

UNIVERSIDAD DE LAS AMÉRICAS PUEBLA

ESCUELA DE CIENCIAS

DEPARTAMENTO DE ACTUARÍA, FÍSICA Y MATEMÁTICAS



**ANÁLISIS DE DETECCIONES SPIRE/*Herschel* HACIA PKS  
1138-262 Y SUS POSIBLES PERTENENCIAS AL  
PROTOCÚMULO**

TESIS QUE, PARA COMPLETAR LOS REQUISITOS DEL PROGRAMA DE  
HONORES PRESENTA LA ESTUDIANTE

ANA CECILIA LUIS RAMÍREZ

166208

DIRECTOR

MILAGROS ZEBALLOS REBAZA

SAN ANDRÉS CHOLULA, PUEBLA.

OTOÑO, 2023

TESIS QUE, PARA COMPLETAR LOS REQUISITOS DEL PROGRAMA DE  
HONORES PRESENTA LA ESTUDIANTE ANA CECILIA LUIS RAMÍREZ,  
166208

DIRECTOR DE TESIS

---

Milagros Zeballos Rebaza

PRESIDENTE DE TESIS

---

Marco Antonio Pérez de la Rosa

SECRETARIO DE TESIS

---

Alfredo Montaña Barbano

# Índice

<b>1. Introducción</b>	<b>5</b>
1.1. Galaxias submilimétricas . . . . .	5
1.2. Predecesoras de las galaxias elípticas masivas . . . . .	6
1.3. Corrimiento al rojo . . . . .	9
1.4. Cúmulos y protocúmulos de galaxias . . . . .	11
1.4.1. Campo observado . . . . .	13
1.5. Instrumentos . . . . .	15
1.5.1. <i>Herschel</i> Space Observatory . . . . .	15
1.5.2. SPIRE . . . . .	17
<b>2. Metodología</b>	<b>19</b>
2.1. Mapas . . . . .	19
2.1.1. Creación de los mapas . . . . .	19
2.1.2. Estimación del ruido de los mapas . . . . .	21
2.1.3. Procesamiento de los mapas con HIPE . . . . .	21
2.1.4. Suavizado Gaussiano . . . . .	22
2.2. Catálogos Individuales . . . . .	24
2.2.1. Sussextractor . . . . .	25
2.2.2. Catálogos de contrapartes . . . . .	26
2.2.3. Deblending de fuentes . . . . .	29
2.3. Obtención de los corrimientos al rojo . . . . .	33
2.3.1. Ajuste de SED . . . . .	33
<b>3. Resultados y Discusión</b>	<b>37</b>
3.0.1. Distribución de $N$ . . . . .	37
3.1. Galaxias pertenecientes a los protocúmulos . . . . .	38
3.2. Comparación con la literatura . . . . .	40
3.3. Catálogos finales . . . . .	41
<b>4. Conclusiones y Trabajo a Futuro</b>	<b>43</b>

**5. Apéndice**

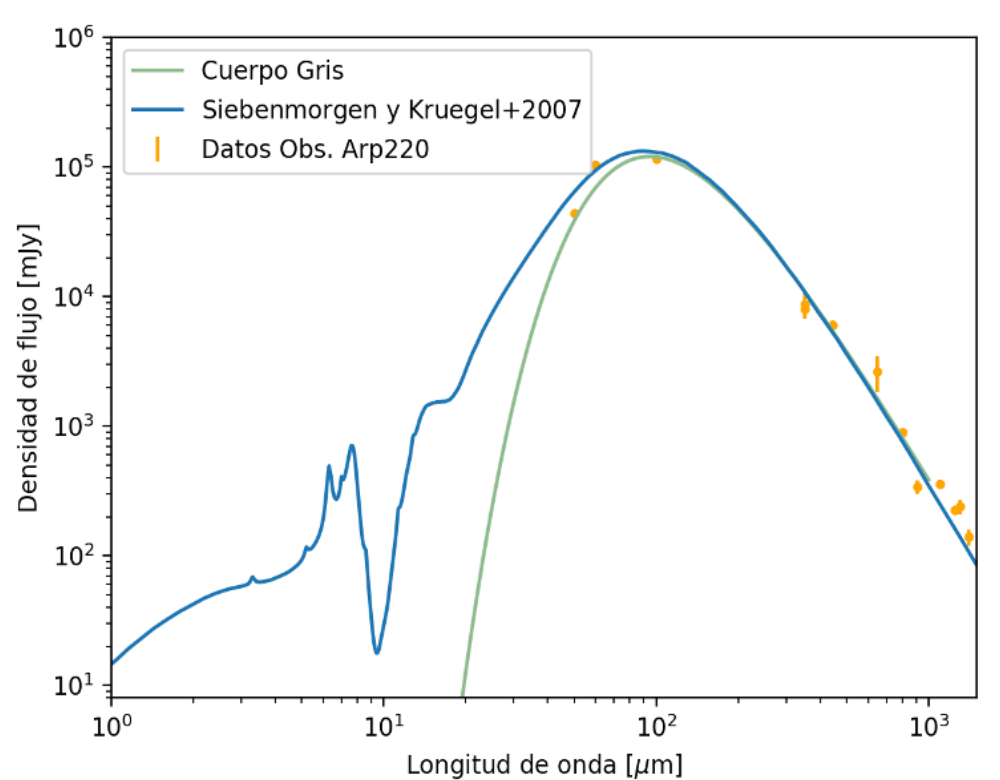
**Referencias**



## Resumen

En esta tesis analizamos detecciones realizadas por el Receptor de Imágenes Espectrales y Fotométricas (SPIRE, por sus siglas en inglés) abordo del Observatorio Espacial *Herschel* en tres bandas ( $250\ \mu\text{m}$ ,  $350\ \mu\text{m}$  y  $500\ \mu\text{m}$ ) hacia la radiogalaxia masiva y ultraluminosa PKS 1138–262 ( $z=2.156$ ). Obtenemos la distribución espacial de las galaxias en sus alrededores para determinar, ahora con estas observaciones en el lejano infrarrojo, si es una región protocumular como ha sido señalada anteriormente (Kurk et al., 2000), ya que es ampliamente aceptado que este tipo de galaxias a menudo están ubicadas en regiones sobredensas del Universo. Las observaciones de estas estructuras en un rango amplio de longitudes de onda pueden mapear tanto las poblaciones de galaxias en formación como las evolucionadas, facilitando los estudios de la acumulación de galaxias durante una época crucial de la evolución cumular. Para realizar lo anterior, obtenemos catálogos individuales de fuentes para cada banda de SPIRE y, posteriormente, encontramos las posibles contrapartes para cada fuente a  $250\ \mu\text{m}$  en las otras dos bandas, realizando un proceso de *deblending* en los casos en los que hay más de una fuente en un área pequeña. Finalmente, para determinar las posibles candidatas a formar parte del protocúmulo, realizamos un análisis de color comparando las densidades de flujo observadas con SPIRE a las de un modelo de SED de una galaxia submilimétrica polvorosa corrida hacia el corrimiento al rojo de PKS 1138-262 en búsqueda de encontrar las mismas coincidencias que Rigby et al. (2014). Estudiar estas posibles regiones protocumulares nos ayudará a comprender mejor la evolución de las galaxias elípticas masivas que predominan en los cúmulos de galaxias locales.

**Palabras clave:** Cúmulos de galaxias, galaxias submilimétricas, corrimiento al rojo.



**Figura 1:** La línea verde representa la Densidad Espectral de Energía (SED) prototípica de una galaxia submilimétrica generada a partir de un cuerpo negro modificado a  $T = 40\text{K}$ , la línea azul representa un modelo de SED de la galaxia infrarroja ultraluminosa (ULIRG) Arp220 (Siebenmorgen y Krügel, 2007) y los puntos naranjas corresponden a datos observacionales de Arp 220.

## 1. Introducción

### 1.1. Galaxias submilimétricas

Las galaxias submilimétricas (SMG, por sus siglas en inglés) son una población de galaxias altamente luminosas a altos corrimientos al rojo (Sección 1.3), las cuales están dominadas por la emisión del polvo y representan una población clave de galaxias formadoras de estrellas durante las épocas de ensamblaje de galaxias y formación estelar máxima (Brisbin et al., 2017). Son llamadas así porque se descubren en longitudes de onda submilimétricas, entre  $200\ \mu\text{m}$  y  $1\ \text{mm}$ ,

debido a que su pico de emisión que en reposo se halla a  $\sim 100 \mu\text{m}$  se desplaza a  $\lambda > 200 \mu\text{m}$  por la expansión del Universo. La Figura 1 muestra un modelo de cuerpo negro modificado a  $T = 40\text{K}$  que representa muy bien la emisión de polvo frío de una SMG. Este modelo está descrito por la Ecuación 1

$$S(\lambda) = N \frac{\left(1 - e^{(\lambda_0/\lambda)^\beta}\right) \left(\frac{c}{\lambda}\right)^3}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \quad (1)$$

donde  $S(\lambda)$  representa la densidad de flujo de la galaxia,  $\lambda_0$  es la longitud de onda a la que la profundidad óptica es 1,  $\beta$  es el índice espectral de emisividad del polvo,  $T$  es la temperatura del polvo y  $N$  es la constante de normalización que nos permite adaptar nuestro modelo a diferentes luminosidades (Casey, Narayanan, y Cooray, 2014).

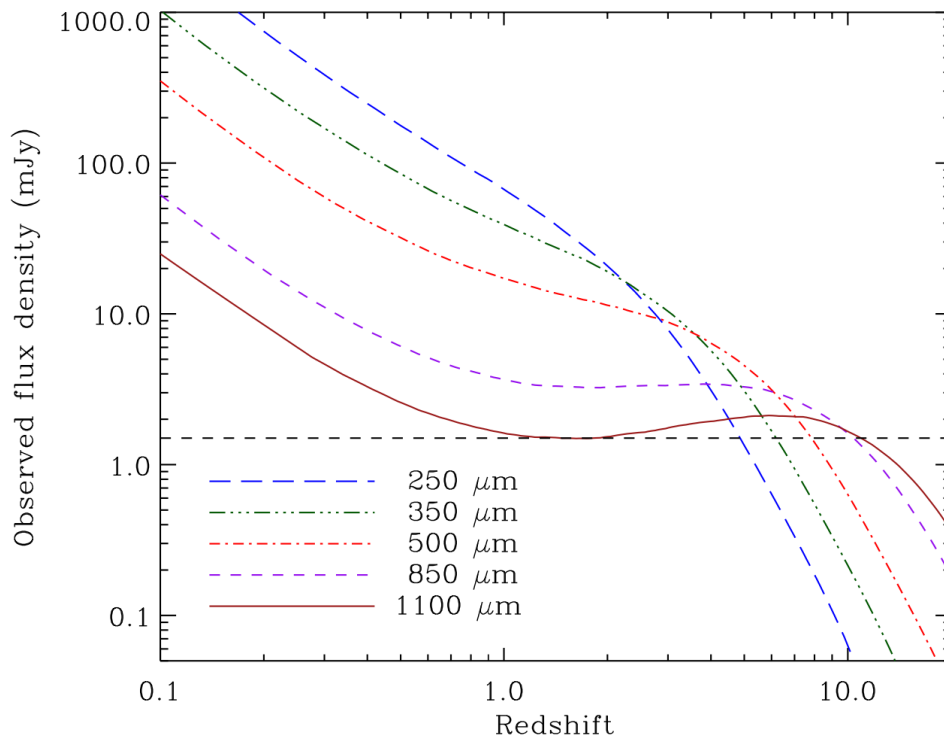
Las altas luminosidades infrarrojas de las SMGs ( $\gtrsim 10^{12} L_\odot$ ) se asocian con altas tasas de formación estelar (aproximadamente cientos a miles de  $M_\odot \text{ yr}^{-1}$ ), grandes reservorios de gas y grandes masas dinámicas y estelares.

Debido a la corrección K negativa en la parte de Rayleigh-Jeans de la distribución espectral de energía del polvo (SED), la densidad de flujo (sub)milimétrica de estas galaxias permanece casi constante para desplazamientos al rojo de  $1 < z < 10$  (ver Figura 2) para una luminosidad infrarroja (IR) fija (Brisbin et al., 2017).

Las observaciones infrarrojas y submilimétricas (submm) de las SMGs revelan que, aunque son similares en luminosidad a las ULIRG, las ULIRG locales constituyen una fracción muy pequeña de la formación estelar total en el universo local y a menudo tienen núcleos de formación estelar intensos y compactos, mientras que las SMGs aparentemente componen un porcentaje significativo de la densidad de tasa de formación estelar en el Universo temprano, y a menudo pueden albergar una formación estelar más extendida (Brisbin et al., 2017).

## 1.2. Predecesoras de las galaxias elípticas masivas

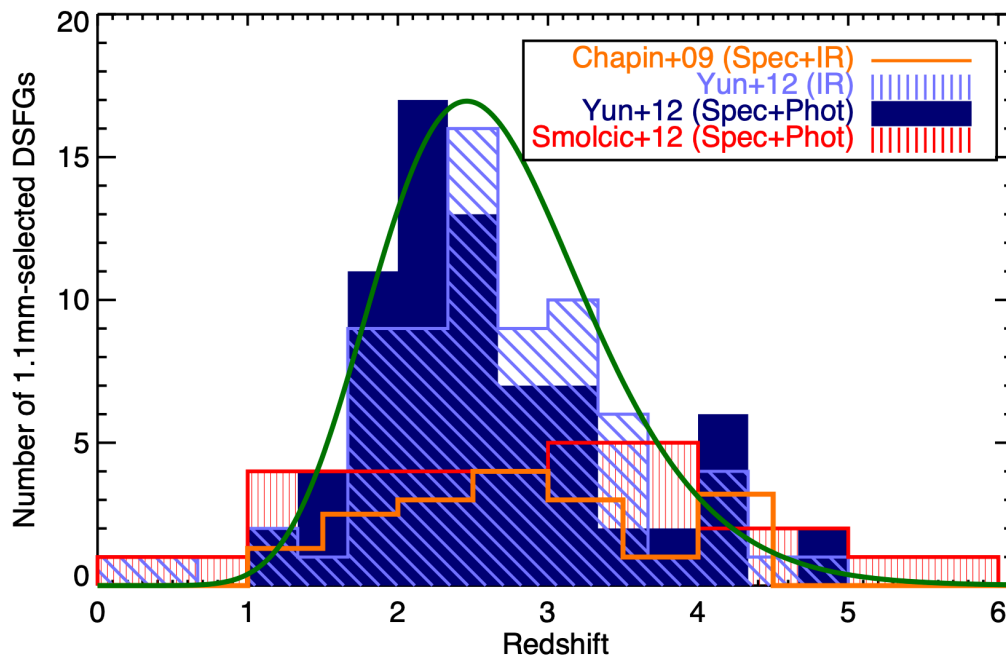
Las galaxias elípticas son los sistemas estelares más masivos del Universo local y parecen definir una clase homogénea de objetos con poblaciones estela-



**Figura 2:** Gráfica de corrección K negativa multicolor (densidad de flujo observada vs  $z$ ) utilizando el modelo de SED de Siebenmorgen y Krügel (2007) para la ULIRG Arp220 con una luminosidad de  $10^{12.1}L_{\odot}$  (Zeballos, 2013).

res uniformemente viejas y rojas, cantidades insignificantes de gas y muy poca formación estelar (De Lucia, Springel, White, Croton, y Kauffmann, 2006).

Muchos estudios han encontrado, basándose principalmente en la morfología, colores, tamaños y características espectroscópicas, una gran cantidad de similitudes entre las SMG y las galaxias elípticas masivas encontradas en los cúmulos locales, apoyando la idea de que las SMG podrían ser sus predecesoras. Sus grandes luminosidades y tasas de formación estelar implican que son sistemas masivos que podrían acumular muy rápidamente la gran población estelar que se encuentra en las elípticas masivas. Los estudios fotométricos y espectroscópicos de SMG con contrapartes en radio u ópticas/infrarrojo-medio (MIR) sugieren que su abundancia alcanza su punto máximo en  $z \sim 2.5$ , como observamos en



**Figura 3:** La distribución del corrimiento al rojo de algunas galaxias polvorientas formadoras de estrellas (del inglés Dusty Star-forming Galaxies, o DSFGs) a 1.1 mm tomadas de la literatura, todas detectadas con el instrumento AzTEC. El histograma naranja representa desplazamientos al rojo (espectroscópicos y fotométricos milimétricos) de fuentes AzTEC en GOODS-N (Chapin et al., 2009) y el rojo proviene de fuentes AzTEC en COSMOS (Smolčić et al., 2012). El histograma sólido de color azul oscuro representa desplazamientos al rojo espectroscópicos y fotométricos obtenidos en el rango óptico para fuentes AzTEC en GOODS-S (Yun et al., 2012), que sugieren que la distribución es de naturaleza logarítmica-normal con un valor mediano  $z = 2.6$  (línea verde continua). La distribución de los  $z$  fotométricos infrarrojos para la misma muestra de GOODS-S se ilustra en azul claro para demostrar su coherencia general con la muestra óptica espectroscópica/fotométrica (Casey et al., 2014).

la Figura 3. Lo anterior es consistente con las poblaciones estelares viejas observadas en las galaxias elípticas locales ya que son indicadoras de elípticas evolucionadas pasivamente formadas a un alto corrimiento al rojo (Kurk, Pentericci, Röttgering, y Miley, 2004). Además, aunque se han encontrado galaxias elípticas

hasta en  $z \approx 3$  y esto indicaría que sus predecesoras se encuentran a corrimientos mucho más altos que  $z \sim 2.5$ , la distribución mostrada en la Figura 3 muestra una cola hacia corrimientos al rojo muy altos, lo cual sigue siendo consistente con la teoría.

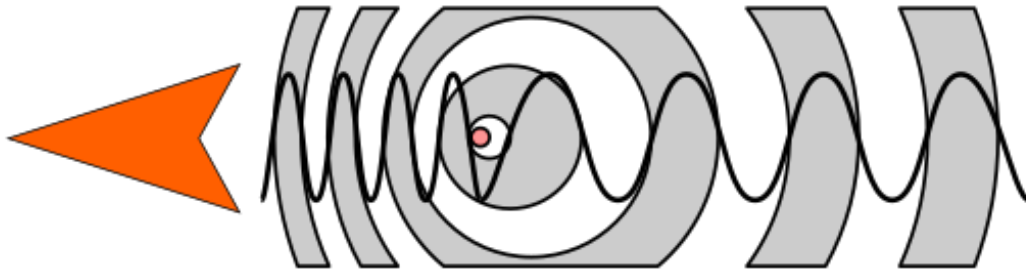
Adicionalmente, existen estudios que han encontrado sobredensidades de SMGs en regiones protocumulares (Oteo et al., 2018; Zeballos, 2013), evidencia que apoya la tesis de que estas galaxias evolucionan en elípticas masivas, ya que se espera que estas regiones evolucionen en cúmulos de galaxias, lugares predominantes de elípticas masivas.

Todos estos resultados llevan a la idea de que las SMG son una población joven y masiva oscurecida por el polvo que podría evolucionar y convertirse en elípticas masivas a  $z = 0$ .

### 1.3. Corrimiento al rojo

El efecto Doppler, observado por primera vez por Christian Andreas Doppler en 1842, describe la forma en la que la frecuencia aparente de una onda cambia para un receptor cuando el emisor se mueve. La causa del efecto Doppler es que, si la fuente se mueve hacia el observador, cada onda sucesiva se emite desde una posición más cercana al observador que la onda anterior. Entonces, cada onda tarda un poco menos en llegar al observador que la previa y el tiempo entre la llegada de cada onda al observador se reduce, provocando un aumento de la frecuencia. Algo análogo pasa cuando la fuente se aleja del observador, donde cada onda se emite un poco más lejos que la anterior y por tanto, la frecuencia en la que llegan al observador se reduce (ver Figura 4).

La luz se comporta como una onda, por lo que la luz proveniente de un objeto luminoso sufre un cambio similar al efecto Doppler si la fuente se mueve en relación con nosotros. Dado que parece que la mayoría de las otras galaxias se están alejando de nosotros debido a la expansión del Universo, la luz de estas galaxias se desplaza a longitudes de onda más largas (y esto significa más rojas); en otras palabras, se “corre hacia el rojo”(ver Figura 5).



**Figura 4:** Representación del cambio en longitud de onda causado por el movimiento de la fuente (Wikipedia, 2023).

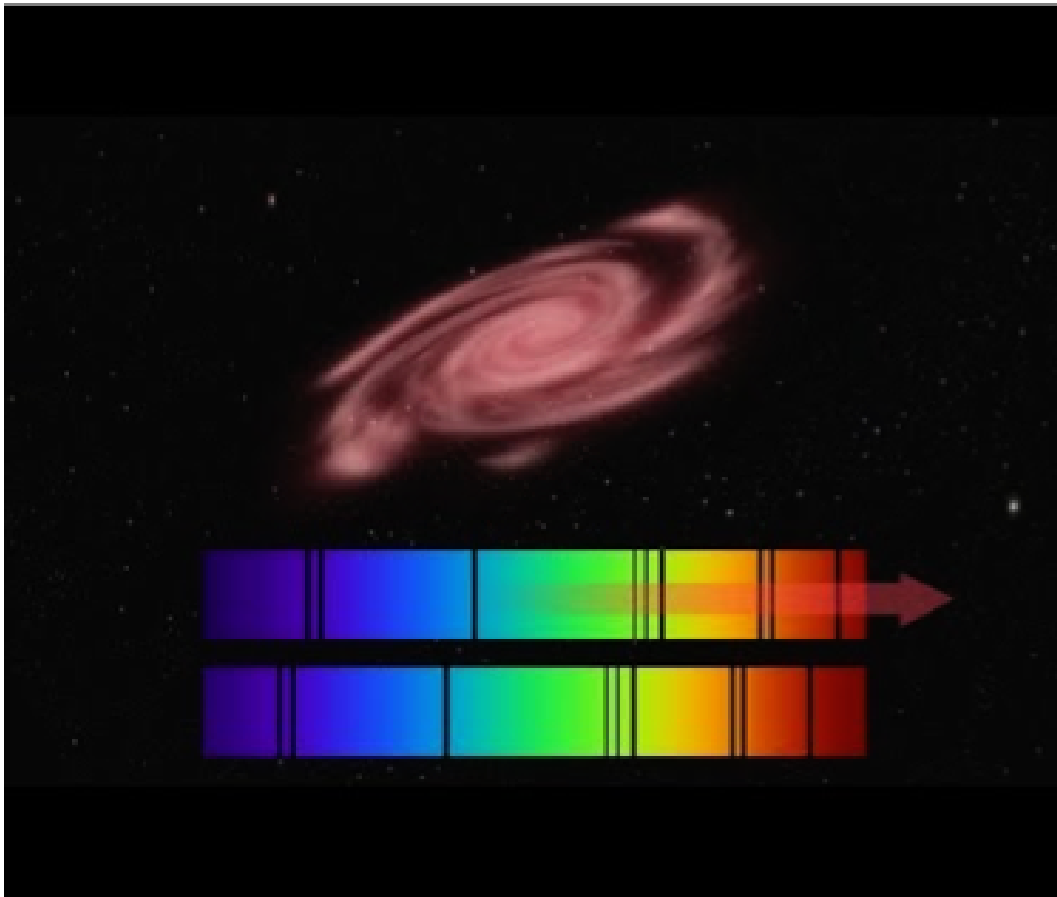
Definimos  $z$  en la Ecuación 2 como el cambio observado en la longitud de onda de alguna línea de emisión o absorción de un objeto cósmico dividido entre la longitud de onda original de la línea.

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_{emitida}} = \frac{\lambda_{observada} - \lambda_{emitida}}{\lambda_{emitida}} \quad (2)$$

Los corrimientos al rojo se usan para determinar la distancia a los objetos más tempranos de nuestro Universo y, por lo tanto, sirven para medir cómo este se expande. Existen 2 técnicas para medir el corrimiento al rojo de galaxias: espectroscópicas y fotométricas.

Para medir corrimientos al rojo espectroscópicos la luz se hace pasar a través de un prisma o una rejilla de difracción con el objeto de detectar la intensidad de la luz como función de la longitud de onda. De esta manera se pueden observar líneas de emisión y absorción de distintos elementos conocidos que pueden encontrarse en la galaxia (véase Figura 5). Esta es una técnica para determinar corrimientos al rojo precisos pero que requiere mucho tiempo observacional y se vuelve ineficiente para estudios de muestras grandes de galaxias.

Para medir corrimientos al rojo fotométricos se utiliza la luz observada a través de diferentes filtros o bandas en búsqueda de características particulares del espectro de la galaxia como el salto de Balmer a 4000 angstroms o el pico de emisión de polvo de una SMG. Esta técnica es menos costosa pues no son



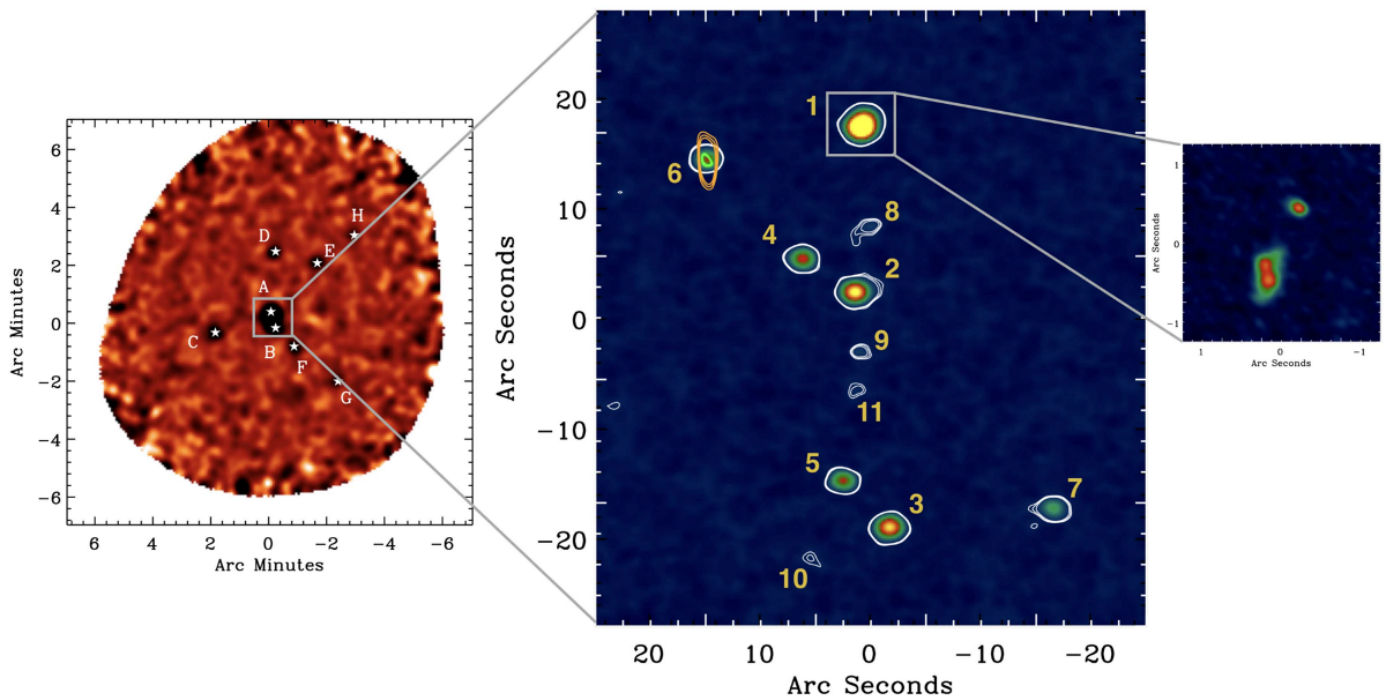
**Figura 5:** Una representación gráfica de una galaxia a un alto corrimiento al rojo cuyas líneas de absorción se ven desplazadas hacia longitudes de onda más rojas por la expansión del Universo. Ilustración: Magipics para CAASTRO.

necesarias observaciones individuales de las galaxias, pero el resultado es solo una estimación del corrimiento al rojo que debe ser corroborado eventualmente de manera espectroscópica. En la sección 2.3.1 se explica esta técnica aplicada a SMGs con más detalle.

#### 1.4. Cúmulos y protocúmulos de galaxias

Los cúmulos de galaxias son las estructuras gravitacionalmente ligadas más grandes del Universo, con masas que oscilan entre  $10^{14}$  -  $10^{16} M_{\odot}$  y contienen entre cientos y miles de galaxias. De acuerdo a las teorías de agrupamiento





**Figura 6:** El DRC desde escalas grandes a pequeñas: el panel izquierdo muestra un mapa de LABOCA a  $870 \mu\text{m}$ . Las ocho DSFGs sugieren un campo sobredenso, porque esperaríamos 2 veces menos fuentes (Lewis et al. 2017). El panel del medio muestra el mapa continuo ultraprofundo de ALMA a 2 mm del DRC, los contornos verde y naranja (a partir de  $5\sigma$ ) representan la emisión de radiocontinuo observada por Jansky VLA y ATCA. El panel derecho muestra un mapa continuo de ALMA de alta resolución a  $870 \mu\text{m}$  de la DSFG más brillante del DRC (Oteo et al., 2018).

jerárquico, surgen del colapso gravitacional de la materia y representan pozos de potencial extremo desarrollados a partir de las condiciones iniciales en el campo de densidad del Universo. Las galaxias más masivas y los cúmulos más ricos surgen de regiones con las sobredensidades más prominentes. Además, aunque los cúmulos de galaxias se han estudiado extensamente hasta  $z \sim 1.3$ , la época de formación de los cúmulos sigue siendo una cuestión abierta debido a la dificultad para identificar a sus progenitores en el Universo temprano (Venemans et al., 2004). La identificación de protocúmulos se dificulta debido a la pequeña diferencia de densidad entre el cúmulo en formación y sus alrededores. Además,

las técnicas clásicas de detección de cúmulos, como la búsqueda de emisiones extendidas de rayos X (Rosati, Della Ceca, Norman, y Giacconi, 1998), suelen fallar en  $z > 2.5$  (Pierre et al., 2004). En la Figura 6 se puede observar el núcleo de un protocúmulo extremo de galaxias a  $z_{spec} = 4.002$  llamado Distant Red Core (DRC, R.A. = 00:42:23.8, dec. = 33:43:34.8) (Oteo et al., 2018).

El estudio de galaxias en cúmulos cercanos y distantes impone fuertes limitaciones a los modelos de su evolución y formación, es decir, son potentes laboratorios para rastrear la aparición de estructuras a gran escala del Universo (Jimenez y Verde, 2009). Ha sido demostrado que las poblaciones de galaxias en los cúmulos a bajo corrimiento al rojo son distintas a aquellas de cúmulos a altos  $z$  y que las limitaciones observacionales más fuertes impuestas a estos modelos provienen de los datos de corrimiento al rojo más alto; por tanto, para el estudio de la evolución de los cúmulos como de las galaxias es deseable obtener una buena muestra de protocúmulos a altos corrimientos al rojo (Kurk et al., 2004).

#### 1.4.1. Campo observado

La radio-galaxia PKS1138-262 ( $z = 2.156$ , ver Figura 7), también conocida como galaxia de telaraña, es probablemente la galaxia más brillante en un cúmulo que se encuentra en un estado inicial de evolución, es decir, un protocúmulo. Las características que posee y que nos sirven como indicador para determinar lo anterior son: su morfología gruesa, lo que concuerda con las predicciones de un modelo de fusión masiva; su morfología radial extremadamente distorsionada y la rotación radial medida más grande de una muestra de 70 HzRGs, lo que nos indica que PKS1138-262 está rodeada de un medio magnetizado caliente, grueso y denso (Kurk, Röttgering, Pentericci, y Miley, 2000).

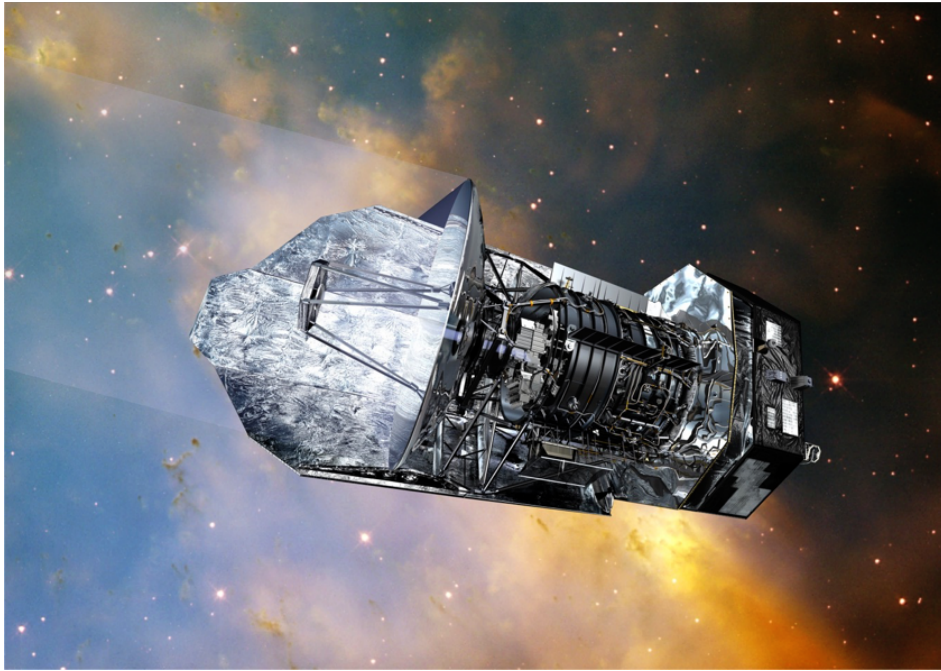
Además, se ha demostrado que está rodeado de sobredensidades de emisores  $\text{Ly}\alpha$  (Pentericci et al. 2000), emisores  $\text{H}\alpha$ , objetos extremadamente rojos, EROs, por sus siglas en inglés (Kurk et al., 2004), emisores de rayos X y galaxias submilimétricas (Zeballos, 2018).



**Figura 7:** Imagen compuesta de PKS1138-26 tomada por el Telescopio Espacial *Hubble* usando varias observaciones realizadas con la cámara avanzada para sondeos (en inglés, Advanced Camera for Surveys, ACS) a diferentes exposiciones y con varios filtros. Créditos: NASA, ESA, G. Miley y R. Overzier (Observatorio Leiden), y el equipo ACS Science Team.

Nombre	R.A.	Dec.	z
PKS1138-262	11:40:48.35	-26:29:08.6	2.156

**Figura 8:** Información general de PKS1138-262.



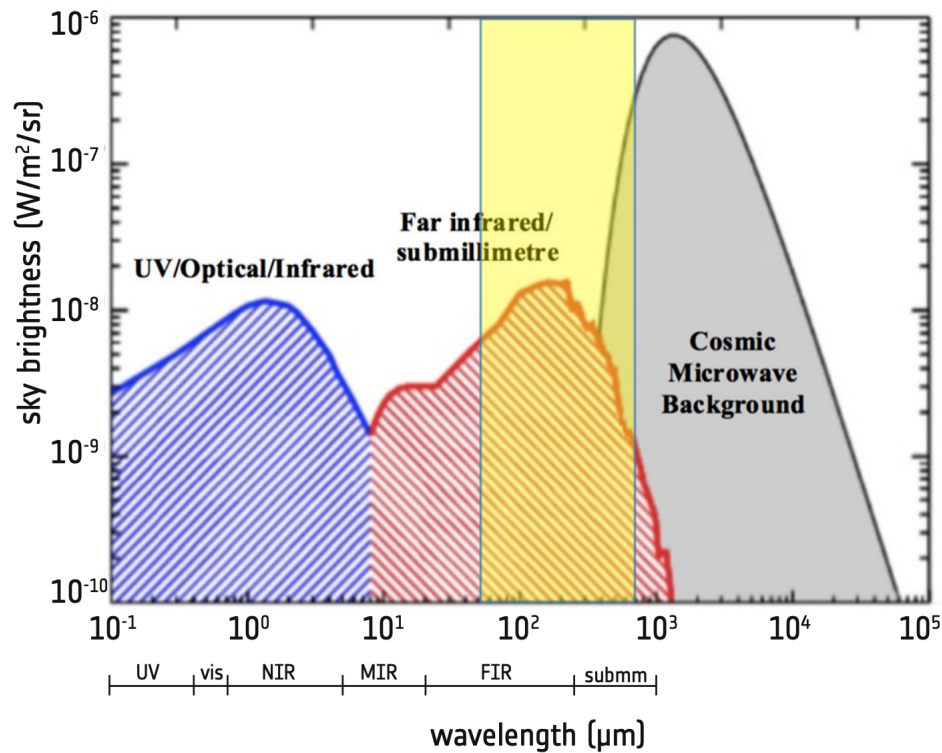
**Figura 9:** Telescopio Espacial *Herschel*. Créditos de la imagen: ESA.

## 1.5. Instrumentos

### 1.5.1. *Herschel* Space Observatory

El Observatorio Espacial *Herschel* (ver Figura 9), mejor conocido como *Herschel*, fue lanzado al espacio el 14 de mayo de 2009 y se dedicó a realizar astronomía en el infrarrojo lejano (FIR). *Herschel* fue el telescopio espacial más grande de su tipo; su espejo de 3.5 m de diámetro recogió radiación infrarroja de onda larga de algunos de los objetos más fríos y distantes del Universo. *Herschel* fue el único observatorio espacial que cubrió el rango espectral desde el infrarrojo lejano hasta las longitudes de onda submilimétricas. *Herschel* contaba con tres instrumentos (PACS, SPIRE y HIFI) que realizaban una combinación de espectrometría, espectrometría de imágenes y fotometría de imágenes que cubrían un rango de longitudes de onda de 60 a 670  $\mu\text{m}$ . PACS (Photodetector Array Camera and Spectrometer) era una cámara y un espectrómetro de imágenes de resolución baja a media que funcionaba entre longitudes de onda de 55–210  $\mu\text{m}$ , en la re-





**Figura 10:** El fondo cósmico desde la parte ultravioleta/óptica hasta la parte del espectro de microondas, el bien conocido Fondo Cósmico de Microondas (CMB). Crédito: *Herschel* Science and Legacy Brochure, 2019.

gión del infrarrojo lejano. SPIRE (Spectral and Photometric Imaging REceiver) era una cámara y un espectrómetro de imágenes de resolución baja a media que funcionaba entre las longitudes de onda de 194–671  $\mu\text{m}$ , a menudo denominada región submilimétrica. HIFI (Heterodyne Instrument for the Far Infrared) era un espectrómetro de un solo píxel de muy alta resolución. Funcionó entre las longitudes de onda de 157–210  $\mu\text{m}$  y 236–615  $\mu\text{m}$ .

Uno de los principales objetivos de *Herschel* fue observar la formación estelar oscurecida por polvo en el Universo temprano. Las estrellas recién formadas están lo suficientemente calientes como para emitir en bandas ultra violetas (UV)/ópticas y a menudo están escondidas detrás de grandes nubes de polvo que absorben la luz UV/visible y la reemiten en longitudes de onda en el lejano in-

frarrojo (FIR). Dicha emisión se desplaza hacia el rango submilimétrico debido a la expansión del Universo. En la Figura 10 podemos notar que la emisión proveniente de estas regiones oscurecidas por polvo es equiparable con la emisión UV/óptica/infrarrojo cercano (NIR). Además del CMB, hay dos picos, uno en el Fondo Cósmico Óptico (COB, por sus siglas en inglés) alrededor de  $1 \mu\text{m}$ , y otro en el Fondo Cósmico Infrarrojo (CIB, por sus siglas en inglés) alrededor de  $160 \mu\text{m}$ . El COB y el CIB están formados por la emisión integrada emitida desde el final de las ‘eras oscuras’ en el Universo temprano. *Herschel* fue diseñado para observar el Universo en longitudes de onda alrededor del pico del CIB y los instrumentos de *Herschel* aprovecharon tres técnicas de detección diferentes para proporcionar a los astrónomos la información más completa posible de este pico en el FIR. Particularmente, hizo un considerable progreso en la observación de galaxias submilimétricas ya que realizó observaciones efectivas en las varias bandas FIR que sondan el pico de la SED en el lejano infrarrojo de estas galaxias cuando se ubican en  $z = 1 - 3$ . Antes de *Herschel*, se conocían entre unos pocos cientos y un par de miles de galaxias submilimétricas; En 16 horas de la fase inicial de demostración científica, mapeando un campo de  $4 \times 4$  grados, *Herschel* detectó alrededor de 7.000 galaxias de este tipo, y ahora se han catalogado cientos de miles.

Asimismo, el campo de visión normal de la mayoría de los instrumentos ópticos o infrarrojos usados antes del lanzamiento de *Herschel* es comparable, o incluso más pequeño, que el tamaño angular previsto de las estructuras protocumulares ( $\sim 20$  minutos de arco), lo que ha dificultado su estudio. Esta situación mejoró con *Herschel* gracias a su combinación de gran sensibilidad y rápida velocidad de mapeo (Rigby et al., 2014). A continuación hablaremos del instrumento SPIRE, con el cual trabajamos durante este proyecto.

### 1.5.2. SPIRE

El fotómetro SPIRE realizó observaciones fotométricas simultáneas en tres bandas; 250, 350 y  $500 \mu\text{m}$ , utilizando tres diferentes modos de observación:

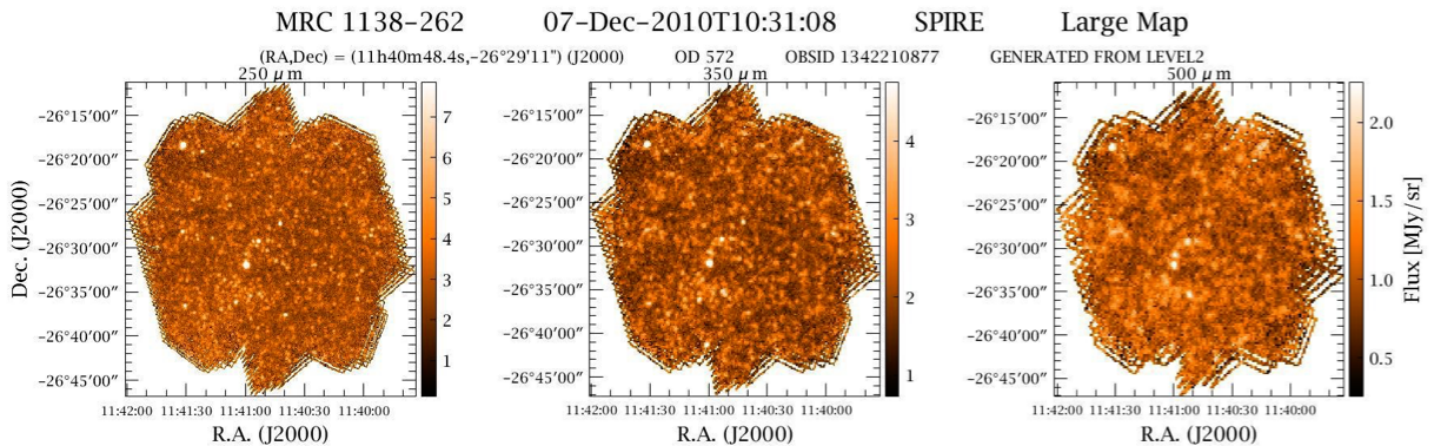
Arreglo	PSW	PMW	PLW
Banda ( $\mu\text{m}$ )	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$
Campo de visión	4' $\times$ 8'		
FWHM	17.9''	24.2''	35.4''

**Cuadro 1:** Características generales del fotómetro de SPIRE, las siglas PSW, PMW y PLW vienen del inglés y significan Photometry Small Wavelength, Photometry Medium Wavelength y Photometry Long Wavelength, respectivamente (Valtchanov, 2017).

- Mapas de áreas grandes (*Large Map*): este modo es para cubrir grandes áreas de cielo o fuentes extendidas de más de 5 minutos de arco de diámetro. El mapa se elabora escaneando el cielo con el telescopio.
- Mapas de áreas pequeñas (*Small Map*): Esto es para fuentes o áreas con diámetros menores a 5 minutos de arco. El mapa se elabora mediante dos breves exploraciones cruzadas con el telescopio.
- Fotometría de fuente puntual: este modo es para observaciones fotométricas de fuentes puntuales aisladas y nunca se utilizó para observaciones científicas.

Los tres arreglos contienen 139 (250  $\mu\text{m}$ ), 88 (350  $\mu\text{m}$ ) y 43 (500  $\mu\text{m}$ ) detectores, cada uno con su propio cono de concentración individual.

El valor del FWHM (del inglés Full Width at Half Maximum) mostrado en la Tabla 1 corresponde a la anchura a media altura de la curva de Gauss obtenida para la densidad de flujo de una fuente puntual detectada. En pocas palabras, el valor FWHM es una medida del ancho de la imagen de una fuente en el detector. Cuando la luz de una fuente ingresa al telescopio y se enfoca, crea una función de dispersión de punto (PSF) que se distribuye en varios píxeles. Los valores de FWHM más pequeños indican un pico de la función más estrecho y mejor definido y corresponden a una mejor calidad de imagen y una mayor resolución. Tomando lo anterior en cuenta, observamos que la banda con mejor resolución de SPIRE, o sea con el menor FWHM, es a 250  $\mu\text{m}$ . Nótese que a lo largo de la trayectoria de *Herschel* se fueron ajustando ligeramente los valores del FWHM,



**Figura 11:** Mapas obtenidos por SPIRE de PKS1138-262 a 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ .

por lo que pueden encontrarse variaciones de los mismos a través de la literatura.

## 2. Metodología

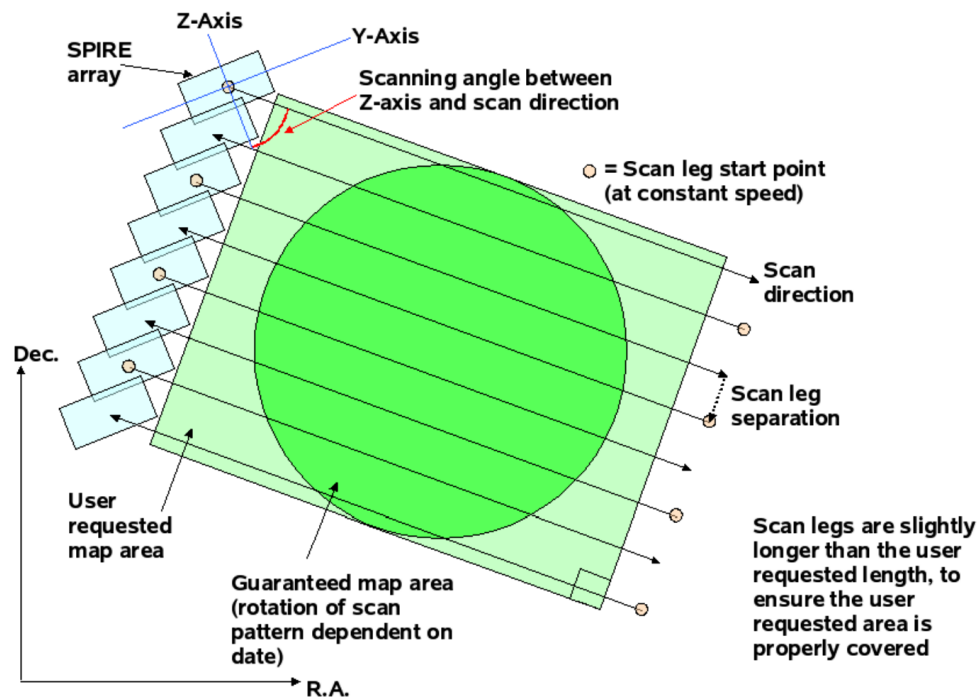
### 2.1. Mapas

Los datos producidos por todas las observaciones de *Herschel* están disponibles en el Archivo Científico de *Herschel* (HSA) que se encuentra en los servidores del Centro Europeo de Astronomía Espacial de la ESA. De ahí obtuvimos los mapas centrados en PKS1138-262, realizados durante un programa de tiempo garantizado de *Herschel* (IP: B. Altieri) con el método *Large Map*, explicado más adelante. La Figura 11 muestra cómo se ven los mapas obtenidos con el modo de mapa grande de SPIRE en las 3 distintas bandas.

#### 2.1.1. Creación de los mapas

La construcción de un mapa se logra escaneando el cielo con el telescopio a una velocidad de escaneo determinada (Nominal a 30"/s o Rápida a 60"/s) a lo largo de líneas, como se muestra en la Figura 12. Como los arreglos SPIRE no están completamente llenos, los escaneos del telescopio se llevan a cabo en

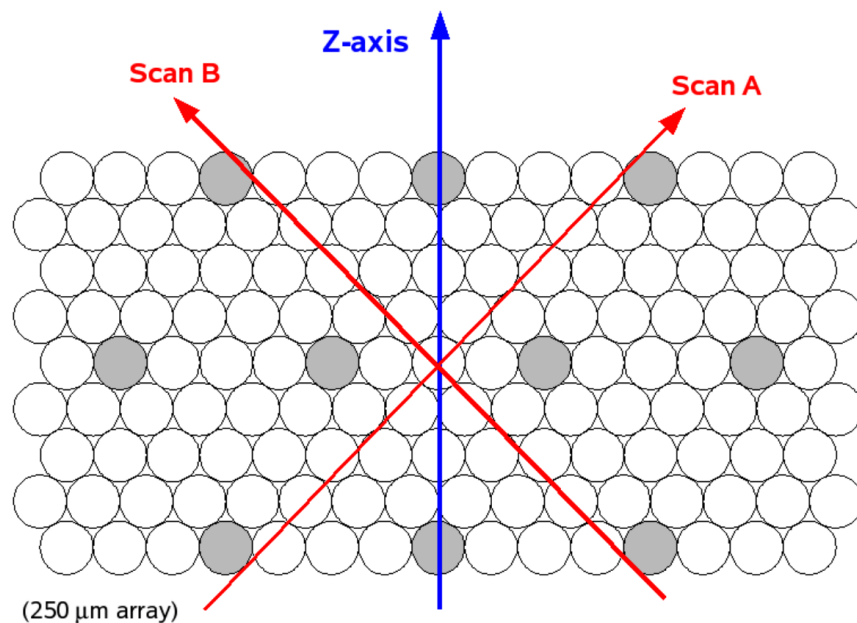




**Figura 12:** Mapa grande creado con escaneo telescópico, que muestra el ángulo de escaneo, las líneas de escaneo y el área del mapa garantizada (Valtchanov, 2017).

un ángulo de  $\pm 42.4$  grados con respecto al eje Z de los conjuntos y las líneas de escaneo están separadas por  $348''$  para proporcionar superposición y buena cobertura para mapas completamente muestreados en las tres bandas.

El escaneo reticular (o escaneo cruzado) se logra escaneando a  $+ 42.4$  grados (ángulo de escaneo A) y luego a  $- 42.4$  grados (ángulo de escaneo B), como en la Figura 13. Esto garantiza una mejor cobertura de la región cartografiada y es el modo predeterminado de escaneo para la modalidad *Large Map* (Valtchanov, 2017).



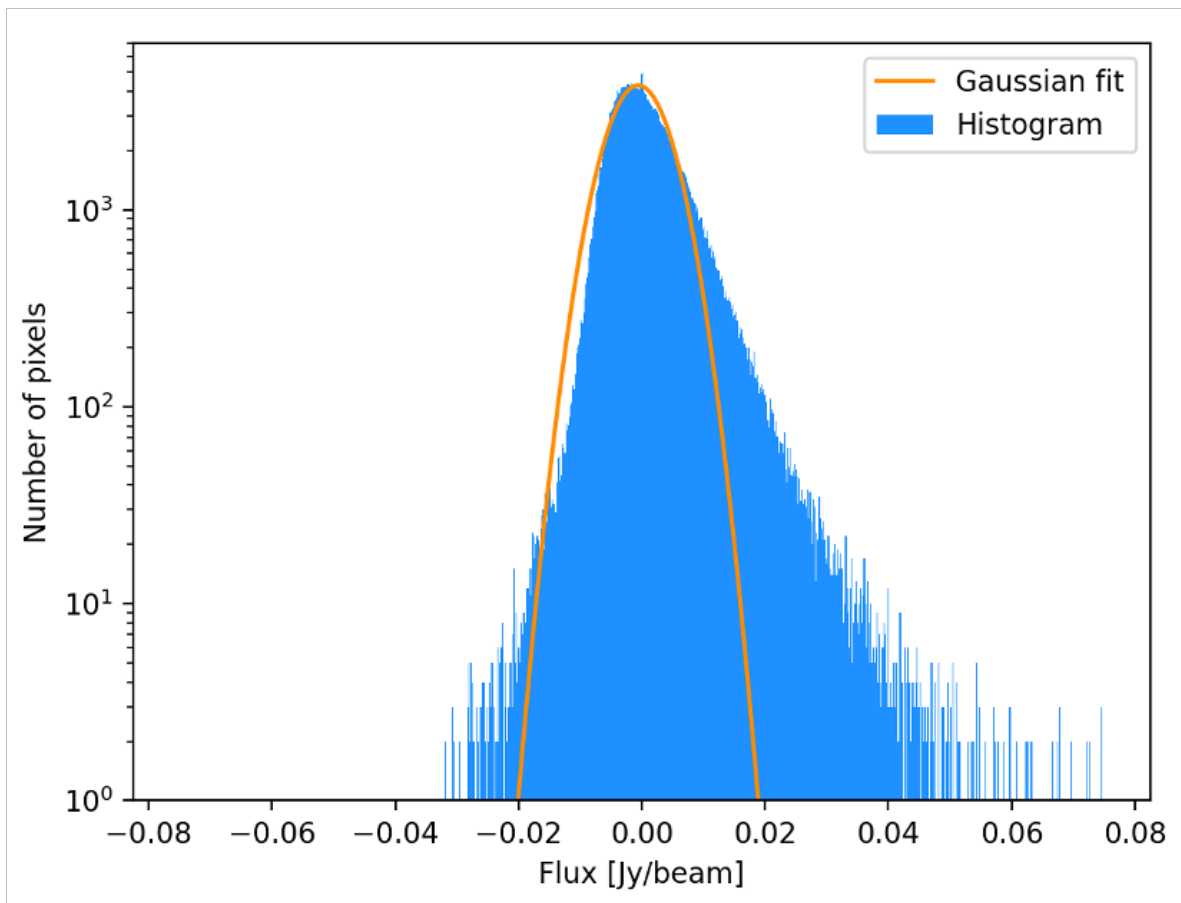
**Figura 13:** Ángulos de escaneo de la modalidad *Large Map* (Valtchanov, 2017).

### 2.1.2. Estimación del ruido de los mapas

Para tener una mejor idea de la cantidad de ruido que contenían los mapas de PKS1138-262, realizamos un histograma de la distribución de los píxeles de cada mapa a 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ , a los que posteriormente realizamos un ajuste gaussiano, como se muestra en la Figura 14. El valor que asignamos como el valor estimado del ruido para cada mapa fue el valor encontrado en el ajuste para la desviación estándar del mismo. Los valores de  $\sigma$  encontrados para los mapas de 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$  fueron 4.76, 5.5 y 5.7 mJy, respectivamente.

### 2.1.3. Procesamiento de los mapas con HIPE

Cada observación SPIRE en HSA ya ha sido procesada a través de los canales estándar en varios niveles; este procesamiento se conoce como Generación Sistemática de Productos (SPG). En este trabajo, utilizamos el Entorno de Procesamiento Interactivo de *Herschel* (HIPE) para realizar un post-procesamiento a los mapas. HIPE permite al usuario acceder a los datos del *Herschel* Scien-

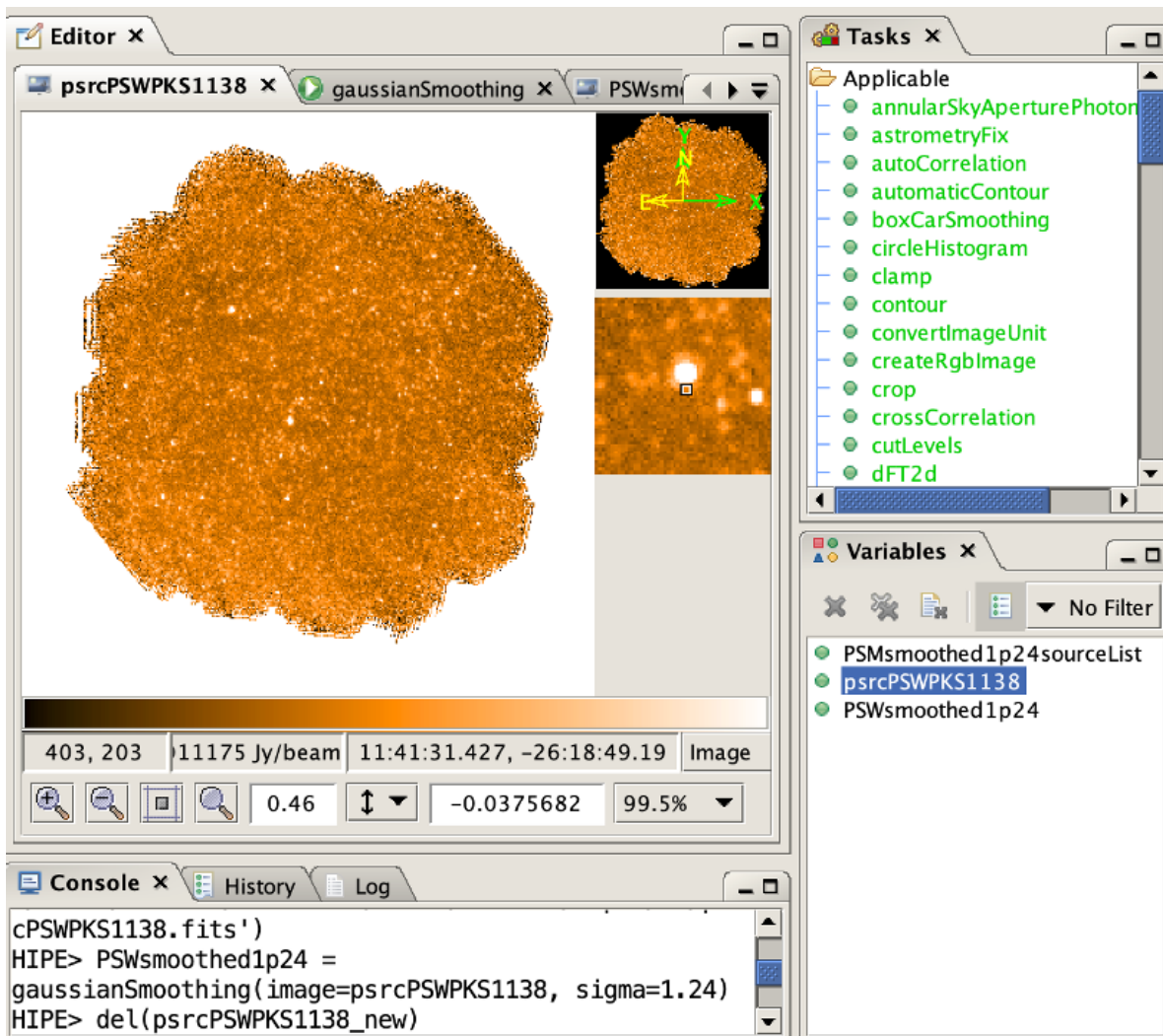


**Figura 14:** Ajuste gaussiano realizado a la distribución del valor de los píxeles en el mapa a  $250 \mu\text{m}$  de PKS1138-262.

ce Archive y realizar reducción de datos utilizando rutinas proporcionadas por *Herschel* para realizar análisis científicos, una visualización de esto se muestra en la Figura 15.

#### 2.1.4. Suavizado Gaussiano

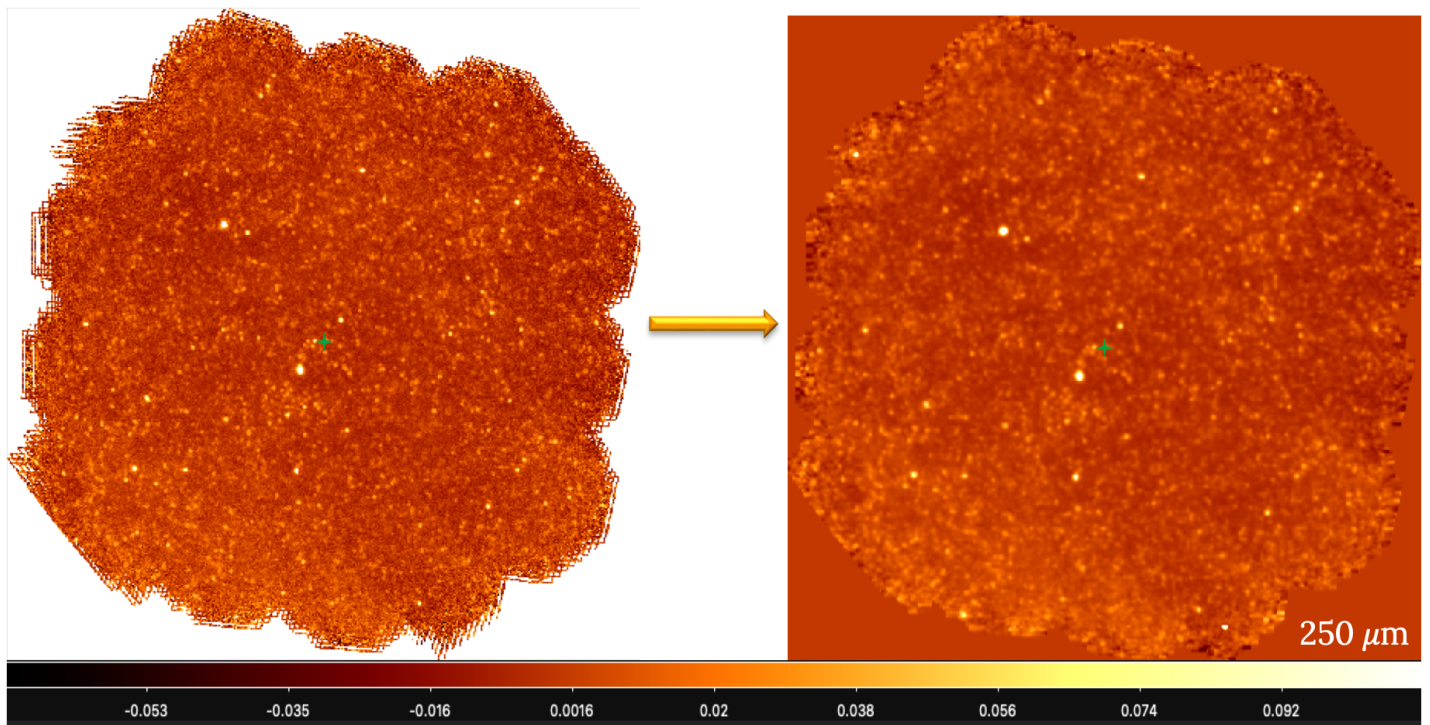
El primer paso para el procesamiento que realizamos a los mapas fue aplicar un suavizamiento gaussiano utilizando la herramienta *GaussianSmoothing* de HIPE, tomando  $\sigma = FWHM/2\sqrt{2\ln(2)}$  como parámetro para realizar la convolución, el valor del FWHM se toma de la tabla en la Figura 1. Esta tarea se realiza debido a que los mapas descargados de HSA todavía contienen varia-



**Figura 15:** Vista general de la observación original hacia PKS1138-262 en el ambiente de HIPE.

ciones pixel a pixel muy marcadas, las que se producen al momento de asignar densidades de flujo detectadas por cada bolómetro a cada pixel al construir los mapas.

Después de realizar dicho suavizamiento, el FWHM correspondiente a cada mapa sufre un ensanchamiento, como se puede observar en la Figura 16 y el cual reportamos en la Tabla 2.



**Figura 16:** Mapa de SPIRE a  $250 \mu\text{m}$  en Jy antes (izquierda) y después (derecha) de ser suavizado, la cruz verde marca la posición de PKS1138-262.

Banda	$250 \mu\text{m}$	$350 \mu\text{m}$	$500 \mu\text{m}$
FWHM Antes	17.9''	24.2''	35.4''
FWHM Después	22.6''	30''	50.4''

**Cuadro 2:** FWHM resultante para cada banda después de aplicar el suavizamiento gaussiano.

## 2.2. Catálogos Individuales

Como mencionamos anteriormente, para intentar replicar los resultados obtenidos por Rigby et al. (2014) comenzamos por crear catálogos individuales para cada banda. Para esto, utilizamos una de las herramientas para realizar extracción de fuentes incluidas en HIPE, *sourceExtractorSussextractor*. Esta herramienta

Parameter	PSW	PMW	PLW	Sussex-tractor	Daophot	Timeline Fitter	Remarks
<u>fw</u> hm	17.6	23.9	35.2	x	x	x	FWHM in arcsec
<u>pix</u> Size	6	10	14	x	x	N/A	Pixel size in arcsec
<u>det</u> Threshold	3	3	3	x			S/N detection threshold
<u>r</u> peak	22	30	42		x	x	Radius of central source aperture in arcsec
<u>prf</u> Size	5	5	5	x			Size of Sussextractor PRF in pixels

**Cuadro 3:** Tabla de algunos de los parámetros necesarios para utilizar las diferentes herramientas de extracción de fuentes puntuales disponibles en HIPE (Schulz et al., 2017).

está diseñada para calcular el valor aproximado de las posiciones, las densidades de flujo de las fuentes y está optimizado para el uso en mapas de SPIRE (ESA, 2011).

### 2.2.1. Sussextractor

La herramienta *sourceExtractorSussextractor* implementa el algoritmo SUSSEXtractor, descrito por Savage & Oliver (2007). El algoritmo utiliza un modelo de una fuente sobre un fondo plano y encuentra la combinación de flujo+fondo de máxima probabilidad, todo en un solo paso, sin iteraciones. La imagen se suaviza con un núcleo de convolución, derivado de la función de respuesta puntual, y en la imagen suavizada resultante se buscan picos, que se toman como las posiciones de las fuentes puntuales. La intensidad de la imagen suavizada en la posición de una fuente puntual se toma como estimación de la densidad de flujo de esa fuente.

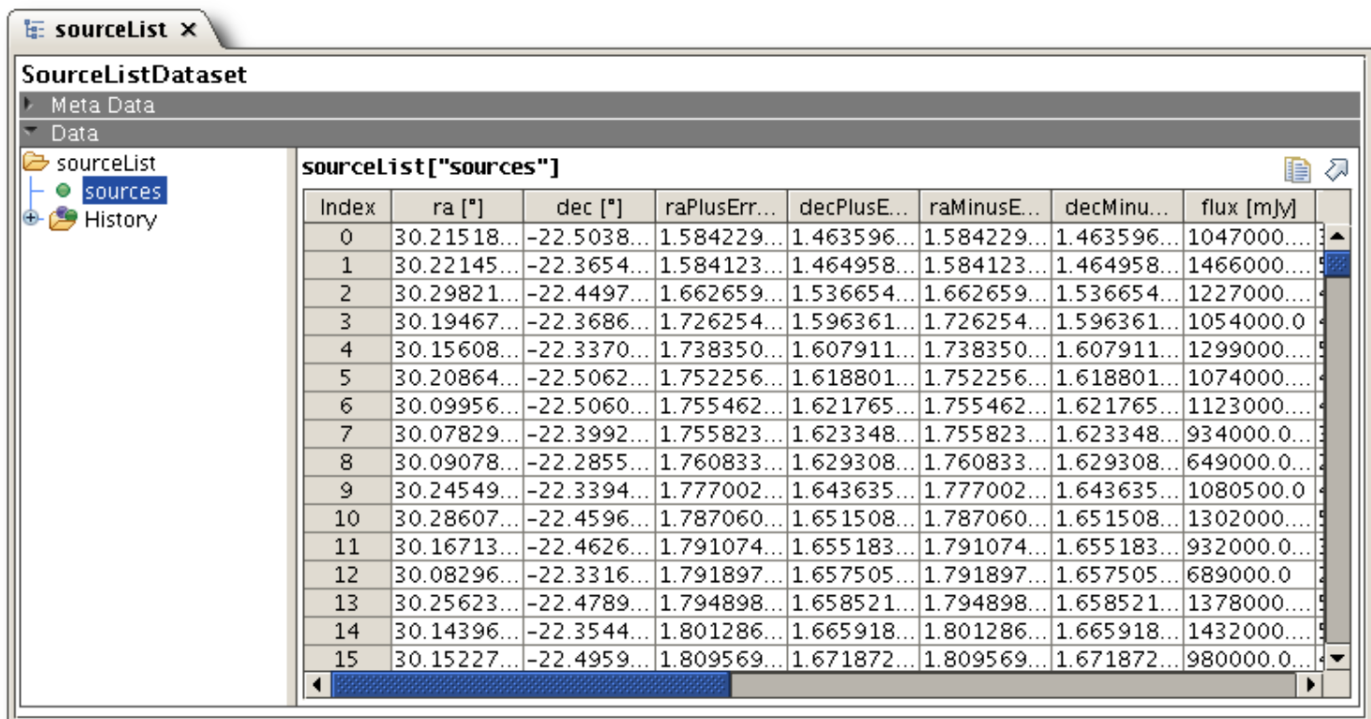
Se supone en todo momento que el ruido en cada píxel de la imagen es gaussiano, de varianza conocida y no está correlacionado de un píxel a otro; en el caso de las observaciones de Herschel, el ruido está dominado por el fondo térmico del espejo primario cálido del telescopio, y la aproximación gaussiana es razonable (Savage y Oliver, 2007).

Utilizamos los parámetros descritos en la Tabla 3, además de las áreas del haz



correspondientes para cada banda, 469.35, 831.27 y 1804.31 arcosegundos<sup>2</sup> para las bandas de 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ , respectivamente (ESA, 2011) y una señal-a-ruido de 3 como límite de detección.

La salida de esta herramienta es una lista de fuentes, como se muestra en la Figura 17, con sus posiciones astronómicas y físicas aproximadas. Los errores en la posición se estiman utilizando los parámetros de la Tabla 3 en la fórmula  $0.6\text{-FWHM}/\text{señal-a-ruido}$  (Iverson, 2007), hasta un máximo de 1.0 pixel. Repetimos este proceso para cada mapa y de esta forma obtuvimos los 3 catálogos individuales.



The screenshot shows a software window titled 'sourceList x' with a 'SourceListDataset' panel. The panel contains a tree view on the left with 'sourceList' and 'sources' folders, and a table on the right titled 'sourceList["sources"]'. The table has 8 columns: Index, ra [°], dec [°], raPlusErr..., decPlusE..., raMinusE..., decMinu..., and flux [mJy]. The table contains 16 rows of data, with the first row highlighted in blue.

Index	ra [°]	dec [°]	raPlusErr...	decPlusE...	raMinusE...	decMinu...	flux [mJy]
0	30.21518...	-22.5038...	1.584229...	1.463596...	1.584229...	1.463596...	1047000...
1	30.22145...	-22.3654...	1.584123...	1.464958...	1.584123...	1.464958...	1466000...
2	30.29821...	-22.4497...	1.662659...	1.536654...	1.662659...	1.536654...	1227000...
3	30.19467...	-22.3686...	1.726254...	1.596361...	1.726254...	1.596361...	1054000.0
4	30.15608...	-22.3370...	1.738350...	1.607911...	1.738350...	1.607911...	1299000...
5	30.20864...	-22.5062...	1.752256...	1.618801...	1.752256...	1.618801...	1074000...
6	30.09956...	-22.5060...	1.755462...	1.621765...	1.755462...	1.621765...	1123000...
7	30.07829...	-22.3992...	1.755823...	1.623348...	1.755823...	1.623348...	934000.0
8	30.09078...	-22.2855...	1.760833...	1.629308...	1.760833...	1.629308...	649000.0
9	30.24549...	-22.3394...	1.777002...	1.643635...	1.777002...	1.643635...	1080500.0
10	30.28607...	-22.4596...	1.787060...	1.651508...	1.787060...	1.651508...	1302000...
11	30.16713...	-22.4626...	1.791074...	1.655183...	1.791074...	1.655183...	932000.0
12	30.08296...	-22.3316...	1.791897...	1.657505...	1.791897...	1.657505...	689000.0
13	30.25623...	-22.4789...	1.794898...	1.658521...	1.794898...	1.658521...	1378000...
14	30.14396...	-22.3544...	1.801286...	1.665918...	1.801286...	1.665918...	1432000...
15	30.15227...	-22.4959...	1.809569...	1.671872...	1.809569...	1.671872...	980000.0

**Figura 17:** Ejemplo de la lista de fuentes resultado de aplicar la herramienta *sourceExtractor-Sussextactor* a nuestros mapas.

### 2.2.2. Catálogos de contrapartes

Después de obtener nuestros catálogos individuales con HIPE, procedimos a desarrollar nuestro propio algoritmo de fotometría en Python para encontrar las

```

[[Fit Statistics]]
# fitting method      = leastsq
# function evals      = 26
# data points         = 81
# variables            = 3
chi-square            = 9.4103e-04
reduced chi-square    = 1.2065e-05
Akaike info crit     = -914.401602
Bayesian info crit   = -907.218255
[[Variables]]
amplitude:  2.63018293 +/- 0.01741310 (0.66%) (init = 0.4411905)
centerx:    3.91794291 +/- 0.01324149 (0.34%) (init = 3)
centery:    3.90319086 +/- 0.01324151 (0.34%) (init = 3)
sigmax:     1.414214 (fixed)
sigmay:     1.414214 (fixed)

```

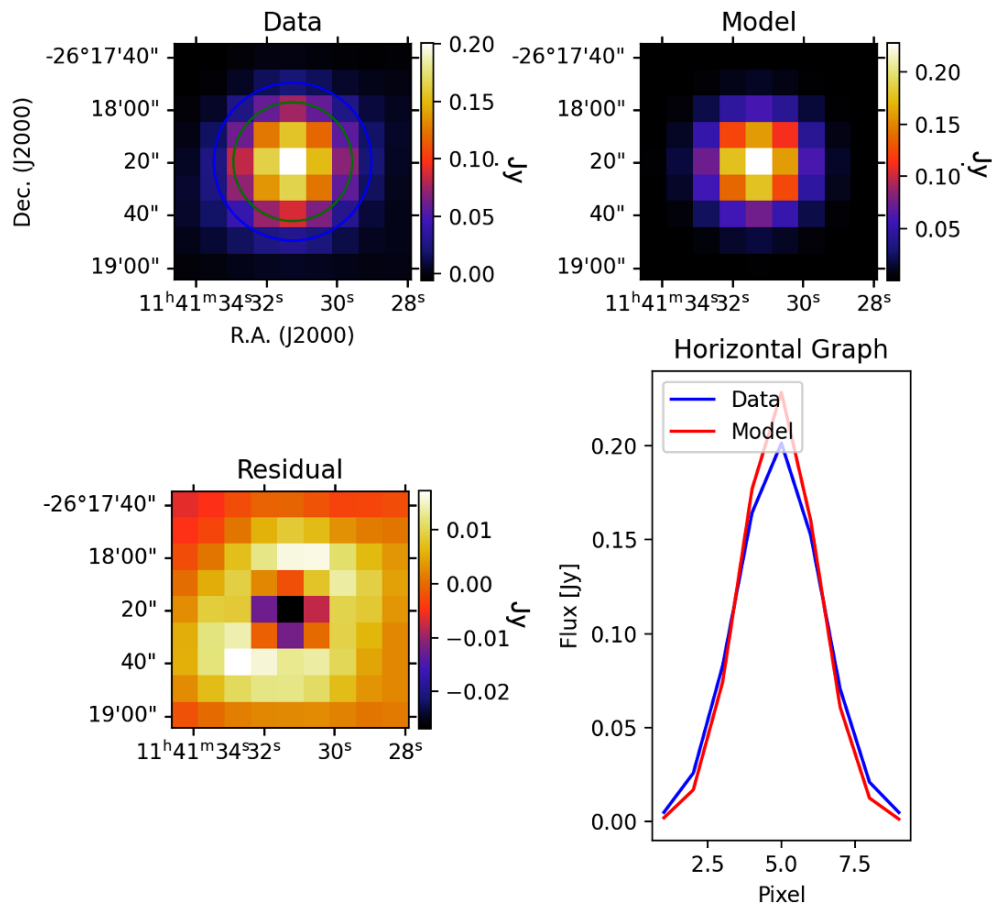
**Figura 18:** Datos de salida del ajuste de una de nuestras fuentes realizado por nuestro algoritmo de fotometría. Nótese que los valores de los parámetros están descritos en píxeles, los valores correspondientes al tamaño de píxel aproximado de cada banda están descritos en la Tabla 3.

contrapartes de cada fuente del catálogo de  $250 \mu\text{m}$  en las otras dos bandas. Se escoge como pivote el mapa a  $250 \mu\text{m}$  ya que, como mencionamos anteriormente, en esta banda se tiene la mejor resolución angular.

Dicho algoritmo supone que la respuesta del instrumento (SPIRE) a una fuente es una gaussiana bidimensional con desviación estándar correspondiente a cada banda, es decir,  $\sigma_x = FWHM/2\sqrt{2\ln(2)} = \sigma_y$ . Para cada detección a  $250 \mu\text{m}$  del catálogo individual obtenido con HIPE, se extrae una caja de  $84''$  de lado en los mapas de  $350$  y  $500 \mu\text{m}$ . Si no existe más de una detección a  $250 \mu\text{m}$  dentro de la caja, se realiza un ajuste gaussiano a la emisión detectada a  $350$  y  $500 \mu\text{m}$  para identificar la posible contraparte, si se logra realizar un ajuste con una amplitud positiva, la cual supere nuestro límite de detección de  $3\sigma$  y la distancia a la fuente de  $250 \mu\text{m}$  es menor a  $10''$ , se agrega al catálogo como contraparte. El valor tomado de  $10''$  se estima utilizando la fórmula  $0.6 \cdot FWHM/\text{señal-a-ruido}$  (Ivison, 2007) y el FWHM más grande (el de la banda con peor resolución), para tomar en cuenta el peor escenario posible de la incertidumbre en la posición de alguna contraparte ya que dicho valor siempre es menor a  $10''$ .

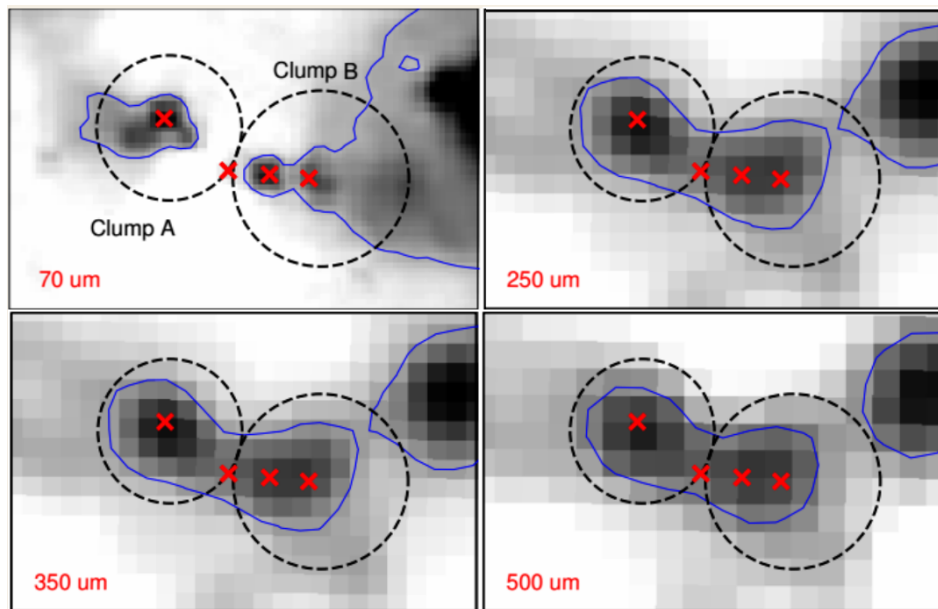
En la Figura 18 mostramos un ejemplo de los datos de salida obtenidos de





**Figura 19:** Resultado del proceso de extracción de fuentes realizado por nuestro algoritmo desarrollado en Python. En la imagen de la esquina superior izquierda se muestra la caja de 84" de lado extraída del mapa original a 350  $\mu\text{m}$ , el círculo verde está centrado en la detección a 250  $\mu\text{m}$  del catálogo de HIPE y es del tamaño del haz a esa misma longitud de onda; el círculo azul, con el tamaño del haz a 350  $\mu\text{m}$ , está centrado en el centro del ajuste realizado por nuestro algoritmo. En la imagen de la esquina inferior derecha mostramos una gráfica horizontal, la cual compara el ajuste realizado con los datos.

los ajustes que realizamos a cada una de las fuentes. De estos datos obtenemos las posiciones y densidades de flujo aproximadas de cada fuente para nuestro catálogo y en la Figura 19 se muestra un ejemplo del trabajo del algoritmo.

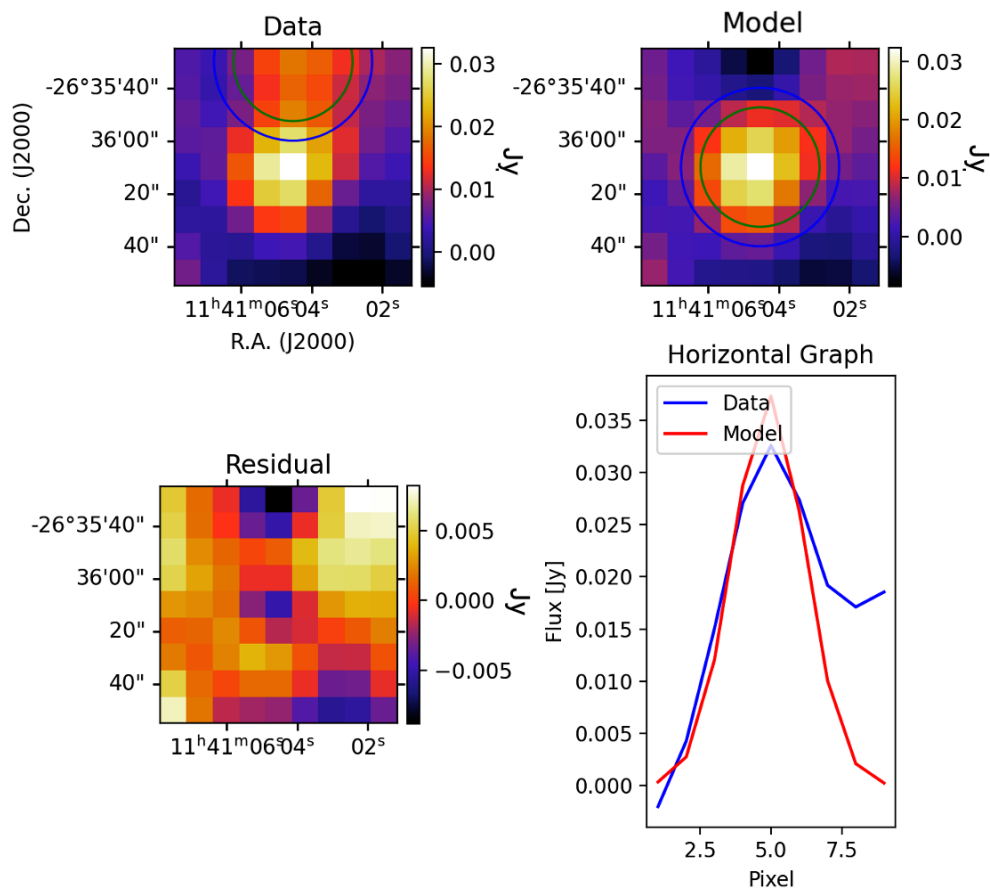


**Figura 20:** Vista en el FIR de la fuente SDC341.232-0.268 tomada con Herschel PACS y SPIRE (70 – 500  $\mu\text{m}$ ) durante el censo ATLASGAL como ejemplo de *blending* de fuentes. Las cruces rojas representan 4 fuentes detectadas. Fuente: Vazzano et al. (2019).

### 2.2.3. Deblending de fuentes

En los casos en los que se encuentra más de una fuente a 250  $\mu\text{m}$  dentro de nuestra caja de 84" de lado en los mapas a 350 y 500  $\mu\text{m}$ , se realiza un proceso de *deblending*. La eliminación de *blending* de fuentes astronómicas es el proceso de separar la contribución de estrellas o galaxias (fuentes) individuales a una imagen compuesta de múltiples fuentes, posiblemente superpuestas debido a una resolución insuficiente para resolverlas individualmente. Las fuentes astronómicas muestran una amplia gama de tamaños y brillos y pueden mostrar una superposición sustancial en las imágenes (Hausen y Robertson, 2022).

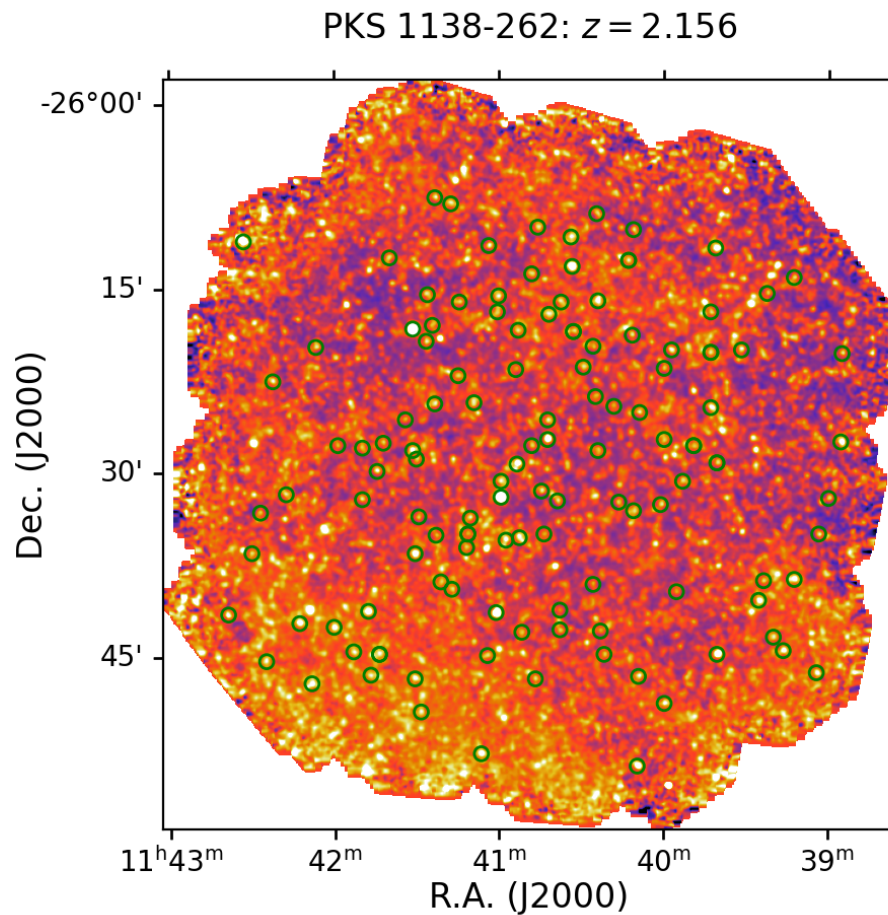
En la Figura 20 se observa el efecto de *blending*, se observa claramente la forma en la que se va perdiendo resolución en la imagen a medida que aumenta la longitud de onda de observación y hace que sea más difícil distinguir una fuente de la otra. Para realizar *deblending* con nuestro algoritmo y lograr extraer una fuente individual donde hay contaminación de otras fuentes cercanas utilizamos



**Figura 21:** Resultado del proceso de *deblending*. En la imagen de la esquina superior izquierda se muestra la caja de 84'' de lado extraída del mapa original a 350  $\mu\text{m}$ , el círculo verde está centrado en la detección secundaria a 250  $\mu\text{m}$  del catálogo de HIPE y es del tamaño del haz a esa misma longitud de onda; el círculo azul, con el tamaño del haz a 350  $\mu\text{m}$ , está centrado en el centro del primer ajuste realizado por nuestro algoritmo. En la esquina superior derecha mostramos el ajuste a la fuente central y finalmente, en la imagen de la esquina inferior derecha mostramos una gráfica horizontal, la cual compara el ajuste realizado con los datos después del *deblending*.

el siguiente método:

- En los casos en los que se encuentran fuentes adicionales dentro de la caja, fijamos la posición a 250  $\mu\text{m}$  de las fuentes secundarias obtenidas del catálogo de HIPE (esto debido a que en la mayor parte de los casos se



**Figura 22:** Observación del campo PKS1138-262 tomado con SPIRE a  $250 \mu\text{m}$ , los círculos verdes representan las fuentes del catálogo de contrapartes.

encuentra que de esta forma se realiza mejor el ajuste) y realizamos un proceso de extracción para quitar estas fuentes, eliminando parte de la emisión extra y logrando así tener un espacio menos contaminado para extraer la fuente central.

- Con el ajuste realizado (si es aceptable) obtenemos un output similar al de la Figura 18 y de ahí obtenemos la posición y densidad de flujo para nuestro catálogo de contrapartes.

Después de realizar el proceso anterior con los mapas de  $350 \mu\text{m}$  y  $500 \mu\text{m}$  y comparar las distancias entre cada detección en las tres bandas, obtuvimos nues-

tro catálogo final de contrapartes con las fuentes que tenían contrapartes en las 3 bandas de SPIRE (ver Cuadro 4 y Figura 22).

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.380378	-26.305598	702.467±8.883	187.84±3.562	74.163±4.153	931.1794	38.0988
175.24781	-26.532685	354.791±3.405	108.45±2.788	56.165±3.797	190.5642	31.8425
175.254145	-26.690617	201.112±4.103	61.914±3.762	28.09±4.0	110.5593	18.2811
175.139703	-26.220398	131.672±4.49	64.695±4.346	36.452±5.37	29.7527	15.1141
175.142179	-26.220054	78.253±5.232	64.695±4.452	36.452±4.472	1.9932	10.9402
175.454509	-26.688836	32.221±4.683	29.293±3.778	19.87±4.031	0.1255	5.1483
175.449143	-26.688518	84.205±4.151	29.293±3.225	19.87±5.636	34.0972	7.9737
175.316487	-26.103579	76.995±5.103	43.17±3.871	19.34±6.64	16.2533	8.9993
175.43525	-26.497307	37.214±2.596	18.76±2.843	19.249±3.244	5.3123	4.792
175.250548	-26.740132	55.363±4.916	23.754±3.467	9.451±4.15	24.334	4.9983
175.037361	-26.417565	30.756±3.059	22.258±2.733	15.745±3.545	1.131	4.1567
174.854549	-26.673645	60.862±5.536	20.717±4.624	16.528±5.771	23.908	5.7286
175.243155	-26.833305	64.97±5.271	18.287±5.384	3.236±4.379	50.3956	5.2655
175.552855	-26.703834	65.066±5.095	33.28±3.118	12.176±4.421	22.9826	6.2545
175.556662	-26.70291	33.391±4.348	33.28±4.239	12.176±5.354	2.9575	5.0296
175.175173	-26.429173	33.037±3.839	18.501±2.441	12.293±3.957	4.9183	3.7144
174.817817	-26.741277	55.446±4.2	33.985±4.201	33.242±6.618	4.9456	7.5844
174.883466	-26.332169	35.009±5.128	29.074±3.584	25.693±4.86	2.0114	5.1949
174.920943	-26.195342	70.639±5.701	26.885±4.383	11.247±5.325	34.0137	6.3317
175.251529	-26.260454	39.935±4.589	22.672±3.174	8.135±4.153	10.8841	4.2476
175.45807	-26.535632	26.958±4.049	19.791±3.328	19.777±4.009	2.4028	3.9037
175.039112	-26.897883	83.158±11.027	33.181±6.304	28.877±6.021	29.2846	7.6172

**Cuadro 4:** Sección de nuestro catálogo de contrapartes donde se muestran las primeras fuentes a 250  $\mu\text{m}$  con sus flujos correspondientes en las otras dos bandas, su  $\chi^2$  y el valor correspondiente del parámetro  $N$ .

## 2.3. Obtención de los corrimientos al rojo

Como mencionamos anteriormente, SPIRE realizó imágenes en bandas de  $250 - 500\mu\text{m}$ , lo que sondea el pico de la SED en el lejano infrarrojo de las galaxias submilimétricas a  $z = 1 - 4$  (ver Figura 3), por lo que para calcular corrimientos al rojo fotométricos utilizaremos las 3 densidades de flujo medidas para cada fuente en las 3 bandas de SPIRE y la técnica que presentaremos a continuación.

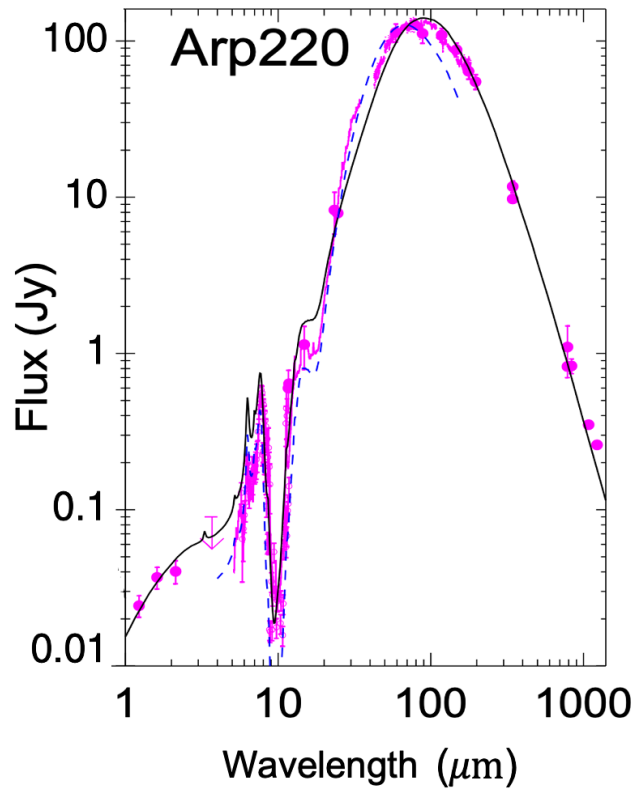
### 2.3.1. Ajuste de SED

El procedimiento de ajuste del modelo de la distribución espectral de energía (SED) para obtener corrimientos al rojo fotométricos se basa en el ajuste de la forma general de los espectros. Las SED fotométricas observadas se comparan con un conjunto de espectros de referencia, utilizando el mismo sistema fotométrico. Estos SED modelo pueden ser observados o sintéticos. El corrimiento al rojo fotométrico de un objeto dado corresponde al mejor ajuste de su SED fotométrico por el conjunto de espectros de plantilla, en general a través de un procedimiento de minimización estándar  $\chi^2$ .

En este trabajo asumiremos que todas las fuentes de nuestro catálogo están al mismo corrimiento al rojo de PKS1138-262, es decir  $z = 2.156$ , por lo que el modelo de SED que usaremos está corrido a ese redshift, pero dejamos libre el parámetro de luminosidad de este ( $N$ ), conservando su forma pero permitiendo que la amplitud varíe, dado que no todas las fuentes son igual de brillantes.

Primero, calculamos el parámetro de luminosidad óptimo que sea congruente con nuestros datos medidos, para después aplicar dicho parámetro a nuestro modelo de SED y así calcular el  $\chi^2$  entre nuestros datos y el modelo con la misma luminosidad.

Galaxias infrarrojas ultraluminosas (ULIRG) cercanas, como Arp220, de las que se pueden obtener observaciones profundas y de resolución relativamente alta en múltiples longitudes de onda, son comúnmente utilizadas como plantillas para calibrar las observaciones de galaxias polvorientas luminosas en altos

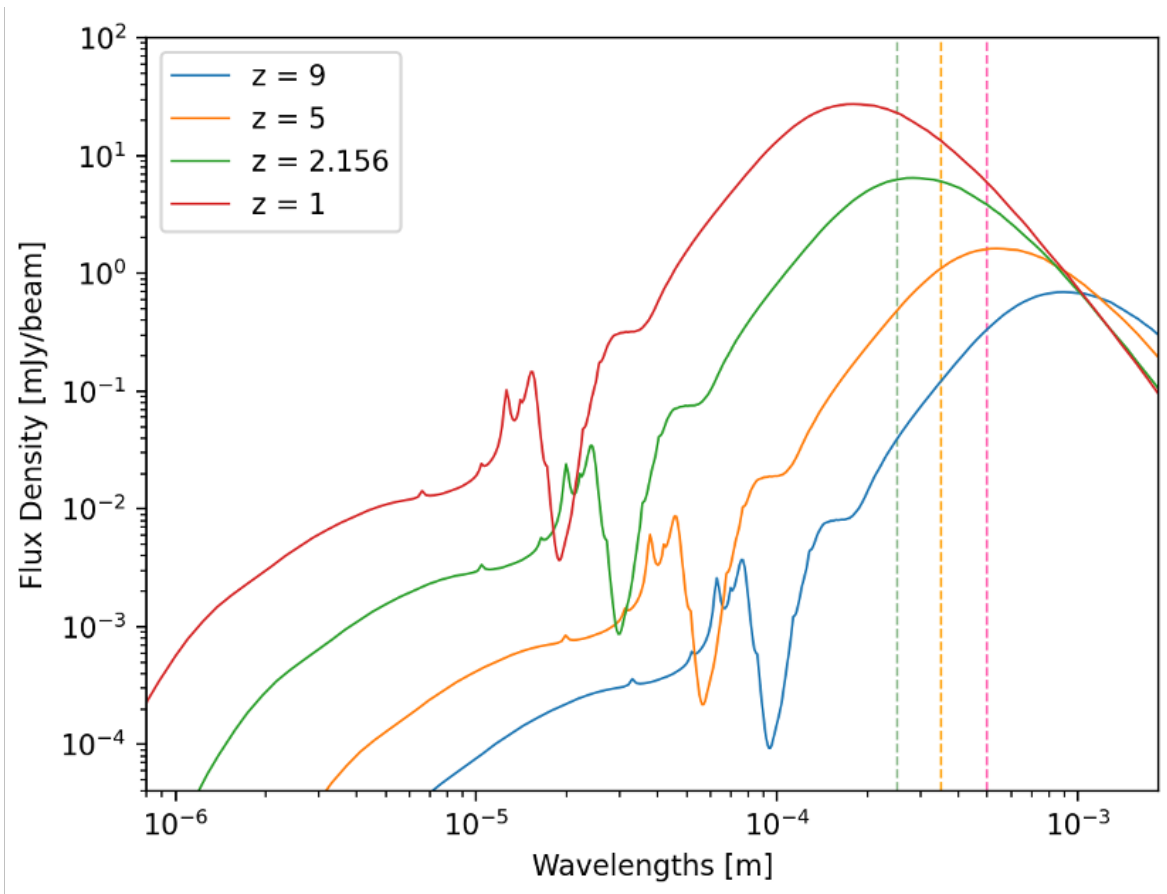


**Figura 23:** SED de la ULIRG prototípica Arp220, los puntos son los datos con barra de error de  $1\sigma$ . Modelos: línea completa y línea segmentada, en este trabajo nosotros utilizamos el de línea completa (Siebenmorgen y Krügel, 2007).

$z$  (Rangwala et al., 2011). Por lo tanto, utilizaremos su SED como modelo para ajustar nuestros datos. La SED la obtuvimos del artículo de Siebenmorgen y Krügel, 2007, la cual se construye de manera sintética considerando los parámetros de la Tabla 2. De acuerdo a dicho artículo y, como podemos observar en las Figuras 23 y 24, el modelo concuerda muy bien con las observaciones.

$L^{\text{tot}}$	$D$	R	$A_v$	$L_{\text{OB}}/L^{\text{tot}}$	$n^{\text{hs}}$
$L_{\odot}$	Mpc	kpc	mag		$\text{cm}^{-3}$
$10^{12.1}$	73	1	120	0.4	$10^4$

**Cuadro 5:** Parámetros del modelo de la SED de Arp220 (Siebenmorgen y Krügel, 2007).



**Figura 24:** SED de la ULIRG prototípica Arp220 ( $z = 0.018$ ) como si estuviera en cuatro corrimientos al rojo diferentes:  $z = 1, 2, 5, 9$ . Las líneas punteadas señalan las bandas en las que observa SPIRE (250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ ). La imagen muestra que a  $z \sim 2$  las bandas de SPIRE sondean el pico de emisión de polvo.

Para encontrar el valor adecuado de  $N$ , utilizamos inferencia bayesiana. Entonces, del Teorema de Bayes:

$$P(N|\mathbf{F}) = P(N) \frac{P(\mathbf{F}|N)}{P(\mathbf{F})}$$

o bien, dado que  $P(\mathbf{F})$  solo es una constante de normalización:

$$P(N|\mathbf{F}) \propto P(N)P(\mathbf{F}|N)$$

Donde  $P(N|\mathbf{F})$  es la distribución posterior del parámetro  $N$  dadas las densidades de flujo medidas  $\mathbf{F}$  y  $P(\mathbf{F}|N)$  es la probabilidad de medir densidades de flujo  $\mathbf{F}$  dado un valor de  $N$ .



Tomando en cuenta lo mencionado en la Sección 2.2.1, asumimos que las incertidumbres en las densidades de flujo son gaussianas y tomamos una distribución uniforme para  $P(N)$ :

$$P(N|\mathbf{F}) \propto \exp \left[ -\frac{(\mathbf{F}_{\text{medido}} - \mathbf{F}_{\text{modelo}}(N))^2}{2\sigma^2} \right],$$

Para calcular la distribución posterior de  $N$ , utilizamos Métodos de Cadenas de Markov, específicamente el implementado por el paquete *emcee* de Python, el cual sigue el siguiente algoritmo de Metrópolis de forma iterativa:

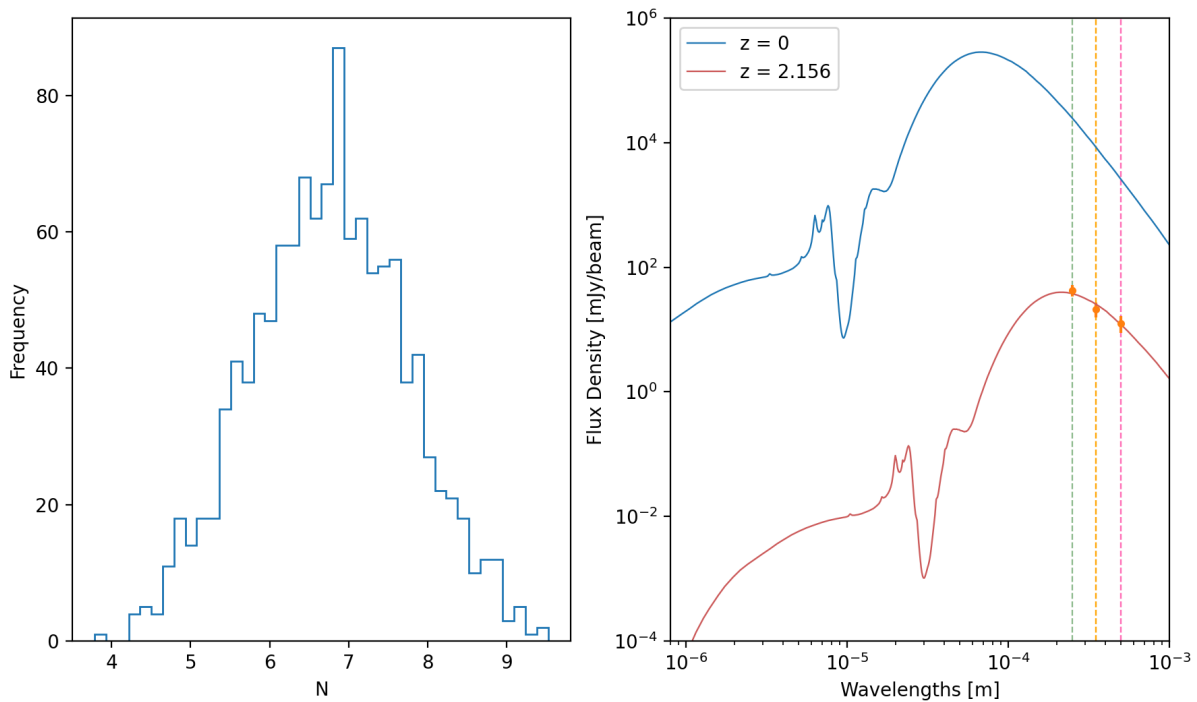
- Iniciando con algún parámetro  $\theta^{(n)}$ .
- Extrae un nuevo valor de parámetro aleatorio  $\theta'$  de una distribución gaussiana con media en la condición inicial dada y desviación estándar  $\sigma$ .
- Obtiene un número aleatorio  $r$  de una distribución uniforme entre 1 y 0.
- Si el cociente  $\frac{P(\theta'|\text{data})}{P(\theta^{(n)}|\text{data})} > r$ , acepta el cambio y ahora  $\theta^{(n+1)} = \theta'$ , si no, repite el paso anterior en la cadena y reinicia el proceso con  $\theta^{(n+1)} = \theta^{(n)}$ .

En esta trabajo, nuestro parámetro  $\theta$  es el parámetro de luminosidad  $N$ . El paquete *emcee* tiene como salida un histograma de la distribución de probabilidad de  $N$  dado  $\mathbf{F}$ , es decir,  $P(N|\mathbf{F})$ . Nosotros utilizamos el pico de dicha distribución, el valor más probable, como el valor encontrado para  $N$ .

Después de aplicar el valor para  $N$  a nuestro modelo de cada galaxia (ver ejemplo en la Figura 25), en otras palabras, después de asignarle la luminosidad más probable a cada galaxia observada, comparamos nuestro modelo a los valores de densidad de flujo de nuestros catálogos con este modelo calculando el  $\chi^2$ :

$$\chi^2 = \sum_{k=1}^n \frac{(\mathbf{F}_{\text{medido}} - \mathbf{F}_{\text{modelo}})^2}{\mathbf{F}_{\text{modelo}}}$$

Después de calcular los  $\chi^2$  correspondientes al ajuste hecho a cada fuente, escogimos solo los que tenían un valor  $\chi^2 < 4$ . Este valor se escogió después de un análisis visual que realizamos de los ajustes.

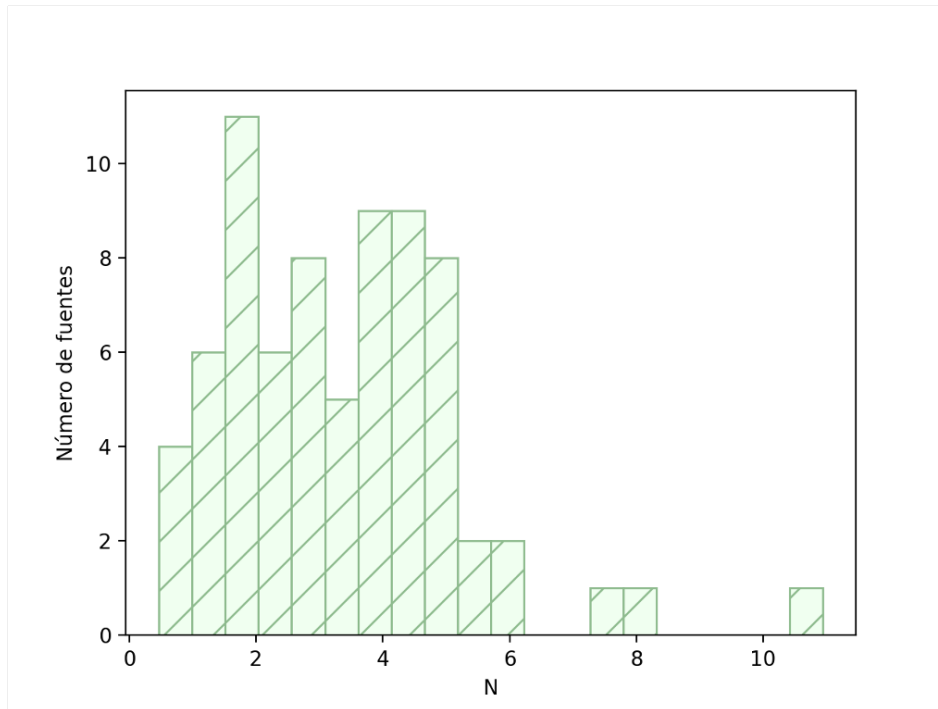


**Figura 25:** Izquierda: Histograma de la distribución de  $N$  para una de nuestras fuentes. Derecha: Resultado del ajuste de la luminosidad aplicado al modelo de SED de Arp220, las líneas punteadas señalan las bandas en las que observa SPIRE y las densidades de flujo correspondientes a cada una.

### 3. Resultados y Discusión

#### 3.0.1. Distribución de $N$

En la Figura 26 presentamos la distribución de los valores del parámetro  $N$  que hallamos para las galaxias que pasaron el análisis de color anterior. La distribución es congruente con lo esperado para la luminosidad de galaxias submilimétricas, la cual es bastante similar a la de nuestra galaxia de referencia, Arp220, para la mayor parte de ellas.

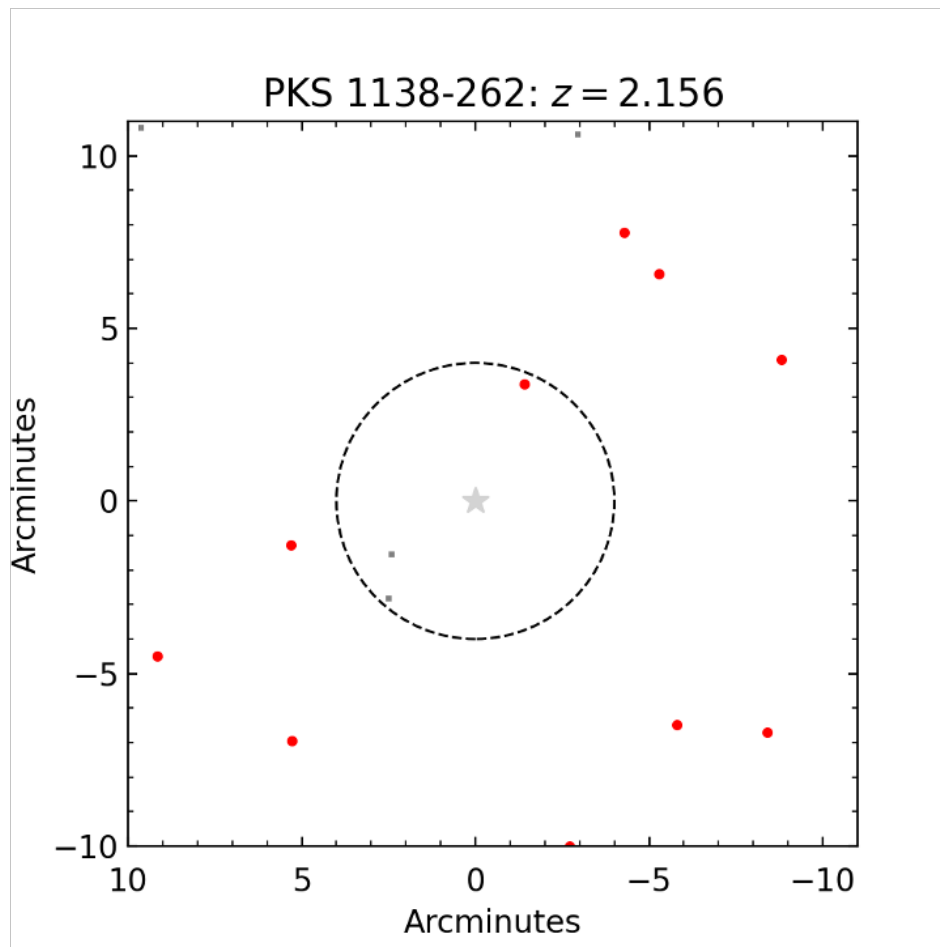


**Figura 26:** Distribución de los valores del parámetro  $N$  de las galaxias con un  $z \sim 2.159$ .

### 3.1. Galaxias pertenecientes a los protocúmulos

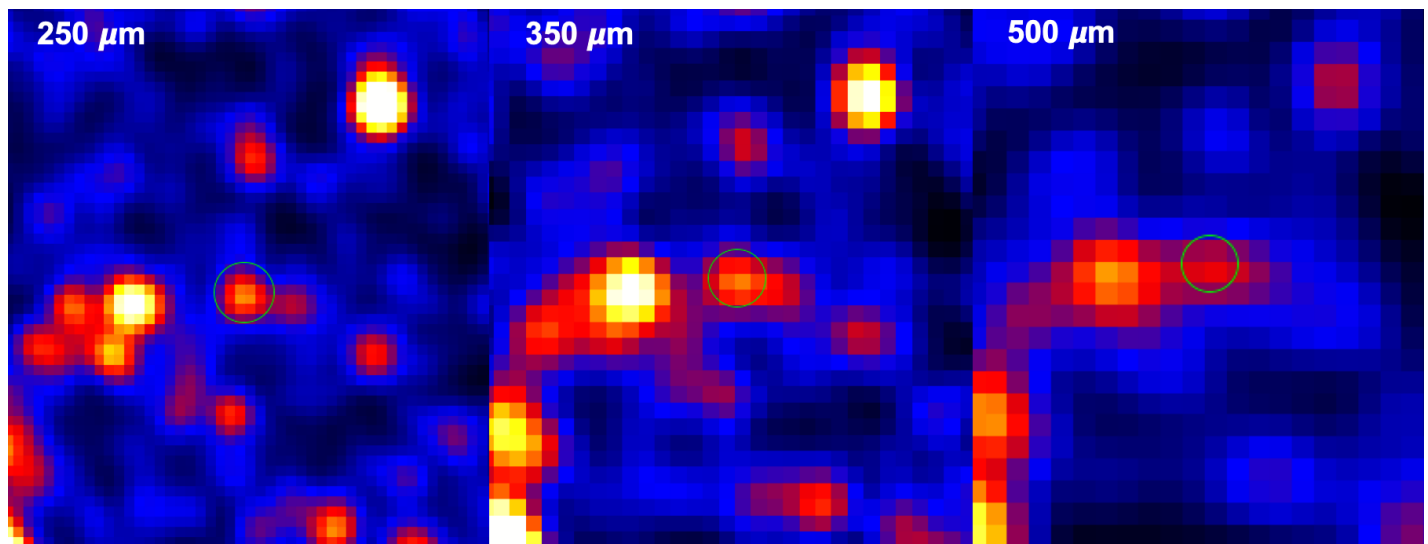
Después de descartar todas las fuentes cuya comparación final con el modelo escogido daba un  $\chi^2 > 6$ , es decir, aquellas cuyas densidades de flujo no se ajustaban bien al modelo de Arp220 a  $z = 2.159$ , encontramos que de las 118 fuentes de nuestro catálogo de contrapartes, 67 parecen encontrarse al corrimiento al rojo del protocúmulo PKS1138-262. Las gráficas obtenidas con este análisis para las 118 fuentes se encuentran disponibles en: <https://tinyurl.com/mth7afbK>

En la Figura 27 se muestra un acercamiento a la parte central del campo de PKS1138-262, donde las fuentes detectadas en nuestro catálogo de contrapartes se representan como puntos grises y las fuentes con  $z$  estimados de 2.156 como círculos rojos. Esta sección tiene un tamaño de  $10 \times 10$  minutos de arco cuadrados y el círculo de línea punteada representa un área de 6 Mpc comóviles de radio, cuya extensión se espera que abarque al protocúmulo (Rigby et al., 2014). En nuestro análisis encontramos 9 fuentes con corrimientos al rojo similares al de la radiogalaxia dentro de esta área.



**Figura 27:** Distribución espacial de las fuentes encontradas en un área de  $10 \times 10$  minutos de arco cuadrados alrededor de PKS 1138-262, la estrella representa la ubicación de la radiogalaxia, que es a su vez el centro del mapa. Los puntos grises representan todas las fuentes del catálogo de contrapartes final y los círculos rojos representan las que pueden tener un  $z = 2.156$  después del análisis de color realizado. El círculo de línea punteada representa un área de 6 Mpc comóviles de radio.

Desafortunadamente, no logramos identificar a la radiogalaxia como parte del protocúmulo. Si bien es cierto, la radiogalaxia es detectada en el catálogo de fuentes a  $250 \mu\text{m}$ , al momento de buscar sus contrapartes de 350 y  $500 \mu\text{m}$ , se observó que la emisión se desplaza hacia la derecha por una fuente débil no detectada (ver Figura 28). Por lo tanto, nuestro código no pudo ejecutar el *deblending* apropiado y las contrapartes quedaron fuera del radio de búsqueda de  $10''$ .

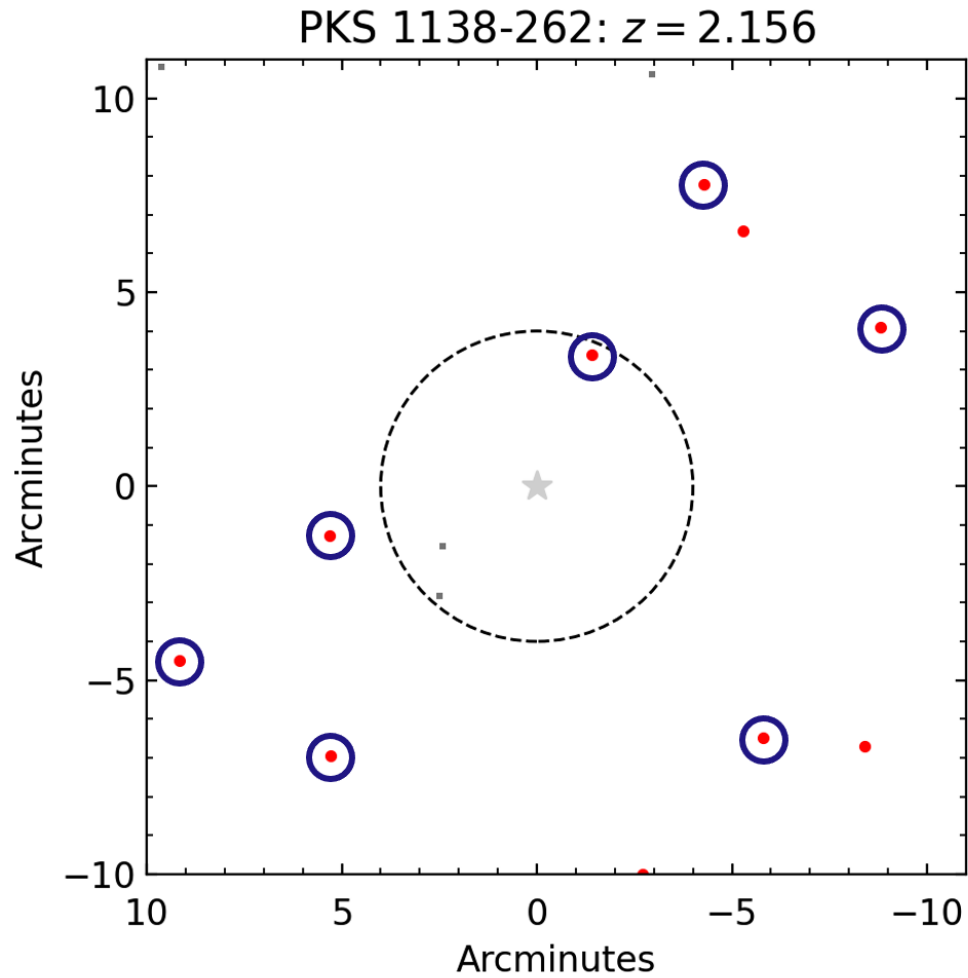


**Figura 28:** Regiones centrales de los tres mapas de SPIRE hacia PKS1138-262, el círculo verde representa la posición de la radiogalaxia y tiene un diámetro igual al del haz a  $250 \mu\text{m}$  de SPIRE.

### 3.2. Comparación con la literatura

Como mencionamos anteriormente, en este trabajo tratamos de encontrar resultados similares a los de Rigby et al., 2014. La Figura 29 nos muestra las similitudes que hallamos entre nuestros resultados y los de este artículo. Como mencionamos anteriormente, en esta área del mapa solo encontramos 9 fuentes, mientras que Rigby et al., 2014 encontraron 35 fuentes después de su análisis de color. Es importante mencionar que su catálogo inicial de fuentes de SPIRE hacia este campo contiene un número mayor de fuentes que el nuestro ya que ellos realizan una técnica de remoción de ruido de fondo antes de producir su catálogo con el programa StarFinder.

Adicionalmente, ellos utilizaron mapas sintéticos para simular los mapas observados y posteriormente realizar el proceso de *deblending* cuando los mapas creados coincidieran con los observados, a diferencia de nosotros que utilizamos el catálogo de  $250 \mu\text{m}$  como punto de partida para el *deblending*.



**Figura 29:** Distribución espacial de las fuentes encontradas alrededor de PKS 1138-262, los puntos grises representan todas las fuentes del catálogo de contrapartes final y los puntos rojos representan las que tienen un  $z = 2.156$ , los círculos azules señalan las fuentes que coinciden con los resultados obtenidos por Rigby et. al (2014).

### 3.3. Catálogos finales

A continuación, presentamos una parte del catálogo final de contrapartes después de realizar el análisis de color (ver Cuadro 11). El catálogo completo se encuentra en el Apéndice.

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.142179	-26.220054	78.253±5.232	64.695±4.452	36.452±4.472	1.9932	10.9402
175.454509	-26.688836	32.221±4.683	29.293±3.778	19.87±4.031	0.1255	5.1483
175.43525	-26.497307	37.214±2.596	18.76±2.843	19.249±3.244	5.3123	4.792
175.037361	-26.417565	30.756±3.059	22.258±2.733	15.745±3.545	1.131	4.1567
175.556662	-26.70291	33.391±4.348	33.28±4.239	12.176±5.354	2.9575	5.0296
175.175173	-26.429173	33.037±3.839	18.501±2.441	12.293±3.957	4.9183	3.7144
174.817817	-26.741277	55.446±4.2	33.985±4.201	33.242±6.618	4.9456	7.5844
174.883466	-26.332169	35.009±5.128	29.074±3.584	25.693±4.86	2.0114	5.1949
175.45807	-26.535632	26.958±4.049	19.791±3.328	19.777±4.009	2.4028	3.9037
175.156429	-26.267852	34.417±4.524	21.954±2.559	20.338±3.723	3.8631	4.2197
175.121761	-26.35598	32.386±3.635	21.146±3.41	20.704±3.71	2.7164	4.4432
175.34651	-26.126201	31.897±5.478	20.107±3.816	14.589±4.472	2.586	3.9527
175.372169	-26.560358	18.956±4.357	11.958±3.05	10.667±3.65	1.6152	2.4148
175.392315	-26.4278	14.586±4.167	8.0±2.787	8.842±3.804	3.6422	1.5834
175.103696	-26.69875	28.672±3.967	16.898±3.936	13.206±4.006	2.6675	3.758
175.299958	-26.601329	25.085±3.61	20.414±2.826	23.785±3.064	5.3441	3.9777
175.103424	-26.375944	14.94±4.766	10.711±2.806	5.99±3.257	1.2182	1.8104
175.045433	-26.171075	24.881±4.639	15.51±4.125	7.528±4.426	3.8449	2.8667
175.025491	-26.704315	11.509±3.9	8.117±2.46	9.317±3.99	2.8652	1.4866
175.604245	-26.755713	43.177±6.248	26.964±6.863	25.779±5.205	3.6166	5.8458
175.517269	-26.745661	31.974±5.894	17.191±3.66	12.357±5.317	5.95	3.3668
175.519958	-26.74557	25.653±5.178	17.191±3.715	12.357±5.317	2.228	3.0572
174.729661	-26.337039	23.206±6.773	15.39±6.284	5.379±9.478	4.7126	3.0294
175.323123	-26.134213	36.93±6.176	26.527±4.484	16.723±4.734	1.816	4.819
175.321796	-26.135228	31.198±4.692	26.527±4.345	16.723±4.734	0.3658	4.7591
175.300225	-26.507135	22.458±3.194	11.274±2.543	6.57±3.206	5.2868	2.3317

**Cuadro 6:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes con  $z \sim 2.156$ .

## 4. Conclusiones y Trabajo a Futuro

Al finalizar nuestro análisis del campo alrededor de PKS 1138-262, encontramos 118 fuentes con contrapartes en los tres mapas de SPIRE. De estas 118, 67 parecen tener un corrimiento al rojo similar a 2.156, que es el  $z$  de la radiogalaxia. En el área central de  $10 \times 10$  minutos de arco cuadrados nosotros encontramos 9 posibles miembros del protocúmulo, de los cuales 7 coinciden con las detecciones de Rigby et al., 2014. Posiblemente esto se deba a la diferencia en nuestros métodos para realizar la extracción de fuentes. En ese artículo utilizaron el extractor de fuentes StarFinder y, aunque es un algoritmo muy sofisticado, con muchos parámetros que ajustar para lograr el mejor rendimiento posible, esto también significa que no se pueden utilizar para fines generales, cuando es necesario examinar una gran variedad de campos. Este es el caso de Rigby et al., 2014, quienes utilizaron este programa en 26 campos candidatos a protocúmulos. Por otro lado, nosotros utilizamos Sussextractor (Savage y Oliver, 2007) aprovechando su velocidad y bajos requisitos de recursos computacionales (Schulz et al., 2017).

En sus conclusiones, Rigby et al., 2014 menciona que, al usar solamente datos de Herschel, los resultados que obtuvo con su análisis fueron insatisfactorios. Ellos llegaron a esta conclusión porque no lograron detectar sobredensidades en algunos de sus campos que, de acuerdo a otras observaciones, sí son protocúmulos. Para tener una mejor estimación de corrimientos al rojo utilizando el ajuste de SED, se deben utilizar observaciones en bandas adicionales. En nuestro trabajo a futuro, planeamos combinar los datos recolectados por SPIRE con observaciones realizadas por la cámara AzTEC en 1.1 mm hacia el mismo campo, así tendremos un punto más en la SED de cada fuente y probablemente podremos obtener mejores ajustes y resultados. Además, también nos gustaría incluir observaciones de otros detectores que sondeen el pico de la SED de las galaxias submilimétricas en  $z = 1 - 3$ .

Otra de las posibles causas de las inconsistencias entre nuestros resultados es que utilizamos diferentes métodos para realizar el análisis de color de las fuentes. Las principales ventajas de la técnica de ajuste de SED son su simplicidad y el hecho de que no requiere ninguna muestra espectroscópica pero su punto débil está relacionado principalmente con la necesidad de elegir plantillas espectrales válidas para todos los objetos, por lo que convendría investigar si nuestro método es adecuado para estas fuentes. Como trabajo a futuro se planea usar más



de un modelo de SED para estimar corrimientos al rojo.

Finalmente, se planea realizar el mismo análisis a otros 16 campos centrados en distintas radiogalaxias con posibles sobredensidades en sus alrededores para poner a prueba la efectividad de nuestro método.

## 5. Apéndice

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.380378	-26.305598	702.467±8.883	187.84±3.562	74.163±4.153	931.1794	38.0988
175.24781	-26.532685	354.791±3.405	108.45±2.788	56.165±3.797	190.5642	31.8425
175.254145	-26.690617	201.112±4.103	61.914±3.762	28.090±4.0	110.5593	18.2811
175.139703	-26.220398	131.672±4.49	64.695±4.346	36.452±5.37	29.7527	15.1141
175.142179	-26.220054	78.253±5.232	64.695±4.452	36.452±4.472	1.9932	10.9402
175.454509	-26.688836	32.221±4.683	29.293±3.778	19.870±4.031	0.1255	5.1483
175.449143	-26.688518	84.205±4.151	29.293±3.225	19.870±5.636	34.0972	7.9737
175.316487	-26.103579	76.995±5.103	43.170±3.871	19.340±6.640	16.2533	8.9993
175.43525	-26.497307	37.214±2.596	18.760±2.843	19.249±3.244	5.3123	4.792
175.250548	-26.740132	55.363±4.916	23.754±3.467	9.451±4.150	24.334	4.9983
175.037361	-26.417565	30.756±3.059	22.258±2.733	15.745±3.545	1.131	4.1567
174.854549	-26.673645	60.862±5.536	20.717±4.624	16.528±5.771	23.908	5.7286
175.243155	-26.833305	64.970±5.271	18.287±5.384	3.236±4.379	50.3956	5.2655
175.552855	-26.703834	65.066±5.095	33.280±3.118	12.176±4.421	22.9826	6.2545
175.556662	-26.70291	33.391±4.348	33.280±4.239	12.176±5.354	2.9575	5.0296
175.175173	-26.429173	33.037±3.839	18.501±2.441	12.293±3.957	4.9183	3.7144
174.817817	-26.741277	55.446±4.201	33.985±4.201	33.242±6.618	4.9456	7.5844
174.883466	-26.332169	35.009±5.128	29.074±3.584	25.693±4.860	2.0114	5.1949
174.920943	-26.195342	70.639±5.701	26.885±4.383	11.247±5.325	34.0137	6.3317
175.251529	-26.260454	39.935±4.589	22.672±3.174	8.135±4.153	10.8841	4.2476
175.45807	-26.535632	26.958±4.049	19.791±3.328	19.777±4.009	2.4028	3.9037
175.039112	-26.897883	83.158±11.027	33.181±6.304	28.877±6.021	29.2846	7.6172
175.264692	-26.191996	33.056±4.993	17.903±3.857	3.428±5.537	13.1488	3.6574
174.99807	-26.813091	44.072±6.711	25.544±5.067	14.239±6.220	6.7517	5.1164
175.246485	-26.511654	41.574±3.054	36.498±3.056	46.388±3.008	13.8703	7.3068
175.478683	-26.806482	66.570±6.795	29.355±6.092	18.373±4.902	17.8394	7.0935
175.037649	-26.775999	38.396±4.839	28.12±3.988	35.528±4.877	9.7834	5.7267

**Cuadro 7:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes.

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.037649	-26.775999	38.396±4.839	28.12±3.988	35.528±4.877	9.7834	5.7267
175.156429	-26.267852	34.417±4.524	21.954±2.559	20.338±3.723	3.8631	4.2197
175.121761	-26.35598	32.386±3.635	21.146±3.410	20.704±3.710	2.7164	4.4432
175.34651	-26.126201	31.897±5.478	20.107±3.816	14.589±4.472	2.586	3.9527
175.372169	-26.560358	18.956±4.357	11.958±3.050	10.667±3.650	1.6152	2.4148
175.392315	-26.4278	14.586±4.167	8.0±2.787	8.842±3.804	3.6422	1.5834
175.661831	-26.693228	45.728±5.786	26.418±5.967	40.072±7.229	14.436	6.4132
175.103696	-26.69875	28.672±3.967	16.898±3.936	13.206±4.006	2.6675	3.758
175.592875	-26.375974	35.695±4.487	17.152±4.062	5.999±4.943	12.227	3.8321
175.470234	-26.743613	42.776±4.152	24.077±4.199	14.07±4.086	6.6727	4.978
175.299958	-26.601329	25.085±3.610	20.414±2.826	23.785±3.064	5.3441	3.9777
175.527002	-26.328662	31.059±4.361	13.37±4.502	7.379±4.742	9.2913	3.5313
175.36927	-26.824927	40.939±5.203	20.04±3.922	9.927±4.723	11.2269	4.2431
175.103424	-26.375944	14.94±4.766	10.711±2.806	5.99±3.257	1.2182	1.8104
175.045433	-26.171075	24.881±4.639	15.51±4.125	7.528±4.426	3.8449	2.8667
174.730685	-26.457771	66.817±11.793	37.648±7.559	23.817±12.488	10.8571	7.3254
175.025491	-26.704315	11.509±3.901	8.117±2.460	9.317±3.999	2.8652	1.4866
175.604245	-26.755713	43.177±6.248	26.964±6.863	25.779±5.205	3.6166	5.8458
175.517269	-26.745661	31.974±5.894	17.191±3.660	12.357±5.317	5.95	3.3668
175.519958	-26.74557	25.653±5.178	17.191±3.715	12.357±5.317	2.228	3.0572
174.729661	-26.337039	23.206±6.773	15.39±6.284	5.379±9.478	4.7126	3.0294
175.323123	-26.134213	36.93±6.176	26.527±4.484	16.723±4.734	1.816	4.819
175.321796	-26.135228	31.198±4.692	26.527±4.345	16.723±4.734	0.3658	4.7591
175.417028	-26.208703	28.664±4.387	20.899±3.911	27.156±5.141	7.634	4.3811
175.146765	-26.308868	28.035±4.130	15.62±3.212	5.306±3.379	8.5565	2.8733
175.300225	-26.507135	22.458±3.194	11.274±2.543	6.57±3.206	5.2868	2.3317
174.833808	-26.722673	34.926±4.639	20.132±4.691	12.64±4.367	4.691	4.0917
175.444848	-26.775458	41.239±4.576	22.419±4.390	20.021±5.226	4.9651	5.0616
174.981094	-26.660948	13.406±3.795	8.525±3.357	2.807±4.310	3.0597	1.6738

**Cuadro 8:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes.

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
174.981094	-26.660948	13.406±3.795	8.525±3.357	2.807±4.310	3.0597	1.6738
175.50786	-26.176459	52.825±10.636	18.157±5.827	22.705±7.267	21.1245	4.8712
175.101211	-26.14837	26.099±4.370	17.988±5.874	12.313±5.669	1.323	3.481
174.90883	-26.694613	11.234±4.522	4.858±4.535	3.102±4.579	3.0482	1.2086
174.849147	-26.391918	1.434±4.384	5.75±4.241	8.324±4.888	15.7409	0.6617
175.20108	-26.229939	30.149±3.347	16.739±3.223	6.178±4.482	7.8918	3.3787
175.344745	-26.714942	21.46±4.097	11.858±3.314	9.792±4.724	3.026	2.432
175.22508	-26.667648	15.191±3.411	8.816±3.093	4.154±3.883	2.7899	1.8333
175.268556	-26.748485	28.566±5.745	18.302±4.187	12.556±5.205	2.8428	3.3428
174.850453	-26.338818	30.237±4.699	18.651±3.592	15.787±4.732	2.7488	3.7336
175.668047	-26.67319	19.208±10.627	5.581±6.433	22.669±16.277	43.6295	1.8091
175.038943	-26.219141	12.301±4.898	9.141±4.089	7.699±5.718	0.4828	1.7608
175.444876	-26.84537	34.179±6.583	21.62±6.392	14.117±4.945	3.0775	4.6268
175.203852	-26.11507	28.738±5.345	17.003±4.439	13.813±6.225	3.1716	3.395
175.457172	-26.595111	20.519±4.126	13.147±3.841	8.15±4.017	1.984	2.464
175.573195	-26.487485	34.127±4.951	17.868±4.853	13.571±5.037	4.8734	4.2256
175.578997	-26.324197	5.216±5.201	7.711±4.755	7.152±4.892	2.9663	1.0546
175.19038	-26.166483	32.771±6.988	17.033±4.482	9.552±4.848	9.1829	3.1414
175.462003	-26.31746	16.145±4.799	13.72±3.486	19.293±5.064	8.2335	2.6945
175.518107	-26.161054	54.455±10.876	28.7±5.463	42.824±9.109	26.661	5.9499
175.174524	-26.284469	44.074±3.581	25.514±2.504	24.453±3.401	5.291	5.3774
175.669733	-26.635408	49.717±7.147	28.715±4.994	24.689±6.467	7.1562	5.5975
175.151136	-26.652504	15.875±3.109	8.97±2.912	6.447±3.630	1.8592	1.9826
174.861263	-26.636482	20.4±6.489	10.748±4.025	5.905±6.113	4.5939	2.1302
175.526606	-26.479782	17.103±4.445	10.371±4.579	5.251±5.384	2.5386	2.1154
175.598635	-26.443763	33.412±6.289	16.47±4.926	19.187±4.919	6.2027	3.9767
175.589659	-26.231431	46.359±7.790	29.666±10.054	39.171±9.322	9.3881	7.1716
175.142709	-26.136444	30.164±6.299	18.167±4.154	4.99±4.784	9.33	3.1978
175.38756	-26.672511	24.154±3.662	14.633±3.056	15.769±4.377	3.7594	2.9924

**Cuadro 9:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes.

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.43525	-26.497307	37.214±2.596	18.76±2.843	13.246±3.244	6.3448	4.4305
175.073095	-26.849803	12.28±6.660	12.003±4.670	11.27±7.141	1.5967	2.0278
175.245536	-26.877415	24.56±6.636	9.757±4.758	10.931±6.930	5.7544	2.8084
175.615683	-26.73533	43.579±5.766	30.446±5.417	44.568±5.923	16.0436	6.7815
175.656593	-26.338091	25.204±7.932	15.02±6.366	9.871±6.862	3.6892	2.7631
175.366786	-26.803165	44.962±4.596	29.153±4.546	25.981±5.318	3.0183	6.1312
174.814413	-26.571452	14.73±6.151	9.079±3.610	13.086±5.862	6.2781	1.8491
174.797946	-26.21698	11.827±6.825	9.091±4.267	6.826±5.782	1.8031	1.3603
175.458743	-26.145417	24.524±10.902	14.468±6.317	17.918±9.183	5.1759	3.1242
174.944324	-26.88863	44.71±13.345	26.972±8.146	14.934±9.568	9.8239	4.4826
175.096454	-26.06317	45.101±24.474	41.185±12.381	41.115±15.569	5.2542	8.0982
174.988738	-26.179169	12.145±4.533	4.851±4.103	7.697±5.660	5.346	1.2237
175.257111	-26.148017	40.646±5.664	13.824±5.719	10.596±6.505	14.5192	4.4021
175.333748	-26.038685	20.012±7.943	14.445±6.895	18.724±12.279	6.5103	2.8151
175.434943	-26.087051	28.795±8.418	16.481±6.481	24.659±5.914	8.6381	4.0051
175.093263	-26.593626	15.463±4.092	9.19±3.235	6.783±3.557	1.5614	1.8727
174.889271	-26.286552	31.654±4.830	23.307±3.980	19.727±4.698	1.6448	4.3147
174.774002	-26.570722	2.389±4.970	3.134±5.999	2.682±8.173	0.4875	0.5058
175.594849	-26.210461	21.677±11.455	14.916±10.576	25.392±7.855	10.8472	3.9097
174.798756	-26.292267	3.693±5.762	6.161±4.161	4.705±4.506	1.2843	0.9999
175.074208	-26.121043	31.985±5.988	23.972±4.435	17.896±6.281	0.9499	4.4245
174.910785	-26.797034	27.924±5.212	19.734±5.502	19.348±4.420	2.1323	4.3622
175.21623	-26.841678	21.186±5.014	9.379±4.475	3.046±6.144	8.505	2.182
175.149347	-26.758125	3.657±5.111	4.302±4.086	2.306±4.520	0.1747	0.6962
175.476934	-26.234391	2.565±5.308	2.071±4.756	4.767±5.813	5.2382	0.465
175.2376	-26.943908	53.932±12.838	40.567±19.504	46.718±9.814	8.511	9.463

**Cuadro 10:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes.

Ra [Deg]	Dec [Deg]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	Flux Density [mJy]	$\chi^2$	$N$
250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$		
175.634027	-26.693573	26.1 $\pm$ 8.133	13.501 $\pm$ 5.197	30.727 $\pm$ 7.627	28.4489	3.3436
175.011954	-26.275626	16.02 $\pm$ 5.383	10.579 $\pm$ 3.842	3.177 $\pm$ 4.156	3.7687	1.8819
175.010692	-26.27248	23.804 $\pm$ 4.566	10.579 $\pm$ 3.514	3.177 $\pm$ 4.283	10.828	2.2174
175.460734	-26.30259	27.758 $\pm$ 5.230	20.051 $\pm$ 3.684	22.587 $\pm$ 4.895	4.729	3.9243
175.385522	-26.883982	19.929 $\pm$ 4.986	14.051 $\pm$ 5.707	17.475 $\pm$ 8.150	5.4339	2.7379
174.706697	-26.376898	7.993 $\pm$ 6.998	13.144 $\pm$ 9.716	19.536 $\pm$ 6.820	16.8304	2.2225
175.333489	-26.886021	37.579 $\pm$ 7.853	16.293 $\pm$ 5.732	6.267 $\pm$ 6.372	17.5587	3.2825
175.47971	-26.380166	11.918 $\pm$ 5.063	5.829 $\pm$ 4.093	9.628 $\pm$ 5.512	4.2085	1.5329
175.045092	-26.597452	4.538 $\pm$ 2.966	4.128 $\pm$ 2.589	2.294 $\pm$ 3.567	0.142	0.7416

**Cuadro 11:** Sección de nuestro catálogo final de fuentes.

## Referencias

- Benítez, N. (2000, junio). Bayesian Photometric Redshift Estimation. , *536*(2), 571-583. doi: 10.1086/308947
- Brisbin, D., Miettinen, O., Aravena, M., Smolčić, V., Delvecchio, I., Jiang, C., ... Tasca, L. (2017, diciembre). An ALMA survey of submillimeter galaxies in the COSMOS field: Multiwavelength counterparts and redshift distribution. , *608*, A15. doi: 10.1051/0004-6361/201730558
- Casey, C. M., Narayanan, D., y Cooray, A. (2014, agosto). Dusty star-forming galaxies at high redshift. , *541*(2), 45-161. doi: 10.1016/j.physrep.2014.02.009
- Chapin, E. L., Pope, A., Scott, D., Aretxaga, I., Austermann, J. E., Chary, R.-R., ... Yun, M. S. (2009, octubre). An AzTEC 1.1mm survey of the GOODS-N field - II. Multiwavelength identifications and redshift distribution. , *398*(4), 1793-1808. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.15267.x
- Croft, S., Kurk, J., van Breugel, W., Stanford, S. A., de Vries, W., Pentericci, L., y Röttgering, H. (2005, septiembre). The Filamentary Large-Scale Structure around the  $z=2.16$  Radio Galaxy PKS 1138-262. , *130*(3), 867-872. doi: 10.1086/431956
- De Lucia, G., Springel, V., White, S. D. M., Croton, D., y Kauffmann, G. (2006, 02). The formation history of elliptical galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *366*(2), 499-509. Descargado de <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09879.x> doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.09879.x
- ESA. (2011). SPIRE Data Reduction Guide.
- ESA. (2017, abril). HCSS User's Reference Manual. Herschel Data Processing, *10.0*.
- Hausen, R., y Robertson, B. (2022, enero). Partial-Attribution Instance Segmentation for Astronomical Source Detection and Deblending. *arXiv e-prints*, arXiv:2201.04714. doi: 10.48550/arXiv.2201.04714
- Herschel. (2017). *Science data, discoveries and people: The legacy of esa's*

*herschel space observatory* (Inf. Téc.). European Space Agency.

- Hughes, D. H., Serjeant, S., Dunlop, J., Rowan-Robinson, M., Blain, A., Mann, R. G., ... Jenness, T. (1998, julio). High-redshift star formation in the Hubble Deep Field revealed by a submillimetre-wavelength survey. , *394*(6690), 241-247. doi: 10.1038/28328
- Iverson, R. E. a. (2007). The SCUBA HALF Degree Extragalactic Survey – III. Identification of radio and mid-infrared counterparts to submillimetre galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *380*(1), 199-228. Descargado de <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12044.x> doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.12044.x
- Jimenez, R., y Verde, L. (2009, diciembre). Implications for primordial non-Gaussianity ( $f_{NL}$ ) from weak lensing masses of high- $z$  galaxy clusters. , *80*(12), 127302. doi: 10.1103/PhysRevD.80.127302
- Kurk, J., Röttgering, H., Pentericci, L., y Miley, G. (2000, enero). Deep Ly $\alpha$  Imaging of Radio Galaxy 1138-262 at redshift 2. 2. En A. Mazure, O.èvre@, y V. Le Brun (Eds.), *Clustering at high redshift* (Vol. 200, p. 424). doi: 10.48550/arXiv.astro-ph/9910257
- Kurk, J. D., Pentericci, L., Röttgering, H. J. A., y Miley, G. K. (2004, dec). A search for clusters at high redshift. *Astronomy & Astrophysics*, *428*(3), 793–815. Descargado de
- Oteo, I., Iverson, R. J., Dunne, L., Manilla-Robles, A., Maddox, S., Lewis, A. J. R., ... Zhang, Z. Y. (2018, marzo). An Extreme Protocluster of Luminous Dusty Starbursts in the Early Universe. , *856*(1), 72. doi: 10.3847/1538-4357/aaa1f1
- Pierre, M., Valtchanov, I., Altieri, B., Andreon, S., Bolzonella, M., Bremer, M., ... White, S. (2004, septiembre). The XMM-LSS survey. Survey design and first results. , *2004*(9), 011. doi: 10.1088/1475-7516/2004/09/011
- Pogge, R. (2011). Lecture notes astronomy 871. En *Physics of the interstellar medium*. Ohio State University.
- Rangwala, N., Maloney, P. R., Glenn, J., Wilson, C. D., Rykala, A., Isaak, K., ...



- Wolfire, M. (2011, diciembre). Observations of Arp 220 Using Herschel-SPIRE: An Unprecedented View of the Molecular Gas in an Extreme Star Formation Environment. , *743*(1), 94. doi: 10.1088/0004-637X/743/1/94
- Rigby, E. E., Hatch, N. A., Röttgering, H. J. A., Sibthorpe, B., Chiang, Y. K., Overzier, R., ... Venemans, B. (2014, enero). Searching for large-scale structures around high-redshift radio galaxies with Herschel. , *437*(2), 1882-1893. doi: 10.1093/mnras/stt2019
- Rosati, P., Della Ceca, R., Norman, C., y Giacconi, R. (1998, enero). The ROSAT Deep Cluster Survey: The X-Ray Luminosity Function out to  $z = 0.8$ . , *492*(1), L21-L24. doi: 10.1086/311085
- Savage, R. S., y Oliver, S. (2007, junio). Bayesian Methods of Astronomical Source Extraction. , *661*(2), 1339-1346. doi: 10.1086/515393
- Schulz, B., Marton, G., Valtchanov, I., Pérez García, A. M., Pintér, S., Appleton, P., ... Xu, K. (2017, junio). SPIRE Point Source Catalog Explanatory Supplement. *arXiv e-prints*, arXiv:1706.00448. doi: 10.48550/arXiv.1706.00448
- Siebenmorgen, R., y Krügel, E. (2007, enero). Dust in starburst nuclei and ULIRGs. SED models for observers. , *461*(2), 445-453. doi: 10.1051/0004-6361:20065700
- Smolčić, V., Aravena, M., Navarrete, F., Schinnerer, E., Riechers, D. A., Bertoldi, F., ... Taniguchi, Y. (2012, diciembre). Millimeter imaging of submillimeter galaxies in the COSMOS field: redshift distribution. , *548*, A4. doi: 10.1051/0004-6361/201219368
- Spire data reduction guide [Manual de software informático]. (2016).
- Valtchanov, I. (2017). SPIRE Handbook v3.1, Herschel Explanatory Supplement. , *IV*.
- Vazzano, M. M., Cappa, C. E., Rubio, M., Firpo, V., López-Caraballo, C. H., y Duronea, N. U. (2019, octubre). Millimeter and Far-IR Study of the IRDC SDC 341.232-0.268. , *55*, 289-303. doi: 10.22201/ia.01851101p.2019.55.02.15
- Venemans, B. P., Röttgering, H. J. A., Miley, G. K., Kurk, J. D., De Breuck,

- C., Overzier, R. A., ... McCarthy, P. (2004, noviembre). VizieR Online Data Catalog: Ly-alpha emitters around MRC 0316-257 (Venemans+, 2005). *VizieR Online Data Catalog*, J/A+A/431/793. doi: 10.26093/cds/vizieer.34310793
- Wikipedia. (2020). *Mrc 1138-262* — *wikipedia, la enciclopedia libre*. Descargado de <https://es.wikipedia.org/w/index.php?title=MRC1138-262&oldid=124271009> ([Internet; descargado 15-marzo-2020])
- Wikipedia. (2023). *Doppler effect* — *Wikipedia, the free encyclopedia*. Descargado de [https://en.wikipedia.org/w/index.php?title=Doppler\\_effect&oldid=1173314645](https://en.wikipedia.org/w/index.php?title=Doppler_effect&oldid=1173314645) ([Online; accessed 9-October-2023])
- Yun, M. S., Scott, K. S., Guo, Y., Aretxaga, I., Giavalisco, M., Austermann, J. E., ... Wilson, G. W. (2012, febrero). Deep 1.1 mm-wavelength imaging of the GOODS-S field by AzTEC/ASTE - II. Redshift distribution and nature of the submillimetre galaxy population. , *420*(2), 957-985. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.19898.x
- Zeballos, M. (2013). *Studying the formation and evolution of massive galaxies towards protoclusters using millimetre observations* (Tesis Doctoral no publicada). National Institute of Astrophysics, Optics and Electronics.
- Zeballos, M. (2018, jun). AzTEC 1.1 mm observations of high-z protocluster environments: SMG overdensities and misalignment between AGN jets and SMG distribution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *479*(4), 4577-4632.