



---

**Universidad de Valladolid**

**Facultad de Ciencias**

**Grado en Física**

**Trabajo de Fin de Grado**

**Perfiles de brillo superficial para el estudio de  
un grupo fósil**

**Autor: Arturo Cano Moraleda**

**Tutores: Fernando Buitrago Alonso, Jesús Vega Ferrero**

**Departamento de Física Teórica, Atómica y Óptica**

**Curso: 2023-2024**

# Índice

Abstract .....	4
(Inglés) .....	4
(Español) .....	4
1.- Fundamentos .....	5
1.1.- Galaxias: primeros conceptos .....	5
1.2.- Desplazamiento al rojo cosmológico .....	5
1.3.- Fotometría .....	6
1.3.1.- Dispositivo de Carga Acoplada (CCD) y efecto fotoeléctrico.....	6
1.3.2.- Filtros SDSS.....	8
1.3.3.- Brillo, flujo, magnitud, brillo superficial .....	9
1.3.4.- Perfiles de brillo, color y masa .....	12
1.3.5.- Convolución, disco de Airy y PSF.....	13
1.3.6.- La galaxia IC1101 .....	15
2.- Herramientas informáticas .....	16
2.1.- Ubuntu.....	16
2.2.- Gnuastro .....	16
2.3.- Python .....	18
2.4.- SAOImage ds9 .....	18
2.5.- Topcat .....	19
3.- Metodología/procedimiento .....	20
3.1.- Obtención de las imágenes .fits .....	20
3.2.- Obtención de las imágenes a color.....	21
3.3.- Enmascaramiento de imágenes astronómicas .....	22
3.4.- Creación de los perfiles de luminosidad .....	22
3.5.- Creación de los perfiles de color.....	22

3.6.- Creación de los perfiles de masa.....	23
4.- Presentación de resultados .....	24
4.1.- Obtención de las imágenes .fits .....	24
4.2.- Obtención de las imágenes a color.....	25
4.2.1.- Imágenes recortadas.....	25
4.2.2.- Imágenes a color. ....	25
4.3.- Enmascaramiento de imágenes astronómicas .....	26
4.4.- Creación de los perfiles de luminosidad .....	27
4.5.- Creación de los perfiles de color.....	28
4.6.- Creación de los perfiles de masa.....	29
5.- Conclusiones .....	31
6.- Bibliografía .....	32

## **Abstract**

### **(Inglés)**

Since centuries ago, humans have looked up to the sky and wondered what was there. Technological advances have helped to fulfil this ancient task. In this End of Degree Assignment, a photometric study of the astronomical images of IC1101, the largest galaxy discovered so far, has been carried out.

The first part of this project has been to obtain a coloured image of IC1101. Besides its visual or aesthetic value, a coloured image allows to deduce some basic properties of the galaxy, such as radial extent and stellar populations. The second part has consisted of obtaining the plots of the brightness profiles, which allow to observe the evolution of the galaxy's brightness versus the distance to its centre. For this second part it has also been necessary to cover the light sources that appear on the image but do not belong to the galaxy through a process called masking.

To achieve these goals, the Ubuntu (Linux) operating system has been used, in which specialized software has been used for both data processing and visualization, as well as the Python programming language.

### **(Español)**

Desde hace cientos de años, el ser humano ha contemplado el cielo y ha tratado de comprender qué había allí arriba. Los avances tecnológicos logrados a través del tiempo han ayudado en esta ancestral tarea. En este Trabajo de Fin de Grado se llevará a cabo un estudio fotométrico de las imágenes astronómicas de IC1101, la galaxia de mayor tamaño descubierta hasta la fecha.

La primera parte de este proyecto ha sido obtener una imagen a color de la galaxia. Además de su interés visual o estético, una imagen a color permite deducir propiedades básicas de la galaxia, tales como la extensión radial y las poblaciones estelares. La segunda parte ha consistido en obtener las gráficas de los perfiles de brillo, las cuales permiten visualizar la evolución del brillo de la galaxia con la distancia a su centro. Para esta segunda parte, ha sido necesario también cubrir aquellas fuentes de luz que aparecen en las imágenes que en realidad no pertenecen a la galaxia mediante un proceso conocido como enmascaramiento.

Para cumplir estos objetivos, ha sido empleado el sistema operativo Ubuntu (Linux), en el cual se ha manejado software especializado tanto para el tratamiento de los datos como de su visualización, así como el lenguaje de programación Python.

## 1.- Fundamentos

### 1.1.- Galaxias: primeros conceptos

Una galaxia es un conjunto de estrellas, polvo, gas y materia oscura vinculado por la gravedad y que permanece en un estado estacionario por rotación y/o dispersión de velocidades. Estos objetos son los cimientos del universo, por lo que muchas de sus propiedades pueden ser averiguadas a partir del estudio de las galaxias. Todos los objetos celestes contenidos en una galaxia se encuentran unidos por la acción de un potencial gravitatorio.

Atendiendo a su forma, las galaxias pueden ser clasificadas en elípticas (E), espirales (S) o lenticulares (S0). Esta clasificación se debe al astrónomo californiano Edwin Powell Hubble [1].

Las galaxias elípticas poseen distribuciones de luz suaves. Se caracterizan por su grado de elipticidad en el cielo ( $n$ ), parámetro que se puede calcular mediante los semiejes mayor ( $a$ ) y menor ( $b$ ) a través de la siguiente expresión:

$$n = 10 \left( 1 - \frac{b}{a} \right) \quad (1)$$

Las galaxias espirales están formadas de un disco aplanado que posee una concentración central de estrellas (el bulbo galáctico) y unos brazos que se ven de manera más luminosa que el resto del disco ya que en ellos es donde tiene lugar la formación de estrellas.

Por último, las galaxias lenticulares son similares a las espirales, con las diferencias de que sus discos no tienen estructura espiral visible y que en ellos no se forman estrellas en cantidades significativas.



Galaxia elíptica



Galaxia espiral



Galaxia lenticular

Figura 1.1: Tipos de galaxias

### 1.2.- Desplazamiento al rojo cosmológico

El estudio de la evolución del universo requiere de la realización de medidas de procesos lejanos mediante la luz u otras partículas que lleguen a la Tierra.

El **desplazamiento al rojo**, o *redshift* en inglés, representa el cambio de frecuencia (o longitud de onda) de la luz entre dos instantes dados. Este parámetro tiene su origen en el efecto Doppler, que es el cambio de la frecuencia de una onda en relación al movimiento relativo del observador respecto de la fuente [2]. Este fenómeno que se manifiesta para todo tipo de ondas, en particular para las electromagnéticas. Para estas, cuando un cuerpo se aleja del observador, su longitud de onda aumenta, lo que causa que el color se desplace hacia el rojo [3] (ver figura 1.2 del espectro electromagnético).

Si se denota por  $z$  al desplazamiento al rojo, se tendrá que este viene definido por:

$$z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_o} \quad (2)$$

es decir,

$$1 + z = \frac{\lambda_o}{\lambda_e} = \frac{\nu_e}{\nu_o} \quad (3)$$

Los subíndices  $o$  y  $e$  significan observado y emitido, respectivamente. Si se quiere hacer más visible la dependencia con el tiempo, es posible expresar las relaciones anteriores en función de un parámetro conocido como el factor de escala dependiente del tiempo, que da cuenta de la expansión del universo:  $a(t)$ . Tan solo hay que tener en cuenta que

$$\frac{a(t_o)}{a(t_e)} = \frac{\lambda_o}{\lambda_e} \quad (4)$$

En las ecuaciones (2) y (3) se observa que, efectivamente,  $z$  da cuenta del aumento de longitud de onda de la luz emitida originalmente. Es, por tanto, un parámetro muy útil en Cosmología de cara a estudiar la expansión del universo y su distribución de materia. Por ejemplo, se puede emplear para estudiar la medida en la que se alejan las galaxias midiendo cómo cambian las longitudes de onda de emisión o absorción en el espectro de galaxias.

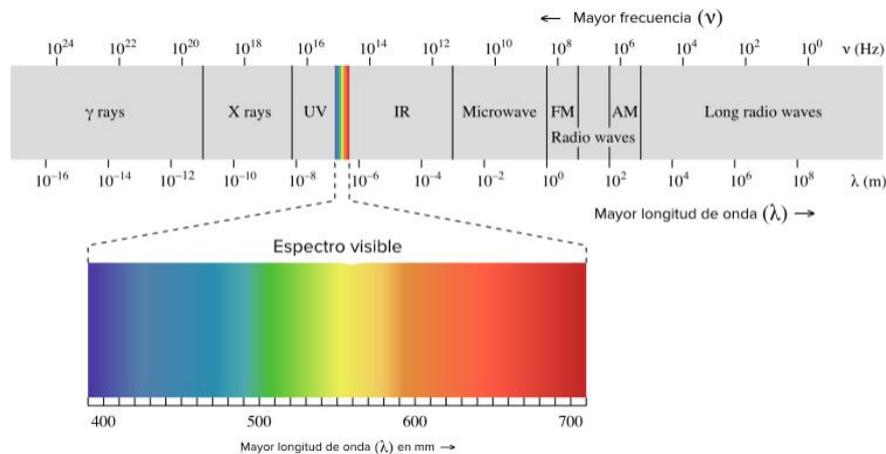


Figura 1.2: Espectro electromagnético [4]

## 1.3.- Fotometría<sup>1</sup>

### 1.3.1.- Dispositivo de Carga Acoplada (CCD) y efecto fotoeléctrico

Una **CCD (Coupled Charged Device)** es un circuito integrado sensible a la luz que captura imágenes convirtiendo fotones a electrones. Físicamente, consiste en una lámina de un semiconductor (como el

<sup>1</sup> Rama de la Astrofísica que se dedica a medir el brillo de los diferentes astros.

silicio) dispuesto en una matriz bidimensional de píxeles en los que se divide la imagen. Cada píxel se convierte en una señal eléctrica cuya intensidad está relacionada con la intensidad luminosa que dicho píxel capturó.

Este dispositivo posee un importante papel dentro de las cámaras digitales, de modo que, de cara al estudio de imágenes astronómicas, es importante comprender cómo funciona. Tras ser detectada la luz por las células fotovoltaicas que componen la CCD, la imagen es procesada por la cámara y registrada en la tarjeta de memoria. La figura 1.3 muestra cómo es una CCD.

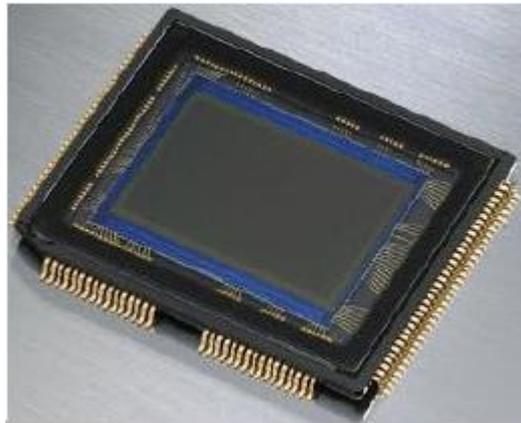


Figura 1.3: CCD [5]

El funcionamiento de estos objetos se basa en el **efecto fotoeléctrico**: la emisión de electrones por parte de un metal que ha sido iluminado con radiación electromagnética. Para la radiación incidente arranque electrones del metal, esta debe ser de una frecuencia mayor que la llamada frecuencia crítica del material. Este proceso transcurre en un minúsculo intervalo de tiempo desde la llegada de la radiación, siendo el número de electrones emitidos proporcional a la intensidad incidente. Matemáticamente, el fenómeno queda representado por la ecuación

$$h\nu = \phi + E_k \quad (5)$$

En la ecuación (5),  $h$  es la constante de Planck,  $\nu$  es la frecuencia de la radiación incidente,  $\phi$  es la función trabajo del metal (que da cuenta de que los electrones se encuentran ligados a este) y  $E_k$  es la energía cinética máxima de los electrones arrancados (observada experimentalmente). El efecto fotoeléctrico es, por tanto, una gran evidencia de la cuantización del campo electromagnético, ya que su explicación requiere de la introducción de paquetes discretos de energía: los fotones con energía  $E = h\nu$ .

Dentro de una CCD, si un fotón alcanza un píxel, el efecto fotoeléctrico hace que se forme un par electrón-hueco. Un pequeño electrodo puede atrapar el electrón en un pozo de potencial. Cuantos más fotones alcancen el píxel, más pares se formarán, con lo que más electrones podrán quedar atrapados en el pozo para que la carga total se vaya acumulando. La señal detectada es transformada mediante un conversor analógico-digital. Una vez finalizada la exposición, se puede leer la carga del pozo, quedando el reinicio de píxeles listo para otra exposición [6].

En astronomía, las CCD pueden llegar a tener hasta una eficiencia cuántica del 90%, es decir, hasta nueve de cada diez fotones que inciden sobre un píxel producen un par electrón-hueco detectable, lo

que supone una gran ventaja de uso frente a otras herramientas. También es importante tener en cuenta el rango de longitudes de onda en el que la CCD presenta una eficiencia cuántica razonablemente alta.

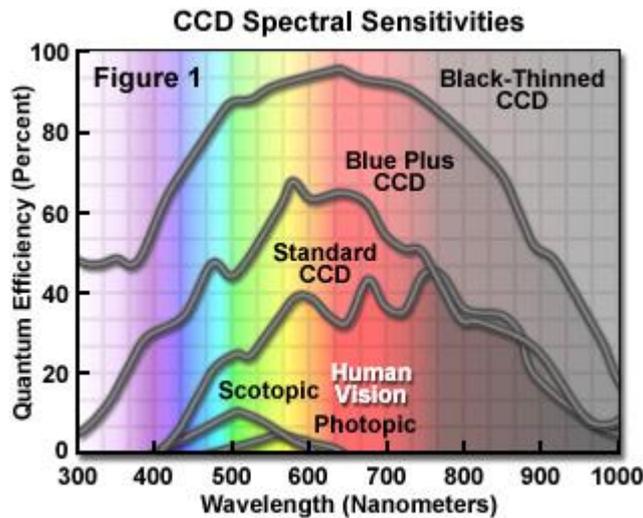


Figura 1.4: Eficiencia cuántica de varios tipos de CCD [7]

Como se muestra en la figura 1.4, los diferentes modelos de CCD poseen sus propios rangos de longitudes de onda en los cuales su eficiencia cuántica es óptima, mientras que fuera del intervalo es poco adecuado trabajar con la CCD en cuestión.

Las CCD tan solo registran la cantidad de luz recibida, sin aportar información en cuanto al color. Para obtenerlo, el método principal es la colocación de filtros que permitan que pasen solamente ciertas longitudes de onda delante de la CCD. Para obtener una imagen a color, será necesario emplear, como mínimo, tres filtros, a los que se les asigna los colores rojo, verde y azul (método RGB).

### 1.3.2.- Filtros SDSS

El uso de filtros es muy importante para el análisis de imágenes astronómicas ya que, como se ha mencionado anteriormente, son los que permiten tener una cuantificación de la energía de los fotones y, también, obtener una imagen a color.

El cartografiado *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), el primero en mostrar la estructura a gran escala del Universo, tiene su origen en el año 2000 y fue realizado por primera vez por un telescopio de 2,5 m ubicado en el observatorio "Apache Point" en Nuevo México, Estados Unidos. Una cámara con un total de 30 sensores CCD de 2048x2048 píxeles fue empleada para llevar a cabo un escaneo de un tercio de la bóveda celeste utilizando un juego de filtros u,g,r,i,z (colocado en frente de los sensores) para cinco ventanas de longitud de onda no superpuestas de alrededor de 354.3, 477, 632.1, 762.5 y 913.4 nanómetros [8], tal y como muestra la figura 1.5:

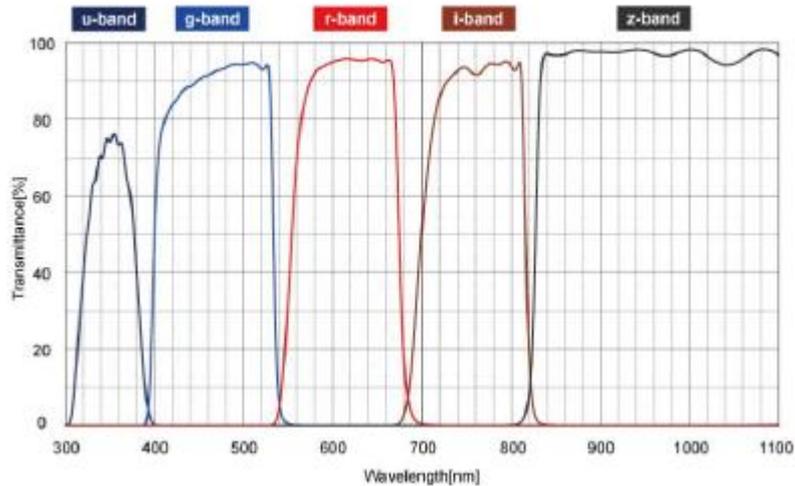


Figura 1.5: Filtros SDSS [9]

Esta disposición de filtros es muy frecuentemente usada en Astrofísica dada su gran utilidad. En este trabajo se han empleado los filtros g, r e i. De nuevo, obsérvese que uno de estos filtros no genera una imagen a color por sí solo, sino que es la combinación de los tres, mediante un esquema RGB el que permite obtenerla. En particular, puede hacerse que el filtro i se corresponda con el color rojo, mientras que los filtros r y g se correspondan con el verde y el azul, respectivamente.

### 1.3.3.- Brillo, flujo, magnitud, brillo superficial

Los píxeles de una imagen astronómica se miden en unidades como cuentas, electrones, o alguna de estas dos dividida por segundos. Estas unidades pueden convertirse directamente a energía o energía/tiempo.

A continuación, se exponen una serie de conceptos físicos de vital importancia de cara a trabajar con imágenes astronómicas:

#### I. Flujo y luminosidad

En Astrofísica interesa especialmente conocer el flujo de un objeto, el cual se mide en unidades de energía/(tiempo · área de recolección). Para un objetivo astronómico, el flujo se expresará como la energía recibida dividida por el área utilizada para recolectar dicha energía, es decir, la apertura del telescopio.

La luminosidad de un objeto se puede definir como su energía emitida medida en unidades de tiempo. Conociendo el flujo, la distancia al objeto, y suponiendo que este radia isotrópicamente, podemos expresar su luminosidad,  $L$ , mediante

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

Donde  $F$  es el flujo, en unidades  $[Wm^{-2}]$  o  $[Wm^{-2}Hz^{-1}]$  (dependiendo de si se trata de una densidad de flujo total o a una determinada frecuencia). Entonces, se tiene que la luminosidad del objeto da cuenta de la potencia de radiación que emite un objeto en todas las direcciones y se mide en  $[Js^{-1}]$  o  $[W]$ .

Observando la ecuación, el flujo de energía a una distancia  $r$  está esparcido sobre un área  $A$ , mientras que a una distancia  $2r$  estará esparcido sobre un área  $4A$ , lo que implica que la densidad de flujo decrece con el cuadrado de la distancia<sup>2</sup>.

Otro detalle importante que se deduce es que, mientras que la luminosidad es una propiedad intrínseca del objeto, el flujo dependerá de los aparatos de detección.

## II. Magnitud aparente

El concepto de magnitud, introducido por primera vez por el astrónomo, geógrafo y matemático griego Hiparco de Nicea en el siglo II antes de Cristo, es el que usamos para clasificar el brillo de los objetos celestes. Dados los pocos recursos de la época para la investigación, Hiparco, usando simplemente su ojo desnudo, asignó ciertos valores o índices a los objetos celestes en función de la luminosidad que tuvieran. A las estrellas que veía mejor (más brillantes) les asignó la magnitud  $m = 1$ , mientras que a las que se distinguían peor (menos brillantes) les asignó la magnitud  $m = 6$ .

La respuesta del ojo humano al brillo no se basa en una escala lineal, sino en una logarítmica. Las imágenes de objetos astronómicos contemplan un amplio rango de brillo, por ejemplo, el Sol (que es el objeto celeste que percibimos como más luminoso) es aproximadamente  $10^{24}$  veces más brillante que algunas de las galaxias más débiles que se pueden detectar hoy en día. Debido a este gran rango de valores, trabajar directamente con el brillo es muy poco práctico. Es por esto por lo que se emplea una escala logarítmica para el brillo de los objetos celestes. Teniendo en cuenta esto, se define la magnitud  $m$  como sigue:

$$m - m_0 = -2.5 \cdot \log_{10} \left( \frac{F}{F_0} \right) \quad (3)$$

En la relación anterior,  $m_0$  es la magnitud de un objeto de referencia (que siempre se elige para que tenga un valor nulo),  $F$  es el flujo del objeto y  $F_0$  el flujo de referencia. El signo negativo de la expresión viene heredado del criterio de Hiparco, en el que las magnitudes más pequeñas correspondían a los objetos más brillantes. Además, el cociente  $F/F_0$  siempre será menor que 1 puesto que  $F_0$  corresponde al objeto más brillante, con lo que  $m$  termina teniendo signo positivo. Históricamente, el objeto de referencia ha sido la estrella Vega, que es muy luminosa y posee un espectro bastante plano.

## III. Zero point

Dado que el flujo depende del instrumento de detección, es necesario introducir una cantidad que unifique los dispositivos de medida. Estas magnitudes, por tanto, serán empleadas para calibrar los dispositivos de medida a un sistema estándar de magnitudes.

$$m = -2.5 \cdot \log_{10} \left( \frac{F}{F_0} \right) = -2.5 \cdot \log_{10}(F) + 2.5 \cdot \log_{10}(F_0) = -2.5 \cdot \log_{10}(F) + Z_p \quad (4)$$

Siendo  $Z_p$  el zero point que está calibrado en cada telescopio y filtro para pasar de cuentas a energía. Dado que este parámetro varía según el telescopio y filtro astronómicos, cuando se va a realizar una medición, para calibrar el aparato lo primero que se hace es medir estrellas de magnitud conocida para así obtener el zero point.

---

<sup>2</sup> Esta aproximación solo es válida en el Universo Local

#### IV. Escala de píxel

Anteriormente se ha dicho que las CCD se encontraban divididas en píxeles. La escala de píxel (o *pixel scale*) otorga un valor para el ángulo de la bóveda celeste que recoge un único píxel de la CCD.

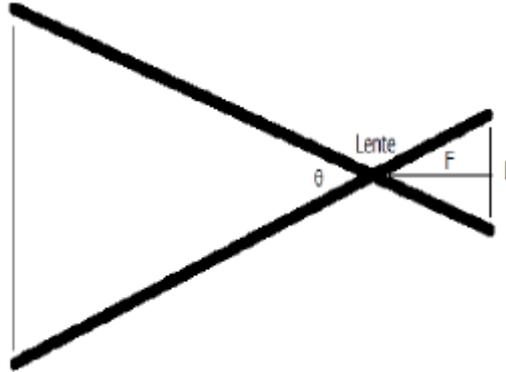


Figura 1.6: Ángulo del objeto bajo estudio [10]

Los telescopios son sistemas en los cuales se supone que la luz viene del infinito y están caracterizados por la distancia focal (la distancia existente entre el centro de la lente y el punto donde convergen todos los rayos provenientes del infinito paralelos al eje óptico denominado foco), que es donde se ubica la CCD. Debido al pequeño ángulo que subtienen los objetos celestes en el cielo estamos en condiciones de aplicar la aproximación paraxial<sup>3</sup>. Según la figura 1.6, teniendo en cuenta que  $L$  corresponde a la anchura del píxel y  $F$  es la distancia focal, aplicando trigonometría se tiene que

$$\operatorname{tg}\left(\frac{\theta}{2}\right) = \frac{L/2}{F} \Rightarrow \frac{\theta}{2} = \frac{L}{2F} \quad (5)$$

A partir de la aproximación anterior se define la escala píxel en unidades de [*arcsec*] como

$$p_x = \frac{L}{F} \cdot \frac{360 \cdot 60 \cdot 60}{2\pi} = \frac{L}{F} \cdot 206265 \quad (6)$$

Donde el factor 206265 da cuenta de la conversión de radianes a segundos de arco (recuérdese que  $1^\circ = 60 \text{ arcmin}$ ,  $1 \text{ arcmin} = 60 \text{ arcsec}$ ).

#### V. Brillo superficial

El brillo superficial es un concepto empleado para describir el brillo aparente de objetos astronómicos extensos, como una nebulosa o una galaxia. El brillo aparente viene dado por las magnitudes, de modo que para definir el brillo superficial ( $\mu$ ) no basta con simplemente dividir brillo aparente por área, sino que debe escribirse como

$$\begin{aligned} \mu &= -2.5 \cdot \log_{10}\left(\frac{F}{\#A}\right) + Z_p = -2.5 \cdot \log_{10}\left(\frac{\bar{F}}{A}\right) + Z_p \\ &= -2.5 \cdot \log_{10}(\bar{F}) + 2.5 \cdot \log_{10}(A) + Z_p \end{aligned} \quad (7)$$

<sup>3</sup> La aproximación paraxial supone que los rayos de luz forman ángulos pequeños con el eje óptico, lo que permite hacer uso de los infinitésimos de las funciones trigonométricas.

Donde  $\#$  es el número de píxeles,  $\bar{F}$  es el flujo medio por píxel y  $A$  es el área del cielo que recoge un único píxel de la CCD. Reformulando la expresión anterior en términos de la escala píxel, se llega a que

$$\mu = -2.5 \cdot \log_{10}(\bar{F}) + 5 \cdot \log_{10}(p_x) + Z_p \quad (8)$$

El brillo superficial suele medirse en unidades de  $[mag/arcsec^2]$ .

### 1.3.4.- Perfiles de brillo, color y masa

En primer lugar, el **perfil de brillo** de una galaxia simplemente enseña cómo varía el brillo superficial respecto a la distancia. Esta información resulta relevante para luego poder explicar los perfiles de color y de masa, conceptos que se exponen a continuación.

Dados dos filtros con distintas longitudes de onda, se le dice azul al filtro de menor longitud de onda (o mayor frecuencia) y rojo al de mayor longitud de onda (menor frecuencia). En estas condiciones, el **perfil de color** de una galaxia es simplemente la resta de la magnitud asociada al filtro azul menos la magnitud asociada al filtro rojo. A partir de la definición de magnitud, este cálculo se puede expresar según la ecuación (1.9), denotando  $g$  al azul y  $r$  al rojo:

$$g - r = m_g - m_r = -2.5 \cdot \log_{10}(F_g) + Z_{p_g} + 2.5 \cdot \log_{10}(F_r) - Z_{p_r} \quad (9)$$

Suponiendo que  $Z_{p_g} \sim Z_{p_r}$ , se llega a que

$$g - r = -2.5 \cdot \log_{10}\left(\frac{F_g}{F_r}\right) \quad (10)$$

El color resulta de gran utilidad a los astrónomos debido a que resulta ser un excelente indicador de la edad de una población estelar. De este modo, si una galaxia es rojiza (la luminosidad en los colores rojos es mayor a la de los azules), las poblaciones que la conforman serán antiguas.

También resulta importante mencionar que la totalidad del carácter rojizo de un perfil de color no se debe únicamente a la antigüedad de sus poblaciones estelares, pues el polvo estelar que contiene una galaxia hace que su perfil de color se vuelva más rojizo. Aunque este hecho no afecte tanto como la antigüedad de las poblaciones, su presencia es igualmente notable.

Por último, los **perfiles de masa** muestran la variación de la densidad de masa de la galaxia con respecto a la distancia a su centro. Estos se calculan para cada longitud de onda, es decir, para cada filtro según se muestra en la ecuación (16) [11]:

$$\log_{10}(\Sigma) = \log_{10}\left(\frac{M}{L}\right)_\lambda - 0.4 \cdot (mag_\lambda - mag_{abs,\odot,\lambda}) \quad (11)$$

Los diferentes términos que aparecen en (16) son:

- $\log_{10}(\Sigma)$ : perfil de masa, medido en  $M_\odot/pc^2$ , siendo  $M_\odot$  la masa del Sol ( $2 \cdot 10^{30} kg$ )

y  $pc$  el símbolo del pársec, una unidad de longitud equivalente a  $3.086 \cdot 10^{16} m$ .

- $\log_{10} \left( \frac{M}{L} \right)_\lambda$ : logaritmo del *mass to light ratio*, variable que depende del filtro. Este viene dado por la ecuación (17) [12]:

$$\log_{10} \left( \frac{M}{L} \right) = (a_\lambda + b_\lambda \cdot color) - 0.15 \quad (12)$$

- $mag_\lambda$ : perfil de brillo del filtro  $\lambda$ .
- $mag_{abs,\odot,\lambda}$ : magnitud absoluta<sup>4</sup> del Sol para la banda  $\lambda$ .

### 1.3.5.- Convolución, disco de Airy y PSF

A continuación, se definen y explican tres conceptos fundamentales a la hora de tratar imágenes astronómicas, ya que nos permiten estudiar la relación existente entre el patrón de imagen capturado y el que realmente sería percibido en condiciones lo más ideales posibles.

#### I. Convolución

Dadas dos funciones  $f(x)$  y  $g(x)$ , se define su producto de convolución como una función  $h(x)$  dada por:

$$h(x) = f(x) \otimes g(x) = \int_{-\infty}^{\infty} f(x') g(x - x') dx' \quad (16)$$

La figura 1.7 da una idea más visual de esta definición.

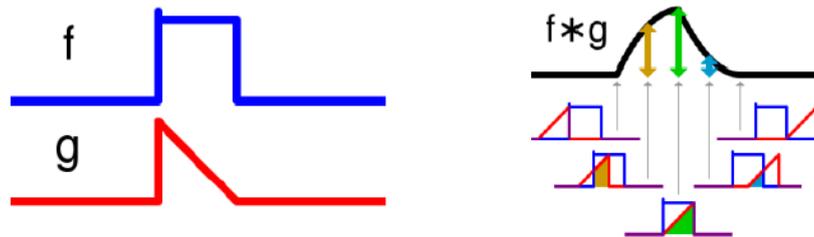


Figura 1.7: Convolución de funciones [13]

La propiedad más importante de la convolución de cara a este proyecto es su conmutatividad. Partiendo de la definición anterior, mediante el cambio  $v = x - x'$ , o equivalentemente  $x' = x - v$ , se tiene que  $dx' = -dv$ , luego cambiando el signo del integrando y el orden de los límites se tiene que:

$$f(x) \otimes g(x) = \int_{\infty}^{-\infty} f(x - v) g(v) d(-v) = \int_{\infty}^{-\infty} g(v) f(x - v) d(v) = g(x) \otimes f(x) \quad (17)$$

<sup>4</sup> La magnitud absoluta es la magnitud aparente que tendría un objeto si se encontrara a una distancia de  $10 pc$ .

## II. Disco de Airy

Cuando la luz atraviesa una apertura circular, esta se difracta dando lugar a un patrón de anillos alternativamente claros y oscuros sobre una pantalla detectora. El patrón de difracción obtenido tiene una región central más brillante que el resto rodeada por anillos concéntricos más débiles, la cual se conoce como disco de Airy y concentra más del 90% de la luz difractada. El diámetro de esta zona central está vinculado al tamaño de la apertura circular y la longitud de onda de la luz incidente (ver figura 1.8).

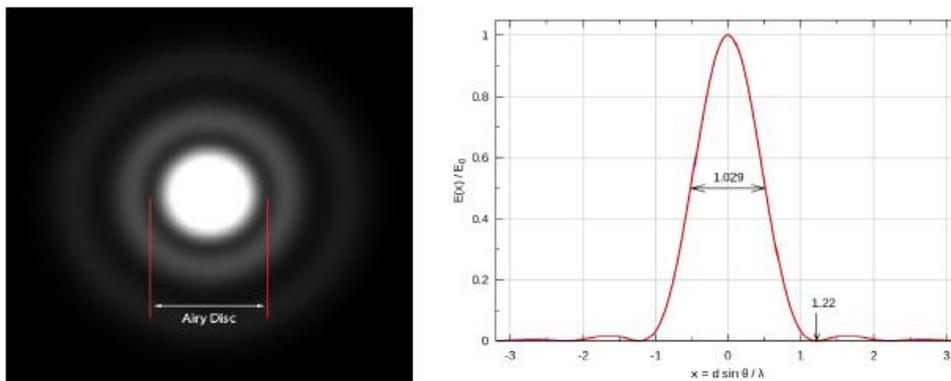


Figura 1.8: Disco de Airy [14], [15]

El disco de Airy es fundamental en los telescopios, ya que es el que da el punto más pequeño en el cual se puede tratar de enfocar un rayo de luz empleando una lente. Esto implica que, incluso si se pudiera disponer de lentes perfectas, existiría un límite para la resolución de una imagen creada por la lente en cuestión. El disco de Airy se puede calcular haciendo uso de la fórmula

$$\sin(\theta_1) \sim \theta_1 = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (13)$$

En la expresión anterior,  $\theta_1$  es el radio angular del primer anillo oscuro,  $\lambda$  es la longitud de onda y  $D$  la abertura. Se deduce que la resolución mejorará si se trabaja con longitudes de onda pequeñas y/o aberturas grandes, de modo que en las zonas del infrarrojo (longitudes de onda elevadas), la dispersión o emborronamiento es más notoria que en el ultravioleta.

## III. PSF (Point Spread Function)

La PSF es el patrón total de emborronamiento de una imagen astronómica, que viene dada por la convolución del patrón de difracción y la turbulencia atmosférica (conocida también como *seeing*). Se cuantifica como la FWHM (*Full Width at Half Maximum* o anchura a media altura) del ajuste gaussiano<sup>5</sup> a la imagen de las estrellas en las imágenes astronómicas. La FWHM es una medida de la extensión de una determinada función y se calcula como la diferencia entre los valores de la variable independiente en los que la variable dependiente vale la mitad de su máximo valor (como se indica en la figura 1.9).

<sup>5</sup> De manera recíproca, una gaussiana viene dada por su pico y por la FWHM.

La PSF constituye el límite de resolución espacial en las observaciones, ya que es mayor que el disco de Airy en las observaciones ópticas e infrarrojas llevadas a cabo en telescopios terrestres.

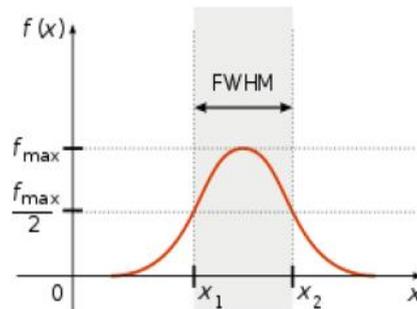


Figura 1.9: FWHM (anchura a media altura) [16]

En una imagen astronómica, se puede suponer que el objeto se divide en puntos discretos, cada uno con una determinada intensidad, lo que hace que la PSF de la imagen sea una convolución de la PSF en cada punto. La imagen astronómica es, por tanto, la convolución de los objetos emisores de luz y la PSF. Mediante el conocimiento de la PSF se podrá aplicar el proceso de deconvolución para recuperar la imagen original.

Observar que cuando se trata una imagen astronómica, la PSF registra todos los posibles efectos que puedan distorsionar o afectar a la luz desde que es emitida por el objeto hasta que llega a nuestro detector. Para los telescopios ubicados en la superficie terrestre, la turbulencia atmosférica es la que domina la contribución a la PSF, pues tiene un tamaño promedio de un *arcsec*, en comparación con la difracción, que tiene aproximadamente un valor de 0.1 *arcsec* en el rango óptico.

Cabe también destacar que para el cálculo de la PSF se hace uso de las estrellas, ya que son objetos puntuales debido a la gran distancia a la que se encuentran y su pequeño tamaño. Por tanto, podrían ser descritas como una función delta de Dirac, haciendo que las estrellas que vemos en nuestra imagen final sean dicha delta de Dirac convolucionada con la PSF.

### 1.3.6.- La galaxia IC1101

La galaxia IC1101 es el objeto de estudio en este trabajo de fin de grado. Se trata de la galaxia elíptica ubicada en el centro del cúmulo de galaxias Abell 2029 [17], a aproximadamente mil millones de años luz de la Tierra (es decir, a unos 350 *Mpc* de distancia, en lo que se podría llamar el Universo cercano) en la constelación de Serpens [18]. Es la galaxia de mayor tamaño registrada hasta ahora [19], con un diámetro que se estima en alrededor de 6 millones de años luz (más de 60 veces más grande que la Vía Láctea).

IC1101 es un ejemplo de grupo fósil, término que hace referencia a sistemas galácticos que se definen por tener una luminosidad de rayos X  $L_X \geq 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$  [20] y por contener una galaxia central dominante rodeada por galaxias mucho más pequeñas y menos luminosas, con muy poca actividad reciente de formación estelar [21]. Esta fenomenología se puede explicar mediante dos hipótesis: o bien los grupos fósiles son grupos fallidos que se formaron sin galaxias satélites brillantes y no hubo ninguna fusión importante, o bien los grupos fósiles son sistemas muy antiguos cuya galaxia central "absorbió" sus galaxias satélite más brillantes (y por ende masivas) a través de múltiples fusiones [22]. El adjetivo "fósil" viene del hecho de que estos sistemas se formaron de manera jerárquica en etapas tempranas del Universo y han ido evolucionando lentamente hasta la actualidad [23].

## 2.- Herramientas informáticas

### 2.1.- Ubuntu

Ubuntu es una distribución gratuita de Linux que conforma el sistema operativo con el que se ha realizado el grueso de este trabajo. Posee una interfaz gráfica y un fácil y rápido acceso a trabajar en terminales mediante líneas de comandos (órdenes o sentencias escritas y ejecutadas por teclado).

Trabajando fluidamente desde la terminal, es posible realizar diversas tareas como conectarse a servidores, transferir archivos o abrir diferentes programas y aplicaciones. Resulta también importante la escritura y ejecución de shell scripts o scripts en bash, que son conjuntos de varias líneas de comandos que se escriben en un archivo (con la extensión .sh) que se guarda para ser utilizado cuando sea necesario.

Llegados a este punto, es necesario hablar de los **archivos .fits** (siglas que significan *Flexible Image Transport System*) [24], que son el principal tipo de archivo manejado en este trabajo y en los que vienen dados las imágenes astronómicas. Se trata del formato más utilizado en astronomía para el almacenamiento, transmisión y manipulación de datos de imágenes y tablas. El tipo de datos más usado en los .fits es una imagen con una cabecera o bloque de datos, los cuales se disponen en forma de matriz. Un mismo archivo puede contener diferentes extensiones que proporcionen diferente información del mismo sistema, con lo que debe tenerse cierto cuidado con la extensión abierta.

### 2.2.- Gnuastro

Gnuastro (*GNU Astronomy Utilities*) [25] es un paquete que contiene programas y librerías para la manipulación y análisis de datos astronómicos. Estos programas se ejecutan desde la terminal de Ubuntu y pueden ser configurados con múltiples opciones.

A continuación, se mencionan y describen brevemente los programas de Gnuastro más relevantes que se han utilizado en este trabajo. Todos ellos trabajan con archivos .fits.

#### I. **astcrop**

Este programa permite recortar secciones de una imagen, ya sea indicándole las coordenadas, en píxeles, o mediante la ascensión recta y la declinación junto con una anchura angular.

#### II. **astscript-color-faint-gray** [26]

Permite combinar tres imágenes en tres filtros para obtener una imagen a color mediante el sistema RGB. Este programa recibe como argumentos de entrada las tres imágenes .fits y debe indicarse qué imagen se corresponde con cada uno de los tres colores.

Además, posee diversos parámetros que pueden y serán modificados, tales como los pesos (importancia) dados a los tres colores (rojo, verde y azul, que se corresponden con las bandas i, r y g, respectivamente), los zero points, el producto  $q_{\text{bright}} \times \text{stretch}$  (rango de brillo multiplicado por la distribución de brillo) o el contraste de la imagen.

Resulta importante comentar que este programa crea las imágenes desde la perspectiva de las técnicas del bajo brillo superficial, de modo que los píxeles del cielo (fondo de la imagen) se representan con color blanco, mientras que las zonas de bajo brillo superficial aparecen de color negro. Esto permite visualizar mejor la extensión de los diferentes objetos.

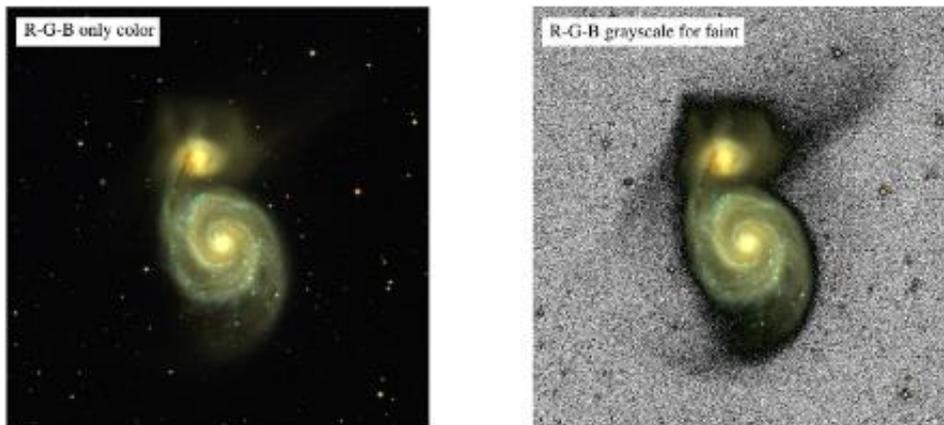


Figura 2: Imágenes a color tradicional y realizada con *astscript-color-faint-gray*

La figura 2 muestra dos imágenes a color del grupo de galaxias M51. La de la derecha ha sido obtenida con *astscript-color-faint-gray* y constituye un ejemplo de lo que el programa puede hacer en el marco del bajo brillo superficial. La imagen de la izquierda, por su parte, ilustra lo que es una imagen a color más tradicional, con el *background* en negro.

### III. **astfits**

Permite conocer las diferentes extensiones que tiene un archivo *.fits*, así como qué clase de información hay en cada una. Resulta útil para saber con qué extensión se debe trabajar en cada momento.

### IV. **astconvolve**

Permite obtener la convolución de una imagen por un núcleo como, por ejemplo, el de una gaussiana.

### V. **astarithmetic**

Dados dos archivos *.fits*, este programa permite realizar operaciones píxel a píxel y guardar los resultados en un output. Dichas operaciones son escritas con la conocida como “notación polaca inversa”: se escriben primero los dos elementos y luego la operación a realizar, por ejemplo,  $5 + 2$  se escribiría como  $5 \ 2 \ +$ .

### VI. **astnoisechisel**

Ayuda a clasificar y etiquetar los píxeles de la imagen en dos clases: ruido y señal. Esta separación de los elementos de una imagen recibe el nombre de detección. Las imágenes pueden encontrarse sumergidas en ruido, lo que complica la detección de objetos en ellas. Este programa es capaz de detectar esto y separa la estrella o el elemento emisor de luz del ruido, asignando valores binarios a los píxeles: 0 si no hay señal y 1 si hay señal.

### VII. **astscript-radial-profile**

Es una herramienta diseñada para calcular el perfil radial de una imagen astronómica, es decir, una representación de cómo varía la intensidad de la luz a medida que aumenta la distancia al centro de un objeto astronómico, como una galaxia o una estrella. El script toma una imagen de entrada y

produce una tabla que contiene la distancia radial desde el centro especificado y la intensidad media de los píxeles a esa distancia. Esto es útil para el análisis detallado de la estructura de objetos astronómicos.

### VIII. **asttable**

Permite la manipulación y análisis de tablas de datos astronómicos. Este programa es capaz de leer, escribir, y modificar tablas en diversos formatos, incluyendo texto plano, archivos .fits. Ofrece una amplia gama de funcionalidades entre las que se incluyen la selección de columnas, el filtrado de filas según condiciones específicas, la combinación de tablas y la generación de estadísticas descriptivas.

## 2.3.- Python

Python es un lenguaje de programación ampliamente utilizado en las aplicaciones web, el desarrollo de software, la ciencia de datos y el machine learning. Entre sus principales ventajas se encuentran la sencillez de su sintaxis y su eficiencia, así como la capacidad de instalarlo gratuitamente en muchas plataformas [27]. Además, posee una gran cantidad de librerías que pueden ser importadas para ampliar el abanico de funciones con las que trabajar.

En este trabajo, se han desarrollado varios programas en Python para llevar a cabo algunas tareas. Los correspondientes códigos, así como los shell scripts utilizados (archivos .py y .sh, respectivamente), se pueden encontrar en el siguiente enlace: <https://uvaes.sharepoint.com/sites/TFGFsicaArturoCanoMoraleda/Documentos%20compartidos/Forms/AllItems.aspx?id=%2Fsites%2FTFGFsicaArturoCanoMoraleda%2FDocumentos%20compartidos%2FProgramas%20TFG%20Arturo%20Cano%20Moraleda&viewid=cd12fe8d%2D7f54%2D48bb%2D9edd%2D8bf8ee310a7f>

## 2.4.- SAOImage ds9

Conocido simplemente como ds9, se trata de una aplicación de visualización de datos que puede ser ejecutada desde línea de comandos. Permite abrir las diferentes extensiones de un archivo .fits para visualizar una imagen astronómica y trabajar con ella. En su interfaz (ver figura), se pueden observar diferentes parámetros que revelan información de la imagen: las coordenadas (tanto en el sistema ascensión recta/declinación como en el sistema XY) y el *Value*, que da una idea del brillo.

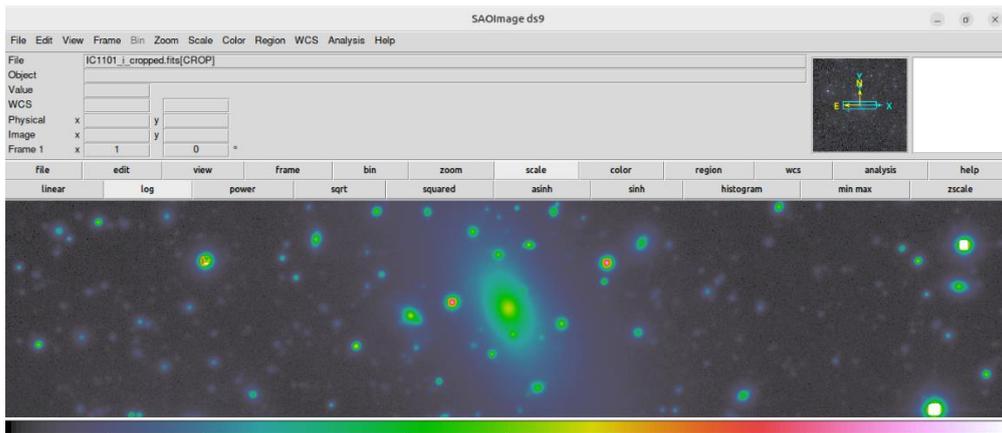


Figura 2.1: Interfaz de ds9

La figura 2.1 muestra cómo es la interfaz de ds9. En lo que respecta a la visualización de las imágenes, se pueden modificar diversas opciones tales como la escala, tanto el tipo (lineal, logarítmica...) como los mínimos y máximos de *Value* a considerar. En las imágenes mostradas en este trabajo, se ha seleccionado la opción *hsv* para el color y se ha escogido una escala logarítmica, estableciendo el mínimo en  $-0.01$ .

Otra funcionalidad interesante de ds9 es la de crear y editar regiones, que son fragmentos del espacio delimitados por una frontera elegida. Lo más habitual es manejar regiones circulares, las cuales vienen dadas por un centro y un radio. Las regiones creadas se pueden guardar en archivos *.reg*, que luego pueden ser incluidos como input en los programas.

## 2.5.- Topcat

Se trata de un editor y visualizador gráfico interactivo para operar con datos tabulados. Su principal objetivo es proveer a los astrónomos de facilidades para el análisis y manipulación de catálogos de datos y otros tipos de tablas, en particular, archivos *.fits*.

Una vez seleccionada una tabla, se podrán escoger las variables que se deseen representar en los ejes X e Y, teniendo opciones de modificación como establecer escalas logarítmicas en algún eje o cambiar el orden de los valores del eje (orden decreciente de valores en lugar del creciente, el habitual). Las gráficas creadas se pueden guardar en archivos con diferentes extensiones (*.jpeg*, *.png*, *.pdf*...).

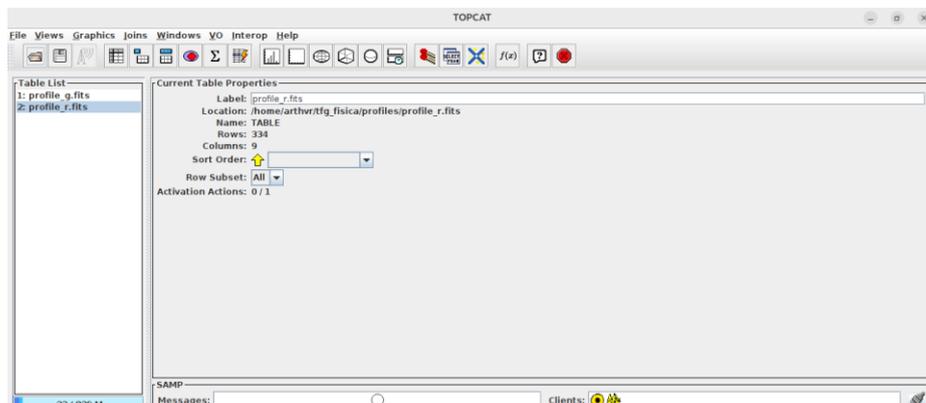


Figura 2.2.- Interfaz principal de Topcat

### 3.- Metodología/procedimiento

#### 3.1.- Obtención de las imágenes .fits

El primer paso ha sido obtener las imágenes de IC1101 en las tres bandas. Dichas imágenes fueron tomadas durante las noches del 27 al 31 de mayo de 2022 por el equipo GEELSBE (I.P Fernando Buitrago) de la UVa mediante el telescopio Isaac Newton, ubicado en el observatorio del Roque de los Muchachos (isla de La Palma, Islas Canarias). El telescopio cuenta con un diámetro de dos metros y medio.



Figura 3.1: Telescopio Isaac Newton [28]

Fue empleada la Wide Field Camera (ver figura 3.2) de dicho telescopio en los filtros SDSS i, r y g. Esta cámara consta de cuatro CCD's, colocadas tres en posición vertical y la restante en posición horizontal. De esta manera, se optimizan los costes de crear una placa de silicio para la CCD.



Figura 3.2: Wide Field Camera del telescopio [29]

Para que las imágenes obtenidas fueran lo más profundas posible, se tomaron imágenes cada tres minutos, centradas en distintos puntos de la galaxia, durante un periodo de 10 horas.

Antes de trabajar con las imágenes, es importante llevar a cabo un proceso de reducción de datos, que fue realizado por la investigadora Giulia Golini del Instituto de Astrofísica de Canarias. Este consistió en tratar cada una de las imágenes que fueron tomadas cada 3 minutos eliminando todos los posibles defectos que haya como, entre los que se encuentran los bordes de la CCD o el impacto de rayos cósmicos de alta energía <sup>6</sup> que son lo suficiente mente elevadas para atravesar los distintos filtros impactando con la CCD.

---

<sup>6</sup> Partículas subatómicas que procedentes del espacio exterior que poseen una gran energía debido a su elevada velocidad.

### 3.2.- Obtención de las imágenes a color

Una vez se han obtenido las imágenes de IC1101, se procede a trabajar con ellas, en primer lugar, para crear una imagen a color de la galaxia combinando los archivos obtenidos. En este punto, resulta interesante remarcar, en primer lugar, que las imágenes astronómicas a color no se obtienen por defecto (razón por la cual se debe llevar a cabo este paso) y, en segundo lugar, que, más allá de lo estético, la importancia de estas imágenes a color radica en estas contienen información física relevante acerca de, por ejemplo, la edad, las poblaciones estelares y las distancias que pueden ayudar a hacerse una idea de la realidad física del sistema.

Lo primero que hay que tener en cuenta es que las imágenes poseen diferentes tamaños, en píxeles, y que para combinarlas es necesario que sus dimensiones coincidan. Para ello, utilizamos el comando “astcrop” de Gnuastro para recortarlas.

Una vez se tienen los tres archivos .fits, el comando “astsctipt-color-faint-gray” de Gnuastro es el encargado de combinar las tres imágenes recortadas en una imagen a color. En nuestro caso, dada la edad de la galaxia, interesa obtener una imagen en tonos rojizos.

Para evitar la modificación manual de las diferentes opciones a mano lo máximo posible, se ha empleado un script de Python para que se genere un conjunto de imágenes a color de la galaxia combinando las tres imágenes .fits y variando dos parámetros (producto  $q_{\text{bright}}$  x stretch y contraste). En este código, se fijan los valores de los zeropoints y se va variando por un lado el producto  $q_{\text{bright}}$  x stretch y por otro el contraste. La salida es un conjunto de 24 imágenes que, posteriormente, se unen en un único documento .pdf con un comando en la terminal de Ubuntu.

A continuación, se han examinado esas imágenes y se han seleccionado las imágenes más prometedoras, que son aquellas en las que las partes exteriores con bajo brillo superficial y el centro de la galaxia están bien representados. Mediante “astsctipt-color-faint-gray”, se generan de nuevo las imágenes con los mismos valores para los zeropoints,  $q_{\text{bright}}$  x stretch y contraste, pero modificando los pesos de los colores para obtener imágenes en tonos rojizos.

En la figura 3.3, la imagen de la izquierda representa una imagen astronómica a color con valores poco apropiados para las diferentes opciones, mientras que la de la derecha es una con las opciones bien ajustadas. En ambos casos, el *background* y las zonas de bajo brillo superficial están bien representadas (píxeles blancos y negros, respectivamente), estando el problema en el balance de los colores (los pesos mencionados anteriormente).

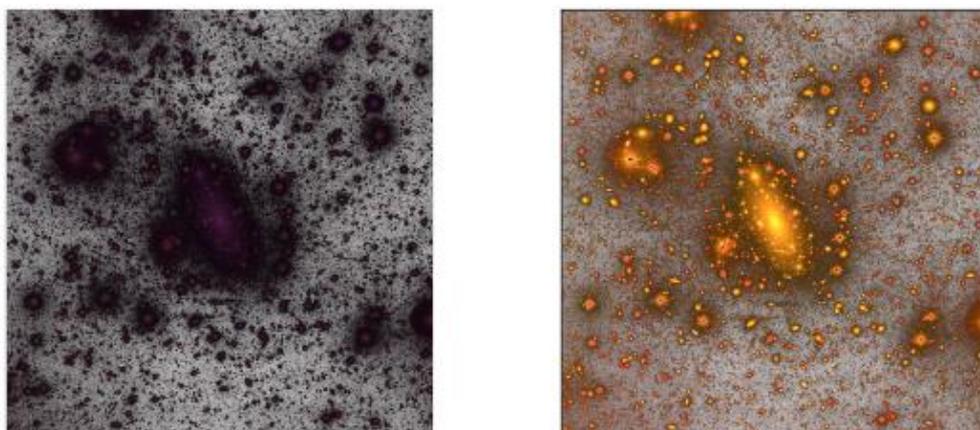


Figura 3.3: imágenes a color con opciones poco ajustadas (izda.) y bien ajustadas (dcha.)

### 3.3.- Enmascaramiento de imágenes astronómicas

Cuando se obtiene una imagen astronómica sin tratar, lo más probable es que se muestre la luz de otras fuentes distintas a las que realmente se corresponden con los objetos que se pretenden estudiar. Es por ello que es necesario realizar un proceso de enmascaramiento que oculte estas fuentes de luz externas a, en nuestro caso, la galaxia a estudiar.

El proceso parte de las imágenes recortadas en 3.2 y es el mismo para las tres (es decir, no varía con la banda):

- 1) Creamos una máscara inicial mediante un script ejecutado directamente sobre la terminal de Ubuntu basado en el comando "astnoisechisel" de Gnuastro.
- 2) Creamos una máscara manual mediante un script de Python.
- 3) Juntamos las máscaras de los pasos 1 y 2 mediante un script de Python.
- 4) Usamos otro script de Python para desenmascarar el centro de la imagen, obteniendo como salida la máscara final.
- 5) Para obtener la imagen enmascarada, multiplicamos la imagen de la galaxia por la máscara creada en el paso anterior en la terminal de Ubuntu mediante el comando "astarithmetic" de Gnuastro. Recordemos que esta multiplicación se realiza píxel a píxel, no es el producto habitual de matrices.

El procedimiento anterior necesita refinarse: si se abren los outputs con ds9, se observarán aún algunas fuentes luminosas externas. Para arreglar esto, se crea una región que incluye a estos elementos luminosos indeseados. Esta región se guarda en un archivo .reg que se pasará como parámetro al script de Python que crea la máscara manual. Llevando a cabo de nuevo los pasos 2, 3, 4 y 5, se obtendrá finalmente una imagen con las fuentes de luz externas enmascaradas.

### 3.4.- Creación de los perfiles de luminosidad

Una vez se han enmascarado las imágenes, ya se pueden obtener los perfiles de luminosidad. Para ello, ejecutamos un shell script que toma la imagen inicial de la galaxia (sin enmascarar) y la máscara creada anteriormente, crea los perfiles de flujo y, posteriormente, los convierte a perfiles de brillo. La salida de este código son dos archivos .fits con los perfiles de flujo y magnitud superficial, respectivamente.

Profundizando un poco más, el perfil de flujo se realiza mediante la creación de aperturas elipsoidales sucesivas, las cuales originan unas coronas elipsoidales dentro de las que se van sumando el brillo superficial (flujo/área) de los píxeles para luego calcular la media, la desviación estándar y el número de píxeles con información válida. Este proceso se realiza con astscript-radial-profile. El perfil de brillo superficial, por su parte, se obtiene mediante la conversión de flujo a brillo llevada a cabo con el programa asttable de Gnuastro.

Para visualizar los datos obtenidos, empleamos Topcat para representar gráficamente los datos de la tabla de brillo; en particular, la distancia frente al brillo superficial (en  $mag/arcsec^2$ ). Se muestran las barras de error, pero estas son mucho más pequeñas que las magnitudes representadas.

### 3.5.- Creación de los perfiles de color

Como se vio en las ecuaciones (14) y (15), los perfiles de color vienen dados por la resta de las magnitudes medidas en dos filtros (siempre el filtro más azul menos el más rojos. Esta parte del

proceso se lleva a cabo también con Topcat.

En primer lugar, se crea una tabla que contenga todos los datos de los perfiles de brillo obtenidos anteriormente para, a continuación, crear tres nuevas columnas que contengan las restas de los tres filtros empleados, esto es, que registren las diferencias  $g - r$ ,  $g - i$  y  $r - i$ . Una vez se realizan estos cálculos, es cuestión de visualizar los nuevos datos de manera análoga a 3.4: representando la distancia en el eje de abscisas y los perfiles, también en unidades de  $mag/arcsec^2$ , en el de ordenadas.

### 3.6.- Creación de los perfiles de masa

En este trabajo, se obtendrá el perfil de masa para la banda  $r$ , empleando el color  $g-r$ . La herramienta utilizada para llevar a cabo los cálculos correspondientes, así como para visualizar los resultados conseguidos en una gráfica, será de nuevo Topcat.

Partiendo de las operaciones realizadas en 3.5, el primer paso a realizar es el de crear una nueva columna en la que introducir los datos del *mass to light ratio*, adaptando los coeficientes de la expresión de la ecuación (17) a la idiosincrasia del filtro  $r$  empleado:

$$\log_{M\_to\_L} = -0.792 + (1.629 \cdot (g - r)) \quad (14)^7$$

Seguidamente, el perfil de masa, medido en sus unidades correspondientes, se calcula también a partir de una columna nueva, cuyos datos proceden esta vez de la adaptación de la ecuación (16):

$$\log_{mass\_profile} = \log_{M\_to\_L} - 0.4 \cdot (perfil\_r - 4.65) + 8.629 \quad (15)^8$$

Finalmente, para visualizar los datos se crea una gráfica con la distancia (en  $kpc$ ) colocada en el eje de abscisas y la nueva columna  $\log_{mass\_profile}$  en el de ordenadas.

---

<sup>7</sup> En la ecuación (19),  $g - r$  representa la columna de la resta  $g - r$  creada en 3.5.

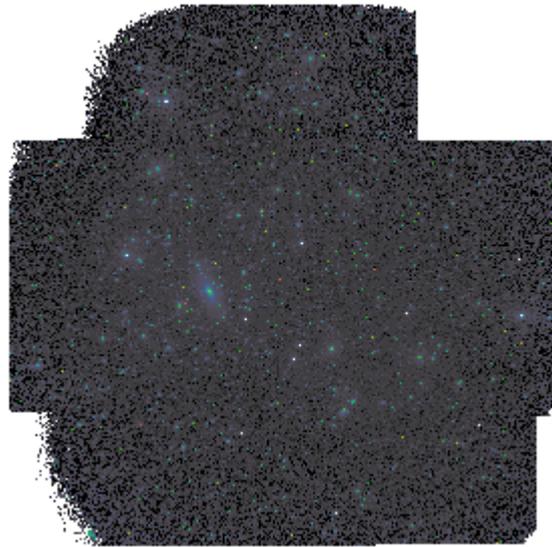
<sup>8</sup> En la ecuación (20),  $perfil\_r$  representa la columna del brillo superficial de la banda  $r$ .

#### 4.- Presentación de resultados

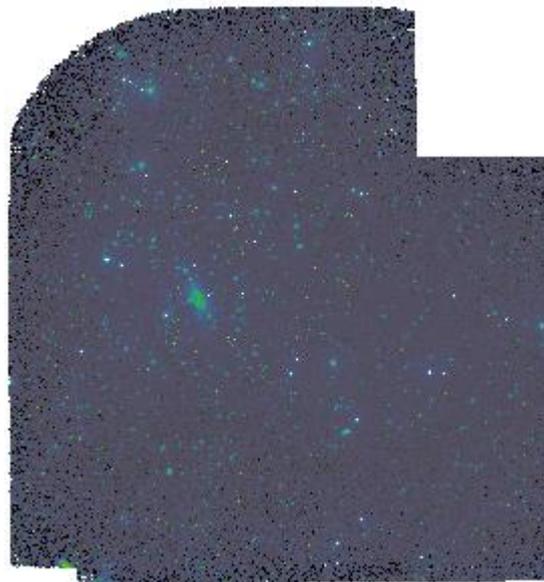
En este capítulo se mostrarán las diferentes imágenes obtenidas en las secciones del capítulo 3.

##### 4.1.- Obtención de las imágenes .fits

Estas son las imágenes obtenidas directamente del telescopio.



*Figura 4.1: IC1101 en la banda i*



*Figura 4.2: IC1101 en la banda r*

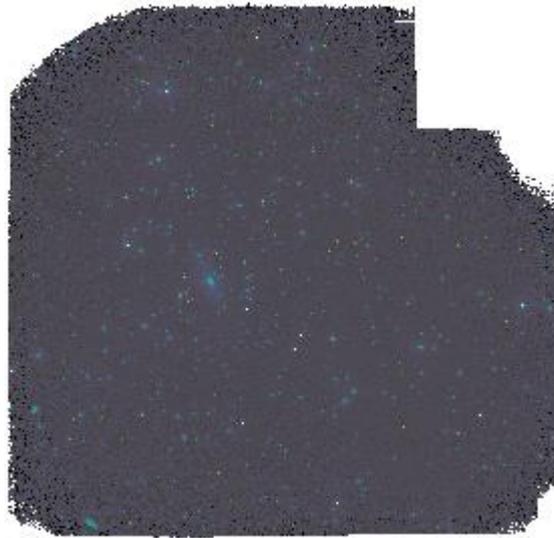


Figura 4.3: IC1101 en la banda g

Como se deduce de las figuras 4.1, 4.2 y 4.3, las tres bandas (los tres filtros si se prefiere) no registran exactamente la misma información.

## 4.2.- Obtención de las imágenes a color

### 4.2.1.- Imágenes recortadas

La figura 4.4 muestra cómo quedan las imágenes obtenidas en el apartado anterior una vez han sido recortadas para que tengan las mismas dimensiones. Se muestran, en este orden, las bandas i, r y g.

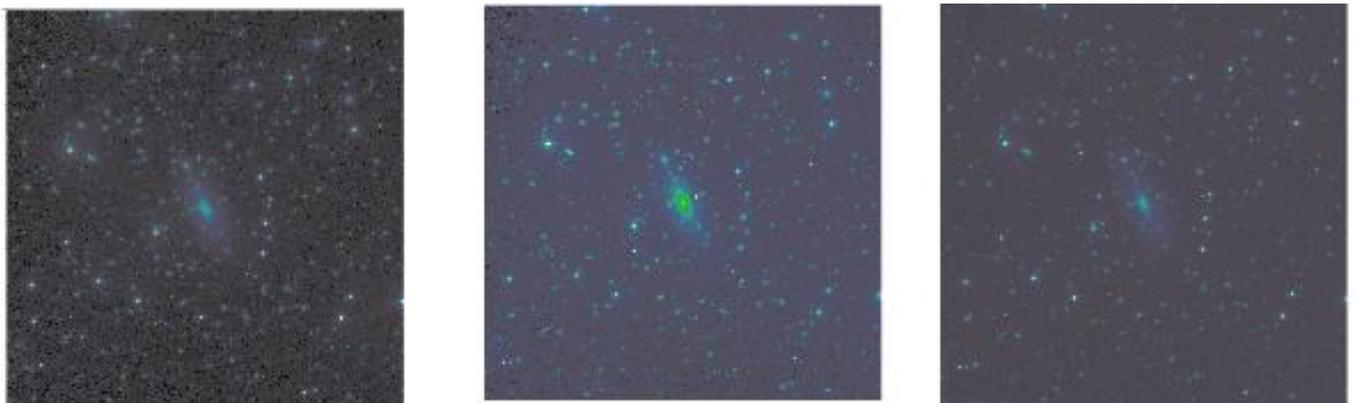


Figura 4.4: IC1101 recortada

En la figura 4.4, y en todas las figuras salvo aquellas que sean de imágenes a color, los colores observados en las imágenes no tienen que ver con lo que se ha definido como “color” en Astronomía, tan solo reflejan la intensidad de sus píxeles.

### 4.2.2.- Imágenes a color.

La figura 4.5 muestra varios ejemplos de imágenes a color de IC1101 en los que se han variado las

opciones stretch y contrast, aunque las tres tienen los mismos pesos para los colores rojo, verde y azul (1.5, 1.0 y 0.5, respectivamente). De esta manera, se obtienen imágenes en tonos rojizos, que son las que mejor representan la realidad física de la galaxia.

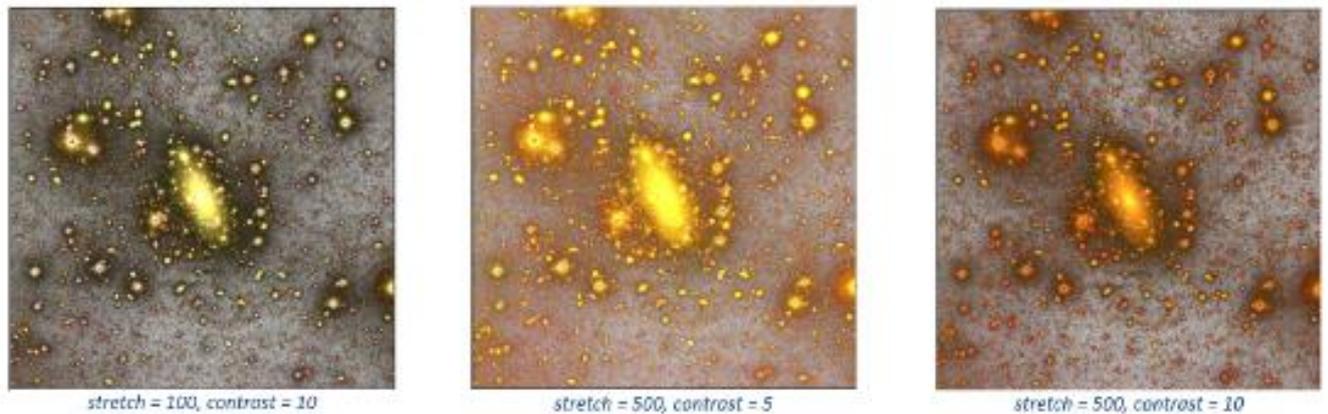


Figura 4.5: Ejemplos de imágenes a color de IC1101

En las imágenes de la figura 4.5, el fondo es blanco (en lugar de negro, como sucede en las imágenes astronómicas normales), para destacar la señal sobre el ruido de la imagen.

#### 4.3.- Enmascaramiento de imágenes astronómicas

En las figuras 4.6, 4.7 y 4.8 se muestran directamente los enmascaramientos corregidos, es decir, aquellos que se han realizado eliminando manualmente aquellas regiones que contenían luz externa a la galaxia y que no fueron detectadas en el primer enmascaramiento. El orden de las bandas es i, r y g.

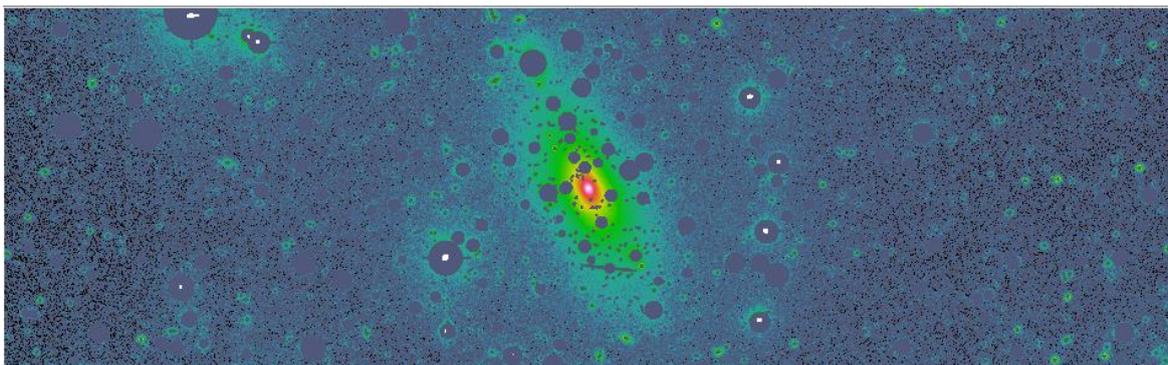


Figura 4.6: Enmascaramiento de IC1101 en la banda i

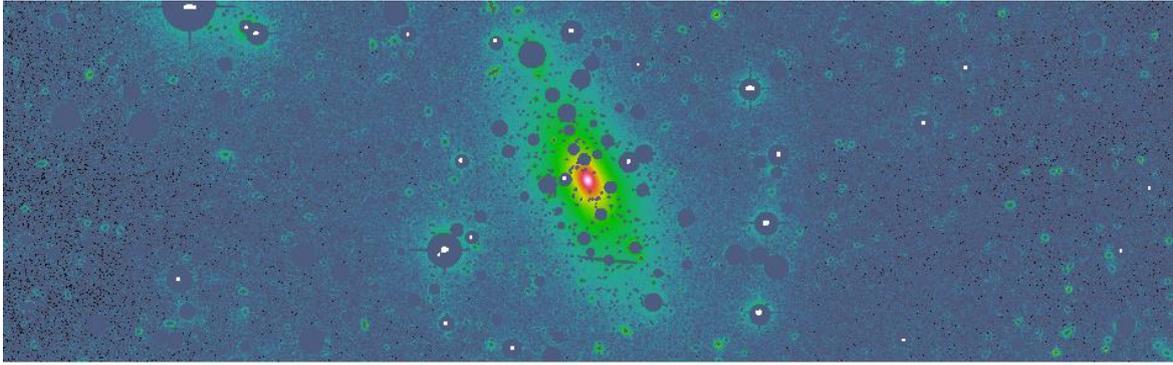


Figura 4.7: Enmascaramiento de IC1101 en la banda r

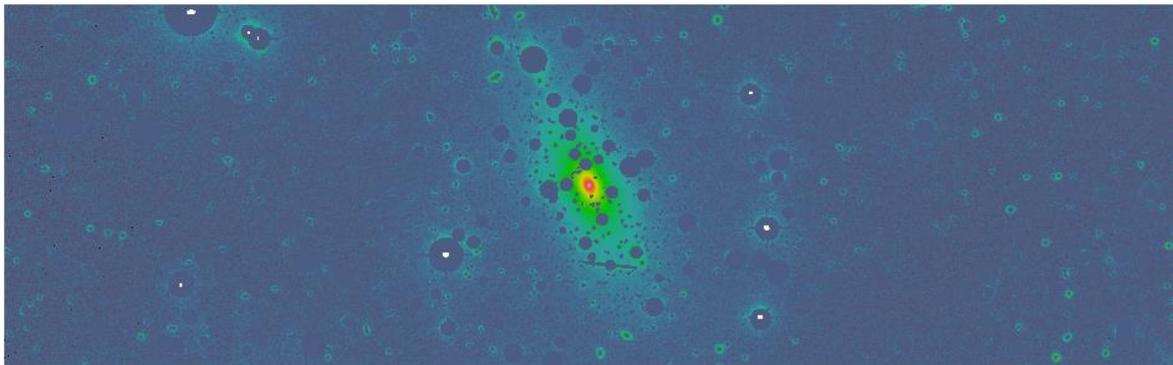


Figura 4.8: Enmascaramiento de IC1101 en la banda g

#### 4.4.- Creación de los perfiles de luminosidad

Las figuras 4.9, 4.10 y 4.11 muestran los perfiles de luminosidad obtenidos en Topcat. En los tres casos, el eje Y está invertido (recuérdese que un valor de magnitud elevado significa un objeto poco brillante). Además, en las tres gráficas, se observa que a los  $26 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$  se llega al ruido de la imagen.

En estos perfiles las barras de error están graficadas, pero son demasiado pequeñas para ser vistas.

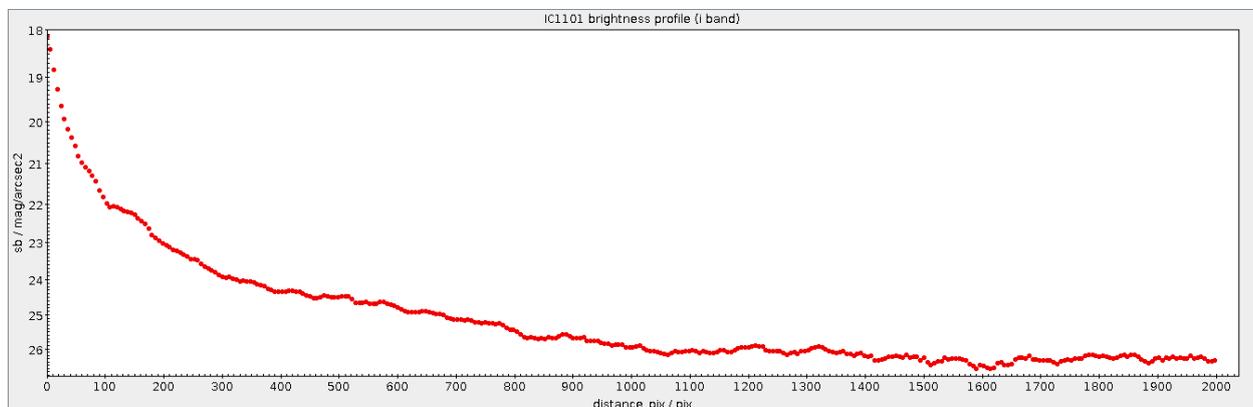


Figura 4.9: Perfil de brillo de IC1101 en la banda i

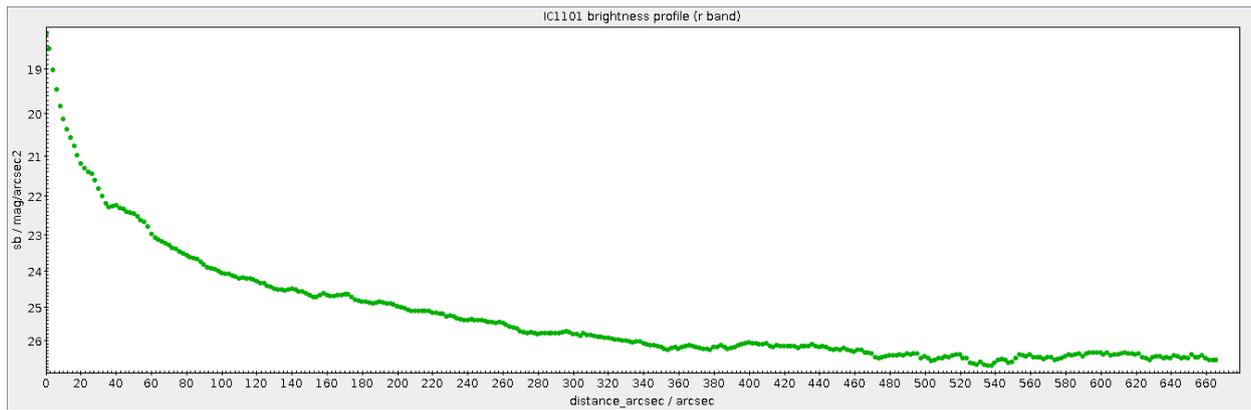


Figura 4.10: Perfil de brillo de IC1101 en la banda r

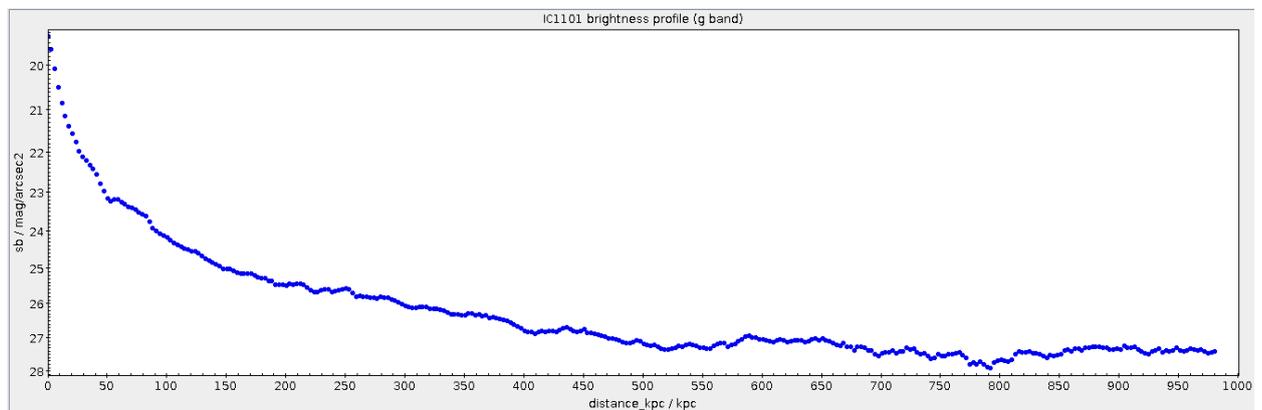


Figura 4.11: Perfil de brillo de IC1101 en la banda g

#### 4.5.- Creación de los perfiles de color

Las figuras 4.12, 4.13 y 4.14 muestran los tres perfiles de color calculados. En las tres figuras se observan valores prácticamente constantes, lo que implica que las poblaciones estelares de IC1101 son muy estables.

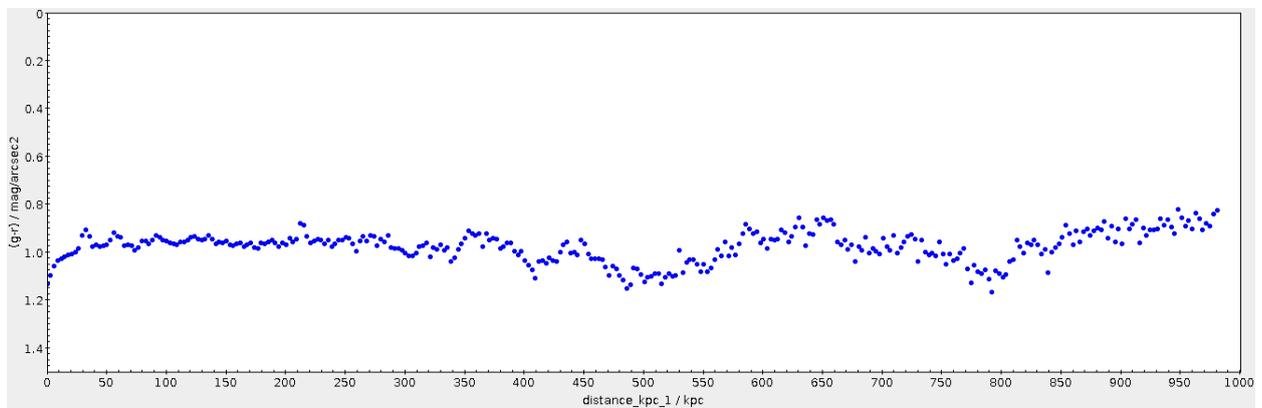


Figura 4.12: perfil de color g - r

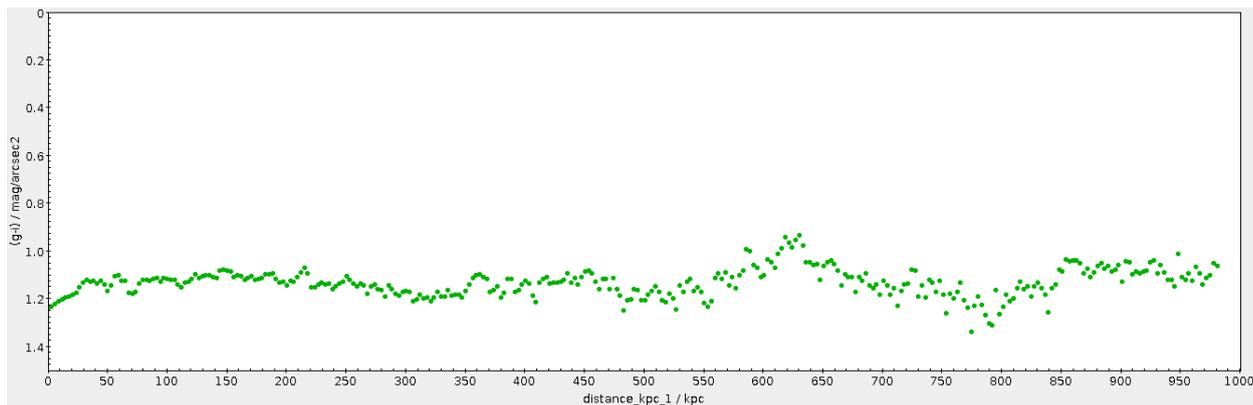


Figura 4.13: perfil de color  $g - i$

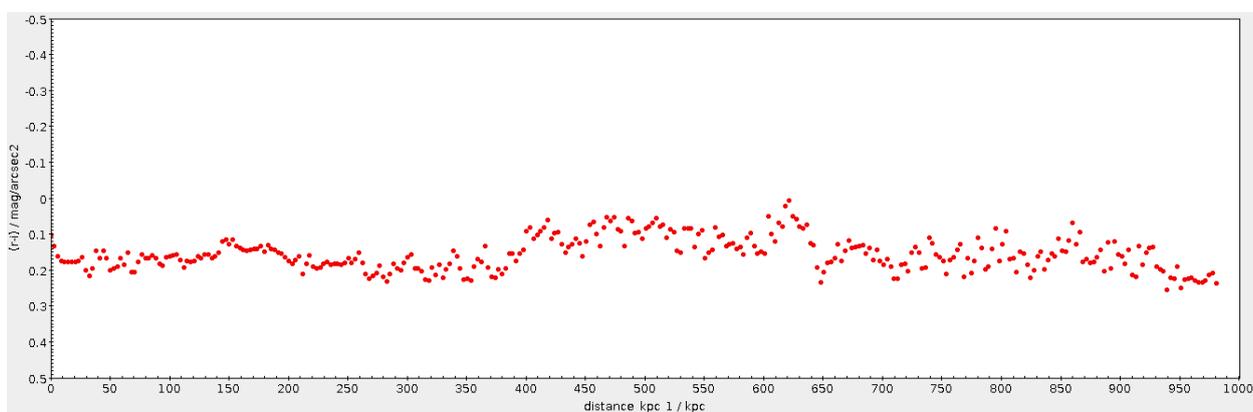


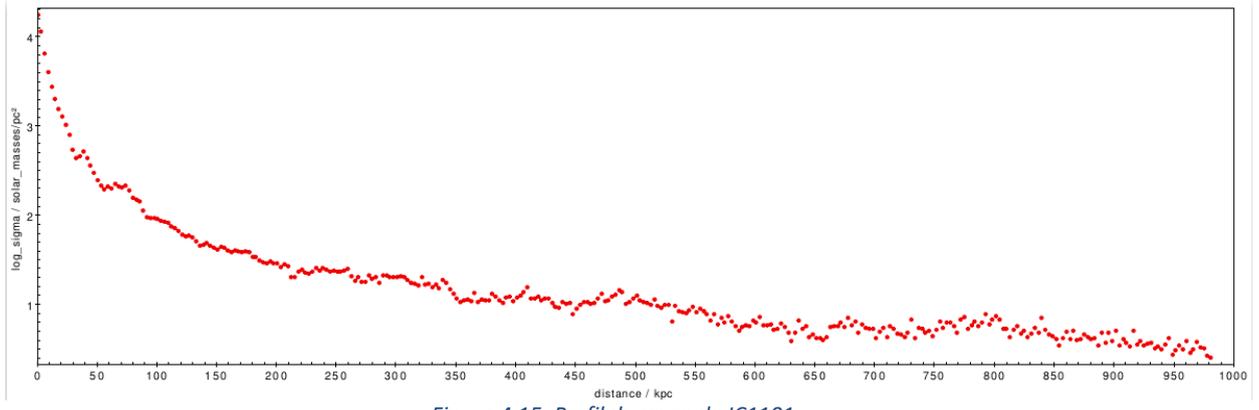
Figura 4.14: perfil de color  $r - i$

Volviendo a la figura 4.11, que es la que relaciona el brillo superficial con la distancia en kilopársecs<sup>9</sup>, se observa que los  $26 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$  se corresponden con una distancia  $500 \text{ kpc}$ , con lo que los perfiles de color solo ofrecen una información fiable hasta dicho valor de la distancia, ya que a partir del mismo los datos están “contaminados” por el ruido.

#### 4.6.- Creación de los perfiles de masa

La figura 4.15 muestra el perfil de masa de IC1101 para la banda r. De manera similar a lo comentado para los perfiles de brillo y color, para distancias mayores de  $500 \text{ kpc}$  la información registrada deja de ser fiable, ya que es a partir de esta distancia los datos recogidos corresponden al ruido celeste.

<sup>9</sup> Un kilopársec equivale a 3262 años luz.



*Figura 4.15: Perfil de masa de IC1101*

## 5.- Conclusiones

Durante este trabajo se han aprendido diversos aspectos del tratamiento y presentación de datos en el campo de la Astronomía. Los procesos llevados a cabo conforman un primer acercamiento a las metodologías de tratamiento de datos, un campo de gran valor e interés en múltiples disciplinas dada la importancia del big data en la actualidad.

Para el correcto desarrollo del proyecto, se ha profundizado sobre los conocimientos del manejo de las terminales de Ubuntu (cuyos primeros pasos fueron vistos en la asignatura de Física Computacional), siendo especialmente importantes la ejecución de shell scripts y de comandos de Gnuastro para ejecutar múltiples órdenes y/o sentencias complejas. También ha sido necesario aprender Python, un lenguaje de programación no visto en la carrera y uno de los más empleados en ciencia de datos, así como a manejar con cierta soltura aplicaciones de visualización de datos muy usadas por astrónomos, como son ds9 y Topcat.

Dejando la informática a un lado, este trabajo ha resultado ser también una primera toma de contacto con un área concreta de la Astronomía como es el bajo brillo superficial, que ha tomado una gran relevancia en los últimos años ya que sus técnicas han permitido, entre otras cosas, entender mejor las partes más externas de las galaxias masivas, no solo las galaxias más tenues.

Además, los fundamentos y principios físicos del proyecto se relacionan con algunas de las asignaturas vistas durante los diferentes cursos del Doble Grado. Además de la ya mencionada Física Computacional, podríamos relacionar el funcionamiento de la CCD con las asignaturas de Electrónica y Física Cuántica y el del telescopio, junto a otros conceptos como el del disco de Airy, con Óptica. El tratamiento de los datos se podría relacionar ligeramente con la asignatura de Estadística del Grado de Matemáticas.

Por otro lado, existen algunos aspectos que, con más tiempo, podrían mejorarse más allá del propio TFG. Entre ellos, seguramente los más importantes sean realizar un enmascaramiento más fino y exhaustivo (mejorando tanto la parte automática como la manual) y sustraer el ruido del cielo (lo que permitiría obtener imágenes de mayor calidad y que los datos recogidos en los perfiles de brillo y color fueran también fiables a distancias superiores a los 500 *kpc*. Esta última corrección permitiría también estimar correctamente los errores en la medida del brillo superficial de la galaxia, ya que las barras de error mostradas en las figuras 4.9 a 4.15, ambas incluidas, no reflejan realmente el error de las medidas sino el ruido del cielo.

En resumen, este Trabajo de Fin de Grado constituye un primer acercamiento a uno de los temas científicos más populares actualmente, como lo es el análisis de datos, a través de una de las ramas más antiguas de la Física, como lo es la Astronomía. Dicho acercamiento ha sido realizado tanto mediante conceptos nuevos como gracias a contenidos estudiados en diversas asignaturas cursadas durante estos años.

## 6.- Bibliografía

---

- [1] Morfologías visuales: Hubble E. 1926, "Extragalactic nebulae", *Astrophysical Journal* 64, págs. 312-369
- [2] [https://en.wikipedia.org/wiki/Doppler\\_effect](https://en.wikipedia.org/wiki/Doppler_effect)
- [3] <https://britastro.org/2022/the-doppler-effect-in-astronomy>
- [4] <https://es.khanacademy.org/science/ap-chemistry/electronic-structure-of-atoms-ap/bohr-model-hydrogen-ap/a/light-and-the-electromagnetic-spectrum>
- [5] <https://www.elprocus.com/know-about-the-working-principle-of-charge-coupled-device/>
- [6] Australian Telescope National Facility. Photoelectric Astronomy: [https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/photometry\\_photoelectricastro.html](https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/photometry_photoelectricastro.html)
- [7] <https://hamamatsu.magnet.fsu.edu/articles/quantumefficiency.html>
- <sup>8</sup> Sloan Digital Sky Survey, "SDSS Filters". <https://skyserver.sdss.org/dr1/en/proj/advanced/color/sdssfilters.asp>
- [9] Asahi Spectra. SDSS Filters (Conventional): <https://www.asahi-spectra.com/opticalfilters/sdss.asp>
- [10] Sideribus. Escala de imagen y escala de píxel: <https://www.sideribus.com/blog/escala-de-imagen-y-de-pixel>
- [11] Bakos J., Trujillo I. & Pohlen M., 2008, "Color Profiles of Spiral Galaxies: Clues on Outer-Disk Formation Scenarios", *Astrophys J*, vol. 683, n.o 2, pp. L103-L106, jul. 2008, doi: 10.1086/591671.
- [12] Roediger J. C. y Courteau S., 2015, «On the uncertainties of stellar mass estimates via colour measurements», *Mon Not R Astron Soc*, vol. 452, n.o 3, pp. 3209-3225, oct. 2015, doi: 10.1093/mnras/stv1499.
- [13] <https://es.wikipedia.org/wiki/Convoluci%C3%B3n>
- [14] Captando el cosmos: <https://www.captandoelcosmos.com/la-optica-de-las-estrellas-los-anillos-de-difraccion/>
- [15] [https://en.wikipedia.org/wiki/Airy\\_disk](https://en.wikipedia.org/wiki/Airy_disk)
- [16] Recording studio glossary: <https://lossenderosstudio.com/glossary.php?index=f>
- [17] <https://www.abc.es/ciencia/20130903/abci-macro-galaxia-grande-conocida-201309021940.html?ref=https%3A%2F%2Fwww.abc.es%2Fciencia%2F20130903%2Fabci-macro-galaxia-grande-conocida-201309021940.html>
- [18] <https://www.microsiervos.com/archivo/ciencia/ic-1101-galaxia-supergigante.html>
- [19] Fisher D. et al. 1995, "Kinematics of 13 Brightest Cluster Galaxies", *Astrophysical Journal*, 438, 539
- [20] Zarattini S., Biviano A., Aguerri J. A. L. et al, 2021, [https://www.aanda.org/articles/aa/full\\_html/2021/11/aa38722-20/aa38722-20.html](https://www.aanda.org/articles/aa/full_html/2021/11/aa38722-20/aa38722-20.html)
- [21] [https://en.wikipedia.org/wiki/Galaxy\\_group#:~:text=Fossil%20galaxy%20groups%2C%20fossil%20groups,galaxy%20merger%20is%20dynamical%20friction.](https://en.wikipedia.org/wiki/Galaxy_group#:~:text=Fossil%20galaxy%20groups%2C%20fossil%20groups,galaxy%20merger%20is%20dynamical%20friction.)
- [22] Corsini E. M. et al., 2018, "Fossil group origins IX. Probing the formation of fossil galaxy groups with stellar population gradients of their central galaxies", *Astron Astrophys*, vol. 618, sep. 2018, doi: 10.1051/0004-6361/201832625.
- [23] Zarattini S., Barrena R., Girardi M. et al, <https://www.aanda.org/articles/aa/pdf/2014/05/aa23351-13.pdf>
- [24] <https://en.wikipedia.org/wiki/FITS>
- [25] Manual de Gnuastro: <https://www.gnu.org/software/gnuastro/manual/gnuastro.html>
- [26] Infante-Sainz R., Akhlaghi M, 2024, <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2024RNAAS...8...10I/abstract>
- [27] Amazon web services: <https://aws.amazon.com/es/what-is/python/>
- [28] Instituto de Astrofísica de Canarias, «Isaac Newton Telescope». <https://iac.es/en/observatorios-de-canarias/telescopes-and-experiments/isaac-newton-telescope>
- [29] iac, «Wide Field Camera». <https://www.ing.iac.es/astronomy/instruments/wfc/>