



Universidad de Valladolid

Facultad de Ciencias

TRABAJO FIN DE GRADO

Grado en Física

“Truncaciones”: Buscando el límite de las galaxias

Autor: Jesús Alderete Antolín

Tutor/es: Fernando Buitrago Alonso

*Dedicado a
mi madre y mi abuela*

Índice general

Agradecimientos	VI
Resumen	VIII
Abstract	X
1. Introducción	1
1.1. Presentación del trabajo	1
1.2. Objetivos y motivación del trabajo	1
1.3. Estructura del trabajo	2
2. Fundamento Teórico	4
2.1. Fundamentos de la Cosmología Moderna	4
2.1.1. Introducción al modelo cosmológico estándar	4
2.1.2. Desplazamiento al rojo (<i>Redshift</i>)	8
2.2. Fundamentos de galaxias	10
2.2.1. Estructura de las galaxias	11
2.2.2. Tipos de galaxias	13
2.3. Coordenadas y unidades celestes	14
2.4. Fotometría	15
2.4.1. El espectro electromagnético	15
2.4.2. Filtros y espectroscopía	15
2.4.3. Brillo superficial de los objetos astronómicos	19
2.4.4. Modelo para parametrizar estrellas (Cuerpo Negro)	23
2.4.5. Efectos de la difracción (Función de Airy)	25
2.5. Telescopios y detectores	26
2.5.1. Telescopios	26
2.5.2. Detectores	27
2.6. Astrofísica del bajo brillo superficial	29
2.6.1. Historia del bajo brillo superficial	29
2.6.2. Truncaciones	30

3. Software astronómico utilizado	32
3.1. Imágenes .fits	32
3.2. SAOImageDS9	33
3.3. Source Extractor	34
3.4. Python	36
4. Metodología y programas adaptados	38
4.1. Metodología	38
4.2. Enmascarador de galaxias	38
4.3. Obtención del perfil de luminosidad de una galaxia, mediante el algoritmo del semieje mayor	40
4.4. Extrapolación a los filtros Sloan	45
4.5. Cálculo de la densidad de masa del perfil de la galaxia	46
5. Galaxia 17058	49
5.1. Perfil de luminosidad	51
5.2. Perfil de densidad de masa	56
5.3. ¿Dónde se encuentra la truncación de 17058?	60
6. Galaxias Reliquia	62
6.1. ¿Qué es una galaxia reliquia?	62
6.2. Galaxia 79071	63
6.3. Galaxia NGC 1277	68
7. Capítulo final	77
7.1. Conclusiones y trabajos futuros	77
7.2. Objetivos que se han cumplido	78
Bibliografía	80

Agradecimientos

Bueno, al final todo se acaba, han sido casi 4 años en los que ha habido de todo, risas, llantos, suspensos, aprobados, enfados, reconciliaciones... Pero en general, a pesar de no haber sido la etapa más feliz de mi vida, si que me ha servido, no solo para aprender una mínima parte de física, sino para estar más cerca de poder llamarme “persona”.

Me acuerdo sobretodo de Jaime y de Fernando, dos personas que me han soportado y escuchado en uno de los peores momentos de mi vida, y de aparte de ser dos personas brillantísimas, son dos personas de las que cada día puedes aprender algo.

Me acuerdo de Nonia y de Inés, dos de las personas más buenas que he conocido. De Diego, el único compañero (y amigo) con el que podía debatir y comentar la derrota del Pucela de ese fin de semana.

De Conde y Alberto, que a pesar de conocernos desde los 6 años, hemos podido compartir otros 4 años más juntos.

De Guille, una persona a la cual me hubiese gustado conocer en otras circunstancias muy distintas.

De todos mis compañeros del 2000, que siempre me han tratado como uno más de su grupo, y de los cuáles me llevo sobretodo a Pablo y a Ana. O de mis novatos y amigos(Claudia, Dani, Iris, Crespo, César, Barrocal, Marina, María, Javi...), los cuáles estoy muy orgullo de ellos.

De twitter Física, tanto miembros como simpatizantes, que llenan mi tl de tweets de gente buena.

Me acuerdo de mi padre y de mi hermano mayor, dos de las personas más valientes que hay en este mundo.

Gracias a todos, espero estar a vuestra altura.

Resumen

En este trabajo de fin de grado se aborda desde una perspectiva teórica, como práctica e informática, el caracterizado de galaxias a través de su brillo, y el problema no tan trivial como parece, del tamaño real que tienen.

Primero, se expone el contexto cosmológico del trabajo, donde se enuncian y se sientan las bases del trabajo, ya que del paradigma actual de la Cosmología, se deducen varias propiedades que afectan directamente al análisis de la galaxias.

Después, se explican de manera cualitativa las diferentes partes y peculiaridades del objeto central del trabajo, que son las galaxias. Y se introduce la teoría de la manipulación de la luz como vehículo principal de información en el estudio astrofísico. Desde la utilización de diferentes filtros y detectores de ondas electromagnéticas, hasta las diversas modificaciones que sufre la luz desde que sale de la galaxia hasta que llega a los detectores. Todo esto desde el marco del bajo brillo superficial, que indica que para poder analizar propiamente una galaxia, es necesario tener muchísima precisión y sensibilidad en la detección.

Para este análisis, se utilizarán diferentes programas astronómicos de visualización como manipulación de datos, y algoritmos desarrollados en Python que permiten convertir imágenes de un telescopio, en gráficas con valores numéricos que se pueden analizar. Siendo el programa principal, que es el núcleo central del trabajo, el algoritmo del semieje mayor. Este programa es capaz de extraer el brillo de una galaxia, utilizando los valores del flujo de esta, a lo largo del semieje mayor de una elipse hipotética que engloba a la galaxia. De esta forma se puede representar gráficamente la variación del flujo de luz que emite la galaxia a lo largo de todas sus diferentes partes.

Una vez que se tienen los programas, el final del trabajo consiste en el analizado de tres casos reales de galaxias, y así poder manipular información real y contrastar el fundamento teórico con la realidad. Además, dos de estas galaxias son de tipo reliquia, lo que introducirá este tipo de formación galáctica como base en el estudio de la formación de las galaxias masivas primordiales. Se deduce en todas estas galaxias la posición de sus truncaciones, parámetro que da un valor no arbitrario para el valor de estos objetos.

Palabras clave: bajo brillo superficial, astrofísica, galaxias reliquia

Abstract

In this Bsc final project, the characterization of galaxies through their brightness is approached from a theoretical, practical and computational perspective. The aim that we aim to archive is the determination of the galaxies within our sample.

First, the cosmological context of the work is exposed, where the foundations of the work are enunciated and explained, since from the current paradigm of Cosmology, several properties are deduced that directly affect the analysis of the galaxies.

Afterwards, the different parts and peculiarities of the central object of the work, which are the galaxies, are explained qualitatively. And the theory of the manipulation of light is introduced as the main vehicle of information in the astrophysical study. From the use of different filters and electromagnetic wave detectors, to the various modifications that light undergoes from the moment it leaves the galaxy until it reaches the detectors. All this from the framework of the low surface brightness, which indicates that in order to properly analyze a galaxy, it is necessary to have a lot of precision and sensitivity in the light detection.

For this analysis, different astronomical visualization programs will be used in order to manipulate the data, with algorithms developed in Python that allow converting images from a telescope images into graphs with numerical values that can be analyzed. Being the main program, which is the central nucleus of the work, the algorithm of the semi-major axis. This program is capable of extracting the brightness of a galaxy, using the values of its flux, along the semi-major axis of a hypothetical ellipse that encompasses the galaxy. In this way, the variation of the light flux emitted by the galaxy through all its different parts can be graphically represented.

Once the programs are in place, the end of the work consists of analyzing three real cases of galaxies, and thus being able to manipulate real information and contrast the theoretical foundation with reality. In addition, two of these galaxies are of the relic type, which will introduce this type of galactic formation as a basis for the study of the formation of the massive primordial galaxies. We infer the truncation position for all galaxies. This parameter will provide us with a non arbitrary value for the galaxy size.

Keywords: low surface brightness, astrophysics, relic galaxies

Capítulo 1

Introducción

1.1. Presentación del trabajo

La astrofísica a pesar de ser una disciplina milenaria, y que desde el último siglo ha experimentado un gran avance, y posee un gran futuro, no posee gran presencia en el grado en física de la UVa. Pero de un tiempo a esta parte, la UVa (y más concretamente, la facultad de Ciencias) está tratando de solventar ese déficit, aumentando el número de investigadores expertos en ese área.

De ahí que gracias a uno de esos investigadores, el Doctor Fernando Buitrago, nazca este trabajo de fin de grado, cuya finalidad es la de acercar e introducir la astrofísica y todas la herramientas asociadas a ella. Así se rellena el hueco que presenta el grado. Además, trata de ser autocontenido, es decir, no se necesitan ningún tipo de conocimiento en el área para poder seguir este proyecto.

Este trabajo forma parte de un conjunto de dos TFGs, que tratan del mismo tema y abordan los mismos ejemplos, pero que utilizan algoritmos y herramientas diferentes.

1.2. Objetivos y motivación del trabajo

Los principales objetivos de este trabajo de fin de grado son:

- Estudiar y entender los principios básicos de la astrofísica extra-galáctica.
- Aprender, utilizar y profundizar en el uso de Python, como lenguaje de programación básico para el estudio de la astrofísica, y de la ciencia en general.
- Utilización de gran cantidad de bibliotecas multipropósito que tiene Python.
- Familiarización con diversos programas de software astronómico más conocidos (DS9, TopCat, Sextractor).

- Saber buscar artículos del ámbito de la Astrofísica en los repositorios bibliográficos, y tener una primera experiencia en su lectura.
- Perfeccionar la utilización del sistema de escritura LaTeX (usando la herramienta web Overleaf), en la creación de documentos científicos.

Por tanto este trabajo supone la iniciación en la investigación en el campo del bajo brillo superficial de las galaxias, usando métodos informáticos para el análisis de galaxias tanto lejanas, como no muy lejanas a la Vía Láctea. Se tratará de encontrar los bordes de las galaxias, así como otras características de las mismas, cómo la cantidad de estrellas que contienen, o sus perfiles de brillo.

1.3. Estructura del trabajo

En el capítulo 2 se explican y detallan los fundamentos de los conceptos y magnitudes que irán apareciendo en el trabajo. Desde unas nociones básicas de cosmología, con parámetros básicos de ésta, tales como la expansión del Universo y el desplazamiento al rojo, hasta una breve introducción sobre galaxias y astronomía observacional, e incluyendo teoría de la caracterización fotométrica.

El capítulo 3 muestra de manera breve los programas de visualización y análisis, así como los formatos de los datos astronómicos, que se han utilizado en el trabajo.

En el capítulo 4 se presentan las explicaciones de los diferentes algoritmos utilizados para caracterizar las galaxias. Así, de una manera esquemática, se introducen los fundamentos y pasos de los mismos.

El capítulo 5 ya es el caso práctico de una galaxia, la galaxia 17058.

Ya en el capítulo 6, se introduce el concepto e importancia de las galaxias reliquia, y se inicia el estudio, aplicando los programas ya corregidos, de dos galaxias reliquia; 79071 y NGC1277.

Durante todo este trabajo se han utilizado los parámetros cosmológicos $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,3$ y $\Omega_\lambda = 0,7$.

N.B. Los anexos son una parte importante del trabajo, ya que en ellos se encuentran la parte informática del trabajo, desde los códigos en Python de los programas completos de los algoritmos, hasta algún archivo que se requiere para ejecutar ciertos programas. Esta sección se encuentra en el repositorio de la UVA¹. Se piden disculpas porque la extensión del TFG sea superior a lo habitual.

¹enlace: <https://consigna.uva.es/21579> y contraseña: alderete

Capítulo 2

Fundamento Teórico

La astrofísica es rama de la ciencia muy interdisciplinar, incluso dentro de la propia física, por tanto en este apartado del trabajo, se van a explicar los fundamentos de carácter teórico que subyacen detrás de los análisis que se realizarán más adelante.

2.1. Fundamentos de la Cosmología Moderna

2.1.1. Introducción al modelo cosmológico estándar

Cómo en este trabajo se van a estudiar galaxias que están muy lejanas, es preferible hacer una breve introducción en el modelo cosmológico, ya que desde la formulación en 1915 por Einstein de la Relatividad General, esta ha sido el engranaje para explicar y teorizar los sucesos y objetos más masivos y exóticos que habitan el Universo.

Toda la cosmología moderna se sustenta en el *Principio Cosmológico*, es decir, que el universo espacialmente es homogéneo e isótropo a grandes escalas (a partir de 150 Mpc), es decir, no existe un observador preferente, (como consecuencia se descarta la idea de que el *Big Bang* sucedió en un punto del universo, ya que eso violaría el principio, al suponer un punto “favorable” al resto).

Otro hito que supuso el inicio de la Cosmología Moderna y de la Astrofísica extra-galáctica, fue originado cuando en los años 20 del siglo pasado, Edwin P. Hubble (1889-1953) y su ayudante Milton Humason, trabajaron en obtener los espectros de gran cantidad de objetos celestes (extraído de [31]). Se dieron cuenta de que casi todos los espectros presentaban unas líneas espectrales corridas al rojo . Esto solía interpretarse haciendo una analogía con el efecto *Doppler* clásico, cómo un movimiento relativo del emisor respecto del receptor, recibiendo líneas más azuladas si se acercaban y rojizas si se alejaban. Pero en este caso, todas las galaxias (menos las perteneciente al *Grupo Local*) se alejaban a altísimas velocidades, y cuanto más tenue era la imagen de la galaxia (más lejana) más rápido se alejaba, además observó que este aumento era lineal (figura 2.1), así definiendo la constante de *Hubble* (H_0), la ecuación $v_r = H_0 r$, fuera una de las ecuaciones iniciales de la Astrofísica y Cosmología

modernas. Donde v_r es la velocidad de recesión de la galaxia, y r la distancia a la que se encuentran las galaxias.

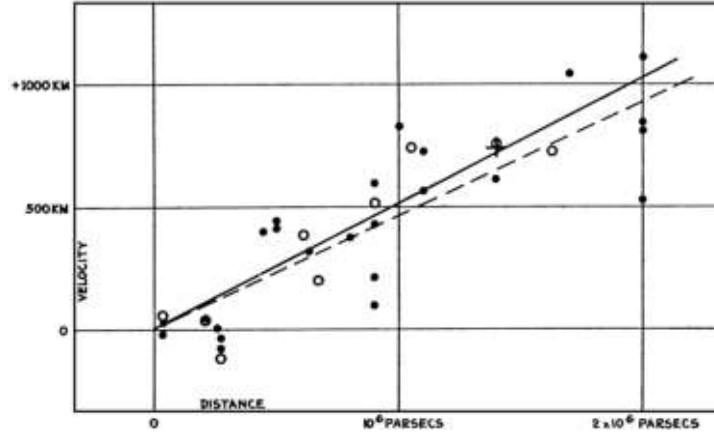


Figura 2.1: Diagrama original de Hubble (extraído de su paper [26]), donde se visualiza el cambio de velocidad respecto de la distancia de manera lineal.

Al principio no fue muy aceptada, ya que inducía el pensamiento de que la Tierra se situaba en un punto favorable del que el resto de objetos se alejaban, pero Hubble indicó que otra explicación posible es que era el propio espacio el que se expandía, y por lo tanto todas las galaxias se alejaban entre sí.

Por tanto, a partir de lo anterior (siguiendo el esquema de [35]), se construye una métrica que cumpla con todo ello (para que cumpla que se muestre la aceleración del Universo, no puede ser invariante bajo traslaciones temporales), y además sea solución de las ecuaciones de Einstein. Esta métrica es la llamada de "Friedman-Lemaitre-Robertson-Walker" (FLRW), que es de la forma siguiente:

$$ds^2 = -dt^2 + a^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - Kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin\theta d\phi^2) \right] \quad (2.1)$$

El término "a" hace referencia al factor de escala, cuyo significado es el que nos indica el tamaño de la hipersuperficie del universo para un instante dado. Y su variación nos marca la dinámica que realiza el universo.

La constante "K" es la curvatura del 3-espacio, su valor (fundamentalmente su signo) determina la geometría que adquiere el espacio, pudiendo ser:

- $K=-1$ espacio abierto e hiperbólico
- $K=0$ espacio euclídeo plano (observacionalmente por el CMB, su valor es muy cercano a 0)
- $K=+1$ espacio cerrado esférico

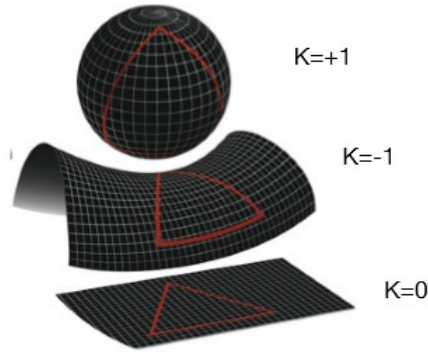


Figura 2.2: Diferentes geometrías del 3-espacio

Para completar todo lo necesario para resolver las ecuaciones de Einstein en la situación cosmológica, se necesita parametrizar el Universo mediante un tensor de energía-esfuerzo. Dicho tensor debe cumplir el *Principio Cosmológico*, por tanto se tiene que caracterizar el Universo como si fuese un fluido perfecto. La forma del tensor será diagonal, y tanto la densidad de energía, como la presión, son constantes a lo largo del espacio (pero pueden no serlo a lo largo del tiempo):

$$T_{\nu}^{\mu} = \begin{pmatrix} -\rho(t) & 0 & 0 & 0 \\ 0 & p(t) & 0 & 0 \\ 0 & 0 & p(t) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & p(t) \end{pmatrix} \quad (2.2)$$

Utilizando 2.1 y 2.2 en las ecuaciones de Einstein (previo cálculo del tensor de Ricci, y el escalar de curvatura), se han las llamadas *Ecuaciones de Friedmann*, que son las guías de la dinámica del Universo, la primera ecuación se deduce de la componente 00 de las ecuaciones de Einstein, y la segunda ecuación de Friedmann, se deduce de cualquier componente ij-ésima de las ecuaciones de Einstein. Son de la siguiente forma:

$$H^2 = \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{K}{a^2} \quad (2.3)$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) \quad (2.4)$$

La ecuación 2.3 refleja la “velocidad” con que el Universo se expande, y la ecuación 2.4 con qué “aceleración” lo hace.

En este caso, se va a introducir el parámetro cosmológico de la *densidad crítica*, y sus correspondientes parámetros de densidad. Ya que sirven para reescribir las ecuaciones de Friedmann en términos de parámetros observables. Se definen tal que así:

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G} \quad (2.5)$$

La *densidad critica*, es la densidad que tendría un Universo espacialmente plano (es decir, $K = 0$), se deduce directamente de 2.3. Evidentemente, depende del tiempo/redshift, ya que el parámetro de Hubble no es constante.

$$\Omega_i = \frac{\rho_i}{\rho_c} \quad (2.6)$$

Los *parametros de densidad*, es la relación que existe en el universo para las diferentes especies que lo forman (materia no relativista, radiación, materia oscura...). La suma de los *parametros de densidad* de todas las especies será:

$$\Omega_{Tot} = \Omega_{m0} + \Omega_r + \Omega_{DE} \quad (2.7)$$

La primera ecuación de Friedmann (2.3), puede reescribir en términos del *parametro de densidad total*, de esta forma:

$$|\Omega_{Tot}(t) - 1| = \frac{K}{a^2(t)H^2(t)} \quad (2.8)$$

Al haber parametrizado el Universo como un fluido, se puede deducir una ecuación de la conservación de la energía, en una versión cosmológica. Definiendo los parámetros de energía, $E = \rho V$, $dE = -pdV$ y conociendo que $V \propto a^3$. La primera es la definición directa de energía a partir de la densidad volumétrica de energía en el Universo. También, la segunda surge de manera directa al conocer que el parámetro de escala "a" marca la escala de todo el Universo. Y la última surge al asumir que el Universo se expande irreversiblemente, $dS = 0$.

La deducción de la ecuación de conservación es la siguiente:

$$dE = d(\rho V) = a^3 d\rho + 3\rho a^2 da \quad (2.9)$$

$$dE = -pdV = -p3a^2 da \quad (2.10)$$

Juntando ambas expresiones:

$$d\rho = -3(\rho + p)\frac{da}{a} = -3(\rho + p)d(\ln a) \quad (2.11)$$

Y entonces la ecuación de continuidad será:

$$\dot{\rho} = -3(\rho + p)\frac{\dot{a}}{a} = -3H(\rho + p) \quad (2.12)$$

Lo que da cómo resultado la ecuación de conservación de la energía según los parámetros cosmológicos.

La anterior introducción es necesaria para poder entender el marco del trabajo, además de introducir otros conceptos que se van a utilizar de manera más experimental en el trabajo.

2.1.2. Desplazamiento al rojo (*Redshift*)

Todo lo anterior ayuda a entender que la luz cuando viaja desde objetos lejanos del Universo hacia nosotros sufren modificaciones que se tienen que tener en cuenta. La modificación más importante es el desplazamiento al rojo (normalmente llamado *Redshift* por su nombre en inglés). Éste consiste en el cambio hacia longitudes de onda más rojas que sufren los fotones según van viajando por el espacio-tiempo, al verse afectados por la expansión del Universo. Esto es lo que observó Hubble en los años 20 (aunque el primero en percibirlo fue el sacerdote belga Georges Lemaître[5]), teorizando por primera vez la expansión del Universo, ya que la interpretación más aceptada es que los fotones al viajar por un espacio-tiempo pasan a longitudes de onda más rojizas que las que fueron emitidas. El fundamento matemático y deducción de las expresiones es el siguiente:

La luz sigue trayectorias geodésicas nulas, es decir, $ds^2 = 0$. Suponemos que la luz se caracteriza por el movimiento geodésico de sus fotones, la ecuación 2.13 rige la trayectoria de las geodésicas, esta es:

$$\frac{d^2 x^k}{ds^2} + \Gamma_{ij}^k \frac{dx^i}{ds} \frac{dx^j}{ds} = 0 \quad (2.13)$$

Siendo Γ_{ij}^k el símbolo de Christoffel asociado a la métrica 2.1, s es la longitud de arco a lo largo de una curva en el espacio-tiempo dada por $x^i(s)$. Además esta ecuación se puede reescribir en términos de la velocidad no comóvil de la partícula (la velocidad suponiendo que no se mueve con el espacio-tiempo), resultando la ecuación 2.15

$$\frac{du^k}{ds} + \Gamma_{ij}^k u^i u^j = 0 \quad (2.14)$$

Resolviéndola para este caso concreto, cogiendo solo el término para $k = 0$, normalizándola con $u^i u_i = -1$ y considerando $|u|^2 = g_{ij} u^i u^j$, resulta que:

$$\frac{1}{u^0} \frac{du^0}{ds} + \frac{\dot{a}}{a} |u|^2 = 0 \quad (2.15)$$

Y por tanto da como resultado que, $|u| \propto \frac{1}{a}$. Y utilizando la relación de De Broglie, $p = \frac{h}{\lambda}$, se pueden relacionar las longitudes de onda en dos tiempos distintos con sus parámetros de escala, según la ecuación 2.16:

$$\frac{\lambda_1}{\lambda_0} = \frac{a(t_1)}{a(t_0)} \quad (2.16)$$

Por tanto se puede definir el parámetro z según la ecuación 2.17:

$$z = \frac{a_0}{a_1} - 1 = \frac{\lambda_1 - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (2.17)$$

Por tanto este parámetro, definido como *Redshift*, es la variación de la longitud de onda entre dos momentos de la trayectoria que ha efectuado el fotón, si cogemos el instante de emisión y el de recepción. El *Redshift* se usa a menudo en Física Extra-galáctica como la distancia que se encuentran las galaxias a estudio debido a la facilidad de medición y su relación con el espacio-temporal donde se encuentran estas. El *redshift* también nos indica la edad del Universo a la que se encuentra esa zona, ya que los fotones que nos llegan no viajan instantáneamente, y según sea mayor la distancia que nos separa de dicho evento astronómico, estaremos observando más y más en el pasado (ver figura 2.3). Para visualizar el *Big Bang*, el desplazamiento al rojo tendría que ser $z = \infty$.

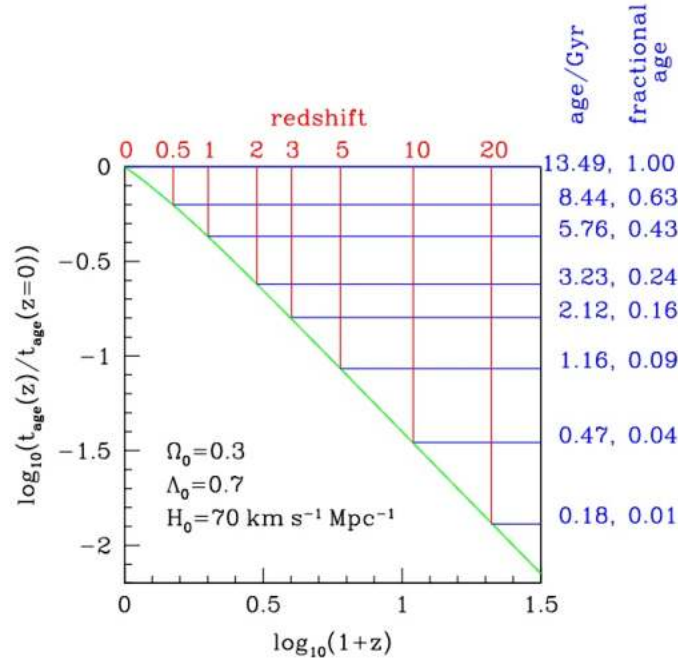


Figura 2.3: Gráfica de cómo varía la época en que se encuentra la parte del Universo observada, en función del logaritmo del *redshift* al que se encuentre, donde las líneas verticales marcan los valores de *redshift*, y las horizontales marcan la edad de esa zona del Universo, y la fracción respecto de la edad que observamos en la Tierra. Aunque los parámetros cosmológicos en los que se basa esta gráfica son distintos a los actuales, son los llamados parámetros concordantes. Extraída del paper [11]

2.2. Fundamentos de galaxias

Es preciso reflexionar ahora sobre conceptos tales como qué es una galaxia, que son los objetos que estudiamos en este trabajo. Ya que debido a que no hay asignaturas en el grado que estén relacionadas con este tema, y por tanto estas materias pueden llegar a ser muy avanzadas para el presente trabajo, en esta sección explicaremos solamente los detalles más relevantes del trabajo, para poder más tarde poder utilizar estos conceptos teóricos en el análisis de varias galaxias.

A pesar de saber que a día de hoy las galaxias son los ladrillos que componen el Universo, su reconocimiento como objetos fuera de la *Vía Láctea* sólo viene a partir del descubrimiento de donde se encontraba la galaxia de *Andrómeda* (2.4), por parte de Edwin Hubble en 1923, y no publicado hasta 1929 (ver paper [27]).

La definición de galaxia comúnmente aceptada es que es un objeto celeste de más de $10^6 M_{\odot}$, formado por un conjunto de estrellas y materia oscura, que presentan auto-gravitación. Por tanto bajo esta definición, las constelaciones no son galaxias al ser meras uniones hechas por el hombre siguiendo paradigmas culturales, y no porque tuviesen alguna interacción gravitatoria entre ellas. Aunque a día de hoy hay todavía mucha controversia sobre qué es o no es una galaxia. Los cúmulos globulares no se les considera galaxia ya que no albergan ningún tipo de halo de materia oscura.

Las galaxias son en definitiva los ladrillos que construyen nuestro Universo y los lugares donde, en último término, las estrellas y la vida se hacen posible. Son cuerpos extensos en el cielo, por tanto dicha extensión podrá cuantizarse con unas dimensiones que vendrán dadas por unas magnitudes y coordenadas (explicadas en la sección 2.3).

Las galaxias no solo están formadas por estrellas (extraído de [10]), también contienen gas, polvo, y (además de diferentes tipos de radiación) de especial relevancia es sobretodo de materia oscura (materia que solo interacciona por gravedad, y por tanto no puede ser observada directamente), ya que esta supone la mayor parte de la masa de la galaxia.



Figura 2.4: Imagen de la galaxia de Andrómeda, extraída de la web [8].

2.2.1. Estructura de las galaxias

Los avances en la astronomía observacional, han posibilitado el poder obtener y analizar una serie de estructuras morfológicas, que sirven para clasificar a cada galaxia, ya que a diferencia de las estrellas, las galaxias son angularmente extensas y sus formas nos ayudan a caracterizar los procesos físicos que en ellas acontecen (sección extraída de [50], [18]). Las componentes estelares más importantes son el bulbo, disco, y halo.

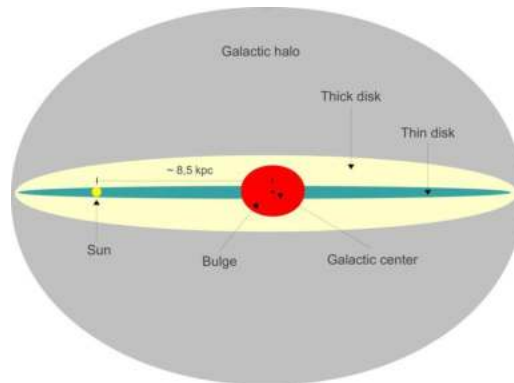


Figura 2.5: Estructura general de la Vía Láctea, mostrando sus componentes. Extraída de [7]

Bulbo

El bulbo galáctico, es la parte central de la galaxia. Es una región con simetría casi esférica (normalmente de varios cientos de *parsecs* de radio), donde se encuentran las estrellas más viejas de la galaxia. Esto es debido a que estas estrellas nacieron a la vez que la propia galaxia, por ende, estas estrellas son muy poco masivas, ya que ninguna estrella masiva es capaz de tener una vida tan larga.

En el centro mismo del bulbo, se encuentra el núcleo de la galaxia. Esta parte es una de las partes más misteriosas de las galaxias, ya que la luz que proviene de él, es opacada casi totalmente por toda la materia celeste que se encuentra alrededor suyo. Ni siquiera se conoce con exactitud qué alberga el núcleo de la *Vía Láctea*, se teoriza que alberga a un agujero negro súper masivo, de millones de masas solares, llamado *Sagittarius-A*.

Disco galáctico

El disco es una estructura aplanada (diámetro mucho más largo que su espesor, que sugiere que es una estructura de rotación), que da continuación al bulbo. Está compuesto tanto por estrellas jóvenes con polvo y gas interestelar (causantes de la formación de estas). Esta estructura puede tener variantes, como la existencia de brazos, barras, anillos...

Halo

El halo, es un término que hace referencia a dos estructuras muy distintas de las galaxias:

- El primer concepto que hace referencia, es a una estructura que rodea a todas las componentes anteriores que presenta la galaxia, cuyos límites son difusos. Es una estructura con simetría esférica, tenue, está formada por estrellas viejas y pobres en metales, y cúmulos globulares, así como de una pequeña cantidad de gas. Dichas estrellas presentan órbitas muy dispares entorno al núcleo, en contraposición a las órbitas bien definidas que se encuentran en las estrellas del disco. Por tanto, en el caso de nuestra bóveda celeste, habrá estrellas que observemos, que podrían pertenecer al halo en su paso por el plano del disco de la *Via Lactea*. En este trabajo, cuando se haga mención al halo galáctico, se estará haciendo referencia a esta primera definición.
- El segundo concepto también llamado halo, es una estructura todavía más masiva que la anterior componente bariónica anterior, y es la encargada de mantener estable a toda la galaxia. Esta estructura está formada por un tipo de materia no visible, aún hoy de naturaleza desconocida, conocida por *materia oscura*, esta hipótesis surgió en parte del análisis de las curvas de rotación de las galaxias espirales (ver figura 2.6).

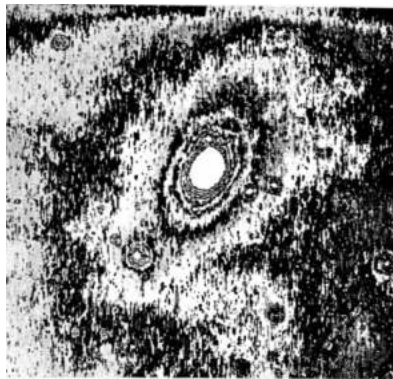


Figura 2.6: Primera imagen profunda de un halo estelar alrededor de la galaxia *Messier 87*. Arp and Bertola (1969).

Otras estructuras

Además de las ya mencionadas, se han observado otra serie de estructuras, que merecen la pena comentar:

- Barra: es una extensión del bulbo, donde se pueden anclar los brazos espirales.

- Brazos: son prolongaciones del disco o del bulbo, y son el lugar donde se encuentran las estrellas más jóvenes del disco. Dan una apariencia de espiral a la galaxia.
- Conchas: son estructuras formadas por estrellas, que presentan unos arcos alrededor de la galaxia, que tienen forma de caparazones semiesféricos.
- Anillos: como los de los planetas Saturno y Urano, se encuentran en el mismo plano del disco, y concéntricos al núcleo galáctico. Pero en este caso están formados por estrellas.

2.2.2. Tipos de galaxias

Cómo se ha mencionado anteriormente, es difícil realizar una clasificación de las galaxias, ya que estas son espacialmente extensas[10] (las estrellas en cambio, para un observador lejano son aproximadamente puntuales), y por tanto, se pueden observar un vasto rango de características y formas diferentes. También hay que tener en cuenta (como se explicará en la sección 2.4), que la forma de la galaxia dependerá de qué longitudes de onda se muestren en la imagen.

No fue hasta que Hubble analizó las estrellas *cefeidas* (extraído de [18]) y las llamadas *nebulosas espirales* en 1926, cuando introdujo su naturaleza extra-galáctica, y estableció la primera clasificación de estas galaxias. Conocida como el “*tuning fork diagram* (diagrama de tenedor, figura 2.7), surge al colocar las galaxias en una supuesta una secuencia evolutiva y tener en cuenta que hay galaxias espirales barradas y no barradas. Esa idea de evolución lleva a hablar de tipos tempranos (galaxias elípticas) y tardíos (galaxias espirales) (extraído de [50] y de [30]). El esquema clasificatorio se basa esencialmente en la forma regular o simétrica de la galaxia, en donde se concentra la luz de esta, y en la existencia de brazos o barras.

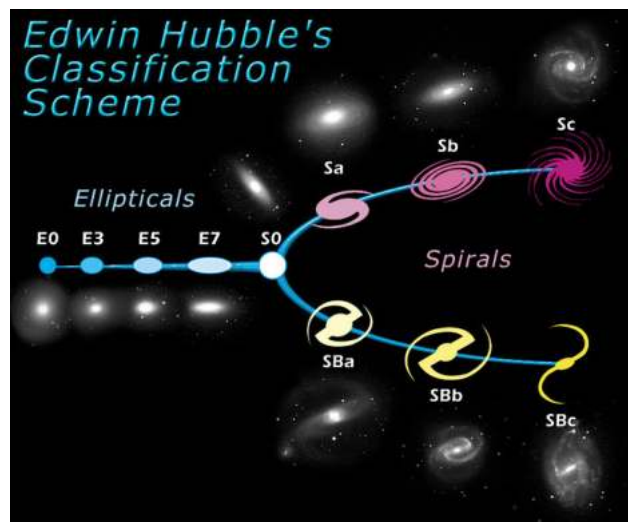


Figura 2.7: Secuencia de Hubble de las galaxias. Extraído de [36], crédito: NASA/ESA.

Pero esta teoría de evolución de las galaxias, pronto fue rebatida, ya que una de las predicciones inevitables de nuestro paradigma actual para la formación y evolución de galaxias, Λ CDM, es que las galaxias se fusionan progresivamente debido a la gravedad que atrae unas a otras, formando galaxias más masivas a partir de objetos más pequeños. Este concepto es el llamado Universo jerárquico. Trazas de este progresivo ensamblaje deben ser ubicuas, pero hasta el momento el nivel de profundidad de nuestras observaciones no nos ha permitido estudiar en detalle este proceso excepto en los sistemas más cercanos o en unos muy selectos campos con observaciones excepcionalmente largas.

2.3. Coordenadas y unidades celestes

En esta sección se van a describir brevemente, las coordenadas que se utilizan para orientarse en la bóveda celeste, así cómo las magnitudes y métodos utilizados para medir distancias en los órdenes de magnitud que presentan las distancias galácticas, que posteriormente se van a utilizar en los algoritmos y gráficas de resultados.

Para poder medir la extensión de un objeto en la esfera celeste (sin conocer previamente a qué distancia de la Tierra se encuentra ese objeto) se utilizan coordenadas angulares([51]), llamadas ascensión recta (ángulo medido en horas, minutos y segundos que sitúa al astro a lo largo del ecuador, partiendo del *Punto de Aries*) y declinación(ángulo que forma el astro con el ecuador, en grados sexagesimales). De esta forma, la *bóveda* celeste que tendría un observador que mirase al cielo (suponiendo que ve todo el horizonte), supondrían 180° en cada una de las coordenadas, tanto en ascensión recta (equivalente a derecha-izquierda) como en declinación (que es el equivalente a arriba-abajo) (figura 2.8).

Cómo es bien sabido, un grado, equivale a 60 *minutos de arco*, y a 3600 *segundos de arco*. En este trabajo, al trabajar con galaxias que están mucho más lejos de lo que la resolución espacial del ojo humano puede distinguir en el cielo, las unidades que se utilizarán predominantemente serán los *segundos de arco*.

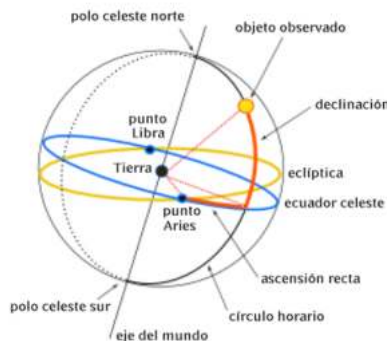


Figura 2.8: Dibujo del esquema de coordenadas para un extra, en relación a los puntos de la Tierra, extraído de [54].

Las distancias no afectadas por la expansión del Universo se suelen medir en *parsec* (pc), y por tanto también el *kiloparsec* (kpc) y el *megaparsec* (Mpc). Siendo su relación con las magnitudes usuales de longitud, la dada por la expresión 2.18:

$$1pc = 3,14 \text{ años} - luz = 206264 UA = 3,085 \cdot 10^{13} km \quad (2.18)$$

De manera aproximada el *parsec* se utiliza para medir distancias entre estrellas, el *kiloparsec* para distancias dentro de la galaxia, y el *megaparsec* para medir distancias entre galaxias.

También otra unidad de longitud que se va a utilizar en este trabajo, es el píxel, ya que al trabajar con fotografías astronómicas, los objetos (en este caso galaxias), que estemos analizando, tendrán una dimensión, y por tanto unos píxeles de longitud y área en la cámara que pueden ser cuantificados de manera directa, luego en función de la cámara, esta tendrá una serie de factores de conversión (cómo se verá en el apartado 4), que se utilizarán para pasar a *kiloparsecs* y *segundos de arco*.

2.4. Fotometría

2.4.1. El espectro electromagnético

La información que mayoritariamente recibimos del Universo tiene una naturaleza radiativa (salvo muestras que se puedan extraer de meteoritos, misiones espaciales o nuevas puertas de observación como las ondas gravitacionales y los neutrinos), es decir, la fuente de estudio de la mayor parte de la Astrofísica es la luz. Cómo se conoce, la luz se comporta tanto de manera ondulatoria (ondas electromagnéticas) como corpuscular (fotones).

Por eso, con el paso del tiempo, se han ido perfeccionando las técnicas y métodos para poder obtener y analizar todo el espectro electromagnético de la luz (ver figura 2.9), ya que cómo se verá posteriormente, según sean las diferentes longitudes de onda recibidas, se visualizará de una manera u otra a los objetos astronómicos.

2.4.2. Filtros y espectroscopía

El ejercicio de tratar de obtener todo el espectro electromagnético es muy costosa y difícil, por eso se utilizan filtros de luz, que se colocan delante del detector (ver figura 2.10) son capaces de dividir el espectro en una serie de bandas caracterizadas por una longitud de onda central y una anchura espectral determinada. Por tanto el poder, analizar todo el espectro, se reduce a una serie de observaciones con diferentes filtros que sean capaces de barrer todo el espectro.

Pero como se indicará en la sección 2.5.2, para cada longitud de onda, el detector tiene una sensibilidad de análisis distinta, por tanto el espectro resultante será consecuencia de la convolución de la anchura del filtro con la sensibilidad del detector en ese rango de frecuencias (o de longitudes de onda).

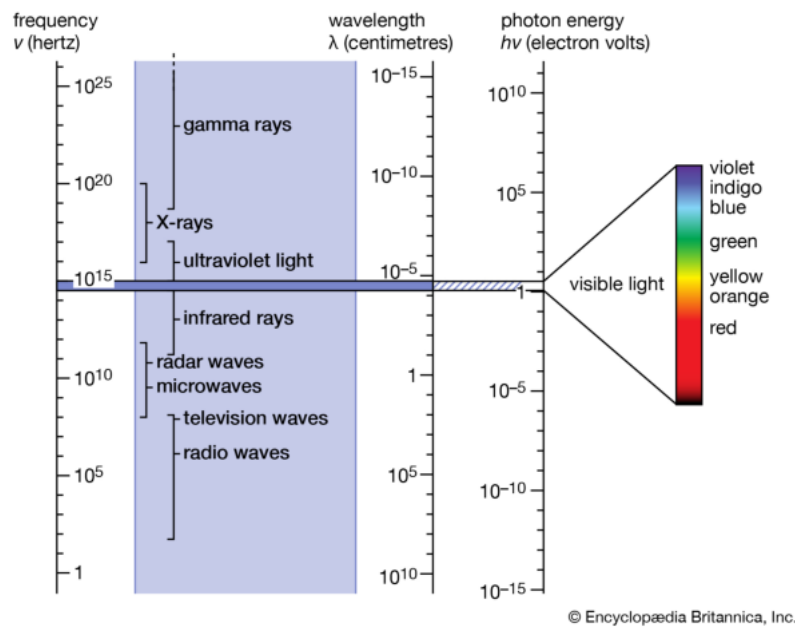


Figura 2.9: Espectro electromagnético, con las longitudes y frecuencias de onda correspondientes, así cómo con la energía de los fotones asociados (extraído de [15]).

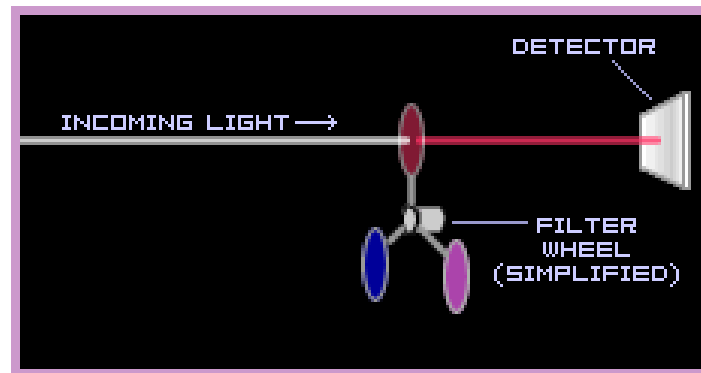


Figura 2.10: Esquema simplificado del funcionamiento de los filtros astronómicos. Imagen extraída de la web [3].

Hay muchos y diferentes tipos de filtros, en este trabajo se utilizan predominantemente los filtros del telescopio espacial Hubble¹, para sus cámaras *Wide Field Camera* y *ACS*, y los filtros Sloan, que serán explicados a continuación.

¹*HST* de sus siglas en inglés.

Filtros HST

El telescopio HST, tiene varios filtros cuyos nombres van asociados a las cámaras del telescopio. WFC3 es la tercera cámara de gran angular del telescopio, y fue montada y calibrada por un grupo de la NASA de en el año 2009, para sustituir a la anterior cámara de gran angular. Esta cámara como se puede observar en la imagen 2.11, presenta una serie de filtros de banda ancha, que engloban los espectros ultravioleta e infrarrojo. Mientras que la cámara ACS es la encargada del espectro visible.

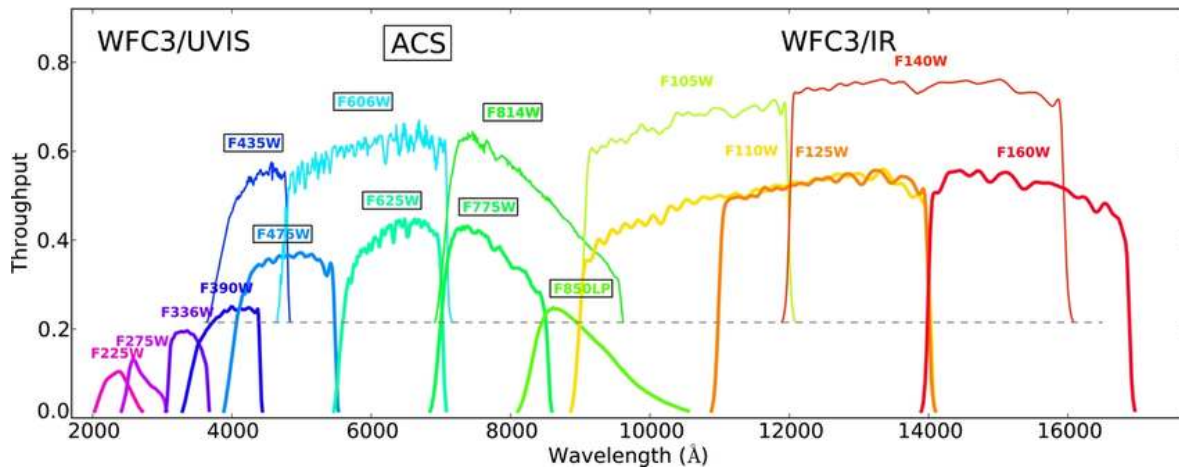


Figura 2.11: Esquema de los filtros para las cámaras del Hubble, mostrando la sensibilidad de la placa para cada banda, dividiendo las bandas infrarrojas(WFC3/IR), visibles(ACS) y ultravioletas(WFC3/UVIS). Imagen extraída de la web [40].

En la imagen 2.11, se nombra a los filtros en función de la longitud de onda central, pero en este trabajo a los filtros utilizados, se les va a nombrar de acuerdo a la tabla 2.1:

Nombre1	Nombre2	Longitud onda λ (Å)
F435W	B	4320
F606W	V	5956
F814W	I	8353
F105W	Y	10550
F125W	J	12500
F160W	H	15450

Tabla 2.1: Equivalencias de nombre en los filtros de la cámara WFC3

Filtros Sloan

Además de imágenes del telescopio Hubble, también se analizarán galaxias cuyas imágenes están realizadas con el telescopio Sloan² (descripción del telescopio en 2.5.1), por tanto también hay que familiarizarse con los filtros que este telescopio dispone (información recogida de [22]). Pero además de lo anterior, la gran mayoría de algoritmos y datos astronómicos modernos están realizados utilizando los filtros de este telescopio, por tanto (como se indicará más adelante), también va a ser necesario poder pasar de los filtros WFC3 a los Sloan.

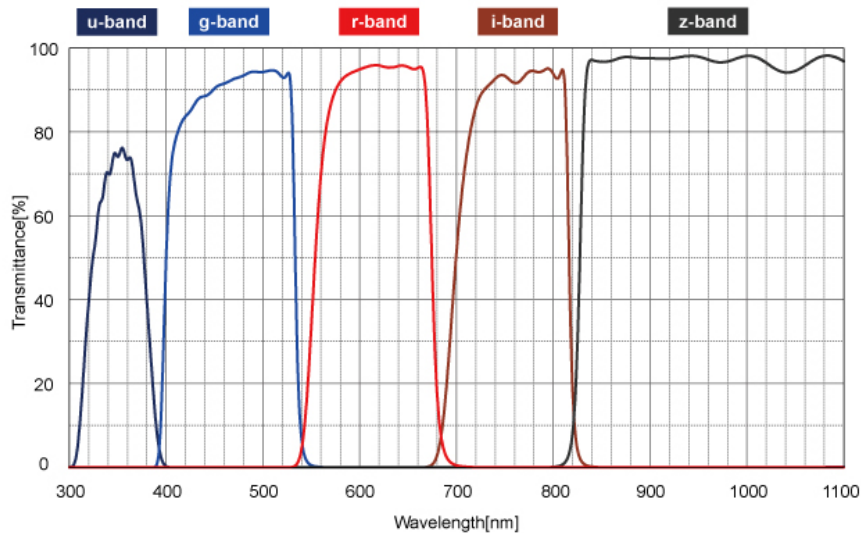


Figura 2.12: Esquema de los filtros Sloan, mostrando la sensibilidad de la placa para cada banda. Imagen extraída de la web [1].

Cómo se ve en la figura 2.12 los filtros Sloan están formados por cinco bandas de colores que también cubren desde el ultravioleta cercano, hasta el principio del infrarrojo cercano. La banda *i* ya se sitúa parte en el infrarrojo, y la banda *z* ya es una banda infrarroja completa. Por el otro lado, la banda *u* es la única situada en el ultravioleta, y tanto la banda *g*, como la banda *r* forman todo el espectro visible.

Colores astronómicos

En astrofísica, el color no tiene el significado clásico del mismo, sino que se define como la resta del flujo que se ha medido en dos filtros diferentes (extraído del libro [21] proveniente de la misma fuente (teniendo siempre en cuenta que se debe resta al flujo medido en el filtro rojo el flujo del filtro azul). Por lo tanto, la interpretación física del mismo depende de los filtros. En las bandas que estamos considerando, que son infrarrojas, ultravioletas, y en el espectro

²Sloan Digital Sky Survey (SDSS)

visible, el color puede ser un indicativo de la edad estelar de la galaxia (ya que luz de estrellas jóvenes predominantemente es una luz azul), del redshift, o de su composición química... Pero a esta interpretación hay que añadirle otras que pueden afectarla, como la existencia de polvo interestelar, la opacidad debida a la metalicidad de las atmósferas estelares, que pueden hacer que luz roja pueda venir de estrellas jóvenes.

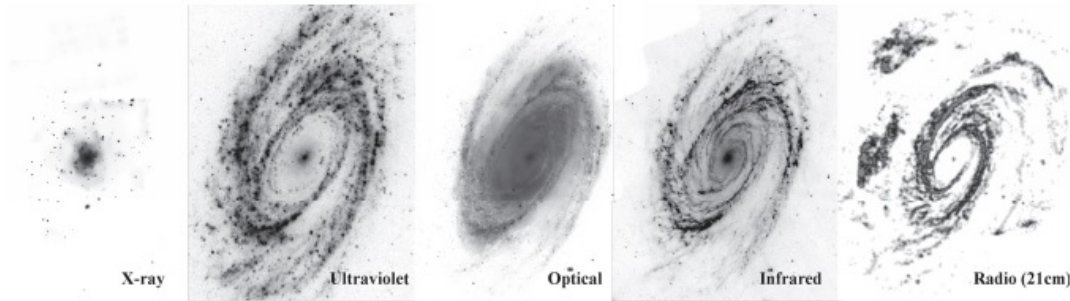


Figura 2.13: Imágenes en diferentes bandas de la galaxia M81. Imagen extraída del libro [21].

La imagen de rayos X, revela la existencia de un agujero negro masivo en el centro, debido a la existencia de material muy caliente (de ahí que se puedan visualizar en la banda de rayos X, apartado 2.4.4). La imagen ultravioleta revela las zonas de formación estelar en las zonas del disco. Y las bandas infrarrojas reflejan las poblaciones estelares del bulbo, donde se encuentran las estrellas de masa baja.

2.4.3. Brillo superficial de los objetos astronómicos

La medida del brillo de todo tipo de objetos celestes (estrellas, galaxias...) se suelen medir en unidades de brillo superficial, o en otras palabras, brillo por unidad de área. Las unidades se llaman magnitudes por arco-segundo cuadrado. Este brillo va a estar relacionado con el flujo que recibamos en la Tierra, dicho flujo (F_0) será la energía que recibimos por unidad de área. Entonces la fórmula para hallar este brillo por unidad de área, a partir del flujo es:

$$\mu = -2,5 * \log_{10}(F_o) + zp + 5 * \log_{10}(A) \quad (2.19)$$

Siendo μ^3 , el brillo superficial de la galaxia. ZP es la constante *zeropoint*, cuyo valor depende de cada telescopio, y es la responsable del paso de la unidades de flujo de la imagen, a unidades de magnitud. F_o es el flujo observado. A es el área a investigar.

El signo menos del logaritmo marca que brillos superficiales mayores son en realidad objetos más tenues, y viceversa. Este acuerdo surge de la primeras medidas del brillo, establecidas por Hiparco de Alejandría, donde este estableció que los objetos más brillantes del cielo tendrían magnitud 1, y a partir de ahí, los demás objetos más ténues tendrían magnitudes superiores.

³Proviene de las palabras inglesas: *surface brightness*

Corrección al brillo superficial debido a la orientación de la galaxia

Pero una galaxia puede estar situada “de frente”, a nosotros, pudiéndose visualizar de manera precisa su geometría. O también puede estar posicionada “de canto”, entonces solo se podría ver nítidamente la forma del bulbo, y ligeramente el disco. Además se tendrían todas las situaciones intermedias a los dos extremos anteriores.

Por lo tanto, hay que tener en cuenta cómo afectan estas disposiciones a la representación del brillo obtenido de una galaxia, en función de la distancia. Al hacer el barrido desde su centro, si está de canto estamos recibiendo la luz de todas las estrellas situadas en ese plano, por tanto visualizaremos la luz de estrellas de la parte del disco que está mas cerca de nosotros, de la parte más alejada, del bulbo y también del halo. Mientras que si la galaxia está “de cara”, al barrer desde el centro de la galaxia recibiremos solamente la luz de estrellas del bulbo primero (con algo de las del halo), y según nos vayamos alejando de este, se recibirán estrellas del disco.

Entonces, se hará una corrección al flujo recibido, basada en el modelo sencillo (*toy model*) utilizado por Ignacio Trujillo, Nushkia Chamba y Johan H. Knapen ([46]), la diferencia de brillo en función de su inclinación (dada por el cociente de los ejes principales de la galaxia), estará dado por la serie polinómica 2.20:

$$\Delta\mu = \sum_{j=0}^4 \alpha_j \left(\frac{b}{a}\right)^j \quad (2.20)$$

Siendo b y a los ejes principales de la galaxia, y los α_j los coeficientes de la tabla 2.2

z_0/h	α_0	α_1	α_2	α_3	α_4
0.08	3.195	-10.396	17.584	-16.033	5.657
0.12	2.845	-7.833	10.792	-8.482	2.679
0.17	2.440	-5.273	4.577	-1.932	0.185

Tabla 2.2: Tabla de coeficientes α para la serie polinómica 2.20

Los parámetros z_0 y h hacen referencia a la escala de altura y longitud, respectivamente, de la galaxia.

Con todo lo anterior, la gráfica que muestra la variación del brillo superficial respecto del brillo de la galaxia estando “de cara”, está dada por 2.14.

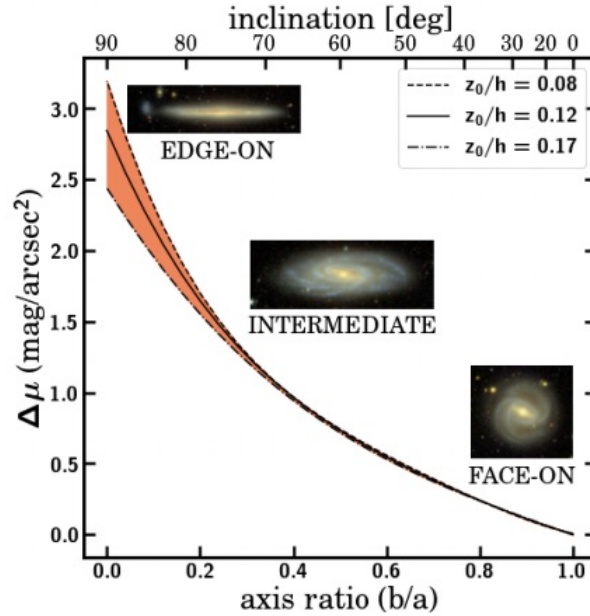


Figura 2.14: Variación del brillo superficial, donde *edge on* significa “de canto”, y *face on* “de cara”. Imagen extraída del paper [46].

Corrección al brillo superficial debido al desplazamiento al rojo

El cambio en la expresión del brillo superficial μ debido a términos relativistas (dados fundamentalmente por el *redshift*), sigue el procedimiento ejecutado por Tolman en 1930 ([6])(explicación extraída de [34]). Primero para el escaso euclídeo, el brillo superficial está definido según la expresión 2.19, reescribiendo esta expresión se alcanza la expresión 2.21.

$$\mu = -2,5 \log_{10} \frac{F}{\theta^2} + zp \quad (2.21)$$

Donde θ^2 es el ángulo del área subtendida del emisor al receptor (es decir, el triángulo cuyos dos catetos son la distancia-luz a la fuente D , y el radio del planeta que recibe la luz l). Como $D \gg l$, θ será el cociente de ambas distancias. Entonces al definirse el flujo con la luminosidad L , mediante la expresión $F = \frac{L}{4\pi D^2}$, la expresión del brillo para un caso euclídeo y estático estará dada por 2.22.

$$\mu = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi D^2} \frac{D^2}{l^2} \right) + zp \quad (2.22)$$

Pero para el caso de un Universo en expansión, se pueden medir las distancias de dos maneras, con la distancia ángulo (D_a), y la distancia luz (D_l), que se relacionan según la expresión definida por 2.23.

$$l = D_a \theta = \frac{D_l}{(1+z)^2} \theta \quad (2.23)$$

Por tanto la expresión del brillo superficial estará dada por 2.24.

$$\mu = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi D^2} \frac{D^2}{l^2 (1+z)^4} \right) + zp = \mu_0 + 10 \log_{10}(1+z) \quad (2.24)$$

Pero estudios más modernos (ver paper [42] han modificado esta expresión, ya que el flujo observado realmente tiene la expresión 2.25. Siendo N_f el número total de fotones observados, y E_f la energía total de cada fotón.

$$F = N_f E_f \quad (2.25)$$

Pero como la energía de cada fotón también depende de z , según 2.26

$$E_f = h \nu = h \frac{\nu_0}{1+z} \quad (2.26)$$

Entonces $F \propto \frac{1}{1+z}$, y la expresión final para el brillo superficial que se utilizará en este trabajo será 2.27.

$$\mu = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi D^2} \frac{D^2}{l^2 (1+z)^3} \right) + zp = \mu_0 + 7,5 \log_{10}(1+z) \quad (2.27)$$

Esta modificación es conocida por el nombre de *Cosmological Dimming*, y por tanto para *redshift* altos, se tiene que tener en cuenta este cambio, para poder calcular brillo “verdadero” que originó la galaxia a estudio.

Otros cambios (que serán tratados más adelante) que sufre la luz cuando es recibida a través de nuestros detectores (sección 2.5.2), están dados por la absorción *interestelar* (influenciada por el comportamiento de las estrellas, y los filtros del detector, ver sección 2.4.4), por la difracción de la luz en el telescopio (sección 2.4.5), y por donde se sitúe el telescopio.

Estructura de la galaxia desde el perfil de luminosidad

En la sección 2.2.1 se introdujeron las estructuras más relevantes que componen una galaxia genérica. Entonces solo analizando el perfil de luminosidad a lo largo de la galaxia, se tiene que dilucidar las diferentes partes que la componen.

De manera genérica, un perfil de brillo superficial en función de la distancia (tanto en *kpc* como en *arcsec*) al centro de la galaxia es de la forma 2.15.

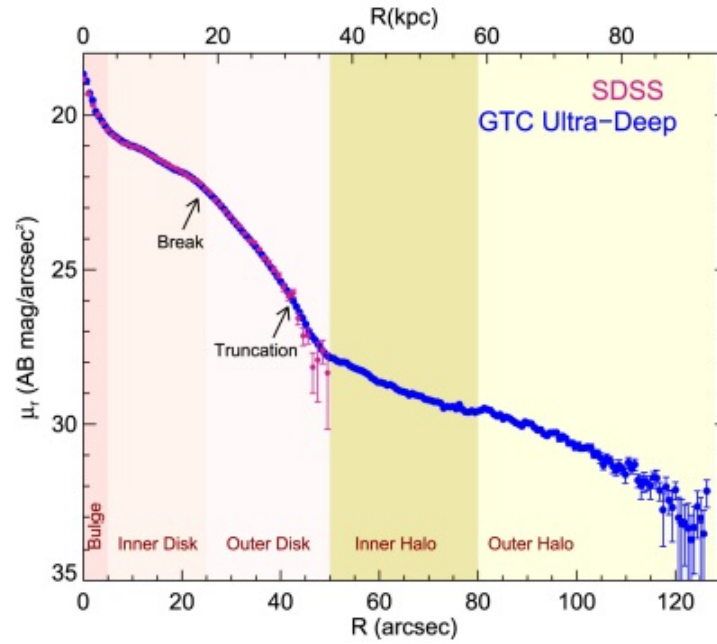


Figura 2.15: Perfil de luminosidad de la galaxia UGC180 (en el telescopio Sloan). Imagen extraída de la tesis [16]

Como se ve en la figura 2.15, la primera parte (y la más brillante) corresponde al bulbo. El brillo tanto en el disco interno como en el externo cae de manera exponencial. Como el eje las y tiene unidades de magnitudes, se está entonces antes una gráfica logarítmica y, por tanto, caídas exponencial son líneas rectas (en esa caída, correspondiente al final del disco, ya se adelanta que ahí estará lo que se denomina truncación). La última parte, donde el brillo cae lentamente hasta que es indistinguible del ruido de fondo de la imagen, es el halo estelar, donde están situadas muy pocas estrellas.

2.4.4. Modelo para parametrizar estrellas (Cuerpo Negro)

Las galaxias están formadas por estrellas, por tanto entender cómo se comporta la radiación emitida por las estrellas, ayuda a mejorar los análisis y algoritmos de modelizado de las galaxias.

Un fotón generado en el interior de una estrella tarda miles de años en abandonar la estrella, y la radiación que nos llega de una estrella es la que emite su atmósfera. Por tanto se puede parametrizar a las estrellas según el modelo ideal de cuerpo negro, ya que estos son objetos ideales, que absorben toda la radiación que les incide, y solo pueden irradiar por efecto de su temperatura. Sobre este cuerpo negro, a posteriori, se añaden las líneas de emisión y absorción debidas a los elementos de su atmósfera.

El modelo de radiación de cuerpo negro (extraído de [19]), es uno de los hitos fundamentales de la Mecánica Cuántica, ya que las leyes termodinámicas por si solas, predecían

una divergencia para longitudes de onda pequeñas (o frecuencias altas), conocida como el *Colapso del Ultravioleta*, cuando ya las primeras medidas del espectro mostraban ya las formas de la figura 2.16, por tanto la *Física Clásica* no conseguía explicar este fenómeno. Entonces Planck recurrió a cuantizar el espacio de fases de la radiación que contenía el cuerpo negro (de aquí surge el primer concepto de fotón), de forma que la radiación del espectro estaba parametrizada por una distribución, dependiente de la frecuencia (por tanto también depende de la longitud de onda), dada por la ecuación 2.28:

$$u(T)d\nu = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3[\exp(\frac{h\nu}{k_B T}) - 1]}d\nu \quad (2.28)$$

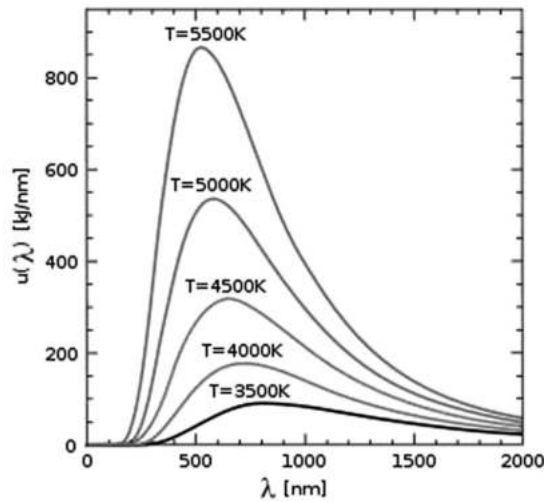


Figura 2.16: Espectro de la variación de irradianza del cuerpo negro con la longitud de onda, y para diferentes temperaturas, teniendo al Sol como referencia de esos 5500K (extraído de [53]).

Analizando el espectro, se llegaron (previamente a la descripción teórica del mismo) a una serie de leyes empíricas. La primera es la ley de *Stefan – Boltzmann*, que dice que la radianza total (el área bajo la curva) está dada por la expresión, $R_T = \sigma T^4$, siendo la constante de *Stefan-Boltzmann*, $\sigma = 5,67037321 * 10^{-8} W/m^2k^4$. Y la segunda ley, que es la más importante en este trabajo, ya que influye a la hora de crear los perfiles de luminosidad de cada galaxia, viene dada por la expresión:

$$\nu_{max} \propto T \quad (2.29)$$

Esta es conocida como ley de *Wien*, que significa que a mayores temperaturas, el máximo del espectro se desplaza a frecuencias más altas, o lo que es lo mismo, se desplaza a longitudes de onda cada vez más cortas (tal y como se muestra en la figura 2.16).

El espectro de una galaxia es entonces una superposición de muchos de estos espectros individuales (uno por cada estrella) a diferentes temperaturas. Las estrellas más jóvenes de una galaxia suelen estar en el disco, y estas estrellas suelen ser las más calientes y masivas, ya que cuanto más radiación expulsan, menos tiempo de vida tendrán. Por contra, en el bulbo se encuentran las estrellas más viejas y frías. Entonces la elección del filtro en la obtención de la imagen de la galaxia, aportará matices respecto de qué estrellas se está recibiendo su flujo (si solo estrellas jóvenes en filtros muy azules, o todos los tipos de estrellas en filtros infrarrojos).

Absorción interestelar

Además de lo anterior, de manera cualitativa, hay que añadir el efecto del polvo cósmico (extraído de [32]), ya que aunque lo parezca, el espacio interestelar no está vacío, y existen grandes nubes de polvo que habitan todo el Universo. Este polvo, interactúa con la radiación, de forma que este se convierte en foco de absorción de la radiación (predominantemente la azul). Por tanto, según este modelo es fácil ver que la radiación de las estrellas más frías quedará totalmente opacado por este polvo, y no llegará hasta nuestros detectores (los detectores están explicados en el apartado 2.5.2), luego las bandas que se encuentren en este rango sufrirán un opacamiento mayor que en las infrarrojas.

Por todo lo anterior, en una imagen de la galaxia que se haya realizado en una banda infrarroja, estarán detectadas tanto estrellas jóvenes, como viejas. Y propiedades tan importantes como el centroide de la galaxia, serán más fáciles y precisas de encontrar en estas bandas, que en otras más azuladas. En cambio, una banda más ultravioleta, detectará mayormente estrellas calientes, y será más complicado encontrar los centroides de las galaxias.

2.4.5. Efectos de la difracción (Función de Airy)

Se está trabajando con instrumentos ópticos, por tanto también habrá cambios en la luz recibida provocados por el mismo proceso de medición. El más importante es el de la difracción.

La difracción es un fenómeno que consiste en la desviación de la luz al chocar contra un obstáculo (como una abertura). Entonces al situar una pantalla donde se pueda medir dicha desviación, se observará que habrá zonas de interferencia constructiva y destructiva. Si la rendija es una abertura circular (como es el caso de los telescopios y los ojos), el patrón de interferencia estará dado por la función de Airy.

La anchura del primer círculo concéntrico (llamado disco de Airy) viene dada por la expresión:

$$\sin \theta = 1,22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.30)$$

Donde λ es la longitud de la onda, y D es el diámetro de la abertura. Este efecto intuitivamente lo que ocasionará es que a mayor anchura de difracción, más ondas estarán

interfiriendo, y por tanto más distorsionada estará la imagen. Por tanto para un mismo telescopio (mismo diámetro de abertura), las imágenes en bandas más infrarrojas (λ es mayor) tendrán una resolución espacial mayor que en las imágenes en bandas más azules, y por tanto se verán detalles más pequeños.

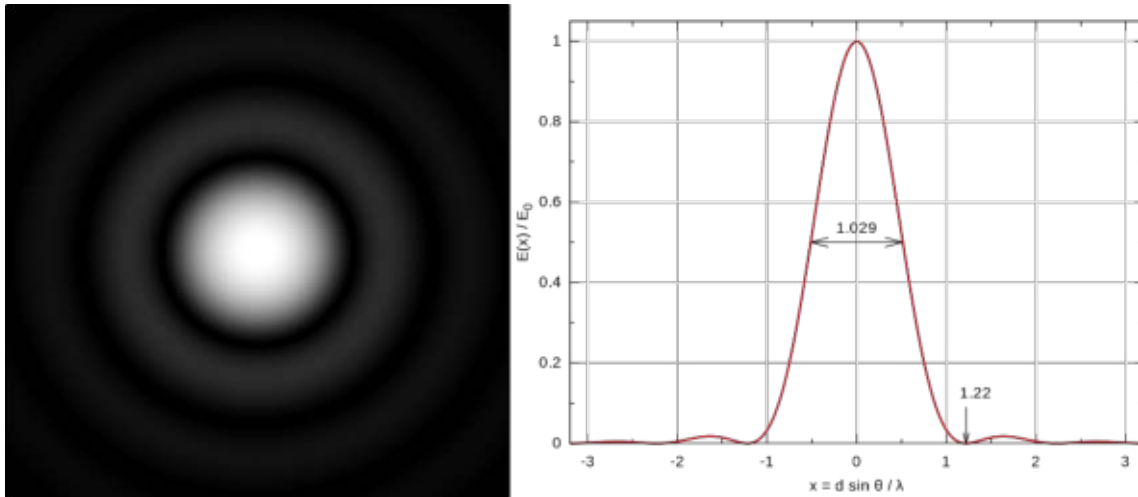


Figura 2.17: Patrón de difracción de Airy (izquierda), y la función de Airy (derecha)

De forma intuitiva si se tiene en cuenta el primer anillo concéntrico (ya que es el que acumula un mayor porcentaje de luz), el patrón de Airy es muy parecido a una función *gaussiana*.

Este efecto óptico no afecta a la posición de la truncación, pero al hacer borrosa la imagen será más complicada de encontrar, ya que difumina los bordes de la imagen.

2.5. Telescopios y detectores

Para obtener unas observaciones de calidad de los objetos celestes, para posteriormente poder hacer un análisis rigurosos de su brillo, color, formas, se necesitan instrumentos cada vez más precisos que se encarguen de poder hacerlas.

2.5.1. Telescopios

Como se presentó en el apartado ??, la invención del primer telescopio supuso un gran avance en la visión del Universo. Pero según se fue avanzando tecnológicamente, se buscaba cada vez más precisión y alcance, y se encontró que los telescopios refractores presentaban una serie de límites físicos (aparte de la existencia de diferentes aberraciones, por el hecho de utilizar la refracción), que los hacía que dispusiesen de muy poca mejora en las observaciones. Uno de estos límites, era que al estar formado por diversas lentes de vidrio, estas tendrían

que ser muy transparentes y homogéneas. Además, se necesitaban que fuesen cada vez más grandes para que posibilitase la entrada de cada vez más luz, por lo que el coste se disparaba a la par de que al estar sujetas solo por sus bordes, podría producir la aparición de fisuras debido al peso de estas. Por tanto sería inviable hacer un telescopio de decenas de metros de apertura, siendo el último gran telescopio refractor del año 1897 en Yerkes.

Por tanto, con el avance en las técnicas de pulido de grandes espejos avanzó, el telescopio reflector se convirtió en el hegemónico para los estudios científicos, ya que podía sujetarse por toda su superficie.

2.5.2. Detectores

Para obtener todas las medidas introducidas y explicadas en el apartado 2.4, es necesario no solo ser capaz de observar, sino también obtener fotografías, a partir de las cuáles, se pueden hacer los diferentes algoritmos para poder conocer el objeto celeste fotografiado. Por ello, a los grandes telescopios se les adhieren instrumentos capaces realizarlas (que se explican más adelante).

Uno de los primeros avances ocurrió a finales del siglo XIX, cuando se empezó a generalizar el uso de placas fotográficas[23] en el ámbito astronómico(las mismas que se utilizaban en fotos o en cine), de forma que los nuevos telescopios se construían para poder trabajar con ellas. Estas placas son soportes de vidrio, a los cuáles se les esparce una gelatina compuesta de cristales, cuya propiedad es ser sensible a la luz. De forma que al estar un tiempo de exposición prolongado, aparece en la placa, la imagen observada. Por tanto, los astrofísicos hasta los años 90, hacían sus mediciones en el propio negativo, para ello se desarrollaron instrumentos de precisión, llamados micrómetros. Este método ya está anticuado, pero a pesar de ello, se sigue utilizando, ya que hay muchas imágenes efectuadas en el siglo pasado, y que pueden servir para medir cambios en la posición de cualquier objeto celeste.

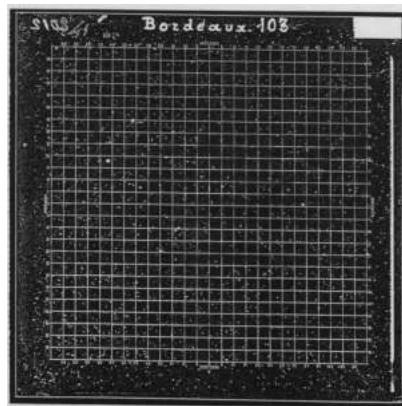


Figura 2.18: Placa fotográfica utilizada en el *Carte du Ciel* del observatorio de Burdeos (1887). Este cartografiado marcó el inicio del uso de las placas fotográficas en la astronomía

Pero los instrumentos más comunes utilizados a partir de los años 90 son las cámaras CCD (*Charge-Coupled-Devices*, dispositivo de carga acoplada, [52]). Estos instrumentos tienen la ventaja frente a las placas fotográficas, de que son métodos digitales, y por tanto, son más fáciles de manipular que los negativos de las placas.

Los detectores CCD, están formados por una placa sensible a la luz, fabricada de silicio, a la que se le añaden electrodos de carga positiva. Esta placa cuando se la incide con radiación, por la acción del efecto fotoeléctrico, desprenderá electrones. Estos electrones irán a unirse con los electrodos, quedando atrapados en su pozo de potencial.

Para poder extraer la imagen digital, se altera el voltaje de los electrodos, de manera que los electrones empiezan a desplazarse hacia los electrodos contiguos, hasta llegar a un dispositivo de lectura y amplificación del voltaje acumulado.

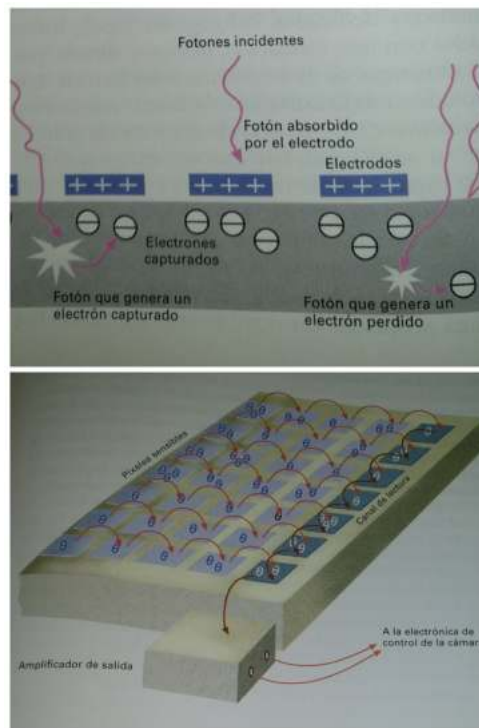


Figura 2.19: Esquema de los componentes de una cámara CCD. Arriba: esquema del efecto fotoeléctrico. Abajo: esquema del movimiento de los electrones desde cada electrodo hasta la salida del amplificador. Imagen extraída del libro [52].

Una vez se han analizado todos los píxeles, la imagen estará codificada en el ordenador con un valor para cada píxel. Este valor no es el número de electrones de cada electrodo. En su lugar, al número de electrones se le divide por un valor llamado *ganancia*, que es propia de cada cámara, a dicho valor resultante se le denomina *cuenta*. También cada cámara tiene un valor máximo de cuentas que puede registrar, a partir de ahí por mucho que incida más radiación, los píxeles estarán saturados.

También hay que tener en cuenta el rendimiento o sensibilidad de cada cámara, es decir, no todos los fotones que alcanzan el silicio van a excitar un electrón. Esta *eficiencia cuántica* depende de muchos factores, como la reflexión en la placa, la recombinación..., pero uno de los más importantes es la longitud de onda que llegue, pues cada longitud de onda tiene una capacidad distinta de arrancar electrones. Este hecho viene parametrizado por una *curva de sensibilidad* (ver figura 2.20).

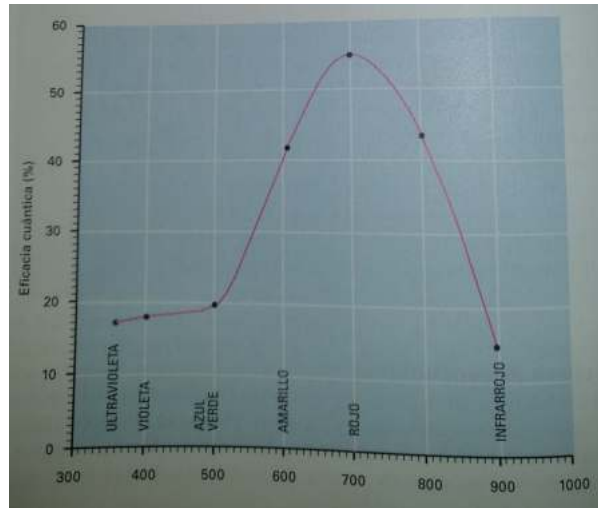


Figura 2.20: Curva de sensibilidad de una CCD. Imagen extraída del libro [52].

2.6. Astrofísica del bajo brillo superficial

La definición clásica del bajo brillo superficial, es la luz cuyo brillo representa el 1% del brillo del cielo nocturno. Es decir, que tiene 100 veces menos de flujo, y por tanto según la ecuación 2.19, serían 5 magnitudes menos que el cielo nocturno, si este presenta aproximadamente 22 mag , entonces se podría hablar de bajo brillo superficial, a partir de 27 mag/arcsec^2 .

2.6.1. Historia del bajo brillo superficial

Hasta el día de hoy los telescopios alcanzan profundidades típicas de 26 mag/arcsec^2 desde tierra, con una resolución espacial de 1 arcsec . Desde el espacio, típicamente se pueden alcanzar (en el mismo tiempo de exposición) profundidades un factor 6-10 mayores ($\sim 28 \text{ mag/arcsec}^2$) y con una resolución espacial 10 veces mejor ($\sim 0.1 \text{ arcsec}$). El Universo así observado ha sido ampliamente publicitado por medio de las famosas imágenes del telescopio espacial Hubble que han aparecido en numerosísimas notas de prensa y revistas. Sin embargo,

combiene darnos cuenta que más allá del Universo Local, las cosas se vuelven mucho más difíciles debido a la pérdida de brillo superficial debido al desplazamiento al rojo.

Para hacernos una idea mental de todas estas cifras, las galaxias que estudiamos tienen un brillo superficial central de 18 magnitudes y éste baja hasta que en las partes de fuera vemos las truncaciones a los citados 26 mag/arcsec^2 en el Universo Local. A estos números habrá que después aplicarles el famoso *Cosmological Dimming* que como se ve, crece muy rápidamente a mayor desplazamiento al rojo.

A pesar de ir al límite de observación, lo que se observa en las imágenes, es algo verosímil, porque dichas imágenes están observadas con mucho más tiempo de exposición que las normales. Es vital trabajar en este tipo de fronteras de la observación actual, porque cuando llegamos a límites superficiales ultraprofundos, se ven todas las interacciones pasadas de nuestras galaxias y en última instancia, se puede llegar a ver si tienen o no límite definido.

2.6.2. Truncaciones

La *truncación* de una galaxia, sería equivalente a el borde o final de ésta. A pesar de lo que pueda parecer, no se puede establecer visualmente dónde se encuentra dicho borde, ya que una foto o una observación de una galaxia puede estar afectada por otros objetos celestes (como estrellas cercanas u otras galaxias), puede no ser lo suficiente profunda (poco tiempo de exposición) o puede no estar reducida adecuadamente. Además, no se puede determinar a priori un “sitio”, donde deje de haber galaxia (o estrellas de la galaxia), sino que la cantidad de estrellas va decreciendo de manera continua, y muchas veces el telescopio (o el ojo humano) no es capaz a partir de cierto punto de discernir si las estrellas siguientes forman parte o no de la galaxia. Por eso, el principal ejercicio para encontrar dicho borde, es el de analizar el perfil de brillo de la galaxia, y en la zona a partir de la cual existe una caída muy abultada del brillo, será donde se considerará que se encuentra la *truncación*.

Esas zonas normalmente se encuentran a magnitudes muy bajas, por eso el problema de encontrar la *truncación* forma parte del ámbito del *Bajo Brillo Superficial*. Para su correcta resolución se necesitan telescopios capaces de alcanzar brillos cada vez más ténues.

Capítulo 3

Software astronómico utilizado

En esta sección se van a introducir los programas y formatos, que se utilizarán más adelante para analizar y visualizar galaxias, así como las librerías y lenguajes con los que se desarrollarán los programas con los que se calcularán las diferentes propiedades de cada galaxia.

3.1. Imágenes .fits

Todas las imágenes de galaxias (y en general de objetos celestes), que se pueden encontrar en los archivos de los telescopios, no se encuentran en los formatos más comunes, tales como *jpg* o *png*, sino en el formato *Fits* ([25]). Este formato, cuyo nombre es el acrónimo de *Flexible Image Transport System*, fue desarrollado en 1979, tras el surgimiento de los detectores CCD (sección 2.5.2), y solo tres años después, NASA y *The International Astronomical Union* recomendaron su uso en todos los ordenadores de instalaciones astronómicas.

La unidad fundamental del formato, son los archivos *Fits*, los cuáles están compuestos por los HDU (*Header Data Units*). Al primer HDU se le conoce cómo *HDU Primario* o *Array Primario*. En su inicio, en el llamado *encabezado*, se encuentra en formato *ASCII*¹, un array de dimensión de entre 1-999, de 1-2-4 *bytes* enteros, en el que hay una serie de *keywords* (palabras clave), donde el autor especifica los datos más importantes (a su criterio) de la imagen. Estos datos, pueden ser por ejemplo, el tamaño y el formato de la imagen, la historia de los datos de la propia imagen, los datos del objeto fotografiado, sobre el detector o el telescopio con los que se ha obtenido la imagen... Después se tiene la imagen en sí, que es una matriz dos dimensional de números en coma flotante que son las cuentas por píxel que se han medido en el detector.

El resto de HDUs que se añadan posteriormente, llevan consigo las posibles extensiones del archivo. Estas extensiones pueden tablas de formato binario, de formato *ASCII*, o extensiones de imágenes formadas por *arrays* de píxeles... Al principio esto no era así, en las primeras

¹Código de caracteres latinos

versiones del formato este solo tenía una única HDU, en la que se encontraba una cabecera, y un array de datos que contenía la imagen digital. Pero con las subsecuentes actualizaciones y mejoras, es capaz de utilizar arrays multidimensionales, tablas con datos binarios, tablas de tipo *ASCII*, y otros muchos formatos.

```

SIMPLE =          T / file conforms to FITS standard
BITPIX =          16 / number of bits per data pixel
NAXIS  =           2 / number of data axes
NAXIS1 =          440 / length of data axis 1
NAXIS2 =          300 / length of data axis 2

```

Figura 3.1: Esquema gráfico del inicio de cada encabezado

3.2. SAOImageDS9

En este trabajo se van a manipular imágenes de galaxias, y aunque no sea estrictamente necesario, si es útil el tener un programa que sea capaz de visualizar, así como manipular las imágenes de las que se disponen. De esta forma, de manera visual y orientativa, se puede observar si los procedimientos que se están realizando se acometen de manera correcta o no.

El programa utilizado es el llamado SAO Image DS9 (abreviadamente DS9), este programa fue desarrollado por el Smithsonian Astrophysical Observatory, Center for Astrophysics, Harvard University, en el año 1990, de forma que fuese capaz de leer el tipo de archivo más frecuente en el que se encuentran las imágenes astronómicas, es decir, el formato *.fits*. Además, este programa también puede soportar otras diferentes opciones, como visualizar y modificar varias imágenes a la vez, así como manipulaciones de regiones de las imágenes ([29]). Una vez que se ha terminado de visualizar o manipular las imágenes, DS9 puede transformar las imágenes resultantes en los formatos más comunes (jpg, png o pdf).

La interfaz del programa es la que se muestra en la figura 3.2, y como se ve, este programa muestra además de la imagen, las cuentas de cada píxel de la CCD (en el apartado *Value*). También es capaz de leer y mostrar el encabezado HDU de la imagen, esta es una de las opciones del apartado *File*, donde se encuentra todos los datos y el formato de la imagen.

Otras posibilidades que presenta DS9 en lo que respecta a la visualización, es que desde el apartado *Scale*, se puede manejar la escala de los valores de la imagen, desde una escala lineal, a una logarítmica (que es con la que se visualizarán todas las galaxias del trabajo) o a las escalas de funciones trigonométricas. Como en otros visualizadores de imágenes se puede cambiar el *zoom* que tiene la imagen, de esta forma se puede observar de manera detallada las partes de la galaxia.

Para ver de manera más nítida la imagen, se recurre a representar la imagen con colores que representan de manera más distintiva y visual, las cuentas que tienen cada píxel. El color que se utilizará es el HSV, el cual atribuye colores cálidos (partiendo del blanco) para píxeles

con un alto valor de cuentas, y colores fríos (hasta el negro) para píxeles con un valor de cuentas bajo.

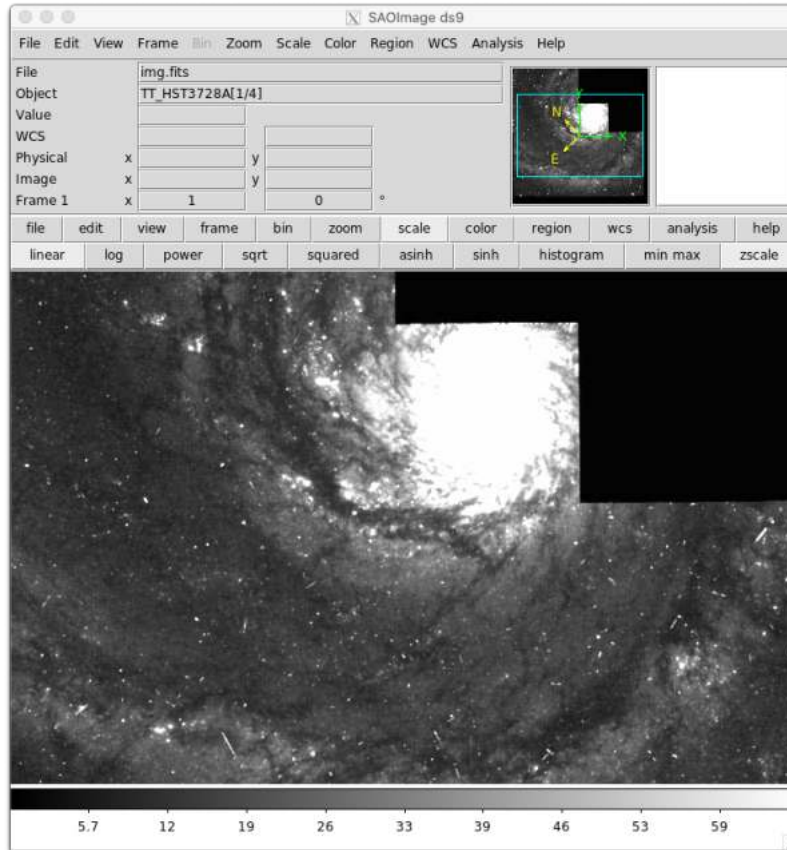


Figura 3.2: Interfaz del programa donde se pueden observar las principales opciones que presenta. Imagen extraída de la web [37].

3.3. Source Extractor

El objetivo fundamental de este programa es la de construir y crear a partir de una imagen astronómica, un catálogo de los diferentes objetos celestes que las componen, extrayendo además, las características y propiedades más importantes de cada objeto (información extraída del manual del *Source Extractor* [14]).

Este programa es muy útil en este trabajo, ya que te brinda los datos más importantes de cada imagen, y ayuda a construir programas que utilicen estos datos para manipular y analizar las galaxias que allí se encuentran.

Un ejemplo de estas utilidades, es la de poder identificar cada uno de estos objetos, y gracias a esto poder crear una imagen que enmascare los objetos que no se van a estudiar

(ver apartado 4.2).

El funcionamiento del programa es simple, primero hace un modelo del fondo² de la imagen. Y en el segundo paso, este fondo se sustrae, y se detectan las diferentes fuentes de luz de la imagen, que corresponderán con los objetos celestes de la misma (pueden ser estrellas, galaxias...).

Para detectar las fuentes de luz, el programa separa en la imagen las regiones que presentan diferentes propiedades (como el color, brillo...), o que se encuentran separadas por zonas de píxeles nulos. A estas regiones que sobrepasan un umbral de cuentas en el píxel de la CCD, se las denomina *detección*.

Para su funcionamiento requiere de dos archivos. Uno donde se especifique el filtro de ruido que se va a utilizar en el programa para los objetos. Y otro, donde se especifiquen los parámetros de configuración del programa, como el *zeropoint*, el umbral (o *detect thresh*) del cielo, la escala del píxel (*pixel_scale*), el tipo de imágenes que crea... Un ejemplo de este archivo de configuración, se encuentra en el apéndice.

Una vez que se ejecuta el programa sobre la imagen deseada, este crea un archivo de características de cada objeto de la imagen. Las características que aquí aparecen están definidas en otro archivo, donde se encuentra una lista enorme de magnitudes y propiedades astronómicas, y es el usuario el que elije cuales se van a calcular. Un ejemplo de un archivo creado por *Source – Extractor* se encuentra en el apéndice.



Figura 3.3: Ejemplo de imagen donde se muestran las diferentes *detecciones* de la imagen de la galaxia 79071 en la banda z, generada por *Source – Extractor*.

²Al ser una imagen astronómica, al fondo se le conoce con el nombre de *cielo*.

3.4. Python

El lenguaje de programación que se utilizará en este trabajo es Python (versión 3.5). Los motivos son simples, Python es un lenguaje de sintaxis sencilla en el cual, se encuentran escritas un gran número de librerías y funciones orientadas al estudio astrofísico. Además, es uno de los lenguajes de programación más usados debido a la vectorización (haciéndolo ideal para múltiples técnicas de *Big Data*).

Las librerías que más se van a usar, son el entorno *numpy* ([24]), *astropy* ([4]), *matplotlib* ([28]), *skimage* y *scipy* ([48]).

Capítulo 4

Metodología y programas adaptados

En este capítulo se van a exponer los diferentes pasos que se tienen que seguir para poder obtener un perfil de brillo de una galaxia a partir de su fotometría (el conjunto de sus imágenes), así como el fundamento teórico y la explicación de los diferentes algoritmos computacionales que se van a utilizar. Los códigos se encuentran en los anexos.

4.1. Metodología

Para poder analizar galaxias, primeramente se tienen que tener imágenes de éstas. En este caso, dichas imágenes se pueden descargar libremente de una serie de repositorios online, como la web [45]. Una vez se tiene la imagen donde está presente la galaxia a estudio, se llega al siguiente paso, y es que normalmente las imágenes no son únicamente de una única galaxia (o cuerpo celeste), sino que en ella puede haber más de una galaxia (tanto en el *background*, como en el *foreground*), además de estrellas de la propia. Por tanto, si se quiere realizar un análisis preciso del brillo de esa galaxia, hay que aislar la galaxia a estudio, enmascarando al resto de estrellas y galaxias de la imagen. Este proceso se tiene que realizar para todas las bandas de las que se disponen.

Una vez se tienen las imágenes solo con la galaxia, ya se puede hacer el análisis del brillo superficial observado. Si se han realizado de manera correcta, ya con estos perfiles se puede observar la truncación de la galaxia. Posteriormente, si no se tienen ya en esos filtros, se construyen los perfiles en las bandas Sloan a partir de los perfiles existentes, además de introducir una serie de correcciones que proporcionan el perfil de brillo real de la galaxia.

4.2. Enmascarador de galaxias

Una manera de enmascarar al resto de objetos es utilizando este algoritmo, que utiliza el archivo tabulado previamente creado por Source-Extractor (ver sección 3.3), con las detecciones de los objetos astronómicos en cada imagen de la galaxia (pueden ser diferentes

para cada banda de la galaxia) conteniendo una serie de funciones (que se explicarán más adelante) para poder crear una máscara que juntándola con la imagen original, pueda ocultar todos los objetos que no sean la galaxia a estudio de la imagen.

Los parámetros que aparecen en el archivo tabulado creado por Source-Extractor, que va a utilizar el programa son los siguientes:

- El número del objeto celeste dentro de la imagen (parámetro *number* del archivo). Este parámetro servirá de identificador único para todos y cada uno de los objetos astronómicos contenidos en cada imagen.
- La posición (en píxeles) de todos los objetos en el eje X (parámetro *X_Image*), siendo la medida de esta posición en píxeles de la imagen.
- Análogo al parámetro anterior, pero la posición en el eje Y de la imagen (*Y_Image*).
- La longitud (en píxeles) a lo largo del semieje mayor de cada detección dentro de la imagen (parámetro *A_Image*).
- La elipticidad (*Ellipticity*) de todos los objetos celestes, definida a partir la siguiente expresión:

$$elip = 1 - \frac{B}{A} \quad (4.1)$$

Siendo los parámetros *A* (el parámetro *A_Image* del archivo) y *B*, la longitud sobre el semieje menor (*B_Image*).

- El ángulo que forman los semiejes mayores de los objetos celestes de la imagen, con el eje X (parámetro *Theta_Image*).
- El radio de *Kron*, es la longitud de una elipse virtual la cual engloba el 90 % del flujo de todo el objeto celeste (parámetro *Kron_Radius*).

Además de los parámetros anteriores, otros parámetros indispensables de los que se tienen que tener conocimiento previo al análisis, y que no nos da Source-Extractor son:

- El *redshift* al que se sitúa la galaxia
- La escala de píxel de la cámara utilizada en la imagen (en unidades de *arcsec/pix*).
- El factor que utilizamos para agrandar las elipses enmascaradoras (*enlargermask*).
- El valor máximo que puede alcanzar las elipses una vez se han agrandado (*max_size*).

El siguiente paso es distinguir la galaxia en la que estamos interesados del resto de cuerpos celestes. En estas imágenes, esa galaxia corresponde al objeto central de la imagen, por tanto, aquel objeto cuyas coordenadas centrales sean las más próximas a las coordenadas del centro de la imagen, será nuestra galaxia.

Para ello se define la distancia al centro de la imagen según la ecuación 4.2.

$$dist = \sqrt{\left(\frac{x_{size}}{2} - x_c\right)^2 + \left(\frac{y_{size}}{2} - y_c\right)^2} \quad (4.2)$$

Donde las coordenadas (x_{size}, y_{size}) representan el tamaño en píxeles de la imagen en los dos ejes, y las coordenadas (x_c, y_c) , el nombre general para las coordenadas de todos los objetos de la imagen. Y se coge como objeto a estudio aquél que minimice esta distancia.

También utilizando los parámetros cosmológicos de la constante de Hubble y de las fracciones de masa y materia oscura, junto con el *redshift* de la galaxia, se calcula el factor de conversión que transforma de *arcosegundos* a *kiloparsecs*.

Ahora conociendo el objeto central, y añadiendo los datos del tamaño de las elipses enmascaradoras, ya se puede crear la máscara. El procedimiento es el de primero enmascarar a todos los objetos de la imagen, para después desenmascarar al objeto central. Para enmascarar un objeto, la función crea elipses desde el centro de cada objeto, con las propiedades tales como su ángulo sobre el semieje mayor, la razón de semiejes, dadas por el archivo de Source-Extractor.

El procedimiento para desenmascarar es el mismo, pero esta vez no hay barrido por todos los objetos sino que se establece que esta función solo actúe en el objeto central.

Una vez que se tiene la máscara dada por un archivo lleno de ceros y unos, se crea la imagen de esta. Esta imagen estará formada por elipses que marcan los objetos lumínicos de la imagen original. Juntando esta máscara con la imagen original, se creará una imagen que solo contenga como objeto a la galaxia a estudio, ya que el resto de objetos se han borrado al colocar encima la máscara.

Otra manera de efectuar directamente el enmascaramiento sin crear previamente la máscara, es utilizando la opción de crear formas en el DS9 de forma manual, para que el propio programa enmascare toda la sección seleccionada. Este proceso es ventajoso si la imagen es muy complicada, y si además se tienen pocas imágenes, ya que de lo contrario, sería una tarea muy lenta y costosa.

4.3. Obtención del perfil de luminosidad de una galaxia, mediante el algoritmo del semieje mayor

Este método y procedimiento es el núcleo del trabajo, y es en lo que se diferencia del otro TFG del grupo de investigación (cf. Alberto Royo, que presentará en la próxima convocatoria), que se está realizando sobre este tema. Este algoritmo es el encargado de transformar la imagen de la galaxia en una gráfica donde se muestre el brillo superficial de una galaxia según

crece la distancia a su centro. De manera general, este algoritmo se basa en el estudio del flujo (cuentas en la CCD) a través del semieje mayor de la galaxia, para después transformarlo a brillo.

Para este caso, se necesita la imagen/imágenes de la galaxia, así como las máscaras correspondientes a cada imagen, que se ha creado previamente con el algoritmo anterior (ver sección 4.2). Como en el caso del enmascarador, se necesitan saber previamente una serie de parámetros, estos son:

- El *pixel_scale* de cada imagen.
- El *zeropoint*, que como se explicó es propio de cada telescopio y filtro fotométrico.
- El *redshift* de la galaxia.

Además de los anteriores datos, hay una serie de parámetros que se definirán más adelante para hacer a este análisis más fino y preciso para cada caso concreto, y que se introducirán más adelante.

El primer paso del algoritmo, como es evidente, es leer el archivo tanto de la imagen como la máscara de la galaxia. El segundo paso es rotar tanto la galaxia como la máscara, ya que para poder hacer de manera sencilla la suma de los píxeles en el semieje mayor, este semieje tiene que coincidir con uno de los ejes de coordenadas de la imagen. Porque de lo contrario, se tendrían que sumar los píxeles en diagonal, y esa medida ya no sería tan precisa, ya que zonas de los píxeles no formarían parte del semieje.

Python rota los ángulos en sentido antihorario, por tanto, hay que utilizar el ángulo complementario al *theta_image* (ver figura 4.1) del archivo de Source-Extractor (ecuación 4.3), ya que este es el ángulo que forma el semieje mayor con el eje horizontal. De esta forma tanto la galaxia como la máscara estarían alineadas en la dirección del eje vertical.

$$\theta_{rot} = 90 - \theta_{image} \quad (4.3)$$

Además, este ángulo tiene que tener el mismo valor para todas las bandas, y en especial, tiene que tener el valor dado por el complementario del *theta_image*. Se escoge el valor del *theta_image* de la banda más infrarroja, ya que como se vio en el apartado 2.4.4, esta banda es la más representativa de la mayor parte de las estrellas de la galaxia.

El siguiente paso es quitar el nivel de cielo de la imagen, esto es el valor medio del ruido de fondo de la imagen. La reducción de las imágenes para ser estudiadas muchas veces no es perfecto y por tanto se debe corregir el ruido de fondo de la imagen para que este consista puramente en ruido blanco (tantas probabilidad de tener cuentas positivas como negativas en dicho *background*)

Para quitar el nivel de cielo, se crea una corona elíptica a una distancia (en *arcsec*) donde no haya luz de la galaxia (o no debería haber luz). Allí se crean aberturas aleatorias (diez mil en este caso) donde se mide la media y la desviación estándar de una manera resistente (o sea quitando objetos que se van más allá de *3-sigma* de la distribución de píxeles del ruido).

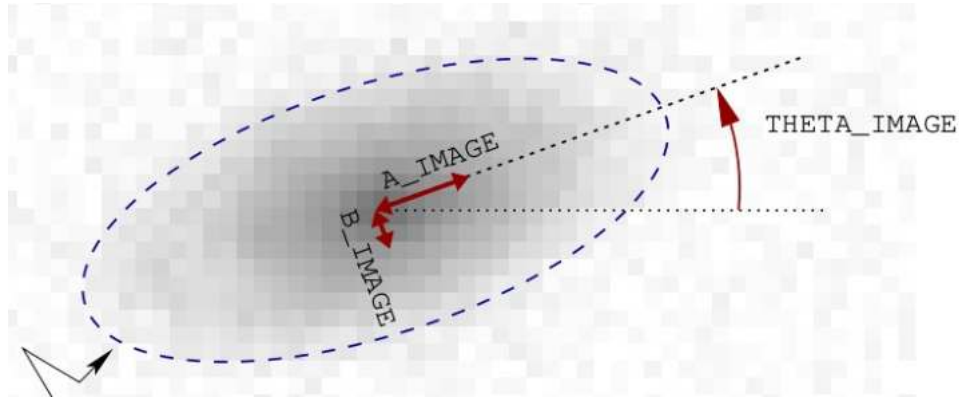


Figura 4.1: Definición de los parámetros a_image , b_image y $theta_image$.

Para poder una análisis más fino y que contenga más información y poder maximizar la señal-ruido, en vez de sumar los píxeles normales de la imagen, se reescala la imagen para que los píxeles sean mucho más grandes, y entonces, los píxeles serán sensibles a mucha más cantidad de flujo, mientras que el ruido de fondo se mantiene constante. Por tanto al calcular el flujo de los píxeles del semieje mayor, se contará con datos mucho mejores.

Se ha elegido un reescalado de 1 kpc , ya que ésta es la medida típica del tamaño vertical del disco de una galaxia. Por tanto, ahora se deben traducir desde longitudes físicas a longitudes en la imagen 4.4.

$$downsample_pix = downsample_kpc * \frac{1}{kpc_per_arcsec} * \frac{1}{pixel_scale} \quad (4.4)$$

Siendo $downsample_kpc$ el citado 1 kpc , y kpc_per_arcsec y $pixel_scale$, las constantes que se habían calculado anteriormente en el trabajo. Nótese que en el caso que el factor de reescalado en píxeles fuese un número decimal, se redondearía al entero más cercano, puesto que no puede haber partes de píxel.

Si las diferentes imágenes en cada banda tuviesen distinto $pixel_scale$, el paso anterior generaría un problema adicional, ya que al ser dos factores de reescalado diferentes, pueden redondearse de manera diferente, y por tanto las imágenes en cada banda no tendrían las mismas proporciones de píxeles. Este problema se solventa, calculando uno de los factores de reescalado (ya redondeado), y a partir de este, calcular el resto a través de las relaciones existentes entre los diferentes $pixel_scale$ de cada banda.

Tras reescalar tanto la imagen como su máscara correspondiente, el $pixel_scale$ antiguo ya no valdrá para estas imágenes. Entonces también hay que calcular de nuevo el $pixel_scale$ tanto en kpc como en $arcsec$, multiplicando por el factor de reescalado.

El siguiente paso es encontrar el centroide la galaxia, esto es, el píxel más brillante (con más flujo) de la imagen, que será el píxel a partir del cual se iniciará el perfil. Para ello, Python busca la dupla de valores (de la matriz total que conforma la imagen) donde se haga máxima las cuentas de la CCD.

Pero si se hiciese la búsqueda para todas las bandas, se hallarían diferentes centroides, ya que por el mismo motivo que para el ángulo de rotación, las imágenes más azules/ultravioletas, están muy poco afectadas por las estrellas de menor temperatura (2.4.4). Como consecuencia, en vez de hallar todos los centroides, solo se halla el centroide de la imagen en la banda más infrarroja, y se utiliza el mismo para las demás.

Con todos los cálculos anteriores, ya es el momento de empezar a calcular el perfil de brillo. Para ello, primero se tiene que establecer la anchura en el eje perpendicular al semieje mayor donde se va a medir el perfil de la galaxia, en *kpc* (fácilmente transformables en píxeles, se denota por *offset_y*). Así, al barrer al semieje, no solo se coge un único píxel sino un conjunto de píxeles (de nuevo, para maximizar la señal-ruido). Por otra parte, también se determinará la distancia en *kpc* hasta la cual se estudiará el semieje mayor de la galaxia a estudio (*pixel_move_x*). El análisis en vez de con una semirrecta, será a través de las cuentas de los píxeles que se encuentren en ese *rectángulo*.

Una vez definidos estos parámetros, el *rectángulo*, estará definido por una de las coordenadas del centroide (c_x, c_y), hasta el valor establecido en la longitud del análisis. Es decir, el *rectángulo* estará comprendido por los siguientes cuatro puntos de la imagen:

- $P_1 = (c_x + 1, c_y - offset_y)$
- $P_2 = (c_x + 1, c_y + 1 + offset_y)$
- $P_3 = (c_x + 1 + pixel_move_x, c_y - offset_y)$
- $P_4 = (c_x + 1 + pixel_move_x, c_y + 1 + offset_y)$

El sumando +1 viene de tener que pasar por el centroide, porque de lo contrario, el “rectángulo” mediría una unidad menos por cada lado. También se crea un rectángulo formado por los mismos puntos en la máscara, y se multiplican ambos rectángulos, de forma que se enmascaren los píxeles correspondientes a otras galaxias o estrellas, y el resto de píxeles se queden igual.

Entonces, para mostrar como varía el flujo (y después el brillo) con la distancia al centroide, se va avanzando píxel a píxel en la dirección del semieje mayor de la galaxia (ver figura 4.2).

El *rectángulo* se puede crear desde el centro hacia un extremo de la galaxia, o desde el centro hacia el otro extremo. Éste otro perfil vendría dado por el *rectángulo*:

- $P_1 = (c_x - pixel_move_x, c_y - offset_y)$
- $P_2 = (c_x - pixel_move_x, c_y + 1 + offset_y)$
- $P_3 = (c_x, c_y - offset_y)$
- $P_4 = (c_x, c_y + 1 + offset_y)$

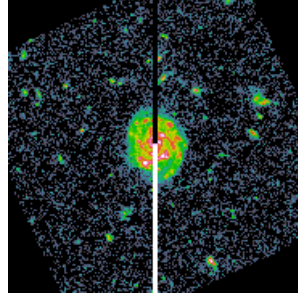


Figura 4.2: Esquema del procedimiento del analizado del flujo sobre el semieje mayor, en este caso de la galaxia 17058.

Ambas situaciones son equivalentes, ya que la galaxia no tiene una dirección preferente para hacer el perfil. Por tanto, se suman ambos perfiles en un *perfil suma* para de nuevo maximizar la señal-ruido del perfil total.

Para pasar de flujo en cada píxel (cuentas de CCD), a brillo superficial, en la sección 2.4.3 se mostró en la ecuación 2.19. Dicha ecuación hay que transformarla, para que tenga en cuenta las variables y parámetros de la imagen, tales como el *pixel_scale*, y las cuentas en la CCD, según el procedimiento siguiente:

$$\mu = -2,5 * \log_{10} \left(\frac{I_{aperture}}{A_{aperture}} \right) + zp \quad (4.5)$$

El área del *aperture* (abertura) es la suma del área de todos los píxeles que forman cada fila del “rectángulo”, y la intensidad del *aperture*, será la suma de la intensidad (flujo) de cada píxel de cada fila del rectángulo. Obteniendo la ecuación 4.6.

$$\mu = -2,5 * \log_{10} \left(\frac{\sum_i I_i}{N * A_i} \right) + zp \quad (4.6)$$

Siendo N , la suma total de píxeles que hay en cada fila horizontal del “rectángulo”, es decir, $\sum_i i = N$.

Utilizando las propiedades de los logaritmos, la anterior expresión se simplifica en 4.7.

$$\mu = -2,5 * \log_{10} \left(\frac{\sum_i I_i}{N} \right) + zp + 2,5 * \log_{10}(A_i) \quad (4.7)$$

Sabiendo que la relación que existe entre el área de un píxel, y el *pixel_scale* está dada por la relación 4.8.

$$A_i = \text{pixel_scale}^2 \quad (4.8)$$

Entonces, llamando al cociente de la suma de la intensidad (flujo) en todos los píxeles de la fila entre el número de píxeles que forman la fila, como la intensidad media (flujo medio). La ecuación 4.7 se simplifica en la ecuación final 4.9, que será la que se utilice en el algoritmo.

$$\mu = -2,5 * \log_{10}(I_{media}) + zp + 5 * \log_{10}(pixel_scale) \quad (4.9)$$

Con esta ecuación 4.9, se construyen los tres perfiles, teniendo en cuenta que para el perfil *suma*, el número de píxeles N que tiene cada fila del rectángulo, será el doble ya que se han tenido en cuenta los perfiles que iban desde el centro de la galaxia hasta un extremo y hasta su opuesto.

Este algoritmo tiene un problema en la nomenclatura, debido a que cuando se escribe un vector de dos coordenadas en Python, este se refiere a la primera coordenada como la coordenada vertical, y a la segunda coordenada como la horizontal. Por tanto, y a pesar de la nomenclatura, este análisis crea un perfil “superior”, y un perfil “inferior” (pero de igual manera, barren el semieje mayor de la galaxia).

4.4. Extrapolación a los filtros Sloan

Este paso se realiza si las imágenes de las galaxia donde se han realizado los perfiles de brillo, son de unos filtros distintos a los Sloan (también llamados SDSS), ya que cómo ya se ha mencionado anteriormente, la gran mayoría de programas y algoritmos astronómicos están contruidos utilizando los filtros Sloan. Por eso es muy importante tener el algoritmo que sea capaz de construir a partir de otros filtros los perfiles de brillo en las bandas Sloan, además este paso intermedio también sirve para poder acometer correcciones a los resultados previos utilizando conceptos teóricos vistos en el apartado 2.

Si la galaxia está más allá del Universo Local, como se vio en la secciones 4.6 y 2.4.4, el flujo que llega a la Tierra es influenciado de manera notable por la expansión del Universo, y por la interacción del polvo cósmico.

Una vez que se han cargado los filtros en las bandas anteriores, se le aplica la resta de un valor corrector en unidades de $mag/arcsec^2$ (al ser logarítmica negativa, esta resta implica un aumento de brillo). Esta es una corrección debida a la extinción por el polvo de la propia *Vía Láctea* (ver la tabla 4.1).

Inmediatamente después de aplicar esta corrección, se continúa modificando los perfiles anteriores, en este caso se les aplica la corrección por el efecto del *Cosmological Dimming*. El valor correcto del brillo superficial, estará dado en función del *redshift* y del valor calculo en 4.3, por la expresión 4.10, cuyo coeficiente de corrección surge directamente al considerar la expresión de la ecuación 2.22, pero dando la expresión del brillo en vez de la del flujo.

$$\mu_{\lambda} = \mu_0 - 7,5 * \log_{10}(1 + z) \quad (4.10)$$

Donde μ_0 denota el valor de brillo superficial calculado en el apartado anterior.

Para finalizar se acomete la corrección por la inclinación de la galaxia, utilizando los coeficientes de la tabla 2.2, y la expresión 2.20.

Una vez se han terminado con estas correcciones, se crean los perfiles de cada Sloan, interpolando linealmente las dos bandas WFC3 que estén más cerca de cada banda Sloan.

Banda	Corrección ($mag/arcsec^2$)
B	-0.0315
V	-0.0215
I	-0.013
Y	-0.0085
J	-0.0065
H	-0.0045

Tabla 4.1: Tabla de coeficientes de corrección debido a la extinción por el polvo cósmico, para las diferentes bandas en el campo *GOODS-South* (RA=3h 32m 30s, DEC=-27 48m 20s). Valores extraídos de la web [38].

Pero hay que tener en cuenta que cómo bien sucedía con los perfiles de brillo, aunque se perciba una longitud de onda (λ_{obs}) (que se corresponde con el centro del filtro de esa región), en realidad, de la galaxia observada, inicialmente la radiación surgió con una longitud de onda distinta. La relación entre ambas está dada por 4.11, que es la propia definición de *redshift*.

$$\lambda_0 = \frac{\lambda_{obs}}{1+z} \quad (4.11)$$

Una vez que se tienen las longitudes de onda emitidas, ya se pueden interpolar los perfiles de cada una de ellas, para construir los perfiles en las bandas Sloan.

4.5. Cálculo de la densidad de masa del perfil de la galaxia

En este apartado, ya habiendo construido los perfiles en las bandas Sloan, se van a traducir dichos perfiles a un perfil que analice cómo varía la densidad de masa de la galaxia.

Para pasar de brillo superficial a densidad de masa, la fórmula general para producir este paso (siguiendo el procedimiento extraído del paper [9]), está dada según la expresión 4.12.

$$\log_{10}\Sigma = \log_{10}(M/L)_\lambda - 0,4 * (\mu_\lambda - \mu_{abs,\odot,\lambda}) + 8,624 \quad (4.12)$$

Donde Σ denota la densidad de masa por unidad de superficie, en unidades de M_\odot/kpc^2 . El factor μ_λ es el brillo superficial en uno de los filtros SDSS que se han calculado con anterioridad, en unidades de $mag/arcsec^2$. Y el $\mu_{abs,\odot,\lambda}$ es la magnitud absoluta del Sol para la banda correspondiente (los valores de cada banda son los de la tabla 4.2).

El coeficiente M/L es el coeficiente conocido como *mass to light ratio*, y es el factor encargado de pasar de perfiles de luz a perfiles de masa (de ahí su nombre). Este factor depende tanto del color, como del filtro base en el que se calcule, ya que siguiendo el procedimiento del paper [43], se tiene la siguiente relación empírica expresada según 4.13.

Banda	g	r	i	z
Magnitud	5.11	4.65	4.53	4.50

Tabla 4.2: Tabla de las magnitudes absolutas del Sol para cada banda Sloan. Valores extraídos del paper [49].

$$\log_{10}(M/L) = (b_\lambda + m_\lambda * color) - 0,15 \quad (4.13)$$

Donde los coeficientes b_λ y m_λ son las variables de un ajuste lineal definido en las tablas 4.3 y 4.4.

Color	g	r	i	z
g-r	2.029	1.629	1.438	1.306
g-i	1.379	1.110	0.979	0.886
g-z	1.116	0.900	0.793	0.716
r-i	4.107	3.325	2.925	2.634
r-z	2.322	1.883	1.655	1.483
i-z	5.164	4.201	3.683	3.283

Tabla 4.3: Tabla de los diferentes coeficientes m_λ en función del color y la banda Sloan correspondiente. Valores extraídos del paper [43].

Color	g	r	i	z
g-r	-0.984	-0.792	-0.771	-0.796
g-i	-1.067	-0.861	-0.831	-0.848
g-z	-1.132	-0.916	-0.878	-0.888
r-i	-1.170	-0.952	-0.908	-0.912
r-z	-1.211	-0.987	-0.937	-0.935
i-z	-1.212	-0.991	-0.939	-0.931

Tabla 4.4: Tabla de los diferentes coeficientes b_λ en función del color y la banda Sloan correspondiente. Valores extraídos del paper [43].

Por tanto se tendrán 24 perfiles de masa, uno por cada combinación de filtro base (g, r, i, z) y color (g-r, g-i, g-z, r-i, r-z, i-z).

Capítulo 5

Galaxia 17058

En este apartado, todos los algoritmos y programas que se ha mostrado anteriormente, se van a poner en práctica en un caso concreto, para poder así poder verificarlos con el fundamento teórico. El caso particular que se analizará, es la galaxia 17058, que ha sido ampliamente estudiada por F.Buitrago (Buitrago et al. 2021 in prep.). Esta galaxia se encuentra en el Campo Ultraprofundo del telescopio Hubble (*HUDF* de sus siglas en inglés), esto es, la imagen más profunda que se tiene del Universo, tanto en el óptico, como en el infrarrojo. Tiene un tamaño de 3x3 minutos de arco. Esta imagen contiene galaxias en una gran rango de desplazamientos al rojo, llegando alguna a estar situada sólo a 1 *Gyr* del *Big Bang* (ver paper [20]).

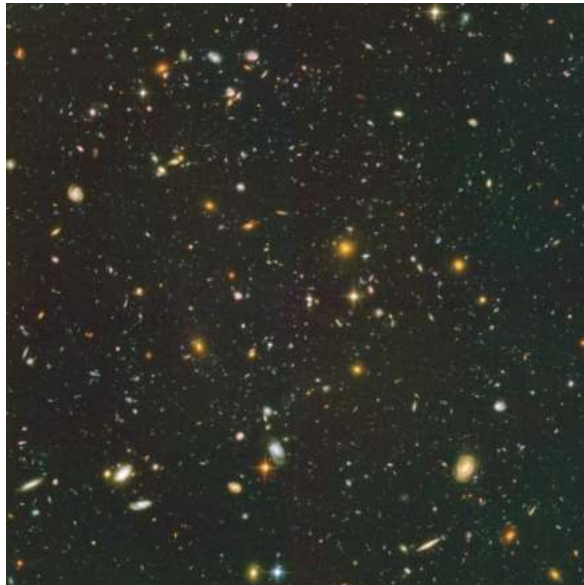


Figura 5.1: Imagen renderizada a color del *HUDF*, campo en el que se encuentra 17058. Extraída del paper [13].

Además de situarse en el Campo Ultraprofundo, 17058 también es la galaxia espiral más masiva del mismo a $z < 1$. Por tanto, 17058 es una galaxia muy interesante para probar todas las técnicas aprendidas, ya que no es particularmente distante y por tanto los efectos sufridos por el *Cosmological Dimming* no serán severos (ver sección 4.6). Y al ser una galaxia tan masiva será fácil encontrar y distinguir las diferentes partes que la forman, así como su truncación.

La galaxia 17058, tiene medido un desplazamiento al rojo espectroscópico de $z = 0.6218$ y presenta una masa estelar de $M = 2.41 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ (ver paper [44]).

Estas imágenes como todas las que se van a utilizar en el trabajo, están extraídas del archivo web del telescopio espacial Hubble [45]¹, en las diferentes bandas de las cámaras WFC3 y ACS de las que se tienen datos (B, I, V, Y, J, H). Una vez se tienen los archivos de las imágenes (en formato *.fits*, ver sección 3.1), se visualizan utilizando el programa DS9 (ver sección 3.2).

Para poder comprobar mejor sus características, con el DS9 se ajusta el rango dinámico de los píxeles que se muestran para no tener en cuenta aquellos que son negativos. De esta forma, se reduce visualmente el ruido de la imagen, y ayuda a un mayor contraste en los colores de los diferentes flujos de la galaxia.

Se han separado en la figuras 5.2 y 5.3 las imágenes de las diferentes bandas. Si se desea mostrar cómo cambia la galaxia en función de la longitud de onda central de sus filtros. En la figura 5.2 se muestran las imágenes de la galaxia 17058 en las bandas ópticas B (435nm), V (606nm), I (814nm), y en la figura 5.3, las imágenes en las bandas infrarrojas H (1600nm), J (1250nm), Y (1050nm).

Cómo se puede observar, la galaxia 17058 (el objeto central y más prominente), está situada de la forma *face on* al telescopio, entonces no es necesario aplicar ningún tipo de corrección por su orientación. En cuanto a las diferencias entre las imágenes, las fotos obtenidas en los filtros más azules (ver 5.2), tienen una cantidad de flujo inferior, al contrario que para las más rojas (ver 5.3), ya que como se explicó en la sección 2.4.4, a longitudes de onda más azules, las estrellas más frías (y normalmente más viejas) no son detectadas por la CCD. Además de lo anterior también se observa que a pesar de lo anterior, las imágenes más azules poseen un mayor poder de resolución que las rojas (debido a efectos difractivos), y por tanto es más sencillo discernir las diferentes estructuras, así como su final, de manera más nítida que en las imágenes infrarrojas.

¹Basadas en las observaciones del HST de NASA/ESA, obtenidas del archivo del Space Telescope Science Institute. STScI es utilizado por *the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.* Bajo el contrato con NASA NAS 5-26555.”

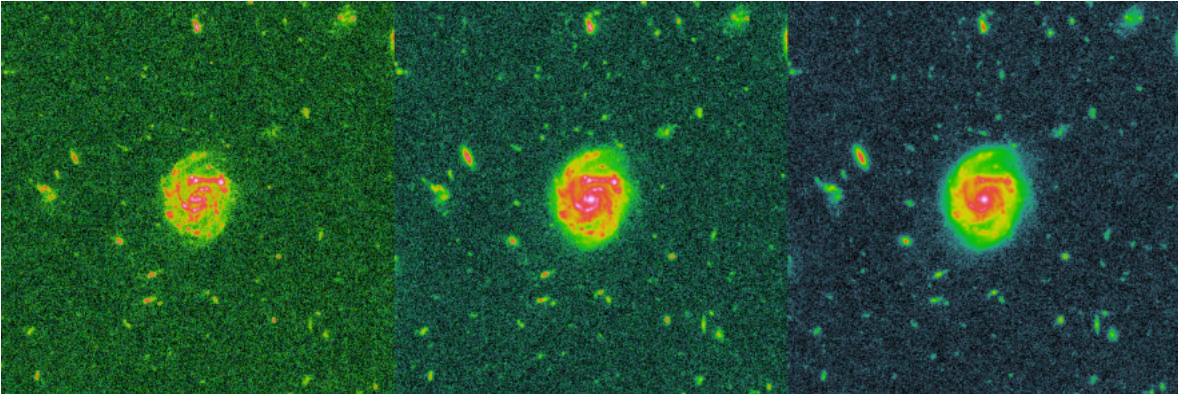


Figura 5.2: Imágenes CCD ópticas de la galaxia 17058 del telescopio Hubble. Izquierda: Banda B. Centro: Banda V. Derecha: Banda I

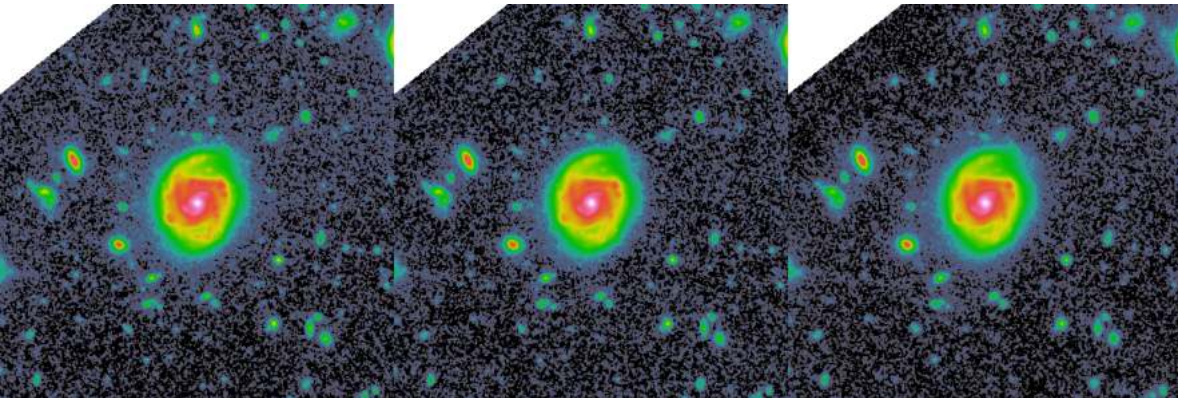


Figura 5.3: Imágenes CCD infrarrojas de la galaxia 17058 del telescopio Hubble. Izquierda: Banda Y. Centro: Banda J. Derecha: Banda H.

5.1. Perfil de luminosidad

Una vez analizadas cualitativamente las imágenes con DS9, se van a utilizar los algoritmos del capítulo 4 (cuyos códigos se encuentran en los anexos), para poder pasar de imágenes a gráficas cuantitativas donde se muestren todas las características de 17058.

Primero como se explicó en teoría, hay que enmascarar a todos los objetos de la imagen salvo 17058. Para ello utilizando el enmascarador, se construye las máscaras dadas por la figura 5.4, una para la bandas ópticas (izquierda), y otra para las bandas infrarrojas (derecha), particularizando con el desplazamiento al rojo $z = 0,6218$.

El motivo de que se necesiten dos máscaras diferentes, es que las bandas ópticas e infrarrojas tienen distinto *pixel_scale*, por tanto una máscara sola no sería suficiente para

enmascarar todas las imágenes, ya que tienen distinto número de píxeles. También puede ocurrir que aparezcan objetos extra debido a los efectos del desplazamiento al rojo tanto en la óptica como en la infrarroja.

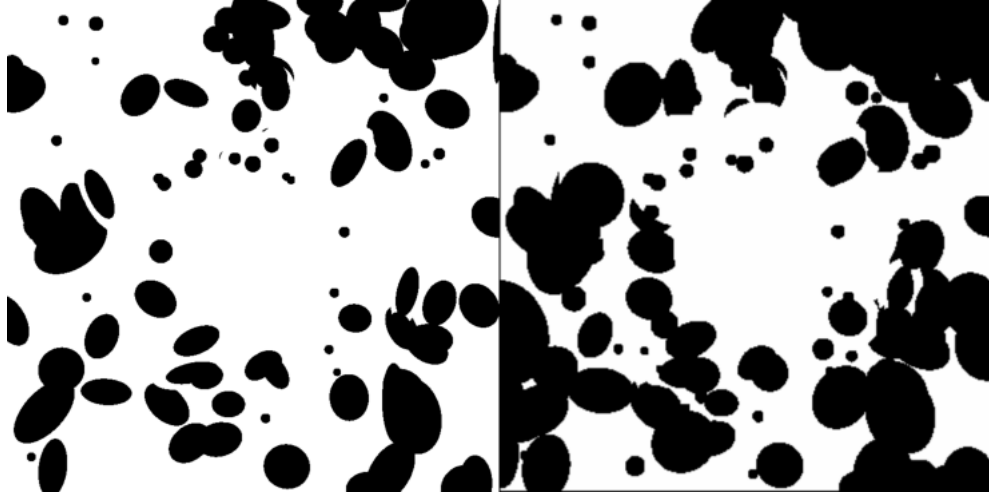


Figura 5.4: Mosaico de imágenes de las dos diferentes máscaras empleadas para caracterizar a la galaxia 17058. Izquierda: Máscara para las bandas B, V, I. Derecha: Máscara para las bandas Y, J, H.

Una vez que se tienen las máscaras, se procede a crear los datos del perfil de luminosidad utilizando el algoritmo 4.3. Para este caso, se utiliza las diferentes imágenes y máscaras creadas. Los *pixel_scale* y el *zeropoint* de cada imagen estarán definidos según la tabla 5.2.

Y luego se definen los parámetros, que caracterizan al algoritmo, como el parámetro de reescalado en *kpc*, definido como *downsample_factor_kpc* = 1, de forma que los píxeles cuando se reescalen tengan un tamaño de $1kpc$ de longitud. Se establece el ancho del rectángulo donde se miden el flujo sea de $3kpc$.

Una vez que se ejecuta el programa con los datos especificados anteriormente, este realiza la serie de pasos intermedios representados visualmente por las imágenes de la figura 5.5.

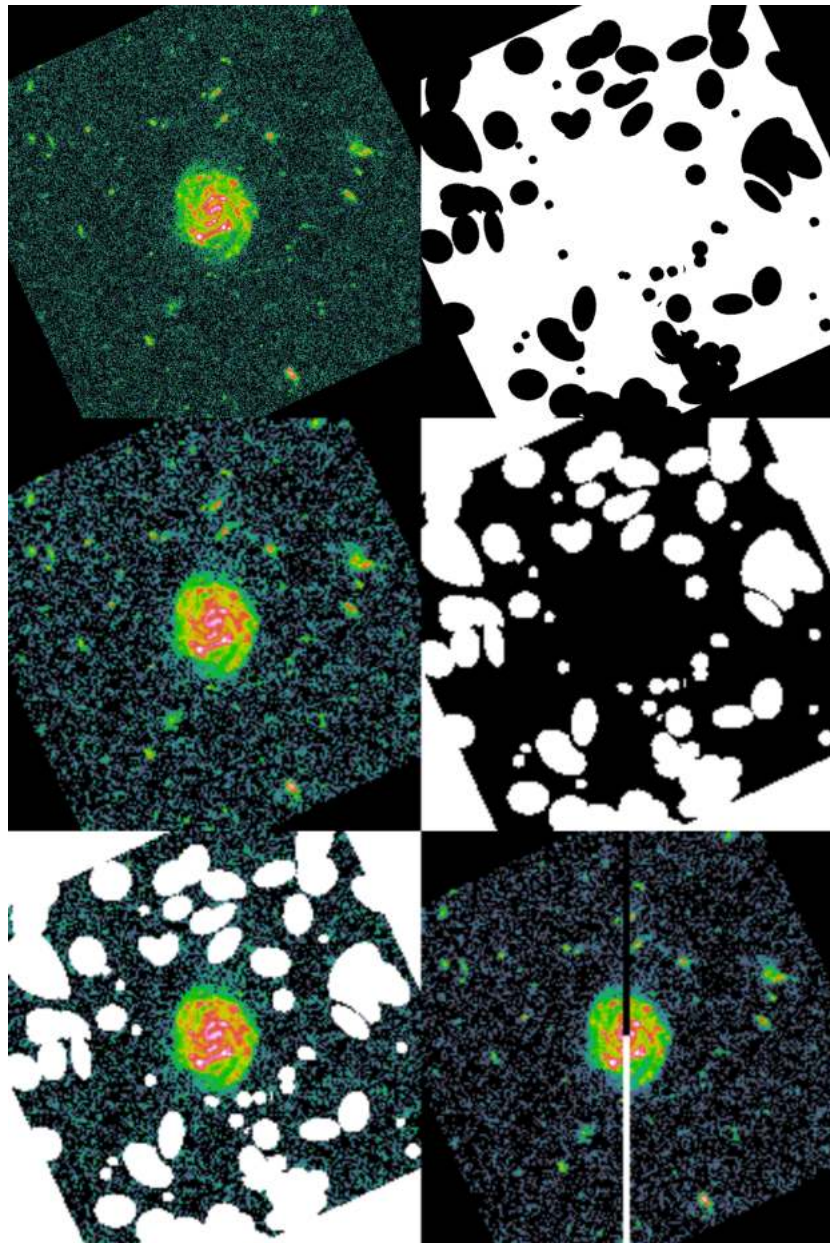


Figura 5.5: Mosaico de imágenes de los pasos intermedios del cálculo del brillo superficial de la galaxia 17058. Arriba izquierda: Imagen rotada. Arriba derecha: Máscara rotada. Medio izquierda: imagen rotada y reescalada. Medio derecha: Máscara rotada y reescalada. Abajo izquierda: Imagen que resulta de multiplicar la galaxia y la máscara, rotadas y reescaladas. Abajo derecha: Imagen de la galaxia, extrayendo los píxeles que se utilizan para el análisis, donde se puede distinguir el perfil desde el centro a un extremo (negro), y al otro extremo (blanco), y el ancho del rectángulo.

Banda	Zeropoint	Pixel_scale
B	25.673	0.03
V	26.486	0.03
I	25.654	0.03
Y	26.269	0.06
J	26.23	0.06
H	25.946	0.06

Tabla 5.1: Tabla de los diferentes valores del *zeropoint* y la escala de píxel (en $arcsec/pix$) para cada banda, en el campo *HUDF*.

Los datos de la variación del logaritmo del flujo a lo largo del semieje mayor de la galaxia (en la última imagen de la figura 5.5), son representados gráficamente según la figura 5.6. En la leyenda se etiquetan cada uno de los perfiles con un color y con su longitud de onda (λ) emitida, corregidas las longitudes de ondas centrales de cada filtro por el desplazamiento al rojo de la galaxia, de acuerdo con la ecuación 2.17. Además, se observa que el perfil de las bandas más azules presentan oscilaciones mucho más pronunciadas, y esto es acorde con el hecho de que estas bandas están más afectadas por el polvo que se encuentra en los brazos espirales que en las bandas infrarrojas. Pero las bandas infrarrojas tienen mucho más flujo porque las poblaciones estelares de esta galaxia son predominantemente viejas.

Las líneas horizontales (del color correspondiente de cada banda), representan el brillo superficial límite (*limiting magnitude* en inglés) a partir del cual para valores más tenues (es decir, para valores numéricos mayores) no se puede confiar en las mediciones de la galaxia. Este brillo superficial límite se calcula como 3 veces la desviación estándar del valor de los píxeles de ruido. El valor 3σ en una distribución normal (qué es la distribución de probabilidad característica más frecuente para sucesos aleatorios), por tanto da una idea de a partir de qué valor de $mag/arcsec^2$, puede ser fiable la gráfica. A partir de ese valor, los errores son más grandes que la propia medida del brillo. Se presentan en la tabla 5.2 los brillos superficiales límite para todas las bandas.

Banda	3σ ($mag/arcsec^2$)
B	29.27
V	29.65
I	29.49
Y	30.06
J	29.88
H	29.68

Tabla 5.2: Tabla de los diferentes valores de las magnitudes límite para cada banda.

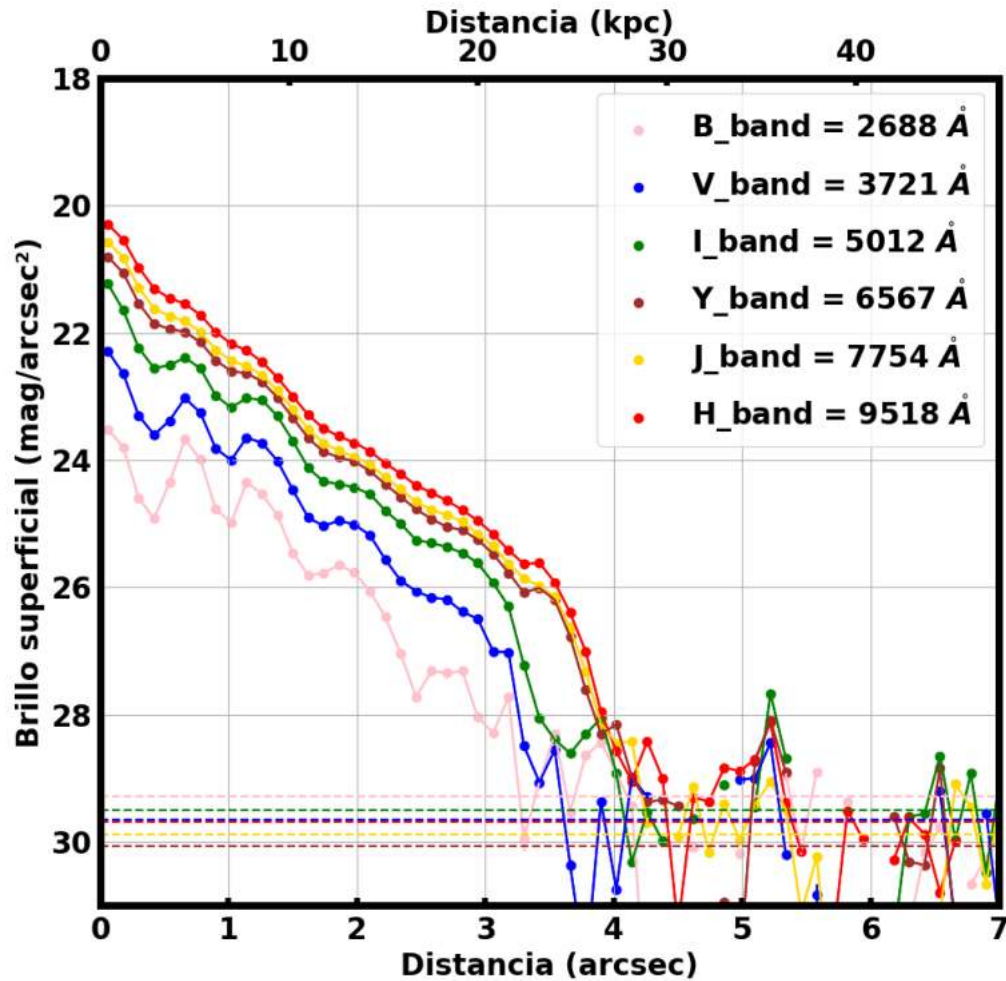


Figura 5.6: Perfil de brillo superficial observado de la galaxia 17058 en todas las bandas fotométricas.

Una vez que se tienen los perfiles HST (que son los observados), se extrapolan los perfiles Sloan, mediante el algoritmo 4.4, particularizándolo para las bandas B, V, I, Y, J, H. Dando como resultado la figura 5.7, en la leyenda se indican las longitudes de onda centrales de los filtros Sloan. En estos perfiles se aplican las correcciones por extinción y por por *Cosmmological Dimming*.

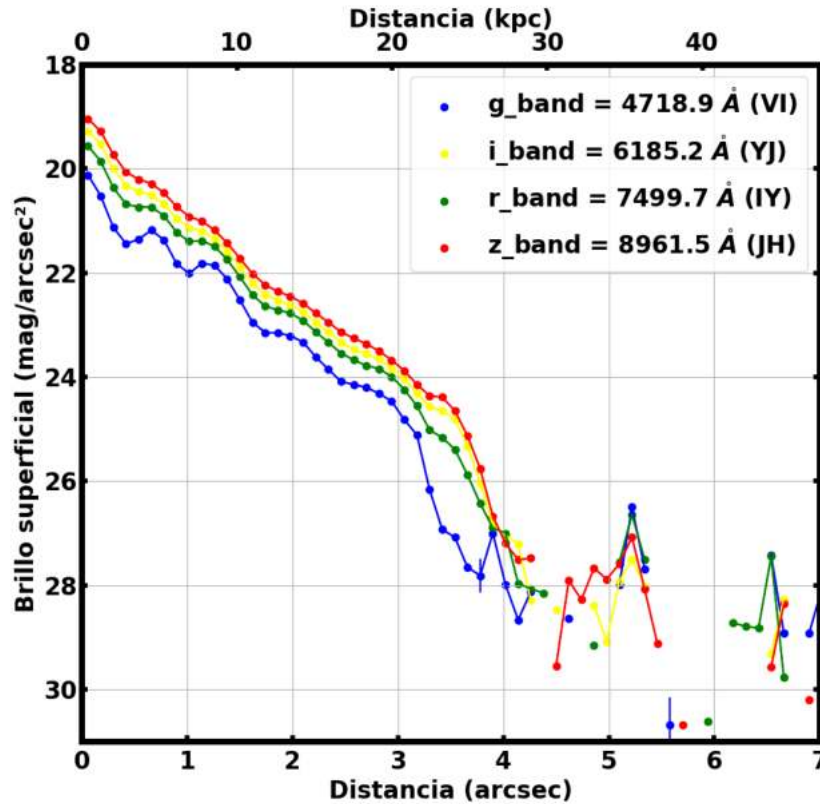


Figura 5.7: Perfil de brillo superficial de la galaxia 17058 en las bandas Sloan.

5.2. Perfil de densidad de masa

Para construir los perfiles de densidad de masa de la galaxia, se crea primero, con los perfiles anteriores, el perfil de colores de 17058, restando los perfiles de brillo a pares (ver figura 5.8).

Como se observa en el perfil de color, la galaxia va de una zona muy roja (parte de arriba de la gráfica, color $g-r > 0.5$), correspondiente al bulbo, a otra zona muy infrarroja (en este resultado, mucho más roja que el bulbo), que se corresponde con la parte exterior del disco. La zona intermedia es más azul debida a que aquí se encuentra la zona de formación de estrellas jóvenes.

Una vez que se tiene el perfil de colores, se procede a crear el perfil de los diferentes *Mass to light ratio*, para cada banda, utilizando la expresión 4.13 y los coeficientes de las tablas 4.3 y 4.4. Como resultado se crean los perfiles representados en la figura 5.9.

Con estos perfiles finalmente, se calculan utilizando la expresión 4.12, los diferentes perfil de densidad de masa para cada banda.

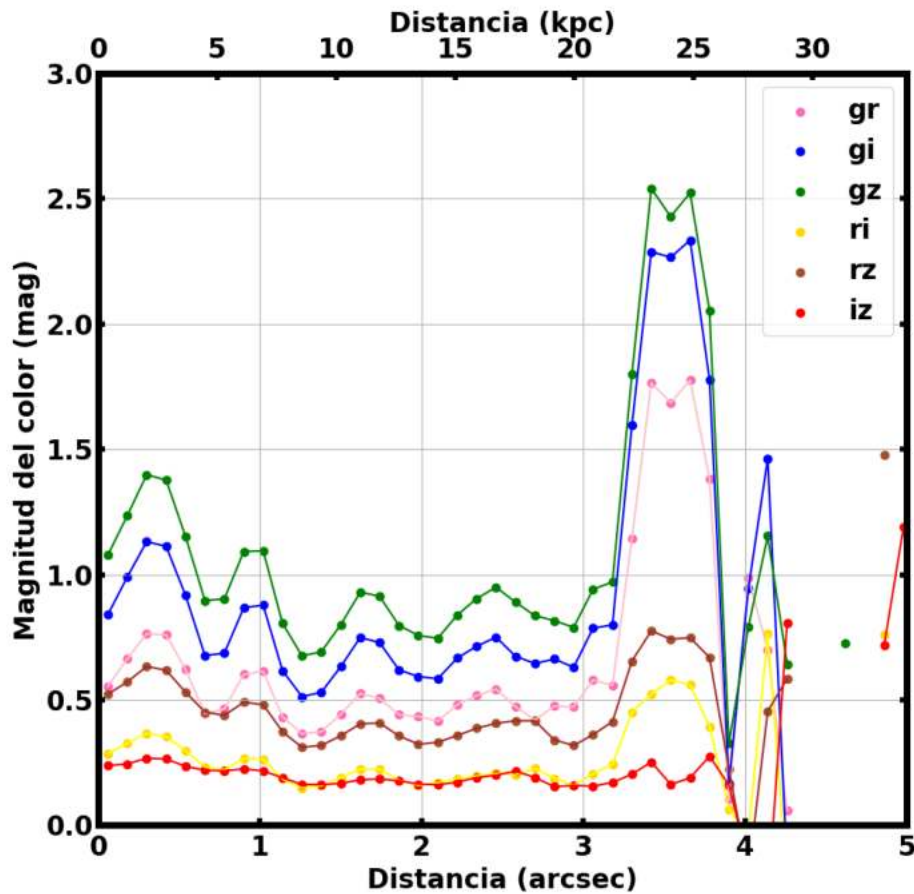
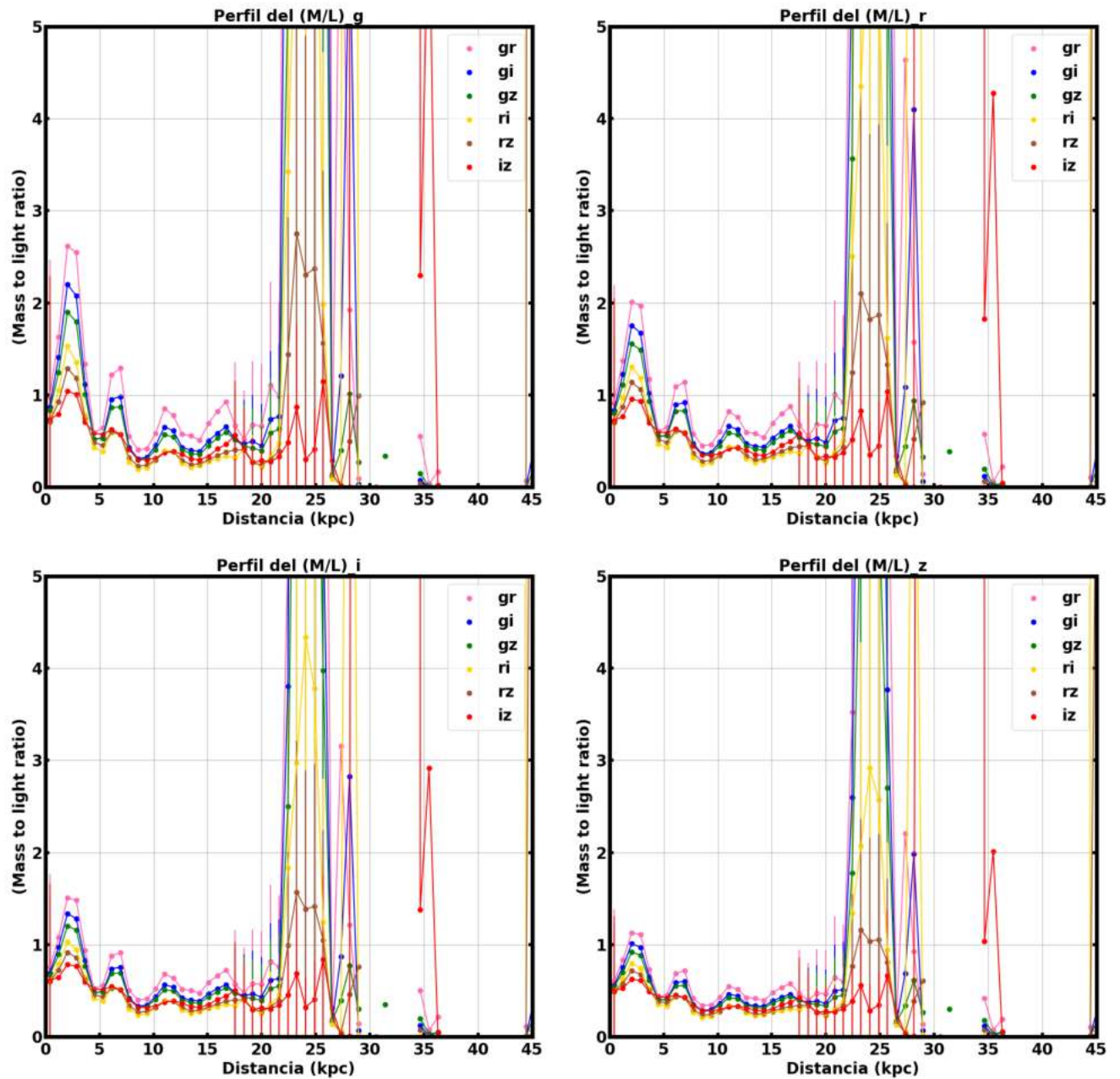


Figura 5.8: Perfiles de color de 17058

Como se observan en los *Mass to light ratio* y posteriormente en los perfiles de masa, se presenta un aumento difícil de explicar a unos 20 *kpc*. Una posible explicación a este resultado, es que se exista un vecino mal enmascarado. También es importante reflexionar que cuando se llega a límites de brillo superficial tan bajos, cualquier fuente en la imagen contribuye mucho más que los detalles analizados de la galaxia.

Figura 5.9: Perfiles para cada banda del *Mass to light ratio*, de 17058.

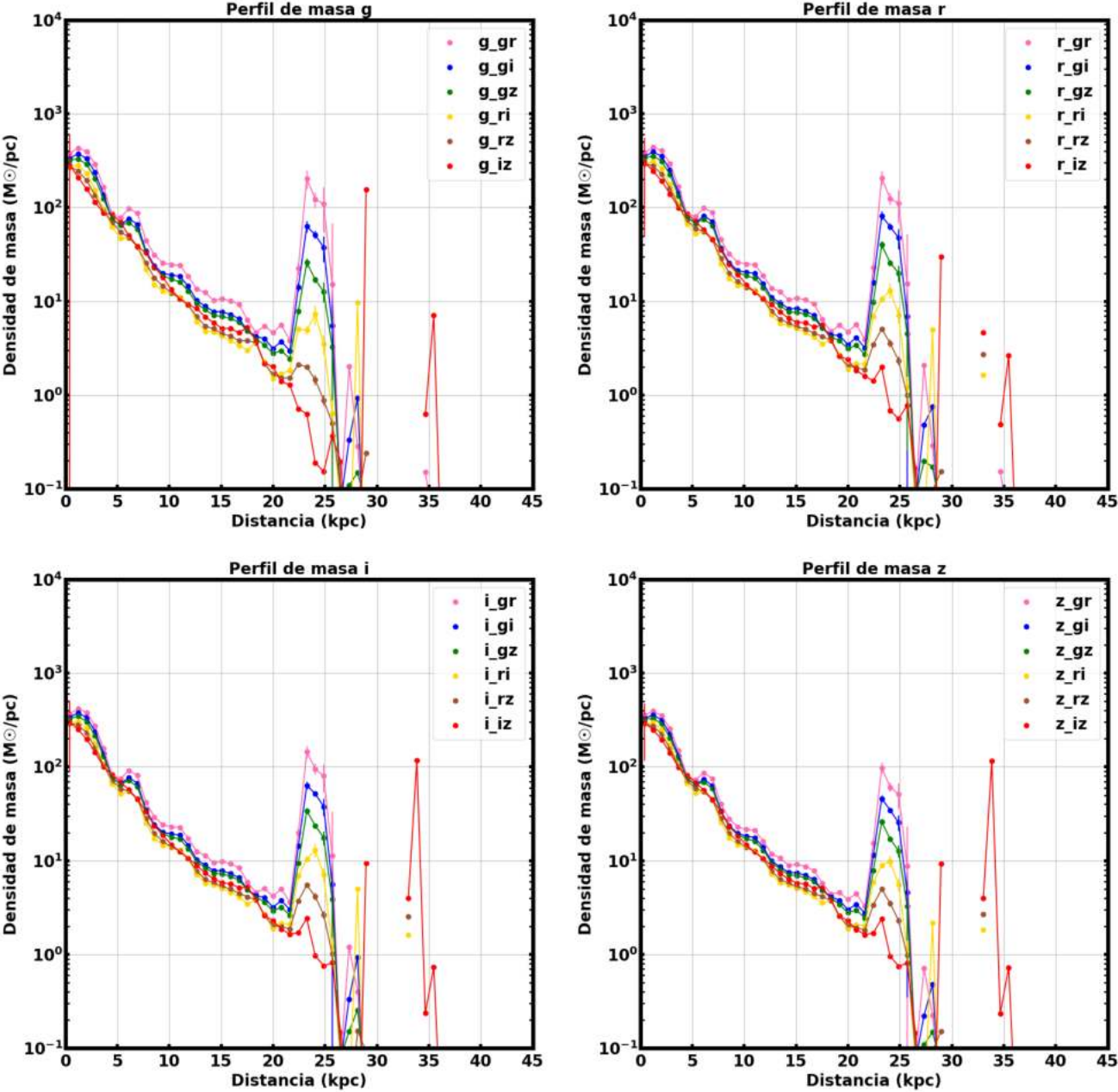


Figura 5.10: Perfiles de densidad de masa de la galaxia 17058. Arriba: Izquierda: banda g. Derecha: banda r. Abajo: Izquierda: banda i. Derecha: banda z.

5.3. ¿Dónde se encuentra la truncación de 17058?

Observando detenidamente todos los perfiles creados, se llega a la conclusión de que la truncación de 17058 se encuentra a una distancia de alrededor de 22 *kpc*. Esta conclusión se deduce de que al observar los perfiles de brillo 5.6 y 5.7, se observa que a esta distancia, el brillo cae muy bruscamente. Además, el perfil de colores extraído a partir del perfil de brillo en las Sloan (figura 5.8), muestra que a esa distancia alcanza el disco exterior ya que se vuelve muy rojo, por lo que también es indicativo de que a esa distancia se encuentra la truncación.

Respecto a los perfiles de masa, tanto en los de densidad de masa (figura 5.10) como en los del *Mass to light ratio* (figura 5.9), a esa distancia sufren una subida que no es indicativa de la truncación (ya que la truncación se marcaría con una baja abrupta de la densidad), esto puede deberse a un vecino mal enmascarado, el cual el perfil analiza su densidad. Que se encuentre a esa distancia es casualidad. Pero más adelante de la subida el perfil ya sufre la caída abrupta que marca que más allá de esa distancia no hay galaxia y solo ruido de fondo.

Capítulo 6

Galaxias Reliquia

Mientras que en el capítulo anterior se abordaba el estudio de una galaxia bien conocida, ahora toca centrarse en el estudio de un tipo de objetos que han sido encontrados muy recientemente, y que en un futuro cercano brindarán soluciones a muchas de las incógnitas existentes sobre la formación de las galaxias más masivas del Universo. Estos son las galaxias reliquia.

6.1. ¿Qué es una galaxia reliquia?

Una galaxia reliquia, como su propio nombre indica, es una galaxia que se formó en las etapas más tempranas del Universo y que ha permanecido inalterada desde su formación. Entonces un estudio muy detallado de alguno de estos objetos ayuda al entendimiento de la formación y evolución de grandes estructuras en el Universo.

Las galaxias más masivas del Universo estaban ya formadas y eran muy compactas a altos desplazamientos al rojo ($z > 2$), esta descripción no aplica a la gran mayoría de las galaxias que son observadas hoy en día ($z \sim 0$). Entonces si se encuentran galaxias que cumplen estas características, se puede concluir que este tipo de galaxias (denominadas reliquias), se han mantenido imperturbables durante 10^{10} años (ver paper [47]), si no guardasen cierta relación en la estructura, es fácil llegar a la conclusión de que se han visto afectadas por otras galaxias. Por tanto en estas galaxias actualmente no está habiendo formación estelar de ningún tipo. Esto se debe a que frecuentemente estas galaxias se mueven a gran velocidad, y esto impide que estas galaxias interactúen con las galaxias de su alrededor. Por este motivo, a este tipo de galaxias también se les denomina *rojas* y *muertas*, al estar formadas casi únicamente por *clusters* de estrellas rojas ([12]).

Se han estimado que en el Universo Local ($z < 0,1$), tienen una densidad numérica de $10^{-6} Mpc^{-3}$ (es decir, existe una por cada cubo de $100 Mpc$ de lado) (ver paper [41]), y de que gracias al telescopio Sloan, será posible encontrar más de 60 galaxias compatibles con ser reliquia. Normalmente se encuentran en *clusters* de galaxias con entornos de alta densidad, explicando así sus altas velocidades (ver papers [17] y [39]).

6.2. Galaxia 79071

Ahora se procede a analizar de manera superficial la galaxia 79071. Esta galaxia es de tipo reliquia, y se encuentra un poco más lejana que las frontera del Universo Local, con un desplazamiento al rojo de $z = 0,1335$.

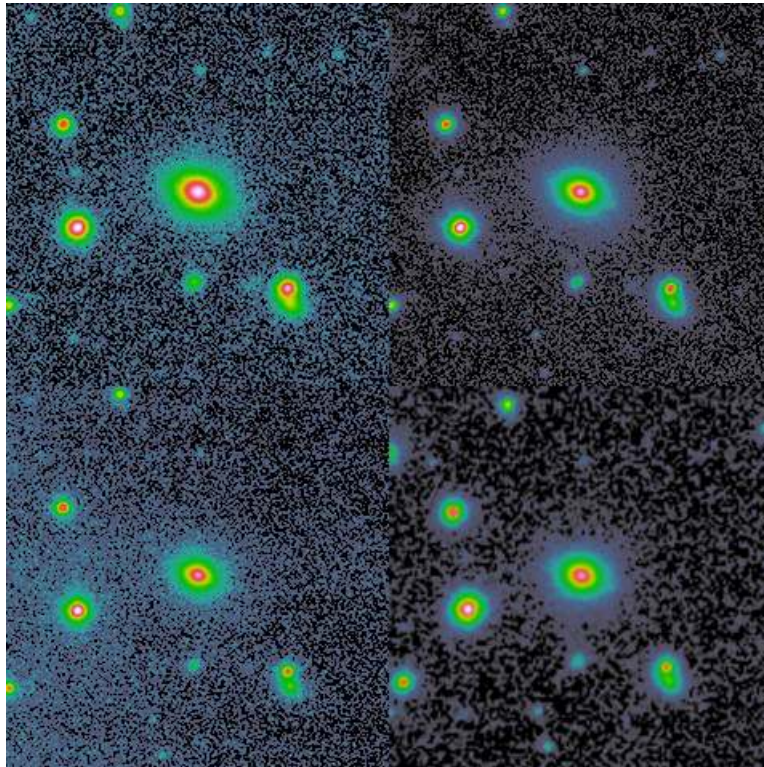


Figura 6.1: Imágenes de la galaxia 79071, visualizadas utilizando el DS9. Arriba izquierda: imagen para la banda g . Arriba derecha: imagen para la banda r . Abajo izquierda: imagen para la banda i . Abajo derecha: imagen para la banda z .

Cómo se puede ver en la figura 6.1, para su análisis se han utilizado las imágenes en las bandas Sloan, pero nótese también que son imágenes mucho más profundas que las imágenes Sloan normales, ya que se han tomado como parte del cartografiado galaxias *Kilo-Degree Survey* (ver paper [33]). Por tanto se crearon cuatro diferentes máscaras dadas según la figura 6.2.

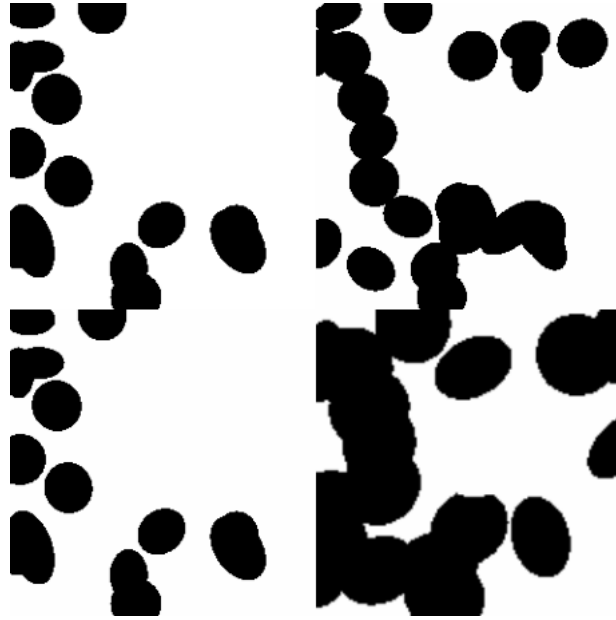


Figura 6.2: Máscaras utilizadas para la galaxia 79071. Arriba izquierda: máscara para la banda g . Arriba derecha: máscara para la banda r . Abajo izquierda: máscara para la banda i . Abajo derecha: máscara para la banda z .

Una vez que se tienen las máscaras, se procede a crear los datos del perfil de luminosidad utilizando el algoritmo 4.3. Los $pixel_scale$ y el $zeropoint$ de cada imagen estarán definidos según la tabla 6.1. Se definen los parámetros que caracterizan al algoritmo con los mismos valores que para la galaxia 17058, es decir, el $downsample_factor_kpc = 1$ y que el ancho del rectángulo sea de $3kpc$. Una vez hecho la particularización del algoritmo, el programa realiza el perfil cogiendo los píxeles de acuerdo con la figura 6.3, donde se muestran para abreviar, los pasos finales de la ejecución del programa.

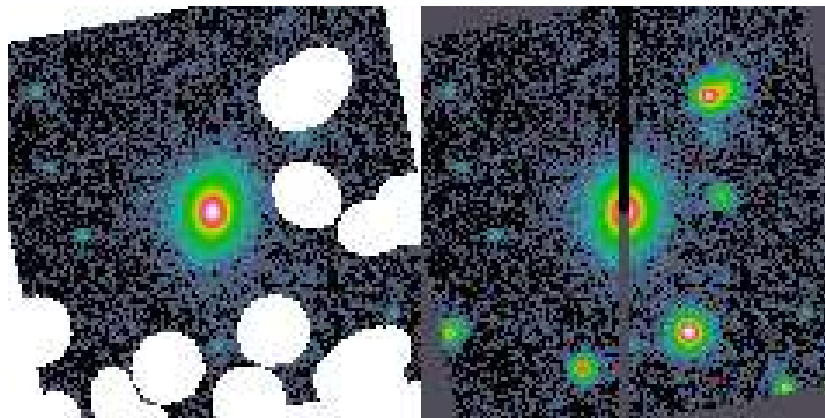


Figura 6.3: Pasos intermedios en la construcción del perfil de brillo de 79071.

Banda	Zeropoint	Pixel_scale
g	30	0.21
r	30	0.21
i	30	0.21
z	30	0.339

Tabla 6.1: Tabla de los diferentes valores del *zeropoint* y la escala de píxel (en *arcsec/pix*) para cada banda, en el campo *HUDF*.

Como se ve en la tabla 6.1, el *pixel_scale* de las bandas *g*, *r*, *i* con el de la banda *z*, no guardan una relación de números enteros sencillos, esto provoca que al reescalar las imágenes por un número entero, las imágenes en *z* tenga un número mayor de píxeles y por tanto no se puede utilizar su centroide para el resto de bandas. Como consecuencia para las bandas *g*, *r*, *i*, se utiliza el centroide de la siguiente banda más infrarroja, es decir de la banda *i*.

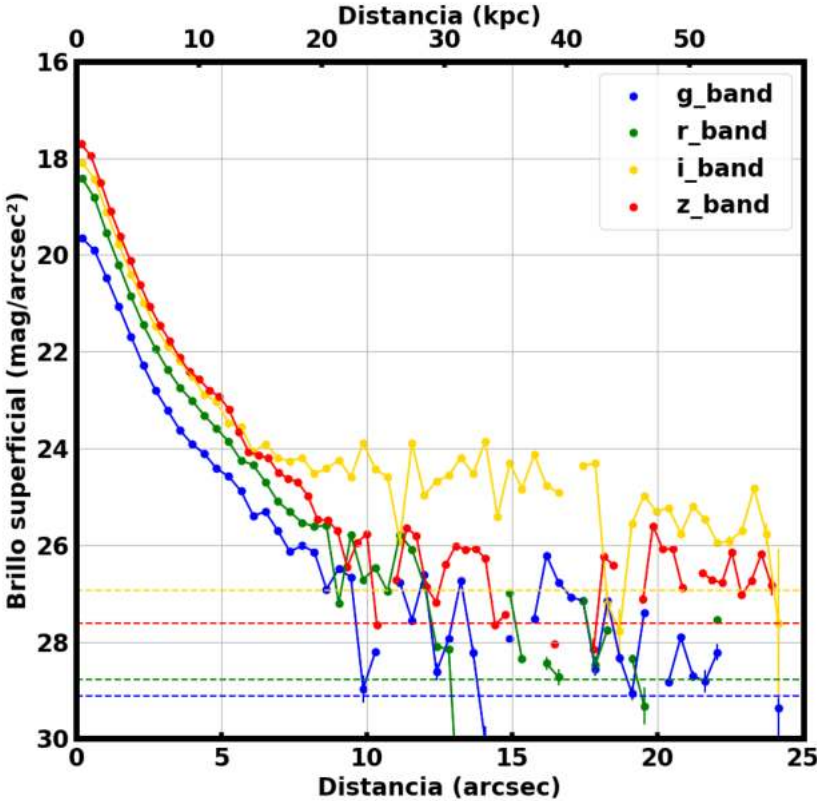


Figura 6.4: Perfil del brillo superficial de la galaxia reliquia 79071, en las bandas Sloan.

Analizando el perfil de brillo superficial observado de la figura 6.4, se muestra un aumento

del flujo de la banda i respecto del resto de bandas difícil de explicar. Además en las zonas lejanas del centroide se producen aumentos del flujo que pueden deberse al mal enmascaramiento de algún objeto de la imagen, como puede observarse en la parte baja de la imagen de la derecha de la figura 6.3. Los valores de magnitudes límite de la gráfica están mostrados en la tabla 6.1.

Banda	3σ ($mag/arcsec^2$)
g	29.11
r	28.78
i	26.93
z	27.61

Tabla 6.2: Tabla de los diferentes valores de las magnitudes límite para cada banda del perfil de brillo de 79071.

Debido a que la imagen en la banda z reescalada tiene distinto tamaño que el resto de bandas, el numero de datos de brillo superficial es mayor que en el resto, por tanto no se pueden restar correctamente los perfiles, ni aplicarles de igual manera las correcciones oportunas con sus perfiles de masa correspondiente si se incluye a la banda z . A pesar de ello, se ha representado en la figura 6.5, los colores del resto de bandas, pero se ha suprimido el resto de análisis porque tendrían menos datos que en las otras galaxias, y daría a más errores. De este modo, para hacer un estudio correcto de esta galaxia, se tendría que tener la imagen en la banda z con el mismo *pixel_scale* o múltiplo que en el resto de bandas. Y para la corrección por extinción no valdrían los valores dados en la tabla 4.1, ya que ya no se trata de los filtros HST, sino los dados por la tabla 6.3

Banda	Corrección ($mag/arcsec^2$)
g	-0.47
r	-0.62
i	-0.75
z	-0.89

Tabla 6.3: Tabla de coeficientes de corrección debido a la extinción por el polvo cósmico, para las diferentes bandas Sloan según las coordenadas RA=14h 39m 51,26s, DEC=+0 6m 45,1s. Valores extraídos de la web [38].

Visualizando el perfil de colores también se llega a la conclusión de que en las partes alejadas hay objetos no enmascarados que están aportando su brillo. A pesar de esto, se observa muy bien que la galaxia permanece en colores rojos (ya que es una galaxia reliquia), pero con un inicio y un final correspondientes al bulbo y al disco exterior más rojos.

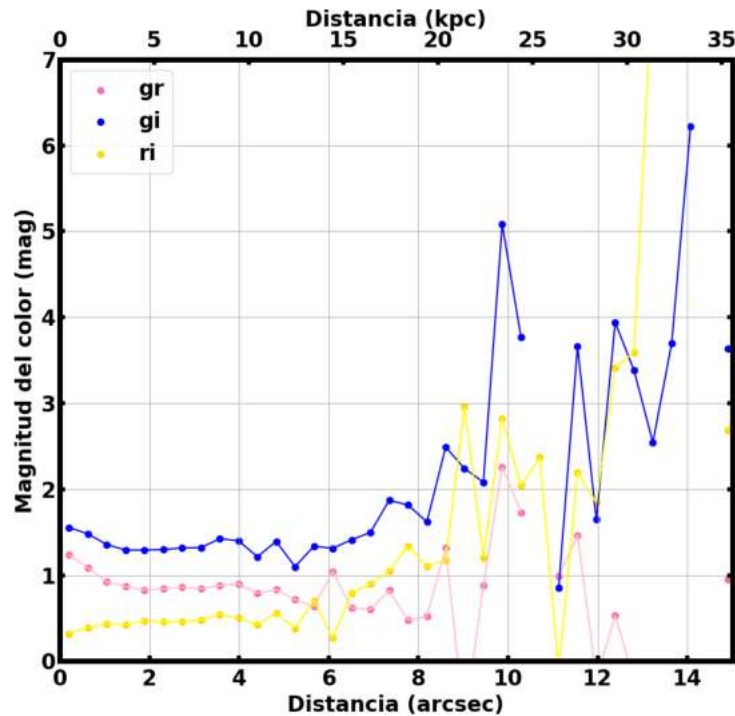


Figura 6.5: Perfil de los colores gr, gi, ri de la galaxia 79071.

¿Dónde se encuentra la truncación de la galaxia 79071?

Analizando el perfil de brillo 6.4, se llega a la conclusión de que la truncación se encuentra a una distancia de 20 *kpc* respecto de su centroide. Ya que es esa distancia donde el brillo cae en picado para después sufrir las oscilaciones propias del ruido de fondo.

El perfil de colores también indica que a esa distancia se inicia el aumento del perfil, correspondiente a una zona muy roja que es el disco exterior, por tanto también respalda la hipótesis de que la truncación también se encuentre ahí.

6.3. Galaxia NGC 1277

Esta galaxia se encuentra en el cúmulo de galaxias de *Perseo*, en el Universo local, a unos $73Mpc$ de la Tierra. Al ser una galaxia reliquia, presenta varias veces (3-5) el número de estrellas que tiene la *Vía Láctea*, pero aproximadamente tiene la tercera parte del tamaño de esta. Su teorización como posible galaxia reliquia se produjo como consecuencia de que al analizar sus excepcionales propiedades observacionales (ver papers [12] y [47]).

Otra característica de NGC1277, es que una galaxia masiva de aproximadamente;
 $M_T = 1,2 \pm 0,4 \cdot 10^{11} M_{\odot}$.

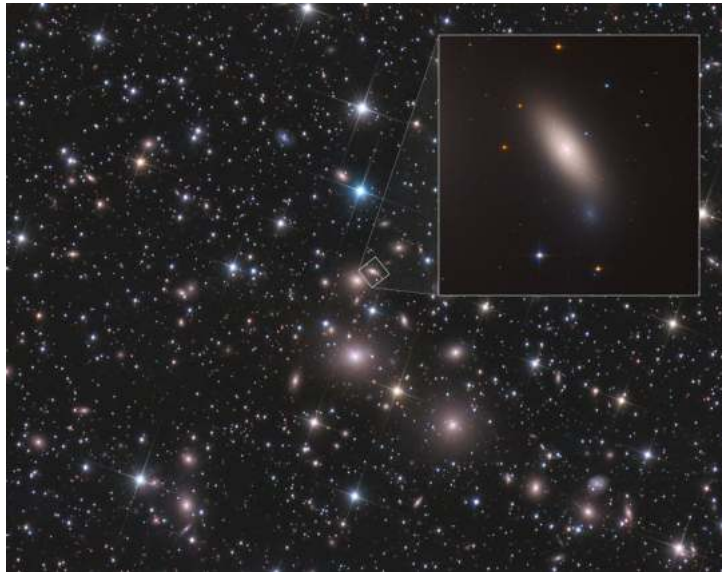


Figura 6.6: Imagen tomada por el telescopio Hubble del Universo Local, haciendo zoom sobre la galaxia NGC1277. Imagen extraída de la web de la NASA, [2].

En este caso se disponen de las imágenes de la galaxia realizadas por el telescopio Sloan en Tierra, y por tanto no hace falta extrapolar ninguna información para obtener estos perfiles. Además a los perfiles observados, no es necesario realizarles ningún tipo de corrección, ya que la galaxia al encontrarse en el Universo Local, no se va a ver afectada de manera reseñable por el *Cosmological Dimming*. Como se ve en las figuras 6.7 y en la figura 6.8, es evidente que en la banda más ultravioleta (la banda *u*), están representadas un número escaso de estrellas.

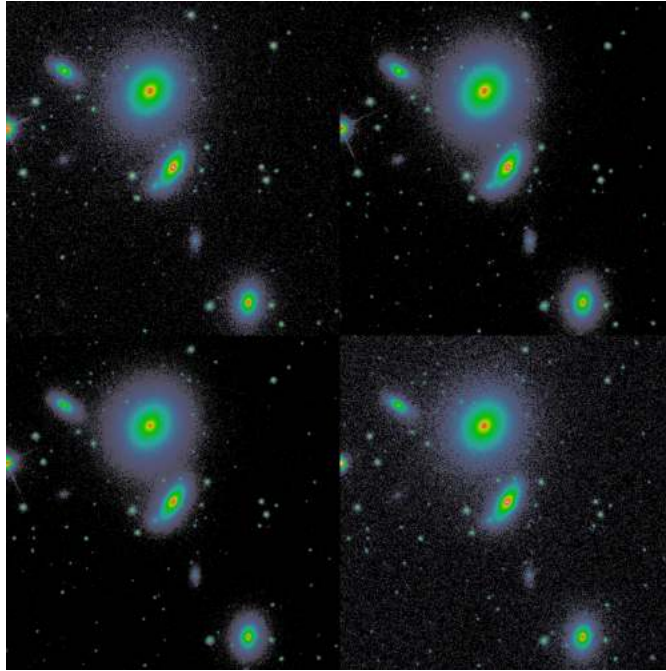


Figura 6.7: Mosaico de las imágenes en las diferentes bandas para la galaxia NGC1277. Arriba izquierda: banda g . Arriba derecha: banda r . Abajo izquierda: banda i . Abajo derecha: banda z .

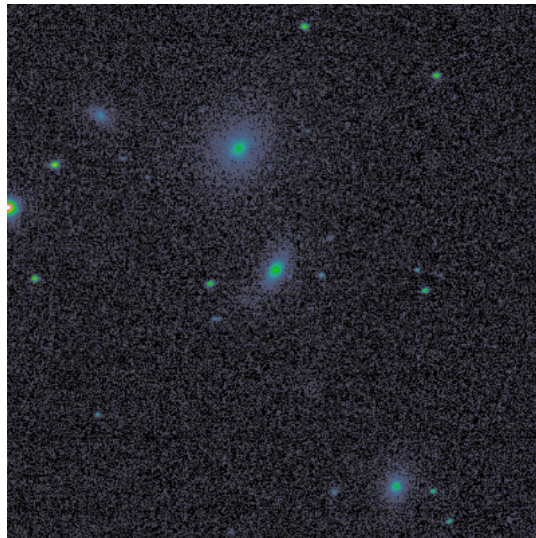


Figura 6.8: Imagen de NGC1277 en la banda u .

Solo se requiere el hacer una única máscara, ya que todas las imágenes tienen la misma escala, en este caso un $pixel_scale = 0,396$. Esta máscara es la representada en la figura 6.9.

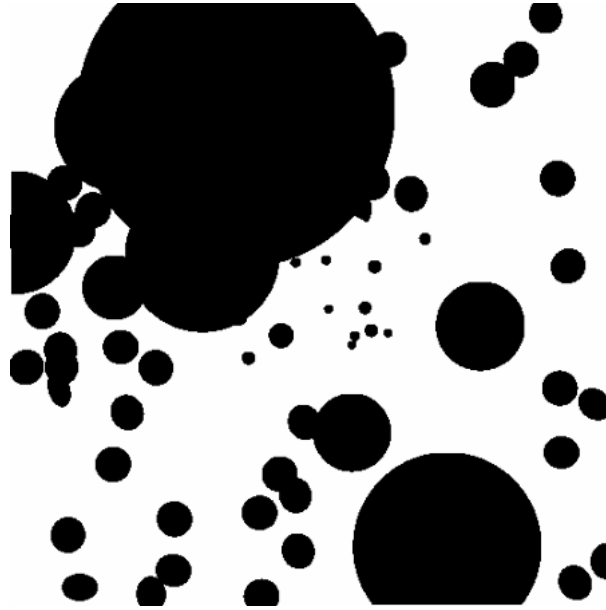


Figura 6.9: Imagen de la máscara utilizada para el análisis de NGC1277.

Para el cálculo del perfil de brillo (representado en la figura 6.11), se utiliza un $z_p = 22,5$, un ángulo de rotación (su complementario es calculado por *Source-Extractor*) para la banda z de $\theta = -32,27$. La anchura del analizado de píxeles sigue siendo de $3kpc$, pero el factor de reescalado que marca el tamaño de los nuevos píxeles se reduce a $downsample_factor = 0,5$, ya que de ser más grande los píxeles ocuparían casi toda la galaxia, y saldrían perfiles mucho peores (ver figura 6.10). Los valores de las magnitudes límites de la figura 6.11, están dados por la tabla 6.4.

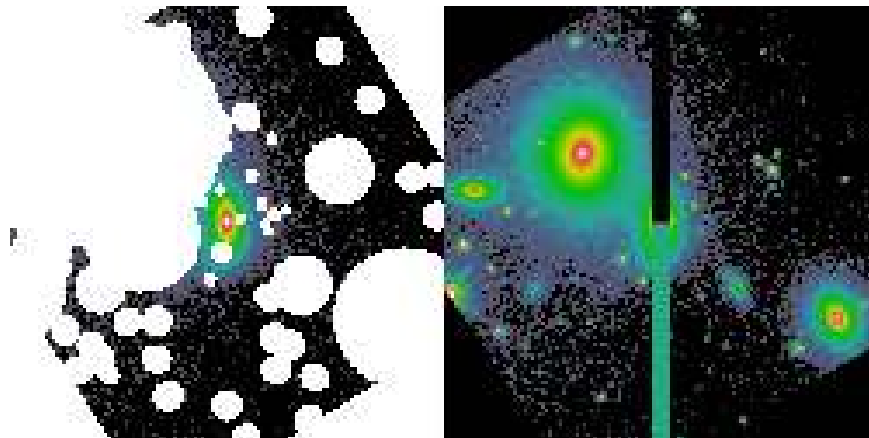


Figura 6.10: Imágenes finales de la banda g , resultantes de caracterizar el brillo de la galaxia.

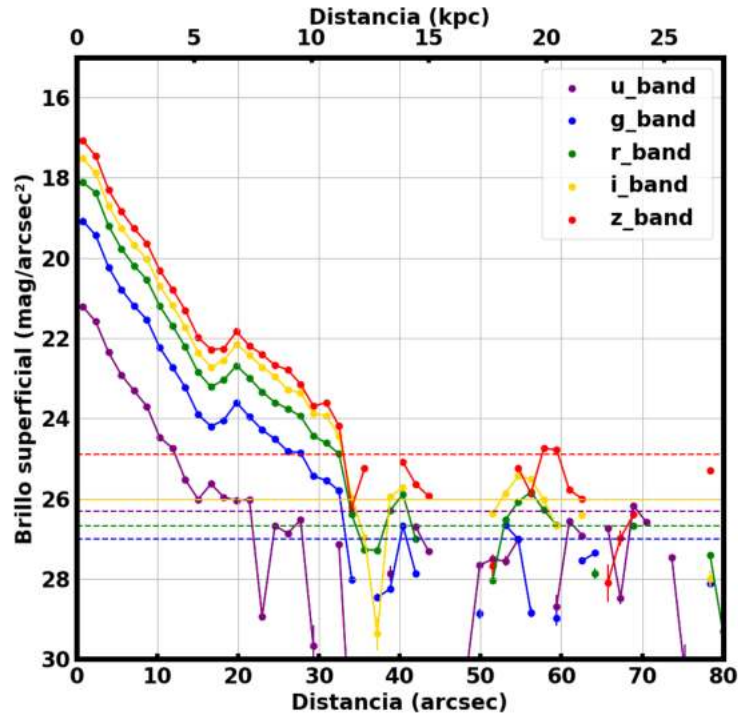


Figura 6.11: Perfil del brillo superficial observado de la galaxia reliquia NGC1277, en las bandas Sloan.

Banda	3σ ($mag/arcsec^2$)
u	26.31
g	26.99
r	26.67
i	26.02
z	24.90

Tabla 6.4: Tabla de los diferentes valores de las magnitudes límite para cada banda de la galaxia NGC1277.

Analizando el perfil de brillo superficial observado, se muestra la evidencia de que NGC1277 es una galaxia reliquia, ya que el perfil en la banda u (la banda más ultravioleta), es mucho menos intenso que el resto de perfiles. Detenidamente se observa un pico entorno a 5-7 kpc , que puede deberse al vecino inferior que tiene la galaxia, ya que aunque la máscara es muy detallada, en este nivel de brillos tan bajos, la mínima aportación resulta en un aumento perceptible del perfil.

En este caso como se encuentra en el Universo Local, los efectos del desplazamiento al rojo sobre el flujo, y la longitud de onda van a ser pequeños, por tanto, restando los perfiles se obtiene el perfil de color de la galaxia. Cómo se explicará más adelante, solo tendrán importancia los colores del resto de bandas que no sean la banda u (aún así en la figura 6.12, se representa de manera ilustrativa el color ui). En esta figura se observa que la galaxia es constantemente infrarroja, lo cual es acorde con el hecho de que es una galaxia reliquia, y la gran mayoría de sus estrellas son viejas y frías, y por tanto no llegan a emitir en longitudes ultravioletas.

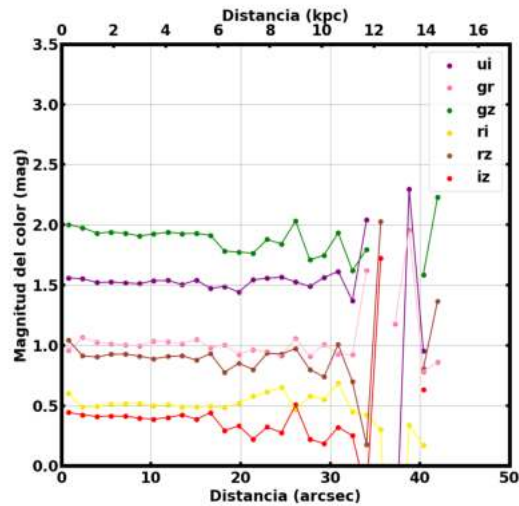


Figura 6.12: Perfil de varios de los colores, para la galaxia NGC1277.

Para calcular el perfil del *Mass to light ratio*, se prescinde de los perfiles que puedan ser calculados con la banda o colores asociados a la banda u . Ya que para calcular dichos perfiles, no están definidos los coeficientes asociados a dicha banda (ver tablas 4.3 y 4.4). Por tanto a pesar de tener una imagen en una banda más, esta no brinda ningún tipo de información extra más allá que en su perfiles de brillo. Como resultado se forman los perfiles ML dados por la figura 6.13. Y como consecuencia, también se forman los perfiles de densidad de masa, menos para la banda u (figura 6.14).

Las grandes líneas de error muestran valores que no se ajustan bien a modelos teóricos de poblaciones estelares y se tendrán que analizar su origen.

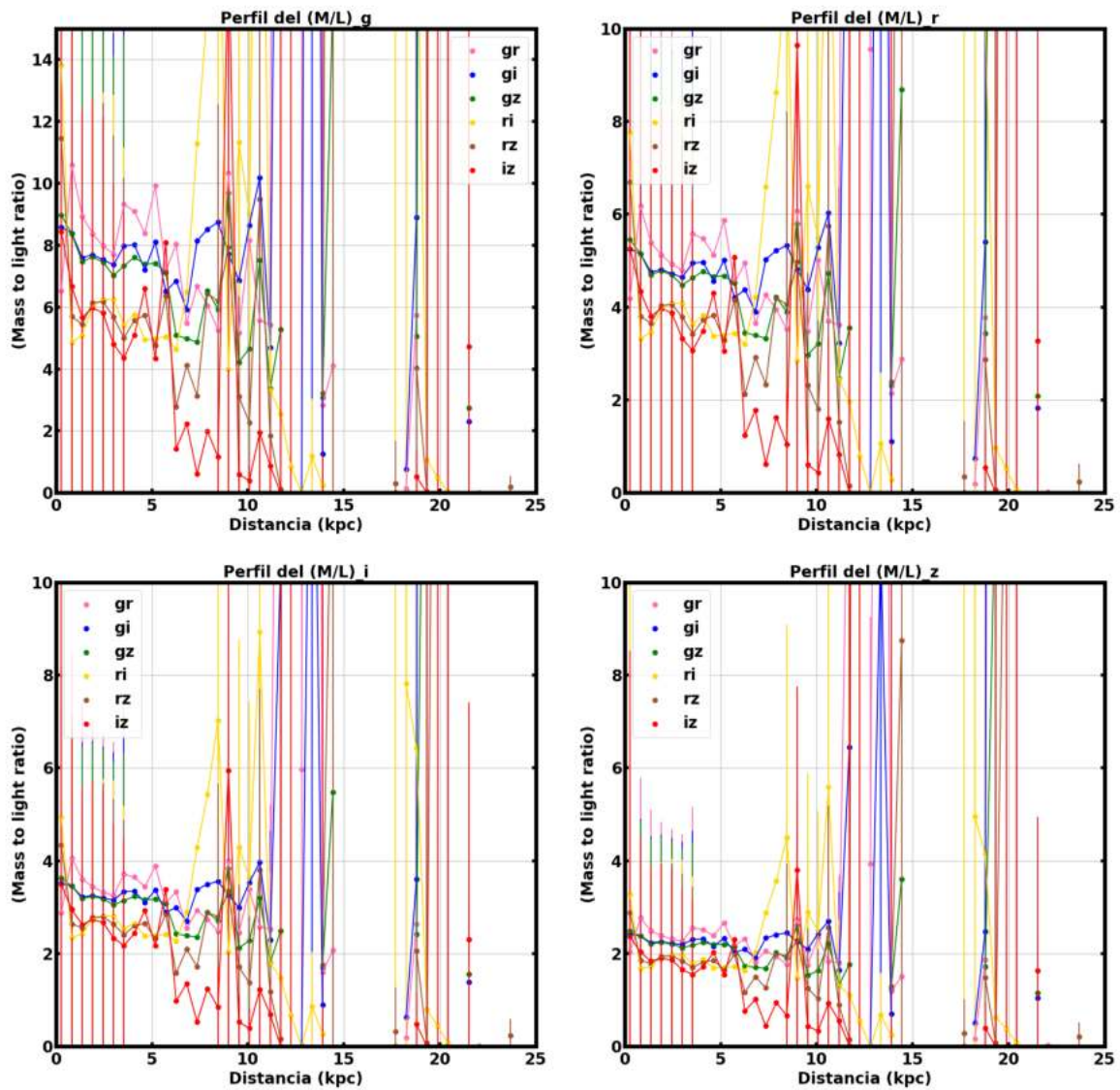


Figura 6.13: Perfil del *Mass to light ratio* en cada una de las bandas, para la galaxia NGC1277.

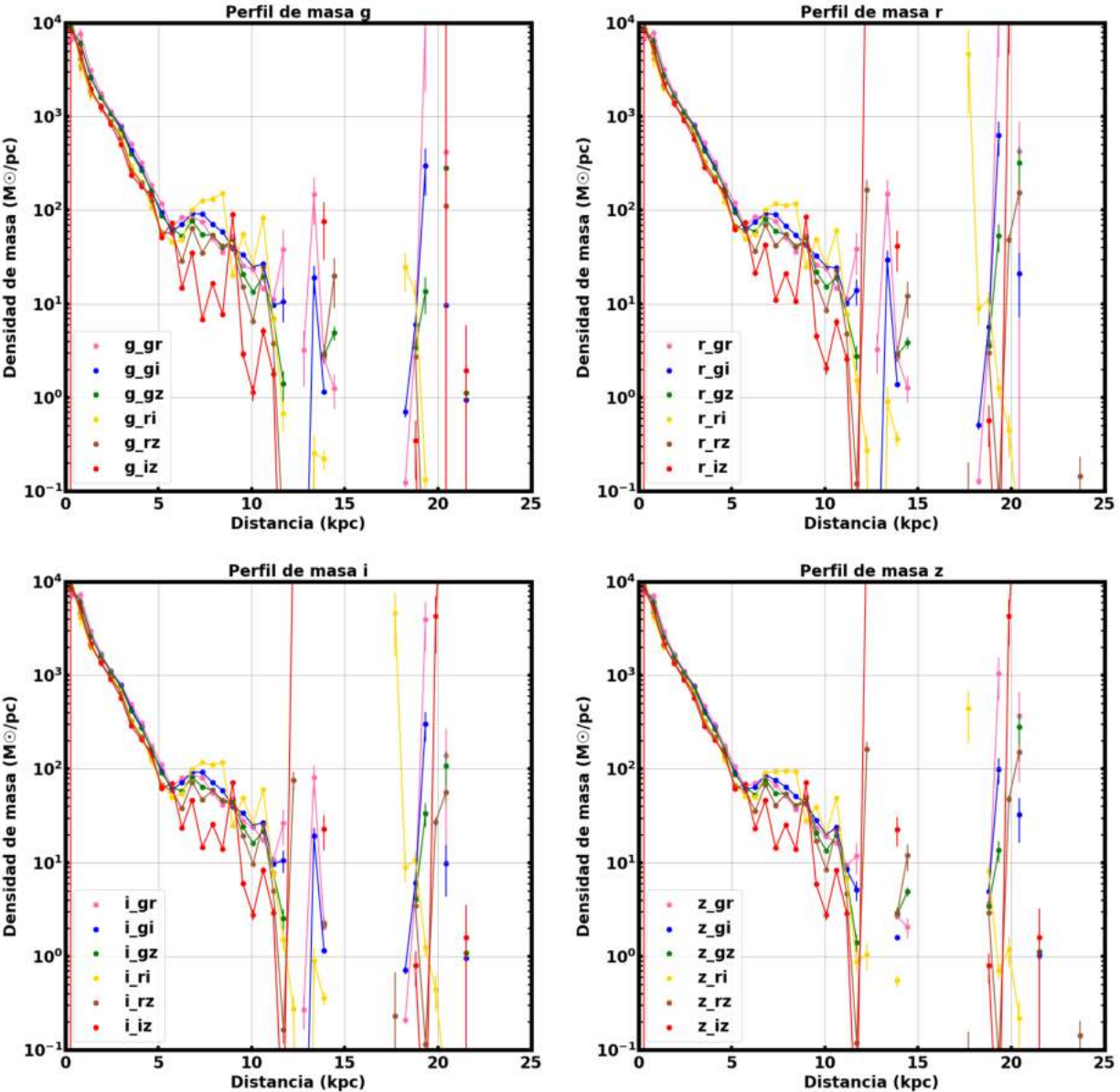


Figura 6.14: Perfil de la densidad de masa en cada una de las bandas, para la galaxia NGC1277.

¿Dónde se encuentra la truncación?

Visualizando todos los perfiles, tanto los de brillo y color, como los de *Mass to light ratio* y de densidad, se llega a la conclusión de que a partir de 12 *kpc*, puede situarse la truncación. Esto se debe a que los perfiles de brillo sufren una caída de la que ya no remontan, y se difuminan con el ruido de fondo. En el perfil de color, a pesar de ser roja de manera constante, sobre esa distancia sufre un ligero aumento que puede indicar que el disco externo se ha terminado.

Y en los perfiles de masa, a pesar de que sufren ciertas elevaciones producidas seguramente por varios vecinos pequeños, es a partir de esta distancia, donde la densidad de masa cae en picado, para después sufrir oscilaciones debidas a vecinos y al ruido de fondo.

Capítulo 7

Capítulo final

7.1. Conclusiones y trabajos futuros

En el presente trabajo se ha aprendido los conceptos básicos de Astronomía Extragaláctica, y se han aplicado para conseguir obtener los perfiles de luminosidad y masa para varios casos de galaxias de tipo espiral tanto en el Universo Local como lejano. Con estos datos se ha tratado de identificar las truncaciones en los disco de las galaxias 17058, 79071 y NGC1277, se encuentran a 22 *kpc*, a 20 *kpc* y a 12 *kpc*, respectivamente. Pero aun faltan por realizar varios pasos para que este análisis sea mucho más detallado y fiable, algunos de estos trabajos son los siguientes:

- Debido a la complejidad del algoritmo del semieje mayor, se han ido perdiendo los errores acumulados de este análisis, lo que provocó que las gráficas del brillo superficial tengan muy pocas barras de error (en contraposición con las del resto de perfiles). Por tanto, un trabajo futuro necesario es el de hacer un correcto cálculo de los errores en el brillo de las tres galaxias analizadas.
- La galaxia 17058 presentaba una anomalía en los perfiles de masa (que debería ser siempre decreciente), entonces un trabajo futuro es encontrar de donde viene dicha anomalía, y solucionarla. En este trabajo se ha realizado la hipótesis de que esta puede venir de un mal enmascaramiento de uno de los vecinos, en cuyo caso habría que hacer una máscara mejor.
- Terminar y mejorar el análisis de 79071, ya que debido al problema del tamaño de los datos para la banda *z*, los perfiles de colores se realizaron con una banda menos y los perfiles de masa no se computaron. Un trabajo futuro es recortar estos datos o transformar la imagen en una de la misma escala del resto. También se tendría que mejorar la máscara para los vecinos más pequeños, para poder hacer unos perfiles de masa coherentes.

7.2. Objetivos que se han cumplido

Al principio del trabajo se expusieron una serie de objetivos generales, ahora se enumeraran si se han conseguido y cómo se han conseguido en la realización de este trabajo:

- He conseguido cierta facilidad en la lectura de códigos astronómicos escritos en Python, de forma que ya puedo modificar ciertas secciones o funciones del programa sin modificar su aplicación principal.
- También he escrito códigos sencillos de carácter astronómico como por ejemplo el creador de los datos del perfil de colores.
- He aprendido como escribir códigos en Python capaces de representar de una manera vistosa los datos de archivos tabulados.
- Me he iniciado en el mundo tanto teórico como experimental de la astrofísica extragaláctica.
- He aprendido a encontrar imágenes de galaxias hechas por telescopios profesionales en los diferentes repositorios web.
- Me empiezo a desenvolver utilizando programas como el DS9, para visualizar imágenes de las galaxias.
- Empiezo a vislumbrar las relaciones existentes entre la astronomía con el resto de ramas de la física.
- Me he iniciado en el mundo de la investigación, no solo aprendiendo e investigando conceptos, sino que también aplicándolos a casos reales del mundo de la astronomía.

Bibliografía

- [1] Asahi spectra, optical filters. <https://www.asahi-spectra.com/opticalfilters/sdss.html>, 2021. Accedido el 20-06-2021.
- [2] National Aeronautics and Space Administration. NASA Official: Brian Dunbar. Arrested development: Hubble finds relic galaxy close to home. <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2018/arrested-development-hubble-finds-relic-galaxy-close-to-home>, 2018. Accedido el 05-07-2021.
- [3] National Aeronautics and Goddard Space Flight Center Space Administration. Wide field camera 3. <https://wfc3.gsfc.nasa.gov/tech/filters.html>, 2012. Accedido el 20-06-2021.
- [4] Astropy Collaboration, A. M. Price-Whelan, B. M. Sipőcz, H. M. Günther, P. L. Lim, and S. M. et al Crawford. The Astropy Project: Building an Open-science Project and Status of the v2.0 Core Package. , 156(3):123, September 2018.
- [5] Varios autores. Georges lemaître. https://es.wikipedia.org/wiki/Georges_Lemaître Accedido el 11-07-2021.
- [6] Varios autores. Tolman surface brightness test. https://en.wikipedia.org/wiki/Tolman_surface_brightness_test. Accedido el 12-07-2021.
- [7] Varios Autores. Wikipedia: Thin disk. <https://en.wikipedia.org/wiki/>. Accedido el 08-05-2021.
- [8] Varios Autores. Sloan digital sky survey. <https://www.sdss.org/>, 2014. Accedido el 27-04-2021.
- [9] Judit Bakos, Ignacio Trujillo, and Michael Pohlen. Color profiles of spiral galaxies: Clues on outer-disk formation scenarios. *The Astrophysical Journal*, 683(2):L103–L106, jul 2008.
- [10] Eduardo Battaner. *Introducción a la astrofísica*, chapter 3: Galaxias. Alianza Editorial, 1999.

- [11] C M Baugh. A primer on hierarchical galaxy formation: the semi-analytical approach. *Reports on Progress in Physics*, 69(12):3101–3156, nov 2006.
- [12] Michael A. Beasley, Ignacio Trujillo, Ryan Leaman, and Mireia Montes. A single population of red globular clusters around the massive compact galaxy NGC 1277. , 555(7697):483–486, March 2018.
- [13] Steven V. W. Beckwith, Massimo Stiavelli, Anton M. Koekemoer, John A. R. Caldwell, Henry C. Ferguson, Richard Hook, Ray A. Lucas, Louis E. Bergeron, Michael Corbin, Shardha Jogee, Nino Panagia, Massimo Robberto, Patricia Royle, Rachel S. Somerville, and Megan Sosey. The hubble ultra deep field. *The Astronomical Journal*, 132(5):1729–1755, sep 2006.
- [14] E. Bertin. *SExtractor, v2.13, User’s manual*. 1997.
- [15] T. Editors of Encyclopaedia Britannica. Electromagnetic spectrum, encyclopedia britannica. <https://www.britannica.com/science/electromagnetic-spectrum>, March 2019. Accedido el 16-05-2021.
- [16] Nushkia Chamba. *Unveiling the outskirts of galaxies using deep imaging*. PhD thesis, Instituto de Astrofísica de Canarias. Universidad de La Laguna, Junio 2020.
- [17] Luis Peralta de Arriba, Vicent Quilis, Ignacio Trujillo, María Cebrián, and Marc Balcells. Relic galaxies: where are they?, 2017.
- [18] Universidad de La Laguna. *Apuntes de Astrofísica Extragaláctica*. 2015.
- [19] Robert Eisberg and Robert Eisneck. *Quantum physics of atoms, molecules, solids and particles*, chapter 1: Thermal radiation and Planck’s postulates. Wiley and Sons, 1974.
- [20] Richard S. Ellis, Ross J. McLure, James S. Dunlop, Brant E. Robertson, Yoshiaki Ono, Matthew A. Schenker, Anton Koekemoer, Rebecca A. A. Bowler, Masami Ouchi, Alexander B. Rogers, Emma Curtis-Lake, Evan Schneider, Stephane Charlot, Daniel P. Stark, Steven R. Furlanetto, and Michele Cirasuolo. The Abundance of Star-forming Galaxies in the Redshift Range 8.5-12: New Results from the 2012 Hubble Ultra Deep Field Campaign. , 763(1):L7, January 2013.
- [21] Ignacio Ferreras. *Fundamentals of Galaxy Dynamics, Formation and Evolution*, chapter 1: An Introduction of galaxy formation. Observables. UCL Press, 2019.
- [22] M. Fukugita, T. Ichikawa, J. E. Gunn, M. Doi, K. Shimasaku, and D. P. Schneider. The Sloan Digital Sky Survey Photometric System. *The Astronomical Journal*, 111:1748, April 1996.

- [23] Amelia Ortiz Gil. *Identificación y análisis de imágenes en placas astrográficas*. PhD thesis, Universitat de València, Octubre 1995.
- [24] Charles R. Harris, K. Jarrod Millman, Stéfan J. van der Walt, Ralf Gommers, Pauli Virtanen, David Cournapeau, Eric Wieser, Julian Taylor, Sebastian Berg, Nathaniel J. Smith, Robert Kern, Matti Picus, Stephan Hoyer, Marten H. van Kerkwijk, Matthew Brett, Allan Haldane, Jaime Fernández del Río, Mark Wiebe, Pearu Peterson, Pierre Gérard-Marchant, Kevin Sheppard, Tyler Reddy, Warren Weckesser, Hameer Abbasi, Christoph Gohlke, and Travis E. Oliphant. Array programming with NumPy. *Nature*, 585(7825):357–362, September 2020.
- [25] NASA High Energy Astrophysics Science Archive Research Center. Fits: The astronomical image and table format. <https://fits.gsfc.nasa.gov/>, April 14, 1997. Accedido el 12-05-2021.
- [26] Edwin Hubble. A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae. *Proceedings of the National Academy of Science*, 15(3):168–173, March 1929.
- [27] Edwin Hubble. A Spiral Nebula as a Stellar System, Messier 31. *Astrophys. J.*, 69:103–158, 1929.
- [28] J. D. Hunter. Matplotlib: A 2d graphics environment. *Computing in Science & Engineering*, 9(3):90–95, 2007.
- [29] W. A. Joye and E. Mandel. New Features of SAOImage DS9. In H. E. Payne, R. I. Jedrzejewski, and R. N. Hook, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XII*, volume 295 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 489, January 2003.
- [30] William Keel. *Lectures Notes of Extragalactic Astronomy*. Alabama University, USA, 1999-2012.
- [31] Robert P. Kirshner. Hubble’s diagram and cosmic expansion. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 101(1):8–13, 2004.
- [32] J. Krelowski and J. Papaj. The Interstellar Extinction Curve. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 105:1209, November 1993.
- [33] K. Kuijken, C. Heymans, A. Dvornik, H. Hildebrandt, J. T. A. de Jong, A. H. Wright, T. Erben, M. Bilicki, B. Giblin, H.-Y. Shan, and et al. The fourth data release of the kilo-degree survey: ugri imaging and nine-band optical-ir photometry over 1000 square degrees. *Astronomy Astrophysics*, 625:A2, Apr 2019.
- [34] Dierck-Ekkehard Liebscher. *Cosmology*, chapter 4: Cosmometry. Springer, 2005.

- [35] Viatcheslav Mukhanov. *Physical foundations of Cosmology*. Cambridge, 2005.
- [36] NASA/ESA. Hubble. <https://esahubble.org/>, 1990. Accedido el 07-05-2021.
- [37] Smithsonian Astrophysical Observatory. Saoimageds9. <https://sites.google.com/cfa.harvard.edu/saoimageds9/home>, 1990. Accedido el 03-07-2021.
- [38] California Institute of Technology. Nasa/ipac extragalactic database. https://ned.ipac.caltech.edu/extinction_calculator, 2007. Accedido el 29-05-2021.
- [39] Luis Peralta de Arriba, Vicent Quilis, Ignacio Trujillo, María Cebrián, and Marc Balcells. Massive relic galaxies prefer dense environments. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 461(1):156–163, May 2016.
- [40] Marc Postman, Dan Coe, Narciso Benitez, Larry Bradley, Thomas Broadhurst, Megan Donahue, Holland Ford, Or Graur, Genevieve Graves, Stephanie Jouvel, Anton Koekemoer, Doron Lemze, Elinor Medezinski, Alberto Molino, Leonidas Moustakas, Sara Ogaz, Adam Riess, Steve Rodney, Piero Rosati, and Arjen van der Wel. The cluster lensing and supernova survey with hubble: An overview. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 199:25, 03 2012.
- [41] Vicent Quilis and Ignacio Trujillo. Expected number of massive galaxy relics in the present day universe. *The Astrophysical Journal*, 773(1):L8, Jul 2013.
- [42] B. Ribeiro, O.èvre@, L. A. M. Tasca, B. C. Lemaux, P. Cassata, B. Garilli, D. Maccagni, G. Zamorani, E. Zucca, R.ín@, S. Bardelli, A. Fontana, M. Giavalisco, N. P. Hathi, A. Koekemoer, J. Pforr, L. Tresse, and J. Dunlop. Size evolution of star-forming galaxies with $2 < z < 4.5$ in the VIMOS Ultra-Deep Survey. , 593:A22, August 2016.
- [43] Joel C. Roediger and Stephane Courteau. On the uncertainties of stellar mass estimates via colour measurements, 2015.
- [44] P. Santini, H. C. Ferguson, A. Fontana, B. Mobasher, G. Barro, M. Castellano, S. L. Finkelstein, A. Grazian, L. T. Hsu, B. Lee, and et al. Stellar masses from the candels survey: The goods-south and uds fields. *The Astrophysical Journal*, 801(2):97, Mar 2015.
- [45] Space Telescope Science Institute (STScI). Barbara a. mikulski archive for space telescopes. <https://archive.stsci.edu/hst/>, 2001. Accedido el 15-03-2021.
- [46] Ignacio Trujillo, Nushkia Chamba, and Johan H. Knapen. A physically motivated definition for the size of galaxies in an era of ultradeep imaging. , 493(1):87–105, March 2020.

- [47] Ignacio Trujillo, Anna Ferré-Mateu, Marc Balcells, Alexandre Vazdekis, and Patricia Sánchez-Blázquez. NGC 1277: A Massive Compact Relic Galaxy in the Nearby Universe. , 780(2):L20, January 2014.
- [48] Pauli Virtanen, Ralf Gommers, Travis E. Oliphant, Matt Haberland, Tyler Reddy, David Cournapeau, Evgeni Burovski, Pearu Peterson, Warren Weckesser, Jonathan Bright, Stéfan J. van der Walt, Matthew Brett, Joshua Wilson, K. Jarrod Millman, Nikolay Mayorov, Andrew R. J. Nelson, Eric Jones, Robert Kern, Eric Larson, C J Carey, İlhan Polat, Yu Feng, Eric W. Moore, Jake VanderPlas, Denis Laxalde, Josef Perktold, Robert Cimrman, Ian Henriksen, E. A. Quintero, Charles R. Harris, Anne M. Archibald, Antônio H. Ribeiro, Fabian Pedregosa, Paul van Mulbregt, and SciPy 1.0 Contributors. SciPy 1.0: Fundamental Algorithms for Scientific Computing in Python. *Nature Methods*, 17:261–272, 2020.
- [49] Christopher N. A. Willmer. The absolute magnitude of the sun in several filters. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 236(2):47, Jun 2018.
- [50] David Galadí-Enríquez y Jordi Gutiérrez Cabello. *Astronomía general: teoría y práctica*, chapter 6: La galaxia. Ediciones Omega, 2001.
- [51] David Galadí-Enríquez y Jordi Gutiérrez Cabello. *Astronomía general: teoría y práctica*, chapter 3: Coordenadas celestes. Ediciones Omega, 2001.
- [52] David Galadí-Enríquez y Jordi Gutiérrez Cabello. *Astronomía general: teoría y práctica*, chapter 9: Las cámaras CCD. Ediciones Omega, 2001.
- [53] Xin Yang and Bing Wei. Exact research on the theory of the blackbody thermal radiation. *Scientific Reports*, 6:37214, November 2016.
- [54] Dr. Wafaa H. A. Zaki. *Lectures of Astrophysics*, chapter 1:The Celestial Sphere: Coordinate Systems. University of Kirkuk, 2019-2020.