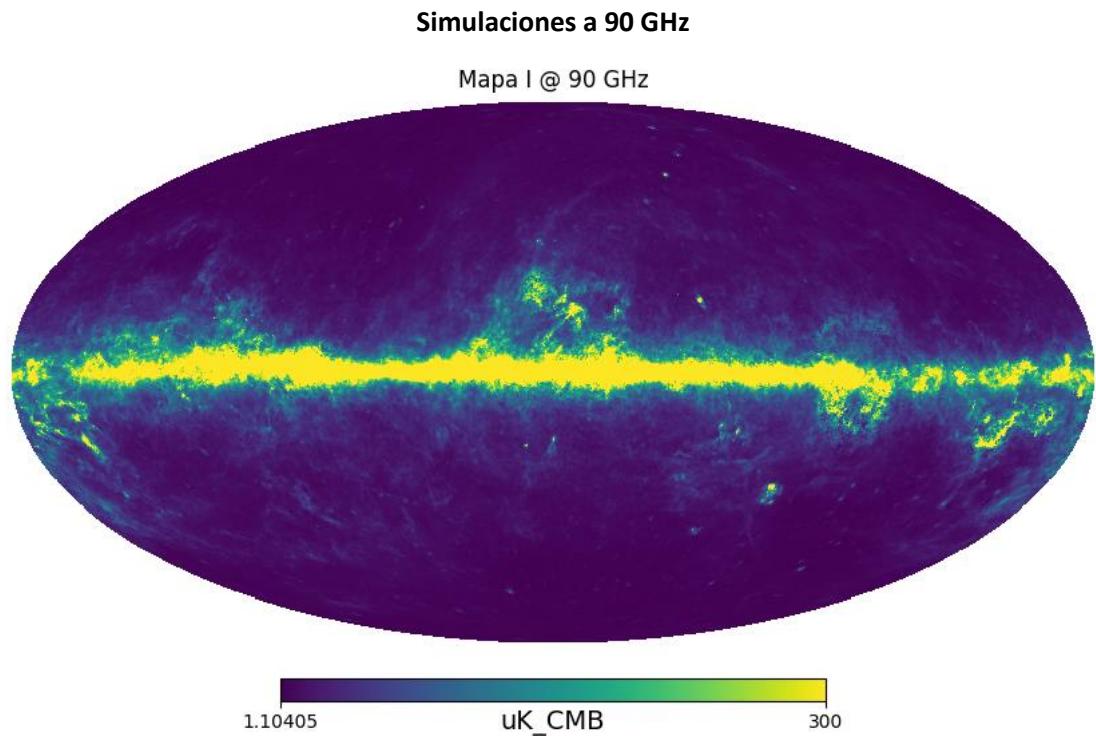


Figura 9.11 Simulación del mapa I de polarización a 90 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

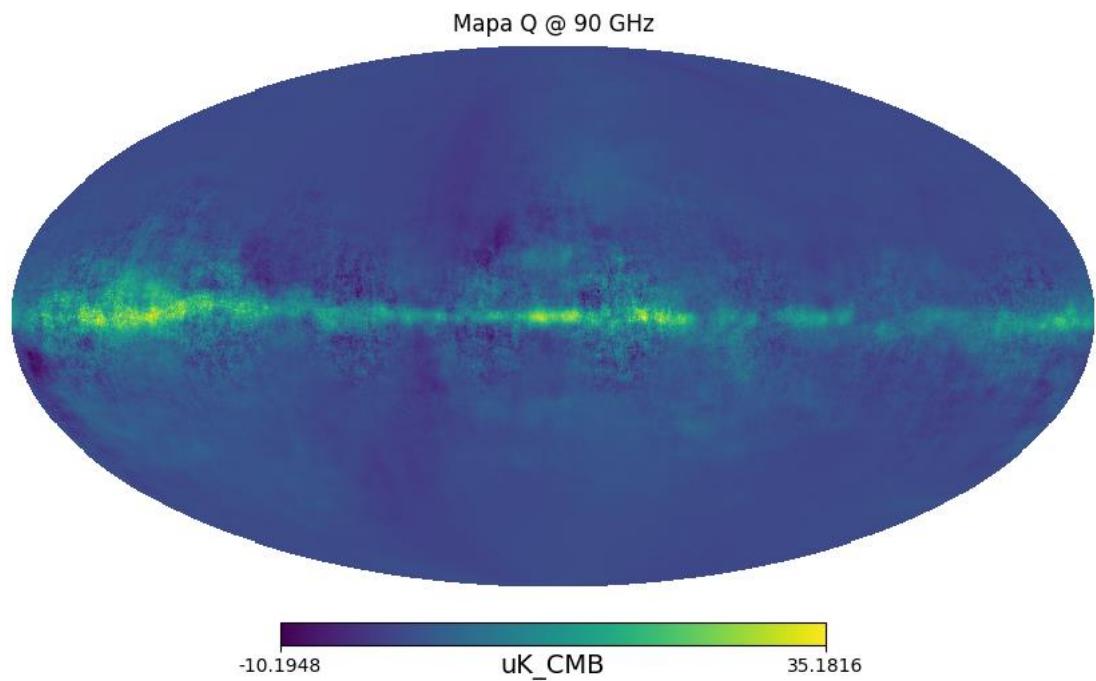


Figura 9.12 Simulación del mapa Q de polarización a 40 GHz.

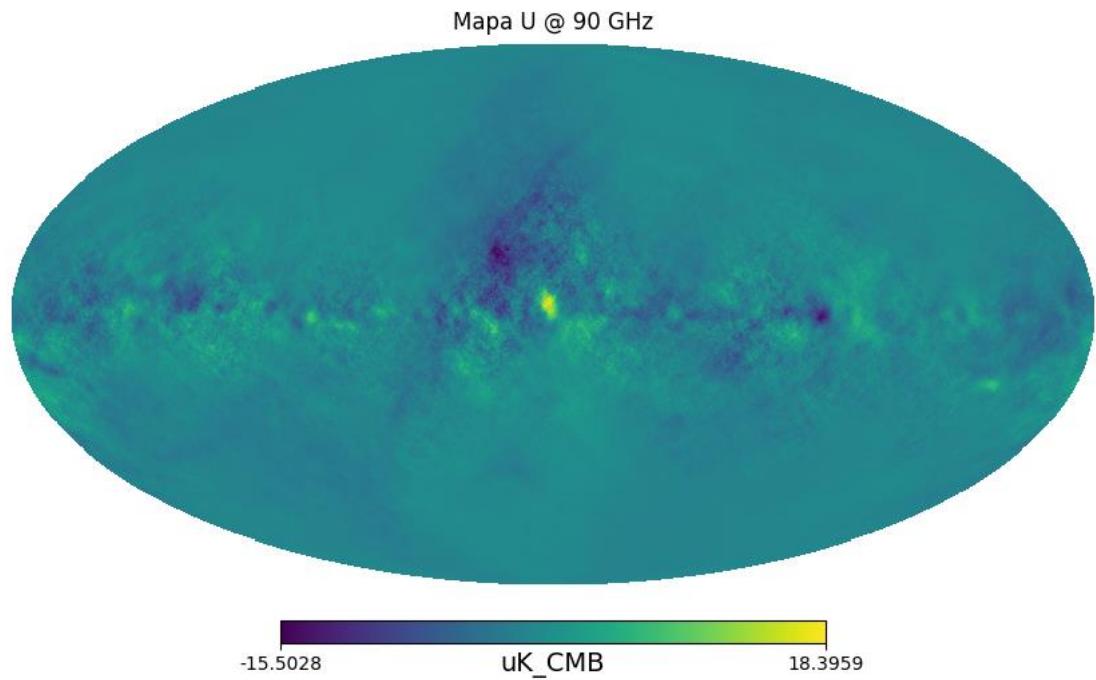


Figura 9.13 Simulación del mapa U de polarización a 40 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

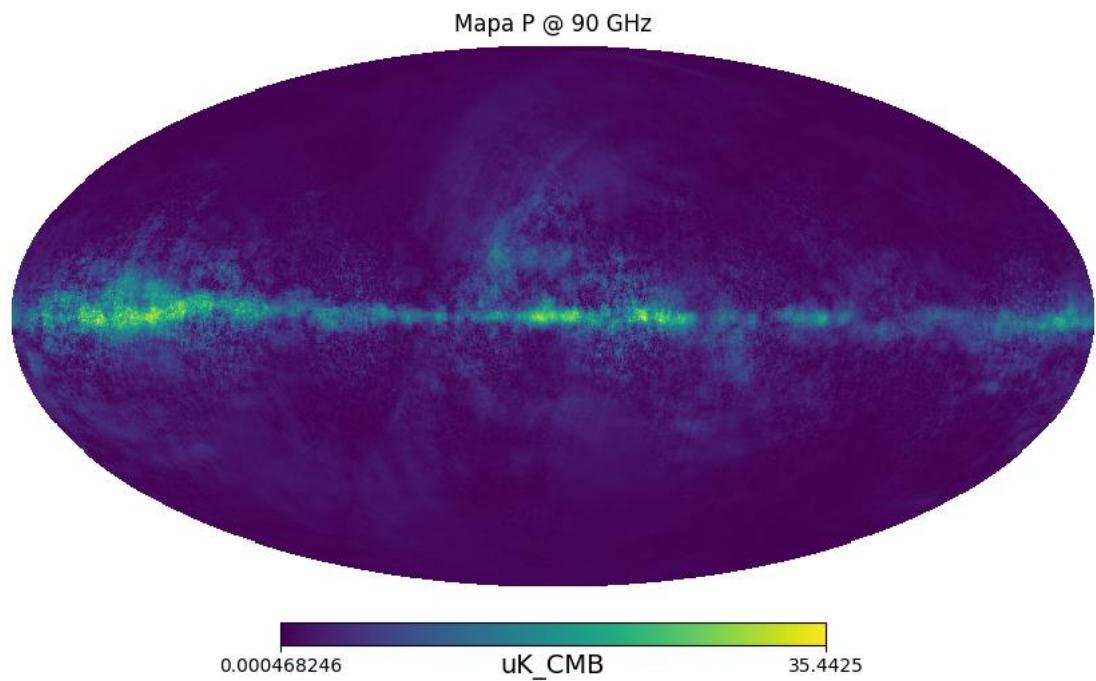


Figura 9.14 Simulación del mapa P de polarización a 40 GHz.

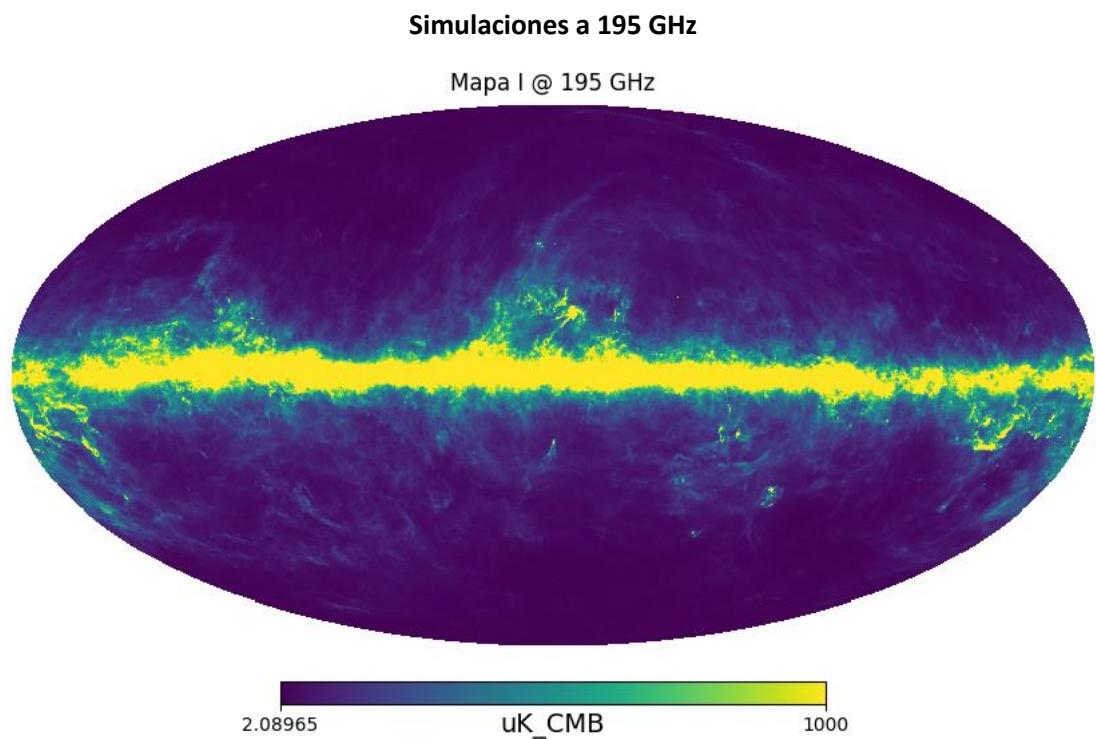


Figura 9.15 Simulación del mapa I de polarización a 195 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

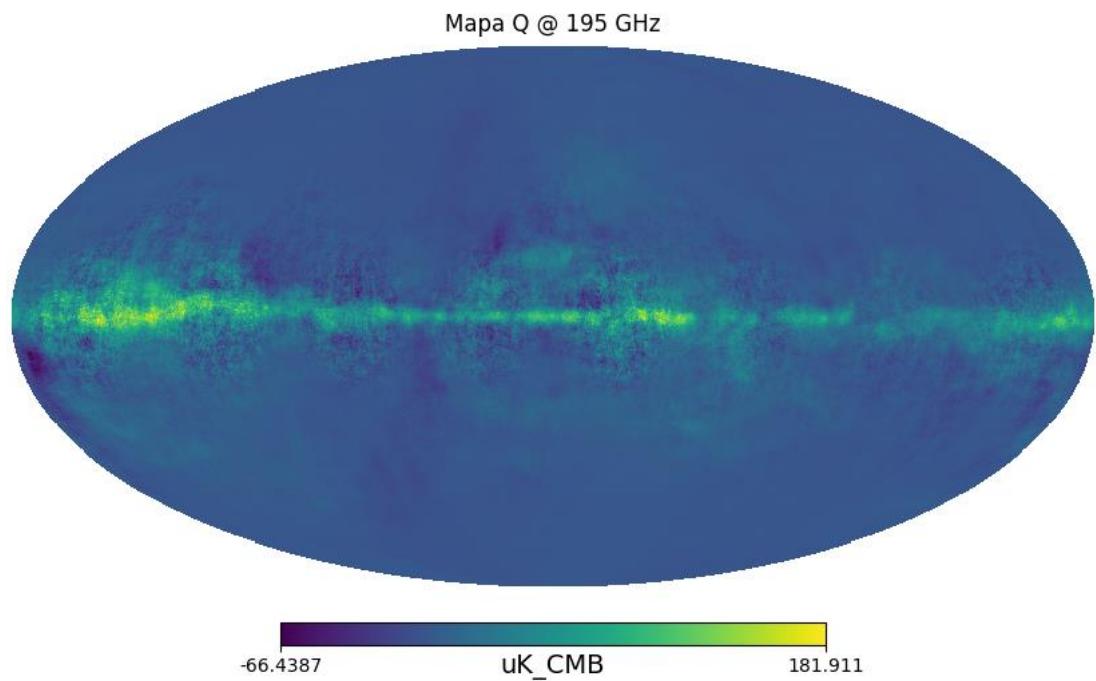


Figura 9.16 Simulación del mapa Q de polarización a 195 GHz.

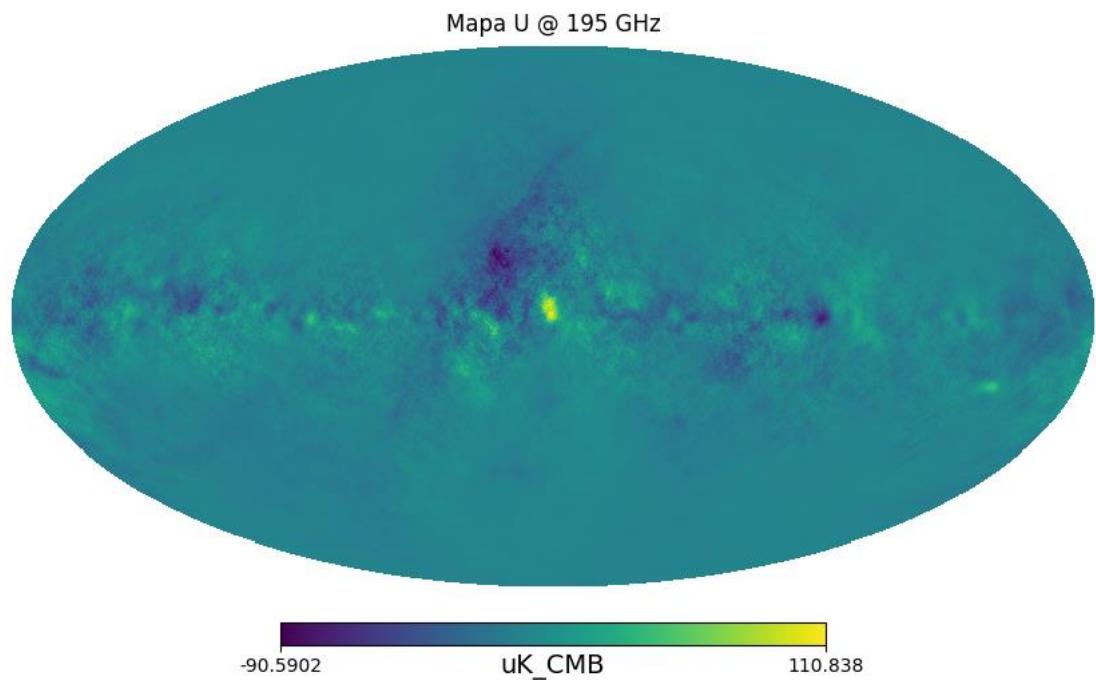


Figura 9.17 Simulación del mapa U de polarización a 195 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

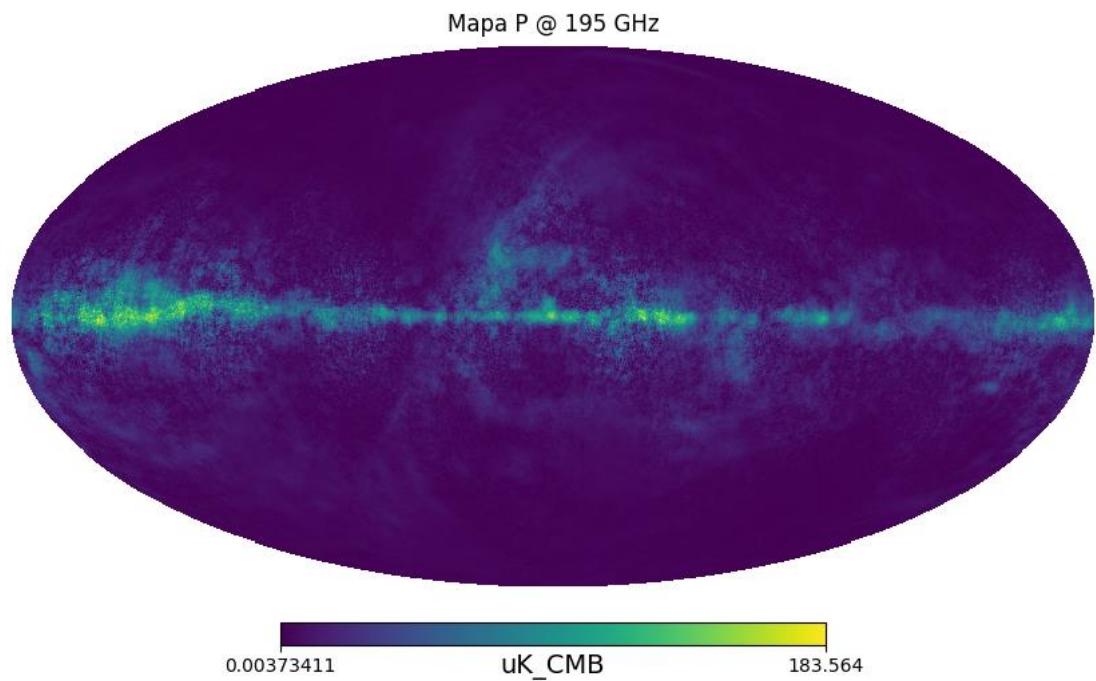


Figura 9.18 Simulación del mapa P de polarización a 195 GHz.

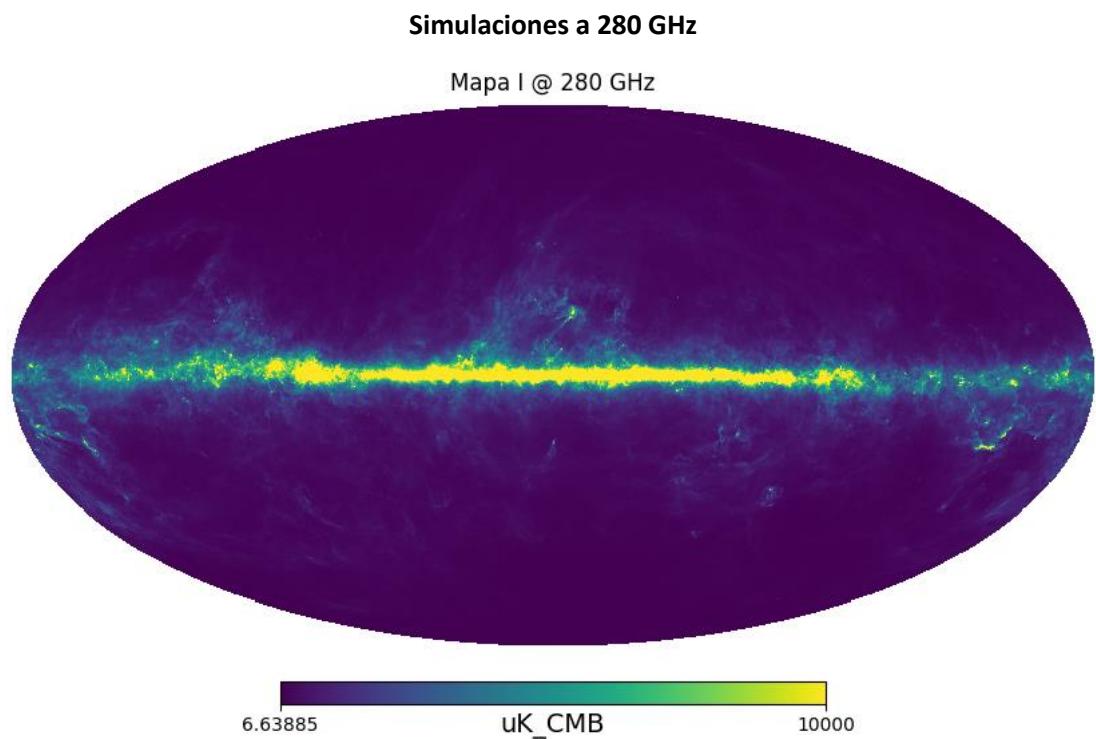


Figura 9.19 Simulación del mapa I de polarización a 280 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

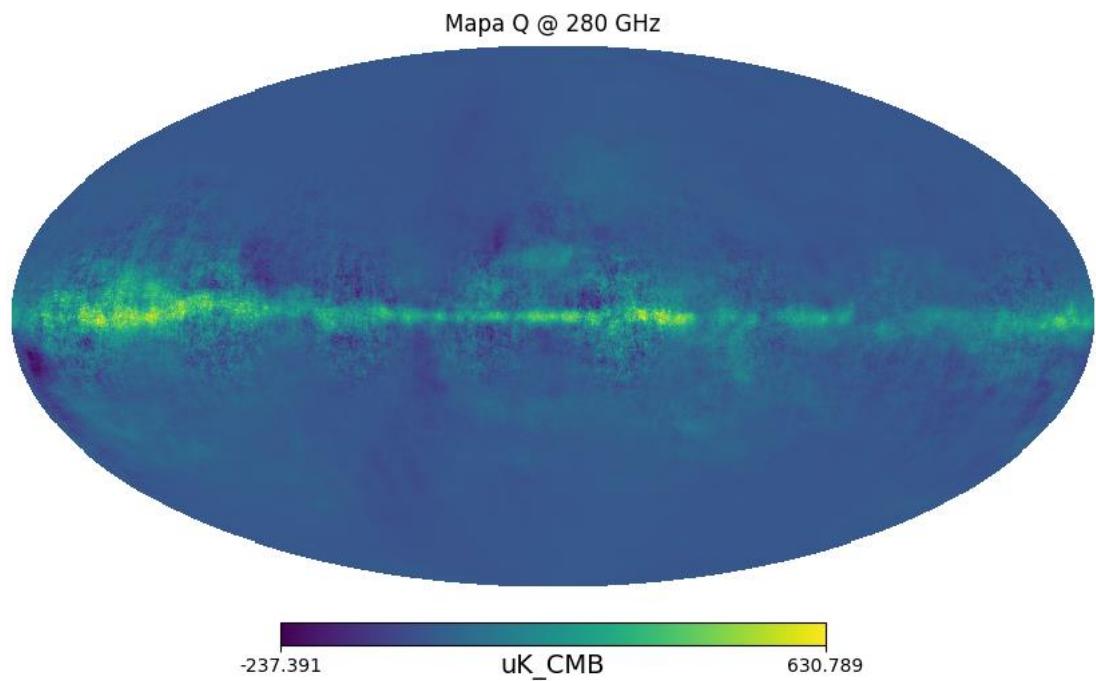


Figura 9.20 Simulación del mapa Q de polarización a 280 GHz.

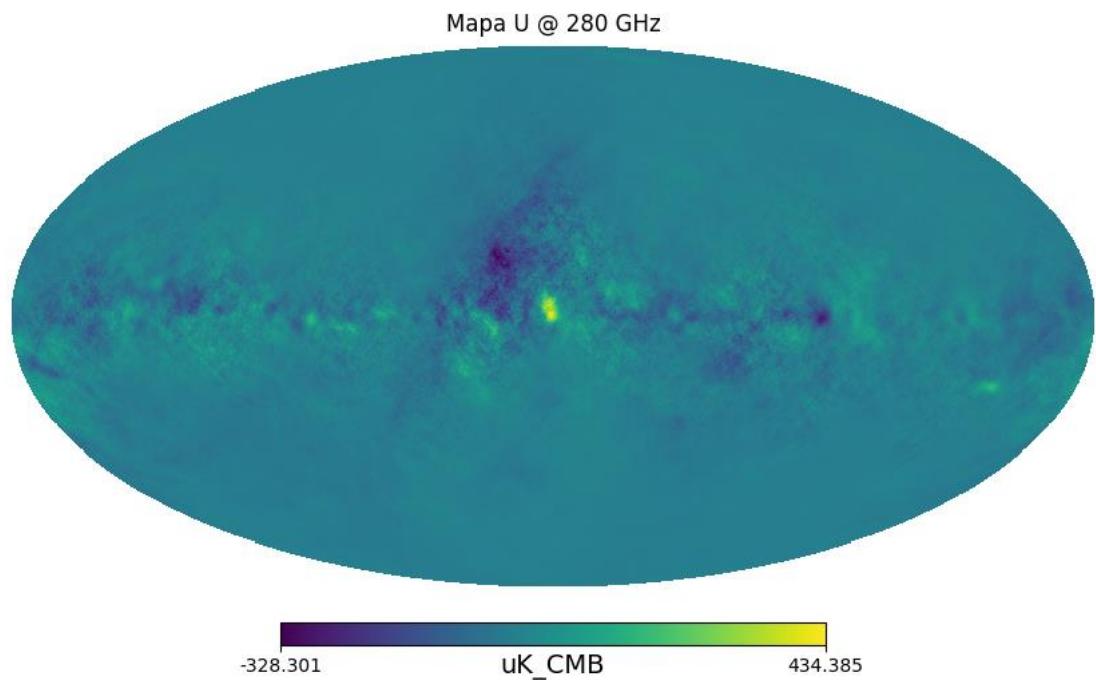


Figura 9.21 Simulación del mapa U de polarización a 280 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

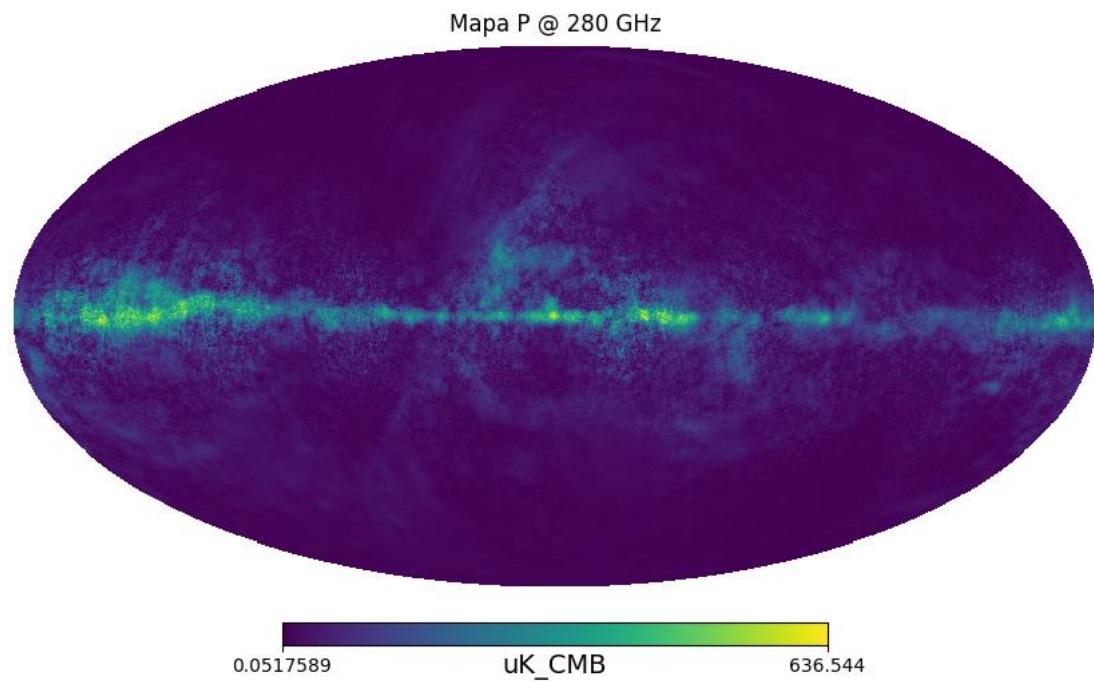


Figura 9.22 Simulación del mapa P de polarización a 280 GHz.

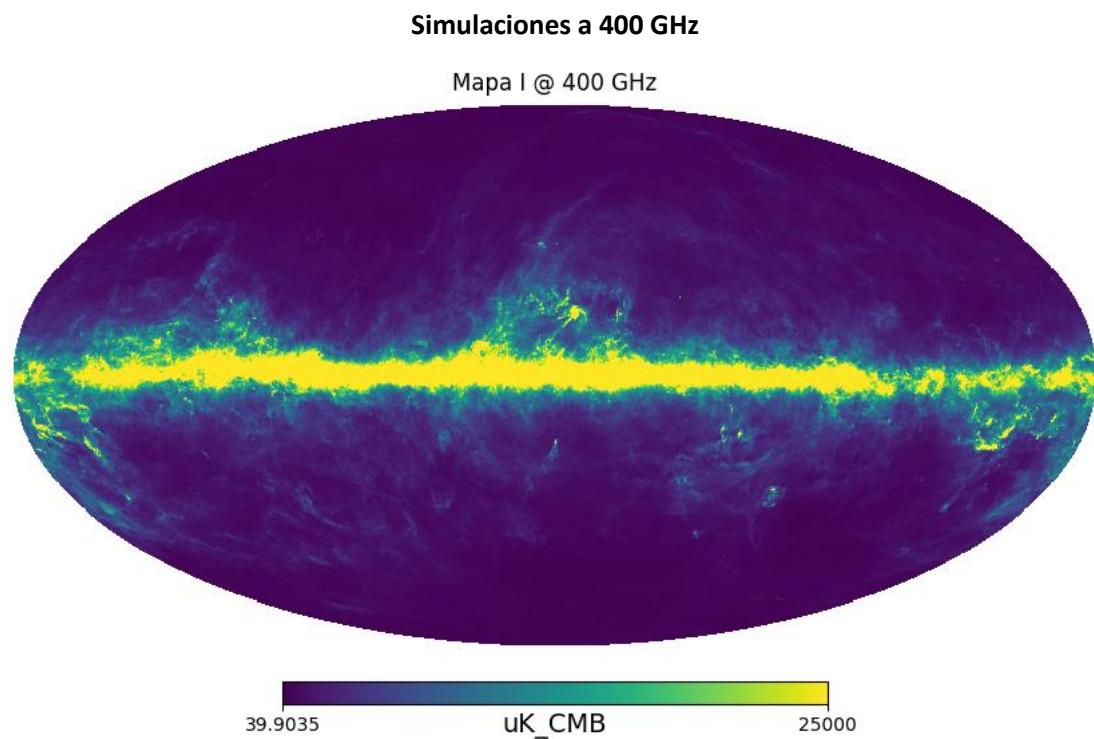


Figura 9.23 Simulación del mapa I de polarización a 400 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

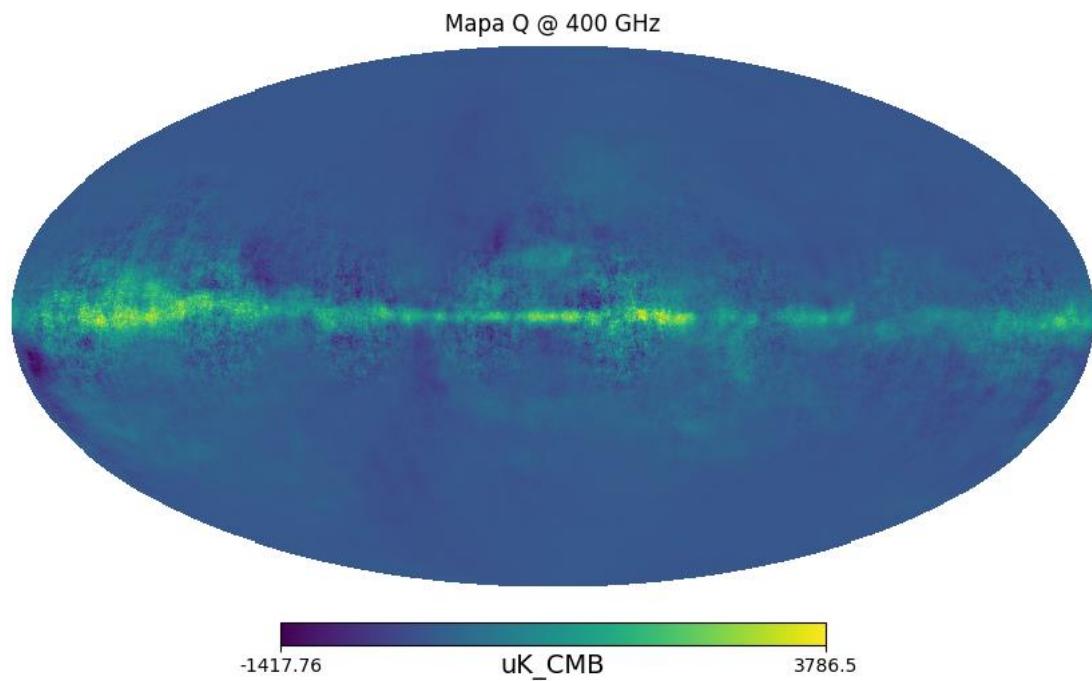


Figura 9.24 Simulación del mapa Q de polarización a 400 GHz.

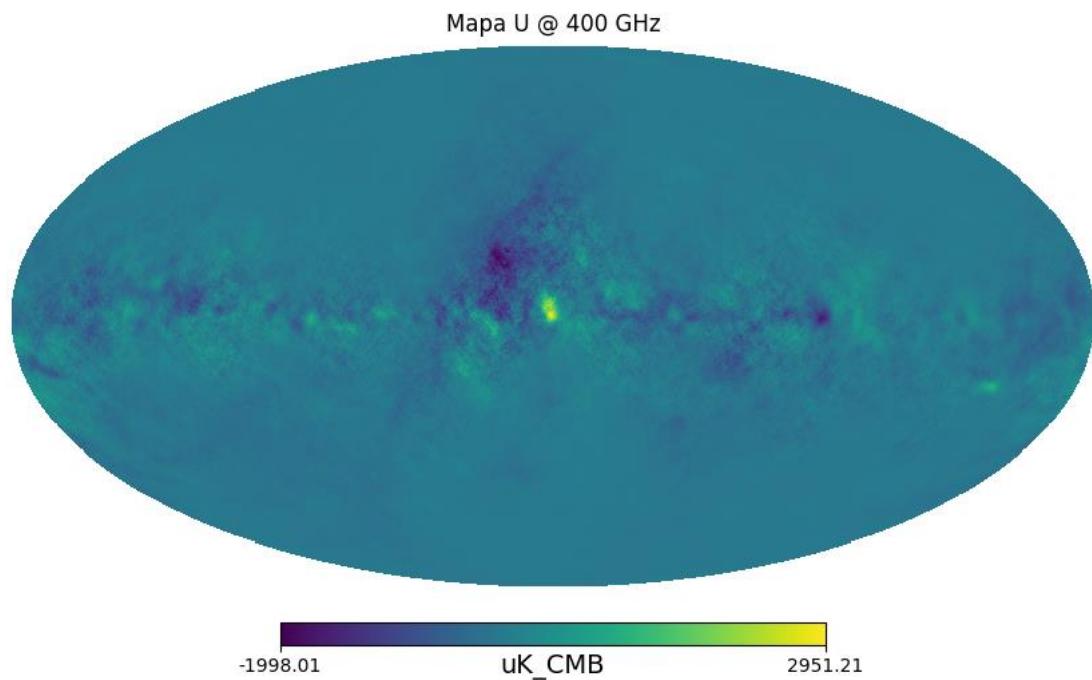


Figura 9.25 Simulación del mapa U de polarización a 400 GHz.

Alejandro Svyatkovskyy Kholyavka

---

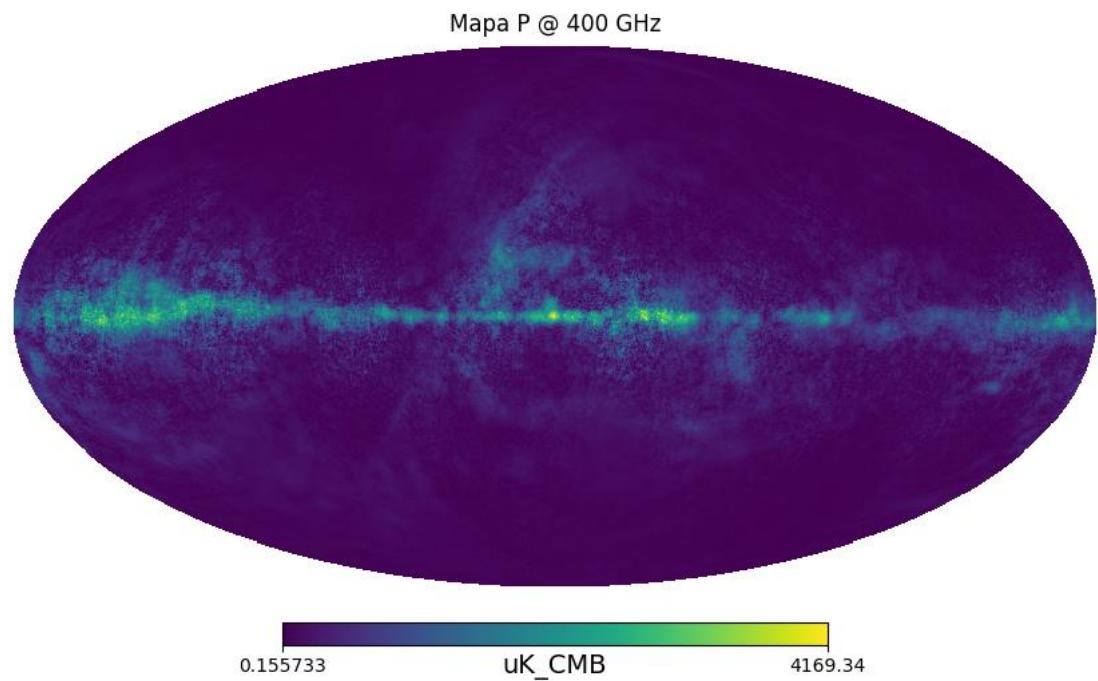


Figura 9.26 Simulación del mapa P de polarización a 400 GHz.

[PÁGINA INTENCIONADAMENTE EN BLANCO]