

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS



TESIS DOCTORAL

**Procesamiento de la señal ultravioleta para el estudio del
medio interestelar (de GALEX a WSO-UV)**

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

Marcelo Armengot Iborra

Directora

Ana Inés Gómez de Castro

Madrid
Ed. electrónica 2019

Procesamiento de la señal ultravioleta
para el estudio del Medio Interestelar
(de GALEX a WSO-UV)



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

Facultad de Ciencias Físicas / Doctorado Astrofísica

Autor: Marcelo Armengot

Directora: Ana Inés Gómez de Castro

23 de agosto de 2018

A la memoria de mi padre.

Agradecimientos

Para dedicarse a la Ciencia hay que ser muy listo o muy dedicado. Normalmente los Hombres de Ciencia poseen ambas cualidades y no es raro verlos un sábado desayunando mientras responden a un correo, revisan un artículo o rebuscan en la literatura. Si usted no es muy listo –como es mi caso– o ve su ocio invadido por otras miles de tareas –no hace falta ser un activista del socialismo científico para ello– puede encontrar en los trabajos aquí presentados una excepción que confirme la regla del listo y dedicado. Para llegar hasta ello, yo he necesitado ayuda, así que debo primero agradecer a aquellos que me han traído hasta aquí de la mano:

Doctor Rosendo Pou Américo, de la Universidad de Valencia, porque aunque nuestra relación no fue académica, será sin duda para mí siempre el mejor jefe que nadie puede tener y una persona cuya dedicación a la docencia le da a esa palabra un contenido inmejorable. Mientras trabajé con él, superé mis primeros cursos en el programa de doctorado de Informática y Matemática Computacional.

Doctor Francesc Ferri i Rabassa, de la Universidad de Valencia. Me enseñó lo fácil que es hacer una pequeña contribución. Lo sencillo que puede llegar a ser el trabajo experimental y las posibilidades que éste nos ofrece a los informáticos. Me llevó de la mano desde las aulas hacia el mundo exterior, regalándome mi primera comparecencia en un congreso internacional para explicar nuestra humilde aportación de tesina.

Doctor Juan Carlos Perez Cortes, del Instituto Tecnológico de Informática, quien me demostró lo que es posible llegar a hacer cuando se cuenta con cierto presupuesto, instalaciones y una plantilla de programadores. La imaginación y la creatividad están sin duda ligada a los proyectos de I+D y el Doctor Perez Cortés lo sabe, lo ha puesto en práctica y es una referencia en eso para todo el que lo conozca.

Los Doctores Gustavo Camps y Jesús Malo, del Laboratorio de Procesamiento de Imagen. Tanto monta, monta tanto. Me enseñaron que podemos meternos en cualquier jardín, que los ingenieros y los científicos pueden y deben abordar cualquier problema. Que una fórmula escrita en la pizarra vale más que mil palabras. Que amistad, diversión y ciencia son posibles a la vez. Me acabaron de enseñar a manejar el MatLab como es debido, y no con bucles. A distinguir entre la estadística de la naturaleza y lo que los pobres humanos llamamos estadística. A distinguir entre un trabajo de chinos y una contribución a la ciencia. Y me enseñaron que el primer sistema de adquisición de datos con respuesta logarítmica del cual tenemos mucho que aprender, son nuestros propios ojos, y el primer procesador de dichos datos está en nuestro cerebro.

Al Doctor Néstor Sánchez, del *staff* de WSO-UV, cuya ayuda con la rotación y re-proyección de imágenes astronómicas fue clave y a quien también le debo la comprensión y desarrollo de nuestro simulador de ETC para WSO-UV escrito en Perl. A la Doctora Belén García Perea (WSO-UV), de todo el mundo se aprende algo pero ella sobretodo consiguió que todo fuera más divertido. Al Doctor Pablo Marcos (WSO-UV), el mejor compañero de trabajo que se puede tener, me demostró que se puede

ser motero y de Carabanchel además de doctor en Física. Y que para serrar algunas baldosas o clavar algunos clavos a veces son necesarios estudios superiores.

A la Doctora Ana Inés Gómez De Castro, creadora, directora y supervisora de este trabajo y a quien acompañar profesionalmente durante más de cinco años me ha aportado grandes lecciones de la Ciencia y de la Vida. Un honor formar parte de su plantilla y una persona cuyo recuerdo siempre me merecerá gratitud. Una apasionada de la ciencia que nunca se rinde. Una trabajadora incansable que puede abrirse paso incluso en las condiciones más adversas y que ha dejado más alto el listón internacional de España que todos los Ministros, Rectores e instituciones que ha tenido que torear. Si además de listo y dedicado, estás dispuesto a calzarte el mono de faena, pintar una pared o coger una fregona, no sólo despertarás envidia en los círculos académicos sino hasta alaridos de sus más retrógrados elementos.

A todos ustedes, doctores, hombres y mujeres de la ciencia, la técnica y la academia, reciban mi más sincero saludo de agradecimiento por todas estas enseñanzas, contribuciones y otras muchas cosas que nunca olvidaré.

No puedo acabar esta nota sin dedicarle toda la gratitud a mi hija y a mi madre, ellas me han enseñado que hay estrellas con tanta luz propia que ninguna nube interestelar puede impedir que te llegue toda su radiación.

Índice general

Abstract	1
Resumen	3
1. Introducción	5
1.1. Contexto	5
1.2. Objetivos	8
1.3. Apéndices	10
2. El Medio Interestelar y su observación en ultravioleta	13
2.1. ¿Qué es el Medio Interestelar?	13
2.2. El Ciclo de la Materia	14
2.3. El Gas del medio interestelar	14
2.4. Polvo interestelar	18
2.4.1. Fenómenos ópticos	18
2.4.2. Extinción (1)	19
2.4.3. Dispersión (2)	20
2.4.4. Emisión (4)	20
2.4.5. Polarización (3)	21
2.5. Interrogantes actuales	22
2.6. El UV para el medio interestelar	23
2.7. Otros trazadores del medio interestelar	24
3. GALEX	27
3.1. La misión GALEX	27
3.2. ISM según GALEX	30
3.3. El medio interestelar visto por GALEX	31
3.4. Objetivos concretos	32
4. Tratamiento de la información	37
4.1. FITS	37
4.1.1. Estructura	37
4.1.2. Parámetros principales	37
4.2. Señales digitales	39

4.2.1. Extinción en GALEX	40
4.3. Mosaicos	44
4.3.1. Mosaix	44
4.3.2. Solapar imágenes astronómicas	46
4.3.3. Resolución distinta	46
4.3.4. Software Montage	47
4.3.5. Representación multicanal	49
4.4. Comparativas con infrarrojo	49
4.5. Introducción a los métodos aportados	53
4.6. <i>Pair Method</i> en imágenes	54
4.6.1. Mapas de Atenuación	55
4.6.2. Mapas de reflexión	57
4.6.3. Test UV+IR	58
4.6.4. Estimador \hat{F}_λ^0	58
4.7. BSVR	63
4.8. Sumario	67
5. Resultados	69
5.1. Datos locales de GALEX	69
5.2. Mapa del cielo	70
5.3. Catálogos	73
5.3.1. TMC	73
5.3.2. MBM	73
5.3.3. GALFA	74
5.3.4. Dutra and Bica (2002)	74
5.4. Distancias	74
5.5. Estrellas tipo A y tipo B	74
6. Conclusiones	79
6.1. Signal Processing	79
6.2. <i>Pair Method</i>	80
6.3. IR+UV	80
6.4. BSVR	81
6.5. Comparativas	82
6.6. Trabajos futuros	85
6.6.1. Datos	85
6.6.2. Estudio del Medio Interestelar	85
6.7. Conclusiones finales	85
Apéndice A: ISIS/ETC	87
Apéndice B: Mosaix	103
Bibliografía	111

Abstract

The purpose of the work presented here is to exploit evidences of Interstellar Mediums in the provided ultraviolet images. It was developed under the WSO-UV project and the ultraviolet images have been used from the Galaxy Evolution Explorer (GALEX), an orbiting space telescope that was designed to observe the universe in ultraviolet wavelengths. Two methods are used to authenticate these images: The Pair Method and another known as, Background-Scale Variability Rating (BSVR). The pair method is in the base of our studies and allows us to enhance the scattering light as well as compute an estimated approach of Attenuation –measured in apparent magnitudes– when the cloud absorbs the light. The second method, BSVR has been publicly presented in Tel Aviv (Israel) in 2017; this process measures a particular image since the amount of information involving the Interstellar Medium, provides the astronomer with an index of the interest of the image for the Interstellar Medium studies. More than eighty thousand ultraviolet images from GALEX have been processed and rated with this method. The last chapter details some conclusions after collating the results with the most recurrent catalogs in the literature. For example, the diffused ultraviolet sky background contribution is more important when it is closer to the clouds that are observed. The Pair Method opens the gate to tons of information that are present in specific areas of the sky. It allows visual correlations between ultraviolet signals and infrareds (at $100\mu m$), and it gives a numerable dimension of the evidences from the Interstellar Medium received in the ultraviolet band. Both the overall results and the access to the tools developed and other qualitative results of the present work has been made public.

Resumen

El propósito del trabajo aquí presentado es aprovechar al máximo las evidencias que el Medio Interestelar deja en las imágenes ultravioleta. Se ha desarrollado en el marco del proyecto WSO-UV y se han utilizado las imágenes de la misión GALEX. En el Capítulo 4 se presentan dos métodos. El primero (Pair Method en imágenes) está en la base de nuestro estudio y permite tanto realzar la radiación reflejada por las nubes como una estimación aproximada de la Atenuación, medida en magnitud aparente, en los casos donde la nube absorbe la luz. El segundo método se ha presentado públicamente (Tel Aviv, Israel 2017) con el nombre del factor BSVR. Este factor mide el peso que ocupa la información sobre el Medio Interestelar en una imagen determinada, proporcionando al astrónomo un índice del interés para su estudio. Se ha calculado este factor para más de ochenta mil imágenes de GALEX en el rango de ultravioleta lejano y al cotejar los resultados con algunos catálogos recurrentes de la literatura se han constatado varias evidencias detalladas en el último capítulo. Por ejemplo que la contribución del fondo ultravioleta difuso es más importante cuanto más cerca observamos las nubes.

El uso en imágenes de las ecuaciones del *Pair Method* abre las puertas a multitud de trabajos en áreas específicas, permite visualizar las correlaciones reseñadas en la bibliografía entre el ultravioleta y el infrarrojo (a $100\mu m$) y da una dimensión numerable a las evidencias del Medio Interestelar recibidas en ultravioleta. Además el presente trabajo ha hecho públicos tanto los resultados generales como el acceso a las herramientas desarrolladas y otros resultados cualitativos.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Marco del presente trabajo

El proyecto WSO-UV, Observatorio Mundial del Espacio Ultravioleta (por sus siglas en inglés), es una misión internacional para lanzar un telescopio que garantice a los astrónomos la observación del universo en la banda ultravioleta una vez que concluya el Hubble Space Telescope (HST). Está diseñado para observar en el rango espectral (115-310 nm) del ultravioleta. Dedicado a la obtención de imágenes y también a la observación espectroscópica del cielo ultravioleta (UV a partir de ahora). La misión está desarrollada por un consorcio internacional liderado por Rusia con participación española acompañando a la misión desde su nacimiento. El telescopio será lanzado por la Agencia Espacial de Rusia a bordo de un lanzador Protón (Sachkov et al., 2017).

El programa científico del observatorio (Sachkov et al., 2016) incluye una serie de objetivos principales que constituyen el núcleo del programa de observaciones de la misión (o core program):

- Determinar el contenido bariónico difuso en el universo y su composición química.
- La física de la acreción y la eyección de materia: estrellas, agujeros negros y todos aquellos cuerpos dominados por mecanismos de acreción.
- El estudio de la formación y evolución de la Vía Láctea. Su historia puede ser completada con observaciones complementarias de otras misiones (GAIA).
- La observación de las atmósferas de planetas extrasolares
 - El estudio de los procesos químicos (astroquímica) en entornos sometidos a campos intensos de radiación UV.

En el lado español del proyecto WSO-UV un equipo interdisciplinar de investigadores y técnicos trabaja en colaboración con el equipo ruso. WSO-UV porta instrumentación para imagen y espectroscopia UV. El instrumento original de imagen UV (Imaging and Slitless Spectroscopy Instrument for Surveys -ISSIS) era la contribución principal de España pero fue abandonada por las agencias financiadoras durante la crisis de 2012. Posteriormente, se hizo un nuevo diseño, la Field Camera Unit (FCU) bajo liderazgo ruso con una pequeña participación española en el canal UV lejano o canal FUV que cubre el rango de longitudes de onda de 115 a 175 nm.

Este trabajo de tesis incluye varias tareas asociadas a la operación científica, originalmente de ISSIS, y en la actualidad de FCU.

Los detectores habitualmente utilizados en el rango FUV son sistemas complejos que incluye material fotosensible en el rango de interés, un amplificador en forma de placa de microcanales y un sistema de lectura, que en el caso del canal FUV de WSO consiste en un conversor electrón fotón-óptico y un lector de tipo CMOS. Este tipo de detectores presentan ventajas en cuanto sólo son sensibles al rango de interés y realizan un conteo de fotones sin embargo, para su operación requieren que el nivel de radiación recibido sea conocido y no supere los límites fijados durante el diseño; estos límites afectan tanto a la luminosidad de una fuente individual como a la cantidad de radiación que se recibe en el detector en su totalidad. Por este motivo, se iniciaron un serie de actividades para conocer las características del cielo UV.

La misión Galaxy Evolution Explorer (GALEX) de la NASA fue la primera en realizar un mapeo del cielo en el UV. GALEX fue lanzado en un cohete de tipo Pegaso en 2003 en una órbita circular. Tenía un campo de visión de 1.25 grados y podía recoger imágenes simultáneamente en el rango de UV lejano (FUV) en el intervalo 1344 – 1786 Å y en el UV cercano (NUV) en el intervalo 1771 – 2831 Å usando detectores por conteo de fotones MCP (*micro-channel plate*). Durante su tiempo de vida GALEX observó el 77% del cielo a través de las dos bandas cubriendo $26kdeg^2$ en el repositorio *All Sky Survey* (AIS) que incluye alrededor de 200.000 imágenes. Los tiempos de exposición fueron aproximadamente de 100s variando notablemente entre distintas áreas (Bianchi et al., 2014). El detector FUV de GALEX falló en abril de 2010 pero la misión estuvo tomando imágenes sólo en el rango NUV hasta junio de 2013 cuando sus principales objetivos ya habían sido completados.

Los datos de GALEX representan una base de información fundamental para estudiar las estructuras y características de la radiación UV emitida por fuentes astronómicas y, por tanto, una base sólida sobre la que establecer por un lado requerimientos científicos para la misión WSO-UV para la FCU y por otro lado para evaluar las regiones de mayor interés científico para ser observadas con WSO/FCU.

Justificación general del presente trabajo

Desde lo más general hasta lo más particular, al igual que se ha tratado de organizar este documento, ha sido abordado el estudio de todo el proceso completo según el cual, la luz es irradiada por las estrellas, interactúa con las nubes de gas y de polvo que ocupan el denominado Medio Interestelar recorrido y atravesado por ella hasta llegar a la tecnología de nuestros telescopios que será interpretada como una señal recogida digitalmente en archivos FITS.

De esta manera, el trabajo está recorrido por extraer conclusiones generales desde las bases científicas implicadas en la radiación ultravioleta recibida para generalizarlas a modo de aplicaciones informáticas astronómicas capaces de procesar la información ultravioleta de cualquier misión con el objetivo de realzar, observar y estudiar los indicios del Medio Interestelar.

La implementación en Perl del primer simulador o Exposure Time Calculator (ETC) para WSO-UV del instrumento ISSIS fue el primer acercamiento de este trabajo a la señal ultravioleta y según ha de ser captada por nuestros instrumentos. Aunque el ISSIS en particular no haya sido desarrollado finalmente, la implementación de su ETC ha servido en este trabajo para aprender en la práctica:

- Comprender en particular el comportamiento de los instrumentos a la hora de captar un rango limitado de la radiación ultravioleta. Tal como se ha explicado en la sección anterior, al acotar el

rango de la radiación estudiada, se adquiere un nivel de sensibilidad vulnerable ante determinados tiempos de exposición dependiendo de la zona observada.

- Este comportamiento es común a WSO-UV/ISSIS, a WSO-UV/FCU pero también a GALEX.
- Los tiempos de exposición en las imágenes ultravioleta son indicadores en sí mismos del nivel de luminosidad de una zona observada.
- Lo que podríamos llamar *zona de interés* de los datos una vez vistos como una señal recibida responden a un comportamiento logarítmico donde los indicios de la presencia de nubes de gas y polvo son visibles teniendo en cuenta el nivel de radiación de fondo general recibido y las fuentes puntuales presentes en el área de la imagen.

Estas conclusiones generales, ya presentes en la primera implementación del ETC/ISSIS han sido de importancia particular para desarrollar los métodos de realce y estudio aquí expuestos, es por ello que se ha considerado importante aportar la documentación de dicho ETC a modo de apéndice.

Una vez acotada la sensibilidad ultravioleta todas las nociones teóricas sobre el Medio Interestelar han sido de interés, razón por la que se han aportado a este documento, que parte de ellas en las sucesivas páginas y conclusiones.

El estudio de la misión GALEX ha sido de vital importancia. Este trabajo se ha planteado desde el principio extraer conclusiones generales de una misión ultravioleta anterior para que pudieran ser aplicadas a cualquier misión ultravioleta posterior como es el propio WSO-UV. Por eso todos los estudios y referencias particulares a la misión GALEX han sido reseñadas en este documento.

El contraste de las imágenes ultravioletas y su estudio cotejado con imágenes infrarrojo ha permitido extraer conclusiones a la hora de elaborar un método no supervisado (BSVR) para medir el peso del Medio Interestelar entre los indicios presentes en una imagen ultravioleta. Se ha atendido en particular a los resultados de IRAS (100 μm) por su relación directa con la bibliografía de Jayant Murthy y su equipo, de cuyas correlaciones habían documentado constatación empírica. No obstante, se ha atendido también a los resultados de otras misiones posteriores (HERSCHEL) y las posibilidades que ofrecen.

La experimentación con las imágenes ultravioletas aquí desarrollada tiene un carácter original y son aportaciones de este trabajo. El método Pair Method es utilizado aquí en un contexto de procesamiento de imagen de forma original y como aportación del presente documento. El rating propuesto por BSVR para imágenes ultravioleta se basa en conclusiones generales del estudio realizado y sería aplicable por lo tanto (al igual que el Pair Method en imágenes) a cualquier misión ultravioleta futura, siendo ambos aportaciones originales de este trabajo.

En previsión al trabajo de comparación entre imágenes ultravioleta e imágenes infrarrojo, y la necesidad implícita de combinar varias imágenes ultravioleta para abordar un campo de visión mayor se han desarrollado scripts propios capaces de manipular las imágenes FITS respetando la señal original y combinarlas tanto con otras misiones (en otro canal o capa de la imagen) como para agrandar el campo de visión usando otras imágenes colindantes. El artículo Mosaix aportado como apéndice responde a este interés así como todas sus menciones a lo largo del documento.

Finalmente, la comparación de nuestro rating propio con otros catálogos de nubes interestelares en la literatura, ha sido aportada en los capítulos finales para poder aportar conclusiones científicas sobre las áreas estudiadas en este trabajo. La coherencia entre nuestros resultados y los de la literatura en este sentido proporciona un resultado original que es también aportación del presente trabajo. Estos resultados están en fase de revisión para ser publicados en *Astronomy Astrophysics*.

1.2. Objetivos

Desde el marco antedicho, el presente trabajo busca satisfacer las siguientes necesidades:

1. Proveer requerimientos a nivel de cuentas por arcsec^2 para la observación del cielo en el canal FUV de la FCU, especialmente en nebulosas cercanas a estrellas calientes en la vecindad del Sol.
2. Desarrollar un calculador de tiempo de exposición que puedan utilizar los futuros usuarios de WSO-UV/FCU que tenga en cuenta el nivel del fondo UV.
3. Desarrollar algoritmos y métodos para el estudio y detección de estructuras difusas sobre el fondo UV susceptibles de ser implementados en el procesado automático (pipeline) de los datos.
4. Desarrollar algoritmos para la búsqueda, no sesgada, de fluctuaciones en la radiación del fondo UV. Comparación de los resultados con los surveys realizados en el infrarrojo y en radio frecuencias.
5. Desarrollo de software para el ensamblaje y construcción de mosaicos con GALEX y, que sea susceptible de ser reutilizado por WSO-UV/FCU para la determinación de estrategias óptimas de mapeo.

El potencial de las imágenes UV para revelar información sobre el Medio Interestelar es evidente en la figura 1.1 tomada de Gomez de Castro et al. (2013).

Los objetivos principales del trabajo suponen responder a:

- ¿Es posible programar una computadora para procesar de forma automática cualquier imagen UV realzando la presencia del Medio Interestelar?
- ¿Es posible la detección automática de nubes difusas (débiles) en un gran conjunto de imágenes UV por medio de métodos no supervisados?

En definitiva estas dos preguntas pueden detallarse en (1) comprender cómo afecta la presencia del Medio Interestelar a la señal UV y las imágenes obtenidas. Tomar de una misión los mejores productos y procesarlos adecuadamente para estudiar no los cuerpos celestes más luminosos sino la abundancia de material interestelar cuyas evidencias pueden aparecer en la imagen. Y (2) poder evaluar cualquier imagen o conjunto de imágenes y aplicarles un mismo tipo de procesado que le indique al astrónomo a priori donde están las zonas del cielo más prometedoras desde el punto de vista del estudio del Medio Interestelar. Y si no las más cualitativas, sí aquéllas donde las evidencias del Medio Interestelar son más fácilmente apreciables en el rango UV. Para ello ha de diseñarse un tipo de procesamiento de las imágenes que abstraiga cualquier particularidad y generalice correctamente las propiedades de la señal y cómo se ve afectada por la presencia de nubes de gas y polvo interestelar.

Desde el punto de vista del aprendizaje estadístico clásico (Hastie et al., 2009), se utilizará a lo largo del documento el término *método no supervisado* a la hora de hablar del método BSVR que responde al segundo objetivo antedicho, ya que su propósito es dar un indicador general que podría programarse para cualquier misión ultravioleta sin un entrenamiento previo. En este sentido no hay supervisión porque no hay entrenamiento con imágenes clasificadas. A lo largo del trabajo aquí presentado, sobre todo a la hora de abordar el primer objetivo, sí podríamos hablar de supervisión en la medida que hemos utilizado imágenes clasificadas previamente para comprobar la bondad de las ecuaciones del Pair Method aplicado a imágenes en un contexto clásico de procesamiento de imagen.

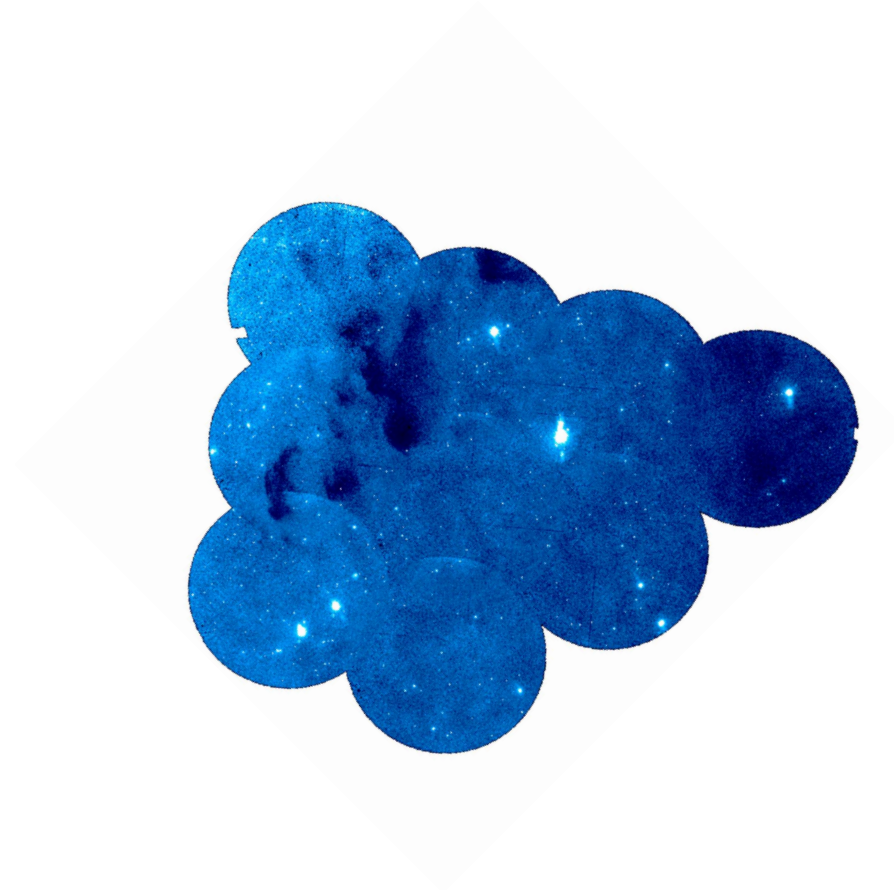


Figura 1.1: Ejemplo del realce básico de nubes de gas interestelar en imágenes UV asistido por computadora.

Sumario

El presente documento representa una respuesta para las preguntas anteriores y está organizado de la siguiente manera:

1. Quedan fijados en este capítulo los objetivos y marco general del trabajo.
2. En el segundo capítulo se describen las características del medio interestelar haciendo un resumen general de conceptos teóricos que serán necesarios a lo largo del trabajo. Se fija la atención desde el principio en la observación del Medio Interestelar en el UV.
3. En el tercer capítulo se detallan las particularidades de la misión GALEX, lo que ofrece y ha ofrecido ya para el estudio del Medio Interestelar.
4. El cuarto capítulo desciende a los detalles de implementación para el tratamiento de los datos y su procesamiento. Se describen las metodologías básicas que permiten comprender el marco general de trabajo experimental que ha sido desarrollado. Algunos caminos, tomados inicialmente para tratar de solucionar el problema de forma no supervisada, han sido descartadas por no dar resultados

concluyentes o no dar buenos resultados. En su mayoría se trata de aproximaciones lineales – suavizado, tasa de ZDR e incluso transformadas de Fourier–. Sin embargo, algunas pueden ser útiles para estudios específicos (umbralizado de una imagen procesada ZDR) o bien ha servido para comprender mejor el problema. Son reseñadas todas ellas en este capítulo.

5. En el quinto capítulo se detallan los resultados obtenidos sobre un conjunto de catálogos y su discusión.
6. En el último capítulo se exponen las conclusiones y algunos posibles trabajos futuros.

1.3. Trabajos previos

Al final del documento se han incluido dos apéndices que reseñan trabajos previos ligados al proyecto WSO-UV y que han estado también en la base de este trabajo.

ETC

El Exposure Time Calculator fue programado en 2012 cuando todavía prevalecía el diseño de ISIS para el WSO-UV, tal como se ha explicado. Partimos de un diseño básico para integrar todas las ecuaciones implicadas en el proceso de adquisición de los datos de ISIS atendiendo a su diseño (de entonces) y a las características de los instrumentos ya escogidos.

Nuestra implementación de ISIS/ETC recoge en sus entradas todas las variables posibles que permitía el instrumento y las propiedades del punto que va a ser observado para calcular la relación del tiempo de observación requerido en función de la tasa de señal/ruido o SNR que el observador aspira a tener. Fijado uno de los dos parámetros, el programa resuelve el otro.

Aunque ISIS no prosperara, este trabajo ha constituido la base para el ETC del instrumento de imagen actual FCU. Como se ha explicado en la sección 1.1

Mosaix

Los scripts que forman la aplicación de Mosaix constituyen un conjunto de funciones programadas desde MatLab^(TM) para generar grandes imágenes a partir de varias imágenes individuales.

Por supuesto existe software anterior para ello como el propio Montage desarrollado por NASA. El interés de elaborar software propio para ello tiene que ver sobre todo con la versatilidad que ha ofrecido a lo largo de todo el trabajo posterior para integrar no sólo imágenes de una misma misión sino para poder crear imágenes multicanal de una misma zona del espacio donde coincidan fuentes de datos de más de una misión.

Además, los archivos FITS utilizados en este trabajo (GALEX) cuentan con un área sin datos que envuelve al campo de visión, para sumar correctamente varias capas que incluyan partes con información y partes del exterior del campo de visión (en blanco) de otras imágenes ha sido necesario poder controlar por cuenta propia los datos para resolver determinados problemas específicos y promediarlas correctamente en caso necesario. Además, tal como en el artículo adjuntado como Apéndice se ilustra, las velocidades de procesado de estos grandes mosaicos o imágenes de gran campo se ha mejorado sustancialmente respecto a Montage de NASA, optimizando las necesidades de memoria requeridas durante el proceso y por lo tanto la velocidad general del mismo, algo muy importante cuando se generan imágenes para uso inmediato,

pruebas y análisis. La imagen 1.1 ilustró la portada del número de la revista donde fue publicado tal como se ha incluido al final del mismo.

Capítulo 2

El Medio Interestelar y su observación en ultravioleta

2.1. ¿Qué es el Medio Interestelar?

«The Interstellar Medium is anything not in stars»
Donald E. Osterbrock (1984)

Por definición, el medio interestelar es el polvo y el gas entre las estrellas, siendo el elemento más importante de las galaxias (Draine, 2011) responsable de la formación de las estrellas.

Más rigurosamente, el medio interestelar está formado por:

- Gas: iones, átomos y moléculas en estado gaseoso (y/o plasma) con velocidades próximas a la térmica.
- Polvo: pequeñas partículas sólidas, frecuentemente menores que $1\mu m$ en tamaño, mezcladas con el gas interestelar.
- Rayos cósmicos: iones y electrones con energías cinéticas muy superiores a la velocidad térmica (de hasta $10^{21}eV$ según se ha detectado).
- Radiación electromagnética: fotones de muchas fuentes, incluyendo la radiación de fondo de microondas (CMB por «*cosmic microwave background*»), luz estelar, radiación emitida por iones, átomos y moléculas, emisión térmica de los granos de polvo calentados por luz estelar, emisiones de plasma interestelar, etc.
- Campos magnéticos interestelares: resultado de las corrientes eléctricas en el medio interestelar. Un campo magnético guía los rayos cósmicos y en determinadas zonas puede ser importante dinámicamente.
- Campos gravitacionales: Ocasionados por toda la materia en la galaxia pero en algunas regiones la contribución del medio interestelar al potencial gravitacional crea nubes auto-gravitacionales.
- Materia oscura: las interacciones entre la materia bariónica del medio interestelar y la materia oscura son todavía objeto de discusión.

2.2. El Ciclo de la Materia

El medio interestelar es un ingrediente clave en la evolución del universo que regula el ciclo de enriquecimiento químico del Universo a través de la formación y evolución estelar y los procesos de mezcla asociados. La figura 2.1 tomada de Whittet (1992) resume bien este proceso; en ella se muestra como se llega a la metalicidad actual a partir de las abundancias primordiales: 75 % de la materia estaba formada por hidrógeno, alrededor del 25 % era Helio con sólo una pequeña fracción de deuterio y Helio 3 (0.01 %), una fracción del orden de 10^{-10} de Litio y una contribución despreciable del resto de los elementos.

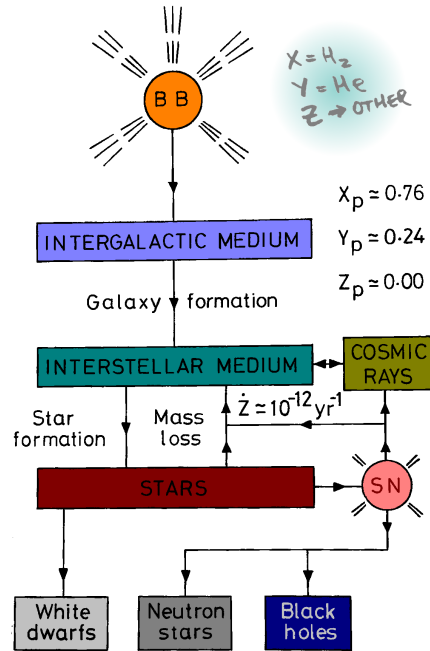


Figura 2.1: La Materia del medio interestelar desde su origen.

Varios cientos de millones de años después del Big Bang, comenzaron a formarse las primeras estrellas. Desde entonces, la materia que ocupa el medio interestelar ha sido reprocesada en la evolución estelar, siendo contribuyentes principales los vientos masivos de las estrellas post-AGB y las supernovas (ver figura 2.2).

A su vez, las nubes densas, de polvo y gas, del medio interestelar pueden colapsar gravitacionalmente y dar lugar a los núcleos de gas molecular y a los discos protoestelares de los que nacen las nuevas generaciones de estrellas. Tal como muestra la figura 2.2 el medio interestelar y los elementos que lo componen son tan protagonistas de la muerte de las estrellas como de su nacimiento.

2.3. El Gas del medio interestelar

Aunque hay controversia sobre las distintas «fases» del medio interestelar y más recientemente algunos autores (Vazquez-Semadeni, 2009) se han mostrado reacios a usar esta palabra, nuestra comprensión actual sobre el medio interestelar sería imposible sin utilizar una serie de conceptos clásicos:

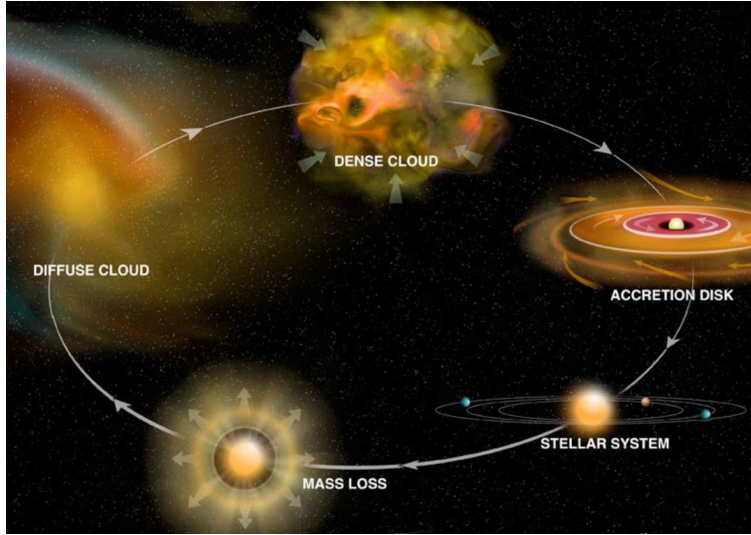
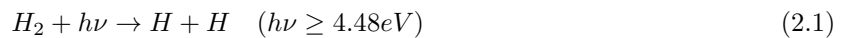


Figura 2.2: El Ciclo de la Materia en El Universo. Siguiendo las agujas del reloj: difusas nubes de polvo y gas colapsan en nubes densas, las cuales pueden desarrollarse como discos de acreción y dar lugar a sistemas planetarios en la órbita de estrellas cuya combustión vuelve generar materia en forma de polvo y gas que vuelve al medio interestelar.

- El gas en el medio interestelar se clasifica en 5 componentes básicas: gas molecular, gas neutro frío, gas neutro templado, gas ionizado templado y gas ionizado caliente cuya propiedades básicas, se resumen en la Tabla 2.1 .
- Las nubes de gas denso están principalmente constituidas de H_2 ; la radiación UV que inunda las galaxias produce la fotoevaporación de las zonas más externas de las nubes al fotodisociar las moléculas de hidrógeno creando las denominadas regiones de fotodisociación o PDRs (acrónimo en inglés de Photo Dissotiation Regions). El proceso se ilustra en la figura 2.3.
- El polvo representa una fracción de aproximadamente $1/200$ en masa del medio interestelar y está constituido por dos tipos fundamentales de granos: silicatos y partícula carbonáceas.

Pikel’Ner (1968) introdujo por primera vez un modelo basado en tres fases (gas molecular, atómico y ionizado). La relación 2.1 muestra el fenómeno comúnmente aceptado de la fotodisociación, según el cual, cuando una molécula de hidrógeno (H_2) es alcanzada por un bombardeo determinado de fotones (h) a una determinada frecuencia (ν) su enlace se rompe emitiendo dos átomos separados.



De igual modo, la radiación que alcanza en el espacio a las nubes de gas en estado atómico también es capaz, según muestra la expresión 2.2 de romper los enlaces internos liberando electrones al medio, se habla entonces de gas en estado ionizado (HII) o plasma.



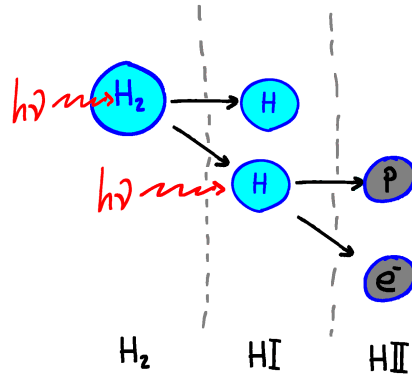


Figura 2.3: La fotodisociación del gas molecular por la radiación UV genera estructuras como las mostradas en la figura en las que sobre extensiones de 0.1-1 pc el gas pasa de estado molecular al ionizado, generando regiones de gas ionizado caliente.

A grandes rasgos, el modelo de las tres fases presupone nubes de gas con un cierto equilibrio térmico (y por lo tanto de presión), donde un 75 % del espacio lo ocupa gas caliente (Field et al., 1969) a temperaturas del orden de $10^4 K$, que esconde, a medida que pudiera ser atravesada, nubes densas de gas en estado molecular mucho más frío con temperaturas menores a $300 K$ e incluso inferiores.

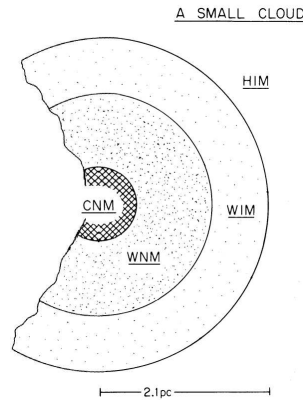


Figura 2.4: Modelo de cinco fases (McKee and Ostriker, 1977).

La figura 2.4 extraída de la literatura posterior (McKee and Ostriker, 1977) presenta el desarrollo que sufrió este modelo inicial con las observaciones posteriores. La tabla 2.1 mostraría hasta cinco fases según cuyo modelo se incluye un Medio Neutro Frío (CNM, Cold Neutral Medium) en el corazón de la nube, en cuyo interior estaría el gas en estado molecular, más denso y más frío. Dicho «corazón» estaría protegido por una capa más amplia de gas neutro a temperaturas superiores (WNM, Warm Neutral Medium) rodeado por masas de plasma (WIM, HIM) cuyas temperaturas están en los rangos mostrados en la tabla (2.1) aunque el gas está ionizado en ambos casos (WIM y HIM). La quinta columna de dicha tabla expresa porcentajes de volúmenes de cada uno de los tipos de medio gaseoso en función del conjunto de la nube, no debe ser interpretada como si su suma total debiera darnos el cien por cien del volumen. Más detalles en el trabajo original de McKee and Ostriker (1977).

Description	T(K)	n(cm^{-3})	Mass	Volume
Molecular Clouds (H_2)	10 – 20K	$> 10^3$	30 %	0.05 %
CNM	80 – 100K	50		1 – 4 %
WNM	8000K	0.5		30 %
WIM	6000 – 12000K	0.1		25 %
HIM	$> 1000000K$	> 0.003		50 %

Tabla 2.1: Modelo de cinco fases, tabla tomada de McKee and Ostriker (1977).

Esta concepción teórica de las nubes de gas como capas concéntricas de un material cada vez más frío y denso al avanzar hacia el interior, puede servir académicamente para ilustrar el origen y composición del gas en el medio interestelar, pero es obvio que las observaciones del cielo presentan una realidad más compleja.

Actualmente (**Draine, 2011**) puede aceptarse la presencia del gas de las nubes interestelares hasta en siete fases distintas:

- + **Coronal gas** : Gas que ha sido calentado por el impacto de ondas provenientes de la explosión de una supernova. Sus temperaturas pueden superar los $10^{5.5}K$ y su densidad es muy baja y constituye aproximadamente la mitad del disco galáctico.
- + **HII gas**: Gas donde el hidrógeno ha sido ionizado por fotones UV provenientes de estrellas calientes. El gas fotoionizado puede ser material relativamente denso de una nube cercana (región *HII*) o puede provenir de un medio inter-nebular de más baja densidad (referido entonces como *HII* difuso).
- + **Warm HI**: Gas predominantemente atómico a temperaturas aproximadas de $10^{3.7}K$ con densidades $n_H \approx 0.6cm^{-3}$ es llamado habitualmente Warm Neutral Medium o WNM.
- + **Cool HI**: Gas atómico a temperaturas $T \approx 10^2K$ con densidades $n_H \approx 30cm^{-3}$ es conocido como Cold Neutral Medium o CNM.
- + **Gas molecular difuso**: Similar a las nubes ionizadas (*HI*) pero con densidades lo suficientemente grandes y columnas de H_2 lo bastante densas como para proteger en su interior abundante hidrógeno molecular.
- + **Gas molecular denso**: Han sido registradas gravitacionalmente los límites de las nubes densas alcanzando $n_H \gtrsim 10^3cm^{-3}$ estas nubes «oscuras» presentan mayor extinción visual ($A_V \gtrsim 3mag$) en sus regiones centrales.
- + **Vientos estelares** : O emisiones estelares de estrellas frías cuyas tasas de pérdida de materia pueden alcanzar $10^{-4}M_{\odot}yr^{-1}$ y sus velocidades inferiores a $30Kms^{-1}$ siendo emisiones de gas relativamente densas. Las estrellas calientes pueden generar vientos superiores pero con densidades muy inferiores.

2.4. Polvo interestelar

«(...) *my stardust melody, the memory of love's refrain* (...) »

Frank Sinatra (1940)

El polvo es un componente clave del medio interestelar por su papel en la evolución de las galaxias, el nacimiento de las estrellas y la formación de sistemas planetarios (Li and Greenberg, 2003).

Basándose en observaciones de extinción, difusión y polarización de la radiación estelar, se ha determinado que los granos de polvo son estructuras elongadas con tamaños, a , desde $a \approx 0.01\mu m$ hasta $a \approx 0.5\mu m$; donde a representa el radio aproximado (Draine, 2011).

Algunas propiedades a señalar de los granos de polvo son:

- Los granos de polvo condensan en las atmósferas frías de estrellas evolucionadas desde donde son emitidos hacia el medio interestelar.
- Una vez dispersos en las enormes nubes de gas interestelar, los granos de polvo pueden ir destruyéndose al interactuar con los átomos de gas, por vaporización, etc.
- En las nubes moleculares los granos de polvo aumentan su tamaño debido a la acreción de un manto de hielo.
- La radiación UV que penetra las capas externas de las nubes moleculares fotoprocasa los materiales de la envoltura de los granos haciendo crecer una envoltura orgánica.
- La opacidad del polvo es clave en el proceso de formación estelar puesto que impide liberar la energía generada en la contracción gravitacional.

La estructura característica de los granos de polvo se muestra en la figura 2.5 tomada de Henney (1997) mientras que la tabla 2.2 asocia las estructuras más conocidas según su composición a los fenómenos ópticos que permiten su reconocimiento.

2.4.1. Fenómenos ópticos:

Desde sus orígenes, el estudio del polvo interestelar se ha realizado a través de su efecto en la propagación de la radiación. En 1919, Barnard (1919) demostró que las áreas oscuras detectadas en ciertas regiones del cielo se debían a «masas opacas de materia» entre el observador y las fuentes de luz.

La figura 2.6 publicada por Trumpler (1930) puso de manifiesto la discrepancia entre las distancias fotométricas a cúmulos estelares y las distancia estimadas a través de su tamaño proyectado aparente. Este *enrojecimiento* se debe a la dispersión que la luz sufre al atravesar el Polvo Interestelar. Al ser la absorción y la dispersión fenómenos más eficaces para longitudes de onda (λ) más cortas, la luz roja se extingue menos que la azul. A su vez, la luz dispersada está dominada por el componente azul.

A continuación se detallan sólo algunos de los fenómenos ópticos principales que ocurren cuando la luz interactúa con el polvo del medio interestelar:

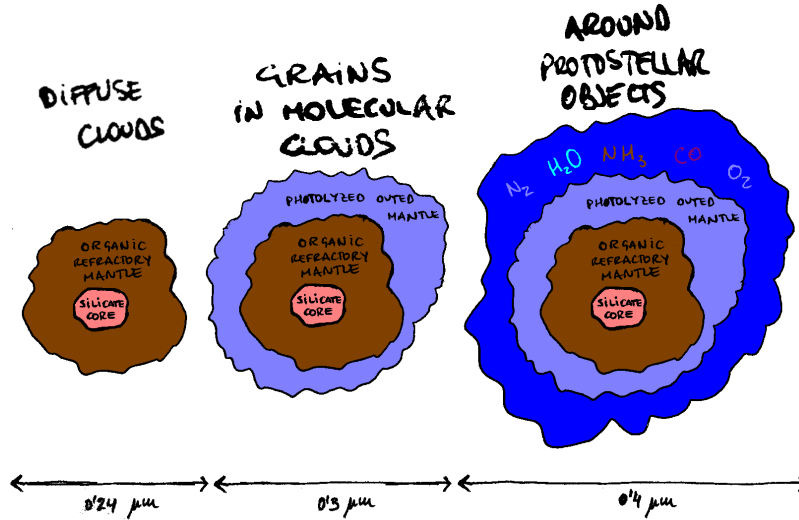


Figura 2.5: Modelos de la composición de los granos de polvo.

Phenomenon	Carrier
Extinction	
UV rise	small (\approx nm) silicate and carbon grains
217.5 nm bump	carbons (stacked PAHs)
visible	GEMS crystalline silicates carbon grains/coatings
IR	carbon grains; band gap
ERE	carbon grains, band gap
UIBs	PAHs small (nm) carbon
(diamond) granis	
IR absorptions	GEMS crystalline silicates ices (H_2O , CO , CO_2 , CH_3OH , ...) saturated hydrocarbons

Tabla 2.2: Fenómenos asociados a la detección de granos de polvo según su composición (Williams, 2000).

2.4.2. Extinción (1)

La mayoría del conocimiento sobre el Polvo Interestelar está basado en estudios de la extinción de la radiación en función de la longitud de onda. En general, es posible estudiar un par de estrellas de la misma clase espectral y establecer la extinción en el momento en que una de las dos estrellas presenta un enrojecimiento cualitativo. Comparando ambos espectros y asumiendo que la extinción ocasionada por el polvo tiende a cero en longitudes de onda altas se puede determinar la extinción (A_λ) según la expresión 2.3 como una función de la longitud de onda (λ) donde F_λ es el flujo observado y F_λ^0 es el

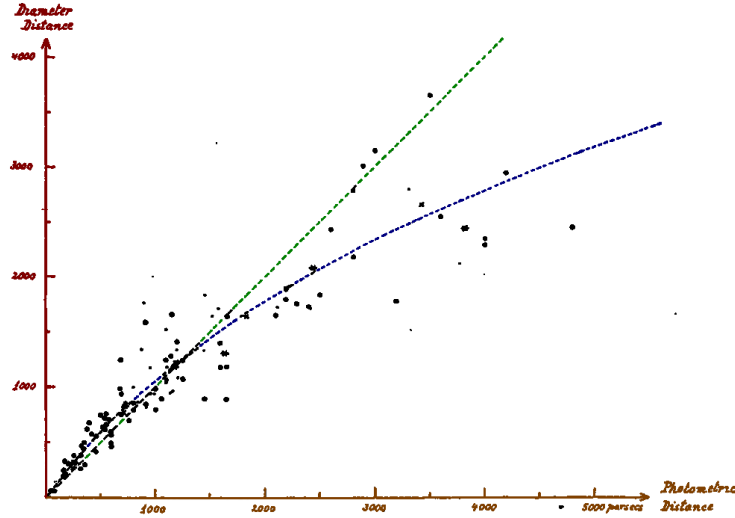


Figura 2.6: Curva de la lejanía de cien grupos de estrellas según la estimación de Trumpler (1930).

flujo en ausencia de extinción o flujo en el origen, es decir, el flujo emitido originalmente por la estrella (Draine, 2003b).

$$A_\lambda \approx 2.5 \log_{10} \left(\frac{F_\lambda^0}{F_\lambda} \right) \quad (2.3)$$

2.4.3. Dispersión (2)

Cuando la luz de una o más estrellas incide en una nube interestelar cercana se hace visible una nebulosa de reflexión, donde son visibles los fotones que han sido dispersados por el polvo presente en la nube. El espectro de la luz proveniente de la superficie nebulosa muestra las líneas de absorción, demostrando que es la dispersión (y no ningún fenómeno de emisión) el proceso responsable. Comparando la intensidad de la dispersión con la intensidad estimada de la luz incidente en la nube es posible inferir el albedo del polvo, esto es, la relación entre la dispersión de una sección transversal con la extinción en dicha sección. Los resultados muestran (en el óptico) que el polvo tiene un albedo $\omega \approx 0.5$ donde la dispersión es tan importante como la absorción (Draine, 2003a).

2.4.4. Emisión (4)

El calentamiento de los granos de polvo interestelar se debe principalmente a la absorción de radiación puesto que el calentamiento por colisiones sólo se da en regiones muy densas en nubes oscuras (donde la intensidad de la luz llega muy atenuada) o en nubes densas calientes. El proceso de absorción de los fotones está cuantizado y es estocástico de manera que la temperatura de un grano de polvo depende del tiempo (Draine, 2003b).

En general, se da por válida la expresión 2.4 que relaciona el coeficiente de extinción (Q_{EXT}) de la luz al atravesar una nube, como una suma de la absorción de fotones por el material nebuloso cuyo coeficiente mide Q_{ABS} y la dispersión que dicho material opera sobre la luz (Q_{SCA}). Esta relación tiene mayor

importancia en nubes de baja densidad donde la parte más importante de energía recibida es trasferida a los granos de polvo que absorben los fotones.

$$Q_{EXT} = Q_{ABS} + Q_{SCA} \quad (2.4)$$

Al ocurrir esto, los granos de polvo se calientan, su temperatura se reajusta y los granos vuelven a radiar pero con una temperatura más baja (T_g) que la de la radiación estelar. Ambos fenómenos están relacionados por la expresión 2.5 donde $F(\lambda)$ es el flujo de la radiación estelar.

$$\int F(\lambda)Q_{ABS}(a, \lambda)d\lambda = \int Q_{ABS}(a, \lambda)B(\lambda, T_g)d\lambda \quad (2.5)$$

Las dos integrales contribuyen sobre diferentes rangos de longitud de onda (λ). En la parte izquierda de la ecuación se calcula la entrada en los granos de polvo proveniente del campo de radiación en la longitud de onda visible y en el UV. En la parte derecha se calcula la energía emitida en el infrarrojo. La función $B(\lambda, T_g)$ expresa la función de Planck referida aquí en la expresión 2.6.

$$B(\lambda, T_g) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda T_g}} - 1} \quad (2.6)$$

Obsérvese que el coeficiente de absorción va a estar en función del tamaño de los granos (expresado como su radio a) y de la longitud de onda (λ). Es justamente midiendo dicho coeficiente como ha podido estimarse observacionalmente el tamaño y composición material de los granos de polvo interestelar que pueden ir desde silicatos ($0.05\mu m$) con un manto de hielo a temperaturas (T_g) de 14K hasta granos de grafito tres veces más calientes. La temperatura dentro de las nubes moleculares es inferior, los granos de polvo en el interior de la nube absorben los fotones emitidos por los granos más calientes en las fronteras de la nube. En definitiva la temperatura de los granos de polvo es un parámetro importante para determinar los mecanismos catalizados por ellos (Dyson and Williams, 1997).

Hasta el momento puede afirmarse:

- La extinción en longitudes de onda $\lambda \approx 0.55\mu m$ tiene una contribución apreciable de granos con tamaños $a \approx 0.1\mu m$ que serán granos no esféricos y alineados.
- Los granos con tamaños $a \lesssim 0.05\mu m$ que dominan la extinción en longitudes $\lambda \gtrsim 0.3\mu m$ son esféricos o mínimamente alineados (Draine, 2011).

El tamaño del grano de polvo es por lo tanto un factor clave a la hora de comprender los coeficientes de absorción y dispersión del medio interestelar (y la extinción total) como muestra la figura 2.7 tomada de Hulst (1981). Así como sus propiedades físicas que tienen consecuencias directas en su capacidad para absorber o reflejar la radiación.

2.4.5. Polarización (3)

La polarización se produce por granos de polvo que están parcialmente alineados por el campo magnético interestelar, cuando los granos están alineados con su eje menor en paralelo con la dirección del campo magnético. Aunque los mecanismos que crean dicho alineamiento siguen siendo discutidos, pueden ser inferidos los tamaños de los granos responsables de la polarización ya que la extinción crece rápidamente en el UV mientras que la polarización decrece.

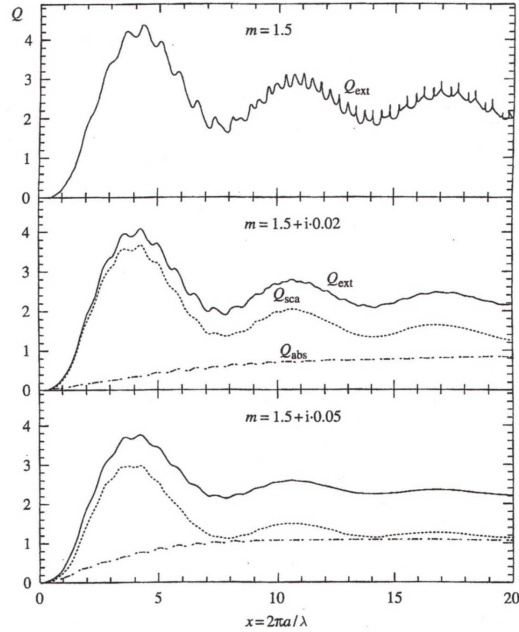


Figura 2.7: Eficiencia de extinción y dispersión calculada según la teoría Mie para granos esféricos según su tamaño $x = 2\pi a/\lambda$.

2.5. Interrogantes actuales

Las principales áreas de investigación en la actualidad sobre medio interestelar (Draine, 2011; Dyson and Williams, 1997; Draine, 2003b,a; Li and Greenberg, 2003) son:

1. La fuente de la joroba observada en la curva de extinción a 2175\AA referida en la literatura como «*UV extinction bump*» y que se supone que es producida por hidrocarburos poliaromáticos .
2. La fuente de las bandas difusas interestelares que han dado lugar al enigma DIB, franja coloreada en naranja en la figura 2.9.
3. La relevancia del campo magnético en la polarización producida por el polvo interestelar (Lazarian 2006).
4. La fuente de la anomalía de la radiación de micro-ondas.

Ejemplos sobre cómo se pueden utilizar los datos de GALEX para abordar el [1] se pueden encontrar en la literatura. Este trabajo se va a centrar en buscar e identificar las estructuras del medio interestelar difuso que han sido detectadas por GALEX y en los métodos de minería de datos implementados para este propósito.

2.6. La relevancia del rango UV en el estudio del medio interestelar

La radiación UV interactúa con el medio interestelar a través de varios procesos. El polvo del medio interestelar dispersa la radiación y absorbe los fotones UV, especialmente aquellos con energías superiores a $6eV$ susceptibles de excitar el efecto fotoeléctrico en los materiales más abundantes en los granos: silicatos y carbonatos. La curva de extinción UV es especialmente sensible a las partículas más pequeñas y a las macromoléculas siendo una herramienta indispensable para su análisis. Estas partículas son de interés no sólo por su papel en el transporte de energía en el medio interestelar sino por su papel de acarreadores del campo magnético en las atmósferas de las nubes moleculares, sin mencionar los aspecto astrobiológicos.

Además, la radiación UV es absorbida por el gas en el medio interestelar de manera eficiente, y especialmente por el Hidrógeno molecular (H_2) en las envolturas de las nubes moleculares. La radiación Lyman- α es absorbida en las bandas de Werner del H_2 y re-emitada en un rico conjunto de líneas en el rango 1200-1700 Å (Herczeg et al., 2002), tal y como se muestra en la Figura 2.8.

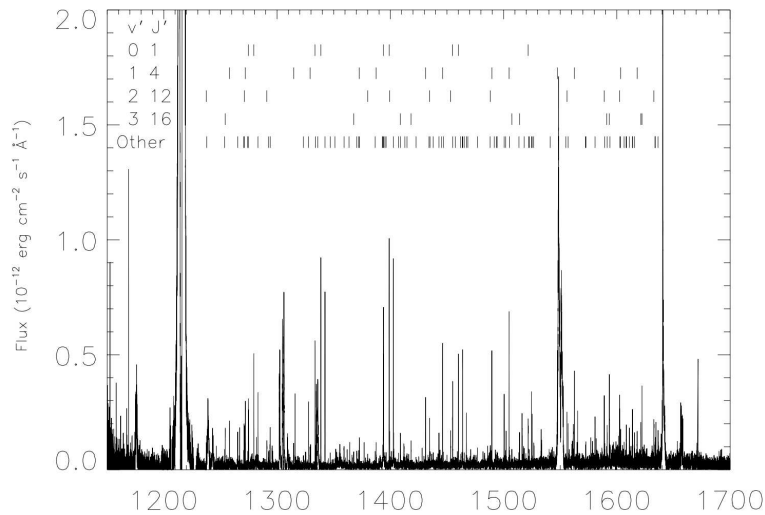


Figura 2.8: Espectro E140M de TW Hya. Tomado de Herczeg et al. (2002).

Por último, el gas en el medio interestelar absorbe la radiación UV eficientemente y dependiendo de su temperatura, la absorción es observada en las líneas de H I, C I, O I (medio templado neutro), Mg II, C II, O II, Fe II, Al II (medio templado ionizado) o en C IV, Si IV, N V (medio caliente ionizado); para más detalles sobre las señales del medio interestelar en la radiación UV Gomez de Castro et al. 2006 .

En la Tabla 2.3 se resumen los rangos espectrales óptimos para estudiar las diversas componentes del medio interestelar. Tal y como se muestra en la Tabla, el UV es un rango de gran interés salvo para el estudio del interior de las nubes moleculares.

Aproximadamente el sesenta por ciento del gas en la Vía Láctea se encuentra en regiones *HI* en las que el hidrógeno predomina en su estado atómico. El hidrógeno atómico puede estudiarse utilizando la línea de $21cm$ (tanto en sus componentes de emisión como de absorción) midiendo las líneas de absorción en el espectro estelar y observando la emisión infrarroja del polvo presente. El rango UV proporciona

Componente	X-ray	UV	Visible	IR	R
Nubes moleculares				x	x
Nubes de HI o medio templado neutro		x	x		x
Medio templado ionizado		x	x		
Medio ionizado caliente	x	x			.

Tabla 2.3: Estudio multiespectral del medio interestelar según componente para los distintos rangos de la señal: Rayos X, UV, espectro visible, Infrarrojo y Radio Frecuencia.

información precisa de la presencia del hidrógeno para densidades de columna tan pequeñas como 10^{15}cm^2 (línea Lyman α), permite estudiar las abundancias metálicas en la fase gaseosa y estudiar la depleción en los granos de polvo de trazadores tan importantes como el Fe, C, Si, etc.

Las nubes de hidrógeno se clasifican según su transmitividad de la radiación óptica en: difusas, traslúcidas u oscuras, dependiendo de la extinción visual A_V que puede ir desde menos de 1mag hasta más de 100mag en las nubes oscuras tal y como se muestra en el diagrama densidad-fracción de ionización (temperatura) de la Figura 2.9 tomada de Snow and McCall (2006).

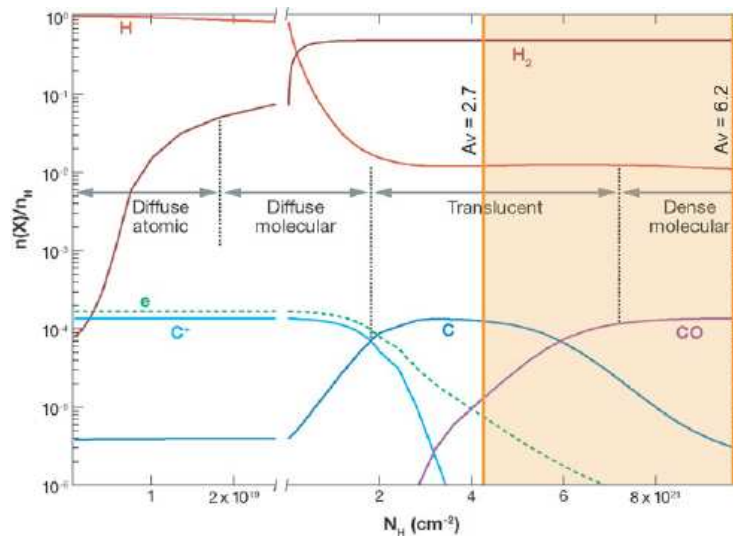


Figura 2.9: Progresión del medio interestelar según su estado (Snow and McCall, 2006).

2.7. Otros trazadores del medio interestelar

El medio interestelar es habitualmente estudiado en el infrarrojo o en radio frecuencias. En estos rangos existen mapeos completos del cielo susceptibles de ser comparados con los datos obtenidos por GALEX. Los principales mapeos se han realizado en la línea de 21 cm del H I, en CO y en el infrarrojo de lejano.

Cirros infrarrojos

Las observaciones de IRAS en el rango infrarrojo de $60 \mu m$ y $100 \mu m$ permitieron las primeras observaciones de las estructuras nebulosas emitiendo en infrarrojo o por nubes en forma de cirros a lo largo de todo el cielo. Low et al. (1984) estudiaron en las observaciones de IRAS las emisiones de polvo y gas encontradas en altas latitudes galácticas y cerca del plano galáctico. Recientemente, Molinari et al. (2016) y Molinari et al. (2010) han completado un exhaustivo repositorio de observaciones de este tipo de cirros vistos por el infrarrojo desde la misión de Herschel. Molinari et al. (2010) completaron una visión de conjunto de las distintas fases, evolución e interacciones que atraviesa el Medio Interestelar en nuestra galaxia.

Observaciones de CO

En la década de los setenta se tomaron las primeras observaciones de monóxido de carbono interestelar en la Vía Láctea. Después no sólo se observó en nuestra Galaxia sino en muchas otras observaciones. El monóxido de carbono (CO) es un trazador de la formación estelar y una molécula que suele estar asociada al hidrógeno en estado molecular (H_2) ocupando el medio interestelar en nubes gigantescas de gas que pueden superar los 150 parsecs de diámetro y tener una masa equivalente a diez millones de masas solares. Magnani et al. (1985) completaron un primer catálogo de nubes moleculares a partir de la presencia de monóxido de carbono. En total 35 complejos nebulosos situados en altas latitudes galácticas $|b| \geq 25^\circ$ formados por 56 nubes observadas con constancia de monóxido de carbono. Además de otras tantas más próximas al plano galáctico. Se constataron en varias de ellas el nacimiento de nuevas estrellas o la presencia de estrellas jóvenes y se contrastó con las evidencias de hidrógeno en estado atómico con evidencias sólo en algunas de las nubes.

Hidrógeno neutro (H I)

Como se verá en el capítulo siguiente, se conocen dos estados de equilibrio del medio interestelar en los que el gas se encuentra en estado atómico. El *cold neutral medium* (CNM) y el *warm neutral medium* (WNM). Las nubes de gas en dichos medios pueden adoptar muchas formas (filamentos, nubes, etc) y distintos tamaños. La línea de 21 cm del hidrógeno neutro ha sido el principal indicador del medio interestelar en estas fases tanto dentro de nuestra galaxia como más allá. El observatorio de Arecibo ha adaptado desde 2004 su radio-telescopio para completar el repositorio GALFA cuyos primeros datos fueron presentados por Peek et al. (2011). La antena ha mapeado el cielo desde entonces mejorando los resultados observacionales de H I de misiones anteriores por sus mejores prestaciones (fidelidad, resolución espectral, cobertura). Entre otros resultados, Begum et al. (2010) publicó un catálogo con las mediciones de GALFA para 96 nubes con evidencias de hidrógeno neutro.

Capítulo 3

Misión GALEX y constancia del Medio Interestelar

3.1. La misión GALEX

Las características fundamentales de GALEX se resumen en la Tabla 3.1. GALEX obtuvo simultáneamente imágenes en el UV lejano (canal FUV) que cubre el rango 1344 – 1786 Å y en el UV cercano (canal NUV) que cubre el rango 1771 – 2831 Å usando detectores por conteo de fotones MCP (*micro-channel plate*). Durante su vida, GALEX realizó un mapeo que cubrió el 77% del cielo ($26kdeg^2$) denominado *All Sky Survey* (AIS) y que incluye 83,081 observaciones FUV y 93,930 NUV. El tiempo de exposición característico es de 100s variando notablemente entre distintas áreas (Bianchi et al., 2014). El detector FUV de GALEX falló en abril de 2010 pero la misión estuvo tomando imágenes sólo en el rango NUV hasta junio de 2013 cuando sus principales objetivos ya habían sido completados.

Operadores misión	NASA Caltech
Duración	10 años 2 meses
Masa	277kg
Dimensiones	2.7 × 2.0 m
Cohete	Pegasus XL
Fecha de lanzamiento	28 abril 2003
Inicio servicio	28 Mayo 2003
Desactivación	28 Junio 2013 (19:09 UTC)
Semi-mayor axis	7,065.55 km
Perigeo	684.85 km
Apogeo	689.98 km
Inclinación	28.9986 deg
Diámetro	50 cm
Longitudes de onda	135–280 nm (UV)

Tabla 3.1: Características básicas de la misión de GALEX.

Las imágenes de GALEX son matrices de 3840×3840 píxeles en cuyo centro se encuentra el campo de visión o *Field of View* (FoV) que varía según el canal, siendo de 1.28 grados en el canal FUV y 1.24 en NUV. La escala del píxel es de 1.5 segundos de arco, lo cual supone recorrer 2400 píxeles para completar un grado del cielo. La figura 3.1 muestra un ejemplo. Las estructuras del medio interestelar son débiles en comparación con las fuentes estelares y requieren de un cambio a una escala logarítmica para poder apreciar detalles del medio interestelar como la presencia de condensaciones que absorben la radiación del fondo UV de la Galaxia.

Morrissey et al. (2007) incluyeron una descripción de todos los productos disponibles en su catálogo, de su trabajo está tomada la tabla que muestra como Figura 3.2 donde vienen recogidos todos los tipos de fichero.

A modo de presentación se destacan aquí los que más interés y relación guardan con el cielo difuso:

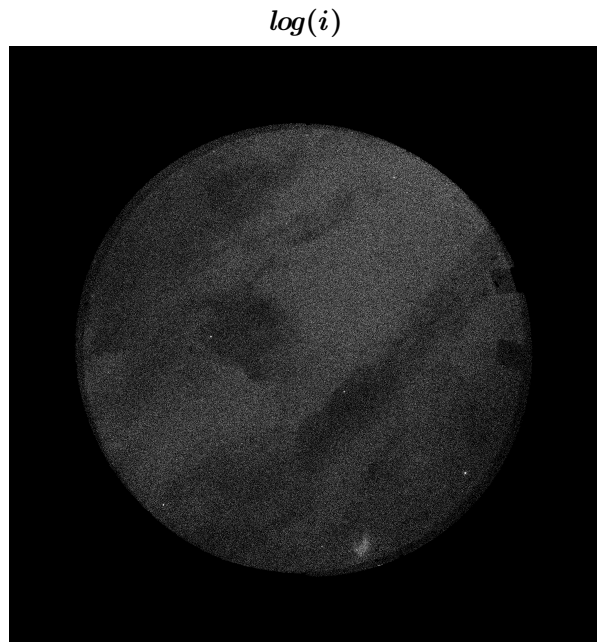


Figura 3.1: Ejemplo de la imagen simple tomada de GALEX en canal FUV, realizada en escala logarítmica para apreciar la presencia de condensaciones en el medio interestelar que absorben la radiación de fondo UV.

- Mapas de intensidad calibrados en cuentas por segundo ($counts\ s^{-1}$) tal como el que se muestra en la figura 3.1 cuyos archivos incluyen siempre un prefijo *-int* en el nombre.
- Los mapas de fondo o *background* obtenido por el post-procesado de la propia misión, en los que se genera una estimación de la iluminación general o difusa de esa parte del cielo. Para cada imagen corre en paralelo una estimación del *background* y un extractor de fuentes luminosas con un programa de umbralizado propio de la misión aplicado al software extractor de fuentes (*source extractor*) SExtractor (Bertin and Arnouts, 1996). El prefijo *-skybg* caracteriza a los ficheros que contienen estas imágenes.

Product	Extension	Format	Units	Scale	Description
Artifact flags	-flags	480 × 480		12" pixel ⁻¹	Artifact flags for each pixel
Background-subtracted intensity.....	-intbgsub	3840 × 3840	counts s ⁻¹	1.5" pixel ⁻¹	Intensity-sky background
Count.....	-cnt	3840 × 3840	counts	1.5" pixel ⁻¹	Aspect-corrected image, no flat field
Dose.....	-scdose	2250 × 2250	counts	3" pixel ⁻¹	Detector space, corrected for walk, wiggle, and distortion
Exposure.....	-exp	960 × 960	s	6" pixel ⁻¹	Exposure, <i>uncorrected</i> for flat field or dead time
Intensity.....	-int	3840 × 3840	counts s ⁻¹	1.5" pixel ⁻¹	Count image divided by relative response image
Movie.....	-movie	480 × 480	counts	12" pixel ⁻¹	Count map slices at 16 s intervals
Object mask.....	-objmask	3840 × 3840		1.5" pixel ⁻¹	Areas masked during sky background estimation
Pulse height.....	-scq	2250 × 2250	bins	3" pixel ⁻¹	Average pulse height per pixel
Relative response.....	-rrhr	3840 × 3840	s	1.5" pixel ⁻¹	Effective exposure, corrected for dither, flat field, and dead time
Relative response.....	-rr	960 × 960	s	6" pixel ⁻¹	Effective exposure, corrected for dither, flat field, and dead time
Sky background.....	-skybg	3840 × 3840	counts s ⁻¹	1.5" pixel ⁻¹	Sky background estimate
Threshold.....	-wt	3840 × 3840		1.5" pixel ⁻¹	Background-subtracted intensity map divided by estimated Poisson noise

Figura 3.2: Descripción de los distintos tipos de imágenes disponibles por GALEX clasificados según la extensión del fichero, las unidades de medida y el procesado. Tabla publicada por Morrissey et al. (2007).

- El resultado de la imagen de background (*-skybg*) se le resta a la imagen de intensidad para generar las imágenes *de intensidad con el fondo sustraído* que llevan el prefijo *-intbgsb* en el nombre del fichero correspondiente.

	AIS	DIS	MIS	NGS	GII	CAI	SPECTRA	TOTAL
GR1	3074	14	112	52	-	-	7	3259
GR2/GR3	15721	165	1017	296	288	20	41	17548
GR4/GR5	28269	292	2161	458	788	38	174	32180
GR6/GR7	34285	720	6964	716	2112	87	311	45195

Tabla 3.2: Números totales de imágenes del survey de GALEX en las distintas publicaciones de sus datos (GR_n).

La misión de GALEX genera además mapas de cuentas por píxel (*cnt*) así como mapas de respuesta relativa al tiempo de exposición efectivo (*rrhr*) y los mapas de objetos detectados (*mask*). Es de señalar que los mapas de *background* de GALEX son imágenes procesadas y suavizadas con la consiguiente pérdida de información tal y como se constatará en la sección 4.6.4 y puede apreciarse en las figuras 4.17 y 4.18.

3.2. El cielo difuso en el rango UV

Murthy et al. (2010) generaron los primeros mapas del cielo difuso UV a partir de los archivos de la misión de GALEX utilizando precisamente los ficheros *background* provistos por la misión. Estos mapas recogen el flujo difuso recibido de la difusión de la radiación UV estelar producida por el medio interestelar y reproducen el fondo UV en la vecindad del Sol.

Por otra parte, las nubes que no reflejan la luz sino que absorben una parte de la luz difusa y otra parte (si la hay) de fuentes luminosas cercanas (entre la fuente y la observación), dejan también huellas en estos mapas generados a partir de las imágenes sintéticas de GALEX. Además, Murthy et al. (2010) constataron una fuerte correlación de esta información con la recibida en el rango infrarrojo cotejando sus mapas con las imágenes de 100 μm generadas por la misión *Infrared Astronomical Satellite* o IRAS (Neugebauer et al., 1984).

En el mismo año y del mismo equipo (Indian Institute of Astrophysics), el trabajo de Sujatha et al. (2010), partiendo de las correlaciones entre las imágenes de GALEX y las del flujo a 100 μm provistas por IRAS, muestra primeros resultados con imágenes *background* de GALEX de la nebulosa del Dragón cubriendo un área de 10 deg^2 a una distancia mayor a 800 parsecs. La nebulosa del Dragón forma parte del catálogo de Magnani et al. (1985) concretamente MBM de la 41 a la 44. Aquí se muestran dichas imágenes reconstruidas por nuestro software **Mosaix** (ver sección 4.3.1 y Apéndice B) en la figura 3.3 a partir de los mapas de intensidad de GALEX en lugar de los mapas de *background* del trabajo original.

Estos trabajos primeros establecieron distintos modelos para aproximar la correlación existente entre el cielo difuso recogido en los mapas de *background* proporcionados por GALEX en el rango FUV y los distintos trazadores de gas interestelar ($N_{H\alpha}$, N_{HI}) de entre ellos, la emisión infrarroja a 100 μm medidas por el satélite IRAS son un importante referente. En el medio interestelar de baja densidad, la luz de las estrellas brillantes es reflejada por los granos de polvo generando un nivel bajo de brillo difuso especialmente apreciable en FUV; el número de fuentes detectados por GALEX en la banda FUV es

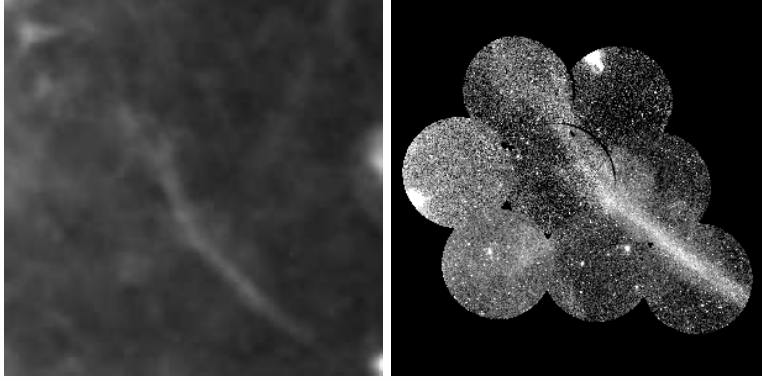


Figura 3.3: Imágenes de la *Low Velocity Cloud* o nube de baja velocidad (LVC 88+36-2) en la Nebulosa del Dragón. La imagen de la izquierda es el (*cutoff*) corte original de $100 \mu m$ provisto por IRAS. La imagen de la derecha es nuestro propio mosaico a partir de las imágenes de GALEX una vez sometido a los procedimientos de realce que se detallan más adelante.

aproximadamente un 10% de las detectadas en banda NUV lo que facilita la detección de estructuras en el fondo UV.. Por encima de cierto umbral de densidad, las regiones del medio interestelar no reflejan tanto y generan globulos más densos que atenúan la radiación FUV.

El equipo de la misión, Hamden et al. (2013) utilizó los mapas del cielo difuso de GALEX para investigar la relación entre FUV y los trazadores del polvo y el gas galáctico centrándose en la proximidad al plano galáctico o su latitud. Para ello utilizó los mapas de GALEX de *background* (*skybg*) que ya son una estimación a los que sustrajeron las fuentes puntuales y su halo en cada imagen; el halo es producido por la difusión en el medio circundante de la radiación de la fuente. El equipo restó a las imágenes de cuentas (*cnt*) los ficheros *mask* con las localizaciones de píxeles que contienen objetos detectados en UV. El conjunto de pasos elaborados puede resumirse en la relación 3.1:

$$I_{cnt/sec} = \frac{cnt_{masked}}{rrhr} \quad (3.1)$$

donde

$$cnt_{masked} = mask \times skybg \times rrhr + (1 - mask) \times cnt \quad (3.2)$$

completando así hasta el 65% del cielo para compararlos con otros mapas similares de la literatura (25%, 80% del cielo) entre los que se incluyen los del 75% del cielo completados por Murthy et al. (2010). Los resultados obtenidos por Murthy et al. (2010) fueron confirmados, incluidas las correlaciones con la radiación infrarroja a 10 micras.

3.3. El medio interestelar visto por GALEX

La radiación estelar UV interactúa con el medio interestelar produciendo efectos detectables. El polvo interestelar dispersa y absorbe los fotones UV produciéndose la extinción de la radiación estelar. La

radiación UV es absorbida además por el gas interestelar sobre todo por el hidrógeno en su estado molecular típico (H_2) en el entorno de las nubes moleculares. La radiación Lyman- α bombea las bandas de Werner del hidrógeno molecular produciendo un vasto conjunto de líneas de emisión en el rango de 1200–1700Å que ha sido detectado en el entorno estelar y en el medio interestelar (Herczeg et al., 2002). El componente difuso más cálido del medio interestelar absorbe la radiación del fondo UV y produce estrechos rasgos de absorción en las transiciones de resonancia desde su estado neutro (H I, C I, O I), su estado ionizado (C IV, Si IV, N V) o multiplica los componentes del gas ionizado (C IV, Si VI, N V) en el medio interestelar (Gómez de Castro et al., 2006).

Algunos ejemplos de los potenciales de GALEX para los estudios del medio interestelar son mostrados en las figuras 3.4, 3.5 y 3.6. La nebulosa Roseta es un excelente ejemplo de nebulosa reflectante. Se trata de una nebulosa (iluminada por un grupo de Estrellas B) cuyos densos filamentos oscuros son observados contra el fondo brillante producido por la radiación reflejada por los granos helados de polvo abundantes en la nebulosa (Figura 3.4).

En la figura 3.5 se muestra la sensibilidad de GALEX ante la absorción débil de las nebulosas. El tiempo de exposición ronda los 200 segundos en la banda FUV, significativamente menor que el requerido para obtener una imagen con un SNR similar en el rango óptico. Las tres nubes mostradas: 4426, 4410 y 4393 (o Barnard 29) según el catálogo de Dobashi et al. (2005) son nubes de absorción sólo advertidas por contraste por el fondo.

La figura 3.6 muestra una parte del remanente de supernova Vela en el que el bucle es prominente tanto en la banda NUV (Fe II, C II) como en la banda FUV (C IV, Si IV, He II). Los filamentos trenzados son visibles incluso en tiempos de exposición de 90 segundos en las imágenes AIS de GALEX. Todas estas trazas del medio interestelar pueden ser realizadas sobre la base de estudiar las imágenes en los niveles de intensidad más próximos al nivel de intensidad del fondo UV. Las tres nubes de Barnard 29 pasarían inadvertidas en un vistazo preliminar de las imágenes originales.

3.4. Objetivos concretos

Por todo lo hasta ahora presentado, este trabajo persigue:

- La automatización del realce de imágenes UV para el estudio del medio interestelar pero conservando el flujo de manera que se puedan extraer estimaciones reales de la extinción.
- Desde el punto de vista del proyecto WSO-UV, la dotación de software propio para manipular ficheros FITS así como la incorporación de programas externos y la preparación de *scripts* para procesarlos por lotes grandes de datos contribuye a sus potencialidades científicas.
- La comparación de imágenes de distintas misiones, la composición de mosaicos a partir de imágenes simples, los estudios de UV en comparación con las observaciones de infrarrojo u otros trazadores, estas tareas y su posible automatización son claves para poder avanzar en el estudio del medio interestelar, cuya observación tiene algunas particularidades habida cuenta de las dificultades que encierra por su naturaleza física y las proporciones en las que se encuentra. Además, estudiar el comportamiento de la señal UV ante la presencia de gas y de polvo es indispensable para tratar el medio interestelar en esta banda.

- Dado que los objetivos de este trabajo procuran contribuir a las mediciones y datos sobre el medio interestelar y mejorar los que ya se tienen, esto ha de servir para comprender mejor los orígenes del medio interestelar y las condiciones físicas en las que se encuentra en el universo. El tamaño de los granos de polvo y su crecimiento es un problema todavía en discusión que está en relación directa con la atenuación o reflejo que puede ser observado en el rango UV. La correcta estimación del reflejo o atenuación por la presencia de nubes interestelares permite especular sobre la composición y proporciones en su interior. Las correlaciones entre los datos observados por telescopios UV y los observados en el infrarrojo sobre el medio interestelar pueden ser tratadas de muchas maneras pero el tratamiento visual y la posibilidad de emparejar ambos rangos en una sola imagen es de interés particular.

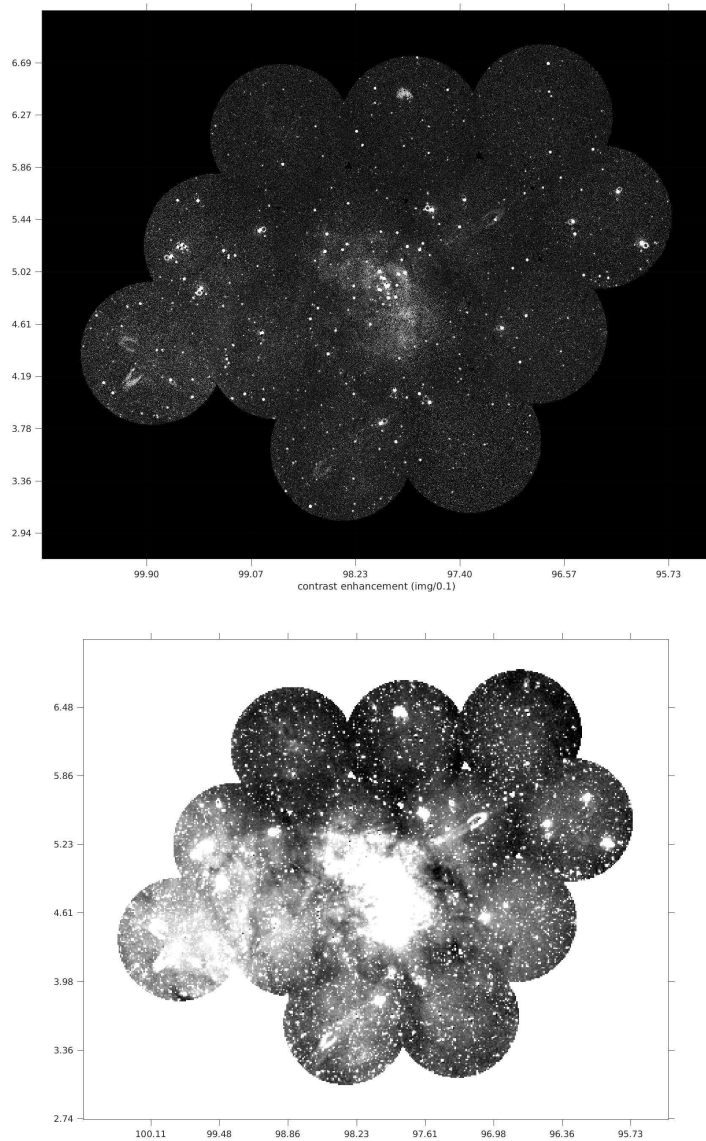


Figura 3.4: La nebulosa Roseta tal como es vista por GALEX en la banda NUV (Roseta no pudo ser fotografiada en la banda FUV). La imagen es un mosaico compuesto de 13 imágenes NUV de GALEX. Arriba se muestra con alto contraste, abajo con un realce del fondo.

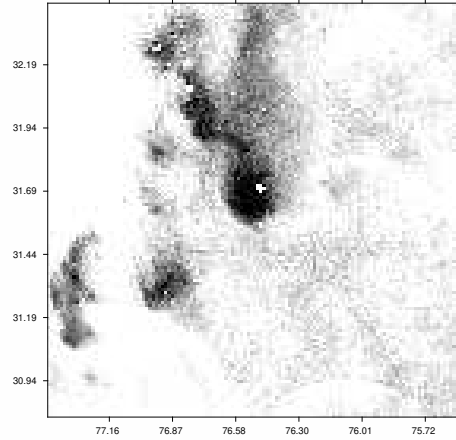


Figura 3.5: Tres grupos densos catalogados ya por Barnard (29) fotografiados por GALEX AIS/FUV. Las imágenes originales de GALEX han sido compuestas juntas en mosaico.

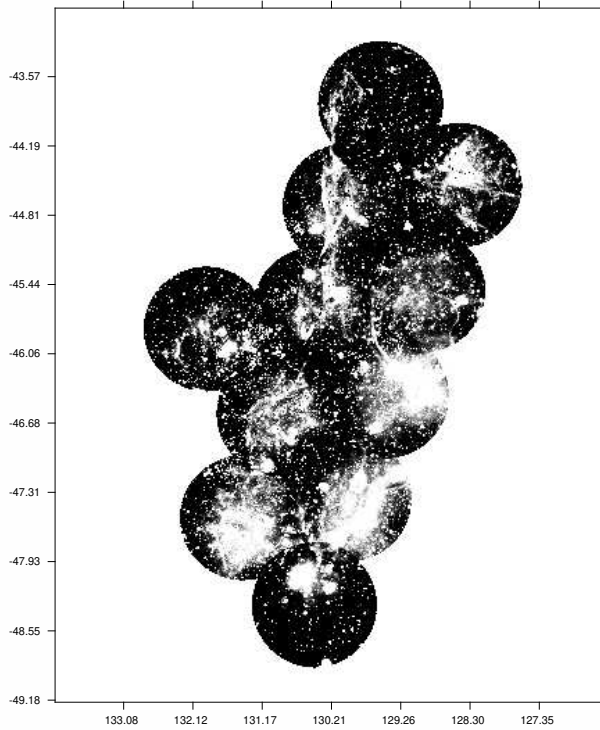


Figura 3.6: Los filamentos de Vela observados por GALEX en la banda NUV y realizados visualmente siguiendo los métodos que expondremos más adelante. El mosaico total se compone de once imágenes originales.

Capítulo 4

Formato y tratamiento de los datos

4.1. Flexible Image Transport System

En 1989, la Oficina Científica de la NASA «Science Office of Standards and Technology» (NOST) estableció la primera Oficina de Soporte FITS para la asistencia a los «*data managers*» de todas las misiones con la intención de que formatearan sus datos en FITS.

El primer borrador NOST 100-0.1 fue liberado en diciembre de 1990. Desde entonces ha sido revisado para esclarecer ambigüedades y añadir nuevas posibilidades. Además de Hanisch et al. (2001) pueden encontrarse numerosos documentos y bibliotecas de software para manejar dichos ficheros.

En esta sección se describe el formato FITS de los datos UV e infrarrojo utilizados en este trabajo y su manipulación para ensamblar y comparar imágenes obtenidas en varios rangos.

4.1.1. FITS (1) Estructura

El registro lógico del archivo FITS almacena 23040 *bits* que corresponden¹ a 2880*bytes*. Con una palabra de la longitud descrita, el documento FITS constará de una o varias HDU.

La **HDU** es la Header and Data Unit, es decir, Unidad con Cabecera y Datos, compuesta por una **cabecera** y los **datos** o *primary data array* correspondientes a dicha cabecera.

- La **cabecera** consta de una serie de *card images* en texto ASCII, se considera un registro a un grupo de 36 de estas «*tarjetas*». Cada registro establece el valor para una variable concreta de una serie de palabras clave estándar. Por ejemplo las *keywords* **NAXIS1**, **NAXIS2**, . . . **NAXISn**, indicarán el número de valores para cada eje. Típicamente, a continuación de la cabecera, encontraremos una matriz de datos con las dimensiones prescritas por **NAXIS1** y **NAXIS2**.
- Desde el punto de vista del formato no es imprescindible la existencia de un *data array* a continuación. Los datos se escriben por filas.

4.1.2. FITS (2) Parámetros principales

El archivo FITS ha sido desarrollado para manejar datos de observaciones astronómicas. Para componer mosaicos a partir de varias imágenes o bien para solapar varias imágenes en una sola (imagen

¹Un byte equivale a ocho bits.

multicanal). Los siguientes elementos dentro de la cabecera son imprescindibles:

- **Coordenadas:** Una imagen FITS tiene un punto de referencia que asocia un píxel dado de la imagen a las coordenadas celestes de dicho punto cuando fue tomada. Además de saber qué coordenadas corresponden a un punto, es imprescindible saber en qué momento fue tomada la imagen para utilizar el sistema de referencia correcto relativo a la época (B1950, J2000, etc).
- **Resolución:** Según sea el telescopio o dispositivo de adquisición de los datos de la imagen, ésta podrá tener una resolución u otra. A efectos de trabajar con ella, esto hace referencia directamente a qué relación *píxeles/grados* (o su inversa) se considera (¿cuántos píxeles hacen falta para recorrer un grado? o la pregunta inversa ¿cuántos grados o qué porción del cielo se recorre al avanzar en la imagen un solo píxel?).
- Tipo de **proyección:** Al observar de noche la bóveda celeste de nuestro planeta, es posible fijar la atención (o la cámara) en una zona o en una estrella dentro de un sistema tridimensional. Parece obvio hablar del Universo y del Espacio en tres dimensiones, pero una imagen tiene sólo dos, y esto equivale a una proyección $3D \rightarrow 2D$ convirtiéndose los datos 3D a un plano 2D. Esto puede hacerse de diversas maneras, pero sobre todo si se trabaja con más de una imagen es imprescindible saber qué proyección se está utilizando en cada una. En caso contrario casar correctamente los datos es inviable.

Tanto para generar imágenes compuestas a partir de varias más pequeñas (*mosaicking*) como ver en distintas longitudes de onda (λ) una misma zona (de forma solapada) pueden considerarse los siguientes parámetros de las cabeceras FITS:

BITPIX	-32	BITPIX	-64
NAXIS	2	NAXIS	2
NAXIS1	3840	NAXIS1	201
NAXIS2	3840	NAXIS2	202
CDELTA1	-0.000416666666666667	BSCALE	9.611704455E-03
CDELTA2	0.000416666666666667	BZERO	8.195462769E+02
EQUINOX	2000.	BUNIT	'MJY/SR '
EPOCH	2000.	BLANK	-2000000000
CTYPE1	'RA-TAN'	CRVAL1	8.050000000E+01
CTYPE2	'DEC-TAN'	CRPIX1	-1.040E+02
CRPIX1	1920.5	CTYPE1	'RA-TAN'
CRPIX2	1920.5	CDELTA1	-2.500000000E-02
CRVAL1	77.1931381225586	CVAL2	3.000000000E+01
CRVAL2	31.5942192077637	CRPIX2	4.400E+01
CROTA2	0.	CTYPE2	'DEC-TAN'
		CDELTA2	2.500000000E-02
		CRVAL3	1.000000000E-04
		CRPIX3	1.000000000E+00
		CTYPE3	'LAMBDA '
		CDELTA3	0.000000000E+00
		DATAMAX	1.623750366E+03
		DATAMIN	1.534218730E+01
		EPOCH	1950

Tabla 4.1: A la izquierda una selección de parámetros de la cabecera de GALEX, a la derecha lo mismo sobre IRAS

- NAXIS(1,2): Longitud de los ejes. En los FITS del pipeline de GALEX siempre encontraremos $NAXISn = 3840$ siendo imágenes cuadradas exáctamente. Por su parte, desde la web de la misión IRAS podemos descargarlos *cutoff* o cortes a $12 \mu m$, $25 \mu m$, $60 \mu m$ o $100 \mu m$ en formato de imágenes FITS de ~ 200 píxeles (la longitud no es necesariamente la misma entre ejes).
- CTYPE(1,2,3): Los parámetros CTYPE describen los valores para cada eje (1,2) o el tipo de datos (EJE 3). Así por ejemplo vemos que la proyección codificada como TAN (proyección gnomónica) es la misma en GALEX y en IRAS.
- CRPIX(1,2): Píxel de referencia al que se le asocian las coordenadas de la imagen. Obsérvese que GALEX lo especifica siempre en el centro geométrico exacto de la matriz de la imagen mientras que IRAS no.
- CRVAL(1,2): Coordenadas del píxel de referencia.
- CROTA2: Ángulo de rotación de la imagen. En la cabecera de GALEX encontramos que está puesto a 0 explícitamente y en la de IRAS al no encontrar dicho parámetro presuponemos 0 también (Hanisch et al., 2001).
- EPOCH: Época. Como podemos observar IRAS mantiene el sistema de coordenadas B1950 mientras que GALEX el J2000.
- CDELT(1,2): Incremento grados \times píxel de la imagen. Es la inversa de la razón píxeles \times grado o en cuántos píxeles puedo guardar la información equivalente a un grado del cielo. Dicha razón sería de 2400 píxeles para un grado en las imágenes de GALEX mientras que en IRAS hacen falta sólo 40 píxeles para llegar al grado. Por eso: mientras que en GALEX ($1/2400 = 4.1667 \times 10^{-4}$) el píxel equivale a 1.5 segundo de arco en las imágenes de IRAS encontramos ($1/40 = 0.025$) un incremento mayor en cada paso de píxel equivalente a 90 segundos de arco, 1.5 arcmin.

4.2. Imágenes astronómicas como señales digitales 2D

En una imagen, como muestra la figura 4.1, se encuentran dos dimensiones espaciales (x, y) a lo largo de las cuales, $f_{img}(x, y) = I$, varían los datos, es básicamente la representación gráfica de una matriz.

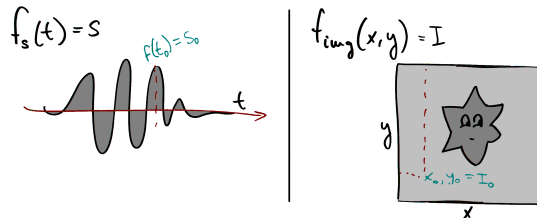


Figura 4.1: Ejemplo de señal 1D y una imagen como ejemplo de señal 2D.

4.2.1. El rastro de la extinción

La figura 4.2 muestra una sección (250×250) de una imagen tomada por GALEX. A la izquierda se muestra con el mapa de intensidades invertido a modo de imagen, a la derecha se muestran los mismos datos (vistos «de perfil») en una dimensión, las fuentes puntuales son los picos en los datos vistos como una señal.

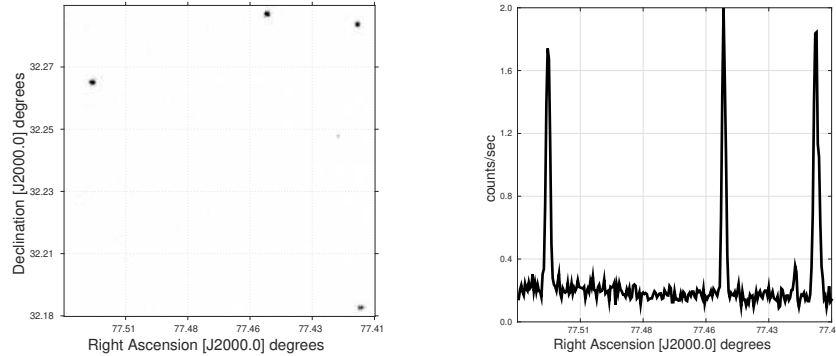


Figura 4.2: A la izquierda: Una sección del cielo de 250×250 píxeles vista por GALEX donde aparecen cuatro fuentes puntuales. El mapa de colores está invertido. A la derecha: se muestran los mismos datos proyectados sobre el eje horizontal. El eje vertical muestra la intensidad de la señal recibida medida en cuentas por segundo. Los picos corresponden con las fuentes puntuales recibidas por señal.

En la figura 4.2 se ha invertido el mapa de colores de una imagen de GALEX que se muestra a la izquierda, donde aparecen cuatro fuentes puntuales no muy intensas apreciables a la derecha como los picos de la señal. Además de estos picos de la señal, puede apreciarse un mínimo continuo *ruidoso* en este caso situado por debajo de las 0.4 cuentas por segundo donde queda patente el flujo asociado al *background* UV. Misiones como GALEX buscan estudiar los datos recibidos relativos al Medio Interestelar (Martin et al., 2005).

En la figura 4.3 se ha realizado una imagen completa de GALEX (a la izquierda) para que pueda apreciarse la estructura de la nube de absorción con más precisión. Al rectángulo que ha sido marcado en la figura 4.3 a la izquierda, de 500×2000 píxeles, se le ha calculado el promedio, que es lo que se muestra a la derecha para ilustrar que la existencia de una nube de absorción supone recibir menos luz y por lo tanto todo el mapa de intensidad puede bajar su nivel como ha ocurrido en este caso.

El realizado sobre la imagen de GALEX mostrada en la figura 4.3 consiste en los siguientes pasos:

- **Ecualización del histograma:** para darle a la imagen mayor contraste ya que como hemos visto los niveles de intensidad del *background* y de las zonas donde hay una nube, difieren muy sensiblemente.
- **Suavizado:** en este caso se ha hecho por convolución con un filtro de Gaussiana, puede hacerse de distintas maneras. Dado que la señal es degradada por la falta de luz que absorbe la nube de un modo discontinuo, el suavizado permite ver integralmente el conjunto de una zona «más oscura».

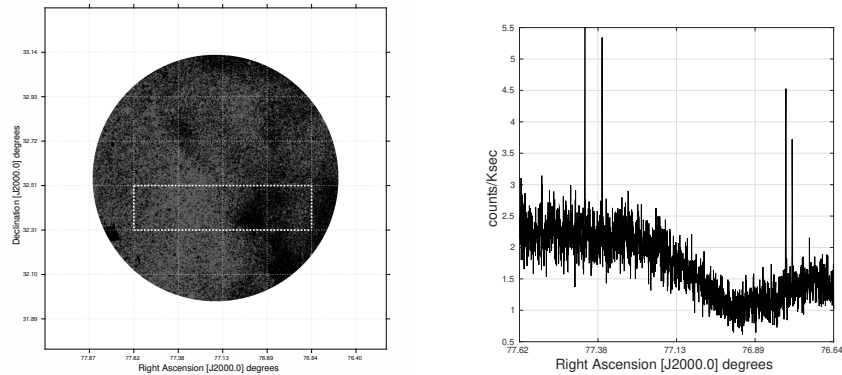


Figura 4.3: A la izquierda: Una imagen completa de GALEX realizada (contrastada y suavizada). En línea discontinua blanca se ha marcado un subconjunto de los datos que se toman como *muestra*. A la derecha: los datos de dicha *muestra* promediados sobre el eje horizontal. Su intensidad promedio está medida aquí en $\frac{\text{counts}}{\text{second} \times 10^3}$, es decir, $\text{counts}/K\text{second}$. La pendiente de la señal ilustra la aparición *progresiva* de la nube y por lo tanto un gradiente de densidad.

Las características físicas que tienen las nubes y por lo tanto las imágenes que captan su presencia (de una forma u otra) permiten automatizar dicho realzado e incluso pensar en automatizar su detección. Algunos experimentos a este respecto se detallan a continuación:

UV *smoothing*

Cualquier astrónomo que sepa usar un programa de computadora puede realzar una imagen como las mostradas antes para visualizar mejor las nubes presentes en la información de la señal UV. La imagen 4.4 tomada de Gomez de Castro et al. (2013) muestra una región del cielo en el entorno de Taurus con estructuras nebulares visualmente realzadas.

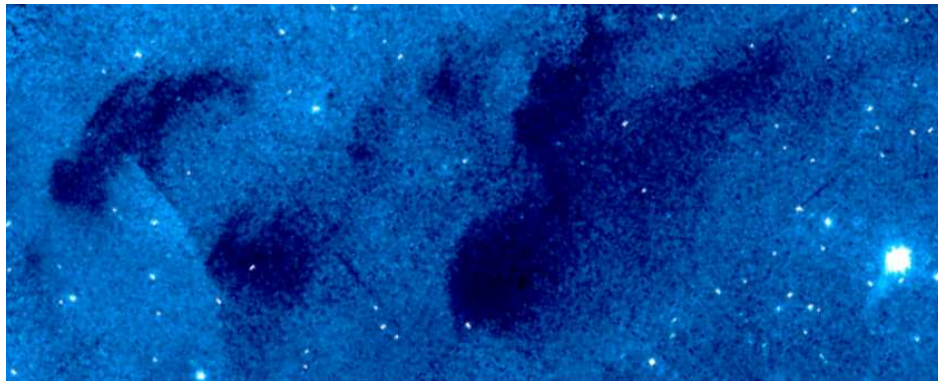


Figura 4.4: Zoom sobre la figura 1.1. Efectos de realce básicos.

Este realzado básico tiene que ver con *suavizar* la textura que forma la señal. En *procesamiento de imágenes digitales* este suavizado o *smoothing* puede hacerse de diversas maneras y hay muchos algoritmos disponibles en la literatura y en forma de bibliotecas de software.

Desde el punto de vista de automatizar la tarea y poder hacer un suavizado no supervisado o semi-supervisado pueden implementarse algoritmos en el dominio de la frecuencia. Asumiendo como hipótesis de trabajo que la presencia de nubes en una imagen afecta (1) bajando la intensidad de la señal recibida y (2) alterando la frecuencia con la que oscila la señal en comparación a zonas que sí reciben iluminación de *background*, pueden programarse filtros pasa-baja aplicables a los datos representados en el dominio de Fourier.

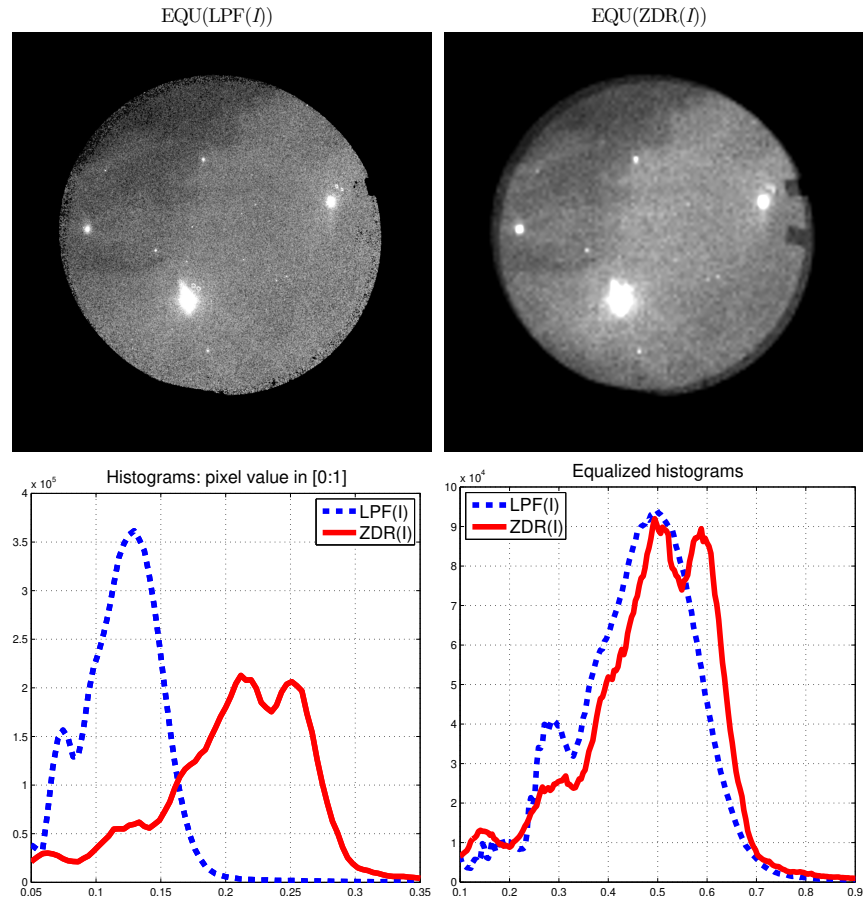


Figura 4.5: De izquierda a derecha y de arriba a abajo: (1) Imagen suavizada con un filtro pasa-baja en el dominio de la frecuencia (LPF por *low-pass filtering*). Histograma ecualizado para realzar contraste. (2) Realzado de estructuras nebulares con medida ZDR y ecualización de histograma para realzar contraste. (3) Histogramas de las imágenes mostradas arriba: LPF(i) suavizado por filtro pasa-baja (línea azul discontinua) y técnica ZDR(i) en (línea roja continúa). (4) Mismos histogramas ecualizados.

En la figura 4.5 tomada de Armengot et al. (2015) puede verse el resultado (arriba a la izquierda) de un suavizado por filtro pasa-baja (en esta sección referido como LPF por Low Pass Filtering) con el contraste realzado ecualizando el histograma. Su histograma que se muestra en la misma figura (abajo) en línea discontinua, abre la puerta a binarizar la imagen seleccionando sólo la estructura formada por la nube y proporcionando por lo tanto la posibilidad de detectar automáticamente dichas estructuras.

Zero Density Rate

Aprovechando otra de las características objetivas de la señal, cuando se toma una imagen en una zona con nubes de absorción, no sólo se obtiene una señal de intensidad más baja, en las áreas cubiertas por nubes se tiene una proporción de valores nulos o ceros mucho mayor que en el resto de la imagen.

De esta manera podemos definir para una imagen $I(x, y)$ su transformación $ZDR(I)$ para medir la tasa de densidad de ceros o Zero Density Rate como ha sido presentada en trabajos preliminares, como la proporción del número de píxeles con valor nulo a lo largo del área de la imagen.

El $ZDR(I)$ se implementó con una «*sliding box*» o ventana deslizando de tamaño 30×30 aunque pueden probarse otros valores. Considerando una subimagen $i(m, n) \in I(x, y)$ de $M \times N$ píxeles la tasa $ZDR(i)$ equivale a dividir por el área total, el número de píxeles por debajo de un cierto valor (ϵ) como umbral de intensidad cero, según la expresión 4.1. Cada subimagen $i(m, n)$ proporciona un escalar $ZDR(i)$ mientras que la transformación $ZDR(I)$ de la imagen entera da como resultado una imagen reducida según el tamaño de la ventana deslizando.

$$ZDR(i) = \frac{\text{card}\{\forall m, n : i(m, n)/i(m, n) \leq \epsilon\}}{M \times N} \quad (4.1)$$

Para las imágenes de GALEX, aplicando una ventana deslizando de tamaño 30×30 la transformación $ZDR(I)$ de toda la imagen implica por lo tanto una reducción considerable del tamaño. Concretamente la imagen mostrada arriba a la derecha en la figura 4.5 y los resultados expuestos en la figura 4.7 han sido calculados para imágenes de GALEX (3840×3840) con una subimagen deslizando de 30×30 píxeles de manera que $ZDR(I)$ es una imagen más reducida de 128×128 píxeles.

La elección del tamaño de la ventana deslizando (aquí fijada en 30 píxeles) puede ajustarse según el tamaño de las imágenes de una u otra misión y el propósito del método. A la hora de trabajar con las imágenes de GALEX se encuentra una reducción máxima de 3840 píxeles a un mapa de 128 en el que la información final es suficiente. Utilizar una ventana mayor a 30 nos daría mapas de resultado demasiado pequeños. Utilizar una ventana deslizando menor podría dar resultados visualmente más provechosos pero quedaría comprometida la veracidad del factor ZDR.

A lo largo de este trabajo, se seguirá utilizando un tamaño de 30 píxeles cuando llegue el momento de cotejar estas imágenes con las imágenes IRAS de resolución mucho menor. Podría aplicarse un tamaño de 60 píxeles para que la reducción coincidiera completamente con la resolución de IRAS pero esto dejaría un tamaño de ventana excesivo y un mapa demasiado reducido. Siendo más interesante escalar IRAS ampliándolo que reducir tanto las imágenes de GALEX. Con otros métodos, o cuando se desea mostrar una imagen con la máxima calidad visual, un tamaño de ventana deslizando de 5 píxeles puede ser satisfactorio, si el método de realce es suficiente. Para ZDR, un tamaño de 5 píxeles podría contener pocos ceros en relación al área de 25 píxeles en algunos casos.

Binarizado y *clustering*

Las técnicas anteriores son sin duda útiles para realzar las imágenes y hacer más visibles las nubes. Sin embargo su verdadero potencial es permitir la clasificación de cada imagen de forma automática y no supervisada (Hastie et al., 2009), ya que no hace falta entrenar con imágenes clasificadas para contar los píxeles que están por debajo de un cierto umbral y son considerados nube.

En ese sentido, los experimentos que han sido presentados preliminarmente (Armengot et al., 2015) con el realzado ZDR dan buenos resultados a la hora de clasificar dentro de las imágenes de GALEX las

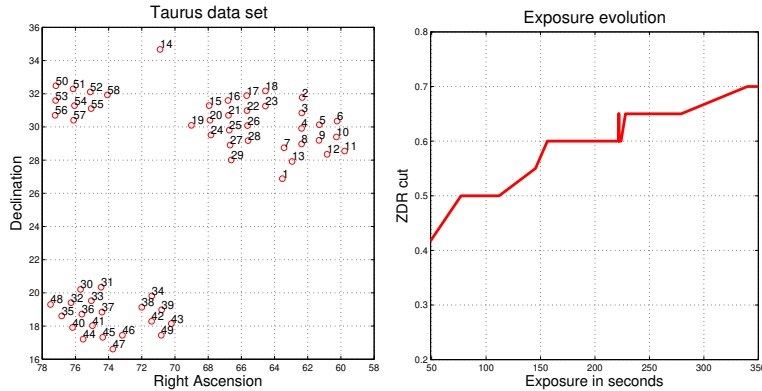


Figura 4.6: A la izquierda el conjunto de datos utilizado para probar el *clustering* con el método ZDR, a la derecha la relación entre el tiempo de exposición de las imágenes y el umbral de binarizado utilizado. Figura tomada de Armengot et al. (2015).

áreas cubiertas por nubes e incluso dar un porcentaje numérico que sirva de referencia para clasificar las imágenes según su interés para el estudio del Medio Interestelar.

Sobre el histograma ecualizado de cada imagen $ZDR(I)$ es fácil encontrar un umbral a partir del cual «decidir» qué áreas están cubiertas por nubes de gas y polvo interestelar, tal como se muestra en las imágenes de la figura 4.7. Sin embargo, dichas técnicas no han resuelto el problema de forma no supervisada para un conjunto de datos reducido de la región de Taurus. En todos estos apuntados, puede establecerse un criterio automático para que dicha «decisión» pueda ser programada pero las diferencias de iluminación hacen imposible el éxito total.

En la figura 4.6 puede verse la relación entre la exposición de las imágenes y el punto de corte del histograma $ZDR(I)$, sin embargo los resultados no son concluyentes dado que la iluminación de las imágenes depende de muchos factores. Por otro lado, al ser un conjunto muestral basado sólo en nubes de absorción, la extrapolación a otras imágenes con evidencias del Medio Interestelar no es posible.

4.3. Imágenes de gran campo

Tal como se ha visto en la sección 4.1.2 la información contenida en la cabecera de los archivos FITS permite manejar las imágenes como mapas del cielo. Esto incluye reproyectar los datos para poder cotejar conjuntamente distintas señales o bien construir imágenes mayores a partir de otras más pequeñas.

4.3.1. Mosaix

En Armengot et al. (2014) se muestra una técnica sencilla para construir mosaicos a partir de imágenes de GALEX. En el caso de querer solapar cada una de estas señales en un mismo mapa, podemos resumir la operación en estos pasos:

- Calcular el ángulo θ de diferencia de una imagen respecto a la otra.
- Calcular (en píxeles) la posición de un mismo punto de coordenadas común a ambas imágenes, para cada una de ellas.

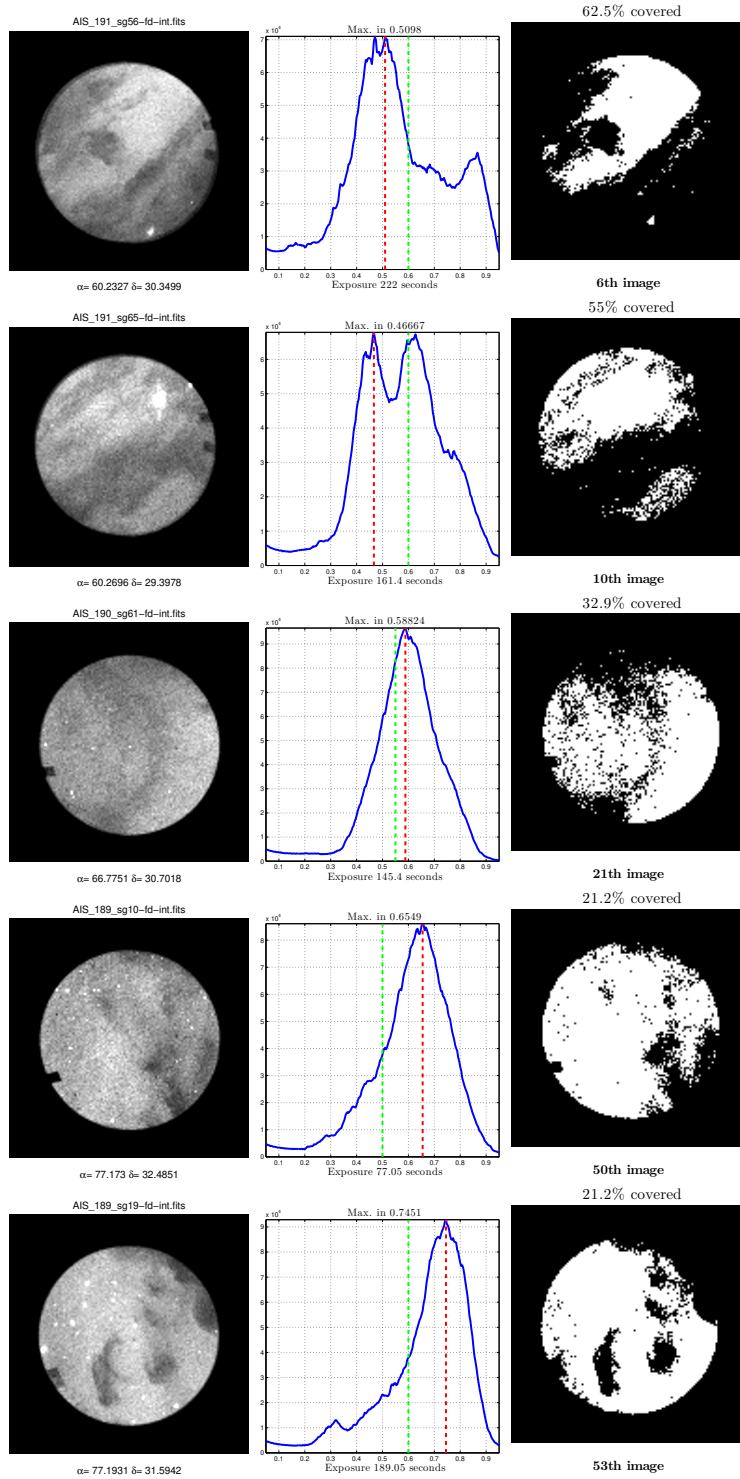


Figura 4.7: Trabajos de *clustering* preliminares (Armengot et al., 2015), las imágenes de la izquierda realizadas con ZDR, su histograma ecualizado se muestra al centro con una marca en el punto máximo y en un punto de corte que se utiliza para resolver la segmentación. El resultado de dicha segmentación se ve en las imágenes binarizadas de la derecha.

- Solapar adecuadamente a partir de dicho punto común.
- Girar una de las dos imágenes θ grados.

Con este primer paso, es posible crear una imagen a partir de varias imágenes de GALEX para cubrir una zona de cielo en tamaño semejante a las imágenes de otra misión como IRAS. Para tener más detalles en el Apéndice A.9 se ha aportado el documento original del trabajo de Mosaix tal cual fue publicado.

4.3.2. Solapar imágenes astronómicas

Construir una imagen por capas en la que cada *canal* contenga información relativa a una longitud de onda diferente es un problema similar al de crear una imagen a partir de varias colindantes. A grandes rasgos hay que resolver los siguientes pasos:

- Resolver precesión en el caso de que las coordenadas no sean de la misma época.
- Resolver punto de referencia común para superponer (incluyendo rotación si es necesaria).
- Reproyectar a una misma resolución en el caso de que la resolución de cada imagen sea distinta. Esto hace referencia a la relación de grados / píxel que ha sido vista anteriormente.

Cualquier apilamiento de dos imágenes del cielo que comparten un área común, puede simplificarse de la siguiente manera. Una imagen A tendrá un punto de referencia (x_i, y_j) con unas coordenadas celestes (α, δ) siendo (i,j) índices de la matriz de la imagen. Y otra imagen tendrá un determinado punto (x_k, y_l) cuyas coordenadas celestes corresponden a (α, δ) en el cielo. Al reprojectar B en el plano de A, se deja A con su proyección original y B tendrá que adaptarse al ángulo de A, a la resolución de A y resolver la traslación desde el punto (x_k, x_l) a sus coordenadas en el plano de A.

4.3.3. Misiones con distinta resolución

Si se considera (como **ejemplo**) el solapamiento de varias imágenes de GALEX sobre una de IRAS aparece la necesidad de resolver tanto la precesión como el cambio de resolución. Se trata de dos misiones de épocas distintas: en primer lugar IRAS (*B1950.0*) y en segundo lugar GALEX (*J2000.0*).

En la figura 4.8 puede verse la relación entre tamaños reales (en píxeles) de las imágenes y los tamaños de la región del cielo que representan. Abajo a la derecha, una imagen de IRAS representa una porción del cielo muy grande (a la izquierda) que está codificada en una imagen pequeña (200×200). Arriba a la derecha, una región muy pequeña del cielo es representada en una imagen grande (3840×3840) de GALEX.

Cuando a la hora de solapar dos señales distintas nos encontramos con tamaños y resoluciones diferentes hay que forzar la superposición rescalando las imágenes lo necesario. El campo `CDELTA2` en la cabecera de GALEX expresa el incremento de grados por cada píxel recorrido. Encontraremos el mismo parámetro en las cabeceras de IRAS.

$$\begin{aligned} GALEX_{(inc)}^{deg} &= 0.000416 \\ IRAS_{(inc)}^{deg} &= 0.025 \end{aligned} \tag{4.2}$$

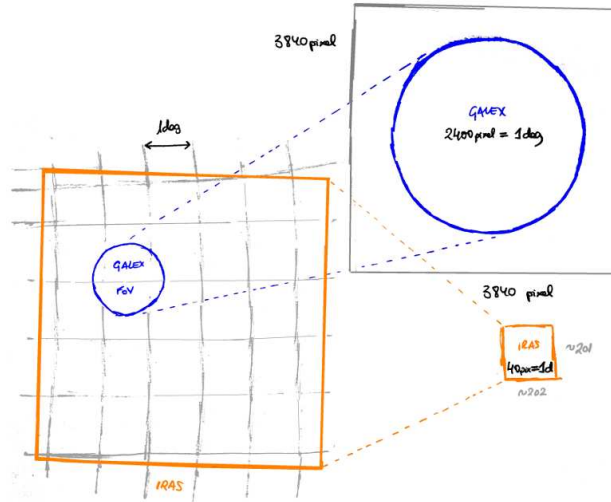


Figura 4.8: Relación de tamaños y resolución entre las imágenes de GALEX e IRAS. (1) A la izquierda se remarca el área de cielo equivalente al corte $\sim 200 \times 200$ provisto por IRAS en la que se dibuja circularmente, a su vez, el campo de visión de una imagen de GALEX. (2) A la derecha las proporciones aproximadas de ambas imágenes según su resolución. Mientras que IRAS (en la parte inferior) proyecta una porción del cielo mayor, su tamaño en píxeles es muy inferior a la imagen de GALEX.

Los valores anteriores dan una medida del incremento en grados para cada píxel de la imagen. Si nos preguntamos lo inverso, estaríamos calculando el incremento en píxeles para avanzar un grado en la imagen, o lo que es lo mismo, cuántos píxeles debo recorrer para haber avanzado un grado real en el cielo.

$$\begin{aligned}
 GALEX_{(inc)}^{pix} &= \frac{1}{GALEX_{inc}^{deg}} = 2400 \\
 IRAS_{(inc)}^{pix} &= \frac{1}{IRAS_{inc}^{deg}} = 40
 \end{aligned}
 \tag{4.3}$$

En otras palabras, la información que requiere 2400 píxeles en una imagen de GALEX equivale a 40 píxeles de IRAS. Para poder casar ambas resoluciones puede pensarse en reducir en un factor 30 el tamaño de la imagen GALEX, con lo cual el factor $GALEX_{(inc)}^{pix}$ se reduce hasta 80 ($= 2400/30$) debiendo ampliar la imagen IR al doble para que ambas imágenes sean compatibles en su resolución.

4.3.4. Software Montage

Ayudándonos de software propio y de la aplicación *Montage* provista por NASA podremos superponer ambas señales siguiendo los pasos que se detallan a continuación:

- Primero se requiere un fichero de **cabecera** estableciendo los datos que queremos ver centrados en la zona de interés para reprojectar la información de IRAS cambiando su época de *B1950.0* a *J2000.0* y duplicando su tamaño, lo cual está implícito tanto en el tamaño de la imagen (campo *NAXIS*) como en el incremento por píxel (campo *CDEL*). Podemos usar el comando *mHdr* de *Montage* para crear un primer fichero de cabecera y editarlo a posteriori. En la tabla 4.2 podemos ver el ejemplo de las cabeceras de una imagen de IRAS (a la izquierda) y otra de GALEX. Para reprojectar la

imagen de IRAS se han modificado algunos de los parámetros originales (tal como muestra la tabla 4.3) ajustando el tamaño ($\approx 400 \times 400$), la resolución (parámetros CDELTA tanto en su valor como en el signo) y la época.

SIMPLE = T	SIMPLE = T
BITPIX = -64	BITPIX = -64
NAXIS = 2	NAXIS = 2
NAXIS1 = 202	NAXIS1 = 3840
NAXIS2 = 201	NAXIS2 = 3840
CTYPE1 = 'RA-TAN'	CTYPE1 = 'RA-TAN'
CTYPE2 = 'DEC-TAN'	CTYPE2 = 'DEC-TAN'
CRVAL1 = 0.000000	CRVAL1 = 77.100000
CRVAL2 = 20.000000	CRVAL2 = 31.500000
CRPIX1 = 126.500000	CRPIX1 = 1920.500000
CRPIX2 = 126.500000	CRPIX2 = 1920.500000
CDELTA1 = -0.02500000	CDELTA1 = -0.000416666666666667
CDELTA2 = -0.02500000	CDELTA2 = 0.000416666666666667
CROTA2 = 0.000000	CROTA2 = 0.000000
END	EQUINOX = 2000.0
	END

Tabla 4.2: Datos de cabecera de ficheros FITS originales. A la izquierda la cabecera de IRAS y a la derecha la de GALEX.

SIMPLE = T
BITPIX = -64
NAXIS = 2
NAXIS1 = 404
NAXIS2 = 404
CTYPE1 = 'RA-TAN'
CTYPE2 = 'DEC-TAN'
CRVAL1 = 0.000000
CRVAL2 = 20.000000
CRPIX1 = 253.0
CRPIX2 = 153.0
CDELTA1 = -0.012500
CDELTA2 = 0.012500
CROTA2 = 0.000000
EQUINOX = 2000.0
END

Tabla 4.3: Datos de cabecera propia para reproyectar una imagen de IRAS con *Montage*. Se han cambiado los valores CDELTA para ampliar la escala del pixel y los valores NAXIS porque dicho cambio altera el tamaño de la matriz. El cambio de sentido de uno de los ejes permite poder casar con las imágenes de GALEX. Al cambiar la época a J2000 la reproyección de Montage ajusta el pixel de referencia a las coordenadas actuales, lo cual también permite cotejar la imagen con las de GALEX.

- **Reproyección:** Reproyectar la imagen según dicha cabecera. Con *Montage* se da como argumento de entrada el fichero original de la misión, como salida un nombre de archivo y como tercer parámetro el fichero de cabecera. Con el argumento *-X* aseguramos que el tamaño resultante no recorte los datos.

```
$ mProject (IN IRAS FILE) (OUT IRAS PROJ) (INIR.HDR) -X
```

```
$ mProject (IN GALEX FILE) (OUT GALEX PROJ) (INUV.HDR) -X
```

4.3.5. Representación multicanal

En este trabajo se trata de representar en una sola figura los parecidos entre dos imágenes de muy distinta procedencia:

- (1) De una parte mapas procesados a partir de una imagen UV para medir la atenuación o resaltar el reflejo que las nubes interestelares dejan en el rango UV.
- (2) Por otro lado, imágenes infrarrojas del cielo en las que las mismas nubes dejan huellas por la radiación propia que emiten.

Para representar de un modo visual los parecidos entre imágenes diferentes y cuyos datos tienen características diferentes, la figura 4.9 muestra las dos principales formas que se han venido usando experimentalmente:

- Las *isolineas* o líneas de niveles, equivalentes a las que se utilizan para algunos mapas topográficos. Sus algoritmos (Frech, 1992) suelen estar adaptados a cualquier biblioteca gráfica. En este trabajo se combina la representación de dichas *isolineas* extraídas de los mapas de atenuación pero dibujadas sobre los datos infrarrojos.
- La representación en color o RGB (con tres canales para *red*, *green* y *blue*), aprovechando dos canales (por ejemplo *green* y *blue*) para un tipo de imagen y otro canal (el restante *red*) para el otro tipo de imagen.

En la figura 4.9 de arriba a abajo y de izquierda a derecha: (1) Imagen original de GALEX coincidiendo con una parte de la Nebulosa de *Witch Head* o Cabeza de Bruja, representada en una escala logarítmica y visualizada con alto contraste. (2) Un mapa de realce de la nube, donde la parte (de la nebulosa) que más refleja (en este caso se aprecia en la imagen original en vertical a la derecha) aparece de color más claro y el brazo gaseoso *horizontal* algo menos claro en contraste con el fondo, que aparece más oscuro. Se han dibujado sobre este mapa las *isolineas* para diferenciar los cambios más cualitativos. (3) Dichas *isolineas* dibujadas con colores oscuros sobre el mapa infrarrojo contrastado y saturado de blancos para ver el brazo gaseoso horizontal. (4) Mismo procedimiento con menos contraste y saturación en el infrarrojo y las *isolineas* más visibles en colores blancos. (5) Abajo a la izquierda la imagen infrarroja representada en RGB usando sólo los canales *verde* y *azul*. (6) El mapa de extinción añadido al canal *rojo* después de la traslación y con los cambios de escala y de rotación ya aplicados para solapar de forma equivalente.

4.4. Comparativas con infrarrojo

Tal como se ha visto en la introducción, uno de los fenómenos que permite estudiar el Medio Interestelar es la emisión de los granos de polvo que son calentados por la radiación interestelar. Se han mostrado los trabajos de Murthy et al. (2010) encontrando correlaciones entre los datos del cielo difuso ultravioleta y la emisión a $100 \mu m$ de los datos de IRAS. Si bien se trata de correlaciones estudiadas para los datos *grosso modo*, no podemos encontrar en los trabajos de Murthy y su equipo correlaciones visuales entre ambos tipos de señal a excepción de la comparativa de Draco (Sujatha et al., 2010).

La comparación de cualquier método ultravioleta de realce del medio interestelar con sus contrapartidas en infrarrojo puede considerarse un test de bondad del método, dentro de unos cauces supervisados sobre áreas conocidas.

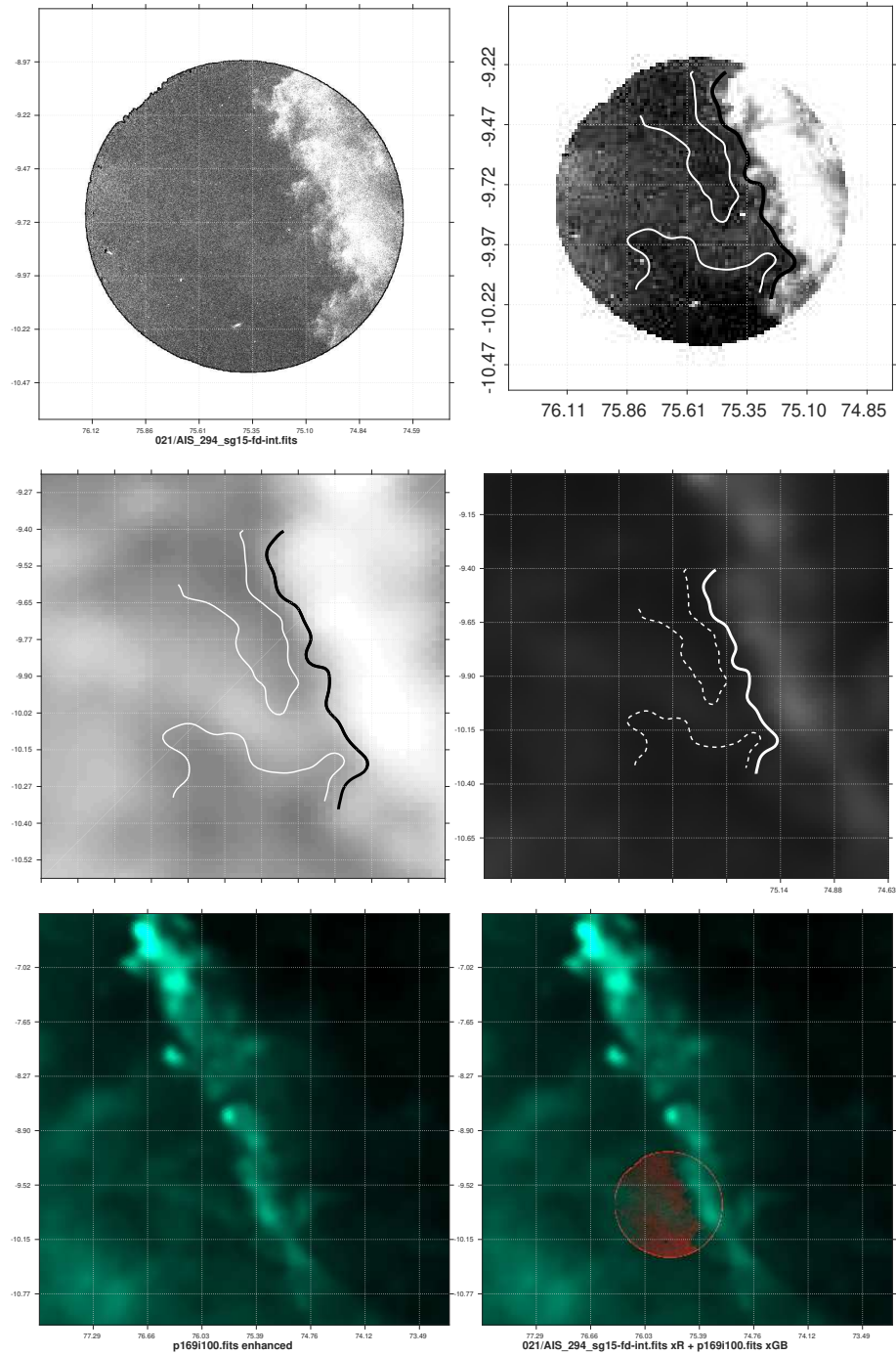


Figura 4.9: Distintas representaciones combinando los datos procesados de GALEX y las imágenes originales de IRAS.

IRAS

La misión Infrared Astronomical Satellite (IRAS) proporcionó en 1983 un registro, en cuatro bandas de longitud de onda centradas en 12, 25, 60 y $100\mu\text{m}$ que cubrió algo más del 96 % del cielo durante casi un año. Con un tamaño de hasta 3.0×5.0 minutos de arco para la banda de $100\mu\text{m}$ además de obtener un catálogo de unas 250.000 fuentes puntuales las imágenes de IRAS captan también la emisión del polvo zodiacal de manera notable en todas sus bandas (Neugebauer et al., 1984; Kleinmann, 1986; Group, 1988). Como ya se ha explicado, las correlaciones entre los datos ultravioleta y el infrarrojo $100\mu\text{m}$ han utilizado los datos de IRAS en muchos trabajos sobre el cielo difuso y aunque por la antigüedad de la misión presenta alguna dificultad añadida (como las diferencias de precesión respecto a las coordenadas $B1950.0$) se trata de una base de datos de gran utilidad para el estudio del polvo interestelar.

HERSCHEL

Más recientemente, el Observatorio Espacial Herschel ha sido puesto en órbita por la Agencia Espacial Europea (ESA) en colaboración con la NASA. Lanzado en 2009 con el objetivo de completar un registro de todo el cielo en el *infrarrojo lejano* cubriendo longitudes de onda desde los 60 hasta los $650\mu\text{m}$. Se trata de un instrumento de prestaciones muy superiores a IRAS diseñado más específicamente para proporcionar (entre otras) nueva información sobre los procesos químicos interestelares (Harwit, 2004). El potencial de la resolución de sus imágenes se muestra en la figura 4.10 a modo de ejemplo.

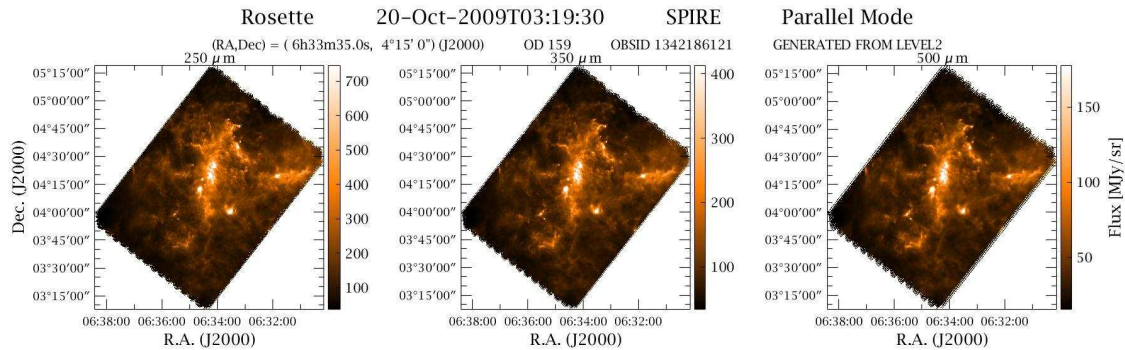


Figura 4.10: La nebulosa de Roseta vista por Herschel.

Test de comparación

A la hora de comparar los métodos aquí aportados para procesar las imágenes ultravioleta, con la emisión recibida de las nubes en la banda de infrarrojo, la figura 4.11 muestra los resultados de nuestros scripts preparados para comparar tanto con imágenes de IRAS como con imágenes de HERSCHEL.

Tal como se aprecia en las imágenes de la figura 4.11, la resolución de HERSCHEL es mucho más pareja a la resolución de GALEX, mientras que las imágenes de IRAS hay que someterlas a un rescalado para aumentar su tamaño con la consiguiente pérdida de información. Sin embargo, habida cuenta de que las correlaciones con IRAS están más justificadas por la literatura (Murthy et al., 2010) y que en esta misión (a diferencia de HERSCHEL) sí podemos encontrar un mapa de todo el cielo infrarrojo, la

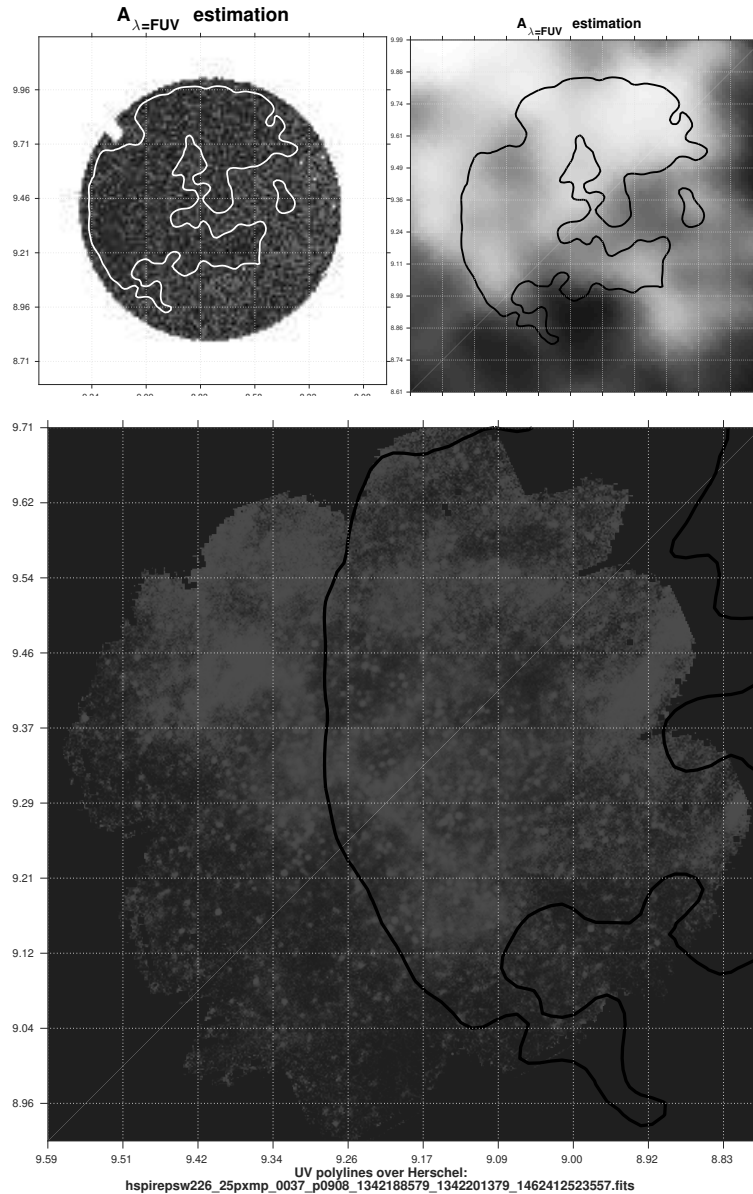


Figura 4.11: Comparativa entre las imágenes procesadas de GALEX frente a IRAS y HERSCHEL para testear los procedimientos de realce en ultravioleta.

tendencia final del trabajo ha sido comparar los métodos de procesado aquí aportados con las imágenes originales de IRAS, a pesar del reajuste de coordenadas necesario para ello (por ser de épocas diferentes).

La figura 4.11 muestra también, que si bien la resolución de HERSCHEL es mayor que la de IRAS y sus imágenes mucho más espectaculares, a la hora de contrastar las polilíneas extraídas a nuestros mapas con las imágenes infrarrojas tanto de una misión como de la otra, la resolución de IRAS es suficiente para compararse con nuestras imágenes procesadas, ya que la resolución de las imágenes de GALEX ha de ser rebajada para la mayoría de nuestros métodos (que utilizan ventanas deslizantes de 30 píxeles para

mayor robustez). En las sucesivas páginas se mostraran test de comparación con IRAS que bien pueden ser resueltos contra las imágenes de HERSCHEL, aunque no podríamos abordar con ellos un mapa total del cielo ya que HERSCHEL no lo provee y tampoco obtendríamos un interés mayor, dado que la resolución de nuestros mapas es inferior al de las imágenes de GALEX. En cualquier caso las imágenes infrarrojo del medio interestelar aparecen en este trabajo para acompañar y comprobar los resultados procesados de GALEX, no teniendo un interés particular para este trabajo más allá de validar los métodos, resultado que IRAS nos ha proporcionado satisfactoriamente.

4.5. Introducción a los métodos aportados

En la sección 4.2.1 se ha mostrado que la presencia del Medio Interestelar tiene un gran impacto en la señal UV. Si captáramos esta radiación apuntando a un lugar completamente oscuro de la galaxia, en teoría la señal recibida sería nula. En la práctica esto nunca ocurre entre otros motivos porque no hay ninguna región del cielo tan oscura. En los lugares menos poblados de estrellas, de forma indirecta, llega también radiación que es percibida por los telescopios UVs y que a lo largo de este trabajo se le suele hacer referencia como el nivel de *background* o nivel del fondo. En el anterior capítulo ya se ha reseñado que Murthy et al. (2010) y su equipo en trabajos posteriores, han elaborado distintos mapas del cielo difuso utilizando las estimaciones de *background* proporcionadas por GALEX. Por ser tan pequeños los valores recibidos del *background* en relación al resto se trata de una parte de la señal muy sensible al ruido y a cualquier cambio. En este nivel de los datos de menor intensidad de la señal UV, la presencia de nubes provoca pequeñas variaciones:

- Las nubes de absorción provocan caídas en el nivel de *background* que son percibidos como manchas u oscurecimientos. En las imágenes del *background* estimado por GALEX (archivos *-skybg*), en los que el *background* aparece separado del resto de la información, pueden apreciarse como zonas más oscuras. En la señal original captada en cuentas por segundo y en los mapas de intensidad (proporcionales al tiempo de exposición) la señal decae por motivo de la absorción hasta provocar huecos o vacíos en la señal (ver sección 4.2.1), es decir, valores nulos.
- Con el mismo grado de sensibilidad, por el contrario, el reflejo de las nubes de polvo y gas en el rango UV provoca a su vez variaciones positivas en los niveles de *background* y reflejos más brillantes cuando la nube está siendo iluminada por una estrella relativamente cercana. En este caso la reflexión de luz desde la nube o *scattering* hace incrementar la señal recibida en los niveles de *background*.

En la sección 2.4.2 ya se ha introducido la medida de la extinción expresada en la ecuación 4.4 para medir los efectos del medio interestelar cuando está presente entre el origen de una fuente (que emite un flujo F_{λ}^0) y el punto de observación donde se recibe un flujo F_{λ} para una determinada λ longitud de onda.

$$A_{\lambda} \approx 2.5 \log_{10} \left(\frac{F_{\lambda}^0}{F_{\lambda}} \right) \quad (4.4)$$

La expresión 4.4 toma la notación de Draine (2003b) pero puede entenderse como la diferencia medida en magnitud aparente causada por el Medio Interestelar. El factor 2.5 es la razón de Pogson (*Pogson's ratio*) en la que cada decremento en la escala de magnitud aparente equivale a un decremento del brillo

igual a la quinta raíz de cien $\sqrt[5]{100} \sim 2.512$. Los valores de flujo F_λ, F_λ^0 miden la luminosidad recibida y la luminosidad emitida (desde la fuente) respectivamente. El valor A_λ es la magnitud aparente de la extinción debido al medio interestelar entre el flujo en la emisión F_λ^0 y el flujo F_λ que llega al observador.

4.6. *Pair Method* en imágenes

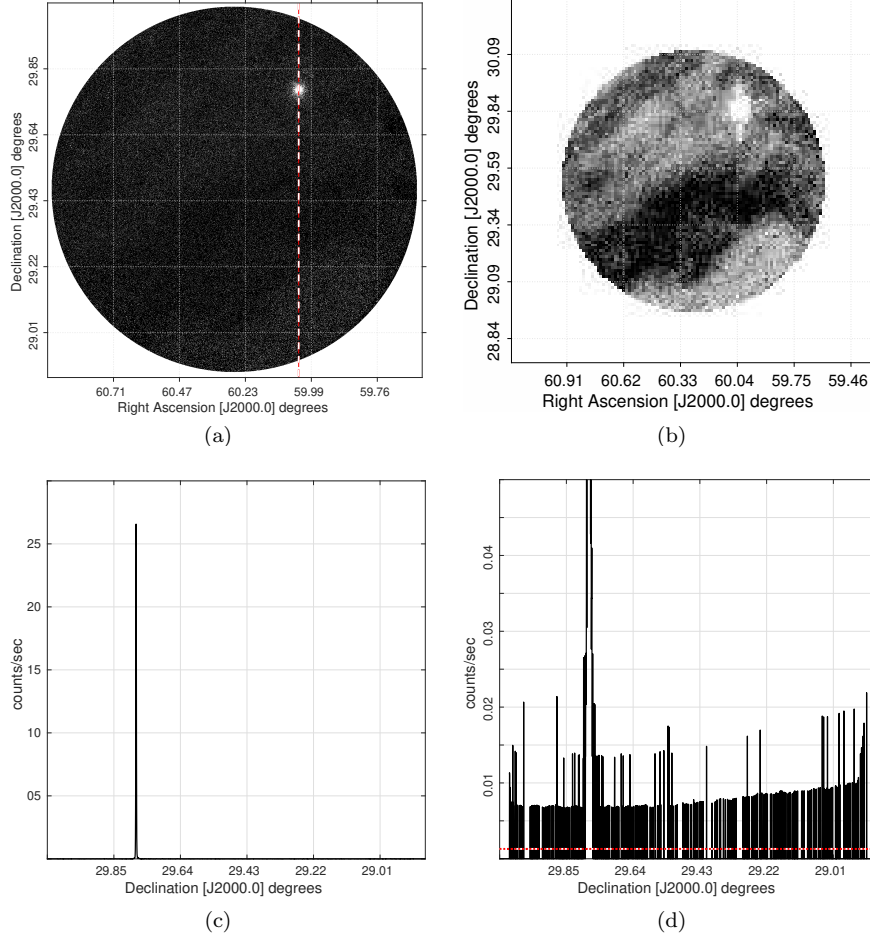


Figura 4.12: **(a)** Imagen FUV tomada por GALEX alrededor de la estrella HD 25063 representada en escala logarítmica y con algo de contraste. Se marca una muestra de los datos en la línea vertical que pasa por la fuente puntual. **(c)** Dicha muestra extraída de la imagen original representada como una señal monodimensional, el pico de la señal corresponde a la luminosidad de la estrella en la escala original de cuentas por segundo ($counts\ s^{-1}$). **(d)** La representación aumentada de esa señal monodimensional donde se aprecian los efectos de la nube de absorción tanto en las caídas como en los valores nulos. **(b)** El mapa de Atenuación calculado a partir de una estimación (\hat{F}_λ^0) del flujo en ausencia de extinción o flujo en el origen.

Este método es utilizado en espectrofotometría comparando dos estrellas de la misma clase espectral. Si desde el observador hasta una de ellas la cantidad de polvo es despreciable mientras que la otra presenta

un enrojecimiento determinado, al comparar los dos espectros y asumiendo que la extinción por el polvo tiende a cero conforme mayor es la longitud de onda, se puede determinar la extinción A_λ como una función de la longitud de onda λ .

En la sección 4.2.1 se ha introducido el método Zero Density Rate o ZDR presentado anteriormente (Armengot et al., 2015). El ZDR es un método sencillo para realzar las nubes de absorción en una imagen. Sobre una imagen de tamaño $N \times N$ se aplica una medida de la presencia de huecos en la señal, para ello se toma una submatriz deslizante o *slidding box* de tamaño $n \times n$ donde $n < N$ pudiendo calcular un resultado escalar a partir de una matriz subconjunto de los datos originales. De esta manera con una reducción de $1/n$ se elabora un mapa de menor tamaño que la imagen original, donde cada pixel de $ZDR(I)$ equivale a la densidad de ceros dentro de una submatriz $n \times n$ de la imagen I original. En 4.2.1 se resume el método $ZDR(I)$ como una transformación de la imagen original a un mapa de menor tamaño en el que cada pixel se calcula a partir de una ventana deslizante o submatriz de la imagen I original.

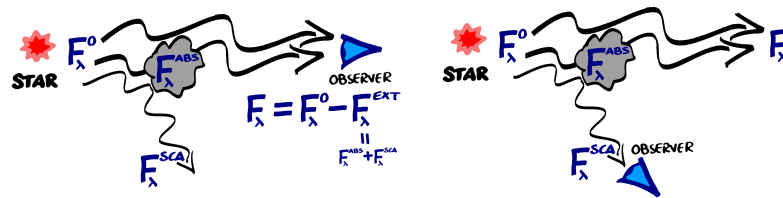


Figura 4.13: Croquis para el cálculo de mapas de Atenuación (a la izquierda) y mapas de *scattering* o reflexión (a la derecha).

En el presente trabajo hemos incorporado las ecuaciones del Pair Method propias de la espectrofotometría para aplicarlas al procesamiento de imagen. Haciendo un uso original de las mismas y aportando una metodología introducida de forma novedosa para abordar el estudio y procesado de las imágenes ultravioleta para medir la presencia del Medio Interestelar.

De la misma manera que hacía el ZDR puede calcularse para una imagen F su mapa de atenuación $A_\lambda(F)$ para una determinada λ longitud de onda. En este cálculo podemos entender que el valor que no conocemos es el flujo F_λ^0 en el origen de la emisión. Pero si es posible proporcionar un estimador \hat{F}_λ^0 que aproxime su valor, puede resolverse la ecuación 4.4 como en el caso de ZDR, programando la ecuación para una (*slidding box*) ventana deslizante que evalúe la atenuación A_λ a lo largo de la imagen.

4.6.1. Mapas de Atenuación

La subimagen (b) en la figura 4.12 ilustra un ejemplo para estimar la atenuación tomando una aproximación del flujo si no hubiera extinción (\hat{F}_λ^0) ya que en la propia imagen original (a) están representados los datos de *background* tanto al pasar la nube (brazo horizontal que cruza la imagen) como en el resto de la imagen.

Su mapa de Atenuación $A_\lambda(F)$ mostrado a la derecha en la subimagen (b) está calculado a partir de una ventana deslizante de 30×30 píxeles. Cada píxel $A_\lambda(u, v)$ se calcula a partir de los datos en una ventana de 30×30 píxeles de la imagen original. La ecuación del *Pair Method* en fotoespectrometría se adapta aquí en la ecuación 4.5 en la que numerador y denominador de la fracción son escalares calculados a partir una submatriz de la imagen original. En el caso de μ equivale a la media total de la imagen original F_λ y en el caso del denominador \hat{F}_λ equivale a la media local de la ventana deslizante. El estimador \hat{F}_λ^0

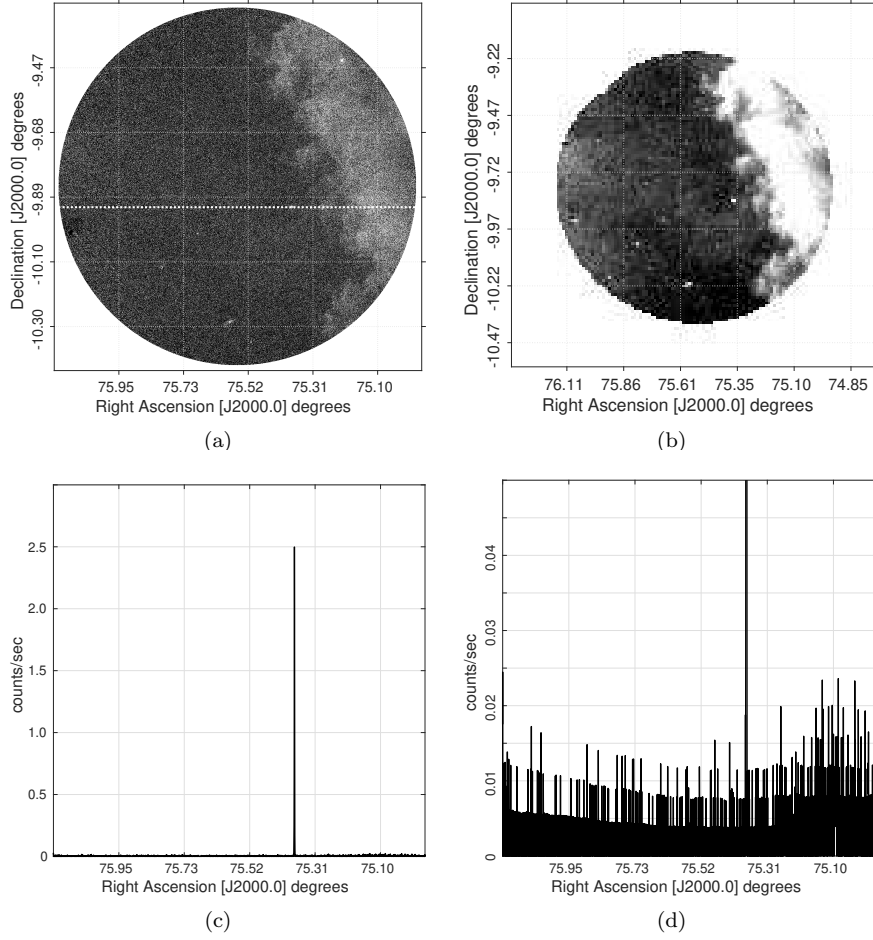


Figura 4.14: **(a)** La imagen arriba a la derecha muestra una parte de la Nebulosa de la Cabeza de Bruja vista desde GALEX. El reflejo principal del brazo nebuloso con algo de contraste es visible en vertical a la derecha de la imagen. Se ha seleccionado una fila de píxeles marcados con una línea horizontal pasando por una estrella difícil de apreciar en la imagen. **(c)** Dicha muestra se representa en la gráfica abajo mostrada como una señal monodimensional en su escala original. El pico es la estrella antedicha y en el suelo *background* de los datos es apreciable las variaciones por el reflejo. **(d)** A su derecha en la subfigura inferior se amplian los datos anteriores mostrándose claramente el incremento de *background* a la derecha del pico en la señal que crea la fuente puntual. **(b)** Finalmente arriba a la derecha podemos ver el resultado del mapa de *scattering* realzando no sólo la parte principal de la nebulosa a la derecha de la imagen sino también un brazo horizontal gaseoso inapreciable a priori.

no tiene por qué ser necesariamente la media, puede elegirse otra técnica para ajustar mejor su valor a partir de los datos de la imagen, pero la media μ ha mostrado ser una forma sencilla de aproximar el flujo en ausencia de extinción.

$$A_{\lambda}(u, v) = 2.5 \log_{10} \frac{\hat{F}_{\lambda}^0 = \mu}{\hat{F}_{\lambda} = \frac{\sum_i \sum_j F_{\lambda}(u \times 30 + i, v \times 30 + j)}{30 \times 30}} \quad (4.5)$$

La aplicación de esta ecuación puede hacerse utilizando otros estimadores (\hat{F}_λ^0) y otros tamaños (n) para la ventana deslizante ($n \times n$). De hecho, para un análisis específico de una determinada zona del cielo, debe hacerse una estimación razonable teniendo en cuenta todos los factores posibles. Pudiéndose resolver de manera diferente si se pretende tener una imagen realzada de las nubes o lo que se pretende es tener una medida real de la atenuación. El ejemplo de la subimagen (b) en la figura 4.12 muestra de forma visual el cálculo de un mapa de Atenuación.

4.6.2. Mapas de reflexión

En la sección anterior se ha introducido una forma de aplicar la ecuación del *Pair Method* en imágenes y no en espectrofotometría, para medir la extinción provocada por el Medio Interestelar entre la fuente y el observador.

La figura 4.13 muestra los esquemas de aplicar este método cuando la nube refleja luz y absorbe (izquierda) o cuando la nube sólo (o principalmente) está reflejando luz. En el primer caso, cuando se calcula la atenuación A_λ de la señal se está midiendo la extinción como suma tanto de la luz dispersada (F_λ^{sca}) como de la luz absorbida (F_λ^{abs}) por la nube. En el caso de nubes donde la reflexión domina la extinción (al menos desde el punto de vista de la observación) el mismo cálculo de la sección anterior no puede dar como resultado el total de la extinción sino sólo la parte de reflexión o *scattering* vista desde el punto de vista de la observación.

La figura 4.14 muestra el ejemplo relativo al reflejo, dispersión o *scattering* de la luz. Para ello se ha tomado una de las mejores imágenes de GALEX que enfoca a una parte de la Nebulosa de la Cabeza de Bruja. Toda la nube de gas está iluminada y parece reflejar el brillo de Rigel, una supergigante azul. En este caso no podemos medir la absorción ya que no recibimos un decremento de la señal en el nivel de *background* sino todo lo contrario. Estamos ante el caso del croquis de la derecha en la figura 4.13.

Sin embargo, al aplicar la ecuación 4.5 los valores altos recibidos en la señal UV por el brillo de una estrella quedan igualmente invertidos y minimizados. Por el contrario, los pequeños cambios en los niveles de *background* son igualmente ampliados en una escala de magnitud aparente frente a los primeros. En este caso es fácilmente apreciable la *cresta* de la señal en la gráfica (d) de la figura 4.14. Al aplicar con una *ventana deslizante* la ecuación del *Pair Method* los resultados en la subimagen (b) del mapa de *scattering* no sólo se realiza la columna gaseosa de la imagen, sino otro brazo horizontal perpendicular a ella.

De modo que la misma técnica que permite recrear el mapa de Atenuación para una nube determinada, para otras nubes que reflejan más luz UV de la que absorben (siempre desde el punto de vista de la observación) permite medir la parte de la atenuación relativa a la dispersión y revelar igualmente la forma y lugar de la nube.

$$Map \approx 1 - \left(2.5 \log_{10} \frac{\hat{F}_\lambda^0}{F_\lambda} \right) \quad (4.6)$$

En general la expresión 4.6 simplifica el método utilizado para representar los mapas de Atenuación o de *scattering* mostrados en este documento, sin incluir en ella la implementación del *sliding box*. La inversión de la señal que implica la propia ecuación 4.4 se corrige aquí (ec. 4.6) anteponiendo la resta para que el mapa de colores resultante sea equivalente al mapa de colores original (valores altos equivalen a más flujo recibido y los valores bajos a menos). El 1 que se antepone a la resta equivale a la normalización,

debe representar por lo tanto el valor máximo de los datos aunque aquí se haya simplificado a 1. Cuanto más ajustado esté al máximo real de los datos mejor será el contraste de la imagen.

4.6.3. Comparación con IR

Tal como se ha adelantado en la sección 4.3.5 las formas de representar los datos de una zona del cielo a partir de distintas misiones pueden ser variadas. La fusión, en una sola representación, de los datos procesados (A_λ) de la imagen UV mezclados con la imagen recibida en infrarrojo, permite comprobar la correlación encontrada de las evidencias del Medio Interestelar en una longitud de onda y en otra. Y por lo tanto, comprobar la bondad del método de realce. La técnica de dibujar las líneas de nivel o *isolíneas*, extraídas del mapa de Atenuación o de *scattering*, sobre la imagen en infrarrojo se ha mostrado ya en la figura 4.9, en esta sección se han incluido varios ejemplos (ver figuras 4.15 y 4.16) solapando, sobre las imágenes de IRAS a $100\mu m$, las líneas de nivel extraídas de los mapas procesados con el procedimiento *Pair Equation* a partir de las imágenes UV de GALEX.

Aunque las figuras 4.15 y 4.16 muestran buenos resultados y las correlaciones entre el cielo UV difuso y la emisión a $100\mu m$ captada por IRAS abunda en la literatura, los resultados entre una y otra vista no tienen por qué coincidir necesariamente (y de hecho no coinciden eventualmente) debido a varias razones:

- En primer lugar porque supone captar las evidencias del gas y el polvo interestelar desde distintos fenómenos que dependen de varios factores. El infrarrojo capta la emisión de las nubes cuando llegan a una determinada temperatura. En los mapas de Atenuación o de *scattering* se muestra la nube cuando oculta o refleja la radiación UV si la hay. Una nube visible en el infrarrojo podría no ser vista de ninguna manera en UV si no refleja luz ni su absorción supera ciertos valores. Al contrario, una nube que absorbe la luz UV o la refleja no necesariamente tiene que emitir suficiente para verse en el infrarrojo.
- El tamaño de los granos de polvo, su forma y su alineación, varía sustancialmente de una nube a otra incluso cuando forman parte de una misma estructura difusa. La emisión va ligada al tamaño y las propiedades físicas de los granos de polvo, como se ha dicho. Mientras que el alineamiento de los granos de polvo puede jugar un papel clave en la cantidad de luz que refleje la nube y la dirección en que lo haga.
- Además de las diferencias relativas a los fenómenos ópticos que nos permiten su observación, se trata de cuerpos de varios parsecs de diámetro que adoptan formas tridimensionales en los que un fenómeno y otro no tienen por qué coincidir desde el punto de vista del observador.

En cualquier caso, dado que las coincidencias revelan un buen comportamiento de los métodos de realce descritos, los casos donde los mapas estimados no coinciden con el infrarrojo pueden permitir inferir información sobre el tamaño de los granos de polvo o la temperatura de la nube.

4.6.4. Otros estimadores

La selección del estimador \hat{F}_λ^0 depende del propósito concreto que busquen los mapas de realce. Si sólo se busca un realce visual o la extracción de *isolíneas* que permita cotejar los resultados con imágenes infrarrojas, el estimador no necesita ser ajustado con gran precisión, los resultados experimentales anteriores muestran que la media global de las imágenes es una forma bastante general para procesar un gran

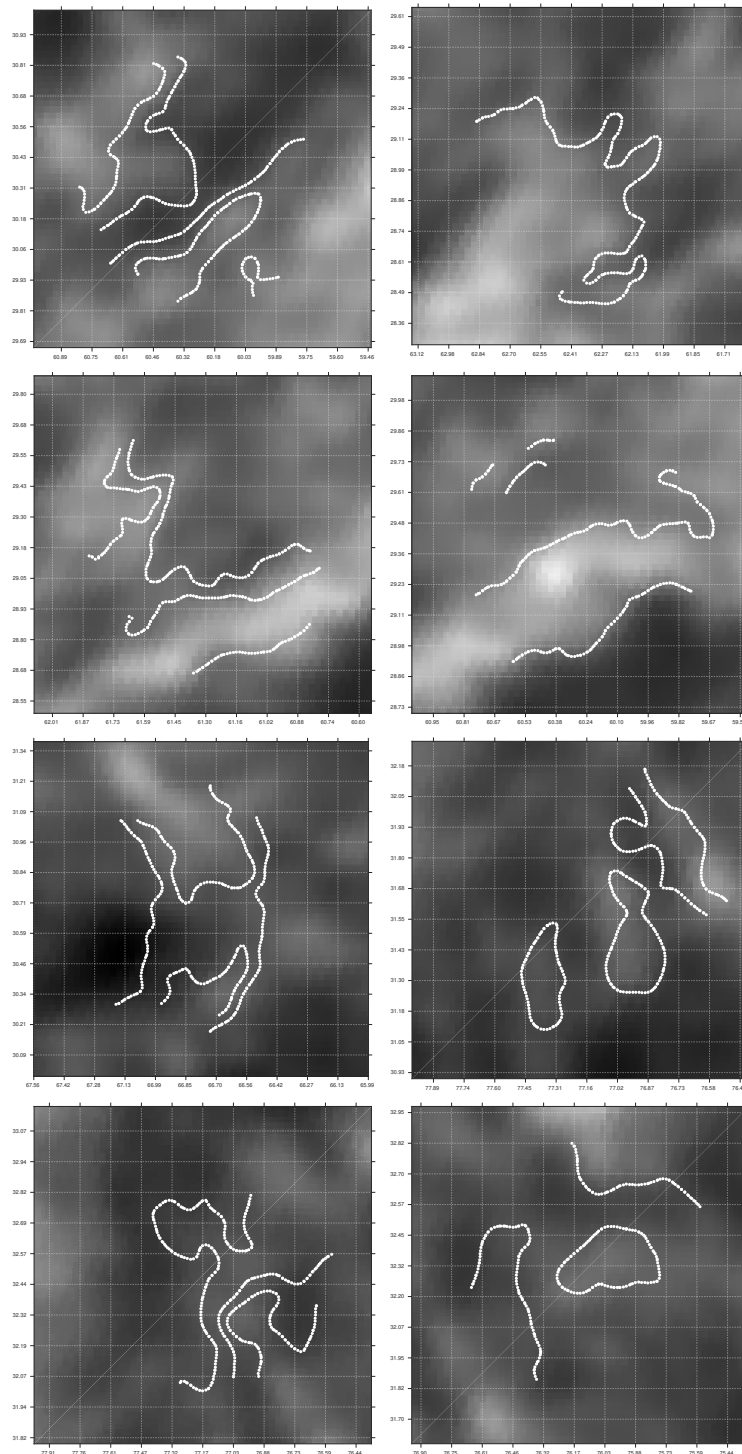


Figura 4.15: Isolíneas extraídas de mapas de Atenuación UV dibujadas solapadamente sobre las imágenes de IRAS.

conjunto de imágenes cuyos resultados visuales serán correctos y los niveles relativos del mapa resultante serán correctos a la hora de extraer las principales curvas de nivel.

Cuando lo que se pretende es tener una medida real de la Atenuación o del *scattering*, sí precisan de un estimador lo más realista posible para conseguir un resultado no sólo visual sino que sirva como medición real de la Atenuación en una escala de magnitud aparente. Para ello pueden ser de gran utilidad las imágenes de *background* (**-skybg**) que provee la propia misión de GALEX. Para una nube cuyos efectos de absorción han sido detectados de antemano en estas imágenes, utilizadas como máscara pueden dar el conocimiento a priori semi-supervisado para seleccionar los valores dentro de la imagen UV donde seleccionar o ponderar el flujo en ausencia de extinción.

Este método se basa en aprovechar toda la información provista por GALEX para analizar una imagen. En el caso de la figura 4.17 se muestra tanto la imagen **-skybg** (a la izquierda) como el resultado (a la derecha). Se trata de nubes de absorción, por lo tanto, puede darse una estimación del flujo sin extinción. Para el Mapa de Atenuación (imagen de la derecha 4.17) se han seguido los siguientes pasos:

- Sea I la imagen original de GALEX medida en cuentas por segundo.
- Sea M la máscara construída a partir de la imagen de *background* (**-skybg**) asociada. M puede ser una máscara lógica con TRUE donde no hay absorción o aprovechar el propio gradiente de los datos.
- El estimador \hat{F}_λ^0 se calcula a partir de los valores reales $M(I)$ promediados. Es decir los valores de la imagen original seleccionados con la máscara extraída de la estimación de *background* proporcionada por GALEX.

En la figura 4.17 se utiliza el resultado de umbralizar la imagen **-skybg** asociada a la imagen de intensidad para emparejar el flujo en ausencia de extinción a las zonas de la imagen sin oscurecimiento. El resultado (a la derecha) es un Mapa de Atenuación realista.

En la figura 4.18 el estimador del flujo sin la reflexión de la nebulosa se ha ajustado de forma supervisada buscando los niveles de radiación detectados fuera de la nube. La imagen de falso color aprovecha una reducción únicamente de 1/5 para realzar la señal reflejada por la nebulosa.

Tanto la imagen de la derecha en la figura 4.17 como la composición de dos imágenes en la figura 4.18 son procesadas a partir de las imágenes de intensidad en cuentas por segundo provistas por GALEX. En el caso de la figura 4.17 además se ha utilizado la misma estimación de *background* provista por GALEX para la búsqueda del estimador. En cualquier caso los resultados muestran que las estimaciones de *background* provistas por GALEX, aún siendo de mayor tamaño, contienen menos información que los resultados procesados por este trabajo partiendo de las imágenes (**-int**) de GALEX.

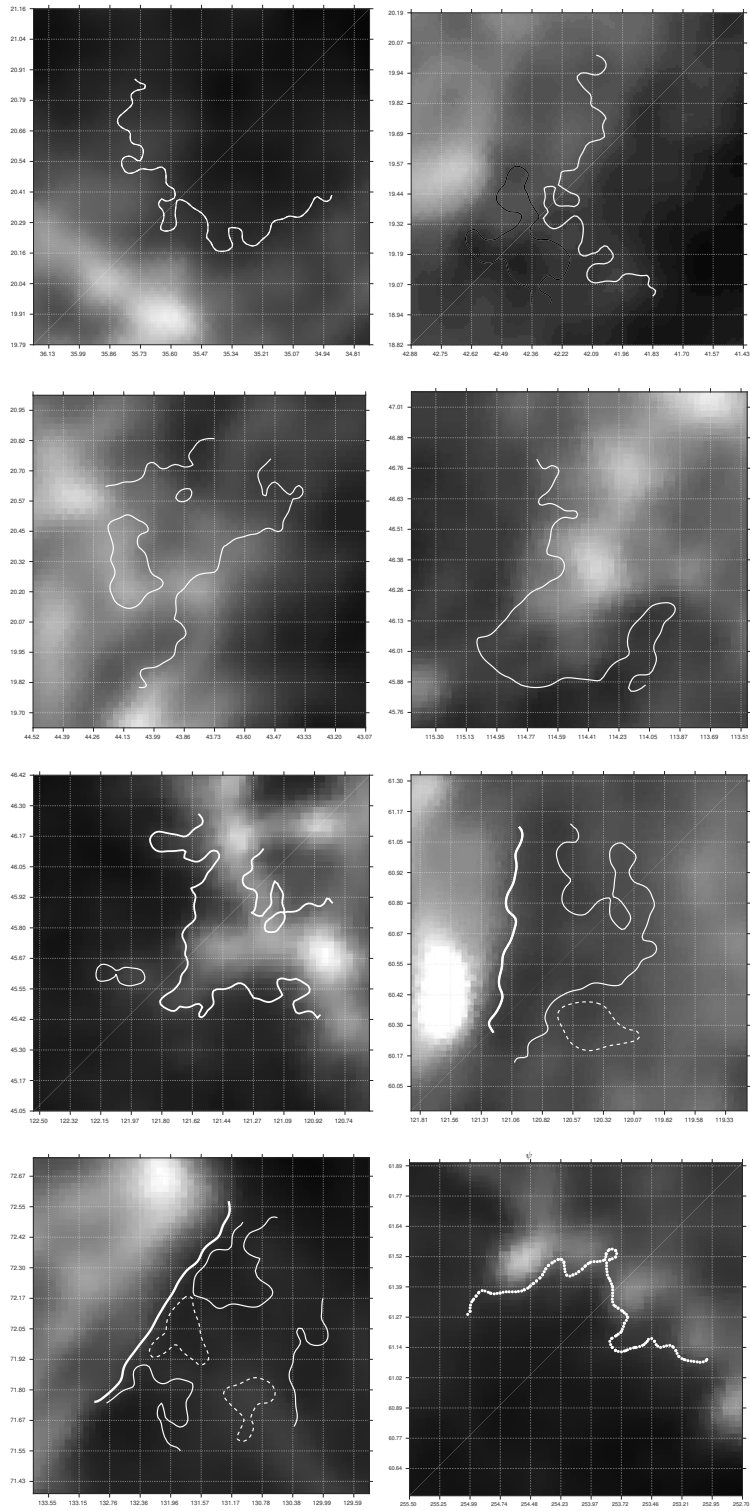


Figura 4.16: Isolíneas extraídas de mapas de *scattering* UV dibujadas solapadamente sobre las imágenes de IRAS.

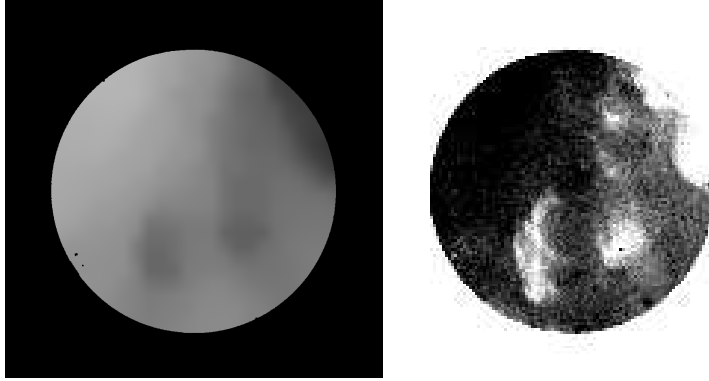


Figura 4.17: A la izquierda imagen de LDN1523 según estimación de *background* de GALEX. A la derecha resultado de procesar la imagen de intensidad utilizando *Pair Method* (reducción 1/30): mapa de Atenuación realista sobre estimador (\hat{F}_λ^e) semi-supervisado.

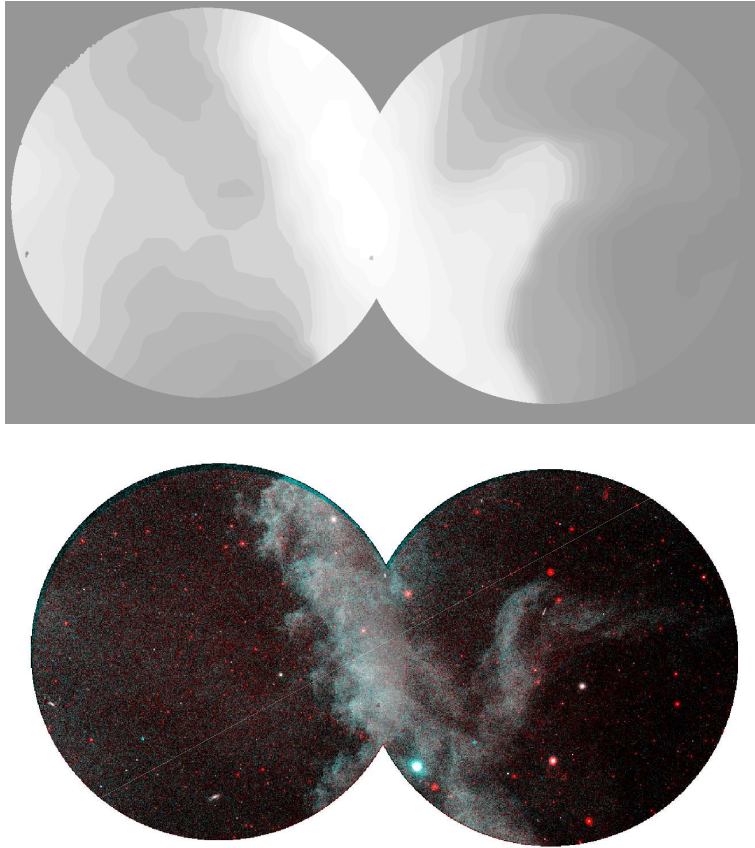


Figura 4.18: Arriba estimación de *background* de GALEX (*-skybg*) sobre dos imágenes de la nebulosa de la Cabeza de Bruja, histograma normalizado sobre 0.25 representación escala logarítmica. Abajo imagen en falso color de un mapa de *scattering* calculado con estimador de flujo supervisado, sobre imágenes de intensidad (*-int*) en cuentas por segundo. Reducción 1/5 por *slidding box* 5×5 píxeles. Se utilizan resultados NUV para canal rojo y resultados de FUV para canales verde y azul.

4.7. BSVR

El método que se va a detallar en esta sección busca responder a la segunda pregunta enunciada en los objetivos de este trabajo en la sección 1.2, es decir, resolver la detección automática de las evidencias del Medio Interestelar en las imágenes UV.

La sección 4.2.1 ha presentado las capacidades del método $ZDR(I)$ para mostrar la absorción UV del Medio Interestelar para una imagen I . Pertenece a una gama de métodos que buscan realzar y detectar la nube como el *Pair Method* según ha sido explicado en la sección anterior. Una vez realzada correctamente la nube, se puede binarizar la imagen sobre un umbral determinado y contar el área total de nube en relación al área total de la imagen. El método concreto de realce puede ser el ZDR, cualquier convolución de *smoothing* o suavizado, o un filtro pasa-baja como se ha mencionado en la sección 4.2.1 y tal como fue presentado en Armengot et al. (2015). Si el *umbralizado* se resuelve correctamente tal índice podría ser de gran utilidad ya que podría discernir entre una cobertura total (100%) o una cobertura parcial. Sólo contando los píxeles de una imagen que pertenecen a un tipo de datos o a otro.

Estas aproximaciones han sido descartadas por dos motivos principales:

- En primer lugar es inviable un método totalmente no supervisado que ajuste los parámetros de cualquier procesamiento general de detección de nubes. La iluminación es totalmente variable de una imagen a otra. Tampoco el *Pair Method* es infalible ya que necesita de un estimador (\hat{F}_λ^0). Al fijar este estimador con la media global de la imagen aseguramos que los mapas resultantes den unas curvas de nivel adecuadas que son seleccionadas de forma supervisada a posteriori. Pero seguiría existiendo el problema del umbral para binarizar la imagen y poder medir el espacio que ocupa en la imagen una determinada *área nebulosa*.
- Las imágenes con una cobertura o ausencia total de evidencias cualitativas del Medio Interestelar complican mucho la capacidad de cualquier método no supervisado para fijar parámetros desde la propia imagen ya sea para estimar el flujo sin extinción como para establecer un umbral sobre el cual binarizarla.
- El método ZDR, que mejores resultados a dado a la hora de calcular un índice de cobertura, ha sido utilizado sólo en un conjunto de datos muy limitado y sólo en casos donde la absorción domina a la extinción. No sirve para hacer mapas de *scattering*. El caso de procedimientos suavizado-umbralizado podría servir para los mapas de *scattering* pero no desaparecerían los otros problemas.

La bondad del *Pair Method* reside precisamente en que hace una transformación adecuada de la señal. Cuando el estimador \hat{F}_λ no es exacto, las curvas de nivel pueden serlo, ya que la amplificación del *background* tiene lugar igualmente, pero no se puede utilizar el resultado para un método no supervisado que umbralice siempre correctamente y permita un conteo de píxeles en regiones nebulosas respecto al área total de la imagen, propósito con el que se ha probado el ZDR.

Por eso en esta sección se introduce una aproximación más general que pretende dar una idea numérica sobre cuánta información de *background* hay en una imagen UV en comparación con cuánta información de fuentes luminosas o de otro tipo. Se ha presentado públicamente –en el workshop *Ultraviolet Sky Surveys* celebrado en Tel Aviv, Israel (2017)– como BSVR por sus siglas Background-Scale Variability Rating. El factor BSVR es por lo tanto un factor que mide si la imagen UV tiene mucha o poca variabilidad en los niveles próximos al nivel donde se recoge los datos *background* o cielo difuso.

Método

La figura 4.19 ilustra una de las dos transformaciones que hace la ecuación del *Pair Method*, la inversión de los datos. Se dibuja la función $y = f(x)$ si $f(x) = 2.5 \log(\mu/x)$ para varios valores de μ según varía el valor para las abscisas. Los valores más próximos a cero son amplificados, cuando la función toma valores mayores (x) el resultado de $f(x)$ tiende a cero.

La función inversa se dibuja entre las curvas anteriores para ilustrar que su comportamiento es similar al de la ecuación utilizada. La inversa del valor del píxel tomará valores altos cuando el valor original del píxel sea bajo, los niveles de *background* por tanto quedan amplificados, lo cual mejora su discernimiento.

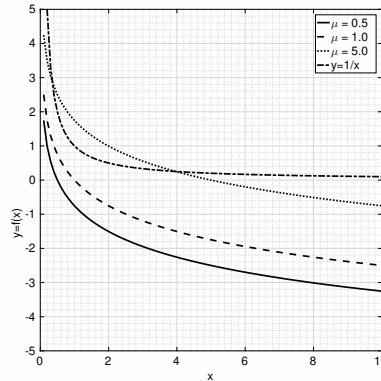


Figura 4.19: Ecuación del Pair Method aplicada según estimador del flujo $\mu = 0.5, 1.0, 5.0$ dibujadas junto con la función inversa $1/x$.

En la figura 4.20 se muestra el resultado de esta transformación para una imagen de GALEX. La imagen se somete únicamente a un promediado con una ventana deslizante de 30×30 , reduciendo su tamaño a una matriz de 128×128 valores donde cada píxel representa la media de una submatriz 30×30 de la imagen original. A la izquierda en la figura 4.20 se muestra dicha transformación con algo de contraste. De la imagen reducida y promediada de 128×128 se toma el cuadrado central de 64×64 que rodea el campo de visión o *field of view* (FoV).

Estos datos se pueden tomar como un vector de 4096 puntos equivalente a la matriz de 64×64 píxeles. En la gráfica de la derecha de la figura 4.20 se muestra la representación para 4000 puntos de dicho vector. Los valores se muestran invertidos ($1/\overline{F}_\lambda^{1 \times \sim 4000}$) para ilustrar las diferencias en los niveles más bajos de la señal en la imagen. La gráfica mantiene la coherencia de izquierda a derecha respecto a la imagen que se muestra. Las sombras más oscuras producidas por las nubes se revelan como valores altos en la transformación de la gráfica de puntos.

En la figura 4.21 se aprecian estos resultados a un conjunto de muestra de 49 imágenes del Complejo Molecular de la región de Taurus-Auriga. El TMC (*Taurus Molecular Complex*) es el prototipo de un complejo de filamentos de gas molecular con abundancia de pequeños granos de polvo responsables de la absorción cuyas evidencias son captadas en el rango UV. Se trata de un conjunto de imágenes utilizado como muestra de test para trabajos preliminares (como el ZDR) ya que presenta cantidad de nubes de absorción visibles con un tratamiento básico de la imagen.

La figura 4.21 ilustra las 49 imágenes de la muestra promediadas y contrastadas, mostrando sólo el recuadro seleccionado del interior del FoV circular de GALEX. Inmediatamente encima de cada una se dibuja la gráfica de puntos con los valores invertidos. Las sombras provocadas por las nubes de absorción

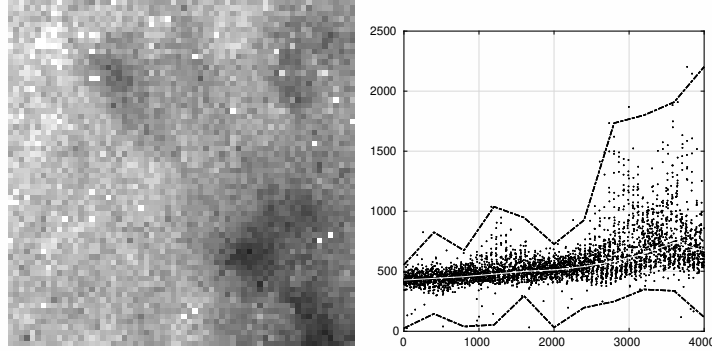


Figura 4.20: A la izquierda, el cuadro central de una imagen de GALEX dentro del FoV circular. Los datos han sido promediados con una *slidding box*, cada píxel promedia una submatriz 30×30 de la imagen original. A la derecha, para esta región de 64×64 se representan 4000 valores invertidos como puntos $1/F_\lambda(i, j)$ sobre una recta de ~ 4000 valores. Los perímetros superior e inferior se dibujan con una línea discontinua negra, el valor promedio se dibuja como una línea blanca continua.

se traducen en crestas pronunciadas de puntos. De modo inverso, los puntos luminosos en las imágenes provocan cascadas hacia abajo en la gráfica asociada.

Volviendo al ejemplo ilustrado en la figura 4.20 puede verse con más claridad el propósito del procedimiento de Background-scale Variability Rating, o clasificación de la variabilidad en la escala del fondo, o simplemente factor BSVR. La gráfica de puntos de la figura tiene los dos perímetros (inferior y superior) marcados por una línea negra discontinua. Además, está también dibujado el valor promedio de los datos con una línea continua de color blanco. Esto da dos medidas, la que podría llamarse *Franja de Background*, equivalente a la franja superior en la gráfica de puntos, y por otra parte, la *Franja de Luz* equivalente a la franja inferior en la gráfica de puntos.

La Franja de Background comprende desde la línea promedio hasta el perímetro superior de los valores. La Franja de Luz comprende desde la línea promedio hasta el perímetro inferior. En determinadas condiciones, aquellas imágenes con un contenido dominado por las fuentes puntuales y la luz directa, la franja inferior o de Estrellas concentra la mayor parte de la información. En aquellas imágenes donde no hay muchas estrellas o no son muy luminosas, si existe variabilidad en los datos de *background* encontraremos una franja de *background* amplia en la gráfica de valores invertidos.

El factor BSVR es un estadístico que aproxima numericamente el grosor de ambas franjas descartando *outliers* y promediando sus valores. Si llamamos W_{light} al valor que mide el grosor de la Franja de Luz y $W_{background}$ al valor que mide el grosor de la Franja de *Background* el factor BSVR mide su relación según la expresión 4.7 de su proporción relativa:

$$BSVR = \frac{W_{background}}{W_{light}} \quad (4.7)$$

Todos los intentos anteriores han buscado métodos donde se fijaran algunos parámetros para poder medir en términos absolutos la cantidad de área de la imagen ocupada por nubes. Sin información a priori, se trata de un problema de muy difícil solución, probablemente no la tiene. Sin embargo, este sencillo factor expresa una cualidad relativa de la imagen: cuánta información relativa al *background* tiene en relación a la información que atañe a la luz de las estrellas recibida.

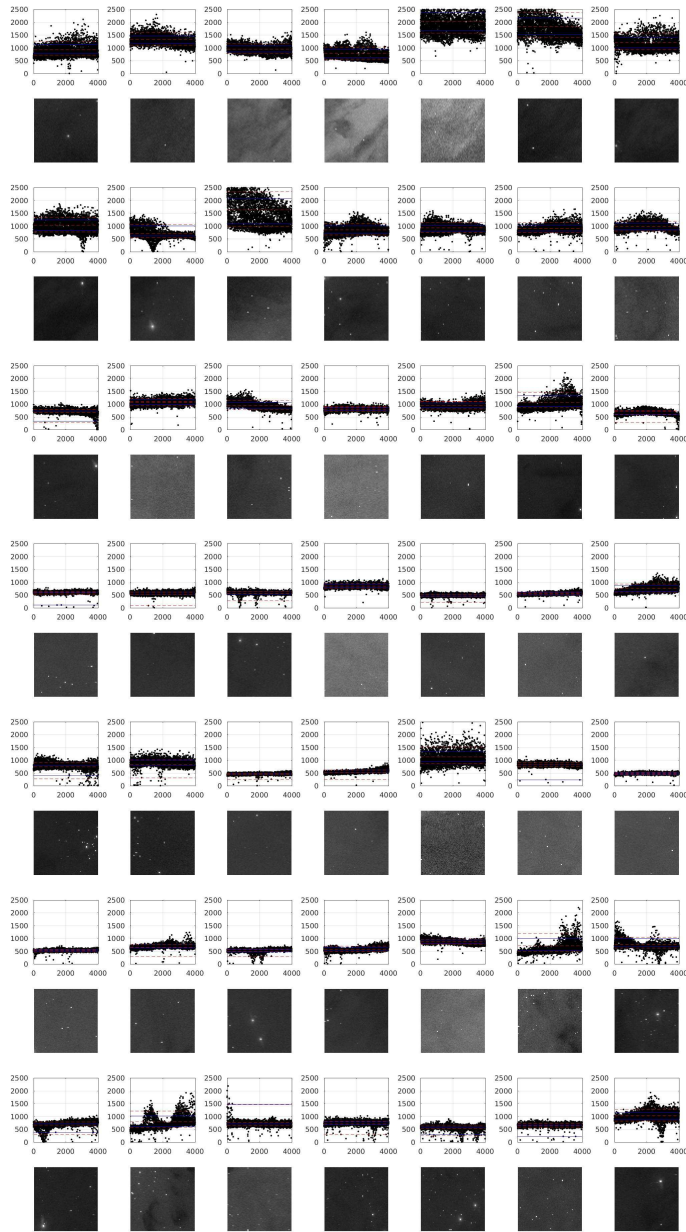


Figura 4.21: Resultado de la inversión de los datos de las imágenes de GALEX para calcular el factor BSVR. Muestra de datos de Taurus-Auriga.

La forma de estimar numéricamente los grosores antedichos puede aproximarse de varias maneras. En el presente trabajo hemos reducido una imagen de GALEX hasta un mapa de 128×128 píxeles por medio

de una *slidding box* de 30 píxeles. El cuadro embebido en el campo de visión circular termina siendo de 64×64 píxeles, lo cual nos dá una cantidad de datos que, vista como vector, es de algo más de 4000 puntos. La reducción por *slidding box* se ha hecho sólo promediando los valores de la ventana deslizante. El vector resultante de 4000 puntos es desglosado en 10 grupos de 400 píxeles. Utilizando las cuatro valores máximos, promedios y mínimos relativos a la envoltura superior, el valor promedio y la envoltura inferior, puede aproximarse el grosor de la franja de *background* y compararla con el grosor de la franja de luz o de información relativa a las fuentes puntuales. Todo ello con los valores invertidos ($1/x$) para ponderar los datos del fondo respecto a los valores de la fuentes puntuales. Se incluye el código definitivo de dicho cómputo para mayor claridad.

```
function [rate] = bsvr(glxmap)
    DATA=im2col(glxmap,[30 30],'distinct');
    data=mean(DATA);
    gsmall=reshape(data,[128 128]);
    inbox=gsmall(33:128-32,33:128-32);
    hiperdata=1./inbox(:);
    mat=reshape(hiperdata(51:4050),400,10);
    mat(mat==Inf)=1;
    for j=1:10
        sorted(:,j)=sort(mat(:,j),'descend');
    end;
    mx=[max(data(1:50)) sorted(5,:)];
    mu=[median(data(1:50)) median(mat)];
    mn=[min(data(1:50)) min(mat)];
    bgradius=mean(mu(2:end))-max(mn(2:end));
    antioutlier=sort(mx(2:end),'descend');
    variabilityMAX=mean(antioutlier(1))-mean(mu(2:end));
    variabilityMED=mean(antioutlier(1:5))-mean(mu(2:end));
    variabilityMIN=mean(antioutlier)-mean(mu(2:end));
    rate=variabilityMED/bgradius;
end
```

4.8. Sumario

En síntesis esta sección establece:

- Una metodología para programar por medio de una *slidding box* o ventana deslizante, cualquier procedimiento para procesar la información de las imágenes UV.
- Una serie de métodos para realzar las nubes, tanto si son de absorción (ZDR) como si son de reflejo (*smoothing*).
- Cuáles son las claves para superponer imágenes distintas de una misma región del cielo, traslación y rotación.

- Una forma de relacionar directamente la geometría de las imágenes de IRAS y las de GALEX donde la resolución de GALEX en una reducción 1/30 es dos veces mayor a la resolución de IRAS.
- Nuestras aportaciones al procesamiento de imágenes UV para discernir el Medio Interestelar. El *Pair Method* aplicado a imágenes, el factor BSVR y los test UV+IR para comprobar la bondad de nuestros métodos.

El método ZDR es una aportación original de este trabajo. Aunque las ecuaciones de Pair Method para calcular la magnitud aparente son clásicas, su uso para procesar imágenes en este contexto, utilizando la técnica de la ventana deslizante, y la forma de inferir el flujo en el origen a partir de los datos de la propia imagen son aportaciones novedosas de este trabajo y representan una contribución a la hora de abordar el procesamiento de imágenes ultravioleta para realzar (e incluso medir la magnitud aparente de la extinción) el Medio Interestelar en las imágenes ultravioleta.

Por su parte, el método BSVR para medir la información del Medio Interestelar en las imágenes ultravioleta es otra aportación novedosa de este trabajo que propone de un modo no supervisado y generalizable para cualquier misión ultravioleta, una manera de medir el interés a priori de las imágenes según la presencia de indicios del Medio Interestelar.

Capítulo 5

Resultados

5.1. Datos locales de GALEX

Con el telescopio GALEX, aún en funcionamiento, la misión ha ido publicando las imágenes tomadas en distintas versiones que han sido liberadas. Bianchi et al. (2014) detalla algunas diferencias entre la colección *All-Sky Imaging Survey* (AIS) de menor tiempo de exposición y las imágenes *Medium-depth Imaging Survey* (MIS). La tabla 5.1 muestra los números públicos de los distintos datos liberados por GALEX (*GALEX Releases*).

	AIS	MIS	TOTAL
GR1	3074	112	3186
GR2/GR3	15721	1017	16738
GR4/GR5	28269	2161	30430
GR6/GR7	34285	6964	41249
	81349	10254	91603

Tabla 5.1: Número de imágenes AIS/MIS en datos de GALEX publicados.

Por otra parte, en la figura 5.1 se han marcado los dos intervalos para UV cercano (NUV) y UV lejano (FUV) sobre la curva de extinción. En la curva aparece la *goroba* de los 2175Å así llamada en la literatura. Dado que la extinción está sometida a esa fuerte no linealidad en la franja de UV cercano, en este trabajo se han utilizado las imágenes NUV sólo de una forma orientativa o allí donde el canal FUV (que dejó de funcionar antes) no ha ofrecido resultados. Pero tanto los análisis comparativos con IR como los trabajos con BSVR se han hecho sobre todo con imágenes FUV. El proyecto WSO-UV, por su parte, dispone de una copia local de las imágenes de GALEX facilitada, con fecha 20-VII-2011, por la Universidad Johns Hopkins. Dado que esta versión no coincide exactamente con la fecha de la publicación GR6 de los datos, la tabla 5.2 resume los números de esta base de datos local de GALEX para las imágenes AIS y MIS. La tabla 5.2 cuenta sólo con las imágenes FUV disponibles (*fd-int*).

El total de imágenes FUV disponibles localmente ha sido procesada por el algoritmo BSVR detallado en el capítulo anterior. El Background-Scale Variability Rating ha procesado más de ochenta mil imágenes de GALEX tomadas en UV lejano, se han utilizado las imágenes de intensidad cuyos datos están

	AIS	MIS	TOTAL
Drive 1	40634		40634
Drive 2	6893	4167	11060
Drive 3	28776	2611	31387
	76303	6778	83081

Tabla 5.2: Número de imágenes AIS/MIS en imágenes de GALEX procesadas en este trabajo. El número de *drive* hace referencia al almacenamiento de la copia local de GALEX.

representados en relación al tiempo de exposición habida cuenta de que éste varía sustancialmente entre imágenes MIS e imágenes AIS (Bianchi et al., 2014; Morrissey et al., 2007).

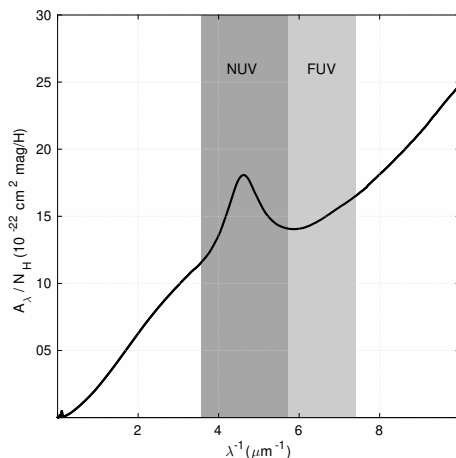


Figura 5.1: Bandas FUV y NUV de GALEX marcadas sobre la curva de extinción tomada de Weingartner and Draine (2001).

5.2. Mapa del cielo

Los datos presentados a continuación han sido enviados a la revista *Astronomy Astrophysics* cuyos árbitros recomiendan la publicación después de unas revisiones que hemos tenido que aplazar a fecha de publicación de este trabajo para dar prioridad al mismo.

La tabla definitiva con el factor BSVR para las 83081 imágenes de GALEX disponibles localmente se ha publicado con una relación de cuatro columnas, a saber: dos columnas para la ascensión recta y declinación (α, δ) en grados decimales tal como GALEX guarda las coordenadas centrales de cada imagen. En una tercera columna se añade el factor BSVR y en una cuarta columna el resultado de *chequear* cuando el campo de visión de GALEX (FoV) excede la parte central de la imagen o no está centrado por algún error. Algunos elementos ruidosos también tienen consecuencias en este índice cuyo resultado es 1 o 100 % si el *Field of View* está donde debe estar o aparece movido ($< 100\%$).

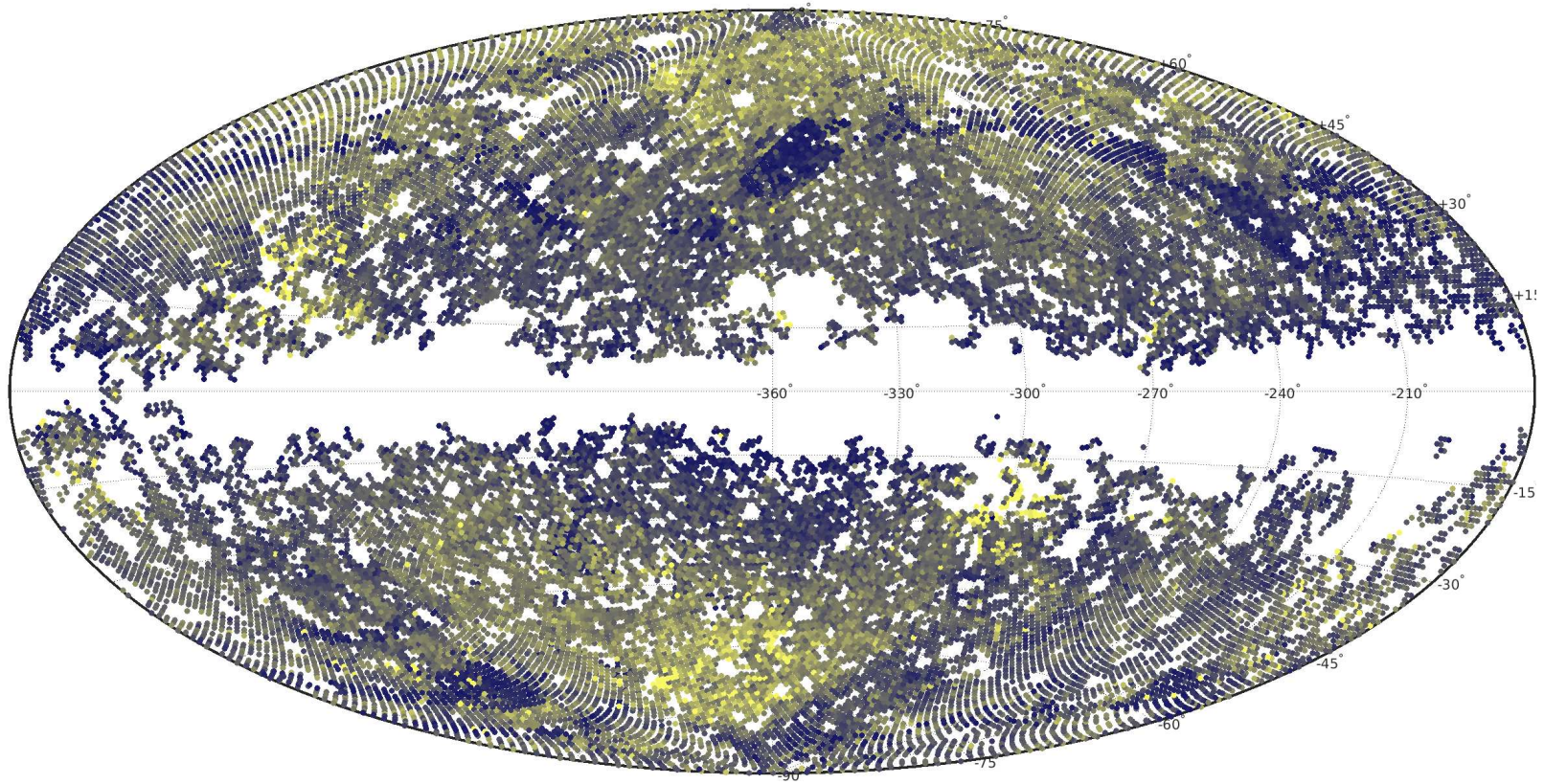


Figura 5.2: Representación de los resultados BSVR en mapa Aitoff del cielo.

Lo que el trabajo experimental pone de manifiesto es que cualquier imagen cuyos datos de *background* superen los datos de fuentes puntuales en una escala por encima de $BSVR = 1.5$ contiene información sensible sobre el Medio Interestelar. Sin embargo, el factor BSVR puede ser tan alto como veces supere dicha información a la información de la señal UV relativa a las fuentes puntuales del cielo.

Por esta razón, el mapa ilustrado en la figura 5.2 se ha completado convirtiendo en un nivel de color asociado al factor BSVR después de una conversión: donde para un factor $BSVR < 4$ se mantiene su escala lineal y para factores $BSVR > 4$ se representa (dividiendo por su máximo) en una escala logarítmica resultado de aplicar $color = \log_{10}(4 + BSVR/1000)$ porque conforme el factor BSVR se hace mayor sólo contribuye a descender el peso relativo de aquellas imágenes con factores $1.5 < BSVR < 4$ cuyas evidencias del Medio Interestelar son también constatables. En una representación RGB se ha fijado el canal *azul* = 0.4 y se ha dado a los canales rojo y verde el resultado de la variable *color* según la expresión antedicha. Por lo tanto la figura 5.2 expresa en una proyección Aitoff el resultado de BSVR para 83081 imágenes de GALEX en UV lejano, cada punto de este mapa equivale al resultado de BSVR calculado para la imagen de GALEX con esas coordenadas. Con colores más claros aparecen los valores de BSVR altos y con colores más oscuros los valores de BSVR más bajos.

Por comparación, la figura 5.3 ilustra el mapa del cielo recogido por la misión IRAS en el infrarrojo a 100 micras. Las zonas con mayor correspondencia ilustran la capacidad de BSVR para reconocer la información de *background* y por consiguiente, aquella parte del polvo interestelar con granos suficientemente grandes como para calentarse y emitir en el infrarrojo, al tiempo que reflejan u ocluyen radiación UV. Algunas áreas donde IRAS no destaca importantes emisiones, cuentan sin embargo con un perfil alto de BSVR en relación a la luz UV recogida.

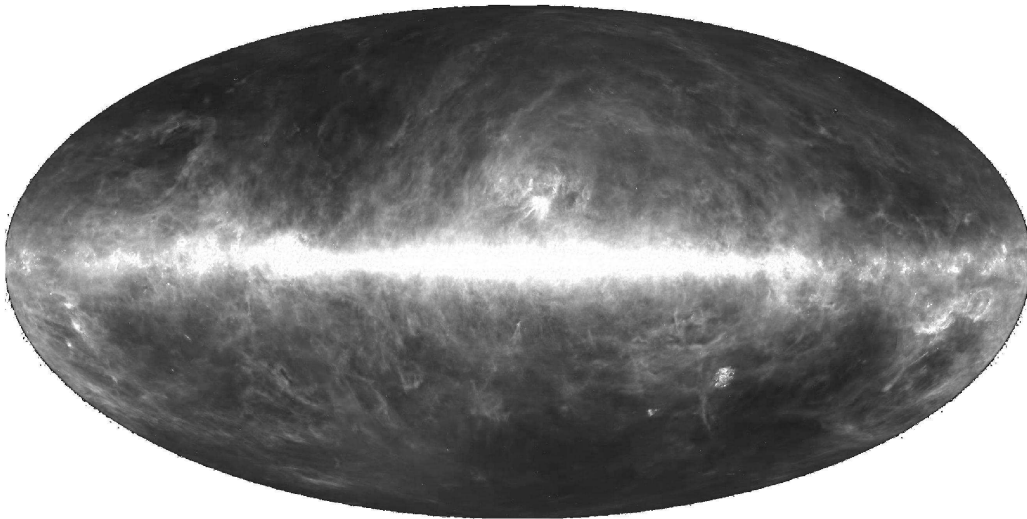


Figura 5.3: Mapa de la bóveda celeste recogido por IRAS en $100 \mu m$.

5.3. Catálogos

5.3.1. Taurus-Auriga Molecular Complex

La figura 4.6 muestra las coordenadas del primer conjunto de muestra que se ha utilizado para los trabajos experimentales preliminares donde se ha probado por primera vez tanto el procedimiento de la ecuación del *Pair Method* en imágenes como el propio BSVR. Se trata de un conjunto de 57 imágenes ubicadas en el Complejo Molecular de Taurus-Auriga particularmente interesantes por su relativa proximidad y por captar un gran número de filamentos en nubes cuya absorción tiene un componente importante que permite el cálculo de mapas de Atenuación con buenas correlaciones en infrarrojo y el realce de nubes ya se ha alcanzado con métodos iniciales de umbralizado. Esta región del cielo también ha sido utilizada para estudiar el Medio Interestelar en trabajos recientes (Narayan et al., 2017).

Catalogue	Acronym	Entries
Barnard (1919, 1927)	B	349
Lynds (1962)	LDN	1806
Sandqvist & Lindroos (1976)	SLDN	42
Sandqvist (1977)	SDN	95
Bernes (1977)	BDN	81
Zealey et al. (1983)	CG	34
Myers et al. (1983)	MLB	90
Feitzinger & Stüwe (1984) ^a	FeSt1-	489
Feitzinger & Stüwe (1984) ^b	FeSt2-	331
Hartley et al. (1986)	HMSTG	1101
Clemens & Barvainis (1988)	CB	248
Parker (1988)	P	147
Vilas-Boas et al. (1994)	VMF ^c	101
Bourke et al. (1995)	BHR	169
Lee & Myers (1999)	LM	406
Vilas-Boas et al. (2000)	^d	104
Magnani et al. (1985)	MBM	57
Keto & Myers (1986)	KM	18
Désert et al. (1988)	IREC	516
Magnani et al. (1996)	various	120
Reach et al. (1998)	DIR	141

Tabla 5.3: Catálogos a partir de los que se ha construido el catálogo de Dutra and Bica (2002). En la parte inferior de la tabla se separan los cinco catálogos sobre entradas situadas en altas latitudes galácticas.

5.3.2. Magnani et al. (1985)

El siguiente conjunto de muestras utilizado para este trabajo ha sido el catálogo de nubes de alta latitud galáctica publicado por Magnani et al. (1985) utilizando como trazador el monóxido de carbono (CO) para la detección de gas en estado molecular. Dichas observaciones se hicieron desde el Observatorio

de Palomar (POSS) dividiendo las muestras entre observaciones por encima o no de los 20 grados de latitud galáctica.

5.3.3. Begum et al. (2010)

El GALFA HI es un catálogo completado a partir de las observaciones de radio a longitud de onda de 21 cm mapeado desde el observatorio de Arecibo (*Galactic Arecibo L-band Feed Array*). En la Tabla 1 del trabajo publicado por Begum et al. (2010) se constatan 96 apuntados con evidencias de gas en estado ionizado.

5.3.4. Dutra and Bica (2002)

Como referencia para todos ellos se ha utilizado el catálogo publicado por Dutra and Bica (2002). La tabla 5.3 tomada del mismo, muestra los catálogos de entrada que cruzaron Dutra and Bica (2002) para completar una lista de hasta 5004 nubes de polvo. La lista inicial de 6500 entradas fue seleccionada teniendo en cuenta propiedades como la posición, las dimensiones angulares, la clase de opacidad y la velocidad. Algunos apuntados de Magnani et al. (1985) están incluidos en el catálogo de Dutra and Bica (2002).

Importante señalar que el catálogo de Magnani et al. (1985) está incluido entre éstos y por lo tanto sus apuntados se han incluido también, a parte de los trabajos previos hechos sólo con Magnani et al. (1985).

La figura 5.4 representa con un punto cada uno de los apuntados sugeridos por Dutra and Bica (2002) siempre que el factor BSVR dé una cantidad superior a 1.45 para las imágenes de GALEX. En dicha figura, se marcan con un cuadro los mismos casos para el catálogo de Magnani et al. (1985), aunque estén incluidos a priori, con círculos los apuntados en el TMC, que no están incluidos completamente en el catálogo de Dutra and Bica (2002) y se añaden con rombos los apuntados de GALFA que tampoco están en otros catálogos.

5.4. Distancias

De las 5004 nubes clasificadas en el catálogo de Dutra and Bica (2002) sólo 787 incluyen entre sus atributos la distancia a la que se encuentran. La figura 6.1 muestra el resultado de cruzar dichos apuntados con la tabla general de imágenes de GALEX procesadas por BSVR: se muestran aquellos apuntados donde existen imágenes de GALEX disponibles, representando la distancia (*kpc*) en relación al factor BSVR de cada imagen.

5.5. Estrellas tipo A y tipo B

Para representar el mapa ilustrado en la figura 5.5 se han seleccionado por su cercanía 2082 estrellas de tipo *A* y 178 estrellas de tipo *B*. Aparecen representados por puntos los resultados obtenidos por BSVR y una representación en círculos de color, por tamaños, de las estrellas seleccionadas. El tamaño de los círculos corresponde con el brillo de las estrellas en una escala logarítmica aproximada.

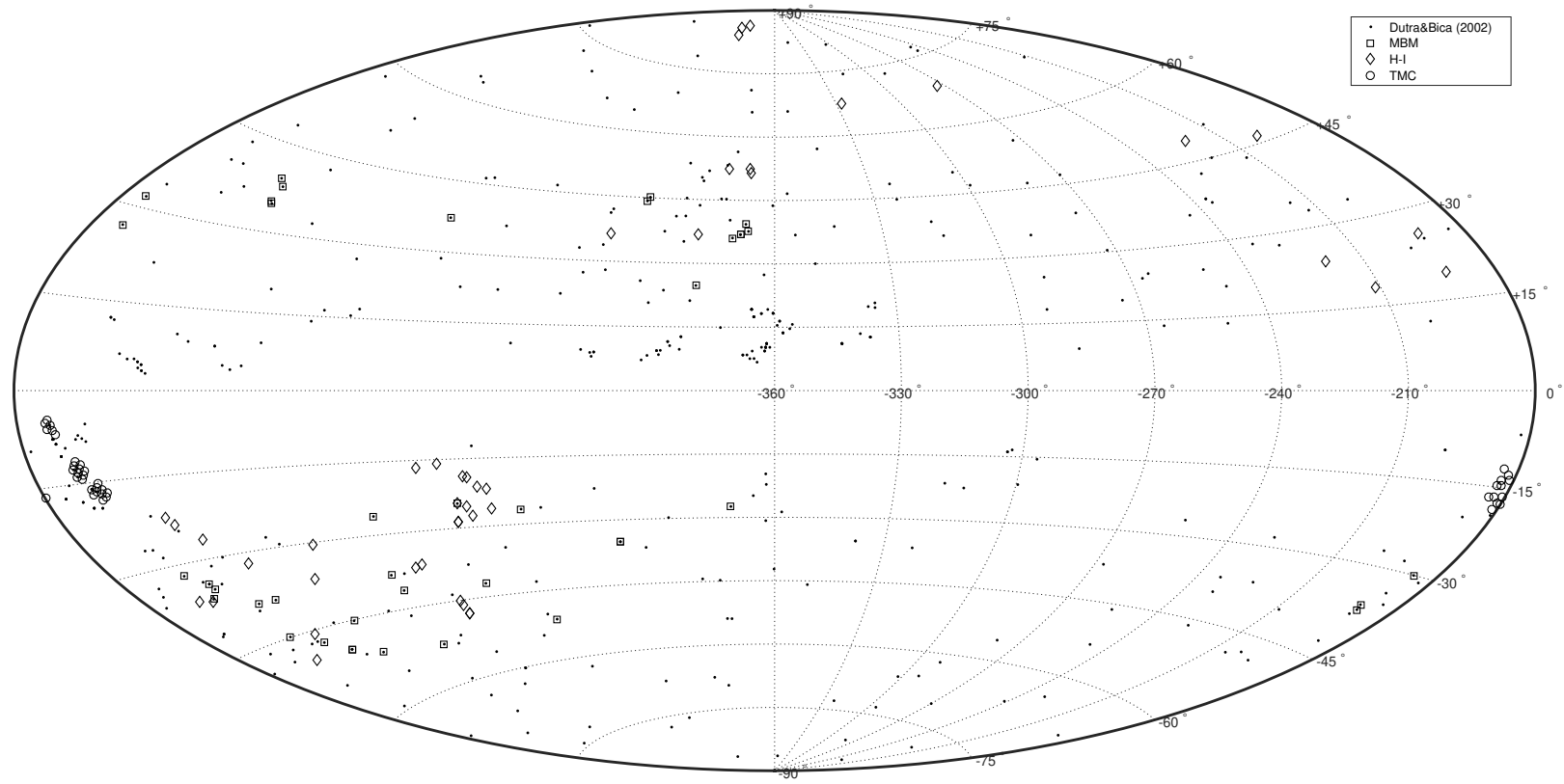


Figura 5.4: Representación de los resultados BSVR en mapa Aitoff del cielo. En la leyenda se muestra que un punto representa una coincidencia en el catálogo Dutra and Bica (2002) con $BSVR > 1.45$ y lo mismo se hace para los otros tres conjuntos de muestras, aunque MBM ya esté incluido en dicha lista inicial.

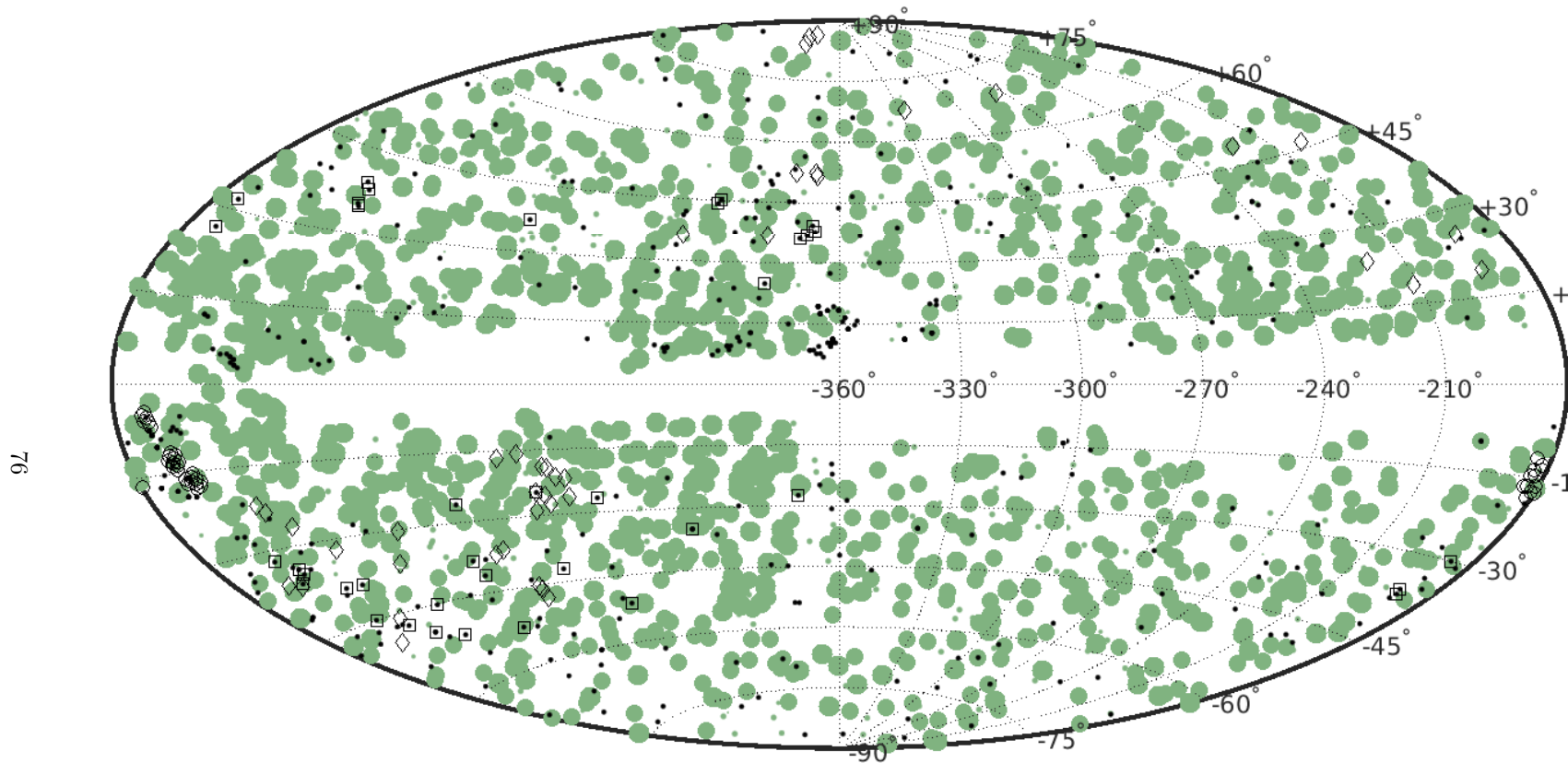


Figura 5.5: Objetivos BSVR sobre mapa de Estrellas de tipo A (verde) y B (azul).

Es destacable que en la figura 5.5 encontremos la mayoría de apuntados en lugares con menos estrellas. Los lugares fuertemente iluminados por abundancia de estrellas o por estrellas más brillantes, tienden a presentar en la señal valores menos significativos de *background* aunque sea de manera relativa. No obstante, podemos encontrar también algunos casos donde coinciden estrellas seleccionadas tipo A o B con lugares de estudio del medio interestelar, aunque en menor proporción.

Capítulo 6

Conclusiones

6.1. Tratamiento de la señal ultravioleta

Una primera conclusión de este trabajo sería la propia consideración de que la señal UV y en particular las imágenes de UV lejano captan los siguientes tipos de información:

- La señal de las fuentes luminosas. La señal que proviene directamente de las estrellas y cúmulos estelares, concentra los valores más altos recibidos en las imágenes.
- El cielo difuso o señal de *background*. La propia misión GALEX ofrece una estimación de esta observación en sus ficheros *-skybg*. Los mapas de todo el cielo provistos por GALEX han sido ilustrados por primera vez por Murthy et al. (2010), mientras que la luminiscencia nocturna (o *airglow*) se considera despreciable (Murthy, 2014), en general es conveniente recordar que además de las no linealidades sugeridas por la joroba 2175\AA visible en la figura 5.1 la cantidad de luz zodiacal recogida en el UV cercano (NUV) hace recomendable el estudio del background en la banda (FUV) de UV lejano (Henry et al., 2015).
- Las evidencias del Medio Interestelar presentes en los niveles próximos al *background* cuyo objeto de estudio es el presente trabajo.

Tomando el modelo de Murthy (2016) y la discusión sobre el origen del *background* de Henry et al. (2015) se puede considerar:

- La mitad de la radiación difusa vista desde la Tierra es reflejada en un radio de $200pc$ de nuestro Sol.
- Estos trabajos recientes aceptan comúnmente que la radiación recibida llega como máximo desde alrededor de $600 pc$ desde nuestro sistema, siempre que no miremos en altas latitudes galácticas.
- La absorción no es significativa por encima de los 60 grados de latitud galáctica.

Teniendo en cuenta que el 90% de la radiación del cielo difuso se origina desde un millar de estrellas mientras que el 25% sólo corresponde con la radiación de unas diez estrellas cercanas, este trabajo se

asienta sobre la idea de que la cercanía al plano galáctico acumula mucha más luz recibida de la población estelar cercana y también mayor grado de reflejo debido a la concentración de gas y polvo interestelar.

Henry et al. (2015) constata que en altas latitudes galácticas existe otro origen de radiación de *background* que no puede asociarse a priori al reflejo de la luz más *próxima* (relativamente) que refleja el Medio Interestelar. Éste sería el elemento *exótico* de origen desconocido cuyas evidencias todavía se discuten. En las proximidades del plano galáctico los granos de polvo son más gruesos, su reflejo es recogido en el rango UV y –por su calentamiento– podemos ver las correlaciones con la emisión infrarroja a $100\ \mu\text{m}$, sin embargo, donde los granos de polvo parecen ser más finos y su emisión es más débil en el infrarrojo, existe igualmente una luz de *background* recibida que puede deberse a otros motivos entre los que se ha especulado sobre otra población de granos de polvo.

6.2. Pair Method

El uso de las imágenes de GALEX (*-int*) de cuentas por segundo para discernir los tres componentes antes mencionados. Mientras que las estimaciones de *background* provistas por GALEX recogen todo el cielo difuso las ecuaciones de espectroscopía referidas aquí como Pair Method se han utilizado para tratar de diferenciar en una imagen entre el cielo difuso promedio o flujo sin extinción que llega hasta la observación de las irregularidades producidas por el Medio Interestelar local a cada apuntado.

El tratamiento en imágenes con las ecuaciones del Pair Method es –por un lado– una forma correcta de realzar la información existente en las variaciones de la señal difusa y –por otro– una novedosa manera de aproximar correctamente la atenuación para las observaciones cuya extinción presenta un dominio de la absorción desde el punto de vista del observador.

La posibilidad de tomar un estimador del flujo en ausencia de extinción o bien aproximarlos por los niveles de *background* promedio del entorno, para poder calcular *in situ* la atenuación o bien realzar el reflejo en una escala de magnitud aparente abre la posibilidad de estudiar las evidencias del Medio Interestelar amplificando su registro en la señal UV.

Este método permite el realce visual y el estudio de las nubes interestelares dependiendo sólo de un único parámetro, el estimador del flujo en ausencia de extinción \hat{F}_λ^0 , cuyas pruebas aplicando la media global de la imagen dan buenos resultados y que para el estudio de una zona más específica de la imagen puede abordarse teniendo en cuenta más factores o la información a priori almacenada en las propias estimaciones de *background* provistas por GALEX.

6.3. IR+UV

Se han encontrado toda una serie de correlaciones visuales contrastando los mapas de atenuación o *scattering* procesados a partir de las imágenes de GALEX con las imágenes en infrarrojo de IRAS a $100\ \mu\text{m}$, en particular se han procesado un total de 68 imágenes del catálogo de Magnani et al. (1985) con correlaciones en 52 de ellas. Para el conjunto de latitudes galácticas $25 > |b|$ se encontraron correlaciones en 42 regiones cercanas a los apuntados del catálogo donde se tienen datos de ambas misiones. De estos resultados se desprenden varias conclusiones:

- Las ecuaciones de Pair Method aplicadas en imagen con un correcto estimador (\hat{F}_λ^0) amplifican correctamente las variaciones en los niveles de *background* situando en una escala de magnitud aparente el reflejo o la atenuación provocada por las nubes interestelares.

- Los casos donde la correlación no se ajusta abren posibilidades de estudio específico donde puede tenerse en cuenta que la emisión recogida en infrarrojo se corresponde con un determinado grosor de los granos de polvo y la radiación reflejada (u ocluida) por las nubes que se captan en la banda UV equivalen a tamaños más pequeños del grano de polvo y/o a un alineamiento determinado entre las fuentes luminosas, los granos de polvo y el punto de vista de la observación.
- Además, en muchos casos, los datos recibidos en infrarrojo pueden completarse al conocer si dichas nubes reflejan radiación recibida en la banda UV u ocluyen la luz.

El comportamiento de estas ecuaciones al tratar la señal UV ha abierto la posibilidad de establecer un criterio general a la hora de clasificar las imágenes, la tasa de BSVR.

6.4. BSVR

El Background-Scale Variability Rating es un procedimiento para reducir a un único escalas la información de una imagen UV relativa a los tres componentes antes mencionados, a saber: la radiación directa de fuentes luminosas, la radiación indirecta del cielo difuso (o *background*) y las variaciones provocadas en esta última por la presencia del medio interestelar.

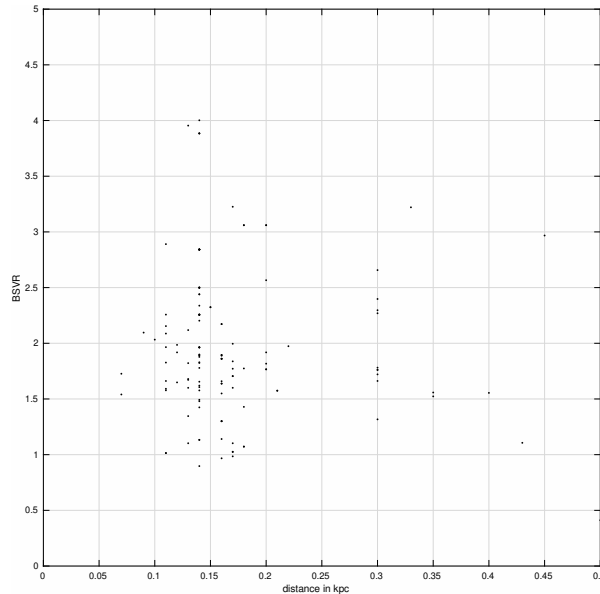


Figura 6.1: Distancias de la observación en relación con el factor BSVR.

Al invertir los valores, se provoca una amplificación correcta de la información en los niveles de *background* (señal más baja) y se reducen los picos de la señal producidos por fuentes luminosas (valores más altos y menos frecuentes). Una vez simplificados así los datos se establecen tres aproximaciones numericas asociadas a los tres componentes mencionados: el mínimo (señal), el máximo (variaciones producidas por el Medio Interestelar) y el promedio (se puede asociar intuitivamente a los valores de *background*).

El cociente BSVR tal como se ha explicado en la sección 4.7 expresa una relación entre dos tipos de información, la que está por debajo del *background* y la que está cualitativamente por encima. Concentra, en un número, el equilibrio entre ambas partes de la señal y es un estadístico que mide la imagen por sus propias características internas relativas. Descarta la vía de establecer ningún criterio en términos absolutos para valorar si hay mucha o poca información sobre el Medio Interestelar pero da una nota de lo que es observable en esa parte del cielo desde el punto de vista del Medio Interestelar. Da un conocimiento a priori desde un marco no supervisado de procesamiento de la imagen.

En la figura 6.1 se seleccionaron los apuntados asociados al catálogo de Dutra and Bica (2002) cuya distancia está registrada. No es casual que haya una concentración de coincidencias por debajo de los 600 pc y las imágenes mejor puntuadas por BSVR converjan sobre todo a zonas más próximas entre los 100 y los 200 parsecs. Precisamente el medio interestelar es más apreciable cuando existe más señal de *background* (mayor cercanía) y puede diferenciarse mejor las variaciones locales del gas y el polvo interestelar.

6.5. Comparativas

El índice BSVR ha sido procesado para todas las imágenes de GALEX disponibles. Los resultados se muestran con una codificación de color como se ha mencionado (Figura 5.2). El mapa de IRAS $100\ \mu m$ se muestra en la figura 5.3 para sugerir la comparación.

Hemos cruzado los resultados de BSVR de más de ochenta mil imágenes FUV de GALEX con el catálogo de Dutra and Bica (2002). Este catálogo tiene 5004 apuntados de nubes con polvo incluyendo algunas nubes ya reportadas por Magnani et al. (1985). En la figura 5.4 se muestran con puntos aquellas imágenes de GALEX que superan un 1.5 en el factor BSVR y guardan correspondencia con apuntados destacados en el catálogo de Dutra and Bica (2002). Además se marcan con círculos los resultados de BSVR en el Complejo Molecular de Taurus (TMC) y con otros símbolos las coincidencias con el catálogo de Magnani et al. (1985) y Begum et al. (2010).

Hemos buscado también la correspondencia entre el índice BSVR y las nubes H I en el survey de GALFA (Begum et al., 2010). Sin embargo, las 96 nubes más destacadas por BSVR fueron tasadas con un índice bajo. En general probablemente la mayoría de ellas son demasiado débiles y están demasiado lejos para ser observadas contra el fondo galáctico UV. Por la misma razón que el BSVR saca índices muy altos en todas las imágenes probadas del Complejo Molecular de Taurus (TCM) localizado a unos 140 pc del Sol.

Además de cruzar los datos de BSVR con los catálogos, se ha procedido a cotejar directamente las imágenes. El survey de IRAS a $100\ \mu m$ ha sido utilizado para este propósito. Las características de IRAS lo han acabado haciendo idóneo por su baja resolución para poder buscar las correspondencias con GALEX sobre la base de duplicar el tamaño de píxel. En este proceso han aparecido dos tipos de rasgos:

- Las nubes de polvo que absorben la radiación UV del fondo galáctico y vuelven a irradiar –al calentarse– en la banda de infra-rojo. Los cirros de altas latitudes pertenecen a este tipo.
- Nubes de polvo que reflejan una parte de la radiación recibida por alguna estrella cercana y otra parte la absorben. El reflejo de la radiación estelar UV produce una contrapartida en el catálogo de IRAS.

Para facilitar la comprensión, hemos creado mapas de extinción relativa desde las imágenes FUV en las áreas de interés. La extinción FUV (A_{FUV}) correlaciona bien con la densidad de los granos de polvo en un corte transversal (N_d). La Extinción relativa se calcula según la expresión 4.4. Las figuras 4.12 y 4.14 muestran el proceso por etapas, ilustrando la absorción alrededor de la estrella HD 25063 en el Complejo Molecular de Taurus. Al inspeccionar rápidamente la imagen, pasan desapercibidas aquellas áreas sin señal donde los fotones del fondo UV fueron absorbidos localmente por el Medio Interestelar. Una vez procesadas para realzar las fluctuaciones en el fondo, la presencia de los filamentos se reconoce realmente.

El mismo algoritmo ha sido aplicado a las nubes dominadas por la reflexión. La nebulosa de la Cabeza de Bruja iluminada por Rigel crea grandes distorsiones en el fondo ultravioleta. Al aplicar la ecuación 4.4 la reflexión de la nebulosa se ve claramente, aunque en este caso haya que volver a invertir el resultado.

Taurus

En las figuras 4.15 y 4.16, y la mayoría de las que ilustran nuestros mapas de extinción relativa, se muestran muchos ejemplos de nebulosas de absorción en el entorno de Taurus, en el UV lejano y sus contra partidas en los mapas de IRAS. Hemos seguido el catálogo de Magnani et al. (1985) para realzar las nubes desde las imágenes de GALEX, hemos extraído las principales isóneas para dibujarlas solapadas a los mapas de IRAS. Para reproyectar las imágenes de una misión sobre la de otra misión, hemos utilizado tanto el software de NASA como nuestros propios trabajos anteriores Armengot et al. (2014). Para solapar las resoluciones de IRAS y GALEX hemos rescalado las imágenes de IRAS (2:1) y las de GALEX (1:30). Hemos encontrado 81 apuntados de Magnani et al. (1985) incluidos en Dutra and Bica (2002).

GALFA Survey

El Observatorio GALFA H I de Arecibo ha estado mapeando desde 2004 la distribución de hidrógeno en estado neutro en la línea de 21 cm con una sensibilidad sin precedentes. Con una resolución de 0.18 km s^{-1} y una resolución espacial de 3.5 minutos de arco. La detección de las estructuras más pequeñas baja hasta diez unidades astronómicas (Begum et al., 2010). Las 96 nubes reportadas tienen velocidades LSR menores que 90 km s^{-1} y en principio, están lo bastante cerca como para ser detectables desde GALEX. A pesar de que las nubes de hidrógeno neutro son muy débiles, hemos encontrado buenas correspondencias como se ilustra en la Figura 6.2.

Respecto a los modelos más recientes (Henry et al., 2015; Murthy, 2016) la figura 6.3 muestra la distribución de BSVR en relación a la latitud galáctica.

Sumario

Este trabajo ha hecho minería de datos sobre imágenes FUV de todo el survey de GALEX para detectar estructuras débiles extendidas en el Medio Interestelar. Hemos aportado un índice, el BSVR, que puede ser usado para buscar las áreas más sensibles del cielo UV. Estas localizaciones tienen concordancia con la distribución de estrellas AB en el entorno de 1 kpc. Como resultado la señal FUV es predeciblemente dominada por el reflejo de las estrellas AB que generan los granos de polvo en el Medio Interestelar.

Las contrapartidas FUV de las principales estructuras galácticas han sido buscadas. Se han encontrado 81 cirros en infrarrojo del catálogo de Magnani et al. (1985), 96 nubes H I del catálogo de Begum et al. (2010) Publicándose un catálogo con las correspondencias.

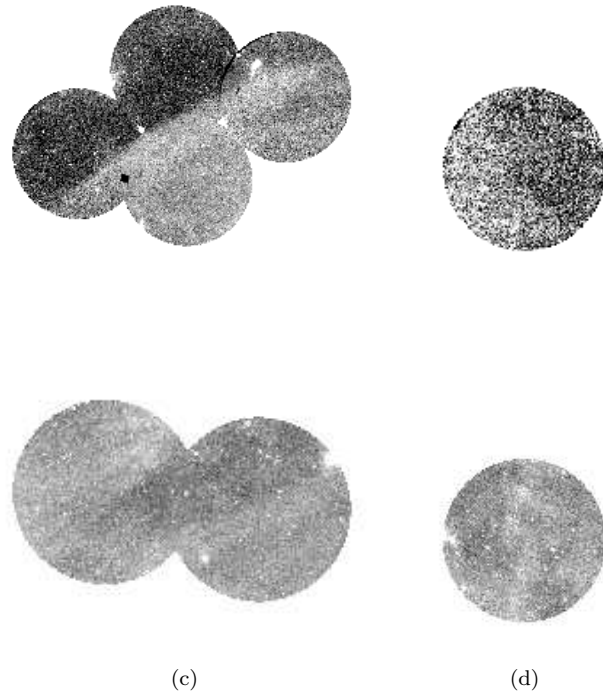


Figura 6.2: Cuatro de las más claras correspondencias con nubes H I clouds (ver Table 1 en Begum et al., 2010) (a) 5 (b) 15 (c) 6 (d) 54 tal como son vistas desde GALEX siguiendo los apuntados del Survey de Begum et al. (2010). En todas estas muestras, algunas evidencias de emisión con capturadas por GALEX en un nivel de la señal muy bajo. Aquí las imágenes han sido procesadas para amplificar las variaciones a nivel del fondo. En estos ejemplos las imágenes originales capturaron la emisión de las nubes, el procesamiento de las imágenes convirtió en más oscuras aquellas áreas donde había presencia de nubes. En las imágenes sueltas (b y d) además los resultados fueron contrastados ($A_\lambda / \sim 0.4$) para realce visual. Los gradientes son producidos por reflexiones en el Medio Interestelar pero recibidas con niveles de intensidad muy bajos.

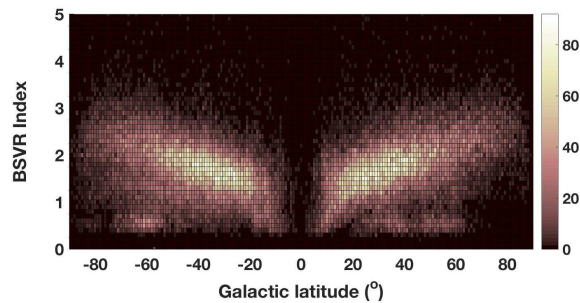


Figura 6.3: Distribución de BSVR en relación a la latitud galáctica.

6.6. Trabajos futuros

Al tratar de responder a las dos preguntas formuladas al principio, este trabajo ha abierto muchas posibilidades de estudio. Aquí se desglosan en dos, las que tienen que ver con el propio procesamiento de datos y hasta dónde puede completarse dicha tarea y, por otra parte, los estudios específicos relativos al Medio Interestelar que pueden hacerse:

6.6.1. Datos

Respecto al procesamiento de los datos puede ser de interés:

- Generar mapas completos donde se muestre tanto el análisis del Medio Interestelar aquí explicado como las imágenes mostradas a $100\mu m$ en infrarrojo.
- Procesar toda la información de GALEX a la luz de lo que aquí se ha expuesto tomando también los datos intermedios del procesado BSVR con el objetivo de medir la cantidad de señal de *background* y otros detalles.
- Desarrollar software on-line para procesado de imágenes UV.

6.6.2. Estudio del Medio Interestelar

A lo largo de este documento ya se han mencionado posibilidades de estudios específicos para profundizar en el conocimiento del Medio Interestelar:

- Construir mapas de áreas del cielo específicas donde se mida el tamaño de los granos de polvo midiendo la extinción en el UV y la emisión en infrarrojo.
- Comparación de medidas de absorción en imágenes con otras estimaciones.
- Medición de la radiación de *background* UV a altas latitudes galácticas.

6.7. Conclusiones finales

Este trabajo constata una distribución de las contribuciones del Medio Interestelar en el cielo ultravioleta dominado por la dispersión o reflejo de las estrellas más luminosas que evoluciona según miramos más cerca y nos aproximamos al plano galáctico.

Las correlaciones entre el ultravioleta lejano y el infrarrojo ($100\mu m$) constatan la presencia del polvo interestelar en todos aquellos casos coincidentes. Abriendo la posibilidad a estimar el tamaño de los granos, su composición y su alineación en aquellas áreas donde las coincidencias no aparecen claras. Al ofrecer dos formas de ver el Medio Interestelar en una misma área puede inferirse la cantidad de polvo presente en algunas nubes, su ausencia allí donde el gas ocluye pero no recibimos grandes emisiones infrarrojas y, por el contrario, su mayor presencia respecto al gas allí donde el reflejo ultravioleta y la emisión infrarroja coinciden.

La capacidad para estudiar el Medio Interestelar en la banda ultravioleta queda confirmada por este trabajo en todas las coincidencias encontradas entre el rating propuesto y los catálogos de la literatura. Se defienden las evidencias del Medio Interestelar en la señal ultravioleta captada incluso en las zonas

de más difícil procesado. Estableciendo también la conclusión de que si bien el Medio Interestelar es más abundante en las proximidades del plano galáctico su presencia es común a todo el cielo ultravioleta. En el futuro puede tenerse en cuenta esta conclusión para perfeccionar nuestros instrumentos a la hora de captar estos indicios en el cielo más lejano.

La relación entre la luminosidad recibida por las fuentes puntuales presentes y la iluminación de fondo recibida en general en la imagen, revela tanto las potencialidades de los instrumentos ultravioleta como nuestra forma de interpretar y realzar sus resultados. Una imagen dominada por estrellas brillantes puede requerir un ajuste mayor para amplificar las variaciones en el fondo de datos o *background* mientras que las zonas con menos estrellas pueden ofrecer una riqueza de datos inmensa escondida en los niveles más bajos de la señal.

Apéndice A: Implementación del Calculador de Tiempo de Exposición para ISIS

A.1. Introducción

A.1.1. Objetivo de este documento

En este documento se presentan los detalles del Exposure Time Calculator (ETC) del Imaging and Slitless Spectroscopy Instrument (ISIS) que irá a bordo del telescopio World Space Observatory - Ultraviolet (WSO-UV). El ETC es una herramienta que está disponible a través de la página www.wso-uv.es y que permite calcular la razón señal/ruido esperada para un tiempo de exposición dado, o viceversa. Aquí se explican las características, ecuaciones y procedimientos que se utilizan en el ETC de manera muy detallada para que puedan ser revisados en cualquier momento, y para dejar plasmadas explícitamente las suposiciones y aproximaciones hechas indicándose, además, las futuras mejoras que se esperan implementar.

A.1.2. Descripción general del ETC de ISIS

Información detallada sobre el diseño de ISIS y las características de cada uno de sus elementos pueden encontrarse en la correspondiente documentación técnica. Particularmente útiles son el documento “ISIS Design Description” (WSO-ISIS-SEN-RP-0004) y el documento “ISIS optical design and expected performance” (WSO-ISIS-UCM-TN-0002).

Este documento no trata el diseño de ISIS, pero puede decirse que en general ISIS dispone de dos canales de observación, uno en el ultravioleta lejano (FUV) y otro en el cercano (NUV), y cada uno de estos canales pueden operar en modo imagen o espectroscopía. A su vez, ISIS dispone de dos ruedas de filtros en cada canal que pueden usarse en diferentes combinaciones a conveniencia del observador. Así, en el ETC el usuario debe seleccionar el flujo de la fuente a observar, y también el canal y el modo de observación para calcular la razón señal/ruido o el tiempo de exposición.

La Figura 4 muestra un diagrama de flujo sobre el funcionamiento general del ETC. El usuario debe seleccionar/introducir el espectro de entrada (denotado como INPUT flux en la Figura) sobre el cual desea hacer el cálculo, así como el canal (FUV o NUV) y el modo de observación (IMA o SPE). También, el usuario deberá seleccionar la combinación de filtros que desea utilizar. Una vez establecidos el canal,

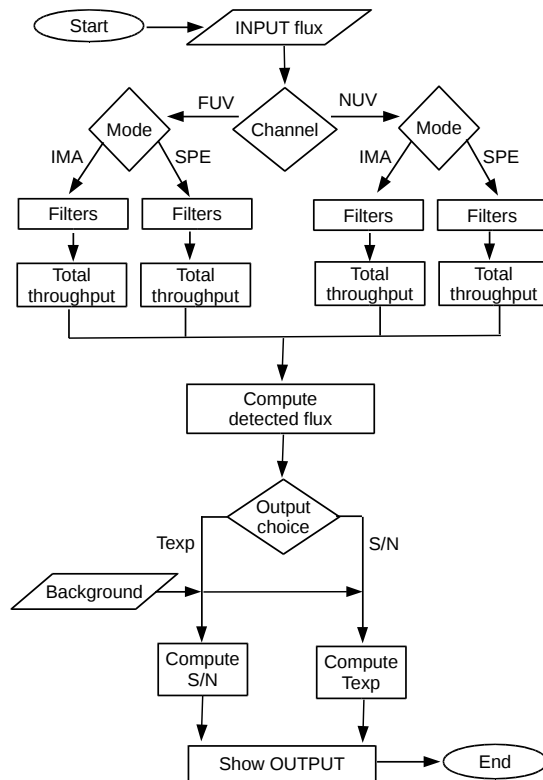


Figura 4: Diagrama de flujo representando esquemáticamente los distintos pasos dentro del ETC de ISIS.

el modo y los filtros se puede estimar la transmitancia total (total throughput) de esa combinación particular que, junto con el flujo de entrada, sirve para calcular la señal que será captada (detected flux) por los detectores de ISIS. Si el usuario ha indicado (output choice) el tiempo de exposición (Texp) el ETC utiliza el fondo ultravioleta (Background en la Figura 4, el cual también debe ser seleccionado por el usuario) para calcular la razón señal/ruido resultante (S/N). Si, por el contrario, el usuario ha indicado la S/N deseada entonces se usa el fondo seleccionado para calcular el tiempo de exposición necesario para alcanzar ese valor de S/N. Finalmente, el ETC debe presentar los resultados, lo cual se hace mostrando y/o graficando los parámetros de interés introducidos y los calculados.

En lo que sigue describiremos con detalle cada uno de los pasos mostrados en la Figura 4: la selección de los flujos de entrada (Sección A.2), el cálculo de la transmitancia total del sistema óptico (Sección A.3), el cálculo del flujo detectado (Sección A.4), el cálculo de la razón señal/ruido y/o del tiempo de exposición (Sección A.5), y la estimación del ruido y la selección del fondo ultravioleta (Sección A.6). A lo largo de esta primera parte del texto iremos enmarcando en cajas rectangulares aquellas propuestas de mejoras para versiones futuras (indicado como “Versión 2.0”). Un resumen de las ecuaciones y procedimientos se hace en la Sección A.7. En la Sección A.8 se explica el algoritmo propiamente dicho, su estructuración interna e implementación. Finalmente, la Sección A.9 discute los diferentes tests que se ejecutaron para validar el funcionamiento del ETC.

A.2. Flujo de entrada

Entendemos por flujo de entrada el espectro de la fuente a observar tal y como llega a la pupila del telescopio T170-M del WSO-UV. Denotaremos por F el flujo en unidades de $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ y por D la densidad de flujo en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$. A menos que se indique lo contrario, la longitud de onda λ la expresaremos siempre en Å y denotaremos, de ser necesario, por λ_{cm} la longitud de onda cuando esté en unidades de cm ($\lambda = 10^{-8} \lambda_{cm}$).

El ETC, en su versión actual, ofrece al usuario cinco posibilidades para la selección del flujo de entrada: línea espectral, cuerpo negro, continuo plano, modelo de Kurucz, y seleccionar un espectro suministrado por el propio usuario. En las siguientes secciones explicaremos estas opciones con más detalle.

A.2.1. Continuo plano

La selección más simple (que está como entrada por omisión en el ETC) es la de un continuo plano de la forma

$$D_{con}(\lambda) = \text{constante} \quad (1)$$

donde el valor de la constante es escogido por el usuario.

A.2.2. Línea espectral

La línea espectral, de emisión o absorción, es considerada fijando un continuo plano sobre el cual se le agrega la línea como una simple gaussiana. La forma funcional de la gaussiana es:

$$F_{gau}(\lambda) = F_0 \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2} \right]$$

donde λ_0 es la longitud de onda central de la línea, F_0 el máximo y σ la desviación estándar. Si el usuario indica el ancho total a media altura ($FWHM$) tendremos primero que usar la relación $FWHM = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma \simeq 2.35482 \sigma$ para estimar σ .

Así, una vez que el usuario da una longitud de onda central y una densidad de flujo máxima D_{max} , dado también el $FWHM$ de la línea y un continuo $D_{con} = \text{constante}$, tenemos que la línea espectral D_{lin} puede escribirse como:

$$\begin{aligned} \sigma &= FWHM / (2\sqrt{2 \ln 2}) \\ D_{lin}(\lambda) &= D_{con} + (D_{max} - D_{con}) \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2} \right] \end{aligned} \quad (2)$$

De esta forma se obtiene una expresión general para la línea de emisión o absorción dependiendo sólo de si $D_{max} > D_{con}$ o $D_{max} < D_{con}$, respectivamente.

A.2.3. Cuerpo negro

La intensidad específica de un cuerpo negro viene dada por:

$$I_{BB}(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp [hc/(\lambda k_B T)] - 1} \quad (3)$$

siendo

- I_{BB} : intensidad específica, es decir, energía por unidad de área y de tiempo y de ángulo sólido y de longitud de onda ($erg\ s^{-1}\ cm^{-2}\ sr^{-1}\ cm^{-1}$)
- h : constante de Planck ($6.626 \times 10^{-27}\ erg\ s$)
- c : velocidad de la luz ($2.99 \times 10^{10}\ cm\ s^{-1}$)
- k_B : constante de Boltzmann ($1.38 \times 10^{-16}\ erg\ K^{-1}$)

El usuario debe seleccionar la temperatura del cuerpo negro y también una magnitud aparente para la fuente que será utilizada para calcular una constante de normalización k , tal que

$$D_{BB}(\lambda) = k \cdot I_{BB}(\lambda) \quad (4)$$

con lo cual tendríamos la densidad de flujo de la fuente que llega a la entrada del telescopio. La manera en la que se calcula la constante k se deja para la Sección A.2.6 más adelante.

A.2.4. Librería espectral

El ETC ofrece la posibilidad de elegir una serie de modelos de atmósferas estelares del Atlas9 Stellar Atmosphere Models de Castelli & Kurucz¹ (2004). La lista de modelos disponibles en esta versión del ETC se muestra en la Tabla 1, indicándose el tipo espectral con su correspondiente temperatura (en K) y logaritmo de la gravedad. Los datos de los modelos² provienen del Calibration Database System (CDBS) del Space Telescope Science Institute, disponibles en el link <ftp://ftp.stsci.edu/cdbs/grid/ck04models>. Se eligieron sólo modelos con metalicidad solar. A manera de referencia, en la Figura 5 se muestran todos los modelos de atmósferas estelares disponibles en el ETC.

Tipo	T (K)	$\log g$	Tipo	T (K)	$\log g$	Tipo	T (K)	$\log g$
O3V	45,000	4.5	B8V	12,000	4.0	G2V	5,750	4.5
O5V	41,000	4.5	A0V	9,500	4.0	G8V	5,500	4.5
O6V	39,000	4.0	A1V	9,250	4.0	K0V	5,250	4.5
O7V	37,000	4.0	A3V	8,750	4.0	K2V	4,750	4.5
O8V	35,000	4.0	A5V	8,250	4.0	K4V	4,500	4.5
O9V	33,000	4.0	F0V	7,250	4.0	K5V	4,250	4.5
B0V	30,000	4.0	F2V	7,000	4.0	K7V	4,000	4.5
B1V	25,000	4.0	F5V	6,500	4.0	M0V	3,750	4.5
B3V	19,000	4.0	F8V	6,250	4.0	M2V	3,500	4.5
B5V	15,000	4.0	G0V	6,000	4.5	M6V	3,500	5.0

Tabla 1: Modelos de Kurucz disponibles en el ETC.

Una vez que se selecciona el modelo de atmósfera estelar I_{KUR} el usuario deberá indicar también la magnitud aparente de la fuente para poder hallar k (Sección A.2.6) tal que

$$D_{KUR}(\lambda) = k \cdot I_{KUR}(\lambda) \quad (5)$$

¹Castelli, F., Kurucz, R.L., 2004, "New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres", e-print arXiv:astro-ph/0405087, también disponible en Proceedings of the IAU Symp. No 210; IAU Symp. No 210, Modelling of Stellar Atmospheres, eds. N. Piskunov et al. 2003, poster A20 (CD-ROM publication).

²Información detallada sobre dichos modelos puede leerse en: www.stsci.edu/hst/observatory/cdbs/castelli_kurucz_atlas.html.

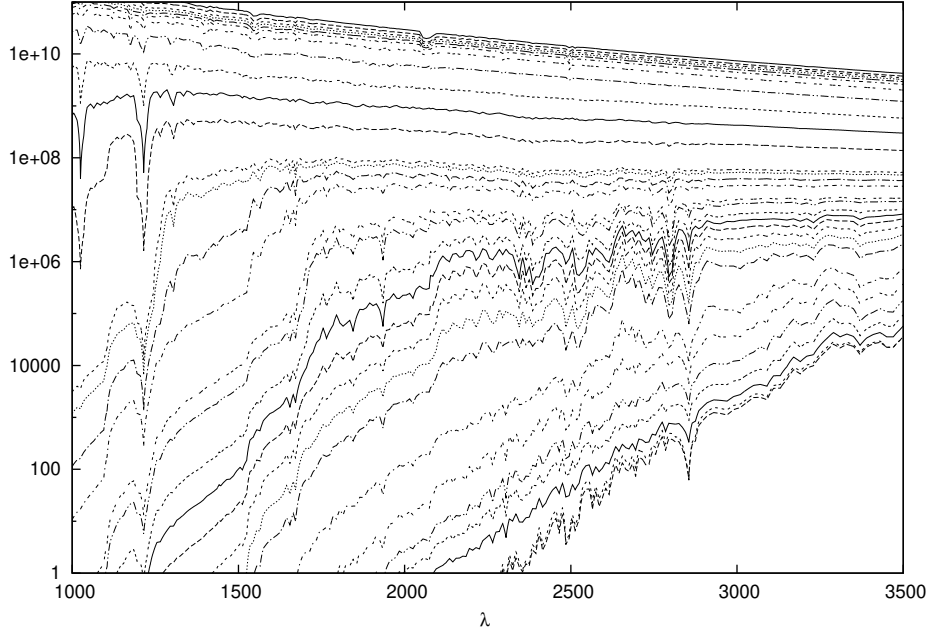


Figura 5: Espectros de la librería de Kurucz actualmente disponibles en el ETC. Para mejor visualización sólo se muestra el rango de longitudes de onda de interés para ISIS, y una ventana reducida de los flujos en escala logarítmica. Se muestran todos los modelos disponibles (los que aparecen listados en la Tabla 1) ordenados por tipo espectral, estando la más temprana (O3V) en la parte superior y la más tardía (M6V) en la inferior.

A.2.5. Espectro dado por del usuario

En este caso el usuario tiene que seleccionar y subir su propio espectro D . En esta versión del ETC (1.1.0) no existe *error management*, y el ETC asume un formato de entrada que consiste de dos columnas separadas por espacio, la primera correspondiente a la longitud de onda en \AA y la segunda la densidad de flujo en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{A}^{-1}$. El ETC está desarrollado para trabajar internamente con pasos de 1\AA en longitud de onda, y éste es por tanto el paso óptimo para cualquier espectro subido por el usuario. La versión actual asume un flujo nulo si no lee ninguna entrada a un λ dado.

A.2.6. Normalización

Cuando se usa la línea espectral, el continuo plano o se sube un espectro dado por el usuario, se está dando la densidad de flujo D en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{A}^{-1}$ tal y como llega a la pupila del telescopio T170-M. Sin embargo, cuando se utiliza un cuerpo negro o un espectro de la librería de Kurucz hay que seleccionar una magnitud aparente para poder estimar la constante k de las Ecuaciones 4 y/ó 5 y así calcular D . Estamos usando como referencia la magnitud en la banda V de Johnson.

Dada una fuente casi-puntual que emite una intensidad específica I en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{sr}^{-1} \text{cm}^{-1}$, la densidad de flujo que llegaría al telescopio en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{cm}^{-1}$ sería $D_{cgs}(\lambda) \equiv \int_{\Omega} I(\lambda) d\Omega \simeq I(\lambda) \int_{source} d\Omega$, donde Ω se refiere al ángulo sólido. Además, $\int_{source} d\Omega \propto 1/(\text{distancia})^2$, por lo es posible hacer simplemente $D_{cgs}(\lambda) = k_o I_{BB}(\lambda)$ con k_o una constante de proporcionalidad que depende de la

distancia a la fuente. Aparte, ya que estamos considerando la densidad de flujo por unidad de longitud de onda en *Angstroms*, y no en *cm*, el cambio de unidades implica que $D = 10^{-8} D_{cgs}$. Lo que hacemos es meter todo esto en una constante de proporcionalidad k y escribir:

$$D(\lambda) = k \cdot I(\lambda)$$

donde la constante k depende de la distancia a la fuente (o magnitud aparente), que es lo mismo que habíamos escrito en las Ecuaciones 4 y 5. Lo importante aquí es destacar que k contiene el factor distancia a la fuente y también cualquier factor adicional por la diferencias de unidades entre los inputs de I_{BB} o I_{KUR} .

Para estimar la constante de normalización k asumimos que conocemos la magnitud en la banda V (m_V). Primero, por definición,

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2)$$

así que la magnitud aparente m_V del objeto será

$$m_V = -2.5 \log(F_V/F_{zp,V})$$

donde el subíndice “ zp ” indica el punto cero, es decir que $F_V = F_{zp,V}$ es el flujo que hace que $m_V = 0$. Si se toma como referencia la estrella Vega, para la cual la densidad de flujo alrededor de la banda V es $3.6 \times 10^{-9} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ A}^{-1}$, para encontrar la constante de normalización tenemos que

$$m_V = -2.5 \log \left(\frac{\int D(\lambda) T_V d\lambda}{\int D_{vega}(\lambda) T_V d\lambda} \right) = -2.5 \log \left(\frac{k \int I(\lambda) T_V d\lambda}{\int D_{vega}(\lambda) T_V d\lambda} \right)$$

donde T_V se refiere a la respuesta del filtro V . Es decir que asumimos que la magnitud de Vega en esa banda es cero. De la ecuación anterior se deriva que

$$k = \frac{\int D_{vega}(\lambda) T_V d\lambda}{\int I(\lambda) T_V d\lambda} 10^{-0.4m_V} \quad (6)$$

Buscamos el flujo de Vega y del filtro “F555W” en las páginas del HST. De la base de datos CDBS en <ftp://ftp.stsci.edu/cdbs> tomamos el archivo `alpha_lyr_stis_005.ascii` para el espectro de Vega y el archivo `wfpc2_f555w_006_syn.fits` para el filtro V de Johnson. El resultado se muestra en la Figura 6. Al hacer los cálculo obtenemos que

$$\int D_{vega}(\lambda) T_V d\lambda = 6.08146229 \times 10^{-6} \text{ (erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}\text{)}$$

Así que, finalmente, la constante de normalización se calcula haciendo

$$k = \frac{6.08146229 \times 10^{-6}}{\int I(\lambda) T_V d\lambda} 10^{-0.4m_V} \quad (7)$$

A.3. Sistema óptico

De la Sección A.2 sabemos la distribución de energía $D(\lambda)$ que llegaría a la entrada del telescopio. Al pasar por cada uno de los componentes ópticos de ISIS una cierta fracción se va a ir perdiendo. Definimos las funciones de salida fraccional (transmitancia o reflectancia) de cada componente de forma que son funciones de λ y dan la fracción (entre 0 y 1) de energía (o fotones, es igual) que *salen a través* de dicho elemento óptico.

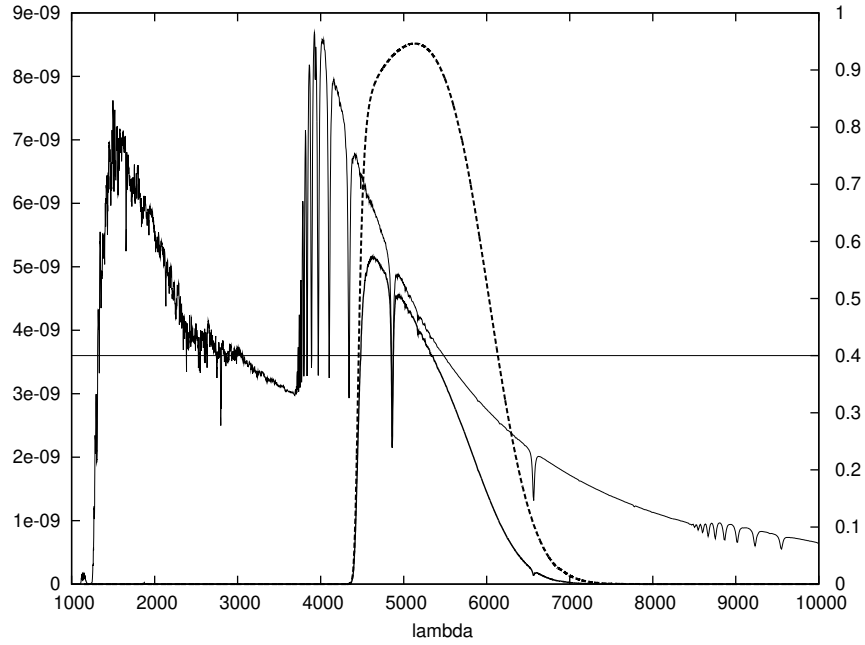


Figura 6: El espectro de Vega (linea continua, eje de la izquierda), la transmitancia del filtro F555W (linea discontinua, eje de la derecha) y el producto de ambas. La longitud de onda está en \AA y la densidad de flujo en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{A}^{-1}$. La linea horizontal muestra el valor de densidad de flujo que tiene Vega alrededor de la banda V (ver texto).

- $R(\lambda)$: para el espejo, pero si son varios espejos pues $R(\lambda) = R_1(\lambda) \times R_2(\lambda) \times \dots$
- $T(\lambda)$: filtro, y también si son varios $T(\lambda) = T_1(\lambda) \times T_2(\lambda) \times \dots$
- $G(\lambda)$: se refiere a los gratings
- $C_{det}(\lambda_A)$: para el detector, pero en este caso vamos a definir la respuesta como el número de cuentas generadas por cada fotón.

Para simplificar la nomenclatura denotamos la transmitancia total del sistema óptico de ISSIS por $O(\lambda)$. Entonces, si R_{tel} es la reflectancia del espejo primario del telescopio T170-M del WSO, R_{esp} las reflectancias de los espejos internos de ISSIS (que aquí suponemos que son iguales), T_1 y T_2 serían las transmitancias de los filtros usados (se usaría $T = 1$ en el caso de que alguna de las ruedas se deje abierta sin filtro), si G_{cha} es la reflectancia del grating que se use para generar un espectro en su respectivo canal, y si C_{det} es la respuesta del detector correspondiente al canal en cuestión (FUV o NUV), escribiéndose

- Para el modo imagen:

$$O_{IMA}(\lambda) = [R_{tel}(\lambda)]^2 [R_{esp}(\lambda)]^4 T_1(\lambda) T_2(\lambda) C_{det}(\lambda) \quad (8)$$

- Para el modo espectroscopía:

$$O_{ESP}(\lambda) = [R_{tel}(\lambda)]^2 [R_{esp}(\lambda)]^3 G_{cha}(\lambda) T_1(\lambda) T_2(\lambda) C_{det}(\lambda) \quad (9)$$

R_{tel} aparece al cuadrado por la reflexión primario + secundario, mientras que los exponentes de R_{esp} vienen dados por el número de reflexiones internas en cada modo de observación.

Las curvas de transmitancia o reflectividad de cada elemento óptico de ISIS están incorporadas al ETC. En la Figura 7 mostramos el comportamiento del espejo primario T-170 (el cual también se usa

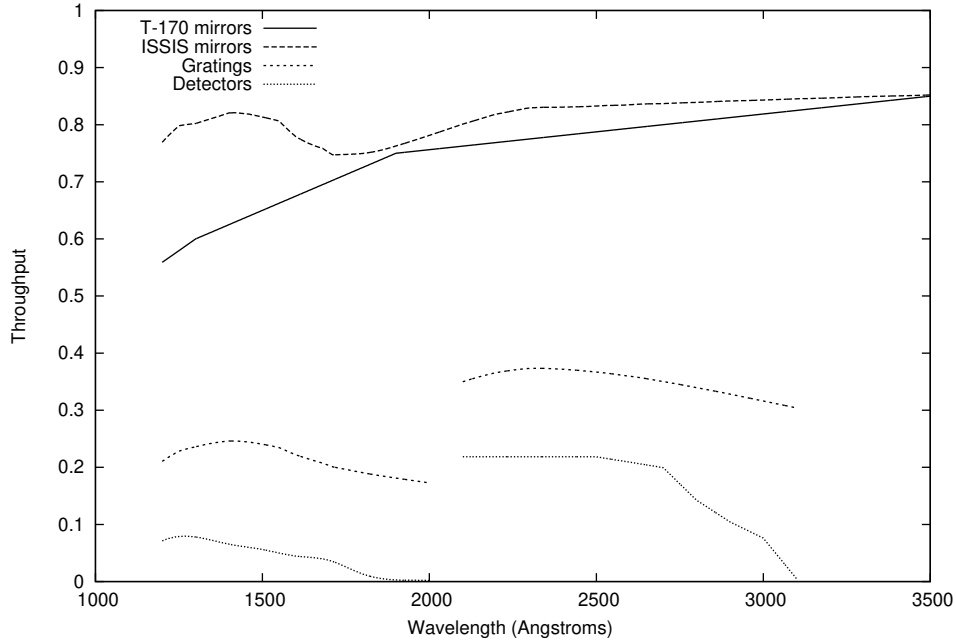


Figura 7: Fracción de energía transmitida por los espejos, gratings y detectores disponibles en ISIS.

para la reflexión en el secundario), el de los espejos internos de ISIS (se asume el mismo comportamiento en cada reflexión), y también las respuestas de los dos gratings y los dos detectores disponibles en ISIS y que se usan en el ETC.

Adicionalmente ISIS dispone de una serie de filtros en cada canal (FUV y NUV). La Tabla 2 es una lista de los nombres de los filtros que hay en la primera rueda (FW-1) y en la segunda rueda (FW-2). Las respuestas de los filtros se bajaron de la base de datos CDBS del HST. Los archivos utilizados son:

- F115LP: `acs_f115lp_004_syn.fits`
- F125LP: `acs_f125lp_005_syn.fits`
- F140LP: `acs_f140lp_005_syn.fits`
- F150LP: `acs_f150lp_004_syn.fits`
- F165LP: `acs_f165lp_004_syn.fits`
- F232N: `wfc3_uvis_fq232n_001_syn.fits`
- F280N: `wfc3_uvis_f280n_001_syn.fits`

- F308N: este filtro no aparece en el CDBS, así que hemos tomado los datos del F280N y lo hemos copiado desplazado hasta $\lambda = 3080 \text{ \AA}$.

Los filtros FN-01 y FN-02 son filtros neutros de transmitancias constantes e iguales al 10% y al 1%. A falta de datos de filtros neutros reales el ETC incorpora ahora filtros neutros “perfectos” con los valores teóricos mencionados. Los códigos que terminan en LP se refieren a filtros long-pass con transmitancias nulas (o muy bajas) a longitudes de onda cortas y transmitancias altas a partir de cierto valor de λ , que es el número indicado en el código en micras. Los filtros que terminan en N se refieren a filtros estrechos cuyos picos de transmitancia se indica en el número (otra vez en micras). La forma de las respuestas de los filtros se muestran en las Figuras 8.

FUV Channel		NUV Channel	
FW-1	FW-2	FW-1	FW-2
FN-01	F115LP	FN-01	F232N
FN-02	F125LP	FN-02	F280N
TBD	F140LP	TBD	F308N
TBD	F150LP	TBD	TBD
CLOSED	F165LP	CLOSED	TBD
OPEN	OPEN	OPEN	OPEN

Tabla 2: Lista de elementos disponibles en las dos ruedas de filtros de ISIS.

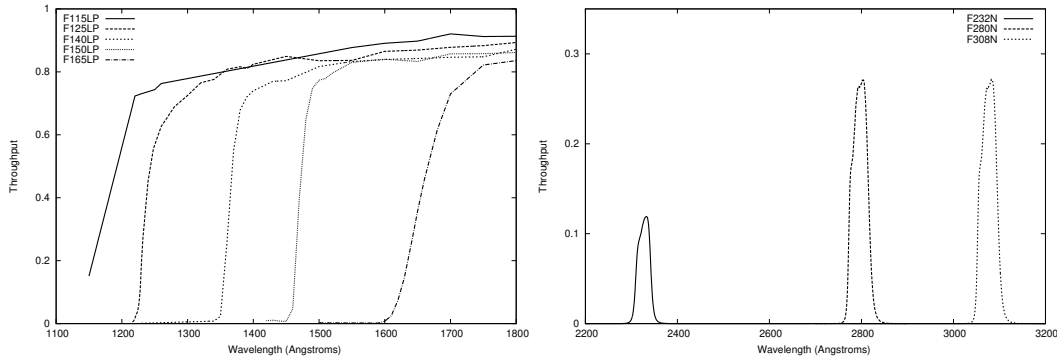


Figura 8: Filtros de paso largo (panel de la izquierda) y estrechos (panel de la derecha) actualmente disponibles en el ETC de ISIS.

A.4. Flujo detectado

Siendo $D(\lambda)$ la energía que llega de la fuente en unidades de $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ A}^{-1}$ y $O(\lambda)$ la transmitancia total del sistema óptico de ISIS (Ecuaciones 8 ó 9, dependiendo del modo de observación), es fácil ver que el número de cuentas por unidad de tiempo y de área y de longitud de onda (en \AA) que recibe el detector viene dado por

$$S(\lambda) = D(\lambda) \frac{\lambda_{cm}}{hc} O(\lambda) = D(\lambda) \frac{10^{-8} \lambda}{hc} O(\lambda) \quad (10)$$

donde, como siempre, λ está en unidades de \AA , y donde $E = h\nu = hc/\lambda_{cm}$ es la energía en *erg* de un fotón de longitud de onda λ_{cm} .

Para conocer entonces el número de cuentas por unidad de tiempo y de longitud de onda (en \AA), lo cual denotaremos por $C(\lambda)$, tendremos que multiplicar por el área colectora A del telescopio. Como el telescopio tiene un diámetro de 170 cm , y si suponemos un factor de oscurecimiento por el secundario³ de ~ 0.95 puede calcularse el área del telescopio como

$$A = 0.95 \pi (Diam/2)^2, \text{ con } Diam = 170\text{ cm} \quad (11)$$

Por tanto, dada la entrada $D(\lambda)$, el flujo detectado $C(\lambda)$ en *cuentas* $s^{-1} A^{-1}$ luego de pasar por el sistema óptico vendrá finalmente dado por

$$C(\lambda) = 10^{-8}(A/hc)D(\lambda)O(\lambda) \cdot \lambda \quad (12)$$

A.5. Razón señal/ruido (S/N) y tiempo de exposición (t_{exp})

Para conocer la señal recibida C en cuentas/seg habrá primero que sumar todos los fotones que podrían contribuir a la señal, es decir integrar sobre λ , y luego considerar qué parte de esos fotones NO contribuyen a la señal porque caen, por ejemplo, en las colas de la PSF. Hay, sin embargo, que diferenciar la situación dependiendo de si estamos en modo imagen o en espectroscopía. En modo imagen todos los fotones que pasan a través del sistema óptico se esparcen sobre la PSF, de los cuales una fracción ϵ es detectada o medida como señal sobre los N_{pix} píxeles centrales de la PSF. Al hacer espectroscopía, en cambio, el elemento dispersor distribuye los fotones sobre una serie de píxeles a lo largo de la dirección de dispersión (dirección espectral) y también esparce algunos otros sobre N_y píxeles en la dirección perpendicular (dirección espacial), esto último de acuerdo a las propiedades de la PSF. La dispersión d del grating (en \AA por píxel) nos dice precisamente cuántos \AA se esparcen en cada píxel en la dirección de dispersión.

A.5.1. Modo imagen

En el modo imagen de una fuente puntual es bastante directo entender que

$$C = \epsilon \int C(\lambda) d\lambda \quad (13)$$

donde hemos incluido el factor ϵ que no es más que la fracción de la energía de la fuente puntual que cae sobre los N_{pix} píxeles centrales de la PSF y, por tanto, sobre los cuales se lee (se define) la señal que está llegando al detector. Por ahora estamos usando simplemente que $\epsilon \simeq 0.9$. Si integramos la señal C durante t_{exp} segundos, el número total de cuentas detectadas será simplemente $C \cdot t_{exp}$.

Supongamos que, excluyendo el ruido Poissoniano, incluimos todas las posibles fuentes de ruido (tales como el fondo UV del cielo, o el ruido de lectura del detector, etc) en el término R , en unidades de cuentas por segundo (las estimaciones del ruido total se harán en la Sección A.6). Se escribe entonces la razón señal-ruido (S/N) como

$$S/N = \frac{C \cdot t_{exp}}{(C \cdot t_{exp} + R \cdot t_{exp})^{1/2}} \quad (14)$$

³Este factor es un parámetro cuyo valor exacto habrá que revisar.

de forma tal que si las fuentes de ruido fueran despreciables en comparación con la señal resultaría la estadística de Poisson: $S/N = \sqrt{\text{numero de cuentas}}$.

Si el usuario da el tiempo de exposición, la razón señal-ruido se calcula usando la Ecuación 14 pero si, por el contrario, nos dan S/N tenemos que despejar el tiempo de exposición:

$$t_{exp} = \frac{(S/N)^2(C + R)}{C^2} \quad (15)$$

A.5.2. Modo espectroscopía

En el caso de que tuviéramos un espectro, el usuario deberá indicar el valor de S/N deseado para una cierta longitud de onda. El cálculo sería parecido al del modo imagen, pero la diferencia es que ahora NO debemos integrar sobre todas las longitudes de onda para estimar el número de cuentas por segundo C , sino que ahora nos interesa saber la señal que se detecta a esa longitud de onda particular o, más exactamente, la señal detectada en el píxel sobre el cual caen los fotones de esa longitud de onda. Así, cuando se tenga el número de cuentas por segundo a una λ_0 dada $C(\lambda_0)$ (que caerá sobre un píxel dado), deberemos multiplicar ese número por la dispersión (es decir todos los fotones que se dispersaron a lo ancho de ese píxel) y entonces tendremos el número de cuentas total por segundo es ese elemento de resolución (píxel). Aparte hay que tomar en cuenta que en la dirección espacial (Y) los fotones también se esparcen de acuerdo a la PSF, así que solamente una fracción ϵ de los fotones caen en los N_y píxeles centrales y son detectados como señal. Resumiendo, tendremos que para la longitud de onda de interés el número de cuentas por segundo será

$$C = C(\lambda_0) \cdot d \cdot \epsilon \quad (16)$$

Como antes, suponemos⁴ $\epsilon = 0.9$, mientras que el valor de la dispersión d dependerá del propio sistema de dispersión (el grating de cada canal). Por ahora supondremos $d \simeq 1 \text{ \AA}$ por píxel. Ya calculada la señal C se pueden usar las mismas ecuaciones que antes (Ecuaciones 14 y 15) para estimar S/N (dado t_{exp}) o para estimar t_{exp} (dado S/N).

A.6. Ruido

En esta versión del ETC no estamos tomando en cuenta el (posible) ruido de lectura y/o el fondo UV procedente del cielo. Por tanto,

$$R = 0 \text{ cuentas/seg} \quad (17)$$

A.7. Resumen de ecuaciones y algoritmo

A continuación un resumen esquemático del funcionamiento del ETC. La nomenclatura de las variables, parámetros y constantes es la misma que ha sido usada en las secciones precedentes.

- Escogencia del flujo de entrada:

- Continuo plano: $D(\lambda) = \text{constante}$

- Línea espectral: $D(\lambda) = D_{con} + (D_{max} - D_{con}) \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2} \right]$

⁴La suposición implícita al usar el mismo factor ϵ que en el modo imagen es la de una PSF simétrica.

- Cuerpo negro: $I(\lambda) = I_{BB}(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp[hc/(\lambda k_B T)] - 1}$
- Librería espectral: $I(\lambda) = I_{KUR}$
- Espectro dado por del usuario: $D(\lambda) = D(uploaded)$
- Si $I(\lambda) = I_{BB}$ ó $I(\lambda) = I_{KUR}$:
 - $k = (6.08146229 \times 10^{-6}) 10^{-0.4 m_V} / \int I(\lambda) T_V d\lambda$
 - $D(\lambda) = k \cdot I(\lambda)$
- Sistema óptico (total throughput):
 - Modo imagen: $O(\lambda) = [R_{tel}(\lambda)]^2 [R_{esp}(\lambda)]^4 T_1(\lambda) T_2(\lambda) C_{det}(\lambda)$
 - Modo espectroscopía: $O(\lambda) = [R_{tel}(\lambda)]^2 [R_{esp}(\lambda)]^3 G_{cha}(\lambda) T_1(\lambda) T_2(\lambda) C_{det}(\lambda)$
- Flujo detectado (*cuentas s⁻¹ A⁻¹*): $C(\lambda) = 10^{-8} (A/hc) D(\lambda) O(\lambda) \cdot \lambda$
- Señal recibida (*cuentas/seg*):
 - Modo imagen: $C = \epsilon \int C(\lambda) d\lambda$ (con $\epsilon = 0.9$)
 - Modo espectroscopía (λ_0): $C = C(\lambda_0) \cdot d \cdot \epsilon$ (con $\epsilon = 0.9$ y $d = 1 \text{ \AA/pix}$)
- Ruido + fondo UV: $R = 0$ *cuentas/seg*
- Si el usuario dio t_{exp} : $S/N = \frac{C \cdot t_{exp}}{(C \cdot t_{exp} + R \cdot t_{exp})^{1/2}}$
- Si el usuario dio S/N : $t_{exp} = \frac{(S/N)^2 (C+R)}{C^2}$

A.8. Detalles de la implementación del algoritmo

A.8.1. Software y Hardware

El ETC de ISSIS se ha desarrollado como una aplicación web-based que facilita el acceso al usuario interesado de manera cómoda a través de cualquier navegador sin necesidad de instalar el software localmente. Una ventaja adicional es que el usuario siempre accederá a la última versión actualizada del ETC sin tener que hacer ningún tipo de upgrade en su ordenador. El ETC ha sido escrito en lenguaje Perl con Gnuplot embebido para los outputs gráficos. La interfaz CGI permite al usuario trabajar con un pantalla HTML. Puede ser alojado por cualquier servidor LAMP, pero actualmente el ETC se accede a través de `odin.estad.ucm.es` que corre sobre una máquina CM Storm Sniper Black, modelo SGC-6000-KXN1-GP con una versión Ubuntu Server 12.04 de 64 bits.

La Figura 9 muestra el interfaz con el cual el usuario accede al ETC. En este único formulario el usuario selecciona y ajusta todos los parámetros de la entrada que desea simular para calcular el tiempo de exposición o la señal/ruido de acuerdo con las ecuaciones y procedimientos explicados anteriormente. En esta primera página también se puede seleccionar cualquiera de los ficheros internos con los que se simula el comportamiento de los espejos, filtros, gratings y detectores, y visualizar gráficamente su función de transmisión.

Channel:

FUV NUV

Mode:

Image mode Spectroscopy mode

Filters wheel (1) for **fuv** channel. open ▾

Filters wheel (2) for **fuv** channel. open ▾

Filters wheel (1) for **nuv** channel. open ▾

Filters wheel (2) for **nuv** channel. open ▾

Input data:

	Line center (Å)	FWHM (Å)	Max Flux ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$)	Continuum flux
<input type="radio"/> Spectral line:	1400	20	1e-13	1e-14
<input type="radio"/> Black body temperature:	10000	Kelvin	10	Vmag
<input checked="" type="radio"/> A flat continuum:	1e-14	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$		
<input type="radio"/> Upload spectral file:	Elegir un archivo No se ha seleccionado ningún archivo			
<input type="radio"/> Kurucz models with temperature:	O3V - 45000t - 45g ▾ and Vmag 10			

Background levels (only none available):

None Standard (zodiacal) Total (zodiacal+earth shine+airglow)

Upload background: Elegir un archivo No se ha seleccionado ningún archivo

Parameters:

Exposure time in seconds 100

Signal to noise ratio 10

Wavelength -only in spectroscopy mode- (λ): 1400 Å

submit

Figura 9: Interfaz inicial del ETC.

A.8.2. Estructura interna

La Figura 10 muestra la estructura interna de scripts y demás ficheros de los que se compone la aplicación web del ETC:

- `index.pl`: Presenta formulario inicial y recoge datos del usuario que envía a `index.pl` para procesarlos.
- `etc.pl`: Procesa la entrada y muestra las gráficas.
- `features.pl`: Muestra el fichero `features.txt` como un texto.
- `listdevices.pl`: Lista los ficheros que hay en las subcarpetas dentro de la carpeta `data`.
- `showgraph.pl`: Toma como entrada cualquiera de los ficheros en `data` y lo muestra gráficamente.
- `showdata.pl`: Muestra los datos de output como una tabla.
- `htmlcode.pm`: Facilidades de presentación (biblioteca).
- `etclibrary.pm`: Funciones que `etc.pl` puede invocar (biblioteca).

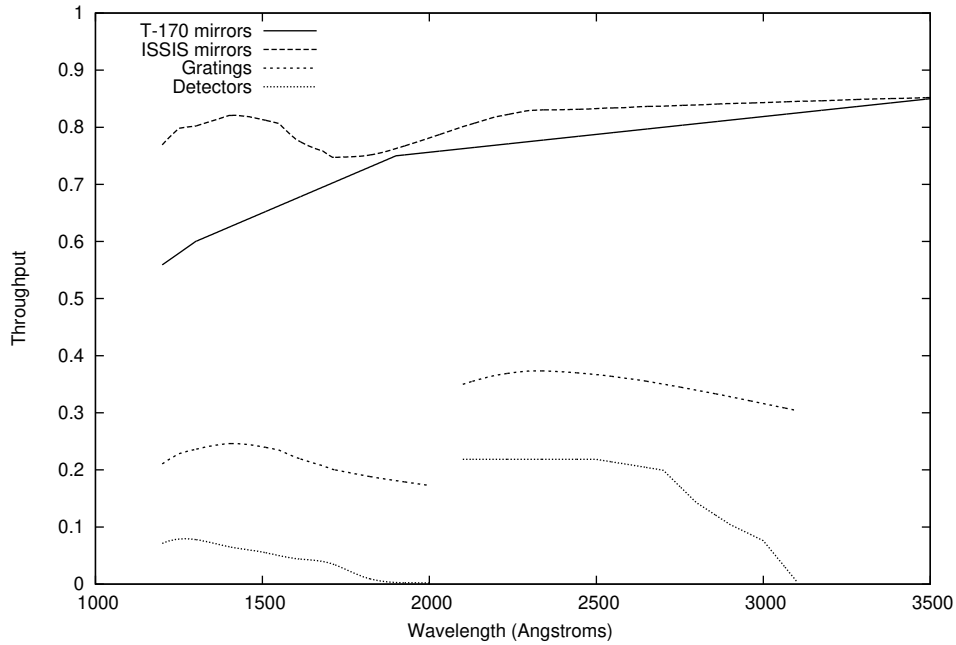


Figura 10: Esquema de la estructura interna del ETC.

- `features.txt`: Fichero que lista (+) las funcionalidades de cada versión y opcionalmente (-) aquellas que quedan por implementar para versiones futuras.

A.9. Tests y verificación del funcionamiento

Para verificar el correcto funcionamiento del ETC hemos elaborado una lista de tests *mínimos* a realizar que deben ser satisfechos. El Apéndice C muestra una tabla con los 25 tests efectuados. La lista de pruebas se ha diseñado intentando mantenerla lo más corta posible pero de forma tal que pueda verificarse al menos una vez cada una de las configuraciones y operaciones que realiza el ETC.

Los 4 tests principales consisten en comparar resultados estimados manualmente con aquéllos arrojados por el ETC. Los estimaciones se hicieron para las dos longitudes de onda nominales de cada canal (1400 y 2500 Å) en modos imagen (IMA) y espectroscopía (ESP). Sean:

- λ_0 : longitud de onda (en unidades de Å)
- R_{tel} : reflectividad del espejo T170 del telescopio para λ_0
- R_{esp} : reflectividad de cada espejo interno de ISIS para λ_0
- G_{cha} : reflectividad de cada grating en cada canal para λ_0
- C_{det} : eficiencia cuántica de cada detector para λ_0

Para calcular la eficiencia total (throughput) O_{cha} en cada canal y en cada modo hay que tomar en cuenta que hay dos reflexiones del tipo T170 (espejos primario+secundario), luego cuatro reflexiones

internas de ISIS en el modo imagen o tres reflexiones internas más la reflexión en el grating en el modo espectroscopía, y finalmente la eficiencia del detector en cuestión. Así, en cada configuración pero en ausencia de filtros tendríamos que (ver Ecuaciones 8 y 9):

- Modo imagen: $O_{cha} = R_{tel}^2 R_{esp}^4 C_{det}$
- Modo espectroscopía: $O_{cha} = R_{tel}^2 R_{esp}^3 G_{cha} C_{det}$

Si fijamos para cada canal las longitudes de onda en 1400 Å (FUV) y 2500 Å (NUV), obtenemos los resultados mostrados en la Tabla 3.

Canal	λ_0 (Å)	R_{tel}	R_{esp}	G_{cha}	C_{det}	O_{cha}
FUV-IMA	1400	0.625000	0.820639	N/A	0.065550	0.011613
NUV-IMA	2500	0.787500	0.832702	N/A	0.218500	0.065149
FUV-ESP	1400	0.625000	0.820639	0.246192	0.065550	0.003484
NUV-ESP	2500	0.787500	0.832702	0.366892	0.218500	0.028705

Tabla 3: Eficiencia en cada configuración considerada.

Luego, supongamos que al telescopio llega un flujo de energía $D_{INP}(\lambda)$ en unidades de $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{Å}^{-1}$ cuya forma es un pulso plano centrado en λ_0 y de ancho $\Delta\lambda$. Entonces el número total de cuentas por segundo C detectadas por ISIS vendrá dado por (ver Ecuaciones 11, 12 y 13):

$$C = \epsilon 10^{-8} (A/hc) \int D_{INP}(\lambda) \cdot O_{cha}(\lambda) \cdot \lambda d\lambda = \epsilon 10^{-8} (A/hc) D_{INP}(\lambda_0) O_{cha}(\lambda_0) \lambda_0 \Delta\lambda$$

donde $\epsilon = 0.9$ es la fracción de la energía que llega al detector que es realmente identificada como señal (excluyendo, por ejemplo, las alas de la PSF), $A = 0.95 \pi (85\ cm)^2$ es la superficie colectora del telescopio, $h = 6.6261 \times 10^{-27} erg\ s$ es la constante de Planck, y $c = 2.9979 \times 10^{10}\ cm\ s^{-1}$ es la velocidad de la luz. Si tomamos $D_{INP}(\lambda_0) = 10^{-13}$ y $\Delta\lambda = 1\ \text{Å}$, obtenemos los resultados esperados que se muestran en la Tabla 4.

Canal	λ_0 (Å)	C (cuentas/seg)	t_{exp} (seg)
FUV-IMA	1400	1.5884	62.9577
NUV-IMA	2500	15.9120	6.2845
FUV-ESP	1400	0.4765	209.8531
NUV-ESP	2500	7.0109	14.2634

Tabla 4: Señal esperada en cada configuración considerada.

En la última columna de la Tabla 4 hemos incluido el tiempo de exposición (t_{exp}) necesario para alcanzar una razón señal-ruido de $S/N = 10$, bajo el supuesto de que no haya ningún tipo de ruido de lectura ni fondo UV ($R = 0$), es decir suponiendo la validez de la relación (véase la Ecuación 14):

$$S/N = \frac{C \cdot t_{exp}}{(C \cdot t_{exp} + R \cdot t_{exp})^{1/2}} = \sqrt{C \cdot t_{exp}}$$

Los resultados mostrados en esta última Tabla se pueden cotejar con los del ETC si, por ejemplo, suponemos como flujo de entrada una línea espectral con un pico de emisión de $10^{-13}\ erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{Å}^{-1}$,

centrado en λ_0 , y con un *FWHM* pequeño de, digamos, $\sim 0.01 \text{ \AA}$. Esta comparación corresponde a los tests números 07, 16, 21 y 24 de la Tabla mostrada en el Apéndice C. El resto de los tests se basan en valores relativos entre diferentes outputs, pensados de manera que se verifiquen todos los aspectos relevantes del ETC a nivel de cálculo. Por ejemplo, los tests número 08, 09, 11, 17, 18 y 22 verifican diferentes configuraciones y operaciones dentro del ETC tomando en cuenta el hecho de que si se incluye un filtro neutro con transmitancia M o se disminuye el flujo de la fuente en un factor M , la señal debería disminuir en el mismo factor de modo que, para la misma razón señal/ruido, el tiempo de exposición debería incrementarse en dicho factor M (Ecuación 15 con $R = 0$). Otros tests usan este mismo argumento pero a través de la magnitud para chequear la implementación de la normalización cuando se usa un Black Body o un modelo de Kurucz (tests 10 y 12). Aparte de estas verificaciones cuantitativas, los primeros tests de la lista (del 01 al 06) son más generales y sirven para asegurarse del buen funcionamiento de la aplicación en sí misma y de los diferentes inputs considerados.

Todos los tests listados en la Tabla del Apéndice C (y algunos más que se hicieron aunque fueran redundantes) fueron pasados exitosamente en esta versión del ETC. Esta lista de tests sirve, además, como referencia para verificar cualquier modificación futura del ETC.

MOSAIX: a tool to build large mosaics from GALEX images

Marcelo Armengot • Nestor Sánchez •
Javier López-Santiago •
Ana Inés Gómez de Castro

Abstract Large sky surveys are providing a huge amount of information for studies of the interstellar medium, the galactic structure or the cosmic web. Setting into a common frame information coming from different wavelengths, over large fields of view, is needed for this kind of research. GALEX is the only nearly all-sky survey at ultraviolet wavelengths and contains fundamental information for all types of studies. GALEX field of view is circular embedded in a squared matrix of 3840×3840 pixels. This fact makes it hard to get GALEX images properly overlapped with the existing astronomical tools such as Aladin or Montage. We developed our own software for this purpose. In this article, we describe this software and makes it available to the community.

Keywords astronomical images; image processing; space telescopes; ultraviolet astronomy

1 Introduction

Mosaicking astronomical images is a complex task. Sky images are projections of spherical maps onto the Euclidean plane. Each astronomical image may have its own projection system (the world Coordinate System standard proposes up to 25 different projections). Thus, combining sky images into a unique image (a mosaic) can involve not only rotating and translating, but also re-projecting the images.

Images from astronomical facilities are distributed in Flexible Image Transport System (FITS) file format.

Marcelo Armengot

Nestor Sánchez

Javier López-Santiago

Ana Inés Gómez de Castro

AEGORA Research Group - Universidad Complutense de Madrid, Fac. de CC Matemáticas, 28040 Madrid, Spain

FITS is a digital file format used to store scientific data: images, binary tables and, in general, data arrays of arbitrary dimension. Each FITS file consists of a header and a data block: a table, an image, a spectrum, a list of photons or a data cube. The header is an ASCII text that contains the information describing the data set, the instrument and its configuration to guarantee that the observation can be repeated by any other observer, according to the requirements of the scientific method (see, for instance the documentation in the International Virtual Observatory Alliance for astronomical data standardizing at www.ivoa.net). In particular, the header of 2D- or 3D-images offers information about the scientific coordinate systems that are overlaid on the image itself (typically only one) including the projection system. FITS visualization tools convert from pixels to astronomical coordinates by using this information. Therefore, the header contains the information needed to combine and re-project images onto mosaics.

However, building a mosaic involves more information than just pure astrometry. Even in well planned space-based surveys, such as the all-sky survey runs by the Galactic Evolution Explorer (GALEX-AIS), exposure times are not exactly the same, nor background levels. Thus, building a scientifically useful mosaic requires to correct for background levels, as well as to define algorithms that include flux rebinning when geometric re-projection is applied.

Aladin is an interactive software developed and maintained by the Strasbourg astronomical Data Center (CDS) and used extensively by the astronomical community to visualize images coming from different sources and surveys. The astronomical image mosaic engine developed at Caltech/JPL for its space missions is Montage¹, a toolkit for assembling FITS images into

¹Visit <http://montage.ipac.caltech.edu> for more details.

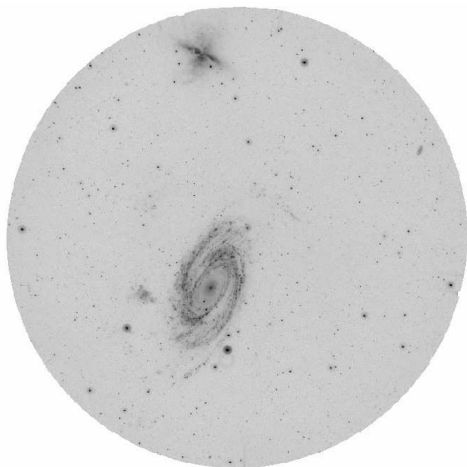


Fig. 1 GALEX NUV image of the M81 and M82 galaxies with the field of view overlaid.

custom mosaics. However, it does not suit well for mosaicking GALEX images. The field of view of GALEX is circular (see Figure 1). The FITS file contains zeros outside the field of view. The Montage task *mFixNan* can be used to convert a range of supplied values into NaNs. One may be tempted to use this task to convert every pixel with a value equal or lower than zero into a NaN. However, this approach causes several problems when the resulting images with NaN values are mosaicked with Montage. The exposed field of the image may also contain pixels with a value of zero and they would not be treated by Montage.

The next UV mission to be flown is the World Space Observatory - Ultraviolet (WSO-UV) (Sachkov et al. 2014). WSO-UV is a 170 cm primary telescope equipped with instrumentation for imaging and spectroscopy in the ultraviolet (UV) range, from 115 to 320 nm. ISSIS is the imaging instrument on board WSO-UV and it will be equipped with Micro-Channel-Plate (MCP) detectors, as the GALEX mission, which have very low read-out noise (to detect weak extended structures) but that can be damaged by high count rates (Gómez de Castro et al. 2014; Gómez de Castro et al. 2014). The ISSIS team will extensively use the GALEX database to select interstellar regions for future research and to define avoidance regions. For this purpose, we require large UV maps of the sky where interstellar features extending over several degrees in the sky (see Figure 2) can be properly studied. Given the limitations of the Montage software, we developed our own software, MOSAIX, that we make available (subsection 3.3.3) to the scientific community.



Fig. 2 GALEX FUV image of an Interstellar Medium filament covering more than 2 degrees in the sky. This mosaic was generated with Aladin.

The paper is organized as follows. In Section 2 a brief outline on GALEX data is provided. The algorithm is described in Section 3 and the tests we have run are detailed in Section 4. Further useful information and implementation details can be found in Section 3.3. Conclusions and future work are summarized in Section 5.

2 About GALEX images

GALEX performed an all-sky survey in the far ultraviolet (FUV) and near ultraviolet (NUV) bands (Morrissey et al. 2007). Releases from the mission include the archive stored in the NASA Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) as well as high level science products like the point source catalogue (Bianchi et al. 2014). Our work uses images obtained by GALEX in the far ultraviolet, 135-175 nm, or FUV band and in the near ultraviolet, 175-280 nm, or NUV band. The current release of the GALEX archive contains data products from the mission pipeline². Most of them are FITS files, both tables and images. The archive contains flux-calibrated images in the NUV and FUV bands, in photons per second per pixel, as well as background-subtracted intensity maps and count maps (photons/pixel) in both NUV and FUV. For this work, intensity maps without background subtraction were used because it is a better choice when looking for extended weak structures. However, for high sensitivity applications we recommend the user to subtract the sky background prior to mosaicking. Note that the GALEX mission provides background subtracted images among its standard output products.

²Visit the general FAQ of GR6 in galex.stsci.edu for a complete list of products.

The information contained in the FITS header is used to compute the projection elements for building the mosaic. NAXIS1 and NAXIS2 are the sizes (in pixels) of the data for the horizontal and vertical axis, respectively. The GALEX mission database provides 3840×3840 pixels images. The RA_CENT and DEC_CENT values are the right ascension and declination of the target point and they correspond to the central pixel coordinates (1920.5, 1920.5) that are given by the parameters CRPIX1 and CRPIX2. The increase step for each axis is given by CDELTA1 and CDELTA2 and it is always $= 4.1667 \times 10^{-4}$ degrees/pixel (equivalent to 1.6 degrees / 3840 pixels). The angle between the North and the second axis (CROTA2) is always zero for the GALEX images we are using in this work. With this information read from the header the coordinates of every point on the image can be computed. The matrix of pixels representing the image has only one channel with a given view size of 1.28 degrees (in FUV) or 1.24 degrees (NUV).

3 Merging algorithm

GALEX images are generated in gnomonic projection (Morrissey et al. 2007), i.e. the celestial sphere is projected on the plane of the sky considered to be tangent to the sphere in the center of the field (Green 1985). Projection effects are not considered at this stage of the software development. Distortion effects are negligible³ for the GALEX field of view. For the correct image alignment both the angular distance and the rotation angle between the images must be known. We first present how two images are assembled together (Section 3.1) and then we generalize it (Section 3.2) for more than two images.

3.1 Two images

The alignment of the reference system is made in two steps: displacement (3.1.1) to match the center of the two images and then, rotation (3.1.2). The generic procedure can be summarized as follows: First, we build the required canvas (in a matrix grid) for the mosaic and then the first image is mapped to it without any motion or rotation. We name this first image the *baseline image*. Finally, the *inset image* is added to the canvas after moving and rotating it to completely match the baseline image in overlapping portions.

³The difference in pixel sizes between the center and the edge of the image is ~ 0.2 mas.

3.1.1 Translation

Let (C_x, C_y) be the center of the baseline image in the new canvas and, associated to this reference pixel, the coordinates of the baseline image must be read from the header. Let $(\alpha_0, \delta_0) \in \mathbb{R}$ be the coordinates of this point which are the right ascension (α_0) and declination (δ_0) respectively. Let $(\alpha, \delta) \in \mathbb{R}$ be the center coordinates of the inset image.

The distances Δx and Δy (in pixels) between the center of the two images are computed (Snyder 1987) as,

$$A = \cos(\delta) \times \cos(\alpha - \alpha_0) \quad (1)$$

$$F = s \times \frac{(180/\pi)}{\sin(\delta_0) \times \sin(\delta)} + (A \times \cos(\delta_0)) \quad (2)$$

$$\Delta y = -F \times (\cos(\delta_0) \times \sin(\delta)) - (A \times \sin(\delta_0)) \quad (3)$$

$$\Delta x = -F \times \cos(\delta) \times \sin(\alpha - \alpha_0) \quad (4)$$

being s the pixel scale. The variables Δx and Δy fit the offset between the two images but they must be integers, thus we use the *round* function to find the nearest integer:

$$\begin{aligned} X &= \text{round}(C_x + \Delta x) \\ Y &= \text{round}(C_y + \Delta y) \end{aligned} \quad (5)$$

3.1.2 Rotation

In Figure 3 the orientation of the images in the plane of the sky is shown. Both the center of the baseline image (α_0, δ_0) and the center of the inset image (α, δ) are marked.

If the position angle in the FITS file header is zero no rotation needs to be applied and the y-axis of the digital image, the vertical line in the figure, is aligned with the polar direction. As a result, the angle between the two images can be computed as:

$$\theta = \arctan\left(\frac{\Delta x}{\Delta y_{pole} - \Delta y}\right) \quad (6)$$

3.2 More than two images

When only two images are processed the coordinates of one of them can be used as a reference for the output mosaic. In multiple merging, the point located at the middle of the whole set of images is associated with the center pixel of the new FITS image canvas. This point will be the baseline point and all the merging images will be shifted and rotated around it for being inserted into the canvas.

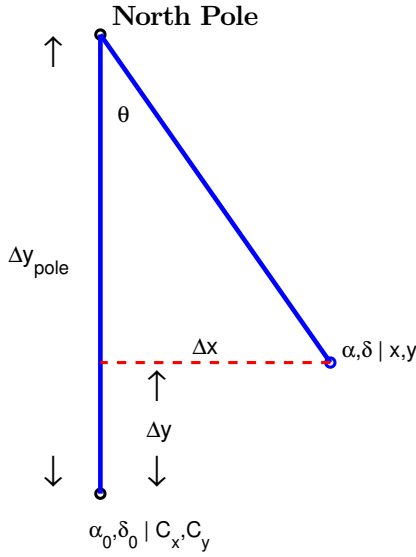


Fig. 3 Sketch of the relative position of two GALEX images projected on the sky tangent plane.

3.2.1 Computing the canvas size

From a set of FITS images with central coordinates (α_i, δ_i) , the resulting canvas size is computed in four steps:

1. The first size estimate (in degrees) is computed from the centers of the images:

$$\begin{aligned} \Delta\alpha &= \max(\alpha_i) - \min(\alpha_i) \\ \Delta\delta &= \max(\delta_i) - \min(\delta_i) \end{aligned} \quad (7)$$

2. The pixel scale (s) is applied to convert angular distances into pixels.
3. Then, a frame is added to the canvas. If each single image has N pixels per side, the canvas size ($W \times H$) will be:

$$\begin{aligned} H &= N + (\Delta\alpha \times s) \\ W &= N + (\Delta\delta \times s) \end{aligned} \quad (8)$$

4. Finally, the canvas size is made a little bit larger because rotation effects may prevent that an image is properly inserted. Note that the worse case is an image to be placed in the corner of the canvas that must be rotated by 45 degrees. A pixel frame of around 795 pixels would be needed in this case.

We must point out that the possibility to perform pixel resampling is not offered in this first version of the software. That is, the final canvas pixel size is the same as the original GALEX images (1.5 arcsec/pixel).

3.2.2 Center (baseline) point

In a multiple image merging task, nearly all the pictures will be rotated. Our approach fixes a central reference point in the middle of the image with its space coordinates rightly defined (α_c, δ_c) . This is the midpoint between maximum and minimum coordinates and it is associated to the central pixel $(W/2, H/2)$ of the canvas:

$$\begin{aligned} \alpha_c &= \min(\alpha_i) + \frac{\Delta\alpha}{2} \\ \delta_c &= \min(\delta_i) + \frac{\Delta\delta}{2} \end{aligned} \quad (9)$$

3.2.3 Algorithm

In Section 3.1 we described the simple case when only two images are being aligned. For more than two images, after calculating the canvas size ($W \times H$) and its central point (α_c, δ_c) , the algorithm follows the next steps:

1. For each FITS image:
 - Computing the pixel distance between center of the i -th image and the coordinates (α_c, δ_c) of the central pixel $(W/2, H/2)$ of the canvas, by using the equations shown in Section 3.1.1.
 - Insert the image on the appropriate place.
 - Make the rotation with Equation 6 for completing the alignment.
2. Write the data matrix on a FITS file, adding the correspondence between the central (α_c, δ_c) coordinates and the central $(W/2, H/2)$ pixel position in its header, and write the scale factor and other information in the header.

3.3 Software details

3.3.1 Pixel average

The simple way for computing the average intensity of each pixel (in MatLabTM) requires the use of the NaN values for the surrounding black area of the image. Actually, if GALEX images are processed with Montage, this NaN set up must be done by the user (with other software) or some strip effects could appear on the overlapping areas.

A multi-layer matrix where these surrounding non-signal pixels have NaN values lets MatLabTM use of *nansum* function to add only data values. With this method, each layer will store only an image matrix at the first step of the process. When all the images are placed in their correct position the average of the intensity is possible along the third dimension of the cube.

Figure 4 shows an example with two images correctly aligned. Each image is placed in its own layer. Computing the resulting matrix in this case requires the before mentioned averaging.

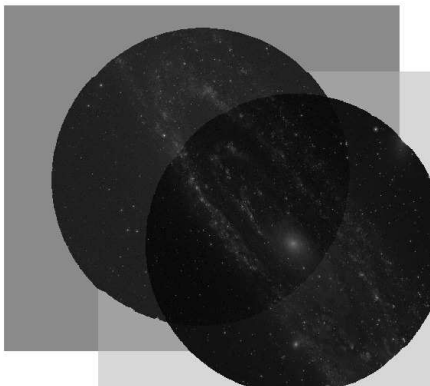


Fig. 4 Two merging FITS on one image per layer cube. Final average must be computed along the third dimension (perpendicular to the paper). The NaN frame around the image is shown in gray colors.

With the purpose of an effective use of the system resources (particularly the computer memory), a single-layer matrix can be used if the sum and average of each new incorporated image are made inside a bounded sub-matrix equivalent to the size of the new added image.

3.3.2 Rotation

Image rotation requires some operations with pixel values that can create distortion because the presence of noise in the signal data. The resulting matrix will have in each pixel a linear combination of original values. Our recommendation for completing the rotation process (in MatLab™) involves the use of the *imrotate* function applying the *nearest neighbour* modality so that a loss-less interpolation be reached. This option searches, among the original values, the most similar numbers to the estimated output.

3.3.3 Availability

MOSAIX is a set of MatLab™ scripts to build big mosaics from GALEX images. The original scripts are available at the odin.estad.ucm.es/mosaix web site. The scripts are prepared for a friendly use with three parameters: (1) the folder of the FITS files (2) the name of the output file and (3) a boolean flag for intermediate plots. Get your mosaics typing in the MatLab™ prompt the next command:

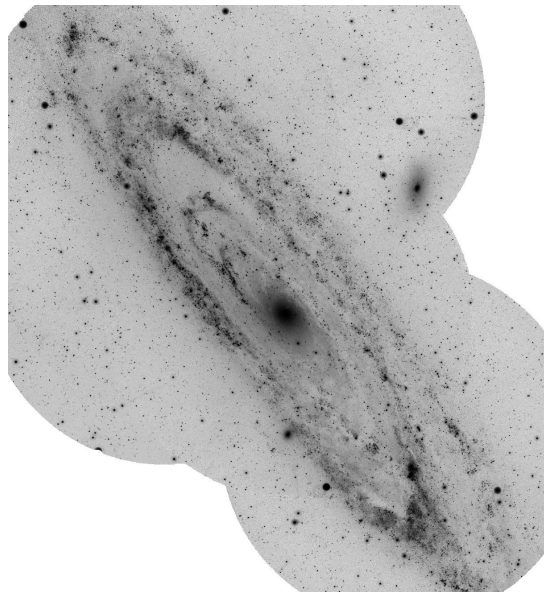


Fig. 5 Final reconstruction of M31 galaxy from several FITS files.

```
totalmerging('folder/','test.fits',0)
```

4 Tests

4.1 Image quality

The mosaicking process involves interpolation for rotation, averages of overlapping areas and numerical rounding. Comparing the result with the original data is the only way to check how much the data was modified, mainly when the aim of this task is to do other kind of analysis with the final image.

Seven FUV images from GALEX were used to generate our first mosaic, shown in Figure 5. For a reference comparison, the Montage tool was used too with the same set of images. Figure 6 shows a 1000×1000 pixels section of the mosaic where the quality tests were applied.

Two quality measures were used comparing the mosaic data with the original data. First, the classical Peak Signal-to-Noise Ratio (PSNR) defined as $PSNR = 10 \log_{10}(MAX^2/MSE)$, where MAX is the maximum possible value of the signal and MSE is the mean square error between the original signal and the mosaic result. Second, the Structural Similarity (SSIM) index which measures the similarity between two im-

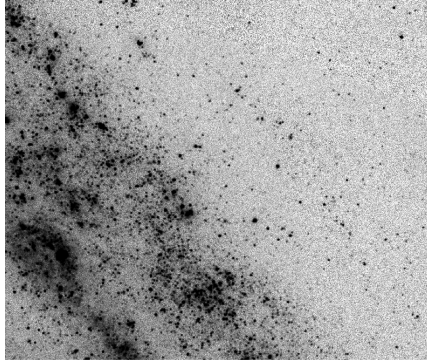


Fig. 6 Section of the final image where an overlapped area is included. Several subimages of this region have been processed in the image quality tests. The same section was taken from MOSAIX as well as from Montage, for testing the similarity with the original image (without overlapping).

ages and is defined as follows:

$$\text{SSIM}(x, y) = \frac{(2\mu_x\mu_y + c_1)(2\sigma_{xy} + c_2)}{(\mu_x^2 + \mu_y^2 + c_1)(\sigma_x^2 + \sigma_y^2 + c_2)} \quad (10)$$

being μ_x the average of the first image (called x), μ_y the average of the second image (called y), σ_x^2 the variance of x , σ_y^2 the variance of y and σ_{xy} the covariance of x and y . $c_1 = (k_1L)^2$ and $c_2 = (k_2L)^2$ are two variables to stabilize the division with weak denominator. The parameter L is the dynamic range of the pixel-values, and $k_1 = 0.01$ and $k_2 = 0.03$ by default. The performance of this measure has been shown recently by Wang et al. (2004). Figure 7 shows the results for several image sizes. In both cases (SSIM and PSNR) the differences are negligible, that is both programs produce final images that are very similar to the original ones in the overlapped regions.

4.2 Execution time

Montage software was developed to be able to work in several CPUs. However, for the common user the time to compute the total mosaic (in a single machine) is the most important factor to be considered. The timing tests were made on a multicore workstation with four cores for eight running threads Intel(R) Core™i7 CPU 920 2.67 GHz and 6 Gb of RAM memory. Five overlapped images (increasing the mosaic field of view) were processed with the Montage software. The same operations were processed with our scripts. To get the computing time the bash script *time* command was used for

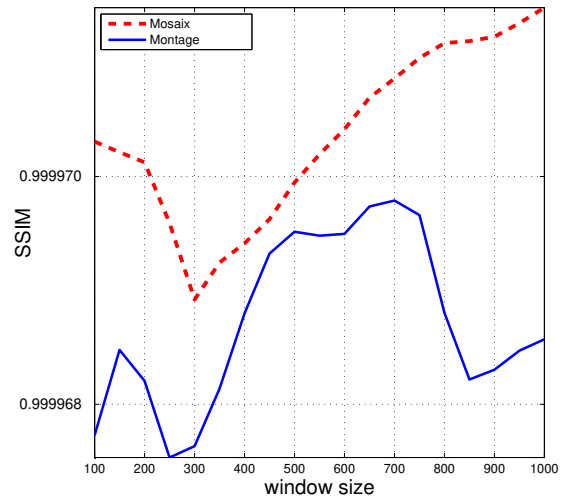
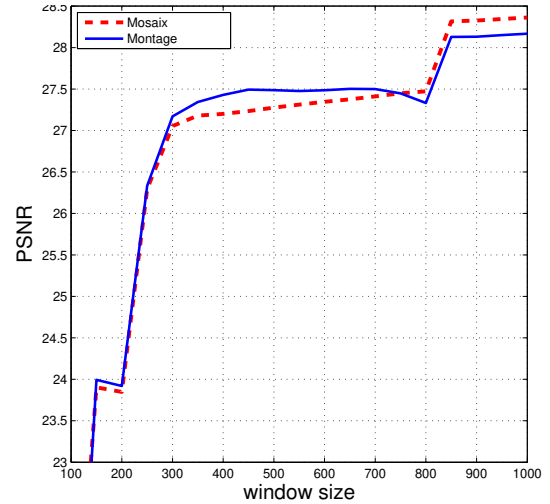


Fig. 7 Tests of comparison between original images and merged mosaics. On the top, PSNR measure is shown. On the bottom, the SSIM is shown in logarithmic axis. Both of them show the results for different window sizes of the image. The values are so close to the maximum value (1) that it was needed to zoom into the vertical axis.

Montage and the *cputime* MatLab™ function for our scripts. Figure 8 shows that, as expected, the execution time increases with the size of the mosaic. However, our scripts show an improvement compared with Montage.

5 Some conclusions and future work

This paper summarises the main characteristics of Mosaix, the tool developed by our team for mosaicking GALEX mission images. Our software accomplishes the standards of Montage in terms of overlapping qual-

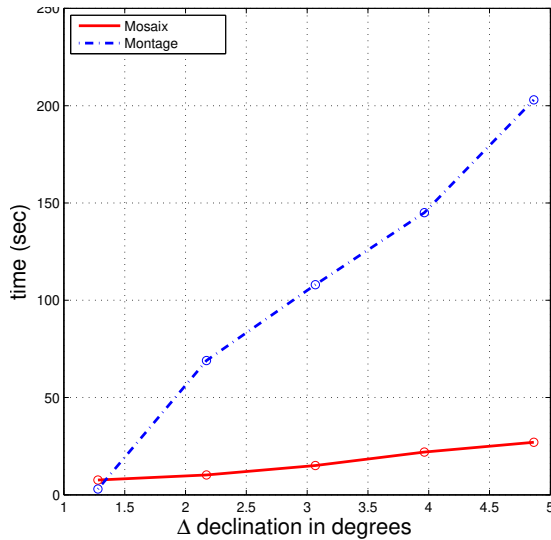


Fig. 8 Test of processing time. Several sized mosaics were processed with Montage software and our scripts. Vertical axis shows the time elapsed in each case.

ity and re-projection and guarantees no loss of information in the overlapping regions. As a specific tool for GALEX, our software is optimized to work with images from this mission. The user needs to provide only the original images from GALEX and run the programme. Previous operations with the GALEX images are not needed, contrarily to Montage. Velocity tests demonstrate our software is faster than Montage in single processor usage (we note that Montage can be run also in parallel mode). There are several improvements suitable to be incorporated in future versions such as the possibility of user-specified regridding or the generalization to images from other missions. This initial version of our software is distributed for MatLabTM. Subsequent versions for IDL will be provided in the future.

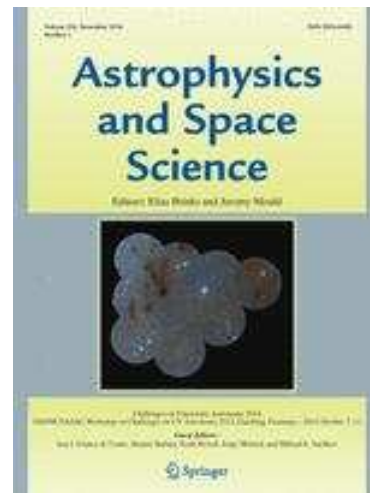
Acknowledgements

Thanks to Dr. Jason Dieter Fiege⁴, writing resulting matrix in a FITS file is easy. With his *mfits* library we can fit coordinates and other header settings. We would like to thank the anonymous referee for many useful comments that improved this paper. We acknowledge financial support from Ministerio de Economía y Competitividad of Spain through grant AYA2011-29754-C03-01

⁴The *mfits* library written by Dr. Jason Fiege (fiege@physics.umanitoba.ca) at University of Manitoba is available for free. Some modifications were included in the scripts here developed.

References

- Bianchi, L., Conti, A., Shiao, B.: *Advances in Space Research* **53**, 900 (2014). 1312.3281
- Gómez de Castro, A.I., Perea, B., Sánchez, N., López-Santiago, J., Chirivella, J., Seijas, J.: *Astrophysics and Space Science* **354**, 177 (2014)
- Gómez de Castro, A.I., Sestito, P., Sánchez, N., López-Martínez, F., Seijas, J., Gómez, M., Rodríguez, P., Quintana, J., Ubierna, M., Muñoz, J.: *Advances in Space Research* **53**, 996 (2014). 1302.1004
- Green, R.M.: *Spherical Astronomy*, (1985)
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T.A., Small, T., Seibert, M., Wyder, T.K., Budavári, T., Arnouts, S., Friedman, P.G., Forster, K., Martin, D.C., Neff, S.G., Schiminovich, D., Bianchi, L., Donas, J., Heckman, T.M., Lee, Y.-W., Madore, B.F., Milliard, B., Rich, R.M., Szalay, A.S., Welsh, B.Y., Yi, S.K.: *The Astrophysical Journal Supplement Series* **173**(2), 682 (2007)
- Sachkov, M., Shustov, B., Gómez de Castro, A.I.: *Advances in Space Research* **53**, 990 (2014)
- Snyder, J.P.: *Map Projections: A Working Manual*. U.S. Government Printing Office Publisher, (1987)
- Wang, Z., Bovik, A.C., Sheikh, H.R., Simoncelli, E.P.: *Trans. Img. Proc.* **13**(4), 600 (2004)



Bibliografía

- Armengot, M., Gómez de Castro, A. I., López-Santiago, J., Sánchez-Doreste, N., May 2015. UV image processing to detect diffuse clouds. In: Cenarro, A. J., Figueras, F., Hernández-Monteagudo, C., Trujillo Bueno, J., Valdivielso, L. (Eds.), *Highlights of Spanish Astrophysics VIII*. pp. 863–863.
- Armengot, M., Sánchez, N., López-Santiago, J., Gómez de Castro, A. I., Nov. 2014. MOSAIX: a tool to built large mosaics from GALEX images. *Astrophysics and Space Science* 354, 113–119.
- Barnard, E. E., Jan. 1919. On the dark markings of the sky, with a catalogue of 182 such objects. *The Astrophysical Journal* 49.
- Begum, A., Stanimirović, S., Peek, J. E., Ballering, N. P., Heiles, C., Douglas, K. A., Putman, M., Gibson, S. J., Grcevich, J., Korpela, E. J., Lee, M.-Y., Saul, D., Gallagher, III, J. S., Oct. 2010. Compact H I Clouds from the GALFA-H I Survey. *The Astrophysical Journal* 722, 395–411.
- Bertin, E., Arnouts, S., Jun. 1996. SExtractor: Software for source extraction. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 117, 393–404.
- Bianchi, L., Conti, A., Shiao, B., Mar. 2014. The ultraviolet sky: An overview from the GALEX surveys. *Advances in Space Research* 53, 900–912.
- Dobashi, K., Uehara, H., Kandori, R., Sakurai, T., Kaiden, M., Umemoto, T., Sato, F., Feb. 2005. Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on Digitized Sky Survey I. *Publications of the Astronomical Society of Japan* 57, S1–S386.
- Draine, B. T., Apr. 2003a. Astrophysics of Dust in Cold Clouds. *The Cold Universe: Saas-Fee Advanced Course* 32, 93.
- Draine, B. T., 2003b. Interstellar dust grains. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 41 (1).
- Draine, B. T., 2011. *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*. Princeton University Press.
- Dutra, C. M., Bica, E., Feb. 2002. A catalogue of dust clouds in the Galaxy. *Astronomy and Astrophysics* 383, 631–635.
- Dyson, J. E., Williams, D. A., 1997. *The physics of the interstellar medium*. Institute of Physics Publishing Ltd.
- Field, G. B., Goldsmith, D. W., Habing, H. J., Mar. 1969. Cosmic-Ray Heating of the Interstellar Gas. *The Astrophysical Journal* 155, L149.

- Frech, M., 1992. Isolines module. Evans & Shutterland.
- Gómez de Castro, A. I., Lecavelier, A., D’Avillez, M., Linsky, J. L., Cernicharo, J., Jun. 2006. UV Capabilities to Probe the Formation of Planetary Systems: From the ISM to Planets. *Astrophysics Space Science* 303, 33–52.
- Gomez de Castro, A. I., Lopez-Santiago, J., Lopez-Martinez, F., Sanchez, N., Sestito, P., Armengot, M., de Castro, E., Cornide, M., Yanez Gestoso, J., Jul. 2013. a Galex Based Survey of the Taurus Star Forming Region. In: *Protostars and Planets VI Posters*. p. 1.
- Group, J. I. S. W., 1988. Infrared Astronomical Satellite (IRAS) Catalogs and Atlases: The Small scale structure catalog. *Infrared Astronomical Satellite (IRAS) Catalogs and Atlases*. Scientific and Technical Information Division, National Aeronautics and Space Administration.
URL <https://books.google.es/books?id=JIKzYC367zYC>
- Hamden, E. T., Schiminovich, D., Seibert, M., Dec. 2013. The Diffuse Galactic Far-ultraviolet Sky. *The Astrophysical Journal* 779, 180.
- Hanisch, R. J., Farris, A., Greisen, E. W., Pence, W. D., Schlesinger, B. M., Teuben, P. J., Thompson, R. W., Warnock, III, A., Sep. 2001. Definition of the Flexible Image Transport System (FITS). *Astronomy and Astrophysics* 376, 359–380.
- Harwit, M., Jan. 2004. The Herschel mission. *Advances in Space Research* 34, 568–572.
- Hastie, T., Tibshirani, R., Friedman, J., 2009. *The Elements of Statistical Learning: Data Mining, Inference, and Prediction*, Second Edition. Springer Series in Statistics. Springer New York.
URL <https://books.google.es/books?id=tVIjmNS30b8C>
- Henney, W., Nov. 1997. J. Mayo Greenberg, *The Cosmic Dust Connection*. SSR 82, 467–467.
- Henry, R. C., Murthy, J., Overduin, J., Tyler, J., Jan. 2015. The Mystery of the Cosmic Diffuse Ultraviolet Background Radiation. *ApJ* 798, 14.
- Herczeg, G. J., Linsky, J. L., Valenti, J. A., Johns-Krull, C. M., Wood, B. E., jun 2002. The Far-Ultraviolet Spectrum of TW Hydrae. I. Observations of H₂ Fluorescence. *The Astrophysical Journal* 572, 310–325.
- Hulst, V. H. C. V. D., 1981. *Light scattering by small particles*. Dover Publications, Inc.
- Kleinmann, S., 1986. *IRAS Serendipitous Survey Catalog: Explanatory Supplement*. Infrared Astronomical Satellite (IRAS).
URL <https://books.google.es/books?id=GzXA0wAACAAJ>
- Li, A., Greenberg, J. M., 2003. In dust we trust. *Proceedings NATO Advanced Study Institute on Solid State Astrochemistry* 120.
- Low, F. J., Young, E., Beintema, D. A., Gautier, T. N., Beichman, C. A., Aumann, H. H., Gillett, F. C., Neugebauer, G., Boggess, N., Emerson, J. P., Mar. 1984. Infrared cirrus - New components of the extended infrared emission. *The Astrophysical Journal* 278, L19–L22.
- Magnani, L., Blitz, L., Mundy, L., Aug. 1985. Molecular gas at high Galactic latitudes. *ApJ* 295, 402–421.

- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., Morrissey, P., Friedman, P. G., Barlow, T. A., Conrow, T., Grange, R., Jelinsky, P. N., Milliard, B., Siegmund, O. H. W., Bianchi, L., Byun, Y.-I., Donas, J., Forster, K., Heckman, T. M., Lee, Y.-W., Madore, B. F., Malina, R. F., Neff, S. G., Rich, R. M., Small, T., Surber, F., Szalay, A. S., Welsh, B., Wyder, T. K., Jan. 2005. The Galaxy Evolution Explorer: A Space Ultraviolet Survey Mission. *The Astrophysical Journal* 619, L1–L6.
- McKee, C. F., Ostriker, J. P., Nov. 1977. A theory of the interstellar medium - Three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate. *The Astrophysical Journal* 218, 148–169.
- Molinari, S., Abergel, A., Rivera-Ingraham, A., Noriega-Crespo, A., Traficante, A., di Giorgio, A., Zavagno, A., Chrysostomou, A., Roy, A., Babar, A., Maiolo, B., Schulz, B., Jiang, B., Sibthorpe, B., Swinyard, B., Battersby, C., Burigana, C., Brunt, C., Davis, C., Joblin, C., Waelkens, C., Meny, C., Codella, C., Popescu, C., Polychroni, D., Eden, D., Ikhenaoade, D., Elia, D., Paradis, D., Shepherd, D., Russeil, D., Ward-Thompson, D., Stamatellos, D., Marshall, D., Sturm, E., Rosolowsky, E., Schisano, E., Faustini, F., Agostini, F., Massi, F., La Morgia, F., Piacentini, F., Strafella, F., Boulanger, F., Schuller, F., Motte, F., Wyrowski, F., Fuller, G., de Gasperis, G., Joncas, G., Giardino, G., White, G., Umana, G., Lagache, G., Rivest, G., Stringfellow, G., Yorke, H., Ristorcelli, I., Difrancesco, J., Brand, J., Glenn, J., Kirk, J., Rodon, J., Baluteau, J.-P., Bernard, J.-P., Li, J., Neves, J., Mottram, J., Fischera, J., Bally, J., Richer, J., Blommaert, J., Cernicharo, J., Ganga, K., Morgan, L., Testi, L., Anderson, L., Piazzi, L., Campeggio, L., Conversi, L., Olmi, L., Valenziano, L., Montier, L., Spinoglio, L., Beltran, M., Huang, M., Miville-Deschenes, M.-A., Sauvage, M., Veneziani, M., Thompson, M., Cohen, M., Giard, M., Marengo, M., Compiègne, M., Griffin, M., Pomares, M., Hoare, M., Barlow, M., Burton, M., Reid, M., Smith, M., Pestalozzi, M., Juvela, M., Matsuura, M., Benedettini, M., Schneider, N., Billot, N., Peretto, N., Berne, O., Caselli, P., Debernardis, P., Natoli, P., Saraceno, P., Goldsmith, P., Garcia Lario, P., Martin, P., Schilke, P., Lucas, P., Andre, P., Royer, P., Zhang, Q., Plume, R., Cesaroni, R., Tuffs, R., Paladini, R., Vavrek, R., Taylor, R., Carey, S., Viti, S., Molinari, S., Masi, S., Pezzuto, S., Lord, S., Chakrabarti, S., Bontemps, S., Lim, T., Mueller, T., Robitaille, T., Troost, T., Moore, T., Minier, V., Reach, W., Fukui, Y., 2010. From Clouds to Young Stellar Objects and back again: the all-in-one view from the Herschel infrared Galactic Plane Survey. In: 38th COSPAR Scientific Assembly. Vol. 38 of COSPAR Meeting. p. 2.
- Molinari, S., Schisano, E., Elia, D., Pestalozzi, M., Traficante, A., Pezzuto, S., Swinyard, B. M., Noriega-Crespo, A., Bally, J., Moore, T. J. T., Plume, R., Zavagno, A., di Giorgio, A. M., Liu, S. J., Pilbratt, G. L., Mottram, J. C., Russeil, D., Piazzi, L., Veneziani, M., Benedettini, M., Calzoletti, L., Faustini, F., Natoli, P., Piacentini, F., Merello, M., Palmese, A., Del Grande, R., Polychroni, D., Rygl, K. L. J., Polenta, G., Barlow, M. J., Bernard, J.-P., Martin, P. G., Testi, L., Ali, B., André, P., Beltrán, M. T., Billot, N., Carey, S., Cesaroni, R., Compiègne, M., Eden, D., Fukui, Y., Garcia-Lario, P., Hoare, M. G., Huang, M., Joncas, G., Lim, T. L., Lord, S. D., Martinavarro-Armengol, S., Motte, F., Paladini, R., Paradis, D., Peretto, N., Robitaille, T., Schilke, P., Schneider, N., Schulz, B., Sibthorpe, B., Strafella, F., Thompson, M. A., Umana, G., Ward-Thompson, D., Wyrowski, F., Jul. 2016. Hi-GAL, the Herschel infrared Galactic Plane Survey: photometric maps and compact source catalogues. First data release for the inner Milky Way. *Astronomy and Astrophysics* 591, A149.
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., Small, T., Seibert, M., Wyder, T. K., Budavári, T., Arnouts, S., Friedman, P. G., Forster, K., Martin, D. C., Neff, S. G., Schiminovich, D., Bianchi, L., Donas, J.,

- Heckman, T. M., Lee, Y.-W., Madore, B. F., Milliard, B., Rich, R. M., Szalay, A. S., Welsh, B. Y., Yi, S. K., Dec. 2007. The Calibration and Data Products of GALEX. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 173, 682–697.
- Murthy, J., Aug. 2014. GALEX Diffuse Observations of the Sky: The Data. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 213, 32.
- Murthy, J., Jun. 2016. Modelling dust scattering in our Galaxy. *MNRAS* 459, 1710–1720.
- Murthy, J., Henry, R. C., Sujatha, N. V., Dec. 2010. Mapping the Diffuse Ultraviolet Sky with the Galaxy Evolution Explorer. *The Astrophysical Journal* 724, 1389–1395.
- Narayan, S., Murthy, J., Karuppath, N., Apr. 2017. Dust scattering from the Taurus Molecular Cloud. *MNRAS* 466, 3199–3205.
- Neugebauer, G., Habing, H. J., van Duinen, R., Aumann, H. H., Baud, B., Beichman, C. A., Beintema, D. A., Boggess, N., Clegg, P. E., de Jong, T., Emerson, J. P., Gautier, T. N., Gillett, F. C., Harris, S., Hauser, M. G., Houck, J. R., Jennings, R. E., Low, F. J., Marsden, P. L., Miley, G., Olton, F. M., Pottasch, S. R., Raimond, E., Rowan-Robinson, M., Soifer, B. T., Walker, R. G., Wesselius, P. R., Young, E., Mar. 1984. The Infrared Astronomical Satellite (IRAS) mission. *Astrophysical Journal Letters* 278, L1–L6.
- Peek, J. E. G., Heiles, C., Douglas, K. A., Lee, M.-Y., Grcevich, J., Stanimirović, S., Putman, M. E., Korpela, E. J., Gibson, S. J., Begum, A., Saul, D., Robishaw, T., Krčo, M., Jun. 2011. The GALFA-HI Survey: Data Release 1. *The Astrophysical Journal Supplement* 194, 20.
- Pikel’Ner, S. B., Apr. 1968. Heating of the Interstellar Gas by Subcosmic Rays, and the Formation of Clouds. *Soviet Astronomy* 11, 737.
- Sachkov, M., Shustov, B., Gómez de Castro, A. I., Jul. 2016. World Space Observatory Ultraviolet mission: status 2016. In: *Space Telescopes and Instrumentation 2016: Ultraviolet to Gamma Ray*. Vol. 9905 of *Proceedings of SPIE*. p. 990504.
- Sachkov, M., Shustov, B., Gómez de Castro, A. I., Kanev, E., Klochkova, V., Panchuk, V., Savanov, I., Sichevskij, S., Shugarov, A., Jun. 2017. WSO-UV Project for Stellar Astrophysics. In: *Balega, Y. Y., Kudryavtsev, D. O., Romanyuk, I. I., Yakunin, I. A. (Eds.), Stars: From Collapse to Collapse*. Vol. 510 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. p. 568.
- Snow, T. P., McCall, B. J., Sep. 2006. Diffuse Atomic and Molecular Clouds. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 44, 367–414.
- Sujatha, N. V., Murthy, J., Suresh, R., Conn Henry, R., Bianchi, L., 2010. GALEX Observations of Diffuse Ultraviolet Emission from Draco. *The Astrophysical Journal* 723, 1549–1557.
- Trumpler, R. J., Aug. 1930. Absorption of Light in the Galactic System. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 42, 214.
- Vazquez-Semadeni, E., Feb. 2009. Are There Phases in the ISM? *ArXiv e-prints*.

Weingartner, J. C., Draine, B. T., Feb. 2001. Dust grain-size distributions and extinction in the milky way, large magellanic cloud, and small magellanic cloud. *The Astrophysical Journal* 548, 296–309.

Whittet, D. C. B., 1992. *Dust in the galactic environment*. Institute of Physics Publishing.

Williams, D. A., 2000. Ashes to ashes, dust to dust. *Astronomy and Geophysics* 41 (3), 3.8–3.15.