



Universidad de Valladolid
Facultad de Ciencias

Trabajo Fin de Grado

Grado en Física

Truncaciones: buscando el límite de las galaxias

Autor: Alberto Royo Valle

Tutor/es: Fernando Buitrago Alonso

Índice general

1. Introducción	4
1.1. Abstract	4
1.2. Estructura del trabajo	4
1.2.1. Capítulo 2: Fundamento Teórico	5
1.2.2. Capítulo 3: Método Computacional	5
1.2.3. Capítulo 4: Estudio Fotométrico Experimental	5
2. Fundamento Teórico	6
2.1. Galaxias: Morfología y estructura	6
2.1.1. ¿Qué son las galaxias?	6
2.1.2. Estructura Galáctica	7
2.2. La expansión de Hubble y el Redshift (o corrimiento al rojo)	8
2.2.1. Desplazamiento al rojo	9
2.3. Radiación Del Cuerpo Negro	10
2.4. Coordenadas astronómicas	12
2.4.1. Coordenadas ecuatoriales	12
2.5. Fotometría	13
2.5.1. Intensidad, Densidad de Flujo y Luminosidad	15
2.5.2. Magnitudes Aparentes	17
2.5.3. Filtros	18
3. Método Computacional	20
3.1. Perfil de Brillo	21
3.2. Perfil de Masa	23
3.3. Correcciones	24
3.3.1. Depurado de la imagen	24
3.3.2. Correcciones Teóricas	26
4. Estudio fotométrico de las galaxias	28
4.1. Galaxia 79071	28
4.1.1. Perfil de Brillo	30
4.1.2. Perfil de Masa	31
4.1.3. Truncación	31
4.2. Galaxia 17058	33
4.2.1. Perfil de Brillo	34
4.2.2. Perfil de Masa	35
4.2.3. Truncación	36

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	3
4.3. Galaxia NGC 1277	37
4.3.1. Perfil de Brillo	38
4.3.2. Perfil de Masa	39
4.3.3. Truncacion	39
5. Conclusiones	42
Índice	

Capítulo 1

Introducción

1.1. Abstract

A photometric study of galaxy disk images is carried out in this final degree project, creating their observed surface brightness, Sloan Digital Sky Survey (SDSS) restframe surface brightness and mass profiles. The main goal of our study is the detection of some features in the flux/brightness profile for a selection of galaxies that can lead into the so-called Truncations or galactic "boundaries". The galaxies images were obtained from the most modern galaxy surveys like Great Observatories Origins Deep Survey or Sloan Digital Sky Survey.

I also present the theoretical context to motivate the physical background for this project. Several concepts such as Redshift, Black-Body radiation and Magnitude system take a big part in this project. Furthermore, a computational method is presented, consisting on an elliptical brightness integration of flux. Other methods can also be applied consisting in a radial integration [1].

It is to note that, to achieve the aims of this work, I had to modify or write a number of computer programs in Python, as well as reading specific literature in Astrophysics. Finally, as a proof of concept, an analysis of 3 different galaxies is performed, 2 of them being classified as "Relic Galaxies".

1.2. Estructura del trabajo

En el estudio de los cuerpos celestes, los objetos más grandes con los que nos podemos encontrar son las galaxias. Una galaxia es un sistema o un conjunto de estrellas, planetas, nubes de gas, polvo cósmico y materia oscura en equilibrio por su potencial gravitatorio. Éstas, históricamente, se clasifican de acuerdo a su morfología visual existiendo galaxias elípticas, en espiral y lenticulares de tamaños muy variados. El tamaño de las galaxias se mide en unidades de kiloparsecs [kpc]¹.

El objetivo principal de este trabajo es el de determinar las llamadas Truncaciones o "fronteras" galácticas realizando un estudio fotométrico de una galaxia. Se observará, por lo tanto, cómo decae la luminosidad en los perfiles de brillo.

Por otro lado, mediante este tipo de estudios se podrán obtener conclusiones sobre: las distintas partes que componen una galaxia, las poblaciones estelares y sobre su densidad de masa. En este proyecto se utilizarán las imágenes de los más avanzados cartografiados de galaxias ("Surveys" en inglés), tomadas por distintos telescopios (Hubble, SDSS ...) y empleando ciertos filtros. Se empleará software especializado en astrofísica

¹El parsec es una unidad de longitud utilizada en astronomía la cual equivale a: $1[pc] = 206265[ua] = 3,26160[ly] = 3,0857 \cdot 10^{16}[m](30856804799935500[m])$

para la determinación de los objetos estelares en la imagen para el posterior enmascaramiento y estudio de nuestra galaxia objetivo.

En el trabajo se profundizará en conceptos extra, propios de la astrofísica, además de emplear técnicas y conceptos de otras ramas como podría ser: Óptica, Electrónica, Física Computacional... A continuación se presenta un esquema sobre las diferentes partes de esta memoria.

1.2.1. Capítulo 2: Fundamento Teórico

Se presentan los fundamentos teóricos del trabajo que dan contexto para el correcto tratamiento e interpretación de los resultados. Se destacan los apartados:

- Repaso de los conceptos de expansión del universo y desplazamiento al rojo o Redshift.
- Repaso de la radiación del cuerpo negro y la ley de Wien la cual es crucial a la hora de interpretar resultados.
- Presentación de la definición teórica de las magnitudes las cuales miden el brillo de objetos celestes.

Por otro lado se presentan también las coordenadas astronómicas y la morfología y estructura de las galaxias.

1.2.2. Capítulo 3: Método Computacional

- Presentación del método computacional empleado en este trabajo para la determinación de los perfiles de brillo.
- Correcciones más importantes aplicadas a los datos:
 - Difracción producida por el aparato de medida: Dispersión de punto, PSF.
 - La presencia de ruido: Sustracción del ruido de fondo de la imagen.
 - Presencia de polvo en nuestra galaxia.
 - Geometría no Euclídea del universo: Cosmological Dimming/ Test de Tolman.
 - Inclinación de la galaxia.
- Cálculo de los Perfiles de Masa.

1.2.3. Capítulo 4: Estudio Fotométrico Experimental

Apartado dedicado al estudio experimental e interpretación de resultados de 3 Galaxias. Se presenta una breve introducción al concepto de “Galaxias reliquia”.

- Galaxia 79071: Galaxia Reliquia $z = 0,1335$.
- Galaxia 17058: Galaxia a Redshift alto $z = 0,6218$.
- Galaxia NGC1277: Galaxia Reliquia en el universo local a Redshift $z = 0,0169$.

Capítulo 2

Fundamento Teórico

2.1. Galaxias: Morfología y estructura

2.1.1. ¿Qué son las galaxias?

Las galaxias son las estructuras más masivas del cosmos, son los ladrillos que componen nuestro Universo y por lo tanto sirven como objeto de estudio para averiguar muchas de sus propiedades y evolución. Habitualmente, son definidas como un sistema complejo formado por un conjunto de estrellas, nubes de gas, planetas, polvo y materia oscura. Todos estos objetos celestes son unidos por un potencial gravitatorio que tiene dos contribuciones: la debida a la materia Bariónica y la debida a la materia Oscura.

Por **Materia Bariónica** se entiende la materia constituida por Bariones y Leptones. En un lenguaje más ordinario se podría decir que es la materia “normal” la cual podemos ver y medir directamente.

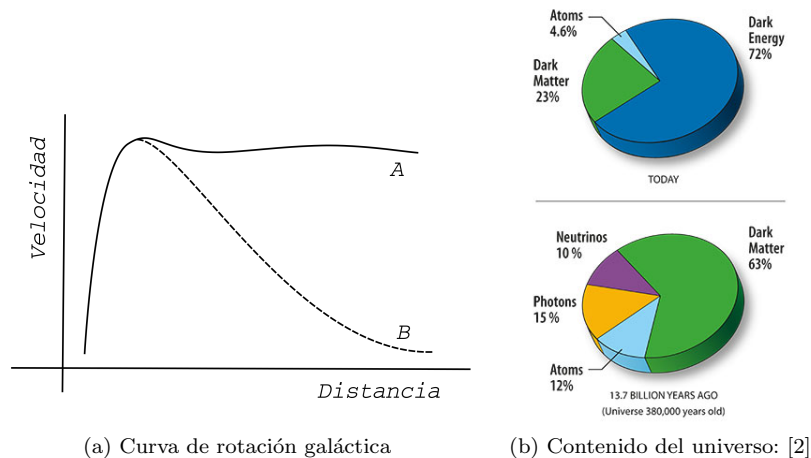


Figura 2.1: Materia Oscura

Por otro lado la **Materia Oscura** es la que se percibe “invisible” ante los aparatos de medida. Esto es así debido a que esta materia no emite radiación electromagnética. La materia oscura se estima en torno un 25% de la masa total del universo (véase Fig 2.1b).

Si los discos de las galaxias tuvieran una distribución de masa correspondiente a la materia observada, las velocidades de las curvas de rotación deberían disminuir en las largas distancias. Sería por lo tanto un caso similar al de las reglas que seguirían los planetas en un sistema orbital como podría ser el sistema solar. En un sistema orbital planetario (como el sistema solar) la velocidad orbital seguiría la Ley de la Gravitación Universal, Ecuación 2.1 la cual indica que el periodo orbital aumenta con el radio del semieje mayor de la orbita (o dicho con otras palabras, a mayor radio orbital, menor velocidad).

$$F = G \frac{Mm}{r} ; mv^2 = G \frac{Mm}{r} \rightarrow v \propto \frac{1}{\sqrt{r}} \quad (2.1)$$

Experimentalmente esto no ocurre. Al observar la curva de rotación galáctica real y la predecida según la materia visible se encuentra cierta discrepancia. Esto podría indicar la presencia de una masa no visible que influyera en las velocidades orbitales de las estrellas en las galaxias. A día de hoy esta diferencia entre las predicciones (según la masa visible) y las observaciones experimentales se conoce como el “problema de rotación galáctica” la cual es la manera más habitual de predecir la existencia de la materia oscura, Figura 2.1a. Los orígenes del descubrimiento de la materia oscura se remontan a los años 30 con las observaciones de Jan Hendrik Oort y Fritz Zwicky. Sus experimentos consistían en las observaciones de las velocidades de las estrellas en el vecindario solar y de las velocidades orbitales de las galaxias en clusters.

2.1.2. Estructura Galáctica

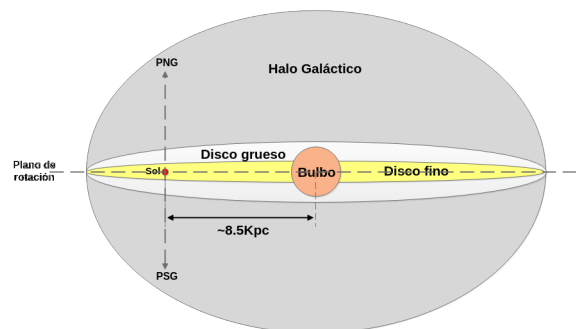


Figura 2.2: Estructura Galáctica (Vía Láctea)[3]. Nótese que los tamaños relativos no tienen por qué ser ciertos.

Bulbo/Esferoide

Es la zona central de la galaxia, la cual tiene la mayor densidad de estrellas agrupadas en una **estructura esférica**. Es por lo tanto la zona con más brillo. El bulbo tiene una forma esferoidal achatada que gira como un sólido rígido. En el bulbo se encuentra la mayoría de estrellas de Población II¹ [4], es decir, las más antiguas y rojizas (poco masivas). En el bulbo existe poca cantidad de gas y polvo a diferencia del disco galáctico (lo que podría explicar la baja densidad y formación de estrellas jóvenes). La presencia de gran cantidad de estrellas antiguas y poco energéticas dará al bulbo un espectro de emisión más rojizo en comparación a zonas de la galaxia donde la concentración de estrellas jóvenes y energéticas sea más común².

¹Población estelar tipo II: Pobres en metales, con pocos elementos más pesados que el helio. Población de estrellas primitivas

²Esto tiene que ver con la dependencia del espectro de emisión con la temperatura. Ver ley de Wien, Figura 2.5

Disco

Distribución más o menos circular y aplanada donde se encuentra la mayor cantidad de estrellas. La estructura aplanada es consecuencia de la rotación de los objetos que componen el disco, los cuales orbitan alrededor del centro galáctico. El disco galáctico contiene la mayor parte de materia interestelar (gas y polvo) lo cual podría explicar que sea la zona con mayor presencia de estrellas jóvenes de Población I³ (se dan procesos de formación estelar). Algo a tener en cuenta a la hora de estudiar la luminosidad del disco es la gran presencia de polvo la cual puede afectar a los perfiles de brillo absorbiendo ciertas longitudes de onda disminuyendo la luminosidad. (Sección 3.3.2).

Halo estelar

El Halo es una estructura esferoidal que la engloba completamente a la galaxia. Es la estructura más voluminosa y presenta una concentración de estrellas muy baja. Las pocas estrellas pertenecientes al halo son de Población II [4]. Estas estrellas podrían pertenecer a antiguas galaxias vecinas que se hayan incorporado al halo en un proceso de unión/fusión. Por otro lado en el Halo se encuentra la mayor concentración de los cúmulos globulares⁴.

Halo de materia oscura

Región más masiva y extensa que el halo estelar donde se encuentra una de gran cantidad de materia oscura la cual no podemos detectar mediante la observación directa. La presencia de esta materia oscura la podemos detectar por el efecto gravitatorio en la llamada curva de rotación.

2.2. La expansión de Hubble y el Redshift (o corrimiento al rojo)

Uno de los conceptos claves del trabajo es el **redshift** o desplazamiento al rojo, fenómeno físico el cual se debe a la expansión métrica del universo. La expansión provocará que toda la señal que proviene de galaxias lejanas sea desplazada en frecuencia o en longitud de onda respecto a su emisión.

Para poder comprender este fenómeno tenemos que remontarnos a las observaciones de Hubble en torno a 1930. Hubble descubrió experimentalmente que las líneas espectrales de las galaxias estaban desplazadas al rojo de una forma proporcional a la distancia a la que se encontraban. Este desplazamiento podría estar ligado al efecto Doppler y por lo tanto indicaría que las galaxias estaban en movimiento y se alejaban con velocidades proporcionales a su separación. Todos estos resultados experimentales parecían indicar que el universo se estaba expandiendo.

Remontándonos a la distancia propia $l(t)$ resultante de la métrica FLRW⁵, la distancia entre dos objetos dependerá del tiempo como el factor $a(t)$, de forma que se podrá comparar cómo cambia esta distancia en función del tiempo cosmológico t [5].

La velocidad de cambio de la distancia propia, $\frac{dl(t)}{dt}$, es proporcional a la propia distancia con una constante de proporcionalidad llamada el Parámetro de Hubble $H(t)$ o constante de Hubble⁶:

³Población estelar tipo I: Ricas en metales, estrellas jóvenes

⁴Los cúmulos globulares son un conjunto de estrellas con forma esferoidal el cual orbita respecto a un núcleo galáctico

⁵Métrica la cual es solución exacta de las ecuaciones de campo de la relatividad general de Einstein. Describe un universo en expansión (o contracción), homogéneo e isótropo.

⁶La "Constante" de Hubble no es constante en el tiempo, solo sera constante espacialmente

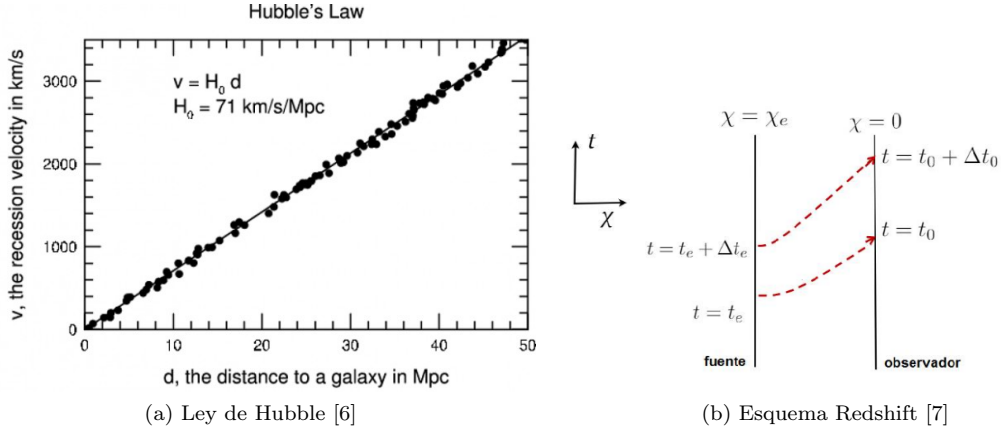


Figura 2.3

$$H(t) := \frac{\dot{a}(t)}{a(t)} \quad (2.2)$$

$$H(t) = \frac{\dot{l}(t)}{l(t)} \Rightarrow v = H_0 D \quad (2.3)$$

Otra interpretación de la constante de Hubble (esencialmente idéntica) es considerar que $H(t)$ es la velocidad a la que se separan 2 observadores fundamentales (por unidad de separación), Ecuación 2.3. Podemos considerar que $\dot{l} = v$ velocidad con la que se aleja la galaxia y que $l(t) = D$ distancia a la que se encuentra la galaxia con $H_0 = 73,52 \pm 1,62 \text{ Mpc km s}^{-1}$.

2.2.1. Desplazamiento al rojo

El resultado de la expansión métrica se va a ver reflejado en un desplazamiento de las frecuencias observadas respecto de las emitidas. La forma de cuantificar este fenómeno la da el llamado “Redshift” o desplazamiento al rojo. Atendiendo a la Figura 2.3b se podrá considerar un esquema donde una fuente emite pulsos de luz periódicos que serán recibidos por un observador. El primer pulso de luz se emite en un tiempo t_e y en una posición radial χ_e . Dicho pulso será recibido en la posición y tiempo posterior: (t_o, χ_o) ⁷.

Empleando la métrica FLRW y la propagación radial de un pulso luminoso se llega a una relación en función de la frecuencia emitida y recibida (ν_{em} y ν_{obs}), donde el cociente del factor de escala a dos tiempos, $a(t_{emitido})/a(t_{observado})$, regula el cambio de frecuencia de la luz entre dos instantes.

$$\frac{\nu_o}{\nu_e} = \frac{a(t_{emitido})}{a(t_{observado})} \quad (2.4)$$

Se podrá reescribir la expresión anterior en términos de longitudes de onda, lo que dará la definición del llamado desplazamiento a rojo:

⁷Subíndice: e=emitido, o=observado

$$1 + z = \frac{\lambda_o}{\lambda_e} = \frac{a_{obs}}{a_{em}} \quad (2.5)$$

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}} = \frac{\nu_{em} - \nu_{obs}}{\nu_{obs}} \quad (2.6)$$

Puesto que el universo está en proceso de expansión el factor de escala va a crecer y por lo tanto se va a observar índices z positivos. Como las galaxias se alejan se dirá que las frecuencias observadas esta desplazadas al rojo respecto de las emitidas.

Para valores pequeños se z el cambio en la distancia durante la propagación de la luz será pequeño y proporcional al tiempo de viaje del pulso t . Debido a que $t = D/c$ aproximadamente, el redshift será proporcional a D . Si la cte de proporcionalidad es dada por H/c la expresión 2.5 se asemeja a la forma habitual de la ley de hubble.

$$z = \frac{\lambda_1 - \lambda_2}{\lambda_2} = \frac{H_0}{c} D \quad (2.7)$$

Con:

1. D : Distancia actual del objeto observado (galaxia)
2. H_0 : Constante de Hubble en el momento actual
3. z : corrimiento al rojo

2.3. Radiación Del Cuerpo Negro

La radiación electromagnética, que emite todo cuerpo, son campos eléctricos y magnéticos oscilantes que se propagan a la velocidad de la luz en el vacío. La radiación electromagnética puede clasificarse de distintas maneras, la más usual es la clasificación según las frecuencias: ondas de radio, microondas, radiación infrarroja, luz visible, radiación ultravioleta, rayos X y rayos gamma. Véase Fig 2.4.

En este proyecto, al estudiar el brillo de las galaxias, la radiación electromagnética que más interesa es la perteneciente al espectro de la luz visible, desde los 400nm a 700nm. A pesar de eso los aparatos de medida utilizados podrán medir algo más allá del ultravioleta⁸ y del infrarrojo cercano⁹

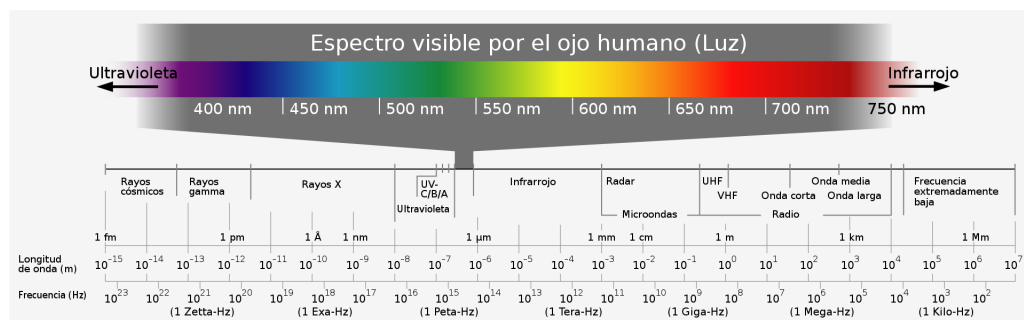


Figura 2.4: Espectro Electromagnético

Del estudio de la radiación emitida por ciertos objetos surge un modelo matemático capaz de predecir las longitudes de onda emitidas según la temperatura de dichos objetos, “la Radiación del Cuerpo Negro”.

⁸Ultravioleta: Longitudes de onda en torno a $100nm < \lambda < 400nm$.

⁹Infrarrojo: Longitudes de onda en torno a $700nm < \lambda < 2500nm$.

Se sabe que dentro de las estrellas, los fotones tienen una distribución de energía igual a la de un Cuerpo Negro [8] debido a que estos son formados en el núcleo y tardan miles de años en abandonar la estrella.

El cuerpo negro es un objeto teórico ideal el cual emite tanta radiación como la que absorbe no reflejando o dispersando la radiación incidente. Históricamente se modelizó el cuerpo negro como una cámara totalmente oscura donde toda la radiación incidente entra por un pequeño agujero y las paredes de la cámara absorben toda la radiación. Del estudio de la radiación que se escapa por la abertura del cuerpo negro se obtendría la característica “Radiación del Cuerpo Negro”.

El cuerpo negro es un tipo de radiador ideal el cual no se puede encontrar de forma perfecta en el universo real, a pesar de eso, se observa que muchos objetos se adaptan a la descripción que da la “Ley de Planck” [9]. Dicha ley indica la distribución de las longitudes de onda emitidas de acuerdo a la temperatura del objeto.

La **Ley de Planck** da la intensidad¹⁰ a frecuencia ν y temperatura T de un cuerpo negro [6, pág. 103]:

$$I(\nu; T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.8)$$

Con h la constante de Planck ($h = 6,63 \cdot 10^{-34}$ J s), k la constante de Boltzmann ($k = 1,38 \cdot 10^{-23}$ JK⁻¹) y c la velocidad de la luz ($c = 3 \cdot 10^8$ ms⁻¹). Notar las dimensiones de la intensidad $I = [\text{Wm}^2\text{Hz}^{-1}\text{sr}]$, será el mismo concepto que la intensidad específica de la radiación que se verá posteriormente en la ecuación 2.11.

Por otro lado, del estudio de la derivada de la Ley de Planck, se deduce la **Ley de Wien**[9] la cual indica que cuanto mayor es la temperatura del objeto el pico de emisión máxima se encuentra a una longitud de onda menor.

$$\lambda_{max} = \frac{0,002898}{T} \quad (2.9)$$

Siendo λ_{max} la longitud de onda a la que se encuentra el pico de emisión. Véase Fig 2.5.

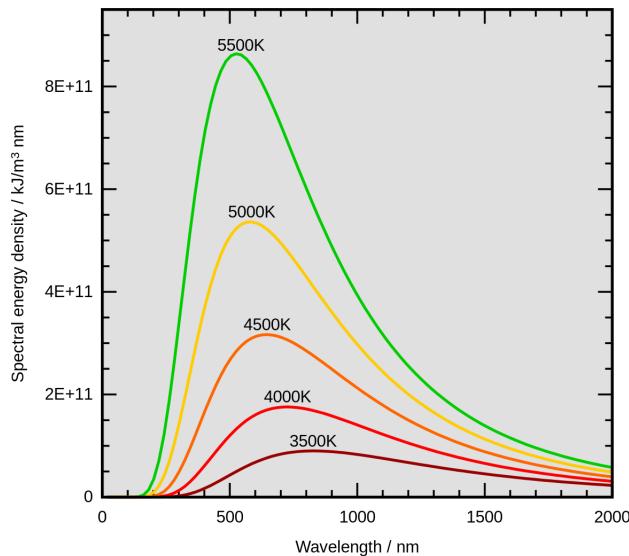


Figura 2.5: Ley de Wien [10]

El estudio de la curva de emisión del cuerpo negro y la Ley de Wien es de gran importancia en el trabajo puesto que facilita la interpretación de los datos. Una de las aplicaciones más comunes de la ley de Wien es

¹⁰También llamada Radiancia Espectral: cantidad de energía por unidad de área, unidad de tiempo y unidad de ángulo sólido

la capacidad de conocer la temperatura a la que radian ciertos objetos celestes solo conociendo su espectro de emisión, cosa de gran utilidad a la hora de determinar la edad de una estrella por ejemplo.

Se sabe que existe una cierta dependencia de la temperatura con la edad de las poblaciones estelares. Se presentan espectros más rojizos para poblaciones de estrellas más antiguas y espectros más violetas para las poblaciones más jóvenes¹¹. La ley de Wien permite datar todos estos objetos en cierta manera.

2.4. Coordenadas astronómicas

Para conseguir las imágenes dentro de un cartografiado o “Survey”¹² es necesario saber cómo localizar los objetos en la esfera celeste. Lo primero a tener en cuenta es que existen distintos tipos de coordenadas con distintos planos de referencia, la más utilizadas en este proyecto son las llamadas “coordenadas ecuatoriales”. Véase Fig 2.6.

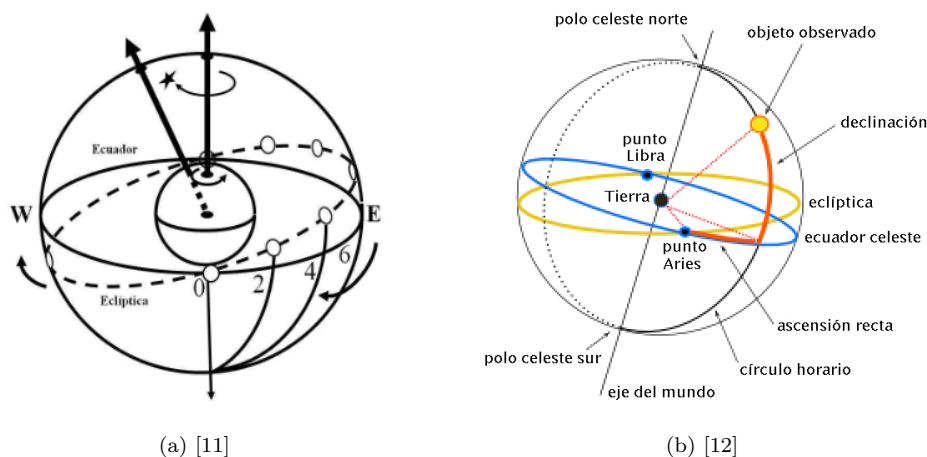


Figura 2.6: Representación del sistema de referencia de coordenadas ecuatoriales y la esfera celeste. Se presenta el plano ecuatorial y la eclíptica del Sol (inclinada 23.5° respecto al plano ecuatorial) donde el punto 0 corresponde con el “Punto Vernal”

2.4.1. Coordenadas ecuatoriales

Estas coordenadas se basan en la posición de la Tierra respecto al objeto celeste que se quiere observar, son independientes de la posición de la Tierra en el universo. Solo se atenderá a la posición relativa del objeto respecto al origen de referencia dado por “Plano ecuatorial”¹³ y al “Punto Vernal”¹⁴. Las coordenadas son por lo tanto:

¹¹La explicación de esto reside en la cantidad de energía de estos dos tipos de estrellas. Las estrellas más jóvenes pueden ser tanto masivas (de espectros más azulados) como no masivas (de espectros algo más rojizos). Sin embargo las estrellas azules (más energéticas y calientes) tienden “gastar su combustible” en un menor tiempo por lo que tienen una vida mucho menor. Debido a esto en la población de estrellas viejas solo quedarán las rojas que “viven” escalas de Gyr.

¹²Survey: sondeo de objetos astronómicos realizado por telescopios y que nos permite tener un catálogo de los objetos celestes en diferentes filtros.

¹³Plano ecuatorial: proyección del ecuador terrestre a la llamada esfera celeste

¹⁴Punto vernal: punto de la trayectoria del sol (eclíptica) donde se pasa del hemisferio sur al hemisferio norte

1. Declinación [00d00m00s]: Ángulo con el “Plano ecuatorial”
2. Ascensión Recta [00h00m00s]: Ángulo con el “Punto Vernal”

Se podría pensar en una cierta analogía declinación-latitud y ascensión-longitud. La **Declinación** toma valores de 0° a 90° para objetos en el hemisferio norte y 0° y -90° para objetos en el hemisferio sur. La declinación se mide por lo tanto en grados sexagesimales¹⁵ La **Ascensión** recta toma valores de 0 a 24 horas (h) subdividiéndose cada hora en 60 minutos (m) y éstos a su vez en 60 segundos(s)¹⁶.

2.5. Fotometría

Como ya se ha mencionado en otros apartados del trabajo, este proyecto está enfocado en la determinación de los límites galácticos en base a la observación del brillo superficial, siendo por lo tanto un estudio fotométrico (o sea, en base a la intensidad de la luz y no a espectros). Se sabe que una gran parte de la masa de la galaxia está constituida por la llamada materia oscura, la cual tiene la propiedad de ser “indetectable” de forma directa. Habrá que tener en cuenta que las galaxias se extienden más allá de lo que se puede observar a simple vista, por lo que determinar el “límite” de las galaxias puede parecer algo ambiguo.

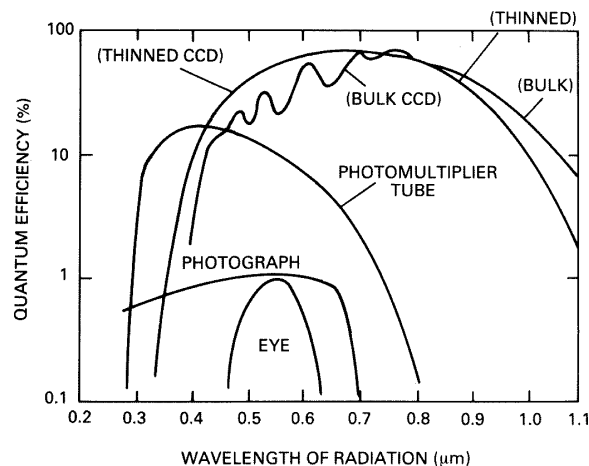


Figura 2.7: Eficiencia cuántica de distintos sensores [13]

Sensor, fotones, electrones y cuentas

En este trabajo, el estudio y las medidas de las galaxias se realizan empleando imágenes tomadas por distintos telescopios. Se hace uso de los llamados sensores **CCD**¹⁷, los cuales son responsables del gran avance en la observación de objetos celestes a partir de los años setenta. Estos dispositivos son por lo general útiles para la medida de radiación en torno al **espectro visible**, pudiendo medir también radiación hacia frecuencias infrarrojas y ultravioletas. Los CCDs son un circuito integrado que contienen un cierto número de píxeles capaces de transformar la luz recibida en corriente eléctrica. Con un funcionamiento similar a las placas fotovoltaicas, los **fotones** recibidos producen **electrones libres** en la placa de silicio. Se obtiene por lo tanto un número de electrones proporcional a los fotones incidentes. Posteriormente los electrones son

¹⁵(1 grados(d)=60minutos(')=3600segundos("))

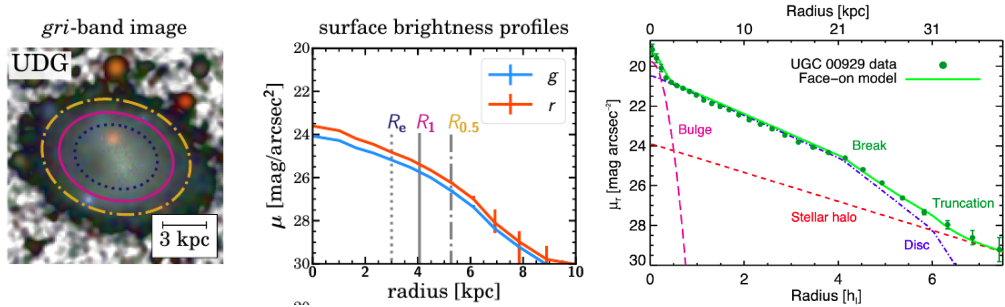
¹⁶La equivalencia con grados sexagesimales es de (15grados=1hora)

¹⁷Dispositivo de Carga Acoplada o Charge-Coupled Device

capturados por un pozo de potencial bajo el píxel (red de electrodos y condensadores) que los acumulan, realizando una medida de la luz recibida. Para crear la imagen digital será necesario un proceso de conversión analógico-digital el cual pase los electrones acumulados a un sistema de cuentas. Una **cuenta** corresponde a cierto número de electrones multiplicados por un factor conocido como “ganancia”.

Estos aparatos no son más que sensores fotográficos como los que puede haber en una cámara de fotos digital. Las imágenes obtenidas por una cámara CCD serán sometidas a un proceso de corrección el cual consiste en restar a la imagen obtenida la señal producida espontáneamente por el chip por excitación térmica (campo oscuro) y dividir por una imagen de un campo homogéneo (campo plano o flat field) que permite corregir las diferencias de sensibilidad en diferentes regiones del CCD y corregir parcialmente defectos ópticos en la cámara o las lentes del instrumento utilizado.

Integración de la luz



(a) Método integración dentro de coronas elípticas [14] (b) Contribución al brillo de las distintas estructuras

Figura 2.8: Estudio de la luminosidad: Perfiles de Brillo

El estudio de la luminosidad consiste en obtener los **Perfiles de Brillo**, observando cómo decae dicho perfil a medida que nos alejamos del centro de la galaxia, Fig. 2.8a. Las distintas estructuras que componen la galaxia tendrán su contribución al perfil de brillo, yendo desde el bulbo (la parte más brillante) hasta el límite del disco (donde empieza a decrecer el brillo), véase la Figura 2.8b.

Existen varios enfoques computacionales los cuales tienen distintas ventajas:

1. Estudio de la luminosidad a lo largo del semieje mayor de la elipse que proyectan las galaxias en el cielo. Empleado en el proyecto [1].
2. Estudio de la luminosidad integrando la luz dentro de coronas elípticas a medida que nos alejamos del centro de la elipse. Empleado en este trabajo, Figura 2.8a

Estos métodos darán información complementaria muy útil si se utilizan conjuntamente, aun así, se suelen utilizar en distintas situaciones de acuerdo a la inclinación de la galaxia. Hay que tener en cuenta que tomar una imagen de una galaxia implica proyectar un objeto de tres dimensiones en dos. La orientación de la galaxia puede ser “de cara” o “de canto” (face on/edge on) y todas las combinaciones intermedias, eso tendrá su efecto en el perfil.

En casos en los que la galaxia este completamente de canto el estudio de la luminosidad empleando el método de coronas elípticas no arrojará apenas información útil (puesto que no se integra la luz de forma eficiente). Recurriendo estudio del brillo alrededor del semieje mayor se obtienen resultados más concluyentes sobre la galaxia.

Por otro lado la principal ventaja del método de integración en coronas elípticas es una mayor consistencia frente a los errores y el ruido. Esto es consecuencia de promediar con más información. Debido a esto el método elaborado en este trabajo dará unas mejores predicciones sobre las propiedades de la galaxia (por ejemplo los Perfiles de Masa).

2.5.1. Intensidad, Densidad de Flujo y Luminosidad

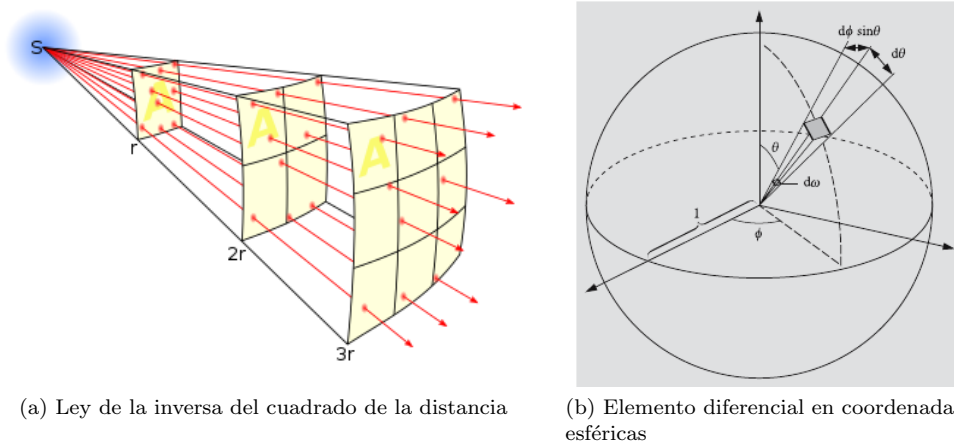
En la literatura astronómica se utilizan términos como intensidad, brillo, luminosidad de una manera vaga. Será importante tener bien presentes lo que significan estos términos. Existen conceptos como la Densidad de Flujo que en ocasiones son llamados Intensidad o simplemente Flujo, esto puede conducir a errores de interpretación o incluso dificultar su comprensión.

Estudiando la luz de una estrella la **Luminosidad**, L , hace referencia a la potencia de radiación que emite un objeto en todas las direcciones [Js^{-1}] o [W]. Se sabe que las estrellas variarán su luminosidad dependiendo de la edad que tengan, a pesar de eso se va a considerar la luminosidad contante.

Por otro lado la **Densidad de Flujo** o solamente **Flujo**, F , hace referencia a la radiación observada a una distancia r por unidad de superficie.

Densidad De Flujo

A nivel experimental, recoger la luz de una fuente de radiación implica medir la energía (número de fotones que llegan al sensor) en cierto periodo de tiempo con un detector de cierta superficie [15]. Esta magnitud es la llamada **Densidad de Flujo**, F , con unidades [Wm^{-2}] o [$\text{Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$] (dependiendo de si se refiere a la densidad de flujo total o para cierta frecuencia concreta). Con el objetivo de introducir el estudio del brillo superficial se desarrolla teóricamente la Densidad de Flujo [6, pág. 83].



(a) Ley de la inversa del cuadrado de la distancia

(b) Elemento diferencial en coordenadas esféricas

Figura 2.9

Se supone una radiación que atraviesa cierto elemento de superficie dA en un tiempo dt y viaja dentro de un ángulo sólido $d\omega$, formando un ángulo θ con la normal a la superficie. Suponemos que la radiación tiene una frecuencia entre ν y $\nu + d\nu$. Se podrá expresar la energía diferencial de dicho haz luminoso de la siguiente manera:

$$dE_\nu = I_\nu(\cos\theta dA)(d\nu d\omega dt) \quad (2.10)$$

Siendo I_ν el llamado “coeficiente de intensidad especifica de la radiación” para cierta frecuencia ν . Este coeficiente tendrá unidades de $I_\nu = [\text{Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}\text{sr}^{-1}]$ ¹⁸. La integración del coeficiente de intensidad especifica para todas las frecuencias nos daría la llamada intensidad total:

$$I = \int_0^\infty I_\nu d\nu \quad (2.11)$$

Como se ha mencionado antes, a nivel observacional es interesante conocer la densidad de flujo a cierta frecuencia ν (la cual se puede deducir a partir de la ecuación (2.10):

$$F_\nu = \frac{1}{dAd\nu dt} \int_\omega dE_\nu = \int_\omega I_\nu \cos\theta d\omega \quad (2.12)$$

La integral respecto ω hace referencia a todas las posibles direcciones. Se puede considerar también la densidad de flujo total integrando para todas las frecuencias:

$$F = \int_\omega I \cos\theta d\omega \quad (2.13)$$

Para el caso de una radiación isotrópica (la cual es independiente de la dirección), la intensidad total I será constante y se podrá sacar fuera de la integral. El elemento diferencial en coordenadas esféricas es $d\omega = \sin\theta d\theta d\phi$. Por lo tanto:

$$F = I \int_{\theta=0}^\pi \int_{\phi=0}^{2\pi} \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi = 0 \quad (2.14)$$

$$F = I \int_{\theta=0}^{\pi/2} \int_{\phi=0}^{2\pi} \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi = \pi I \quad (2.15)$$

Integrado en toda la esfera, Ecuación (2.14), se observa que no habrá un flujo neto. A simple vista podría entenderse como que no se mide nada con el detector siendo una interpretación errónea puesto que nos interesa el flujo entrante en dicho sensor (o el saliente, pero no ambos). La interpretación correcta es considerar que la radiación entrante es igual a la saliente en la superficie esférica, por ello la integral correcta a realizar para calcular la Densidad de Flujo entrante es la ecuación (2.15).

Por ultimo la “luminosidad” se define como la densidad de flujo integrada sobre una superficie que encierra a la fuente (potencia emitida por la fuente $[W]$):

$$L = \int_S F ds \quad (2.16)$$

$$L = 4\pi r^2 F \quad (2.17)$$

Si se considera que la fuente radía isotrópicamente, su radiación se distribuirá *isotrópicamente* sobre una superficie esférica de área $4\pi r^2$. Esto nos daría la conocida “Ley del Cuadrado de la Distancia”¹⁹. Si tenemos en cuenta que el flujo de energía a una distancia r esta esparcido sobre un área A y que en una distancia $2r$ estará esparcido sobre un área $4A$ vemos que el densidad de flujo decrece inversamente con el cuadrado de la distancia ($I \propto 1/r^2$), Figura 2.9a.

¹⁸El significado de los distintos factores de la formula de dE_ν , es claro. El término del coseno de θ y el diferencial del área hace referencia la proyección de la superficie A desde la dirección tomada por el haz luminoso en θ

¹⁹Se verá más adelante que esta propiedad es exclusiva de la geometría Euclídea del espacio. Más allá del universo local la geometría no tiene por qué ser Euclídea, teoremas como el Test de Tolman, Sección 3.3.2, dan cuenta de la disminución del flujo con la distancia

Si bien puede llevar a confusión, en astronomía la Luminosidad es un concepto diferente al de Brillo. El **Brillo** tiene que ver directamente con la densidad de flujo F . Se puede interpretar como que la “Luminosidad” L hace referencia a la potencia emitida por un cuerpo celeste en todas direcciones (para $\omega = 4\pi$), es por lo tanto una constante (una cualidad del objeto luminoso). Por otro lado tenemos que la “Densidad del Flujo” F cambia con la distancia a la que se mida, decayendo con una tasa proporcional al inverso de la distancia al cuadrado:

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.18)$$

2.5.2. Magnitudes Aparentes

Llegados a este punto la pregunta es clara ¿Qué es el brillo? ¿Cómo podemos clasificar las galaxias o las estrellas según su brillo? La clasificación del “brillo” de los objetos celestes según las llamadas “magnitudes” es una formulación heredada del siglo II antes de cristo por parte de Hiparco de Nicea (astrónomo, geógrafo y matemático griego 190a.c-120a.c). Hiparco asignó ciertos índices a los objetos celestes dependiendo de la luminosidad de estos. Esta formulación primitiva se desarrolló haciendo uso del ojo desnudo como única herramienta. A las estrellas más visibles se les asignó una magnitud $m = 1$, mientras que a las menos luminosas se les asignaba la magnitud $m = 6$. Lo importante de la formulación es que la respuesta del ojo humano al brillo no es lineal si no logarítmica, tomando un papel relevante en las posteriores teorías sobre las magnitudes aparentes. Los objetos percibidos a ojo como 2 o 3 veces más luminosos son en realidad objetos 10 o 100 veces más luminosos.

En 1856 Norman R.Pogson formalizo este sistema de clasificación siguiendo la formulación de Hiparco. Pogson definió que la primera magnitud sería para el objeto 100 veces más visible que una típica estrella de magnitud sexta. Es decir, una diferencia de magnitudes de 5 ,de $m = 6$ a $m = 1$, sera por definición un objeto 100 veces más brillante (en densidad de flujo). Esta escala se distingue por que al pasar de una unidad de magnitud a otra hay que multiplicar por un numero fijo 2,251 ($\sqrt[5]{100}$). Cada 5 magnitudes añadidas a una dada las estrellas son 100 veces menos brillantes²⁰

Las magnitudes se pueden definir de forma muy sencilla empleando la densidad de flujo (la cual se puede medir experimentalmente) de la siguiente forma:

$$\mu_i = -2,512 \cdot \log\left(\frac{F_i}{F_0}\right) \simeq -2,5 \log\left(\frac{F_i}{F_0}\right) \quad (2.19)$$

Se define F_0 como la densidad de flujo correspondiente al objeto de la esfera celeste con una magnitud de unidad 0. El hecho de que la formula tenga un menos (y que F_0 sea el objeto más luminoso) implica que la escala esta invertida, esto viene heredado directamente de la formulación de Hiparco, donde los objetos más luminosos tienen números más pequeños que los objetos menos luminosos. Si nos fijamos F_i/F_0 será siempre un número menor o igual a 1 puesto que F_0 es el correspondiente al objeto más brillante, será la mayor magnitud que se puede medir. Por lo tanto el logaritmo será siempre negativo, con valores muy altos negativos para F_i muy pequeñas y valores muy pequeños para F_i cercanas a F_0 .

Zeropoint:

Experimentalmente se deberá tener en cuenta que los aparatos de medida recogen la densidad de flujo (no el flujo total). Para obtener las magnitudes aparentes en cada píxel se aplica un algoritmo matemático basado en la ecuación (2.19). Un punto importante a tener en cuenta es que la densidad de flujo recogida en cada píxel de la CCD (y por lo tanto las magnitudes) dependerán mucho del tipo de detector y de sus sensibilidades en las diferentes longitudes de onda. En búsqueda de una normalización o unificación para

²⁰Un incremento o decremento de 2 magnitudes corresponde a 2,512², de 3 magnitudes corresponde a 2,512³...

todos los dispositivos de medida se introducen los “Zeropoints”, los cuales definen distintos sistemas de magnitudes y son empleados para calibrar los sistemas de medida de acuerdo a un sistema de magnitudes estándar. De este modo se consigue que distintos aparatos nos muestren las mismas magnitudes para los mismos objetos observados.

Para realizar la calibración se suele hacer uso de los objetos más luminosos de la esfera celeste, tradicionalmente se utiliza la estrella Vega como el objeto de magnitud 0. La ecuación para las magnitudes la podemos entonces expresar de acuerdo a:

$$\mu_i = -2,5\log_{10}(F_i) + 2,5\log_{10}(F_0) = -2,5\log_{10}(F_i) + Zp \quad (2.20)$$

Con Zp igual a $Zp = 2,5\log_{10}(F_0)$ la cual será nuestra constante de calibración del sistema y cambiará con los distintos telescopios o sensores necesarios para la medida.

2.5.3. Filtros

En el estudio de las imágenes astronómicas los filtros toman una gran importancia. Gracias a ellos se puede recoger información en cierto ancho de banda acotado en torno a una longitud de onda central. Como ya se ha mencionado se utiliza un dispositivo CCD el cual medirá la cantidad de luz que pasa por cada filtro. Esto le da a los astrónomos una poderosa herramienta que les permite realizar medidas sobre la intensidad de la luz transmitida en diferentes posiciones a lo largo del espectro electromagnético.

Al observar a través de un filtro solo se recoge una pequeña parte de la luz que tiene esas longitudes de onda. Existen distintos tipos de filtros, en este trabajo se utilizan sobre todo los filtros “Hubble” y “SLOAN”.

Filtros Hubble (o filtros HST: Hubble Space Telescope) [16]:

El uso de estos filtros es exclusivo del telescopio espacial Hubble, utilizado entre otros por el survey Great Observatories Origins Deep Survey, o GOODS.

Se puede decir que el Hubble consiste de 2 sensores/cámaras principales: ACS (Advanced Camera for Surveys) y la WFC3 (Wide Field Camera 3).

La ACS o Advanced Camera for Surveys es la herramienta principal a la hora de tomar imágenes con el Hubble. Esto se debe a que tiene un sensor muy versátil, siendo capaz de cubrir longitudes de onda del ultravioleta hasta casi longitudes infrarrojas siempre en torno al espectro visible. La cámara consiste en varios canales independientes optimizados para distintas actividades científicas. Específicamente se utiliza la Wide Field Camera o WFC. Este dispositivo consiste de dos sensores CCD de 2048×4096 píxeles con un tamaño de $15\mu m/pixel$ formando un total de 16 Megapíxeles. El ACS lleva 4 filtros principales que van desde $435nm$ hasta $850nm$. Por lo general la cámara ACS tiene sensibilidad para captar objetos hasta un redshift de $z = 6$.

Por otro lado la cámara WFC3 o Wide Field Camera 3 es el instrumento más avanzado del Hubble. Tiene dos canales de luz independientes, uno para las imágenes ultravioletas (UV) y otro para las imágenes en el Infrarrojo Cercano. Usa un par de sensores CCD distintos, para el canal UV de 2048×4096 píxeles y para el canal IR de 1024×1024 píxeles. Tanto ACS como WFC3 comparten el mismo tipo de filtros: véase la figura 2.10.

Como se observa en las imágenes de la transmitancia los filtros tienen un ancho de banda por lo que la luz observada no tiene una única frecuencia

En el trabajo, en las imágenes obtenidas por del Hubble, se emplean los filtros ópticos **B** (435 nm), **V** (606 nm), **I** (775 nm) e infrarrojos **Y** (1050 nm), **J** (1250 nm), **H** (1600 nm).

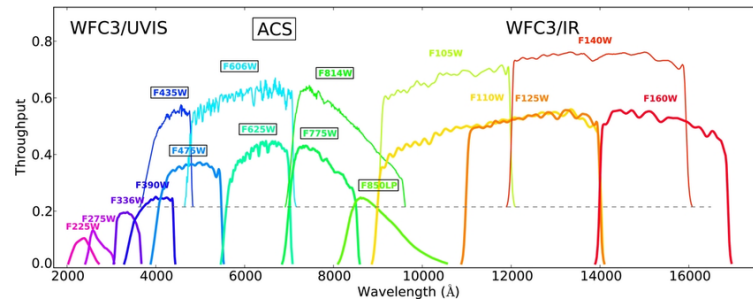


Figura 2.10: Transmitancia de 16 filtros del HST [17] : WFC3/UVIS en el ultravioleta cercano, ACS en el espectro visible (hasta casi el infrarrojo), y WFC3/IR para el infrarrojo cercano

Filtros SDSS [18]

Sloan Digital Sky Survey o SDSS es un proyecto de investigación astronómica encargado de la toma de imágenes por el telescopio de 2,5m del observatorio “Apache Point” situado en Nuevo México. Las imágenes son tomadas en 5 filtros denotados por: **u**, **g**, **r**, **i** y **z**. El telescopio de 2,5m utiliza una agrupación o “array” de 30 sensores CCD de 2048x2048 píxeles llegando a un total de 125 Megapíxeles aproximadamente. Los filtros están situados en longitudes de onda centrales de unos aproximadamente: 354, 476, 628, 769 y 925 nm [19]. Hay que tener en cuenta que los filtros tienen un ancho de banda por lo que recogerán longitudes de onda por encima y por debajo de dicha frecuencia central. Véase la Figura 2.11.

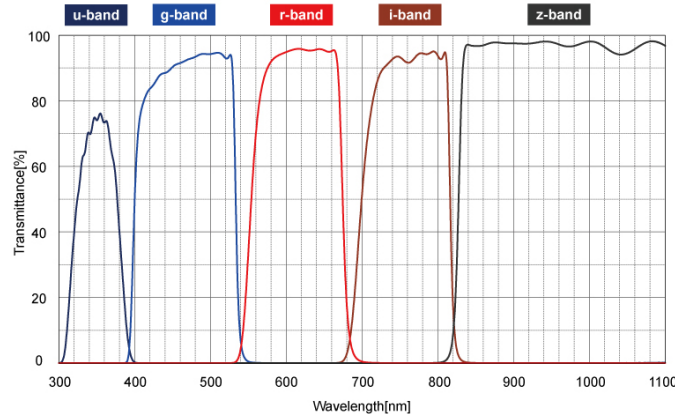


Figura 2.11: Transmitancia de cada uno de los filtros SDSS [20]

21

Notar que puesto que las imágenes del SDSS están tomadas desde tierra (no desde un satélite fuera de la atmósfera) tendrán una PSF mayor que la del Telescopio Espacial Hubble. En otras palabras, la atmósfera hace que la imagen recogida este emborronada. Vease Sección 3.3.1.

²¹Los filtros han ido cambiando a lo largo del tiempo gracias a las mejoras de los materiales obteniendo así mayores transmittancias y precisiones en el ancho de banda.

Capítulo 3

Método Computacional

Antes de empezar a explicar el método usado en este proyecto es útil que se entiendan las principales características de las imágenes de estudio. Experimentalmente se recogen varias imágenes de una misma galaxia en distintos filtros/anchos de banda respecto cierta longitud de onda central. Las imágenes son tomadas en un telescopio de cierta distancia focal con un sensor CCD con un gran número de píxeles. Al fin de al cabo los telescopios funcionan como un gran sistema óptico que registra las imágenes como una cámara fotográfica.

Una de las características o propiedades de este tipo de sistemas ópticos será el llamado “**Pixel Scale**” (o escala de píxel), el cual dará una relación del ángulo de cielo que subtiende o recoge un píxel.

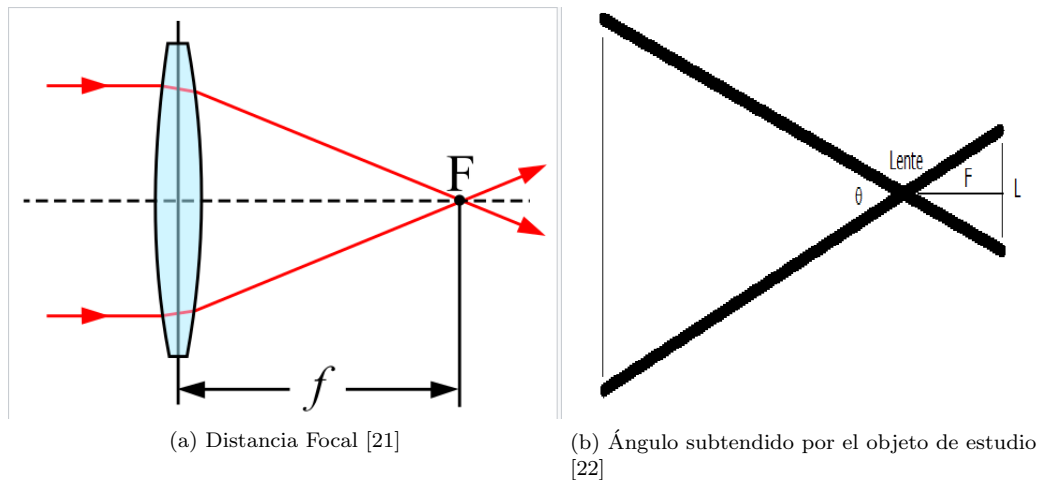


Figura 3.1: Sistema óptico y Escala de píxel

La distancia focal “F” o longitud focal de un lente es la distancia entre el centro óptico de la lente y el foco (o punto focal). En el caso de un telescopio se podrá decir que la luz del objeto de estudio “viene del infinito”¹ y convergerá gracias a la lente en el foco (justo donde se encontrará el sensor CCD). Véase

¹Cuando se dice que la luz viene del infinito nos referimos a que el objeto se encuentra a tal distancia que la trayectoria de la luz que emite es aproximadamente paralela al eje óptico

Figura 3.1a. En óptica se diría que se considera la “Aproximación Paraxial” donde las trayectorias de los rayos de luz forman ángulos pequeños con el eje óptico.

Atendiendo a la imagen 3.1b las galaxias medidas subtienen un cierto ángulo θ en la esfera celeste con el centro óptico. Considerando la distancia focal F [mm] y el tamaño del píxel L [μm], se puede calcular el ángulo subtendido utilizando relaciones trigonométricas:

$$\tan\left(\frac{\theta}{2}\right) = \frac{L/2}{F} \quad (3.1)$$

En Aproximación Paraxial el ángulo es considerado $\theta \ll 1$ ya que la trayectoria de la luz es casi paralela al eje óptico. Esto resulta en:

$$\tan\left(\frac{\theta}{2}\right) \approx \frac{\theta}{2} = \frac{L/2}{F} \quad (3.2)$$

Donde el ángulo (radianes/píxel) se puede pasar a (segundos de arco/píxel) lo cual es una unidad de medida más conveniente para medir los ángulos típicos que subtienen las galaxias:

$$pixscale = \frac{L[\mu m]}{F[mm]} \cdot 206,3 = \left[\frac{\text{arcsec}}{\text{pixel}}\right] \quad (3.3)$$

El factor 206,3 tiene que ver con la conversión de radianes a segundos de arco (en un radian hay 206265 segundos de arco)².

Otra característica de la imagen muy relevante es el ya visto “**Zeropoint**”. El parámetro “Zeropoint” permitirá calibrar las medidas hechas con distintos sensores, Ecuación (2.20). Con esta constante de calibración, a pesar de haberse tomado las medidas con distintos sensores, estos arrojarán los mismos resultados.

Finalmente la ultima característica necesaria para el estudio es la distancia a la que se encuentra la galaxia. Al proyectar objetos tridimensionales en una imagen se pierde la noción de lo que está más cercano o más alejado. Se deberá de hacer un estudio accesorio que nos permita determinar la distancia a la que se encuentra nuestro objeto de estudio. En otras palabras, se tendrá que determinar el desplazamiento al rojo o “**redshift**” que sufre la galaxia debido a la expansión del universo.

Una vez conocido el tamaño de la imagen (en pixeles), el Píxel Scale, el Redshift y los parámetros cosmológicos del modelo Lambda-CDM³ (constante de Hubble, Ω_m y Ω_Δ) se podrán determinar distancias dentro de la imagen, estableciendo equivalencias de distancia en píxeles con distancia en segundos de arco y/o distancia en kiloparsecs.

3.1. Perfil de Brillo

Una vez conocidos los anteriores parámetros se puede comenzar el estudio del brillo superficial. Las imágenes contienen la galaxia de estudio además de otros objetos como galaxias vecinas, estrellas cercanas en el cielo... De todos esos objetos se deberá determinar cuánto ocupa la galaxia en la imagen, decidiendo cual es el píxel o punto sobre el cual se sitúa y cuantos píxeles ocupa. Para ello se emplea un software especializado llamado “SExtractor”.

SExtractor [23] es un programa capaz de determinar y numerar los distintos objetos celestes presentes en la imagen, pudiendo así modelizarlos a las formas geométricas más convenientes (en este caso elipses). SExtractor será entonces capaz de determinar las coordenadas en la imagen de todos los objetos luminosos presentes (e incluso darnos la razón de semiejes, ángulo de inclinación...), devolviendo un archivo de texto tabulado por cada imagen analizada con los observables que se hayan seleccionado. Los parámetros de

²Nota: $1\text{grado} = 60\text{MinArco} = 3600\text{arcsec}$ y $1\text{arcsec} = 1/3600\text{grado}$. $1\text{grado} = (\pi/180)\text{rad}$. $1\text{rad} = 20624\text{arcsecs}$

³Modelo cosmológico que concuerda con la teoría del “Big Bang” y describe la mayoría de observaciones cósmicas. En el modelo se definen observacionalmente una serie de constantes sobre las cuales de desarrolla la teoría y determinan la expansión del universo

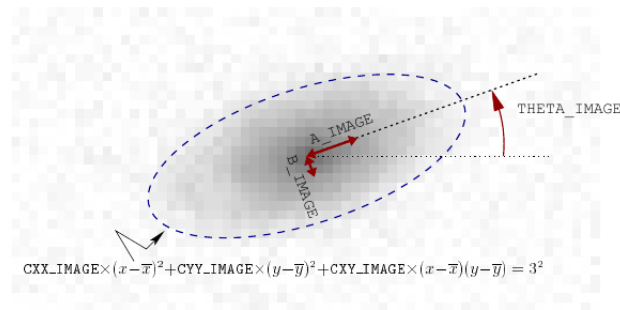


Figura 3.2: Parámetros SExtractor

SExtractor más útiles para el estudio de la luminosidad que se le pedirán a SExtractor son: A, B, THETA:

1. A: semieje mayor de la elipse.
2. B: semieje menor de la elipse.
3. THETA: ángulo de posición.
4. ELONGATION = $\frac{A}{B}$ Razón de semiejes

Determinación del centroide:

Con los parámetros de todos los objetos luminosos ya determinados, se emplea un algoritmo que es capaz de determinar cual es el punto es el más cercano al centro de la imagen⁴. El objetivo es el de determinar el índice que le asigna SExtractor (en el archivo de texto tabulado) a la galaxia y así poder guardar los datos de forma automatizada.

Enmascarado de las galaxias vecinas

La presencia de objetos contiguos contamina en gran medida el brillo de la galaxia de estudio, principalmente en la zona de los bordes cuando el brillo empieza a ser muy tenue. Será necesario entonces crear una imagen que enmascare los objetos vecinos, aislando nuestra galaxia de estudio. Para ello se utiliza un código que crea una imagen de elipses opacas para todos los objetos excepto el central (haciendo uso de nuevo de todos los datos proporcionados por SExtractor)

Perfil de Flujo:

Con todas las galaxias vecinas enmascaradas se puede proceder a la determinación del “Perfil de Flujo”. Con “Perfil de Flujo” se entiende el valor de la densidad de flujo a medida que nos alejamos del centro de la galaxia. Se empleará un algoritmo capaz de integrar las cuentas/luz en coronas elípticas concéntricas con la galaxia, obteniendo así unos valores promediados de lo que sería el flujo a una distancia radial⁵ de $(r, r + dr)$.

Los observables en la imágenes son cuentas de luz (Densidad de Flujo) y píxeles, el algoritmo promediará las cuentas que hay en todos los píxeles en una distancia $(r, r + dr)$ para así obtener un promedio de la densidad de flujo en esa zona.

⁴Las imágenes vienen recortadas del survey de forma que la galaxia que se quiere estudiar está prácticamente centrada. Encontrar el objeto más centrado implica encontrar la galaxia de estudio

⁵Cuando se habla del “vector radial” hacemos referencia a un vector que recorre el semieje mayor de la elipse de estudio

Se realiza también el paso de distancia radial en píxeles a distancia radial en segundos de arco o kiloparsecs haciendo uso de el “redshift” y “pixel scale”.

Perfil de Brillo Superficial:

Una vez conocido los valores del flujo (promediado en las elipses concéntricas) el paso a perfil de brillo superficial en magnitudes es simple:

$$mag = [-2,5\log_{10}(\bar{F}) + ZP] + 5\log_{10}(PixelScale) \quad (3.4)$$

Siendo \bar{F} el flujo medio. En nuestro caso se considera una media resistente la cual rechaza píxeles que se alejan mas de 5σ (outliers) de la media. De la representación del brillo (mag) frente la distancia radial (kpc o arsecs) obtenemos los llamados Perfiles de Brillo.⁶

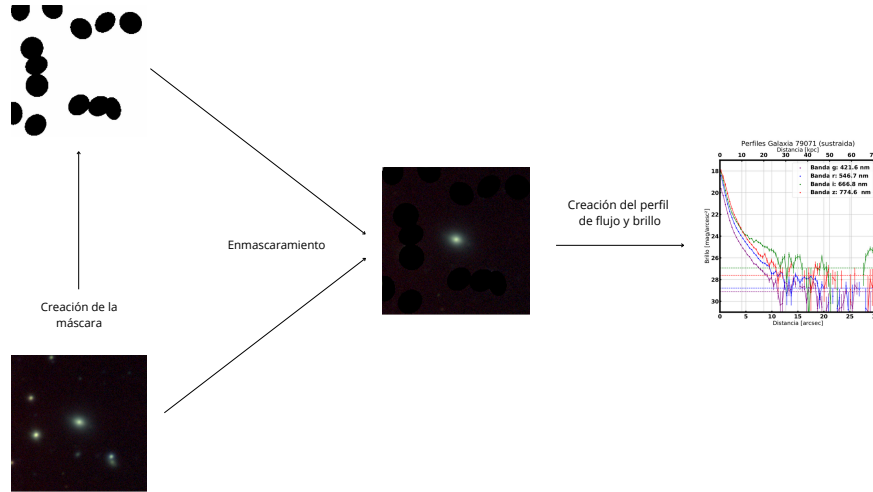


Figura 3.3: Método computacional

3.2. Perfil de Masa

Los perfiles de masa nos dan la variación de la densidad de masa a medida que nos alejamos del bulbo. Los perfiles de masa se pueden deducir (a partir de los perfiles de brillo en lo filtros SDSS) aplicando una receta desarrollada en [24]:

$$\log_{10} \Sigma_{\star} = \log(M/L)_{\lambda} - 0,4(mag_{\lambda} - mag_{abs,\odot,\lambda}) \quad (3.5)$$

Donde [25]:

1. $\log(M/L)_{\lambda}$ Mass-to-light ratio
2. mag_{λ} Perfil de brillo a longitud de onda o banda λ

⁶Hay que tener en cuenta que también se realiza un calculo de los errores.

3. $mag_{abs,\odot,\lambda}$ Magnitud absoluta del sol en longitud de onda λ
4. $\log_{10}\Sigma_*$ Perfil de densidad de masa

El calculo de M/L se realiza siguiendo el procedimiento descrito por [24][26] el cual consiste en estimar M/L vía la información proporcionada por el “color” de la galaxia:

$$\log_{10}(M/L)_\lambda = (a_\lambda + b_\lambda \cdot color) - 0,15 \quad (3.6)$$

Valores de las ctes a_λ y b_λ en el Apéndice [24]. El “color” se define como la resta entre la densidad de flujo correspondiente a dos filtros distintos. La resta del flujo siempre se realiza restando el filtro mas rojo al filtro mas azul.

Por otro lado el color es un indicativo de la edad y metalicidad de la población estelar. Se dice que una galaxia es rojiza cuando su luminosidad en los colores rojos es relativamente alta en comparación con los colores azules. Por otro lado se sabe que las galaxias mas rojizas presentan poblaciones mas antiguas.

Siempre se deberá tener en cuenta que la presencia de polvo en la galaxia tiende a enrojecer el espectro emitido. Véase Sección 3.3.2.

3.3. Correcciones

Cualitativamente el estudio de la imagen ya podría arrojar resultados satisfactorios. No obstante es necesario aplicar ciertas correcciones para obtener resultados numéricos más exactos y dar matices a la interpretación. Los principales “errores” que hay que corregir tienen distintas naturalezas. Todas estas correcciones han sido implementadas en los programas de Python que se han creado y/o modificado para medir los perfiles de brillo superficial de las galaxias de estudio.

3.3.1. Depurado de la imagen

Los sistemas ópticos reales presentan fallos o imperfecciones que hacen que las imágenes tomadas no representen fielmente la realidad. Una de las imperfecciones mas comunes consiste de un cierto emborronamiento el cual podría estar ligado, entre otras cosas, a la difracción. La atmósfera también pueden emborronar muy notablemente una imagen ⁷

La difracción ocurre cuando la luz se encuentra con un obstáculo o una rendija (aperturas). Se puede entender como la desviación de las ondas alrededor *o a través* de una abertura constituyendo esta una fuente secundaria de la onda. La función de Airy es el nombre que se da al patrón de interferencia surgido por la difracción de la luz a través de una apertura circular (un telescopio en nuestro caso, véase Fig 3.4a). Debido a este fenómeno, en el sistema óptico el punto más pequeño que se podrá enfocar tiene el tamaño de un “disco de Airy” (El punto central donde se concentra el $\sim 90\%$ de la luz). Esto implica entre otras cosas que existe un límite para la resolución de una imagen creada por sistema óptico⁸. Esta será la llamada “dispersión de punto” la cual es una “aberración intrínseca” del aparato de medida.

PSF

La función de dispersión de punto (PSF) describe la respuesta de un sistema óptico a una fuente puntual. Es una función que se emplea para modelizar dicho emborronamiento, por lo que tendrá mucho que ver con el disco de Airy. Si se conoce la Función de Dispersión de punto (PSF) de un sistema óptico es posible conocer

⁷Razón por la cual las imágenes terrestres tienen menos nitidez.

⁸La resolución o calidad máxima de las imágenes viene limitada en ultima instancia por la dispersión de punto. Un mayor número de píxeles no será indicativo de una mejor resolución o calidad de imagen

cómo se degrada/distorsiona la imagen real durante el proceso de medida. La imagen obtenida consistirá de una imagen “pura” convolucionada por la propia PSF:

$$(f * g)(t) = \int_{-\infty}^{\infty} f(\eta)g(t - \eta)d\eta \tag{3.7}$$

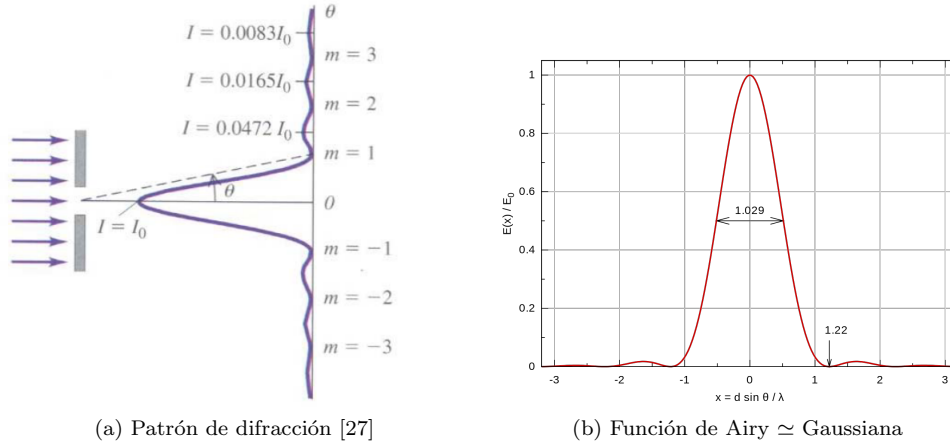


Figura 3.4: Disco Airy

Lo más conveniente es aproximar el patrón de difracción de Airy al primer círculo central, llamado disco de Airy. Este disco tiene un radio angular que es igual al correspondiente al primer anillo oscuro. La anchura de este disco de Airy viene dada por:

$$\sin \theta_1 = 1,22 \frac{\lambda}{D} \tag{3.8}$$

Siendo la abertura D y la longitud de onda λ y el radio angular del primer anillo oscuro θ_1 . Como se observa en la Figura 3.8 la anchura del disco de Airy depende directamente de la longitud de onda. Se puede observar que para valores altos de λ (zona del IR) la dispersión es más notable que para longitudes de onda más bajas (UV). La resolución mejora con diámetros mayores o con longitudes de onda menores.

La determinación de la PSF es relativamente simple debido a la gran existencia de objetos puntuales en el cielo. Hay que tener en cuenta que para telescopios terrestres la PSF sera más notable debido a la turbulencia astronómica (dispersión en la atmósfera debido a variaciones en la densidad de esta). El efecto de la PSF debida a la difracción del telescopio con el proveniente por la difracción atmosférica es lo que se llama “seeing” (emborronamiento total en imágenes astronómicas).

Sustracción del ruido

El ruido se define como una variación no deseada de una señal. Debido a diversas causas sus efectos más comunes pueden ser: granulados en tu imagen, gradientes de luminosidad... Las imágenes tomadas constan de una señal (información útil) junto a una cierta contaminación de ruido. Siempre interesará que la información sea mucho más grande que el ruido, el concepto SNR (Signal to Noise Ratio) da cuenta de esto indicando en cierto modo la calidad de imagen.

Para encontrar la truncación deberemos observar zonas de muy bajo brillo, donde la señal no será siempre distinguible del ruido, el correcto tratamiento de este será crucial para obtener resultados satisfactorios. Para ello, se promedia el nivel de ruido del cielo en una zona oscura con el objetivo de eliminar cierta cantidad de ruido “basal” [28, pág. 4]. De este modo sólo queda un ruido “blanco” el cual no se puede eliminar por ser

completamente aleatorio. El ruido fluctúa entorno a un nivel medio, de un estudio del ruido blanco cercano al borde de la galaxia, se podrá determinar la desviación típica σ . De este modo cualquier magnitud 3σ por encima del nivel de ruido indicaría que lo observado es luz real y no ruido

3.3.2. Correcciones Teóricas

Cosmological Dimming o Test de tolmán

Se sabe que en un universo estático y plano la luz recibida decrece con el cuadrado de la distancia (Figura 2.9a). Sin embargo el universo que no tiene por qué ser euclídeo (más allá de nuestro Universo Local), debido a esto el brillo superficial de una fuente puntual desciende como $(1+z)^{-4}$. Esto se conoce como “Cosmological Dimming” o el test de Tolman. Las contribuciones de la dilatación temporal, Redshift y curvatura hace que las galaxias a altos z sufran una modificación del brillo.

El “Cosmological Dimming” es un fenómeno físico descubierto/derivado por Tolman, da cuenta de la dependencia del brillo superficial de una galaxia con el desplazamiento al Rojo[29]. Originalmente el test de brillo de Tolman comparaba el brillo de las galaxias con su Redshift con el objetivo de servir como prueba para comprobar si el universo se estaba expandiendo o era estático.

$$I_0 = \frac{I_e}{(1+z)^4} \quad (3.9)$$

Donde I_0 es el brillo superficial observado y el I_e el brillo intrínseco o real del objeto. Se observa por lo tanto una reducción con $(1+z)^{-4}$ Esta corrección se aplica siempre que un objeto no esté en el Universo Local

Observacionalmente, para objetos extendidos este coeficiente es $(1+z)^{-3}$ [30, Sec. 4.2]. Por lo tanto la corrección en cuestión consiste en:

$$mag_{corr} = mag - 2,5 * np.log10(1+z)^3 = mag - 7,5 * np.log10(1+z) \quad (3.10)$$

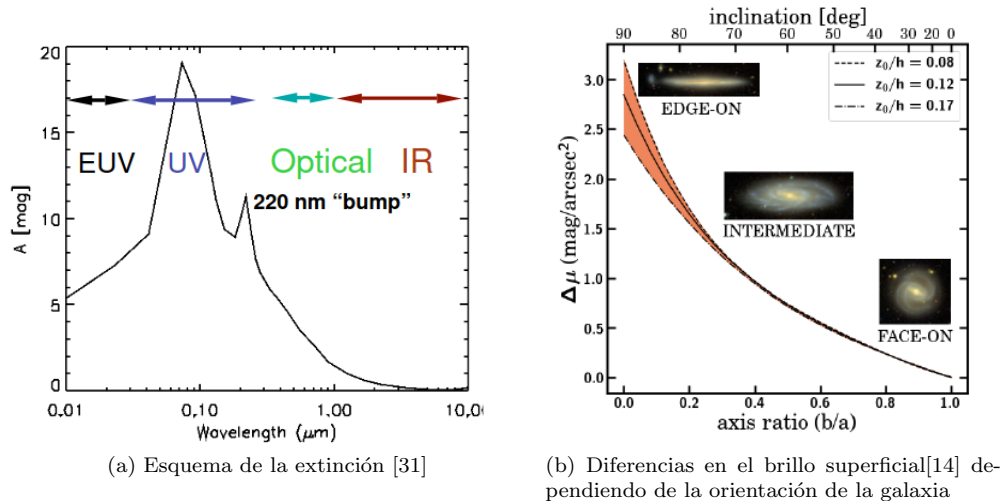


Figura 3.5: Correcciones de extinción e inclinación

Extinción debido al polvo de nuestra propia galaxia

La extinción es un termino que describe la absorción o dispersión de la radiación debido a objetos como el gas y el polvo astronómicos. Si el medio que atraviesa la luz fuera completamente el vacío, determinar las propiedades de las galaxias sería tan simple como medir su brillo. La situación real es que en el medio interestelar (y dentro de nuestra propia galaxia) existe el polvo. Este objeto compuesto por partículas de carbono y silicio hace que el brillo se reduzca. La consecuencia es que la magnitud aparente, en presencia de polvo, es menor, lo que podría indicar que la galaxia es menos luminosa o que esta más lejos.

La extinción (A) debida al polvo depende del rango espectral. Se observa que la extinción es débil para las observaciones en el infrarrojo, mientras que en el ultravioleta la extinción es siempre más notable. Esta es otra de las razones por la que siempre se indica que las bandas más rojizas son las más representativas del brillo de la galaxia.

La cantidad de extinción medida por A_λ depende, por tanto de la longitud de onda. La luz roja se difunde menos que la azul ya que su longitud de onda es mayor. La luz de las estrellas que pasa a través de nubes de polvo de nuestra galaxia enrojece al ser difundida la luz azul. Esto hace que la estrella parezca más roja que lo que indica su temperatura efectiva. Las correcciones serán del estilo a:

$$mag_{corr} = mag + A_\lambda \quad (3.11)$$

Siendo A_λ la extinción a la frecuencia λ (valores tabulados)[32]. Esta corrección hace referencia a la extinción debida al polvo de nuestra propia galaxia (Vía Láctea) la cual afectará a la luz proveniente de cualquier otro objeto astronómico

Corrección por inclinación

La orientación de la galaxia no solo se verá reflejada en los distintos tipos de curvas en los perfiles El brillo superficial de las galaxias (con forma de disco) se encuentra muy afectado por la inclinación del objeto. Las galaxias muy inclinadas se observan como más luminosas debido a que se mide un mayor numero de estrellas por píxel (nuestra linea de visión atraviesa un mayor volumen de estrellas al medir cierto punto). Se deberá corregir este incremento en el brillo debido a la inclinación.

El trabajo [26] da un método el cual estima esta corrección en base a un modelo 3D que asume un decrecimiento exponencial de la distribución radial de luz, Figura 3.5b. La diferencia en el brillo superficial ($\Delta\mu$) [14, pág. 56] para cierta inclinación (μ_{inc}) comparado con el caso completamente de cara ($\mu_{face-on}$):

$$\Delta\mu = \mu_{faceon} - \mu_{inc} = \sum_{j=0}^4 \alpha_j (b/a)^j \quad (3.12)$$

$$mag_{corr} = mag + \Delta\mu \quad (3.13)$$

Siendo A/B la Elongación o razón de semiejes. $\Delta\mu$ Hace referencia a la diferencia de brillo entre discos de diferentes anchuras z_0/h [14, pág. 56]. α_i denota factor de correcciones dependiente de la anchura. Por otro lado se observa que $\Delta\mu$ toma mayor relevancia para ángulos altos (i.e. $i > 70$ grados).

Capítulo 4

Estudio fotométrico de las galaxias

4.1. Galaxia 79071

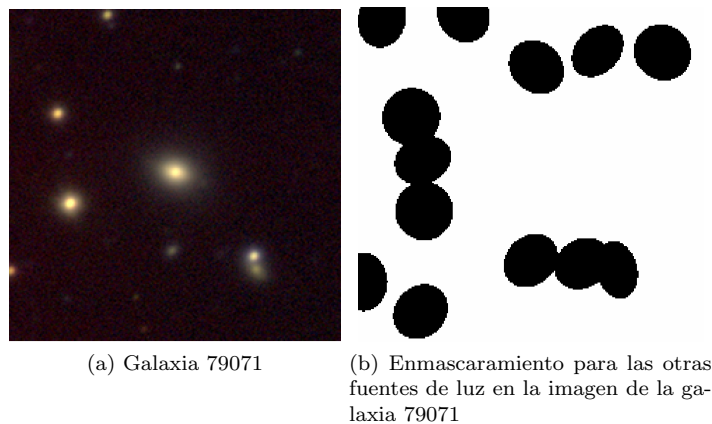


Figura 4.1: Perfiles galaxia 79071

La Galaxia 79071 es una de las llamadas “Galaxias Reliquia”, este tipo de galaxias fueron formadas en las fases más tempranas del universo (como las que se podían observar a un desplazamiento al rojo de $z > 2$) [33] y han permanecido inalteradas desde su formación. Se caracterizan por ser muy masivas y compactas (con formas lenticulares ¹), exhibiendo una población estelar antigua en torno a 10 Gyr [34]. Lógicamente la Galaxias Reliquia no deberán presentar formación estelar reciente. Se observará por lo tanto un espectro que tenderá al rojo/infrarrojo.

Este tipo de galaxias son de gran interés ya que al haber permanecido inalteradas ofrecen información sobre el universo primitivo. La explicación de por qué han permanecido intactas aun no es clara. Se teoriza con que estas galaxias al residir en cúmulos superpoblados se ven afectadas por grandes fuerzas gravitatorias que las hace moverse a velocidades altas. Por esa razón las galaxias pasarían cerca entre sí pero sin el tiempo necesario para que la fuerza gravitatoria las haga interactuar. Experimentalmente se ha observado que no todas las galaxias reliquias encontradas presentan esa condición.

¹De tipo disco pero con una morfología “hinchada”, a medio camino entre morfología discoidal y elíptica

Hay cálculos que estiman que una de cada mil galaxias es una reliquia lo que hace muy difícil su detección debido a la pequeña cantidad de ellas en el universo cercano. Trabajos como [35] indicarían que una zona cercana a $z < 0,1$ solo el 0,1 % de las galaxias masivas habrían ganado menos del 10 % de la masa que tenían en su formación (casi inalteradas). Esto indicaría que la densidad de presencia de galaxias reliquias en el universo cercano sería de $\sim 10^{-6} \text{ Mpc}^{-3}$. Estos números son muy bajos y deberían encontrarse en torno a unas 60 galaxias reliquia en $z = 0,1$, dentro del cartografiado Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

Los mejores candidatos a estas galaxias en el universo cercano serían las elípticas buscando entonces galaxias que tengan características iguales a las galaxias masivas en $z > 2$ (Redshifts altos), [34]. Galaxias antiguas ($> 10 \text{ Gyr}$), masivas ($M_* > 10^{11} M_\odot$), y compactas ($R_e < 1,5 \text{ kpc}$) en el universo cercano. La búsqueda de estos objetos arroja algunos candidatos ([36], [37]).

La galaxia 79071 es perteneciente al los cartografiados KiDS/VIKING ([38], [39]) y presenta estas propiedades. Esta galaxia está localizada a un desplazamiento al rojo o “Redshift” de $z = 0,1335$ y en coordenadas:

1. Ascensión recta: $RA : 14h39m51,2s$
2. Declinación: $DEC : 0d6m45,14569s$

Se estudiará la galaxia en el rango de longitudes de onda del espectro visible, usando los filtros SDSS (g, r, i, z). En el Cuadro 4.1 se presentan las longitudes de onda centrales correspondientes a los filtros SDSS. Debido a que el universo se encuentra en expansión, la longitud de onda emitida será distinta de la recibida. Se aplica la Ecuación 2.5 con el objetivo de averiguar las correspondientes longitudes de onda emitidas por la galaxia.

Filtro	Longitud de onda central (nm)	Longitud de onda emitida (nm)
g	477.9	421.6
r	619.7	546.7
i	755.8	666.8
z	878.0	774.6

Cuadro 4.1: Longitudes de onda centrales de los filtros SDSS y longitud de onda emitida por la galaxia

Bandas	g	r	i	z
Angulo de posición (deg)	-20.6	-20.6	-20.6	-11.3
X (pix)	120	120	120	75
Y (pix)	121	121	121	75
Razón de semiejes	1.3	1.2	1.3	1.2

Cuadro 4.2: Coordenadas, ángulo de posición y razón de semiejes de 79071 en la imagen

Las escalas de píxel correspondientes al sistema óptico de medida son 0,21 arcsec/pix para las bandas g-r-i y 0,3390 arcsec/pix para z. La diferencia se debe a que la imagen en z pertenece al cartografiado VIKING mientras que para g-r-i las imágenes pertenecen al cartografiado/survey KIDS.

Se realiza una determinación de los centros de los objetos en la imagen y de sus razones de semiejes (tomando elipses) mediante el software especializado SExtractor, Cuadro 4.2. Se determina la galaxia de estudio con los siguientes parámetros en las distintas bandas².

²Se puede observar que los parámetros son similares en todas las bandas excepto en la z. Esto se debe a que la imagen en la banda z tiene menos píxeles que el resto de imágenes, concretamente es una imagen de 149x149 píxeles (una de las causas

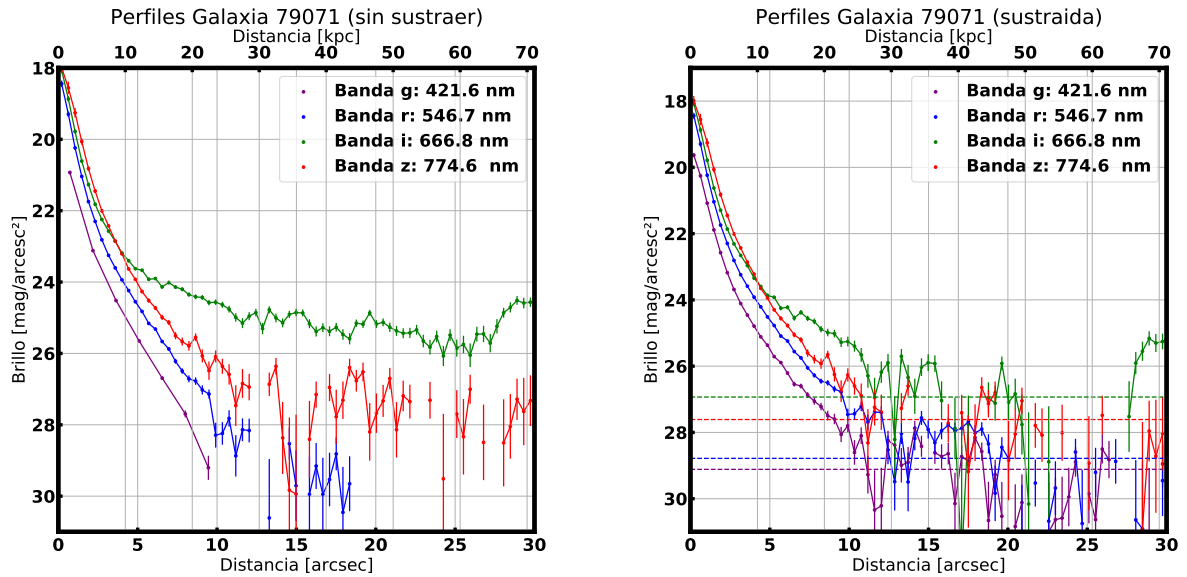
4.1.1. Perfil de Brillo

Se realiza un primer perfil de luminosidad orientativo siguiendo el método dado en la Sección 3.1, obteniéndose la Figura 4.2a.

Lo primero que salta a la vista en la figura es que el perfil en la banda i es más luminoso que el perfil de la banda z. Esto choca con lo estudiado puesto que se ha visto cómo las bandas más rojas (en este caso la z) son las más luminosas ya que contienen la información de un mayor número de estrellas (ver cuerpo negro Sección 2.3 y su figura ilustrativa 2.5). Posteriormente se observará si esta anomalía se corrige haciendo el estudio de corrección del ruido.

Se puede observar que a partir de 10 segundos de arco la señal de las galaxias oscila de forma aleatoria. Esto podría indicar que a partir de esa distancia el ruido domina la imagen. En torno 20 y 30 segundos de arco se obtiene el nivel de cielo (ya que es una zona dominada por ese ruido) y se le resta a la imagen original con el objetivo de “limpiarla”. Con eso obtenemos una primera corrección con los datos libres del ruido base.

Una vez sustraído el nivel de ruido, a partir de 10 segundos de arco se realiza un estudio estadístico de los datos (ruido) estableciendo una línea segmentada a 3σ por encima del nivel de la media del ruido. Puesto que el ruido blanco tiene una distribución normal alrededor de la media, a 3σ por encima del ruido se tiene una certeza del 99% de que las medidas de la galaxia no pertenecen al ruido, Cuadro 4.3. Por otro lado, asumimos que por debajo de esta línea a 3σ no se podría sacar ninguna conclusión.



(a) Primer perfil de luminosidad.

(b) Perfil de luminosidad (con el flujo de cielo sustraído).

Figura 4.2: Perfiles galaxia 79071

Una vez aplicado los cambios y correcciones se obtiene la Figura 4.2b. De nuevo se presenta el perfil de la banda i como más luminoso que el perfil de la banda z. Esto es algo que en la realidad no ocurre y la posible fuente de error es que la imagen en i sea mucho más ruidosa que la imagen en z.

es haber utilizado otro sensor/survey para la medida de la galaxia). Por otro lado el resto de imágenes tienen una resolución de 239x239. Esto no afecta en absoluto a los resultados puesto que los distintos aparatos de medida se pueden calibrar con las constantes “Zeropoint” y “Pixelscale” vistas en teoría

En un estudio específico de la imagen en el filtro “i” se observa un cierto “gradiente” de ruido creciente de izquierda a derecha. El estudio estadístico empleado no es eficaz en este caso puesto que se encarga de analizar una corona elíptica en una posición de la imagen donde no haya ningún objeto. De esa forma se promedia el ruido y se resta de la imagen original. Este método funciona si la distribución del ruido es homogénea en la imagen, ante un gradiente de ruido esta herramienta no es útil. Se obvia por lo tanto el perfil de la banda i puesto que no arrojará resultados lógicos.

Banda	Nivel de ruido (mag)
g	29.11
r	28.78
i	26.93
z	27.61

Cuadro 4.3: Nivel de ruido medido como fluctuaciones 3σ del ruido en aperturas de $1\text{arcsec} \times 1\text{arcsec}$

4.1.2. Perfil de Masa

Con el objetivo de encontrar la truncación de manera más clara se puede realizar un estudio de los perfiles de masa mediante la aplicación de la receta para filtros SDSS como se indicó en la Sección 3.2. Para obtener unos resultados más precisos se aplican una serie de correcciones que tienen que ver con: extinción de la luz debido al polvo estelar, inclinación de la galaxia, cosmological dimming.

Con las correcciones realizadas y obviando los datos correspondientes al perfil en el filtro “i”, se obtiene la Figura 4.3. No se pueden obtener grandes conclusiones del perfil de masa debido a que es muy ruidoso en las partes mas exteriores.

4.1.3. Truncación

Al ser una galaxia con morfología discoidal (galaxia lenticular), la mayor parte de la luz viene dada por un disco donde la luminosidad decae gradualmente hasta un punto conocido como “Break” a 5 segundos de arco. A partir del “Break” la luz decae con menos pendiente (más lentamente). Se puede observar un segundo cambio de pendiente junto a una caída abrupta en torno a 10-12 segundos en la Figura 4.2a y Figura 4.2a . Esta caída aparece incluso en el perfil desechado de la banda i.

Más allá de 12 segundos de arco se observa una variación de la señal en torno a la media del ruido, por debajo de 3σ . Esto indica que el brillo es muy débil y empieza a dominar el ruido en la imagen. Como el perfil se encuentra por debajo de 3σ en torno a la media del ruido no se podría asegurar que la luz sea perteneciente a la galaxia.

Por otro lado el perfil de masa presenta un corte claro en torno a 12 segundos de arco (incluso un poco antes). No obstante a partir de 8 segundos de arco el perfil de masa es demasiado ruidoso por lo que no se podría considerar un resultado concluyente. En todas las representaciones el perfil rz alcanza su densidad de masa máxima en 1 segundo de arco en vez de en el centro. Esto puede indicar que hay un error en la determinación del centroide y por lo tanto no se esta realizando los perfiles perfectamente.

Por otro lado los perfiles de masa muestran grandes barras de error en los primeros segundos de arco. Esto se debe a que en esa zona las coronas elípticas sobre las que integramos la luz son muy pequeñas y la variación de la luz es muy grande.

Atendiendo a los perfiles de brillo se podría determinar una Truncación en torno a 10 arco-segundos (a unos 24kpc) del centro del bulbo.

Para un análisis adicional de la galaxia habría que acudir al estudio de los perfiles según el método de la integración del semieje mayor desarrollado por Jesús Alderete [1]. Como ya se ha mencionado ambos métodos

son complementarios y se necesitan ambos puntos de vista para el desarrollo completo del estudio. [1] Indica una truncacion que se encuentra una distancia de 20 kpc respecto de su centro (8segundos de arco). Esto concuerda en cierta manera ya que el método empleado en este trabajo promedia sobre más píxeles que el método del semieje mayor. Además puesto que Jesús Alderete promedia con menos puntos se podría ver una caída mucho más violenta en sus perfiles.

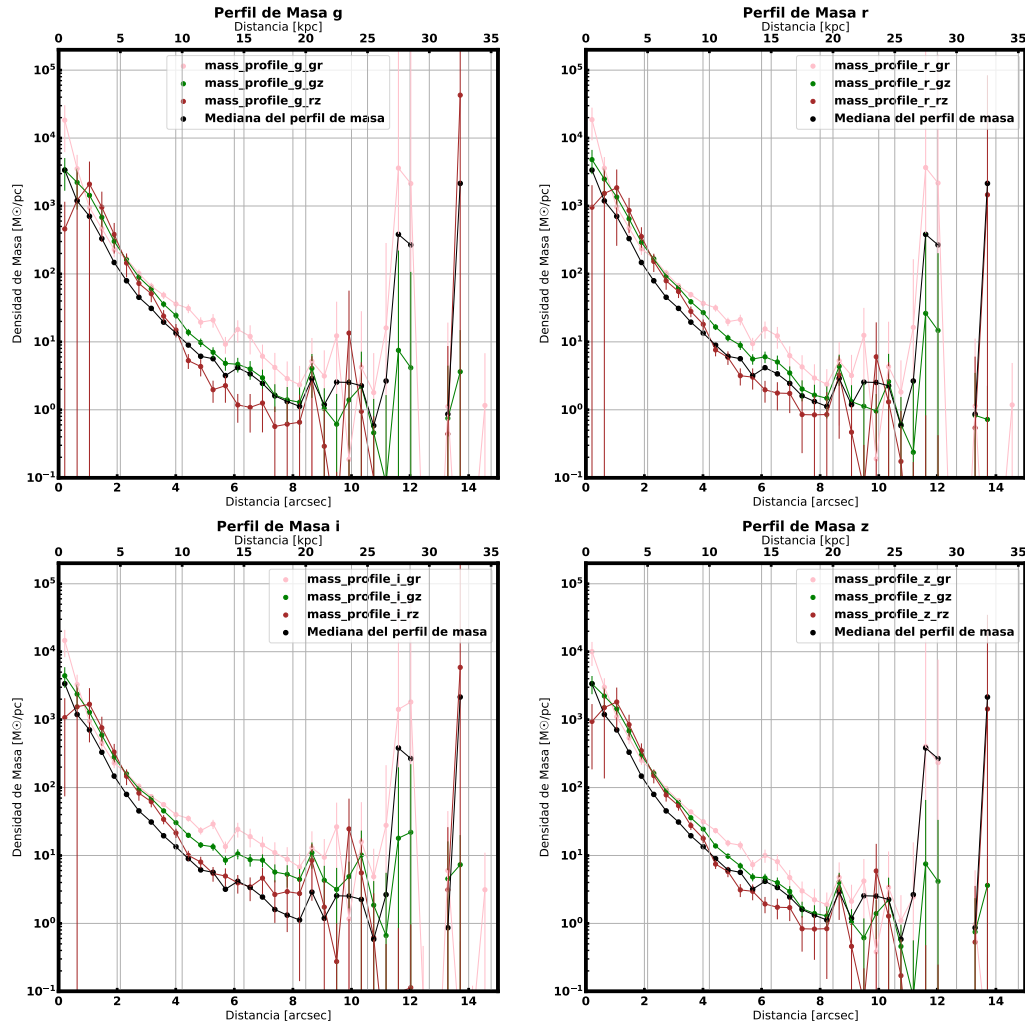


Figura 4.3: Perfil de masa. Galaxia 79071

4.2. Galaxia 17058

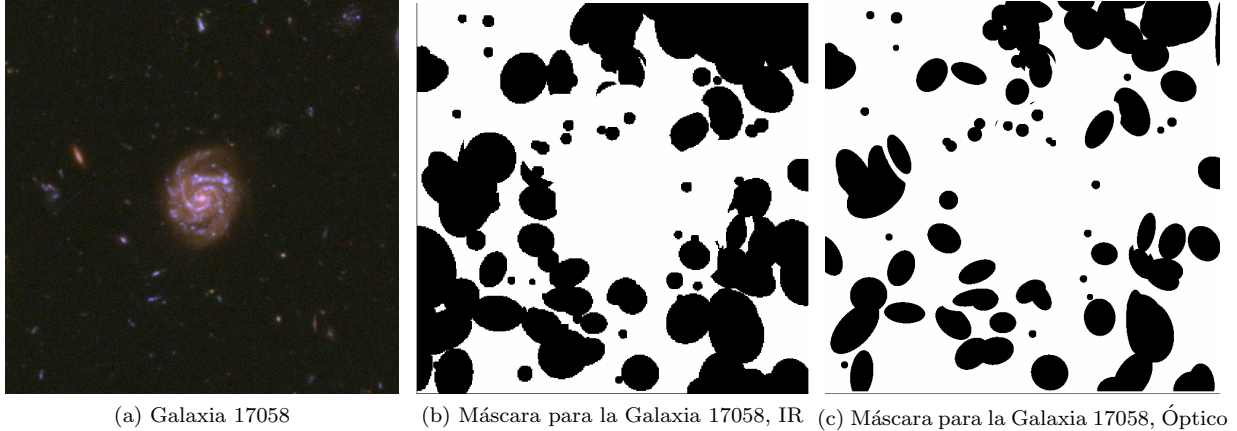


Figura 4.4: Galaxia 17058

Galaxia perteneciente a la imagen del HST “Hubble Ultra Deep Field” o HUDF, la cual es la imagen más profunda del universo tomada hasta la fecha. Se estima que la imagen contiene en torno a 10000 galaxias en un tamaño de 2×2 arcmin². Las imágenes fueron obtenidas del cartografiado GOODS³

La galaxia se encuentra a un Redshift alto (de $z = 0,6218$) en las coordenadas [40]:

1. Ascensión recta: $RA = 3h32m40,7s$
2. Declinación : $DEC = -27d46m15,68s$

Es una galaxia muy interesante para estudiar puesto que se encuentra a un Redshift muy alto, es muy lejana. Su luz se emitió cuando la edad del universo era $\sim 8Gyr$. Se observará que el brillo es mucho más tenue que en el caso de la galaxia 79071, al igual que en la galaxia anterior se realiza un cálculo para determinar las longitudes de onda emitidas. Por otro lado al ser una galaxia con forma de espiral el brillo no decae de una forma tan gradual como una galaxia reliquia y se debería de poder observar la truncación de forma más clara. La imagen de estudio fue tomada por el HST (telescopio espacial Hubble) por lo que se podrá observar la galaxia en los canales ópticos e infrarrojos correspondientes a las siguientes bandas(Figura 2.10):

Filtro	Longitud de onda(nm)	Longitud de onda emitida (nm)	Zeropoint	Espectro
B o F435W	435	268.2	25.673	Óptico
V o F606W	600	369.9	26.486	Óptico
I o F775W	814	501.9	25.654	Óptico
Y o F105W	1050	647.4	26.269	Infrarrojo
J o F125	1250	770.7	26.230	Infrarrojo
H o F160w	1600	986.5	25.946	Infrarrojo

Cuadro 4.4: Filtros y Zeropoint correspondientes a los filtros de las tres cámaras del HST

³Survey que utiliza imágenes del cielo profundo tomadas por los “NASA’s Great Observatories”: Spitzer, Hubble, Chandra, ESA’s Herschel and XMM-Newton...

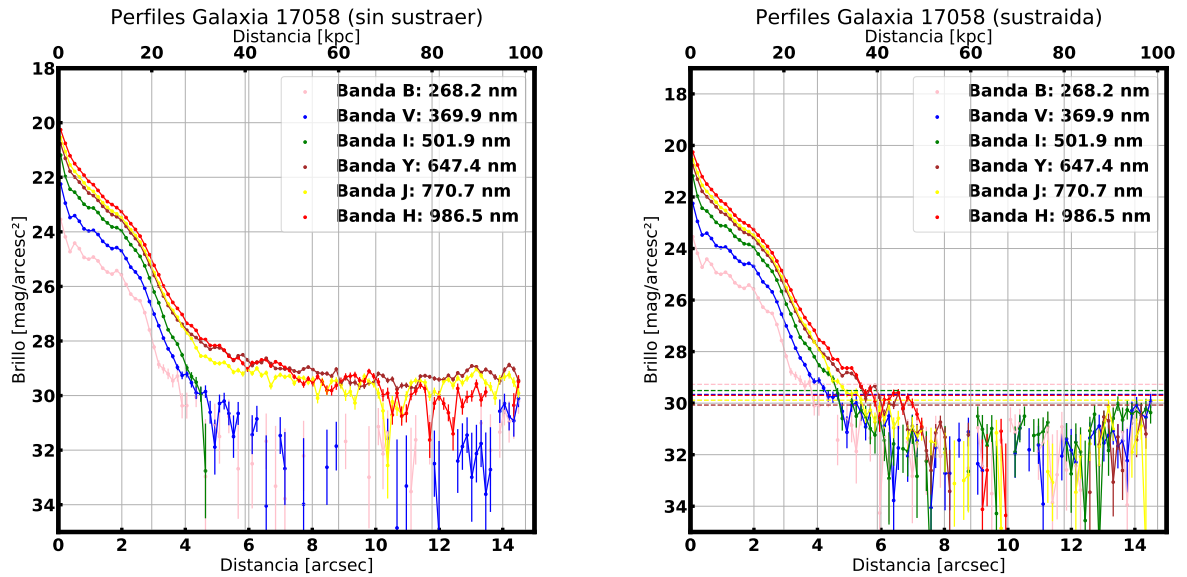
Hay que tener en cuenta que las imágenes en el espectro óptico tienen distinta resolución (píxeles) que las imágenes en el espectro infrarrojo⁴. Además también habrá distintos valores del Zeropoint en cada filtro.

Para realizar el estudio se seleccionaron centroides de los objetos de la imagen en las bandas más rojas posibles en el óptico y en el infrarrojo. Es decir: se utiliza la posición en píxeles del centro, ángulo de posición y razón de semiejes de la bandas I (para las imágenes ópticas) y H (para imágenes en el infrarrojo). Esta consideración se toma atendiendo a la ley de Wien la cual indica en cierta manera que las bandas rojizas son las más representativas de la luz total de la galaxia porque son las más relacionadas con las estrellas menos masivas y viejas, que son las más numerosas. Se observa que:

Bandas	Ópticas	Infrarrojas
Angulo de posición (deg)	155	155
X(pix)	368	184
Y(pix)	366	183
Razón de semiejes	0.8	0.8

Cuadro 4.5: Coordenadas, ángulo de posición y razón de semiejes de 17058 en la imagen

4.2.1. Perfil de Brillo



(a) Primer perfil de luminosidad.

(b) Perfil de luminosidad (con el flujo de cielo sustraído).

Figura 4.5: Perfiles galaxia 17058

De nuevo se realiza un primer perfil orientativo con el objetivo de conocer la zona donde domina el ruido, Figura 4.5a. Se observa un perfil relativamente tenue comparado con la galaxia anterior. La zona con mayor

⁴Esto es debido a que se han empleado dos cámaras con distintas sensibilidades: ACS para el espectro óptico y WFC3 para IR.

brillo del bulbo presenta una magnitud de 20, mientras que en la galaxia 79071 presenta una magnitud de 18. Una diferencia de 2 magnitudes indica que el brillo de 79071 es a 6.3 veces el brillo de 17058.

A partir de 4 segundos de arco se observa una cierta estabilización de las curvas del perfil de brillo junto con cierto bamboleo, lo que podría indicar la presencia de ruido. Se decide sustraer el nivel de ruido del cielo en torno a 6,7 arsec y 10 arcsec basándonos en la imagen más roja de cada espectro. Las bandas más rojas H, J, Y, se estabilizan de una manera tenue y poco ruidosa. Por otro lado las bandas ópticas correspondientes a B, V, I, se estabilizan de forma notoria en torno a 3 segundos de arco

Una vez sustraído el cielo, Figura 4.4a (galaxia con el cielo sustraído), se observa una mayor cantidad de puntos/información en la banda I que en el caso de la galaxia sin sustraer. A nivel computacional, en las imágenes de los perfiles de luminosidad sin el flujo sustraído, se puede dar el caso en el que haya varios puntos que no existen. Recordando, el perfil de luminosidad viene dado en magnitudes, y para ello hay que hacer el logaritmo de un flujo, Ecuación 2.19. Si esos flujos son negativos los puntos correspondientes a la magnitud no van a existir. Sustrayendo el nivel de ruido del cielo podemos encontrar un valor negativo del orden a los flujos que daban puntos no existentes. Si recordamos el proceso de sustraer el flujo se trataba de $F_{corr} = F - F_{sustraído}$. Se ve por lo tanto por qué aparecen todos esos puntos en el flujo final en la banda I.

Se realiza un estudio estadístico del ruido en 23.5 kpc o 3.4 arcsec, obteniendo un valor medio del ruido y su desviación típica. Se trazan líneas horizontales a 3σ por encima del valor medio. Se observa una caída muy abrupta de los perfiles más fríos (bandas ópticas) en torno a 3.5 segundos de arco lo que podría ser un indicio de la truncación.

Banda	Nivel de Ruido
B	29.27
V	29.66
I	29.51
Y	30.07
J	29.88
H	29.69

Cuadro 4.6: Nivel de ruido medido como fluctuaciones 3σ en aperturas de 1arcsec x 1arcsec

4.2.2. Perfil de Masa

De nuevo a partir de los perfiles de brillo se realiza el paso a los perfiles de masa. En este caso en concreto es necesario realizar el paso de filtros Hubble a filtros SDSS. Para ello se realiza una interpolación entre los filtros para conseguir los perfiles en las bandas deseadas. Este paso es necesario ya que las recetas para el paso a perfiles de masa se realizan en base a filtros SDSS.

Por otro lado al ser una galaxia a desplazamiento al rojo muy alto la corrección debida al Cosmological Diming será muy relevante para obtener una lectura de la densidad de masa correcta.

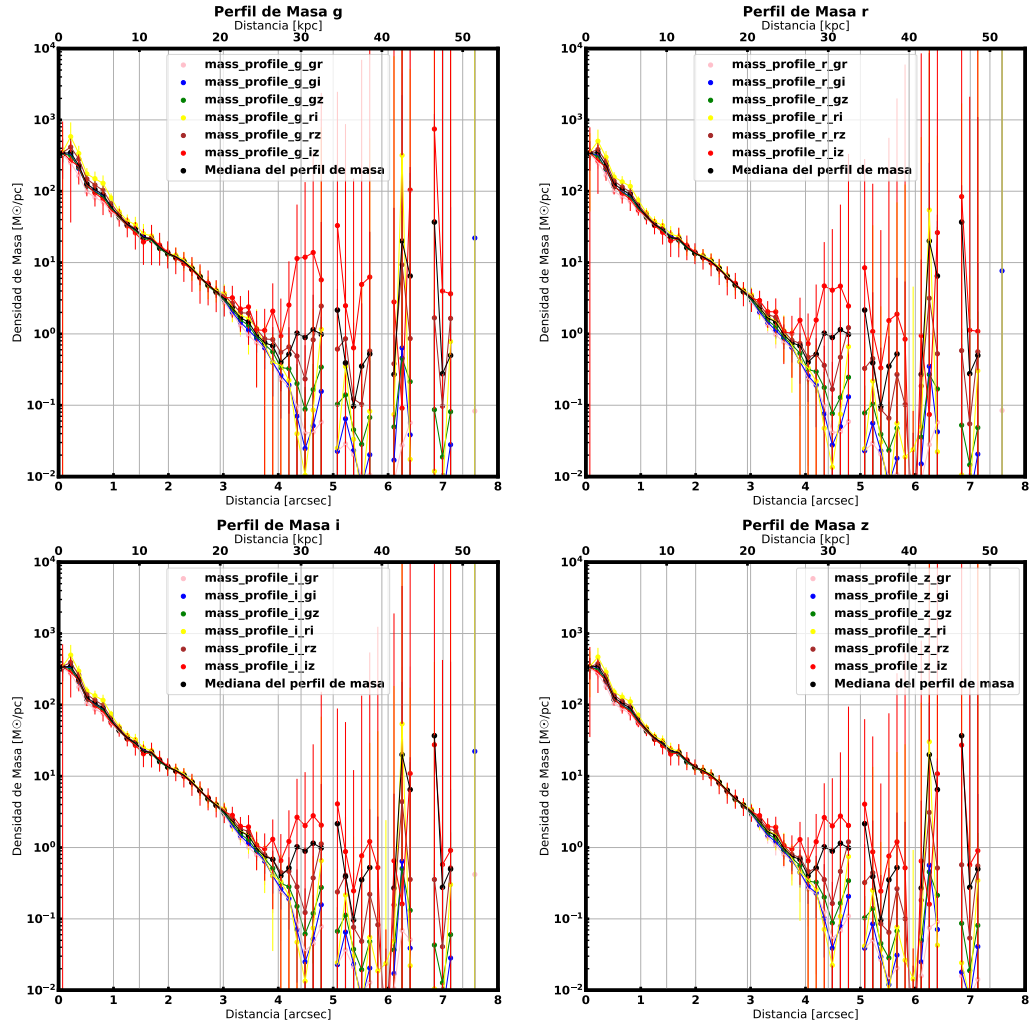


Figura 4.6: Perfil de masa. Galaxia 17078

4.2.3. Truncación

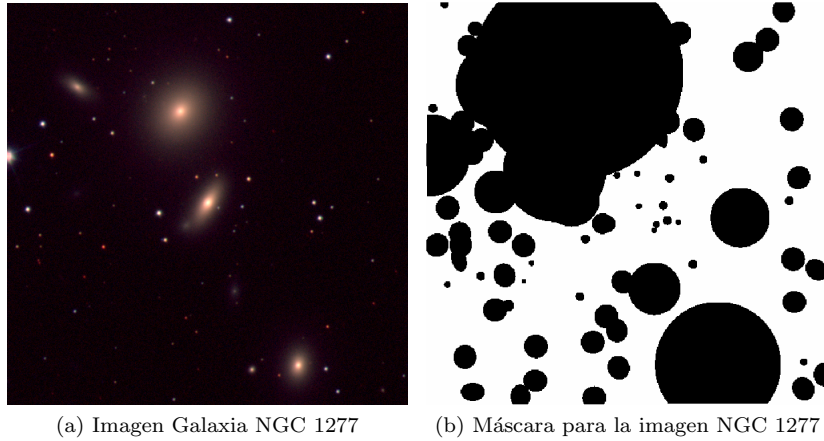
Los perfiles de masa no muestran una caída abrupta que pueda indicar la truncación. En los perfiles de brillo se puede ver que sobre 3 segundos de arco (Unos 20 kpc) hay una caída abrupta de los perfiles ópticos. Los perfiles IR a pesar de ser más luminosos decaen de forma más gradual no permitiendo encontrar la truncación de forma clara (puede deberse a contaminación de

vecinos o a que la cámara del IR es más ruidosa).

Por otro lado atendiendo al método de Jesús Alderete [1] se encuentra una truncación de forma mucho más clara a 22Kpc. La diferencia de los resultados reside en que el método de las elipses concéntricas promedia con más datos por lo que el contraste entre el brillo de la galaxia y el fondo de la imagen es más sutil. El método de Jesús permite observar el límite de forma más clara ya que al promediar menos puede observar mejor el contraste con el fondo.

Una de las conclusiones que podemos sacar de los perfiles de brillo es información sobre las distintas partes de la galaxia (bulbo, disco y halo). Se puede observar una pendiente muy pronunciada hasta 1 segundo de arco la cual indicaría la zona del bulbo. A partir de 1 segundo de arco aparece un cambio de pendiente que daría paso a la zona del disco. En 2 segundos de arco se puede encontrar el llamado “Break” donde vuelve a haber un cambio en la pendiente que daría paso finalmente a la truncación (corte a unos 3 segundos de arco).

4.3. Galaxia NGC 1277



(a) Imagen Galaxia NGC 1277

(b) Máscara para la imagen NGC 1277

Figura 4.7: Galaxia NGC 1277

La Galaxia NGC 1277, situada a $75 Mpc$ de la Vía Láctea en el Cúmulo de Perseo, es una posible Galaxia Reliquia al igual que 79071. La galaxia se encuentra moviéndose a una velocidad muy alta en el cúmulo de forma que no colisiona con otras galaxias [41]. Como todos los candidatos a galaxias reliquia, esta deberá de haber sido formada en las fases iniciales del universo $z > 2$ además de permanecer inalterada desde entonces. Es de esperar que sea una galaxia con una gran población de estrellas antiguas > 10 Gyr y una casi nula presencia de nuevas formaciones estelares. Estudios como [34] revelan que, en efecto, NGC1277 es una galaxia masiva y compacta en ausencia de nuevas interacciones o formaciones estelares. Presenta una población que concuerda con las estrellas formadas hace 10 Gyr. Puede ser muy útil complementar estos estudios con la observación del brillo superficial y la determinación de perfiles de masa. El interés por NGC1277 es grande puesto que es una de las pocas galaxias reliquia que se pueden encontrar en el universo más cercano ($z < 0,1$).

Las imágenes pertenecen al Survey “Sloan Digital Sky Survey” o SDSS, tomadas por un telescopio específico del observatorio Apache Point de Nuevo México. Al igual que 79071 estas imágenes se tomaron en Tierra y como consecuencia la dispersión de punto será mayor por efecto de la atmósfera.

Recordando las particularidades de este cartografiado, las imágenes son tomadas en los 5 filtros SDSS **u**, **g**, **r**, **i** y **z**. La Galaxia se encuentra a un Redshift de $z = 0,01690$ (universo local) y en coordenadas:

1. Ascensión recta: $3h19m51s$
2. Declinación: $41d34m25s$

Presenta una morfología lenticular (intermedia entre elíptica y espiral). Por estar en el universo local tiene un índice de desplazamiento al rojo bajo por lo que la corrección Cosmological Dimming, Sección 3.3.2 será despreciable en este caso.

Filtro	Longitud de onda(nm)	Longitud de onda emitida (nm)
u	358.0	352.1
g	475.4	469.9
r	620.4	609.4
i	769.8	743.2
z	966.5	863.4

Cuadro 4.7: Longitudes de onda centrales de los filtros SDSS y longitud de onda emitida por la galaxia

Se tiene en cuenta un “pixelscale” de 0,396 (arcsec/pix) y un “zeropoint” de $ZP = 22,5$. Se buscan y utilizan los datos del centroide, ángulo de posición y razón de semiejes correspondientes a la banda más roja puesto que es la más representativa. Se obtienen unos valores de:

Bandas	z
Ángulo de posición (deg)	57.73
X (pix)	251
Y (pix)	252
Razón de semiejes	1.9

4.3.1. Perfil de Brillo

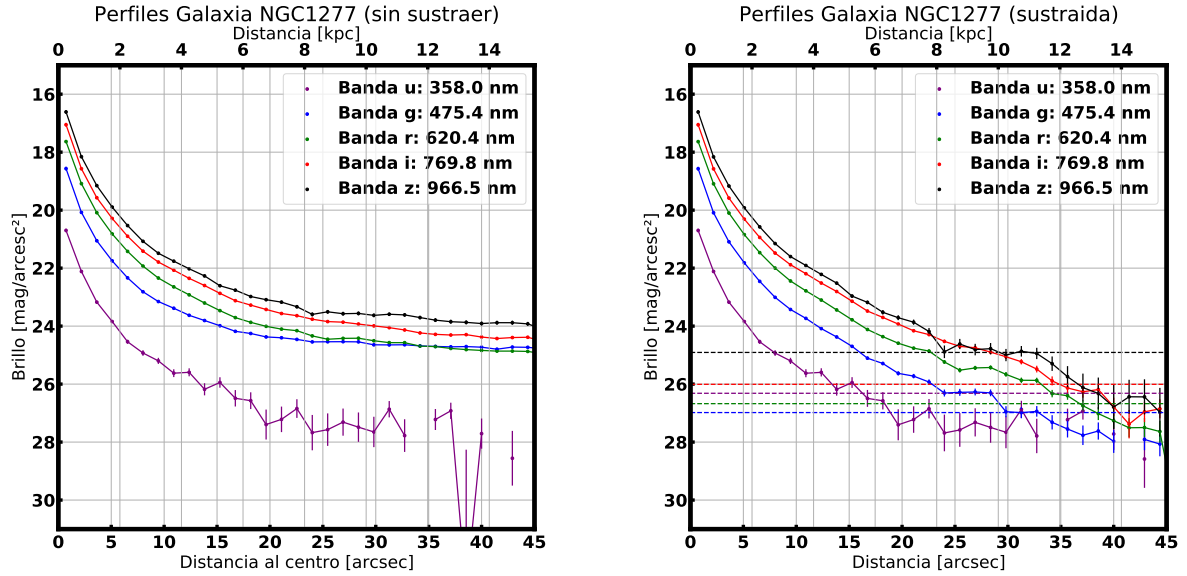
Se calcula un primer perfil de brillo aproximado donde no se observa ruido excesivo, Figura 4.8a. Se observa una cierta estabilización horizontal en el perfil de brillo a partir de 20 segundos de arco aproximadamente. Por otro lado se observa que el perfil para la banda “u” es demasiado tenue en comparación con las otras bandas, presentando un mayor ruido en torno a 15 segundos de arco. Debido a esto se ignorará el perfil en “u” ya que no aporta apenas información.

Se decide sustraer el nivel de ruido en una zona muy alejada de la galaxia en torno a 40 y 50 segundos de arco, con el objetivo de limpiar la imagen de ruido basal, Figura 4.8b.

Banda	Nivel de Ruido
u	26.31
g	26.98
r	26.67
i	26.00
z	24.90

Cuadro 4.8

Se puede ver un pequeño cambio en la pendiente en los perfiles r, g, i en torno a 30 segundos de arco. Con el objetivo de intentar determinar de mejor manera la truncación se derivan los perfiles de masa.



(a) Primer perfil de luminosidad.

(b) Perfil de luminosidad (con el flujo de cielo sustraído).

Figura 4.8: Perfiles galaxia NGC1277

4.3.2. Perfil de Masa

Puesto que los filtros de los perfiles son SDSS solo hace falta aplicar la receta para conseguir los perfiles de masa. Los perfiles de masa son muy ruidosos a partir de 20 segundos de arco (sobre todo los perfiles iz,ri). Esto tendría sentido puesto que la densidad de masa a partir de ese punto es muy baja (tan solo 1 masa solar por kiloparsec). El perfil de masa no aporta información útil para determinar la truncación en este caso.

4.3.3. Truncacion

Atendiendo a los perfiles de brillo y masa no se observan indicios de una truncación clara. Esto puede deberse en gran parte a la luz de la galaxia vecina a 1277 la cual puede afectar o contaminar la imagen total. No obstante se puede observar una sutil caída o corte en torno a 30 segundos de arco⁵, a pesar de eso no es lo suficientemente claro como para ser concluyente. En los perfiles de masa también podría intuirse dicho corte en 25/30 segundos de arco (en los perfiles gr, gi, gz, rz).

En general podría haber indicios de que la truncación se podría encontrar en torno a 28-33 segundos de arco (a unos 10kpc).

En el estudio [1] obtiene un resultado muy diferente (truncaciones en torno a 35arcsecs/12kpc). Esto podría deberse a que en el semieje mayor esta galaxia posee una galaxia satélite muy difusa que es imposible de enmascarar completamente.

⁵32 o 33 segundos de arco para z, 28 para r y g

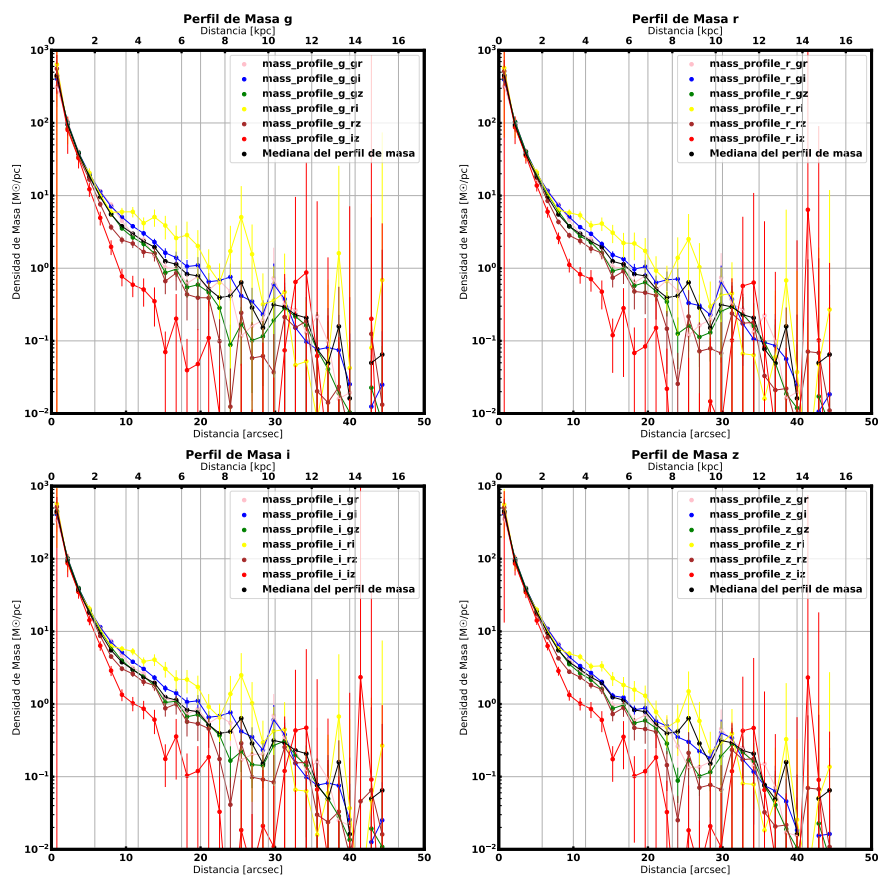


Figura 4.9: Perfil de masa. Galaxia NGC1277

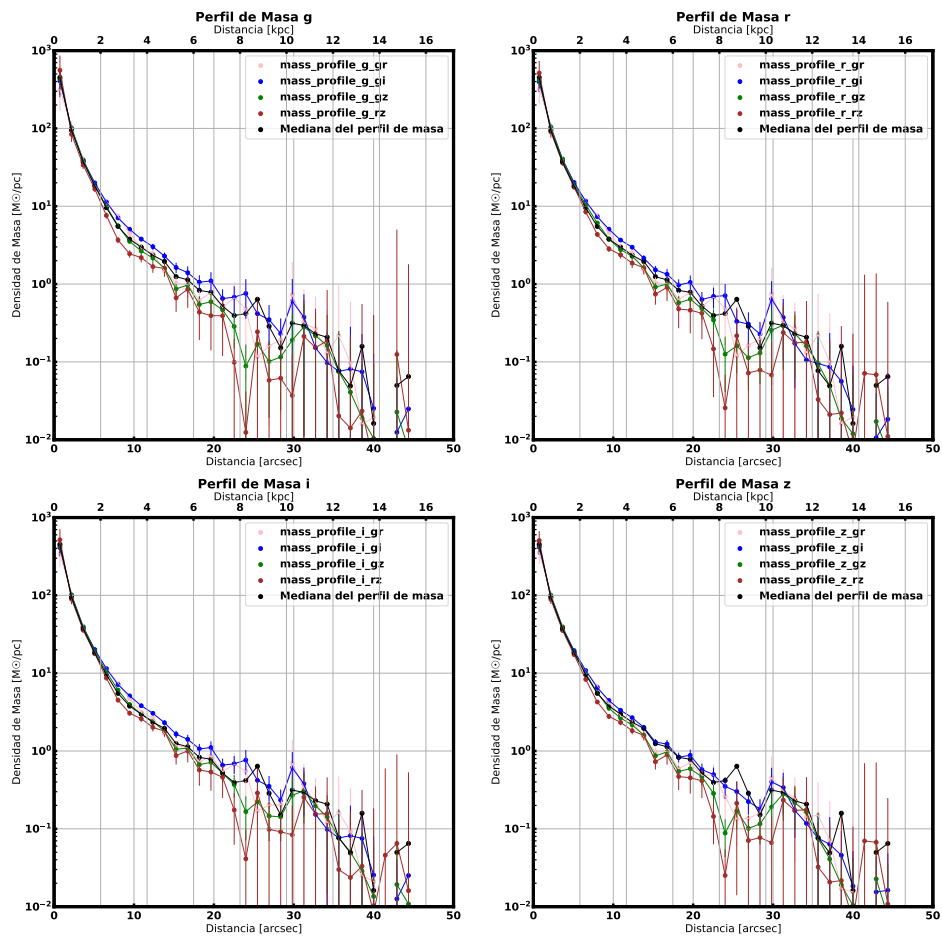


Figura 4.10: Perfil de masa. Galaxia NGC1277

Capítulo 5

Conclusiones

En este proyecto han presentado los principales métodos y conceptos necesarios para el estudio del brillo superficial y la determinación de la frontera o truncación. Se han estudiado 3 galaxias con morfologías discoidales, dos de las cuales (GAMA79071 y NGC1277) son galaxias reliquias. Se ha estudiado también el caso de una galaxia a muy alto redshift (17058_GOODS) donde las frecuencias han sido desplazadas al rojo en gran medida y el Cosmological Dimming afecta notablemente a la luminosidad.

Se han observado las distintas estructuras de la galaxia en los perfiles de brillo y se obtiene indicio de que sus truncaciones se encuentran a:

1. Galaxia 70971: Truncación a 12 arco-segundos (a unos 30kpc)
2. Galaxia 17058: Truncación a 3 o 4 segundos de arco (en torno a 20kpc)
3. Galaxia NGC1277: Truncación a 28-33 segundos de arco (unos 10kpc)

Se han apreciado una serie de dificultades y posibles fuentes de error en el proceso del calculo del perfil de brillo y masa:

- Para obtener un correcto perfil de brillo se ha de conseguir un buen enmascaramiento de las fuentes de luz vecinas. En las zonas próximas a la truncacion el brillo de la galaxia es tenue y se puede ver afectado en gran medida por los objetos vecinos. Para un análisis más exhaustivo de las galaxias se ha de mejorar los enmascaramientos. La galaxia 79071 presenta cierto gradiente en ruido de la imagen del filtro “i”. Esto puede deberse a una estrella/galaxia próxima al telescopio que no aparezca en el encuadre pero que contamine el contenido de esta. Este gradiente no aparece en el resto de filtros por lo que la presencia de una fuente de luz próxima se descarta. La razón más habitual para este tipo de errores suele ser un mal procesamiento de la imagen en el Survey. Un correcto modelado del ruido podría resolver los errores en la medida de esta banda

Para un correcto estudio de las Truncaciones hay que comparar nuestros resultados con el método elaborado por Jesús Alderete [1] donde se realiza una integración de la luz a lo largo del semieje mayor de la elipse. Este método, al promediar con menos puntos, no será muy consistente con los errores pero permite ver con un mejor contraste o nitidez las diferencias de brillo en el limite de la galaxia y el fondo, observando caídas más abruptas.

En este trabajo me he enfrentado a nuevos desafíos, asomándome a lo que sería un estudio real en astrofísica (a pequeña escala). Por otro lado he profundizando e interrelacionando conceptos pertenecientes a distintas ramas de la física con el objetivo de obtener una una visión general de este problema. Una gran parte del tiempo empleado en este proyecto ha sido dedicado al estudio “autónomo” del lenguaje

de programación Python. Se han modificado y adaptado programas informáticos ¹ para este problema en particular. Todas las representaciones gráficas de los perfiles de brillo y masa fueron programadas desde cero en Python. Por otro lado, en todo momento se ha utilizado el sistema operativo Linux Ubuntu donde hemos aprendido a manejar la terminal.

Adicionalmente se ha trabajado en perfiles de Color y de Mass to Light Ratio los cuales son estudios accesorios que también podrían indicar la presencia de truncaciones. Todo este trabajo que no se ve reflejado en el texto del proyecto. A pesar de eso todos los programas y figuras accesorias se dejaron subidas en el repositorio: https://gitlab.com/albertoroyovalle/tfg_truncaciones_galacticas_albertoroyovalle

¹desarrollados por Fernando Buitrago

Bibliografía

- [1] Jesús Alderete Antolín. “Truncaciones: buscando el límite de las galaxias”. En: (2021). URL: <https://uvadoc.uva.es/handle/10324/50626> (visitado 31-01-2022).
- [2] *Content of the Universe - WMAP 9yr Pie Chart*. URL: <https://map.gsfc.nasa.gov/media/080998/index.html> (visitado 10-02-2022).
- [3] *Vía Láctea*. En: *Wikipedia, la enciclopedia libre*. 1 de feb. de 2022. URL: https://es.wikipedia.org/w/index.php?title=V%C3%ADa_L%C3%A1ctea&oldid=141375968 (visitado 10-02-2022).
- [4] . *INTRODUCCIÓN A LA FÍSICA EXTRAGALÁCTICA*.
- [5] Mariano Santander. *Apuntes de la asignatura: Gravitación y Cosmología*. Una vista circular. 15 de feb. de 2021. URL: <https://unavistacircular.wordpress.com/gc20-21-gravitacion-y-cosmologia/> (visitado 14-02-2022).
- [6] *Fundamental Astronomy*. URL: https://scholar.google.com/citations?view_op=view_citation&hl=es&user=lXi-kXYAAAAJ&citation_for_view=lXi-kXYAAAAJ:zYLM7Y9cAGgC (visitado 28-01-2022).
- [7] *TFG: Ecuación de campo. Introducción a la Cosmología (Rocío Navarro Martínez, 2017) - Facultad de Matemáticas*. URL: <https://www.um.es/web/matematicas/tfg-ecuacion-campo-navarro-martinez-2017> (visitado 10-02-2022).
- [8] *Blackbody Radiation*. URL: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbasees/wien.html> (visitado 10-02-2022).
- [9] Andrés Rivadulla Rodríguez. “La solución revolucionaria de Planck del problema de la radiación del cuerpo negro”. En: *Física cuántica y realidad, 2002, ISBN 84-7491-640-2, págs. 43-56*. Física cuántica y realidad. Facultad de Filosofía, 2002, págs. 43-56. ISBN: 978-84-7491-640-9. URL: <https://dialnet.unirioja.es/servlet/articulo?codigo=3013913> (visitado 31-01-2022).
- [10] *Ley de desplazamiento de Wien*. En: *Wikipedia, la enciclopedia libre*. 14 de dic. de 2021. URL: https://es.wikipedia.org/w/index.php?title=Ley_de_desplazamiento_de_Wien&oldid=140337550 (visitado 10-02-2022).
- [11] J Eduardo Mendoza Torres. “ELEMENTOS DE ASTRONOMÍA OBSERVACIONAL: LA ESFERA CELESTE”. En: (), pág. 79.
- [12] *Coordenadas ecuatoriales*. En: *Wikipedia, la enciclopedia libre*. 3 de feb. de 2022. URL: https://es.wikipedia.org/w/index.php?title=Coordenadas_ecuatoriales&oldid=141423869 (visitado 10-02-2022).
- [13] *Overview of CCD Detectors*. URL: <https://starlink.eao.hawaii.edu/docs/sc5.htx/sc5se4.html> (visitado 16-02-2022).
- [14] Nushkia Chamba. “Unveiling the Outskirts of Galaxies Using Deep Imaging.” En: (2020). URL: <https://riull.ull.es/xmlui/handle/915/25373> (visitado 10-02-2022).

- [15] UDELAR Depto. de Astronomía IFFC. “Introducción a CTE II (2011).” En: (2011), pág. 20. URL: <http://www.astronomia.edu.uy/CTE2/radiacion2.pdf>.
- [16] Steven V. W. Beckwith y col. “The Hubble Ultra Deep Field”. En: *The Astronomical Journal* 132.5 (nov. de 2006), págs. 1729-1755. ISSN: 0004-6256, 1538-3881. DOI: 10.1086/507302. arXiv: astro-ph/0607632. URL: <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0607632> (visitado 31-01-2022).
- [17] *Figure 10. Each CLASH Cluster Is Observed in 16 HST Filters Spanning...* ResearchGate. URL: https://www.researchgate.net/figure/Each-CLASH-cluster-is-observed-in-16-HST-filters-spanning-2000-17000A-with-WFC3-UVIS-in_fig1_231113522 (visitado 10-02-2022).
- [18] *Camera — SDSS*. URL: <https://www.sdss.org/instruments/camera/> (visitado 31-01-2022).
- [19] *SDSS Data Release 7*. URL: <http://classic.sdss.org/dr7/> (visitado 31-01-2022).
- [20] *. ACAM Filter Transmission Curves*. URL: <https://www.ing.iac.es/Astronomy/instruments/acam/filt/filtcurve.html#f700> (visitado 31-01-2022).
- [21] *Distancia focal*. En: *Wikipedia, la enciclopedia libre*. 19 de mayo de 2021. URL: https://es.wikipedia.org/w/index.php?title=Distancia_focal&oldid=135654225 (visitado 11-02-2022).
- [22] Sideribus. *Escala de Imagen y Escala de Pixel*. URL: <https://www.sideribus.com/blog/escala-de-imagen-y-de-pixel> (visitado 11-02-2022).
- [23] *SExtractor*. URL: <http://astroa.physics.metu.edu.tr/MANUALS/sextractor/> (visitado 11-02-2022).
- [24] Joel C. Roediger y Stéphane Courteau. “On the Uncertainties of Stellar Mass Estimates via Colour Measurements”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 452.3 (21 de sep. de 2015), págs. 3209-3225. ISSN: 0035-8711. DOI: 10.1093/mnras/stv1499. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stv1499> (visitado 01-02-2022).
- [25] Judit Bakos y col. “Color Profiles of Spiral Galaxies: Clues on Outer-Disk Formation Scenarios”. En: *The Astrophysical Journal* 683.2 (20 de ago. de 2008), págs. L103-L106. ISSN: 0004-637X, 1538-4357. DOI: 10.1086/591671. arXiv: 0807.2776. URL: <http://arxiv.org/abs/0807.2776> (visitado 11-02-2022).
- [26] Ignacio Trujillo, Nushkia Chamba y Johan H. Knapen. “A Physically Motivated Definition for the Size of Galaxies in an Era of Ultra-Deep Imaging”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 493.1 (21 de mar. de 2020), págs. 87-105. ISSN: 0035-8711, 1365-2966. DOI: 10.1093/mnras/staa236. arXiv: 2001.02689. URL: <http://arxiv.org/abs/2001.02689> (visitado 01-02-2022).
- [27] *. Apuntes Difracción*. URL: <http://www3.uah.es/mars/FFII/FFII.htm> (visitado 11-02-2022).
- [28] M. Pohlen e I. Trujillo. “The Structure of Galactic Disks - Studying Late-Type Spiral Galaxies Using SDSS”. En: *Astronomy & Astrophysics* 454.3 (31 de ago. de 2006), págs. 759-772. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. DOI: 10.1051/0004-6361/20064883. URL: <https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2006/30/aa4883-06/aa4883-06.html> (visitado 11-02-2022).
- [29] V. Calvi y col. “The Effect of Surface Brightness Dimming in the Selection of High-z Galaxies”. En: *The Astrophysical Journal* 796 (1 de dic. de 2014), pág. 102. ISSN: 0004-637X. DOI: 10.1088/0004-637X/796/2/102. URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2014ApJ...796..102C> (visitado 01-02-2022).
- [30] B. Ribeiro y col. “Size Evolution of Star-Forming Galaxies with $z > 2$ ”. En: *Astronomy & Astrophysics* 593 (1 de sep. de 2016), A22. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. DOI: 10.1051/0004-6361/201628249. URL: <https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2016/09/aa28249-16/aa28249-16.html> (visitado 01-02-2022).
- [31] *. Lecture 5. Interstellar Dust and Extinction*. URL: <https://w.astro.berkeley.edu/~ay216/08/NOTES/> (visitado 11-02-2022).

- [32] *Extinction Calculator — NASA/IPAC Extragalactic Database*. URL: https://ned.ipac.caltech.edu/extinction_calculator (visitado 11-02-2022).
- [33] Luis Peralta de Arriba y col. “Relic Galaxies: Where Are They?” 21 de abr. de 2017. arXiv: 1612.02823 [astro-ph]. URL: <http://arxiv.org/abs/1612.02823> (visitado 02-02-2022).
- [34] Ignacio Trujillo y col. “NGC 1277: A Massive Compact Relic Galaxy in the Nearby Universe”. En: (10 de ene. de 2014). ISSN: 2041-8205 (print). URL: <https://repositorio.uam.es/handle/10486/667423> (visitado 29-01-2022).
- [35] Vicent Quilis e Ignacio Trujillo. “EXPECTED NUMBER OF MASSIVE GALAXY RELICS IN THE PRESENT DAY UNIVERSE”. En: *The Astrophysical Journal* 773.1 (jul. de 2013), pág. L8. ISSN: 2041-8205. DOI: 10.1088/2041-8205/773/1/L8. URL: <https://doi.org/10.1088/2041-8205/773/1/18> (visitado 14-02-2022).
- [36] Ignacio Trujillo y col. “SUPERDENSE MASSIVE GALAXIES IN THE NEARBY UNIVERSE”. En: *The Astrophysical Journal* 692.2 (feb. de 2009), págs. L118-L122. ISSN: 0004-637X. DOI: 10.1088/0004-637X/692/2/L118. URL: <https://doi.org/10.1088/0004-637x/692/2/l118> (visitado 25-04-2022).
- [37] T. Valentuzzi y col. “SUPERDENSE MASSIVE GALAXIES IN WINGS LOCAL CLUSTERS”. En: *The Astrophysical Journal* 712.1 (20 de mar. de 2010), págs. 226-237. ISSN: 0004-637X, 1538-4357. DOI: 10.1088/0004-637X/712/1/226. URL: <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/712/1/226> (visitado 25-04-2022).
- [38] *KiDS*. URL: <https://kids.strw.leidenuniv.nl/techspecs.php> (visitado 14-02-2022).
- [39] *ESO - Data Release 4: Final Data Release of VIKING Survey*. URL: <https://www.eso.org/sci/publications/announcements/sciann17289.html> (visitado 02-02-2022).
- [40] *17058 — GUAIX*. URL: <http://guaix.fis.ucm.es/node/1596> (visitado 03-02-2022).
- [41] Karl Hille. *Hubble Finds Relic Galaxy Close to Home*. NASA. URL: <http://www.nasa.gov/feature/goddard/2018/arrested-development-hubble-finds-relic-galaxy-close-to-home> (visitado 15-02-2022).