



**UNIVERSIDAD  
DE GRANADA**

---

Facultad de Ciencias

GRADO EN FÍSICA

TRABAJO FIN DE GRADO

**ANÁLISIS DE LAS  
PROPIEDADES DEL  
POLVO INTERESTELAR  
EN ENTORNOS DE BAJA  
METALICIDAD.**

Presentado por:

**D. Miguel Ángel García Valverde**

Curso académico 2019/2020

# Índice

<b>1. Resumen.</b>	<b>2</b>
<b>2. Introducción.</b>	<b>2</b>
2.1. Galaxias. . . . .	2
2.1.1. Regiones de formación estelar. . . . .	2
2.1.2. Proceso de formación estelar. . . . .	2
2.1.3. Tasa de Formación Estelar. . . . .	4
2.2. Medio Interestelar. . . . .	4
2.2.1. Polvo interestelar. . . . .	4
2.2.2. Metales. . . . .	5
2.3. Distribución espectral de energía (SED) de una galaxia. . . . .	6
2.4. Galaxias enanas: Sextans A. . . . .	7
<b>3. Objetivo.</b>	<b>7</b>
<b>4. Datos e Instrumentación.</b>	<b>8</b>
4.1. Instrumentos. . . . .	8
4.1.1. Spitzer. . . . .	8
4.1.2. Herschel. . . . .	8
4.1.3. Galex. . . . .	9
4.2. Datos de las imágenes. . . . .	9
<b>5. Metodología.</b>	<b>10</b>
5.1. Imágenes del Infrarrojo. . . . .	11
5.1.1. Regiones de formación estelar. . . . .	11
5.1.2. Fotometría de las regiones. . . . .	13
5.1.3. Cálculo de errores. . . . .	15
5.1.4. Fotometría final en el infrarrojo. . . . .	16
5.2. Estudio de imágenes en ultravioleta. . . . .	17
5.2.1. Fotometría de las regiones. . . . .	17
5.2.2. Cálculo de errores. . . . .	18
5.2.3. Fotometría final en el ultravioleta. . . . .	18
5.3. Cálculo de la tasa de formación estelar. . . . .	19
5.3.1. Luminosidad total en el IR. . . . .	19
5.3.2. Luminosidad en el UV. . . . .	20
5.3.3. Tasa de formación estelar. . . . .	20
5.4. Modelos de polvo interestelar. . . . .	21
<b>6. Resultados.</b>	<b>21</b>
6.1. Tasa de formación estelar en Sextans A. . . . .	21
6.2. Polvo en la galaxia Sextans A. . . . .	24
6.3. Relación del polvo con la tasa de formación estelar. . . . .	25
<b>7. Conclusiones.</b>	<b>26</b>



vientos estelares y otros procesos más violentos. De esta manera generaciones de estrellas se forman unas a partir del material cedido por otras.

En primer lugar para entender la formación de estrellas hay que entender qué ocurre en los primeros instantes en la nube de gas y polvo que dará lugar a futuras estrellas. Las nubes de gas y polvo se encuentran en equilibrio hidrostático si se cumple el teorema del virial:

$$2 \langle K \rangle = - \langle U \rangle \quad (1)$$

en el que se iguala el valor medio de la energía cinética (K) y el valor medio de la energía potencial (U). Esta ecuación nos define la masa límite de la nube de gas que permite la formación estelar:

$$M_J = \frac{c_{sound}^3}{G^{\frac{3}{2}} \rho^{\frac{1}{2}}} \quad (2)$$

Donde  $c_{sound}$  es la velocidad del sonido en el medio, G es la constante gravitacional y  $\rho$  es la densidad media de la nube.

En la nube se produce una inestabilidad que recibe el mismo nombre (inestabilidad de Jeans) y por lo tanto se produce el colapso gravitatorio de la misma [W. Carroll, Ostlie, 1996]. Es decir, la Masa de Jeans es la masa mínima que una nube de  $H_2$  debe tener para que se puedan formar estrellas en ella. Si se cumple el requisito de la masa mínima, en ausencia de rotación o campos magnéticos, la nube de gas colapsará. Durante el proceso, la densidad de la nube aumenta varios órdenes de magnitud y esta se fragmenta. De esta manera se forman pequeños núcleos más densos e independientes que siguen el proceso de colapso gravitatorio individualmente. En cada uno de estos núcleos la densidad y la temperatura aumenta a medida que colapsan. El aumento hace que los núcleos se vuelvan opacos, la energía no se radia al exterior y el colapso se para. Cuando esto ocurre comienza una fase adiabática en el que los núcleos se contraen lentamente hasta alcanzar una temperatura de 2000 K. A esta temperatura el hidrógeno molecular se disocia en hidrógeno neutro y un segundo colapso rápido ocurre. Después de este segundo colapso, la parte más interna del núcleo alcanza el equilibrio hidrostático, se vuelve a una fase de contracción adiabática hasta que la temperatura central es lo suficientemente alta para comenzar la fusión del hidrógeno [W. Carroll, Ostlie, 1996].



Figura 2: Región de Formación Estelar. Messier 17 [13].

### 2.1.3. Tasa de Formación Estelar.

La tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés) es la masa total de gas que se transforma en estrellas en una región por unidad de tiempo. Principalmente se expresa en masas solares por año ( $M_{\odot}/yr$ ).

El lanzamiento de la sonda Galex (descrita en el apartado 4.1.3) para tomar medidas del ultravioleta ha revolucionado el trabajo realizado en este campo. Galex ha tomado imágenes de dos tercios de cielo en ultravioleta lejano (FUV, 155 nm) y cercano (NUV, 230nm).

La sonda utiliza ambas longitudes de onda para tomar imágenes de miles de galaxias y así poder descubrir nuevas zonas de formación estelar con poco brillo superficial. La principal desventaja que tiene la observación en el ultravioleta es la gran sensibilidad a la atenuación de la emisión debido a la existencia del polvo en el medio interestelar. Para corregir estos errores en el cálculo de la SFR, se aplican métodos en los que se toma una combinación lineal de las medidas en el ultravioleta lejano (FUV) y el infrarrojo (IR) dándoles más peso a uno u otro.

Las variaciones en la SFR entre un tipo y otro de galaxias en la clasificación de Hubble se deben a la cantidad de gas, la emisión de la galaxia, las interacciones etc.

Para un mejor estudio de las propiedades, se establece una relación entre la SFR y la densidad de gas de las galaxias. De igual manera se establece también una relación entre la SFR y la luminosidad de la galaxia [Kennicutt et al. 2012].

Para calcular la tasa de formación estelar, nosotros hemos hecho uso del método de los trazadores con varias longitudes de onda ("*Multiwavelength tracers*"). Esta técnica aplicada a galaxias cercanas es la más extendida, haciendo uso de las medidas del infrarrojo y las observaciones del ultravioleta lejano para construir una SFR corregida de la extinción del polvo. Se usa un balance de energía aproximado utilizando una combinación lineal de las luminosidades en FUV-IR.

$$L_{UV} = L_{UV,obs} + \eta \cdot L_{IR} \quad (3)$$

Donde  $L_{UV}$  es la luminosidad en el ultravioleta corregida,  $L_{UV,obs}$  es la luminosidad observada en el ultravioleta y  $L_{IR}$  es la luminosidad en el infrarrojo.

Dichas luminosidades se calculan a partir de las densidades de flujo. El parámetro  $\eta$  depende del paso de banda elegido para cada una de las medidas y se puede calibrar teóricamente usando modelos evolutivos, o de forma empírica usando medidas independientes de SFR corregidas de la extinción de polvo. Un valor típico es 0.46 (galaxias con formación estelar media) que muestran una gran cantidad de polvo caliente. Se tienen en cuenta por tanto los efectos producidos por la geometría de los granos de polvo. Este método proporciona un gran número de datos para calibrar y mejorar la dispersión de las medidas en las técnicas con indicadores monocromáticos [Robert C. Kennicutt, 1998].

## 2.2. Medio Interestelar.

### 2.2.1. Polvo interestelar.

El polvo interestelar está compuesto de partículas sólidas de entre 0,3 nm y 0,3  $\mu m$ . Estas partículas están compuestas principalmente de elementos como el carbono, silicio, magnesio o hierro. Su cantidad en el medio interestelar es de menos del 1 % pero su contribución a la evolución y formación de galaxias es enorme. Son importantes porque absorben la luz de las estrellas para calentarse y actúan como catalizadores en numerosas reacciones químicas, como la formación del hidrógeno molecular [Galliano et al. 2017].

Las partículas de polvo interactúan con la radiación electromagnética en función de su forma, tamaño, índice de refracción y además interactúan con la longitud de onda de la

radiación [Zhou et al. 2016, Galliano et al. 2017].

Las principales componentes del polvo son:

- PAH ("Polycyclic aromatic hydrocarbons").

Los hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAH) son compuestos orgánicos que se componen de anillos aromáticos simples que se han unido. Los PAH están formados por carbono principalmente. Se encuentran en el medio interestelar, en cometas y en meteoritos, y son candidatos a moléculas básicas en el origen de la vida.

Los PAHs en el medio interestelar se forman mediante la interacción de hidrógeno atómico con granos de polvo compuestos de carburo de silicio (SiC), muy abundantes en el espacio.

Para poder detectarlos debemos observar su espectro infrarrojo característico que emite principalmente entre las 8 y 12  $\mu\text{m}$  de longitud de onda.

El tamaño de estos granos de polvo se encuentra aproximadamente entre 0,4 y 1,2 nm, aunque el límite superior está poco definido y los altos campos de radiación de las estrellas pueden llegar a destruirlos en su totalidad.

- VSG ("Very Small Grains").

Estos granos de polvo están formados principalmente por carbono.

El proceso para calentarse y enfriarse ocurre rápidamente debido a su tamaño, entre 1,2 y 15 nm. Atrapan únicamente un fotón, se calientan alcanzando un pico de temperatura y lo emiten de nuevo, enfriándose rápidamente antes de llegar a absorber otro fotón nuevamente. Se produce calentamiento estocástico a diferencia de los "Big grains". Emiten la mayor parte de la radiación entre 15 y 60  $\mu\text{m}$ . (En estas longitudes de onda, aproximadamente el 50 % de la emisión se debe también a los PAH).

- BG ("Big grains").

El tercer tipo de granos de polvo está formado por agrupaciones de VSGs y están compuestos principalmente de silicatos. Emiten en el infrarrojo lejano, a una longitud de onda superior a 60  $\mu\text{m}$ , cuando se encuentran en equilibrio térmico al absorber fotones. Forman la mayor parte de la masa total de polvo. Su tamaño se encuentra entre 15 y 110 nm y la emisión se centra en 100  $\mu\text{m}$  [Désert et al. 1990][Galliano et al. 2017].

Conocer las propiedades del polvo en el ISM es importante para comprender las observaciones en ultravioleta donde se pueden ver las regiones afectadas por la extinción del polvo, estudiar regiones de formación estelar dentro de una galaxia, comprender la evolución de las galaxias dado que, al tener baja metalicidad, se asemejan a galaxias primitivas (de las primeras que se formaron en el universo temprano).

Estas partículas al interactuar con la radiación pueden dispersarla, absorberla o polarizarla.

### 2.2.2. Metales.

Se denomina metal en una galaxia a cualquier elemento químico más pesado que el helio, independientemente de su posición en la tabla periódica. El polvo está formado principalmente por metales.

Las estrellas (fundamentalmente las que se encuentran en las galaxias de tipo AGN<sup>1</sup>) producen polvo que expulsan al medio interestelar a partir de los metales que contienen

---

<sup>1</sup>Galaxia AGN: son galaxias de núcleo activo, en las que una parte significativa de la radiación emitida, no se debe a estrellas, polvo o gas, sino a chorros de partículas emitidos desde su núcleo que recorren grandes distancias. A este tipo pertenecen las galaxias de radio, las galaxias Seyfert, los cuásares y blázares. [Núcleos activos de galaxias (AGN)].

en su interior. Una vez se encuentran en el medio interestelar, los grano de polvo pueden atraer metales que están en fase gaseosa. La composición del polvo como se ha indicado en el apartado anterior varía en función del tipo de grano pero principalmente es carbono, oxígeno, silicio, magnesio, hierro, etc.

Denominamos metalicidad a la proporción de elementos químicos que componen una estrella o galaxia, distintos del hidrógeno y el helio. Se suele comparar con la metalicidad solar. Para medir la metalicidad de una estrella, usando espectroscopía, se estudian las líneas de absorción de la radiación electromagnética. La metalicidad no es un parámetro constante en el medio interestelar por lo que la metalicidad de una estrella dependerá en parte de la zona donde se haya formado así como el tiempo en el que lo haya hecho.

### 2.3. Distribución espectral de energía (SED) de una galaxia.

Las diferentes componentes de una galaxia emiten en distintos rangos del espectro electromagnético.

Una distribución espectral de energía es la relación de la energía emitida por una fuente astronómica con la frecuencia o longitud de onda de la luz recibida. Con esta curva podemos conocer en qué longitudes de onda emite radiación dicha fuente e incluso podemos llegar a conocer su composición. En la figura 3 se muestra una SED típica de una galaxia [Kennicutt et al. 2012].

En esta gráfica podemos observar en qué longitudes de onda emiten las estrellas (longitudes de onda cortas, entre 0,01 ~ 10 nm), el polvo (entre 10 ~ 1000 nm) y el gas (emite más en longitudes de onda pequeñas como las estrellas) [Galliano et al. 2017].

La distribución espectral de energía nos permite estudiar las distintas componentes de una galaxia en detalle. En este trabajo nos centramos en el estudio de la parte del infrarrojo de la SED correspondiente a la emisión del polvo.

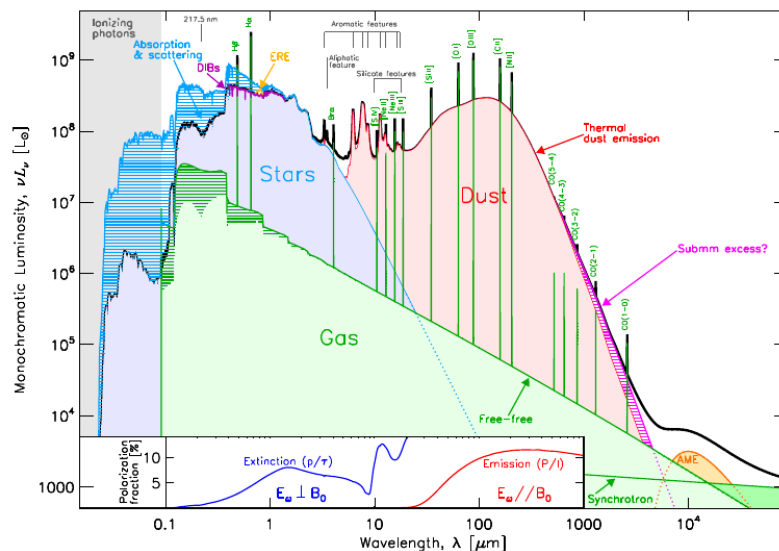


Figura 3: Distribución espectral de energía típica de una galaxia [Kennicutt et al. 2012]. La zona de color azul corresponde a la emisión de las estrellas, la verde al gas y la roja al polvo. La zona con líneas horizontales en color azul hace referencia a la absorción del polvo. La altura de dicha zona es la diferencia entre la luminosidad observada con absorción y sin ella.



## 2.4. Galaxias enanas: Sextans A.

La galaxia escogida para estudiar es Sextans A, una galaxia enana irregular de baja luminosidad por unidad de área. Es una galaxia de unos 1533 pc<sup>2</sup> de diámetro y se encuentra a 1,42 Mpc de distancia, cerca del límite del Grupo Local [Simbad. Sextans A].



Figura 4: Sextans A. Las estrellas de color azul son jóvenes y se agrupan en pequeños cúmulos. Por otro lado las estrellas más anaranjadas pertenecen a la Vía Láctea y se interponen entre Sextans A y el punto de observación. Fuente [Simbad. Sextans A]. Imagen tomada en el Visible.

Las galaxias enanas e irregulares son las más numerosas en el universo. Tienen un importante papel a la hora de entender la evolución de las galaxias.

Entender la formación de estrellas en galaxias enanas e irregulares ayuda a conocer cómo son estas galaxias antes de formar parte de sistemas más complejos [Simbad. Sextans A]. Esta galaxia ha sido escogida por su distancia próxima a nosotros y su baja metalicidad lo que la hace difícil de estudiar. Su proximidad hace que las regiones de formación estelar que se van a estudiar se puedan resolver espacialmente en las bandas del infrarrojo. Por su baja metalicidad puede ser una galaxia similar a las del universo primitivo [Van Dyk et al. 1998].

Nombre	Morfología	Distancia	Metalicidad ( $12+\log(\text{O}/\text{H})$ )
Sextans A	Enana irregular	1,42 Mpc	7,49

Cuadro 1: Datos de la Galaxia Sextans A [Zhou et al. 2016]. La metalicidad se mide en unidades de la fracción entre la concentración de oxígeno e hidrógeno.

## 3. Objetivo.

El objetivo principal de este trabajo es estudiar las principales características del polvo interestelar en entornos de baja metalicidad. Para ello hemos escogido la galaxia Sextans A por su cercanía y su baja metalicidad. Esto nos permite resolver espacialmente las principales regiones de formación estelar y estudiar la *SED* no solo de la galaxia completa sino de cada una de estas zonas por separado. Para cada región obtendremos la *SED* en el rango del infrarrojo (IR). Estudiaremos las propiedades del polvo interestelar ajustando modelos a las diferentes *SED*. Derivaremos la masa de polvo total y la contribución relativa de cada componente. Hay que destacar que la obtención de las *SEDs* (distribución

---

<sup>2</sup>1 parsec (pc) equivale a  $3,086 \cdot 10^{16}$  m.



espectral de energía) en regiones de galaxias de baja metalicidad se ha realizado muy pocas veces debido a la tenue emisión que tiene el polvo en ellas y la dificultad que ello conlleva.

## 4. Datos e Instrumentación.

Las imágenes que se van a utilizar se han obtenido con los telescopios espaciales Spitzer, Herschel y Galex. Los tres telescopios llevan cámaras incorporadas especializadas en la toma de imágenes del infrarrojo y ultravioleta. A continuación las describimos brevemente en el apartado 4.1.

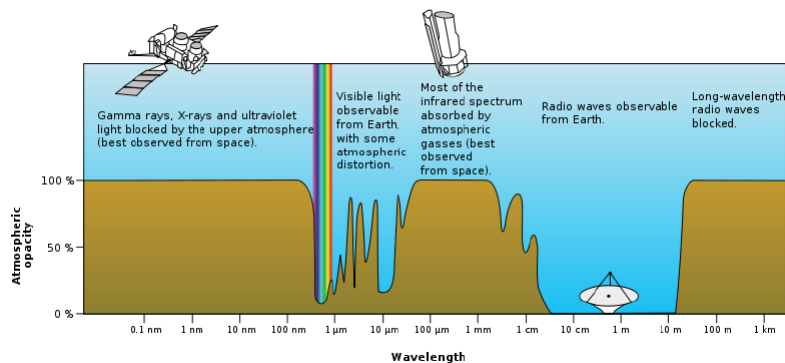


Figura 5: Opacidad atmosférica frente a la longitud de onda. En la imagen se puede ver la opacidad para rayos-X y gamma, ultravioleta, visible, infrarrojo... [W. Carroll, Ostlie, 1996].

### 4.1. Instrumentos.

#### 4.1.1. Spitzer.

El telescopio espacial Spitzer (infrarrojo) fue lanzado al espacio en el año 2003, formando parte del Programa de Grandes Observatorios de la NASA. Este telescopio observa entre 3 y 180  $\mu m$ , longitudes de onda para las que la opacidad atmosférica es muy alta, como se ve en la Figura 5. Spitzer tiene tres instrumentos: IRAC (*infrared array camera*) [5, 6], IRS (*infrared spectroscopy*) y MIPS (*multiband imaging photometer*) [7].

- IRAC: Cámara infrarroja que detecta luz en las longitudes de onda entre 3,6  $\mu m$  y 8,0  $\mu m$ . Tiene cuatro canales de toma de imágenes en cuatro longitudes de onda (3,6, 4,5, 5,8, 8  $\mu m$ )
- MIPS: Cámara con tres canales de toma de imágenes en diferentes longitudes de onda (24, 70, 160  $\mu m$ ).
- IRS: Espectrógrafo infrarrojo. Proporciona espectros detallados entre 5  $\mu m$  y 40  $\mu m$  de longitud de onda. Tiene cuatro módulos para los espectro en baja y alta resolución de longitudes cortas y largas en el intervalo que trabaja.

#### 4.1.2. Herschel.

El telescopio espacial Herschel fue lanzado en el año 2009. Está especializado en la toma de imágenes fotométricas entre longitudes de onda de 55  $\mu m$  hasta 672  $\mu m$ . Este telescopio

forma parte del Programa científico de la Agencia Espacial Europea (ESA) [9]. Cuenta con tres instrumentos: HiFi (*heterodyne instrument for the far infrared*), PACS (*photodetector array camera and spectrometer*) y SPIRE (*spectral and photometric imaging receiver*)[10]. Los describimos brevemente:

- PACS: Cámara que permite hacer fotometría en tres bandas centrada en 70, 100 y 160  $\mu m$ .
- SPIRE: Cámara que puede tomar imágenes en tres bandas centradas en las longitudes de onda de 250  $\mu m$ , 350  $\mu m$  y 500  $\mu m$ .
- HiFi: Espectrómetro de alta resolución que cubre las longitudes de onda desde 155  $\mu m$  hasta 625  $\mu m$ . Tiene 7 bandas para tomar datos. Las cinco primeras bandas operan con una anchura de 4 GHz mientras que las dos últimas tienen un ancho de banda de 2,4 GHz.

#### 4.1.3. **Galex.**

El telescopio espacial Galex fue lanzado al espacio en Abril de 2003. Su función principal es tomar imágenes en el rango de longitudes de onda del ultravioleta para el estudio de la evolución y formación de galaxias. Ha elaborado el primer mapa de galaxias en formación en el universo. Tiene una cámara que toma imágenes a través de su telescopio (50 cm de diámetro) en 151,6 nm aunque tiene otro canal de 226,7 nm (Ultravioleta lejano y cercano) [11].

#### 4.2. **Datos de las imágenes.**

Nuestro objetivo es estudiar el polvo en Sextans A a partir de la SED. Para construirla en la franja del infrarrojo hemos usado una serie de imágenes tomadas con los instrumentos descritos anteriormente.

Usamos imágenes en diferentes resoluciones espaciales que equivalen a distintas escalas lineales (imágenes de alta resolución y baja resolución). Las imágenes de alta resolución pertenecen a las bandas del espectro observadas por la cámara IRAC.

En el cuadro 2 mostramos información acerca de dichas imágenes, por qué instrumento fueron captadas, cuál es la longitud de onda observada, la conversión entre píxel de la imagen y segundos de arco del cielo y el tamaño de la PSF de las imágenes.

La última columna del cuadro siguiente corresponde a la incertidumbre introducida en las medidas debido a la calibración de los instrumentos (error instrumental), donde para cada banda se ha especificado el valor (porcentaje de la medida).

Telescopio	Instrumento	Long. onda	Píxel [arcsec]	PSF [arcsec]	$\Delta_{cal}(\%)$
Galex	FUV	151,6 nm	0,6	4,4	10
Spitzer	IRAC	3,6 $\mu m$	0,6	2,5	2
Spitzer	IRAC	4,5 $\mu m$	0,6	2,9	2
Spitzer	IRAC	5,8 $\mu m$	0,6	3,0	2
Spitzer	IRAC	8 $\mu m$	0,6	3,0	2
Spitzer	MIPS	24 $\mu m$	2,45	6,3	4
Herschel	PACS	70 $\mu m$	1,4	5,5	10
Herschel	PACS	100 $\mu m$	1,7	7,7	10
Herschel	PACS	160 $\mu m$	2,85	11,2	20
Herschel	SPIRE	250 $\mu m$	6	18,0	5
Herschel	SPIRE	350 $\mu m$	10	25,0	5

Cuadro 2: En la tabla se muestra con qué instrumento se ha tomado cada imagen. La longitud de onda en la que se ha tomado cada una. El tamaño de un píxel en segundos de arco de cada una de ellas. La PSF (función de dispersión de un punto) de cada imagen, siendo esta mayor en las de mayor longitud de onda por lo que se ve más dispersa. Por último la incertidumbre introducida por el propio instrumental en las medidas del flujo observado en el infrarrojo y ultravioleta.

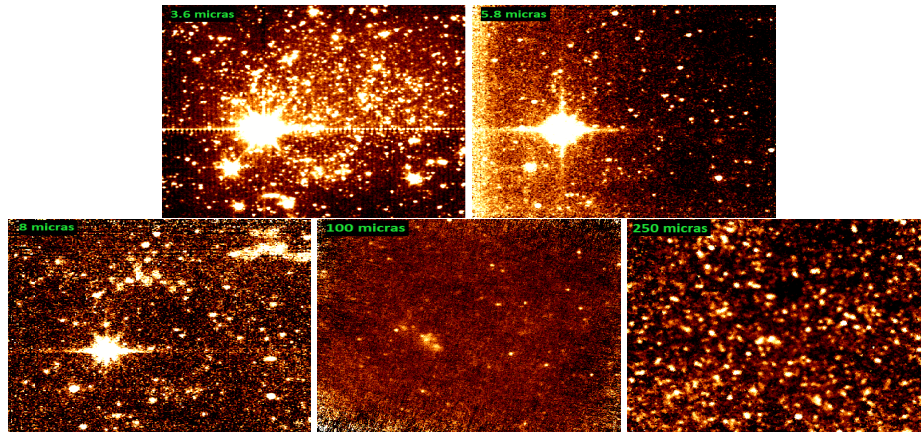


Figura 6: Imágenes de Sextans A en las longitud de onda a estudiar más representativas captadas con los diferentes instrumentos descritos anteriormente.

## 5. Metodología.

En primer lugar vamos a definir las regiones de cielo a estudiar [Zhou et al. 2016]. Para obtener el flujo que recibimos de dichas regiones. El siguiente paso será tomar aperturas de cielo alrededor de las regiones para extraer la emisión de fondo de las imágenes. De esta manera podemos hallar la emisión en el infrarrojo y en el ultravioleta de la galaxia y obtener la *SED* buscada.

Partimos de las imágenes de la galaxia Sextans A tomadas en longitudes de onda pertenecientes al espectro infrarrojo. De estas imágenes, usando el software DS9, podremos obtener la emisión de la galaxia. Más concretamente, vamos a seleccionar unas regiones de formación estelar dentro de la galaxia y nos centraremos en estudiar la emisión en dichas zonas.

Para obtener el flujo de estas regiones, debemos eliminar la emisión del cielo de fondo para lo que utilizaremos aperturas de cielo alrededor de las regiones de formación estelar. Una vez que tenemos la fotometría de las regiones, podemos construir la *SED* de cada una de las regiones de formación estelar así como del disco galáctico y compararlo con modelos teóricos.

El siguiente paso será repetir los mismo pasos pero en este caso para una imagen del espectro ultravioleta, el cual nos permite profundizar el estudio de las regiones en cuestión. Una vez obtenido el flujo emitido tanto en infrarrojo como en ultravioleta lejano, el objetivo será hallar la luminosidad de cada una de las regiones y del disco de la galaxia.

A partir de la luminosidad podemos obtener la tasa de formación estelar en cada una de las regiones de formación. Una vez hallado este valor, haciendo uso de los modelos teóricos y modelos calculados matemáticamente (descritos en el apartado 5.4), podemos conocer la fracción de masa de cada una de los distintos granos de polvo (*PAH*, *VSG*, *BG*).

### 5.1. Imágenes del Infrarrojo.

Vamos a estudiar la *SED* de la galaxia, en concreto las longitudes de onda del infrarrojo, para ello tenemos imágenes de diferente resolución. Dichas imágenes tienen el problema de que necesitan correcciones en las aperturas de cielo y de las regiones de formación estelar. Para corregirlo en lugar de usar imágenes de alta resolución donde necesitamos las mencionadas correcciones, utilizamos imágenes suavizadas y en baja resolución.

Usamos este tipo de imágenes suavizadas en las longitudes de onda indicadas en el cuadro 2 dado que introducen menos error debido a que la luz está dispersada en una mayor cantidad de píxeles y al convolucionar todas las imágenes no tenemos que realizar correcciones de apertura como pasaría con las imágenes de alta resolución.

#### 5.1.1. Regiones de formación estelar.

Hemos seleccionado las principales regiones de formación estelar de la galaxia Sextans A, inspeccionando las imágenes en todas las bandas. Sus coordenadas y tamaños se recogen en el cuadro 3. Escogimos las aperturas de manera que englobaran la emisión de las regiones en todas las bandas (figura 7). Además estudiamos una región que engloba el disco de la galaxia (figura 8).

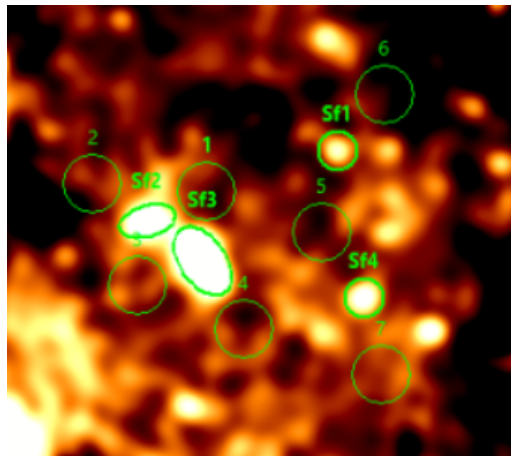


Figura 7: Imagen de baja resolución (corresponde a una resolución espacial de  $25''$ , banda de  $350 \mu m$ ).

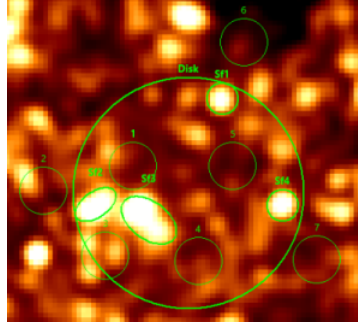


Figura 8: Región y aperturas del cielo para el Disco Galáctico. Imagen de 250 micras.

Las regiones SF1 a SF4 han sido elegidas dado que son las regiones de formación estelar más importantes de la galaxia Sextans A. Para la fotometría de las imágenes se ha hecho uso del software DS9 [SAO image DS9]. Presentamos en el siguiente cuadro los datos de las regiones escogidas como objeto de estudio.

	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
Posición J2000	10:10:57,12 -04:40:32,1	10:11:10,10 -04:41:44,4	10:11:06,3 -4:42:25,24	10:10:55,3 -4:43:03,10	10:11:02,4 -4:42:09
Radio [píxeles]	20	29,11 x 16	23,4 x 39,16	20	145
Área [arcsec <sup>2</sup> ]	1254.3	1464.12	2881.8	1254.4	66800.1

Cuadro 3: Datos de las regiones seleccionadas de Sextans A. El tamaño expresa el radio de las regiones circulares (SF1, SF4 y el disco galáctico) y el semieje mayor y menor en el caso de las regiones elípticas (SF2 y SF3). En la última columna se presentan los datos de una apertura que engloba todo el disco de la galaxia.

Para sustraer la emisión de fondo hemos considerado las aperturas de cielo de 1 a 7, escogidas con un tamaño lo suficientemente grande para que en las imágenes de mayor longitud de onda (dado que la PSF es más alta y los píxeles tienen un mayor tamaño) incluyan un mayor número de píxeles en el interior y poder tener unos datos más precisos. Mostramos el número de píxeles de cada región en cada banda observada en la figura 4.

$\lambda[\mu m]$	$Npix_{SF1}$	$Npix_{SF2}$	$Npix_{SF3}$	$Npix_{SF4}$	$Npix_{disco}$
3,6	3484	4059	8005	3492	180590
4,5	3494	4067	8004	3485	180581
5,8	3484	4059	8005	3492	180885
8	3494	4067	8004	3485	180012
24	208	244	478	208	11000
70	491	573	1118	487	25799
100	493	572	1128	491	25802
160	120	142	277	124	6450
250	37	42	79	36	1835
350	13	14	28	13	659

Cuadro 4: Número de píxeles de cada región. El número de píxeles varía en función de la banda en la que se observe debido a que el tamaño de píxel en cada banda es diferente como se observa en el cuadro 2.

El número de píxeles será necesario (junto con la emisión por píxel) para calcular posteriormente la emisión de fondo que deberemos sustraer a la emisión total observada. Usaremos estos datos en lugar de usar la densidad de emisión por unidad de área, debido a que la resolución espacial de cada imagen es diferente y esto puede introducir errores más adelante.

En el caso del disco galáctico, hemos tomado un región mayor que engloba a las 4 regiones anteriormente estudiadas (figura 8). De la misma manera que con las demás regiones, realizamos un estudio del flujo de esta zona y las aperturas que quedan en el exterior (figura 10).

### 5.1.2. Fotometría de las regiones.

El flujo de cada región y del disco de Sextans A se calculó haciendo uso del software DS9 que nos permite obtener la señal de la imagen en la apertura seleccionada. En el cuadro siguiente se presenta el flujo para cada region escogida, así como para la apertura del disco galáctico. Estos valores incluyen el flujo de fondo de las imágenes, que será sustraído más adelante (en unidades de mJy<sup>3</sup>).

$\lambda$ [ $\mu$ m]	SF1 [mJy]	SF2 [mJy]	SF3 [mJy]	SF4 [mJy]	Disco [mJy]
3,6	0,6	0,7	1,3	0,5	63
4,5	1,23	1,4	3	1,17	80
5,8	10	12	22,4	10	521
8	37,3	42,12	85	37	2000
24	1275	1497	2932,3	1274	70000
70	5929	6924	13626,4	5863	311000
100	296,04	397,11	870	312,5	14000
160	-33,3	24	65,18	-19,17	-2400
250	107,02	148,5	270,02	112	4300
350	73,01	87,4	174,4	74,4	3000

Cuadro 5: Fotometría de las regiones de formación estelar seleccionadas. En el caso del disco, para hallar el flujo total de fondo se han tenido en cuenta únicamente las aperturas de cielo que se encuentran fuera del disco de la galaxia.

Los flujos negativos que encontramos en la emisión se deben al tratamiento de las imágenes en las que el flujo emitido es tan tenue en algunos píxeles que las fluctuaciones de ruido de fondo medidas por los instrumentos son mayores que el propio valor de la medida. Por tanto tenemos que tratarlos correctamente más adelante, de manera que calcularemos una cota superior para dicho valor que sea igual a tres veces el valor de la desviación estándar de la medida. Si el valor medido se comprueba que es menor que este límite superior, podremos decir que la emisión en una determinada región es como mucho igual al valor estimado como cota superior.

### Sustracción de la emisión de fondo.

Para sustraer la emisión de fondo y poder restarlo al flujo total observado hacemos uso de la siguiente expresión:

$$F_{sky} = N_{pix_{reg}} \cdot \overline{F_{sky,pix}} \quad (4)$$

<sup>3</sup>1 Jy es una unidad de medida de densidad de flujo espectral (no pertenece al sistema internacional) y equivale a  $10^{-26} \frac{W}{m^2 \cdot Hz}$

$F_{sky}$  es el flujo de fondo que tenemos dentro de cada una de las regiones seleccionadas y que es diferente en cada una de las longitudes de onda que estamos estudiando,  $N_{pix_{reg}}$  es el número de píxeles de cada región y  $\overline{F_{sky,pix}}$  es el promedio de flujo de fondo por píxel. En el siguiente cuadro se recogen los datos del valor medio de emisión por píxel en las aperturas de cielo. Este valor medio es un promedio de los valores medios de la emisión de fondo de cada apertura asignada alrededor de cada región de formación estelar correspondiente. También hemos obtenido la desviación estándar de la emisión de fondo.

$\lambda[\mu m]$	SF1		SF2 y SF3		SF4	
	$\overline{F_{sky,pix}}$	$\sigma_{sky}[mJy]$	$\overline{F_{sky,pix}}[mJy]$	$\sigma_{sky}[mJy]$	$\overline{F_{sky,pix}}[mJy]$	$\sigma_{sky}[mJy]$
3,6	1,3 E-04	1,4 E-05	5 E-04	7,3 E-04	1,24 E-04	1,24 E-05
4,5	3,3 E-04	2 E-05	5 E-04	7,3 E-05	3,04 E-04	2,4 E-05
5,8	3 E-03	1,34 E-04	3 E-03	5,3 E-04	2,4 E-03	2 E-04
8	1,05 E-02	2 E-04	10 E-03	8,19 E-04	10 E-03	7 E-04
24	6,12 E+00	3 E-03	6,13 E+00	3 E-03	6,12 E+00	2 E-03
70	1,20 E+01	1,4 E-02	1,20 E+01	1,19 E-02	1,20 E+01	1,02 E-02
100	5,4 E-01	2 E-02	7 E-01	2 E-02	6 E-01	1,3 E-02
160	-6 E-01	6,19 E-02	-4,4 E-01	6 E-02	-6 E-01	7 E-02
250	2 E+00	1,09 E-01	2,3 E+00	2,3 E-01	2,03 E+00	1,08 E-01
350	4 E+00	2 E-01	4,4 E+00	5 E-01	4 E+00	2 E-01

Cuadro 6: Para cada región se presenta el valor medio y desviación estándar de la emisión de fondo.

En el cuadro 6 podemos ver cómo los datos de las aperturas de cielo alrededor de las regiones SF2 y SF3 son los mismos. Esto se debe, si vemos la figura 7, a que ambas regiones se encuentran muy próximas y es más sencillo crear aperturas de cielo alrededor de las dos, por lo que la emisión de fondo que debemos sustraer será la misma para ambas dada su localización en el disco de la galaxia.

Así para cada región tenemos la cantidad de flujo de fondo que recibimos dentro de cada una de ellas

Presentamos los valores correspondientes a esta magnitud:

$\lambda[\mu m]$	$F_{sky,SF1}[mJy]$	$F_{sky,SF2}[mJy]$	$F_{sky,SF3}[mJy]$	$F_{sky,SF4}[mJy]$	$F_{sky,disk}[mJy]$
3,6	5 E-01	2 E+00	4 E+00	4,3 E-01	2 E+01
4,5	1,14 E+00	2 E+00	4 E+00	1,06 E+00	5,02 E+01
5,8	10 E+00	1,16 E+01	2,3 E+01	9 E+00	4,4 E+02
8	4 E+01	4,02 E+01	8 E+01	3,3 E+01	2 E+03
24	1,3 E+03	2 E+03	3 E+03	1,3 E+03	7 E+04
70	6 E+03	7 E+03	1,3 E+04	6 E+03	3,10 E+05
100	3 E+02	3,21 E+02	6,3 E+02	3 E+02	1,4 E+04
160	-7,01 E+01	-6,23 E+01	-1,21 E+02	-7 E+01	-4 E+03
250	7,12 E+01	10 E+01	2 E+02	7,3 E+01	4 E+03
350	5 E+01	6,10 E+01	1,22 E+02	5,07 E+01	3 E+03

Cuadro 7: Emisión de fondo para cada región y cada banda observada.

Como se observa en el cuadro anterior, para la banda de 160 micras, tenemos un valor de flujo menor que cero, esto se debe al proceso de tratamiento de la imagen en el cual el fondo presenta píxeles cuya emisión es negativa. En este caso la emisión de fondo es



mayor que la emisión de la región de formación estelar. Para calcular el valor total de flujo de la región, restamos la emisión de fondo a la emisión total observada. Esto se contempla a la hora de calcular el error asociado a las medidas, en las que predominará principalmente el error de calibración de los instrumentos.

Finalmente el valor del flujo de cada región se calculará haciendo uso de la expresión siguiente:

$$F_{reg,IR} = F_{obs} - F_{sky} \quad (5)$$

$F_{reg,IR}$  es el flujo en cada región para cada banda del infrarrojo.  $F_{obs}$  es el valor del flujo total observado al realizar la fotometría de la imagen y  $F_{sky}$  es el valor del flujo de fondo calculado con la ecuación 4.

### 5.1.3. Cálculo de errores.

#### Ajuste de valores de flujo negativo.

Como se muestra en el cuadro 7, tenemos ahora unos valores de flujo negativo de algunas regiones en determinadas longitudes de onda. Este hecho bien puede deberse a que en dichas bandas, la emisión es muy débil y por tanto el error instrumental y la medición de los datos supera al valor real de la medida por lo que tenemos que estimar cotas superiores para dichos valores.

$$F_{acotado} = 3 \cdot \sigma \quad (6)$$

De esta manera el valor de la emisión quedará determinado por una cota superior correspondiente a 3 veces el valor del error en el flujo medido.

#### Errores en las medidas.

Para hallar el error asociado a los valores medidos, calculamos por separado el error en la medida del flujo de las regiones, el error introducido en el cálculo del flujo de fondo y el error propio de calibración.

$$\Delta F^2 = \Delta F_{reg}^2 + \Delta F_{cal}^2 + \Delta F_{sky}^2 \quad (7)$$

Debemos de calcular cada uno de ellos por separado y sumarlos cuadráticamente para obtener su valor:

$$\Delta F^2 = (\Delta F_{reg})^2 + N_{reg}^2 \cdot (\Delta F_{sky})^2 + (\Delta F_{cal})^2 \quad (8)$$

#### Error asociado al flujo de las regiones.

Para calcular este error, tenemos en cuenta el número de píxeles de cada región y la desviación estándar en el valor del flujo de fondo de los píxeles en el interior de las regiones escogidas.

$$\Delta F_{reg} = \sqrt{N_{pix_{reg}} \cdot \sigma_{sky}} \quad (9)$$

#### Error asociado al flujo de fondo.

Para calcular este error, tenemos en cuenta el número de píxeles de cada apertura del cielo y la desviación estándar en el valor de dicho flujo de los píxeles en el interior de las aperturas escogidas.

$$\Delta F_{sky} = \frac{\sigma_{sky}}{\sqrt{Npix_{sky}}} \quad (10)$$

### Error de calibración.

Este error está relacionado con la incertidumbre que tiene el instrumento con el que se está observando en la banda correspondiente para reproducir el flujo de un objeto. Estos errores están tabulados en las características de los instrumentos y se han presentado en el cuadro 2.

### Error total.

Como se ha indicado al principio de este apartado, el error total se calcula mediante la ecuación (8) y se muestra en el cuadro a continuación.

$\lambda[\mu m]$	$\Delta F_{SF1}[mJy]$	$\Delta F_{SF2}[mJy]$	$\Delta F_{SF3}[mJy]$	$\Delta F_{SF4}[mJy]$	$\Delta F_{Disk}[mJy]$
3,6	0,002	0,05	0,07	0,002	1,0
4,5	0,002	0,005	0,006	0,003	0,7
5,8	0,010	0,03	0,05	0,024	1,5
8	0,017	0,07	0,14	0,08	5
24	0,08	0,10	0,18	0,03	2
70	2,4	4	19,14	0,22	48
100	3,18	8	24	4	82
160	7,4	17,3	37,3	10	212
250	2	5	9,5	3	33
350	2	3,23	5,24	2,06	25

Cuadro 8: Error asociado al valor del flujo total.

Se observa cómo los valores donde se ha tomado una cota superior igual a tres veces el valor de sigma, tenemos que sumarle el error total del flujo, el cual influirá en el valor de la cota superior de la medida. Se ha comprobado que los valores de flujo negativos están dentro del rango de error proporcionado por la desviación estándar de la medida multiplicada tres veces mas el error propio de la medida.

#### 5.1.4. Fotometría final en el infrarrojo.

Por último se muestra un cuadro que condensa todos los resultados obtenidos del flujo de las regiones con su correspondiente error asociado tal y como se ha explicado anteriormente.

$\lambda[\mu m]$	$F_{SF1,IR}[mJy]$	$F_{SF2,IR}[mJy]$	$F_{SF3,IR}[mJy]$	$F_{SF4,IR}[mJy]$	$F_{disk}[mJy]$
3,6	$0,118 \pm 0,002$	$0,05 \pm 0,05^*$	$0,07 \pm 0,07^*$	$0,069 \pm 0,002$	$45,0 \pm 1,1$
4,5	$0,089 \pm 0,002$	$0,005 \pm 0,005^*$	$0,006 \pm 0,006^*$	$0,110 \pm 0,003$	$30,1 \pm 0,7$
5,8	$0,323 \pm 0,010$	$0,09 \pm 0,04$	$0,05 \pm 0,05^*$	$1,091 \pm 0,024$	$74,2 \pm 1,5$
8	$0,639 \pm 0,017$	$1,9 \pm 0,07$	$5,82 \pm 0,14$	$3,49 \pm 0,08$	$225 \pm 5$
24	$1,99 \pm 0,09$	$2,31 \pm 0,10$	$4,26 \pm 0,18$	$0,42 \pm 0,03$	$60 \pm 2$
70	$23,4 \pm 2,4$	$38 \pm 4$	$191,37 \pm 19,14$	$0,26 \pm 0,23^*$	$474 \pm 48$
100	$31,53 \pm 3,18$	$77 \pm 8$	$238 \pm 24$	$37 \pm 4$	$811 \pm 82$
160	$39,7 \pm 7,4$	$86,2 \pm 17,3$	$186,6 \pm 37,3$	$49 \pm 10$	$1056 \pm 212$
250	$36 \pm 2$	$53,5 \pm 5$	$91,3 \pm 9,5$	$39 \pm 3$	$549 \pm 33$
350	$24 \pm 2$	$26,44 \pm 3,23$	$52,40 \pm 5,24$	$23,70 \pm 2,06$	$295 \pm 25$

Cuadro 9: Fotometría final de las regiones. Los valores marcados con un asterisco son cotas superiores debido a que el valor de su medida es demasiado pequeño y las fluctuaciones de ruido afectan en mayor cantidad. Estos datos en valor absoluto se encuentran dentro del rango de  $3\sigma$  mas el error de la propia medida.

## 5.2. Estudio de imágenes en ultravioleta.

Ahora nos centramos en estudiar una imagen del telescopio GALEX observada en la banda del ultravioleta lejano centrada en  $\lambda = 1516\text{\AA}$ . Para más adelante poder estudiar la luminosidad total de la galaxia y a partir de ella hallar la tasa de formación de estelar (*SFR*).

Las regiones de formación estelar son las mismas que en las imágenes del infrarrojo para poder continuar con los cálculos de la *SFR* más adelante. De igual modo, se están empleando imágenes suavizadas.

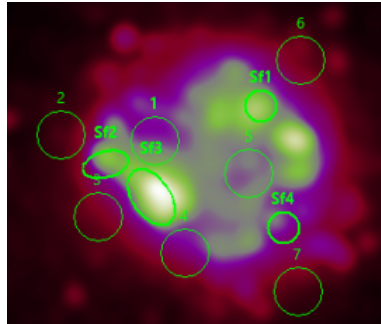


Figura 9: Imagen en la banda FUV. Las regiones de formación estelar y aperturas de cielo son las mismas que para las imágenes del infrarrojo.

### 5.2.1. Fotometría de las regiones.

De la misma manera que en el estudio de las imágenes del infrarrojo, medimos el flujo total de las regiones, el número de píxeles y su área. Para calcular la emisión de fondo obtenemos el valor medio del flujo de cada píxel en las aperturas que rodean cada región y la desviación estándar para el cálculo del error en las medidas. Los resultados se muestran en los cuadros 10 y 11.

Regiones	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$F_{UV}[mJy]$	0,8	0,5	3,23	0,19	19,5
$N_{pix}$	559	651	1284	551	29353
$\text{Área}[arcsec^2]$	1258	1465	2889	1240	66044,21
$\sigma[mJy]$	4,3 E-04	4,02 E-04	1,3 E-03	1,3 E-04	7 E-04

Cuadro 10: Datos de las regiones en la imagen del ultravioleta lejano.

Regiones	$SF1_{sky}$	$SF2_{sky}$	$SF3_{sky}$	$SF4_{sky}$	$Disco_{sky}$
$F_{UV}[mJy]$	0,41	0,275	0,27	0,39	0,5
$N_{pix}$	1254	1258	1258	1256	1254
$\sigma[mJy]$	4 E-05	1,01 E-04	1,01 E-04	3,3 E-05	2 E-05

Cuadro 11: Datos de las aperturas de cielo en la imagen del ultravioleta lejano. Estas son las mismas que las imágenes en infrarrojo. En el caso del disco, igual que con las imágenes en el infrarrojo, las aperturas del cielo son únicamente las numeradas 2, 6 y 7 que se encuentran fuera de él.

La emisión de fondo se obtiene haciendo uso de la siguiente expresión:

$$F_{sky,UV} = N_{pix_{reg}} \cdot \overline{F_{sky,pix}} \quad (11)$$

Una vez calculado, nuevamente hallamos el flujo de las regiones siguiendo la expresión:

$$F_{reg,UV} = F_{obs} - F_{sky} \quad (12)$$

### 5.2.2. Cálculo de errores.

Usamos la misma metodología que para las imágenes del infrarrojo y obtenemos los errores asociados a los flujos. Para calcular el error de calibración, tenemos en cuenta que el  $\Delta_{cal}$  de la banda ultravioleta es un 10 % de la medida como se indica en el cuadro 2.

$\Delta F_{UV}$	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$\Delta F_{reg}[mJy]$	9 E-04	3 E-03	4 E-03	8 E-04	3,4 E-03
$\Delta F_{sky}[mJy]$	1,07 E-06	3 E-06	3 E-06	9,3 E-7	6 E-7
$\Delta F_{cal}[mJy]$	0,08	0,05	0,32	0,02	1,96
$\Delta F_{UV}[mJy]$	8,01E-02	5,16E-02	3,23E-01	1,89E-02	1,96E+00

Cuadro 12: Errores en las medidas de los flujos para la banda del ultravioleta en las regiones seleccionadas y el disco. Nuevamente el error de calibración es el que predomina en el error total debido a que es una porcentaje alto del propio valor de la medida del flujo.

### 5.2.3. Fotometría final en el ultravioleta.

Quedando de esta manera en la banda ultravioleta los siguientes resultados.

Regiones	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$F_{UV}[mJy]$	$0,61 \pm 0,08$	$0,37 \pm 0,05$	$2,9 \pm 0,3$	$0,015 \pm 0,019$	$18 \pm 2$

Cuadro 13: Fotometría final en ultravioleta. Los errores se han calculado de la misma manera que para las bandas del infrarrojo en el apartado 5.1.3 donde se explican con detalle.

### 5.3. Cálculo de la tasa de formación estelar.

Para hallar la tasa de formación estelar, haremos uso del método de los trazadores con varias longitudes de onda ("*Multiwavelength tracers*"). Esta técnica toma medidas del infrarrojo y las observaciones del ultravioleta lejano para construir una *SFR* corregida de la extinción del polvo. Para ello hallamos la luminosidad de las regiones de formación estelar en el infrarrojo y el ultravioleta y toma una combinación lineal de ellas multiplicadas por una constante como factor de corrección (apartado 2.1.3).

#### 5.3.1. Luminosidad total en el IR.

Para hallar la luminosidad del infrarrojo ( $L_{TIR}$ ), hacemos uso de la siguiente relación:

$$\log(L_{TIR}) = \sum_{i=1}^N a_i \cdot \log S_i + b \quad (13)$$

Donde tenemos que  $S_i$  son los brillos superficiales de cada región en  $\left[\frac{W}{kpc^2}\right]$ . Los coeficientes  $a_i$  son constantes para cada longitud de onda [M. Boquien et al. 2011]. El término  $b$  es una constante indicada en el cuadro 14. La sumatoria es en cada longitud de onda del infrarrojo desde 8 hasta 350 micras. No tomamos las longitudes de onda más pequeñas debido a que no son demasiado relevantes y contienen errores muy grandes respecto al valor del flujo debido a la dificultad de medición.

$\lambda[\mu m]$	8	24	70	100	160	250	350	Coef. b
$a_i$	0,066	0,195	0,229	0,211	0,172	0,05	0,087	0,348

Cuadro 14: Coeficientes extraídos de [M. Boquien et al. 2011], para obtener la luminosidad total por unidad de área en el IR.

Para aplicar la ecuación número (13), necesitamos un cambio de variable previo dado que nuestra unidad de medida son Jy para el flujo y segundos de arco al cuadrado ( $arcsec^2$ ) para el área. Necesitamos expresar el brillo superficial en vatios (W) por unidad de área que en este caso serán los kiloparsecs al cuadrado ( $kpc^2$ ).

$$L_v = F_v \cdot \nu \cdot 4\pi \cdot D^2 \quad (14)$$

El brillo superficial será la luminosidad dividido entre el área de la región:

$$SB = \frac{L}{Área} = \frac{4\pi \cdot D^2(cm) \cdot 10^{-23}}{Área(arcsec^2) \cdot D^2(cm) \cdot tg(1'')^2} \cdot F_v \left[ \frac{erg \cdot s^{-1}}{cm^2} \right] \cdot \nu \quad (15)$$

Donde incluimos el término  $tg(1'')^2 = a \cdot D$ , donde  $a$  es el tamaño angular de la galaxia en el cielo y  $D$  es la distancia a la que la galaxia se encuentra de nosotros ( $D=1,42$  Mpc) eliminándose al encontrarse en el numerador y denominador.

Finalmente tenemos que convertir las unidades de energía (ergios a vatios) y las unidades de área ( $cm^2$  a  $kpc^2$ ).

$$SB_{final} = SB \cdot (10^{-7}) \cdot (3 \cdot 10^{21})^2 \left[ \frac{W}{kpc^2} \right] \quad (16)$$

Así tenemos el brillo superficial (por unidad de superficie) de cada región y del disco en las longitudes de onda del infrarrojo, a partir de ellas (ver ecuación (13)), obtenemos la luminosidad en cada región definida, y que aparecen en el cuadro 15.

Región	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$\log (L_{TIR}) \left[ \frac{W}{kpc^2} \right]$	32,9	33,17	33,3	32,5	32,7

Cuadro 15: Logaritmo de la luminosidad en el infrarrojo.

### 5.3.2. Luminosidad en el UV.

El ultravioleta está afectado por la extinción del polvo de nuestra galaxia, por ello hay que corregirlo, lo llamamos  $F_{UV,corr}$  y lo podemos calcular a partir del observado:

$$F_{UV,corr} = F_{obs} \cdot 10^{(0,4*AFUV)} \quad (17)$$

donde el valor de  $AFUV=0,427$  es el valor de la extinción debido a nuestra galaxia en la banda del ultravioleta lejano [[NASA/IPAC Extragalactic Database](#)].

Región	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$\log (L_{UV}) \left[ \frac{W}{kpc^2} \right]$	33,8	33,5	34,1	32,3	33,4

Cuadro 16: Luminosidad por unidad de área en la banda del ultravioleta lejano, corregido de la extinción de polvo de la Vía Láctea.

### 5.3.3. Tasa de formación estelar.

Como ya hemos explicado en el apartado 2.1.3, recientemente se han usado combinaciones lineales de distintos trazadores de la tasa de formación estelar. Así la emisión en el ultravioleta traza la emisión de las estrellas que se observan y la luminosidad en el infrarrojo traza la emisión procedente de las estrellas absorbida por el polvo.

Para calcularla usamos este método de combinación de trazadores, en este caso el FUV y el IR, para construir un modelo que esté corregido debidamente de la extinción de polvo. De esta manera usamos la siguiente expresión [[Hao et al. 2011](#)]:

$$L_{FUV} = L_{FUV,corr} + 0,46 \cdot L_{TIR} \quad (18)$$

Donde la luminosidad  $L_{FUV}$  se ha calculado anteriormente haciendo uso de los flujos de cada región y la frecuencia correspondiente a cada paso de banda elegidos, tanto en el ultravioleta como en las medidas del infrarrojo. El valor  $\eta = 0,46$  es un valor tomado de [[Kennicutt et al. 2012](#)] debido a que la única parte de la radiación del polvo caliente se encuentra en el FUV y en muchas galaxias hay una gran cantidad de este polvo caliente. La expresión (18) representa la luminosidad total procedente de las estrellas observadas y de aquellas cuya emisión ha sido absorbida por el polvo.

Para calcular la masa de estrellas (medidas en masas solares) que se está formando por unidad de tiempo (que en este caso es un año) a partir de la luminosidad en el ultravioleta hacemos uso de la siguiente expresión [[Kennicutt et al. 2012](#)]:

$$\log M^* \left[ \frac{M_{\odot}}{año} \right] = \log L_{FUV,corr} - \log C_x \quad (19)$$

Donde  $L_x$  es la luminosidad  $L_{FUV}$  en cada una de las regiones y en el disco y el coeficiente  $C_x = 43,35$  es una constante [[Kennicutt et al. 2012](#)].

Con esto obtenemos la tasa de formación estelar para cada una de las regiones seleccionadas y para el disco de la galaxia.

Región	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$M^* \left[ \frac{M_{\odot}}{\text{año}} \right]$	0,00019	0,00013	0,0009	0,00001	0,005

Cuadro 17: Tasa de formación estelar. Masa de estrellas por unidad de tiempo obtenidas a partir de la expresión 20.

#### 5.4. Modelos de polvo interestelar.

Con los datos anteriores de flujo, los errores en las medidas y el área de cada región se han podido elaborar modelos de ajuste de los datos que nos dan información de la masa total de polvo. Además nos indican la fracción de masa de polvo de cada uno de los tipos de granos que vimos en la introducción (*PAH*, *VSG*, *BG*).

Nos hemos basado principalmente en el trabajo de [Désert et al. 1990] en el que se tienen en cuenta tres grandes poblaciones (tipos de granos de polvo): *PAH*, *VSG*, *BG* descritos en el apartado 2.2.1. Se considera que los *PAH* son granos con un radio en torno a  $(0,4 - 1,2) \cdot 10^{-3} \mu m$ . Los *VSG* son granos con un radio en torno a  $(1,2 - 15) \cdot 10^{-3} \mu m$  y los *BG* son granos con un radio mayor a  $15 \cdot 10^{-3} \mu m$ .

Para el ajuste realizamos una aproximación bayesiana. Se ha creado una librería de modelos con diferentes parámetros que se han introducido cubriendo un amplio rango de soluciones para la galaxia objeto de estudio.

Los resultados de los ajustes de los modelos se presentan en las figuras 12 y 13. Se presentan los distintos tipos de granos *PAH*, *VSG* y *BG*. Los modelos separan las componentes en los rangos adecuados: *PAH* ( $3,6 - 12 \mu m$ ), *VSG* ( $12 - 60 \mu m$ ) y *BG* ( $> 60 \mu m$ ). Permiten obtener la masa total de polvo y la fracción relativa de la contribución de cada tipo de grano de polvo.

## 6. Resultados.

### 6.1. Tasa de formación estelar en Sextans A.

En primer lugar hay que destacar la dificultad de estas medidas debido a que la galaxia Sextans A es una de las galaxias enanas irregulares con menor metalicidad. El principal motivo de dicha dificultad es que al encontrarnos observando una galaxia de baja metalicidad, es complicado medir la emisión del polvo en el infrarrojo. El segundo motivo es que las estrellas tienen además unos campos de radiación duros, esto es, que emiten una gran cantidad de fotones ionizantes que además de calentar el polvo, a menudo destruyen los granos.

Para calcular la tasa de formación estelar hemos tenido que medir la emisión de las principales regiones de formación estelar de la galaxia y extraer la emisión debida al cielo de fondo de las imágenes procediendo de la forma explicada en los apartados 5.1.2 (infrarrojo) y 5.2.1 (ultravioleta).

A continuación se muestran las gráficas de cada región por separado. En ellas se representa la emisión de las regiones en cada una de las bandas en las que se ha observado (infrarrojo). Se indican aquellos valores que poseen una cota superior en la medida (debido a que el flujo de la región era negativo y hemos aplicado una corrección para ellos) con una flecha colocada hacia abajo en los valores correspondientes.



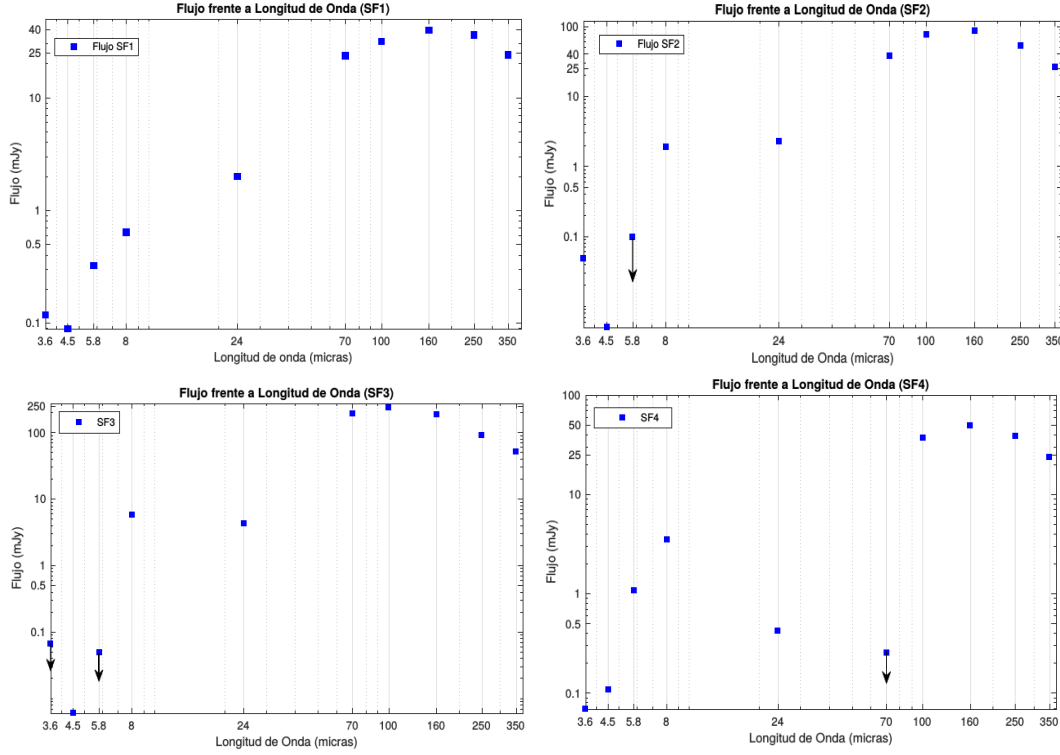


Figura 10: Distribución espectral de energía (flujo frente a longitud de onda) para cada una de las regiones de formación estelar seleccionadas. Las flechas corresponden a límites superiores de la emisión definidos por un valor de tres veces la desviación estándar del cielo.

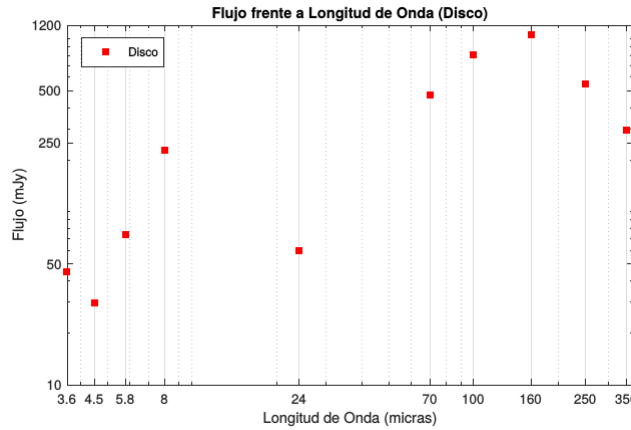


Figura 11: Distribución espectral de energía del disco galáctico.

Como podemos observar en las gráficas de las cuatro regiones de formación estelar seleccionadas, tenemos un flujo que sigue una distribución casi idéntica a partir de las 70  $\mu\text{m}$  de longitud de onda de observación. Todas las regiones presentan un pico de emisión en torno a las 160  $\mu\text{m}$ , lo confirma la existencia de polvo caliente en ellas. En cuanto a las longitudes de onda más cortas, las diferentes regiones no siguen un patrón común entre ellas dadas las fluctuaciones de emisión en ese rango del espectro infrarrojo.

La distribución espectral de energía del disco galáctico presenta una forma similar a las

distribuciones de las regiones de formación estelar. El disco posee un pico de emisión en torno a las  $160 \mu m$  predominando así la concentración de "Big Grains" frente al resto de componentes del polvo.

Una vez que obteníamos la *SED* de estas regiones (figura 10 y 11), el siguiente paso fue hallar la luminosidad de dichas zonas (hallando el brillo superficial en todas las longitudes de onda de las imágenes observadas, ecuación 15), corrigiendo las medidas de la extinción debida al polvo interestelar [M. Boquien et al. 2011][NASA/IPAC Extragalactic Database]. Para obtener la luminosidad total, fue necesario realizar una combinación lineal entre las luminosidades del infrarrojo y ultravioleta (ecuación 18) [Kennicutt et al. 2012]. Finalmente, para hallar el valor de la tasa de formación estelar, hicimos uso de la ecuación 19, obteniendo los valores que se muestran en el cuadro 17.

Lo que podemos destacar de este parámetro es que es ligeramente superior a otras galaxias con características similares de edad y metalicidad. En cuanto a las diferentes regiones de formación estelar, destacamos una mayor tasa de formación en la región SF3 (la de mayor tamaño), incluso si vemos la tasa de formación por unidad de área (cuadro 18) sigue siendo la de más actividad.

Hemos calculado el logaritmo de la tasa de formación estelar por unidad de superficie:

$$\text{Log} \left( \frac{M^*}{Kpc^2} \right) \left[ \frac{M_0}{año} \right] \quad (20)$$

obteniendo los siguientes valores:

Regiones	SF1	SF2	SF3	SF4	Disco
$\text{Log} \left( \frac{M^*}{Kpc^2} \right) \left[ \frac{M_0}{año} \right]$	-2,49	-2,73	-2,17	-3,86	-2,74

Cuadro 18: Logaritmo de la tasa de formación estelar por unidad de área de cada región y del disco galáctico.

Podemos relacionar nuestros datos con la siguiente tabla extraída de [Kennicutt et al. 2012].

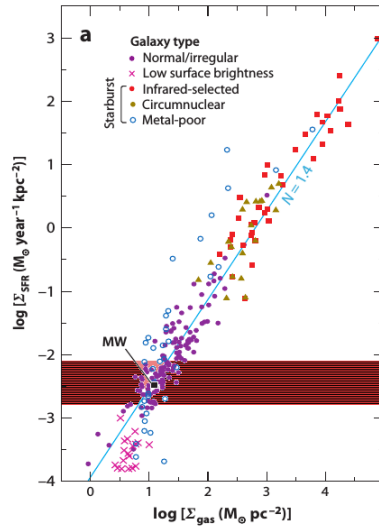


Figura 12: La imagen muestra la correlación entre el logaritmo de la tasa de formación estelar por unidad de superficie de cielo y el logaritmo de la masa de gas por unidad de superficie, de una gran muestra de galaxias de diversos tipos y poblaciones de estrellas.

Como podemos comprobar, la zona marcada en rojo con líneas horizontales es la franja en la que se encuentran nuestros valores de las regiones de formación estelar de Sextans A. Se encuentran aproximadamente en la zona de las galaxias con poco brillo superficial, irregulares y con estrellas pobres en metales.

## 6.2. Polvo en la galaxia Sextans A.

Al hacer el ajuste de los modelos hemos podido obtener la masa total de polvo de cada región y del disco galáctico, y a su vez, la fracción en masa de cada una de los diferentes tipos de granos de polvo explicados en el apartado 2.2.1.

	$M_{dust} [M_{\odot}]$	$\frac{M_{PAH}}{M_{dust}}$	$\frac{M_{VSG}}{M_{dust}}$	$\frac{M_{BG}}{M_{dust}}$
SF1	829,4	0,0009	0,0092	0,0077
SF2	257,9	0,0003	0,0004	0,0041
SF3	229,8	0,00008	0,0001	0,0019
SF4	1442,02	0,0022	0,0002	0,0286
Disco	4797,16	0,0006	0,00002	0,0013

Cuadro 19: Masa de polvo y fracción de masa relativa de cada tipo de grano de polvo.

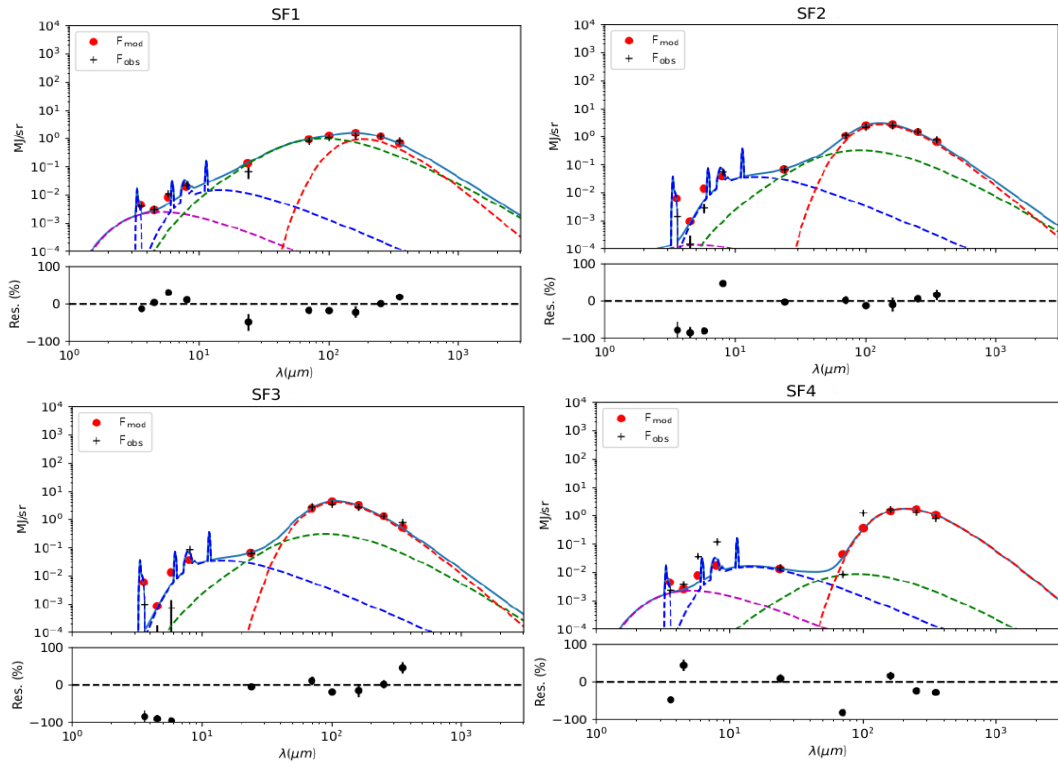


Figura 13: Modelos de ajuste para cada una de las regiones. En el eje X se representa la longitud de onda de observación  $\lambda(\mu m)$ , y en el eje Y se representa el flujo  $F(MJ)$  por unidad de superficie ( $sr^{-1}$ ). En color azul se representa la densidad de PAH, en color verde la densidad de VSG y en color rojo la densidad de BG.

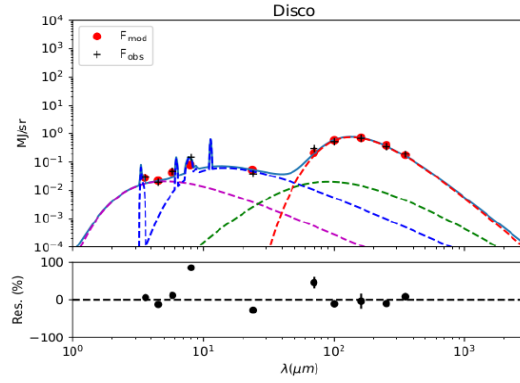


Figura 14: Modelos de ajuste para el disco galáctico. Se sigue el mismo código de colores que en la imagen anterior.

Se usa la unidad de superficie ( $sr^{-1}$ )<sup>4</sup>

En color morado en las figuras 13 y 14 se representa un espectro del cuerpo negro modificado, haciendo referencia a la emisión de las estrellas viejas.

La proporción de polvo en cada región de la galaxia es diferente y no es representativa de la proporción total del disco galáctico. Si sumamos las masas de las 4 regiones, vemos que aún estamos lejos de la masa de polvo total del disco, esta diferencia, en torno a un 42 % restante, se debe al polvo difuso que se encuentra disperso por todo el disco galáctico.

El polvo difuso es aquel que se encuentra distribuido en grandes regiones de manera que la densidad superficial del mismo es muy baja y por tanto su temperatura también. También se le denomina polvo frío debido a este mismo hecho.

La masa de *PAH* representa una fracción muy pequeña de la masa total.

La mayor parte de la masa de polvo se encuentra en forma de granos grandes, excepto para la región SF1 de la que podemos decir que presenta unas propiedades diferentes al resto, tiene un mayor número de *VSG*, una menor extinción y más flujo en el ultravioleta (FUV). También esta región posee polvo a mayor temperatura que en el resto de regiones y similar a la del disco galáctico.

Se observa cómo la región SF4 presenta datos muy distintos al resto de las regiones, nuevamente por lo que se ha explicado anteriormente en el apartado 6.1, esta región presenta una complejidad mayor que el resto en la medición de flujo y sus consecuencias en el resto de cálculos.

### 6.3. Relación del polvo con la tasa de formación estelar.

El polvo está relacionado con la tasa de formación estelar, primero por que la radiación estelar es la que calienta el polvo a una cierta temperatura y segundo porque los vientos estelares que producen las estrellas pueden ser capaces de interactuar con los granos de polvo y fragmentarlos (campos de radiación duros).

Los *VGS* predominan en zonas donde hay mayor tasa de formación estelar porque en entornos donde hay fuertes vientos estelares, los *BG* se fragmentan dando lugar a una mayor cantidad de *VSG*.

Para estudiar este segundo aspecto, representamos la fracción relativa de los granos pequeños en función de la tasa de formación estelar dividida por el área.

<sup>4</sup>Estereorradián [sr] unidad de medida del ángulo sólido.

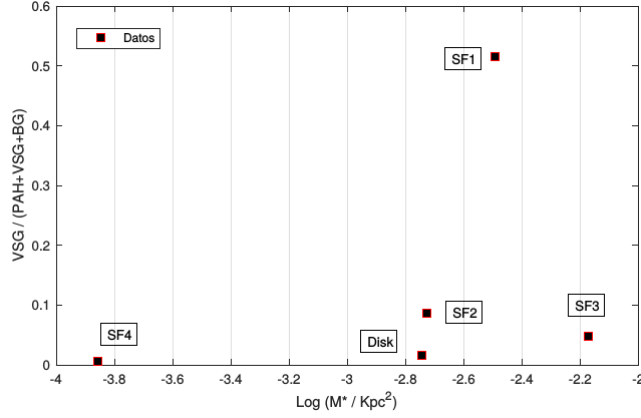


Figura 15: Nuevamente SF1 presenta mayor número de VSG frente al resto de regiones pero no es una de las regiones con mayor tasa de formación estelar como SF3 (debido a que es la de mayor tamaño).

Por tanto lo que se esperaría es que a mayor tasa de formación estelar (*SFR*), mayor cantidad de VSG, sin embargo esto no es lo que se observa. En el caso de SF1 tenemos una alta proporción de VSG (la mayor de todas las regiones) pero la tasa de formación estelar por unidad de área no es la más alta de las regiones de formación estelar de Sextans A.

La mayor parte de la masa, se encuentra en forma de BG en la galaxia mientras que por el contrario a lo esperado, la fracción en masa de VSG es muy pequeña incluso en las zonas de mayor actividad de formación estelar.

La región SF1 está dominada por la fracción en masa de VSG respecto al resto de regiones y el disco presenta una mínima cantidad de VSG. Ambas presentan una gran cantidad de polvo caliente.

## 7. Conclusiones.

Se ha analizado la galaxia Sextans A debido a que es una galaxia de baja metalicidad. Se encuentra cerca de la Tierra por lo que sus principales regiones de formación estelar se pueden resolver espacialmente por los telescopios espaciales Herschel, Spitzer y Galex para estudiar el polvo en esta galaxia y así conocer sus propiedades en otros entornos de baja metalicidad.

Se ha extraído la fotometría de las regiones de formación estelar y del disco galáctico tanto en imágenes del infrarrojo como del ultravioleta lejano. Con ello se ha obtenido la distribución espectral de energía (*SED*) de cada una de las regiones y del disco que engloba la galaxia.

A partir de las fotometrías se ha obtenido la luminosidad de las regiones para derivar de ella la tasa de formación estelar (*SFR*) de cada una. Fijándonos en la figura 14, observamos que la galaxia Sextans A se encuentra en la parte inferior del diagrama *SFR*-Masa de gas (zona roja con líneas horizontales).

Se han ajustado modelos de polvo a las *SEDs* obtenidas (figuras 10 y 11). En dichos ajustes se observa que en las bandas entre  $3,6\mu\text{m}$  y  $24\mu\text{m}$  predominan los granos de polvo de tipo PAH frente a los VSG y BG. En longitudes de onda más largas predominan como era de esperar los *Big Grains*, excepto en la región de formación estelar SF1 siendo los *Very Small Grains* los más abundantes (figura 15). De esta manera, las regiones tienen fracciones relativas distintas de los tipos de granos de polvo (cuadro 19).

También cabe destacar la gran cantidad de polvo difuso encontrado en el disco de la galaxia, pero fuera de las principales regiones de formación estelar (la suma de las masas de los granos de polvo estudiados es inferior a la masa total de polvo de la galaxia Sextans A).

Por último, no se ha podido encontrar una relación entre la fracción relativa de los granos de polvo pequeños y la tasa de formación estelar por unidad de área, contrario a lo esperado. Esto se debe a lo mencionado anteriormente, algunas regiones de formación estelar como SF1 en concreto, presenta un elevado número de granos pequeños de polvo pero su tasa de formación estelar por unidad de área es muy similar a la del disco galáctico (cuadro 18) contrario a la que se esperaba observar.

Esto se ha seguido del texto de [Zhou et al. 2016] en el que también se estudiaban las propiedades del polvo en entornos de baja metalicidad y del cual se han seleccionado las principales regiones de formación estelar de Sextans A. También podemos mencionar el texto de [Shi et al. 2014] (siendo este una publicación en Nature), señalando una gran diferencia y es que aquí no se estudian los distintos tipos de granos de polvo, sino que se estudia la masa de polvo y demás propiedades sin entrar en detalle. En este trabajo sí que se ha entrado un poco más en profundidad en el estudio de las fracciones relativas de PAHs, VSGs y BGs dentro de las características generales del polvo en estos entornos de baja metalicidad como son las regiones de formación estelar de Sextans A.

## Referencias

- |                         |   |
|-------------------------|---|
| [Shi et al. 2014]       | Yong Shi, Lee Armus , George Helou , Sabrina Stierwalt , Yu Gao , Junzhi Wang , Zhi-Yu Zhang , Qius-heng Gu.<br>Inefficient Star Formation In Extremely Metal Poor Galaxies.<br>Nature, 2014.   |
| [Zhou et al. 2016]      | Luwenjia Zhou, Yong Shi, Taino Diaz-Santos, Lee Armus, George Helou, Sabrina Stierwalt <sup>6</sup> and Aigen Li.<br>Spatially resolved dust emission of extremely metal-poor galaxies.<br>Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2016. |
| [Kennicutt et al. 2012] | Robert C. Kennicutt, Jr., and Neal J. Evans.<br>Star Formation in the Milky Way and Nearby Galaxies.<br>Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2012.  |
| [Galliano et al. 2017]  | Frédéric Galliano, Mau Galametz, and Anthony P. Jones.<br>The Interstellar Dust Properties of Nearby Galaxies.<br>Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2017.  |

- [M. Boquien et al. 2011] M. Boquien, D. Calzetti, F. Combes, C. Henkel, F. Israel, C. Kramer, M. Relaño, S. Verley, P. van der Werf, E. M. Xilouris, and The HERM33ES Team 1. Dust heating sources in galaxies: the case of M33 (HERM33ES). *The Astronomical Journal*, 142:111 (14pp), 2011.
- [Van Dyk et al. 1998] Schuyler D. Van Dyk, Daniel Puche, and Tony Wong. The Recent Star Formation In Sextans A. *The Astronomical Journal*, 116 : 2341-2362, 1998.
- [Hao et al. 2011] Hao CN, Kennicutt RC Jr, Johnson BD, Calzetti D, Dale DA, Moustakas J. *Ap. J.* 741:A124, 2011.
- [Relaño et al. 2011] M. Relaño , S. Verley , I. Pérez , C. Kramer , D. Calzetti , E. M. Xilouris , M. Boquien , J. Abreu-Vicente , F. Combes , F. Israel , F. S. Tabatabaei , J. Braine , C. Buchbender , M. González , P. Gratier , S. Lord , B. Mookerjee , G. Quintana-Lacaci , and P. van der Werf. Spectral energy distributions of H II regions in M 33 (HerM33es). *Astronomy & Astrophysics* 552, A140, 2013.
- [Relaño et al. 2018] M. Relaño , I. De Looze , R. C. Kennicutt , U. Lisenfeld, A. Dariush , S. Verley , J. Braine, F. Tabatabaei , C. Kramer , M. Boquien , M. Xilouris , and P. Gratier. Spatially resolving the dust properties and submillimetre excess in M 33. *Astronomy & Astrophysics* 613, A43, 2018.
- [Relaño et al. 2020] M. Relaño , U. Lisenfeld , K.-C. Hou, I. De Looze, J. M. Vílchez, and R. C. Kennicutt. Evolution of grain size distribution in galactic discs. *Astronomy & Astrophysics* 636, A18, 2020.
- [Désert et al. 1990] Désert, F. Boulanger, and J.L. Puget. Interstellar dust models for extinction and emission. *Astronomy & Astrophysics*, 1990.
- [Warren et al. 2015] Steven R. Warren, Edward Molter, John M. Cannon, Alberto D. Bolatto, Elizabeth A. K. Adams, Elijah Z. Bernstein-Cooper, Riccardo Giovanelli, Martha P. Haynes, Rodrigo Herrera-Camus, Katie Jameson, Kristen B. W. McQuinn, Katherine L. Rhode, John J. Salzer, and Evan D. Skillman. Carma Co observations of three extremely metal-poor, star-forming galaxies. *The Astrophysical Journal*, 814:30 (9pp), 2015.



[W. Carroll, Ostlie, 1996]	Bradley W. Carroll, Dale A. Ostlie. An Introduction to Modern Galactic Astrophysics and Cosmology. 1996.
[Robert C. Kennicutt, 1998]	Robert C. Kennicutt, Jr. Star Formation in Galaxies along the Hubble se- quence. arXiv:astro-ph/9807187v11Jul99 8.
[Simbad. Sextans A]	Simbad. Sextans A. <a href="http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=Sextans+A&amp;submit=SIMBAD+search">http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim- basic?Ident=Sextans+A&amp;submit=SIMBAD+search</a>
[NASA/IPAC Extragalactic Database]	Coeficientes corrección extinción. <a href="https://ned.ipac.caltech.edu">https://ned.ipac.caltech.edu</a>
[SAO image DS9]	DS9 program. <a href="https://sites.google.com/cfa.harvard.edu/saoimageds9">https://sites.google.com/cfa.harvard.edu/saoimageds9</a>
[Núcleos activos de galaxias (AGN)]	Tema 2: Núcleos activos de galaxias (AGN). Astrofísica. Universidad de Granada. <a href="http://www.ugr.es/~ute/tema3-agn.pdf">http://www.ugr.es/~ute/tema3-agn.pdf</a>
[1]	Astronomía general. <a href="https://astronomia.fandom.com/wiki/Formaci%C3%B3n_estelar">https://astronomia.fandom.com/wiki/Formaci%C3%B3n_estelar</a>
[2]	Formación Estelar. <a href="https://astrobites.org/2014/09/30/measuring-galaxy-star-formation/">https://astrobites.org/2014/09/30/measuring- galaxy-star-formation/</a>
[3]	SFR y Galaxias. <a href="http://pages.astronomy.ua.edu/keel/galaxies/sfr.html">http://pages.astronomy.ua.edu/keel/galaxies/sfr.html</a>
[4]	Spitzer (Telescopio Espacial). <a href="https://astrojem.com/instrumental/telescopiospitzer.html">https://astrojem.com/instrumental/telescopiospitzer.html</a>
[5]	IRAC. <a href="https://www.cfa.harvard.edu/irac/">https://www.cfa.harvard.edu/irac/</a>
[6]	IRAC. <a href="http://www.spitzer.caltech.edu/mission/398-The-Infrared-Array-Camera-IRAC-">http://www.spitzer.caltech.edu/mission/398- The-Infrared-Array-Camera-IRAC-</a>
[7]	MIPS. <a href="http://www.spitzer.caltech.edu/info/396-The-Multiband-Imaging-Photometer-MIPS-">http://www.spitzer.caltech.edu/info/396-The- Multiband-Imaging-Photometer-MIPS-</a>
[8]	SPIRE. <a href="https://herscheltelescope.org.uk/mission/spire/">https://herscheltelescope.org.uk/mission/spire/</a>
[9]	Herschel (Telescopio Espacial) <a href="https://www.esa.int/Space_in_Member_States/Spain/Descripcion_Herschel_Introduccion">https://www.esa.int/Space_in_Member_States/Spain/Descripcion_ _Herschel_Introduccion</a>

- [10] Herschel Instrumentos.  
<https://herscheltelescope.org.uk/mission/instruments/>
- [11] GALEX.  
<http://www.galex.caltech.edu/about/overview.html>
- [12] Research Gate Images.  
<http://www.researchgate.net>
- [13] <https://www.messier-objects.com/messier-17-omega-nebula/>



# UNIVERSIDAD DE GRANADA

Facultad de Ciencias  
Decanato

## Presentación del Trabajo Fin de Grado

(ESTE IMPRESO, UNA VEZ CUMPLIMENTADO, DEBERÁ SER PRESENTADO EN LA SEDE ELECTRÓNICA DE LA UGR -Registro Electrónico- dirigido a SECRETARÍA DE LA FACULTAD DE CIENCIAS)

Grado en: FISICA

Curso académico: 2019-2020

### DATOS DEL ALUMNO

Apellidos: <u>GARCIA VALVERDE</u>	Nombre: <u>MIGUEL ANGEL</u>
D.N.I.: <u>20100054-5</u>	Tlf.: <u>699 579 443</u>
Correo electrónico: <u>miguelangel25@correo.ugr.es</u>	

### DATOS DEL TRABAJO

TÍTULO: <u>ANÁLISIS DE LAS PROPIEDADES DEL POLVO INTERESTELAR EN ENTORNOS DE BAJA METALICIDAD</u>
NOMBRE DEL TUTOR/CO-TUTOR: <u>MÓNICA RELAÑO PASTOR ESTRELLA FLORIDO NAVIO</u>

Declaro explícitamente que el trabajo presentado es original, entendido en el sentido de que no he utilizado fuentes sin citarlas debidamente.

En Granada, a 2 de Septiembre de 2020.

Firmado: 

Información básica sobre protección de sus datos personales aportados	
Responsable:	UNIVERSIDAD DE GRANADA
Legitimación:	La Universidad de Granada está legitimada para el tratamiento de sus datos, siendo de aplicación la base jurídica prevista en el art. 6.1 del Reglamento General de Protección de Datos que corresponda en función de la finalidad pretendida con su solicitud.
Finalidad:	Gestionar su solicitud.
Destinatarios:	No se prevén comunicaciones de datos, salvo que sea necesario para gestionar su solicitud.
Derechos:	Tiene derecho a solicitar el acceso, oposición, rectificación, supresión o limitación del tratamiento de sus datos, tal y como se explica en la información adicional.
Información adicional:	Puede consultar la información adicional y detallada sobre protección de datos, en función del tipo de tratamiento, en la UGR en el siguiente enlace: <a href="https://secretariageneral.ugr.es/pages/proteccion_datos/clusulas-informativas-sobre-proteccion-de-datos">https://secretariageneral.ugr.es/pages/proteccion_datos/clusulas-informativas-sobre-proteccion-de-datos</a>