



Universidad de Valladolid

FACULTAD DE CIENCIAS

TRABAJO FIN DE GRADO

Grado en Física

**THE CHROMATIC SURFACE BRIGHTNESS MODULATION
(CMOD)**

**Metodología para el análisis de la evolución
de los parámetros estructurales de las galaxias
en función del desplazamiento al rojo**

Autor: Víctor Alonso Rodríguez

Tutores: Fernando Buitrago Alonso
y Polychronis Papaderos

2023-2024

»Recuerda mirar arriba a las estrellas y no abajo a tus pies«

Stephen Hawking

Índice

Resumen/Abstract	1
1 Introducción	2
1.1 ¿Qué es una galaxia?	2
1.2 Espectroscopía 3D	3
1.3 Reducción de los datos astronómicos	4
1.4 Desplazamiento al rojo	5
2 Fundamento teórico	6
2.1 Clasificación morfológica de las galaxias	6
2.2 Poblaciones estelares y SED	8
2.3 Parámetros estructurales de las galaxias	9
2.4 Perfil de Sérsic	11
2.5 Filtros y parámetros estructurales	12
2.6 Filtros y desplazamiento al rojo	13
2.7 Atenuación cosmológica	13
3 Metodología	15
3.1 Lenguajes y programas utilizados	16
3.2 Funcionamiento de Galfit	16
3.3 Procesado inicial de los datos	19
3.4 Obtención de la PSF	20
3.5 Proceso completo de análisis	23
3.6 Radio efectivo en píxeles, arcsec y kpc	24
4 Resultados	25
4.1 Representación de los resultados	25
4.2 Resultados para una galaxia elíptica: M84	28
4.3 Resultados para una galaxia espiral: NGC0289	36
5 Conclusiones	39
Referencias	41

Índice de figuras

1	Cubo de datos espectroscópico	3
2	Diagrama de Hubble para la clasificación de la morfología de las galaxias	7
3	Ejemplo de una Spectral Energy Distribution (SED)	8
4	Diagrama con diferentes funciones de Sérsic	11
5	Sistema de filtros del telescopio Euclid	12
6	Figura que muestra la necesidad de cambiar del filtros astronómicos debido al desplazamiento al rojo de la luz emitida	14
7	Diagrama que muestra el efecto de la atenuación cosmológica y del desplazamiento al rojo sobre la SED de una fuente	15
8	Captura de pantalla del programa <code>SaoImage DS9</code>	17
9	Modelo de brillo resultante del análisis con <code>Galfit</code>	18
10	Comparación de los resultados obtenidos con y sin la versión <code>inout</code>	19
11	Imagen que muestra una de las Point Spread Function (PSF) utilizadas en este proyecto ..	22
12	Diagrama que muestra el factor de conversión de arcsec a kpc	25
13	Figura que muestra el resultado de los datos tras el análisis automático con <code>Galfit</code> para NGC4418	26
14	Figura que muestra el resultado de los cocientes para el índice de Sérsic y el radio efectivo para NGC4418	27
15	Imagen de M84 tomada con el telescopio espacial Hubble	28
16	Índice de Sérsic y radio efectivo de M84 con el telescopio Euclid	29
17	Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio Euclid	29
18	Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio Euclid	30
19	Índice de Sérsic y radio efectivo de M84 con el telescopio JWST	30
20	Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio JWST	31
21	Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio JWST	32
22	Índice de Sérsic y radio efectivo de M84 con el telescopio del SDSS	32
23	Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio del SDSS	33
24	Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio del SDSS	34
25	Imagen de NGC0289 tomada con el telescopio Victor M. Blanco	36
26	Índice de Sérsic y radio efectivo de NGC0289 con el telescopio Euclid	37
27	Índice de Sérsic y radio efectivo de NGC0289 con el telescopio JWST	37
28	Índice de Sérsic y radio efectivo de NGC0289 con el telescopio HST	38

Índice de tablas

1	Tabla que muestra las propiedades de galaxias analizadas en este proyecto	2
2	Tabla que muestra los filtros utilizados en este proyecto	21

Índice de acrónimos

4LGSF Four Laser Guide Star Facility	4
CALIFA Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey	40
CCD Charge-Coupled Device	3, 4, 5, 10, 12, 13, 21, 24, 40
CMOD Chromatic Surface Brightness Modulation	1, 2, 14, 39
cSED Composite Spectral Energy Distribution	9, 13, 14
DS9 SaoImage DS9	16, 23
ESO European Southern Observatory	3, 40
FWHM Full Width Half Maximun	22, 23
HST Hubble Space Telescope	20, 28, 39
IC Index Catalog	2
IFS Integral Field Spectroscopy	3
IFU Integral Field Unit	4
JWST James Webb Space Telescope	1, 2, 13, 20, 28, 35, 36, 37, 39
M Messier Catalog	2
MUSE Multi Unit Spectroscopic Explorer	3, 4, 5, 19, 20, 21, 23, 24, 40
NED NASA/IPAC Extragalactic Database	2, 23
NGC New General Catalog	2
PSF Point Spread Function	5, 17, 19, 20, 21, 22, 23, 24, 40
SDSS Sloan Digital Sky Survey	20, 28, 35, 36
SED Spectral Energy Distribution	9, 13, 14, 20, 35
SSP Single Stellar Population	8, 9, 20, 35, 39
VLT Very Large Telescope	3, 4

Agradecimientos

A mis padres por llevar andados conmigo los 23 años que llevo de camino vital, aunque haya momentos en los que se haga más cuesta arriba de lo deseado. Sin ellos nada hasta el momento hubiera sido posible. Siempre estando cerca pero dándome distancia suficiente porque incluso el estar lejos de casa conociendo mundo ha sido gracias a ellos. Nunca les podré devolver todo lo que me han dado. Solo espero ser igual de buen padre como lo han sido ellos conmigo.

A mis abuelos por haber sido el complemento para mis padres. Sin ellos los veranos de mi infancia no hubieran sido iguales. Han sido un pilar fundamental en mi vida y me han apoyado en cada etapa de mi vida sin cuestionarme nada.

A mi pareja por haber sido mi mejor compañera de viaje los últimos 5 años. Hemos visto como el otro empezaba y acababa su carrera. Hemos crecido juntos en este tiempo, desde el instituto hasta graduarnos en la universidad. Hemos aprendido mucho de la vida y del otro. No cambiaría ni una coma de la historia que hemos estado escribiendo porque nos ha llevado a donde estamos y a lo que somos. No sé que nos deparará el futuro porque es incierto, pero tengo la certeza de estar agradecido al pasado vivido juntos.

A mis amigos, los del colegio, los del instituto, los de la carrera, los del pueblo, los de balonmano, los de Erasmus y los que voy haciendo a cada lugar que voy, sean de la parte del mundo que sean. Me siento muy afortunado porque vaya donde vaya encuentro gente que me quiere tal como soy y me hace feliz. Sois la familia que elijo. He intentado aprender un poco de cada uno y devolveros una parte de lo que me habéis aportado. Sin vosotros mi mundo no funcionaría. Y sin el apoyo que siempre me habéis dado para no rendirme en el camino físico, sin las risas, sin las noches de fiesta, sin las decepciones vividas juntos, sin las horas de biblioteca, sin las horas de pasarlo bien haciendo nada especial, sin las conversaciones hasta las tantas de la noche como si no hubiera un mañana, sin las discusiones filosóficas y sin las opiniones sobre las gráficas y el formato del documento de este trabajo hasta el último minuto antes de entregarlo nunca podría haber terminado esta etapa siendo tan feliz de haberla vivido.

A los profesores que me han guiado por el camino hacia la física y la astronomía desde el colegio, el instituto y la universidad. Los que siempre han sido un faro guiando mis preguntas y que cuando ha sido necesario se han comportado como amigos. Por enseñarme a abrir por mi mismo las puertas que me iba encontrando por este sendero.

A los tutores que han supervisado este trabajo. He encontrado en vosotros una figura en la investigación en astronomía en la que fijarme. Dos ejemplos a seguir, como científicos y como personas. Por tratarme como uno más desde el primer momento. Por no dejarme de lado ni una sola semana de curso. Por darme oportunidades que nunca se me hubieran ocurrido. Por empujarme a sacar lo mejor de mi en cada línea de código y en cada concepto. Solo espero que esta inercia que hemos creado juntos se mantenga en el tiempo en los años venideros.

A todas estas personas, muchas gracias. No sabría contar mi historia sin vosotros. En mí siempre habrá un poco de cada uno.

Gracias.

Resumen

El avance de la tecnología utilizada en los telescopios de nueva generación como el James Webb Space Telescope (JWST) ha permitido observar galaxias a una distancia nunca antes observada, abriendo la puerta a nuevas teorías sobre la evolución de sus propiedades y morfología visual. Uno de los efectos que intenta explicar el comportamiento de la morfología visual a grandes distancias, (desplazamiento al rojo $z > 3$), es el efecto Chromatic Surface Brightness Modulation (CMOD) (Papaderos et al. 2023). Este efecto ha sido la base teórica de este trabajo enmarcado en el objetivo principal de crear un modelo evolutivo de los parámetros estructurales de las galaxias, como el índice de Sérsic o el radio efectivo, con el desplazamiento al rojo. Para ello, en este trabajo se ha creado una metodología eficiente, escalable y automática desde cero, capaz de analizar grandes cantidades de datos relativos a la evolución con el desplazamiento al rojo de los parámetros estructurales de galaxias con diferentes morfologías visuales. Este trabajo ha sido el primer estudio práctico que se ha llevado a cabo sobre este efecto y con el que se han conseguido analizar unas 45000 imágenes, obteniendo unos resultados preliminares a partir de los cuales se pretende construir una mayor muestra estadística de galaxias para poder crear un modelo evolutivo. Además de la metodología de análisis numérico de los parámetros estructurales, se ha creado un sistema automático de visualización de los resultados obtenidos con el objetivo de facilitar la comprensión de los mismos así como la posibilidad de relacionarlos de una manera visual.

Abstract

The advance of the technology used in the new telescopes generation such as the James Webb Space Telescope (JWST) has made it possible to observe galaxies at a distance never observed before, opening the door to new theories about the evolution of their properties and visual morphology. One of the effects that attempts to explain the behavior of visual morphology at large distances, (redshift $z > 3$), is the Chromatic Surface Brightness Modulation (CMOD) effect (Papaderos et al. 2023). This effect has been the theoretical basis of this work framed in the main objective of creating an evolutionary model of galaxy structural parameters such as the Sérsic index or the effective radius with redshift. For this purpose, an efficient, scalable and automatic methodology has been created from scratch, capable of analyzing large amounts of data related to the redshift evolution of the galaxy structural parameters with different visual morphologies. This work has been the first practical study that has been carried out on this effect. We have managed to analyze about 45000 images obtaining preliminary results from which we intend to build a larger statistical sample of galaxies in order to create the evolutionary model. In addition to the methodology of numerical analysis of the structural parameters, an automatic system for visualization of our results has been created in order to facilitate the understanding as well as the possibility of relating all the concepts visually.

1. Introducción

¿Hasta qué punto son confiables los resultados actuales acerca de la morfología de las galaxias lejanas que se están determinando utilizando telescopios de última generación como el James Webb Space Telescope (JWST)? Esta es la pregunta clave en la que se basa este trabajo y cuya respuesta se intentará comenzar a determinar a lo largo del mismo al crear una nueva metodología de análisis para este propósito. Sin embargo, esta idea no es pionera y exclusiva de estas líneas, sino que dio origen al fundamento teórico que sostiene este trabajo, el efecto Chromatic Surface Brightness Modulation (CMOD) (Papaderos et al. 2023). Pero antes de entrar en los conceptos teóricos y en el desarrollo que ha tenido este proyecto hasta conseguir determinar algunas de las consecuencias de este efecto, será necesario la introducción de algunos conceptos base.

1.1. ¿Qué es una galaxia?

Una galaxia es un objeto astronómico que normalmente tiene más de $10^6 M_{\odot}$ ¹ formado por estrellas, además de polvo, gas y materia oscura (Cepa 2010). Todos estos componentes están ligados por la fuerza de la gravedad. Pueden contar con varias estructuras diferenciadas como son el bulbo central, el disco, la barra central que atraviesa el bulbo, los brazos en el disco y el halo estelar que rodea a la galaxia. Dependiendo de las estructuras que las formen se podrán diferenciar en unos tipos u otros, ver subsección 1.1.

Tabla 1: En esta tabla se muestran las 15 galaxias que se han analizado para este estudio junto con algunas de sus características. Los datos han sido obtenidos a partir del NASA/IPAC Extragalactic Database (NED), (Helou et al. 1991). Las galaxias cuentan con prefijos indicativos sobre el catálogo en el que están incluidas: Messier Catalog (M), New General Catalog (NGC) e Index Catalog (IC) que se creó como extensión del NGC. La morfología visual de las galaxias está basada en el sistema Hubble-De Vaucouleurs, subsección 2.1.1. La morfología visual de NGC6958 corresponde con la nomenclatura del sistema de Yerkes en el que cD corresponde con galaxias denominadas elípticas supergigantes y que suelen encontrarse en el centro de cúmulos y supercúmulos. Las coordenadas corresponden con la ascensión recta, RA, y con la declinación, DEC, ambas medidas en grados.

Galaxia	Morfología visual	Coordenadas RA,DEC [°]	Diámetro angular [']	Diámetro [kpc]	Desplazamiento al rojo [z]
ESO498G05	SAB(s)bc pec	141.17, -25.09	114.82	17.76	0.008092
IC0719	S0?	175.08, 9.01	124.70	16.08	0.006114
IC2051	SB(r)bc?	58.00, -83.83	201.84	24.47	0.005847
M84	E1	186.27, 12.87	455.60	37.47	0.003392
NGC0289	SB(rs)bc	13.18, -31.21	758.58	70.47	0.005434
NGC0307	S0 [^] 0?	14.14, -1.77	110.60	34.13	0.013026
NGC0788	SA0/a?(s)	30.28, -6.82	114.30	32.25	0.013603
NGC1309	SA(s)bc?	50.53, -15.40	150.00	20.46	0.007125
NGC1440	(R')SB0 [^] 0?(rs)	56.26, -18.27	263.03	59.47	0.005327
NGC1553	SA0 [^] 0(r)	64.04, -55.78	767.36	56.15	0.003602
NGC3393	(R')SB(rs)a?	162.10, -25.16	240.00	69.17	0.012509
NGC3783	(R')SB(r)ab	174.76, -37.74	281.84	65.25	0.009730
NGC4418	(R')SAB(s)a	186.73, -0.88	99.30	11.06	0.007085
NGC5806	SAB(s)b	225.00, 1.89	189.70	22.65	0.004493
NGC6958	cD	312.18, -38.00	295.12	49.81	0.009050

Las galaxias pueden estar organizadas en grupos, formados por unas 50 galaxias en un diámetro de 2

¹ $1 M_{\odot}$ corresponde con una unidad de medida astronómica denominada masa solar, es decir, con la masa que tiene el Sol. Esta corresponde con $1.9884 \cdot 10^{30}$ kg.

Mpc². Estos se organizan en cúmulos de miles de galaxias que a su vez son englobados en supercúmulos con decenas de miles de galaxias y un tamaño de entre 50 y 100 Mpc. Estos a su vez se encuentran formando los nodos entre los filamentos gaseosos de baja densidad que forman una red de materia. Estos filamentos son las mayores estructuras del universo. Se ha estimado, mediante modelos matemáticos, que el número total de galaxias hasta $z = 8$, subsección 1.4, es del orden de 10^{12} galaxias, (Conselice et al. 2016). La Tierra se encuentra en uno de los brazos, el de Orión, de la Vía Láctea que forma parte del Grupo Local, y que a su vez está englobado en el supercúmulo de Laniakea (Tully et al. 2014).

1.2. Espectroscopía 3D

Para este proyecto se ha trabajado con datos provenientes del instrumento Multi Unit Spectroscopic Explorer (MUSE) instalado en uno de los telescopios del Very Large Telescope (VLT) en el Observatorio Paranal en Chile, perteneciente al European Southern Observatory (ESO), (ESO 2021a). MUSE es el instrumento más solicitado de este observatorio. Para el estudio de objetos astronómicos como las galaxias que se van a estudiar existen, principalmente dos disciplinas: la fotometría y la espectroscopía. Ambas disciplinas captan la luz proveniente de un objeto astronómico mediante un telescopio que conduce a la luz hasta un sensor tipo Charge-Coupled Device (CCD) formado por píxeles capaces de transformar los fotones en electrones a partir del efecto fotoeléctrico. La fotometría crea una imagen del objeto mediante una integración de la luz proveniente del mismo. Cada pixel del CCD registra una intensidad formando, junto con el conjunto total de píxeles, una imagen. La espectroscopía hace uso de un elemento que dispersa la luz en sus diferentes longitudes de onda. A cada pixel del CCD le corresponde un rango de longitudes de onda. Midiendo la intensidad de la luz que recibe cada pixel se puede crear el espectro del objeto a estudiar. Ambas disciplinas, además, hacen uso de filtros para limitar el rango de longitudes de onda que alcanzan al CCD, ver subsección 2.5.

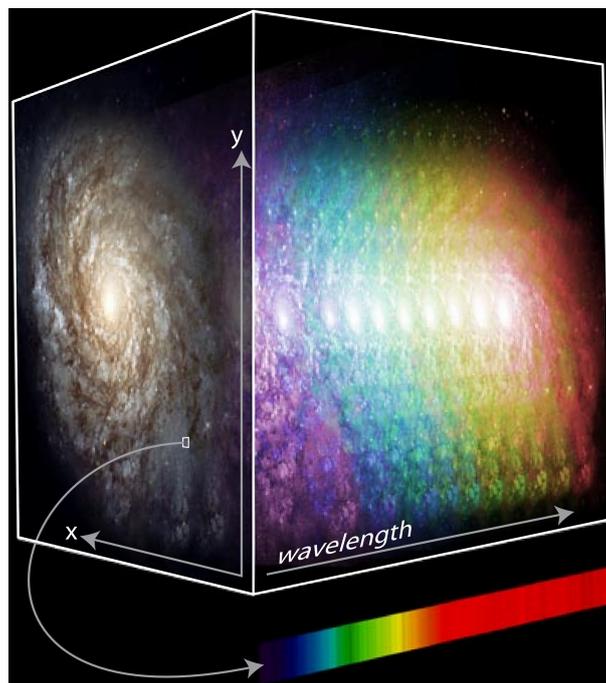


Figura 1: Esquema de un cubo de datos espectroscópicos (White 2010) en el que se muestran sus dos dimensiones espaciales x e y debidas a la imagen fotométrica. Su tercera dimensión se corresponde con la longitud de onda λ (wavelength) del espectro asociado a cada pixel de la imagen.

Existe una tercera técnica, combinación de las dos anteriores, que se denomina espectroscopía 3D o Integral Field Spectroscopy (IFS) y que es la llevada a cabo con MUSE. Con ella se consigue un cubo de

²1 Mpc (megapársec) equivale a 1000 kpc (kilopársec), donde 1 kpc equivalente a 1000 pc (pársec), mientras que 1 pc equivale a 3.261 ly (años luz).

datos (datacube) espectroscópico, Figura 1, formado por la imagen del objeto a estudiar (dos dimensiones) más una tercera dimensión correspondiente a la longitud de onda del espectro del objeto. Sin embargo, a diferencia de la espectroscopía tradicional, con esta técnica cada pixel de la imagen está asociado a un espectro diferente. En una imagen de 300×300 píxeles, 90000 píxeles, se tiene el mismo número de espectros. La unión de un pixel junto con un espectro completo se denomina spaxel. Cada spaxel a su vez está formado por voxels, los elementos unidad volumétricos (pixel \times pixel \times unidad de longitud de onda) del cubo de datos.

Para obtener este resultado, MUSE hace uso de un complejo sistema de espejos y rendijas, (ESO 2017, 2021b). La luz captada por el telescopio entra al sistema óptico a través de un rotador que compensa la rotación de la Tierra para orientar de forma correcta la imagen del objeto. La luz entonces es guiada por un sistema de espejos hasta el divisor del haz de luz. Este elemento divide la luz en 24 franjas rectangulares que son enviadas por una estructura de espejos laminares con diferentes orientaciones hasta cada una de las 24 Integral Field Unit (IFU), donde se encuentran los espectrógrafos. En cada una de ellas existe un “slicer” que se encarga de dividir el haz en 48 nuevos haces independientes gracias a sus 48 espejos curvos. Cada uno de ellos es entonces colimado hacia el espectrógrafo donde la luz es dispersada según su longitud de onda y posteriormente dirigida hacia el detector CCD. El conjunto de los 48 haces ilumina por completo el detector que recoge toda la información espectral, donde en cada pixel se tiene un espectro. Este proceso es repetido en cada uno de los 24 IFU. El conjunto de todos ellos da como resultado un cubo de datos espectrográfico, Figura 1.

1.3. Reducción de los datos astronómicos

Antes de poder analizar los datos originales de MUSE, y del resto de telescopios e instrumentos, es necesario aplicar un proceso denominado reducción de datos. En él se corrigen las imperfecciones que pueda tener el sensor como píxeles muertos, píxeles con una menor sensibilidad u otros artefactos derivados del ruido térmico del detector. Esta primera fase es muy importante realizarla correctamente y es por ello que requiere de cierta experiencia para llevarla a cabo de forma eficiente.

A parte de los defectos del sensor, existen unas distorsiones ópticas producidas por el seeing y por los efectos de difracción. El seeing es un efecto de distorsión que produce la atmósfera sobre la luz proveniente del objeto a analizar. Debido a la diferente composición de las capas atmosféricas y a sus diferentes temperaturas, se producen turbulencias en ella que alteran el índice de refracción de aire, desviando la luz del objeto astronómico y afectando a la calidad de la imagen final. Este efecto se intenta mitigar con la localización de observatorios en lugares con una buena estabilidad atmosférica o situando los telescopios en el espacio fuera de la atmósfera. Además, existen herramientas como el sistema de óptica adaptativa del VLT denominado Four Laser Guide Star Facility (4LGSF) que mediante haces láser crea una estrella artificial en el cielo para conocer las condiciones de la atmósfera en cada medición y poder hacer una compensación de estas turbulencias en las imágenes. Por otra parte, los efectos de difracción se producen por el simple hecho de la interacción de la luz con el sistema óptico de los telescopios. Produce un ligero emborronamiento de las imágenes produciendo una pérdida de detalle. Ambos efectos disminuyen la resolución espacial de los telescopios, haciendo que estos pierdan la capacidad de resolver los pequeños detalles de los objetos astronómicos. La resolución espacial se define de forma matemática, en arcsec³, como

$$R = 1.22 \frac{\lambda}{D} \frac{360 \cdot 60 \cdot 60}{2\pi} \quad (1)$$

siendo D el diámetro en metros del telescopio y λ la longitud de onda de la luz, en metros, que llega al detector. A menor valor de R se dirá que tiene una mejor resolución espacial. Esto implica que el telescopio es capaz de captar detalles más pequeños del objeto a estudiar. El seeing provoca que la

³Un arcsec (arco segundo o segundo de arco), denotado como ″, equivale a dividir en sesenta partes un arcmin (arco minuto o minuto de arco), denotado como ′, que a su vez es la sesentava parte de un grado angular, denotado como °. Es decir, un arcsec es una de las tres mil seiscientas partes en las que se divide un grado angular.

resolución máxima que puede obtener un telescopio terrestre sea de aproximadamente un 1 arcsec, siendo el efecto dominante en la superficie terrestre.

Las distorsiones generadas por ambos efectos producen un patrón que puede ser obtenido con el objetivo de realizar correcciones a la imagen. Este patrón se denomina Point Spread Function (PSF). La PSF se puede entender como una función de distribución que indica cómo de probable es que un fotón de un objeto astronómico llegue a un pixel del CCD del telescopio en función de la distancia al centro del objeto estudiado. El seeing y los efectos de difracción son la causa de unas distorsiones que se pueden cuantificar mediante la PSF. Por tanto, la imagen que se detecta a través de un telescopio es la convolución entre la luz proveniente de la galaxia y la PSF. La convolución es una operación integral matemática entre dos funciones $f(x, y)$ y $g(x, y)$, para un caso bidimensional. De forma matemática está definida como

$$h(x, y) = f(x, y) \otimes g(x, y) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} f(x', y') g(x - x', y - y') dy' dx' \quad (2)$$

donde x' e y' son variables auxiliares de integración. Dado que una función representa un conjunto de valores y una imagen es un conjunto de valores en dos dimensiones, se puede hacer una convolución 2D entre imágenes. También es posible realizar la operación inversa denominada deconvolución. En el caso de las imágenes astronómicas es posible deconvolucionar la imagen obtenida a través del telescopio con la PSF para obtener como resultado la imagen del objeto sin distorsiones. La calidad de una PSF puede determinar, en cierto grado, la precisión del análisis que se vaya a llevar a cabo posteriormente, por lo que se dedican grandes esfuerzos para que esta sea de la mejor calidad posible. Para los datos de MUSE con los que se están trabajando lo ideal es tener una PSF de cada medida, sin embargo esto no siempre es posible, ver subsección 3.4.

1.4. Desplazamiento al rojo

Para estudios como este en el que se analizarán galaxias con un alto desplazamiento al rojo (z), en inglés redshift, una PSF precisa es fundamental. El desplazamiento al rojo es uno de los pilares clave de este proyecto. Es conocido, desde que Edwin Hubble publicó su estudio sobre el movimiento de galaxias a principios del Siglo XX (Hubble 1929), que el universo está en proceso de expansión provocando que las galaxias se alejen las unas de las otras. A pequeñas escalas cósmicas, como puede ser el universo local, formado por aquellos objetos astronómicos en un radio de 150 Mpc, los objetos astronómicos se mantienen ligados por la atracción gravitatoria que sufren entre ellos. A escalas mayores, a una distancia de aproximadamente 200 Mpc, esta atracción gravitatoria no es suficiente para mantener ligados a los cuerpos astronómicos. Es entonces cuando comienzan a sufrir el efecto de expansión del universo. Todo el universo se expande de manera uniforme independientemente del observador. Esta expansión uniforme produce que los objetos astronómicos se alejen de un observador de forma más rápida cuanto más alejados están. Es decir, cuanto más separadas estén dos galaxias, más rápido aumentará la distancia entre ellas.

Este movimiento de expansión crea un efecto equivalente pero no igual al producido por efecto Doppler en el sonido pero aplicado la luz. Al igual que el sonido, longitud de onda de la luz puede ser modificada con el movimiento de la fuente y/o del observador. En el universo local, esta modificación está dada por la dinámica de los objetos. Si una fuente emisora de luz se acerca a un observador, este medirá una longitud de onda menor a la producida por la fuente. Este efecto es conocido como desplazamiento al azul o blueshift en inglés. Mientras que si una fuente se aleja de un observador, la longitud de onda medida aumentará respecto de la emitida, produciendo un desplazamiento al rojo. A grandes escalas, donde la expansión del universo se hace dominante, la dinámica de los objetos no es tan relevante ya que todos los objetos se alejan del observador. Es decir, la expansión del universo produce un desplazamiento al rojo de todas las fuentes de luz. Y se alejan más rápido de un observador cuando más lejos estén de este. Es decir, el observador siempre medirá una longitud de onda mayor que la emitida por las fuentes y este desplazamiento será mayor cuanto más lejos esté una fuente. De forma matemática el desplazamiento al rojo se define como

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}} \quad (3)$$

donde λ_{obs} es la longitud de onda observada por el telescopio y λ_{em} es la longitud de onda emitida por la fuente. De despejar esta última ecuación se obtiene que

$$\lambda_{obs} = \lambda_{em}(z + 1) \quad (4)$$

cuyo significado implica que como $z \geq 0$ (siempre que se refiere a la expansión del universo) la longitud de onda observada siempre es igual o mayor que la emitida por la fuente. El desplazamiento al rojo es una magnitud muy útil para determinar a qué distancia se encuentra una fuente. Para ello es necesario reconocer en el espectro líneas de emisión o de absorción de esta. Si se conocen las longitudes de onda de esas líneas en el sistema de referencia laboratorio (restframe) se puede determinar el desplazamiento que han sufrido desde que la luz fue emitida por la fuente. Aunque se puede determinar con cualquier línea de emisión, se suele utilizar la emisión Lyman- α , que es la emisión de los átomos de hidrógeno que se produce cuando un electrón decae del nivel $n = 2$ al $n = 1$, liberando un fotón con longitud de onda $\lambda = 121.567$ nm. Esta emisión corresponde con la más frecuente producida por estrellas, aunque no es el mínimo de emisión de una galaxia⁴. Esta emisión que se encuentra en el rango del ultravioleta, para un objeto a $z = 4$, se observará en el rango rojo/infrarrojo ya que $\lambda_{obs} = 607.835$ nm, siguiendo la ecuación [4]. Al aumentar la longitud de onda de la luz observada, la resolución espacial de los telescopios, ecuación [1], aumentará numericamente produciendo que se pierdan los detalles más pequeños de la fuente emisora de la luz al tener una peor resolución espacial.

2. Fundamento teórico

2.1. Clasificación morfológica de las galaxias

Al igual que el resto de objetos astronómicos las galaxias, subsección 1.1, son clasificables en diferentes categorías. La clasificación de las galaxias viene determinada por los componentes que la forman, por la forma que tienen o por el espectro de sus estrellas. A lo largo de la historia se han creado diversos sistemas de clasificación de la morfología visual de las galaxias. Por ejemplo el sistema Hubble-De Vaucouleurs define la morfología de la galaxia M31, conocida como Andrómeda, como SA(s)b, mientras que el sistema Yerkes la define como kS5. A continuación se detallará el sistema de Hubble-De Vaucouleurs por ser el más utilizado actualmente.

2.1.1. Sistema de Hubble-De Vaucouleurs

La primera clasificación está atribuida a Edwin Hubble quien distinguió entre galaxias de tipo regular e irregular (Hubble 1926). Dentro de las regulares se encuadran las elípticas, las espirales normales y las espirales barradas. A su vez, Hubble distinguió tres grupos para cada tipo de galaxia espiral: las de tipo temprano, las de tipo intermedio, y las de tipo tardío. Esta nomenclatura no hacía referencia a ningún aspecto temporal sino a la posición relativa de la galaxia dentro del orden que él había creado. Con el tiempo, esta nomenclatura se extendió para nombrar como galaxias tempranas a las elípticas y tardías a las espirales. Sin embargo, esta clasificación no abarcaba el gran rango de estructuras morfológicas que se observaban en las galaxias. Por ello, De Vaucouleurs amplió la nomenclatura creada por Hubble para abarcar nuevas morfologías (Vaucouleurs 1959). Un importante punto a tener en cuenta de estas clasificaciones es que son “subjetivas” porque aunque se establezcan normas que intenten acotar las

⁴El límite inferior de emisión estelar es $\lambda = 91.13$ nm para aquellos átomos de hidrógeno en los que un electrón pasa del primer nivel $n = 1$ a estar libre (Ridpath 2012). Este límite es denominado límite de Lyman. Sin embargo, una galaxia al estar formada por otros componentes como polvo emite por debajo de este límite formando un continuo.

características de las galaxias, sigue siendo una clasificación puramente visual y dependiente de la longitud de onda con la que se observe.

Dentro del sistema de clasificación, Figura 2, las galaxias elípticas están denominadas con una E. Estas galaxias están constituidas por una distribución de estrellas cuyas trayectorias no siguen una dirección particular en conjunto, dando a la galaxia una forma esferoidal. A su vez se subdividen en 7 grupos dependiendo de la elipticidad que posean, ecuación [9], siendo la notación $E0$, $E1$, $E2$, ..., $E7$ en orden creciente de elipticidad. Es decir, $E0$ corresponde con una galaxia cuya proyección en la línea de visión objeto-observador corresponde con una circunferencia perfecta, mientras que una $E7$ se corresponde con una forma elipsoidal donde su semieje mayor es significativamente mayor que el semieje menor.

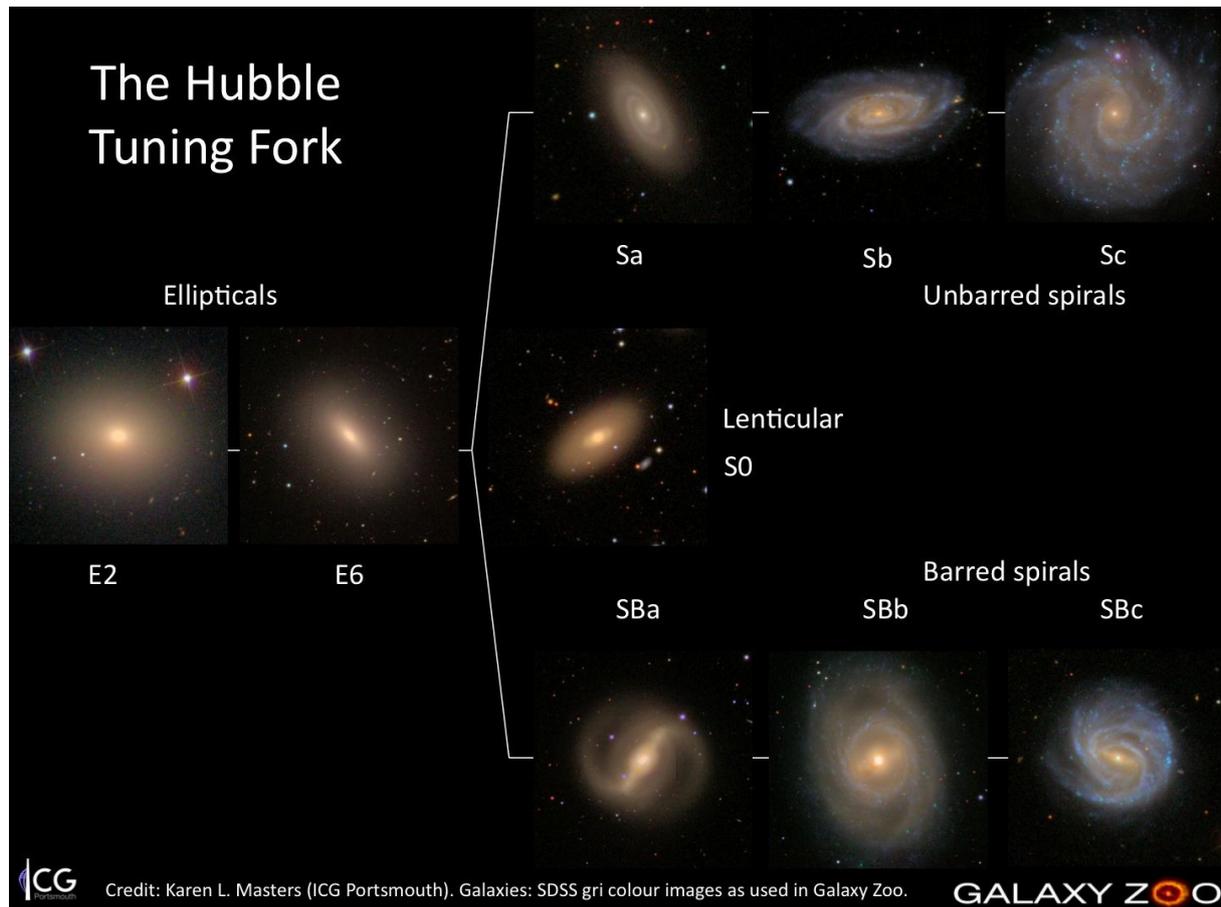


Figura 2: En esta imagen se muestra una representación del diagrama original de la clasificación de Hubble, usualmente conocido en inglés como Hubble Tuning Fork. En él se tienen diferentes galaxias clasificadas como elípticas (izquierda), lenticulares (centro), espirales normales (arriba a la derecha) o espirales barradas (abajo a la derecha). Imagen extraída de Masters (2011).

Las galaxias espirales están denotadas por una S. Las estrellas que las forman rotan predominantemente en un mismo sentido alrededor del centro de la galaxia. Están formadas por dos estructuras diferenciadas: un bulbo que constituye el centro de la galaxia y un disco que puede albergar brazos en forma espiral. A su vez se diferencian aquellas galaxias cuyo bulbo es atravesado por una barra, denominadas espirales barradas o SB, de las que no cuentan con ella, SA. Esta barra es de la cual surgen los brazos espirales en este tipo de galaxias. Las galaxias con una morfología intermedia, que cuentan con una barra pero no muy prominente o con barra y numerosos brazos se denominan SAB. Al igual que las galaxias elípticas, las espirales se subdividen teniendo en cuenta factores como el tamaño de su bulbo, el tamaño de la barra, la separación y forma de los brazos o si estos cuentan con una estructura continua o con divisiones. Se denotan, en lugar de con números, con letras minúsculas comenzando por la *a* hasta la *d*, y los tipos intermedios como *ab*, *bc*, etc. Además se distinguen entre aquellas que presentan anillos internos (*r*), de las que no (*s*), siendo las (*rs*) una transición entre ambas. Además de los anillos internos, las galaxias pueden contener anillos externos (*R*) o pseudo-anillos (*R'*).

Existen otros tipos de galaxias: las lenticulares, S0 o SB0 según presenten barra o no, y que cuentan con un bulbo y un disco pero no brazos espirales, las irregulares denotadas con una I o las enanas elípticas, dE.

2.2. Poblaciones estelares y SED

Las galaxias albergan diferentes tipos de estrellas. Generalmente las estrellas se forman en grupos a partir una misma nube de gas. Diferentes nubes de gas con diferentes condiciones darán origen a estrellas diferentes. Cada uno de estos grupos se puede modelar como una Single Stellar Population (SSP). Las galaxias están formadas por un conjunto de SSP que pueden estar distribuidas en diferentes regiones de la misma.

Las galaxias elípticas, normalmente, presentan una población de estrellas envejecida. Se piensa de forma canónica que las estrellas jóvenes, que emiten entorno al azul/ultravioleta han muerto antes que las estrellas viejas. Las estrellas viejas de estas galaxias se caracterizan por tener una metalicidad baja debido a que cuando se formaron las nubes de gas que las originaron no estaban formadas por metales⁵. El rango de mayor emisión de estas estrellas está en el rango de longitudes de onda del rojo/infrarrojo. Este tipo de estrellas se denominan de población estelar II. También se encuentran en los bulbos de las galaxias elípticas. En estas zonas la tasa de formación estelar es baja.

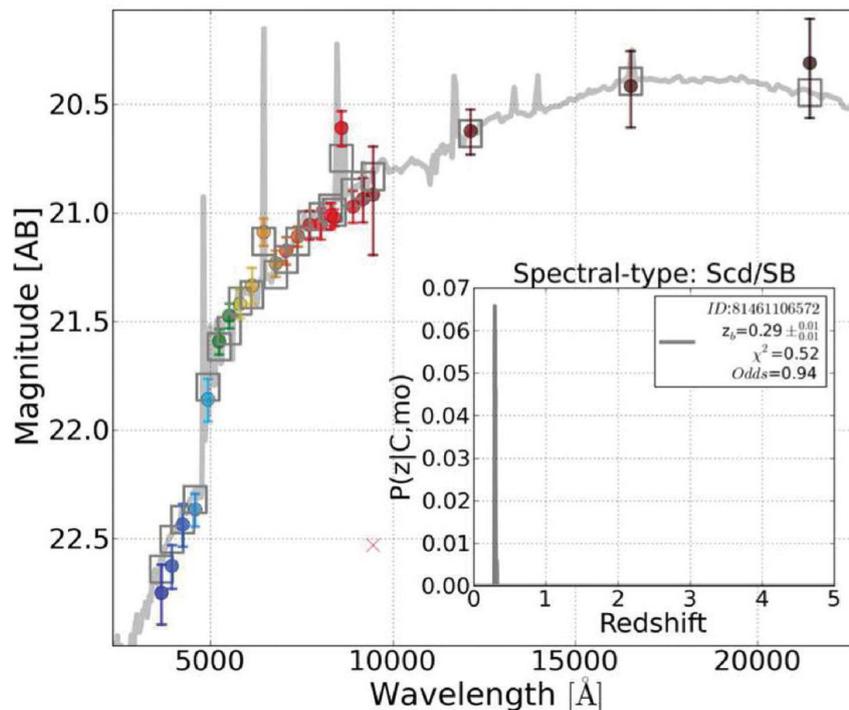


Figura 3: Esta figura, extraída de Molino et al. (2014), muestra una SED. Cada punto respresenta el valor de la magnitud aparente, subsección 2.3, de la luz obtenida en cada filtro astronómico, subsección 2.5, con los que se ha observado la galaxia. La línea gris representa un espectro correspondiente al mejor espectro que ajusta los datos obtenidos. El gráfico interno corresponde el desplazamiento al rojo de la galaxia de acuerdo al ajuste espectral efectuado.

Por otro lado, las estrellas que forman los brazos de las galaxias espirales y las galaxias irregulares se denominan de población estelar I. Estas estrellas se caracterizan por tener una mayor metalicidad que las de población II, siendo además, más jóvenes. Esto se debe a que las estrellas de población II durante su vida generaron metales en su interior. Estos metales fueron expulsados por las estrellas en el momento de su muerte y fueron el origen de las estrellas de población estelar I. Las estrellas de población I presentan un máximo de emisión en las las longitudes de onda correspondientes al azul/ultravioleta. Estas zonas con

⁵En astronomía se consideran metales todos los elementos excepto el Hidrógeno y el Helio.

este tipo de estrellas presentan una mayor tasa de formación estelar. Por tanto, el centro de una galaxia espiral emitirá más luz a mayores longitudes de onda que el disco y los brazos. Las estrellas de población estelar tipo I son más jóvenes y brillan más ya que son más masivas que las de tipo II, pero tienen un tiempo de vida menor que estas últimas.

Esta diferencia en el tipo de estrellas que tienen unas y otras galaxias hace que su Spectral Energy Distribution (SED) sea diferente. La SED representa la energía por longitud de onda que tiene una galaxia. A diferencia de un espectro que es continuo, una SED es una distribución discreta. Se obtiene mediante la integración de la luz de una galaxia en cada filtro con el que se ha tomado una imagen, ver Figura 3. De cada filtro se obtiene un valor que corresponde con la energía que tiene la galaxia para la longitud de onda de referencia del filtro. Para las galaxias elípticas y el bulbo de las espirales, el máximo de la SED se encuentra entorno a longitudes de onda mayores que las longitudes emitidas por el disco de una espiral. Dadas estas diferencias, una galaxia se intenta modelar a base de la unión de diferentes SED asociadas a diferentes SSP. Una SSP tendrá asociada un valor de una SED por cada filtro. La unión de todas ellas da lugar a una SED compuesta o Composite Spectral Energy Distribution (cSED). En el modelado se intenta encontrar el equilibrio entre la complejidad del modelo y la precisión de los resultados. Se podría modelar una galaxia a base de cientos de SSP cada una con su SED asociada, sin embargo, habría que considerar si la complejidad del modelo y sus degeneraciones merecerían la pena basándose en la precisión de los resultados.

2.3. Parámetros estructurales de las galaxias

El análisis de las galaxias que se ha llevado a cabo en este proyecto es un análisis de tipo morfológico, es decir, se pretenden conocer cuáles son las características cuantitativas estructurales de una galaxia mediante la obtención de diferentes parámetros. Para poder caracterizar morfológicamente una galaxia mediante un perfil de Sérsic, subsección 2.4, se debería obtener: su centro, su magnitud, su radio de ejes, su ángulo de posición, su radio efectivo y su índice de Sérsic. A continuación se proporciona una descripción de cada parámetro:

- Centroide galáctico: es la posición central de la galaxia. Por lo general se toma como el punto más brillante de la misma en su zona central. Se limita a esta zona ya que podría haber otro tipo de objetos como supernovas en zonas exteriores que pueden llegar a ser hasta más brillantes que la galaxia.
- Magnitud: La magnitud es una medida de la luminosidad de los objetos astronómicos que indica cuánto brillan estos. Dentro de la magnitud se pueden distinguir:
 - Magnitud aparente: representa el brillo que tienen los objetos en el cielo desde un sistema de referencia dado. Desde la Tierra corresponde con el brillo que tiene cada objeto que se ve en el cielo. Se define de forma matemática como

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + Z_p \quad (5)$$

donde F es el flujo recibido del objeto. El flujo es la energía por unidad de tiempo por unidad de área que tiene un objeto astronómico. Es decir, cuánta luz es capaz de recolectar la superficie del telescopio, la apertura, durante el tiempo que se esté tomando la imagen, siendo las unidades $W \cdot m^{-2}$ si se tiene una densidad de flujo total o $W \cdot m^{-2} \cdot Hz^{-1}$ para el flujo en una frecuencia concreta. Z_p es una constante de calibración del detector denominada punto cero (zero point en inglés) que es utilizada para poder ajustar todos los detectores de la manera más similar posible con la intención de que al medir el mismo objeto se obtenga la misma magnitud. Cuanto más negativa sea la magnitud, que es adimensional, más brillará el objeto y cuanto más positivo más tenue será el objeto. Es decir, se tiene una escala inversa en la que más negativo implica más brillo.

- **Magnitud absoluta:** es la magnitud aparente que tendría un objeto visto a una distancia de 10 pc. Es la forma más adecuada de comparar brillos de objetos que se encuentran a diferentes distancias. Se sabe que el Sol no es la estrella más brillante del universo, sin embargo como es la más cercana, su magnitud aparente es la mayor de todas. Es por ello que es necesario calcular esta magnitud absoluta a partir de la aparente para comparar de forma correcta el brillo de los objetos astronómicos. De forma matemática se define como

$$M = m - 5 \log_{10}(d_{pc}) + 5 \quad (6)$$

donde m corresponde con la magnitud aparente, ecuación [5], y donde d_{pc} indica que la distancia está medida en pársecs. En el caso del Sol $m = -26.74$ mientras que $M = 4.83$, siendo ambas adimensionales.

- **Magnitud de brillo superficial:** es la magnitud que tiene un objeto por unidad de área medida en el detector en unidades de arcsec^2 . Ha sido la utilizada para este trabajo para llevar a cabo las simulaciones y los análisis. Se define de forma matemática como

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

donde F nuevamente es el flujo del objeto medido y \bar{F} el flujo medio cuyas unidades se dan en cuentas⁶ para este trabajo en lugar de las unidades energéticas $\text{W} \cdot \text{m}^{-2}$. $\#$ representa el número total de píxeles de la imagen y A el área angular del cielo que corresponde a cada pixel. Esta expresión se puede reescribir teniendo en cuenta que $A = p_x^2$ como

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

donde p_x corresponde con la escala de pixel, es decir, la longitud angular que le corresponde a cada pixel. En el caso de MUSE $p_x = 0.2 \text{ arcsec/pix}$. Para este trabajo se ha tomado la constante de calibración $Z_p = 25$. Este valor para la constante de calibración se ha elegido en base a las transformaciones previas que se realizan a los datos para ser simulados, ver subsección 3.3. Este valor evita obtener flujos demasiado altos o demasiado bajos en las imágenes simuladas.

- **Cociente de semiejes:** se calcula como b/a donde a es el semieje mayor de la galaxia y b el semieje menor. A partir de este cociente se define la elipticidad de una galaxia como

$$elipticidad = 10 \cdot \left(1 - \frac{b}{a} \right) \quad (9)$$

El límite superior del cociente b/a es 1 que equivale a que ambos ejes son iguales, es decir, se tiene una circunferencia. Este valor produce que la elipticidad sea 0. Esto indica que a menor valor del cociente b/a , mayor será la elipticidad, y por tanto más elongada será la forma de la galaxia proyectada en la línea de visión objeto-observador.

- **Ángulo de posición:** es el ángulo que tiene el semieje mayor de una galaxia respecto de un eje de referencia. En este proyecto se ha usado como eje de referencia el vertical, siendo 0° una orientación totalmente vertical, 90° una inclinación horizontal en sentido antihorario y -90° una inclinación horizontal en sentido horario. Este sistema es el utilizado por *Galfit*, uno de los programas utilizados durante este proyecto, ver subsección 3.2.

⁶La cuentas son una unidad de medida correspondiente con el número de fotones que llegan al detector CCD.

- Radio efectivo: es el semieje mayor del área con forma de elipse, teniendo la misma elipticidad y ángulo de posición que las partes externas de la galaxia⁷, que contiene la mitad de la luz que emite la galaxia. El valor que tenga este radio es el que se toma como tamaño de la galaxia. Esta es una definición puramente matemática por lo que se están investigando otras formas de definir el tamaño de las galaxias en función de sus características morfológicas (Buitrago y Trujillo 2024).
- Índice de Sérsic: es un parámetro, generalmente denotado por una n , que está relacionado con la morfología que tienen las galaxias. Este parámetro se explicará a continuación en la subsección 2.4.

2.4. Perfil de Sérsic

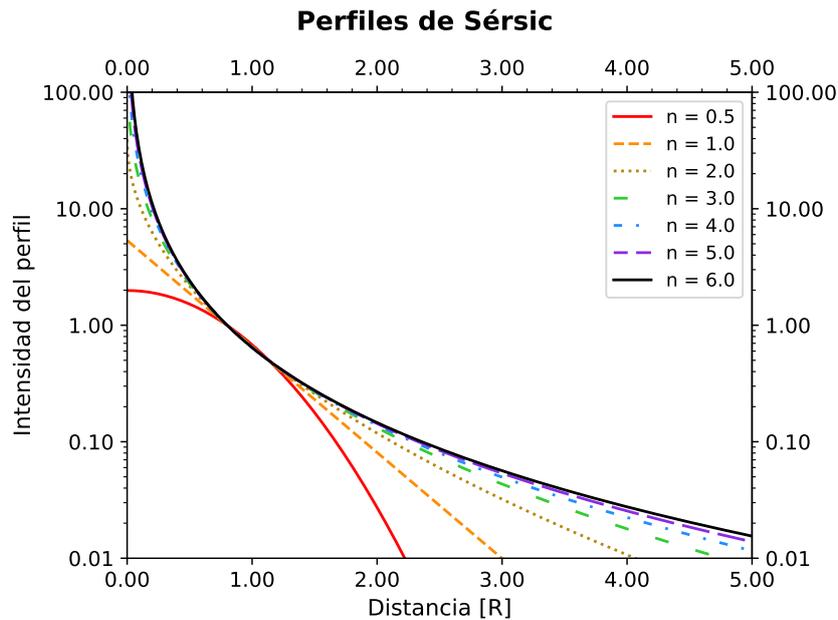


Figura 4: En esta figura están representados diferentes funciones de Sérsic, ecuación [10], para diferentes valores del índice de Sérsic, n . Como se puede observar, a mayor n se tiene una mayor intensidad a distancias menores, mientras que las alas de la función (parte externa) son más prominentes teniendo una pendiente menor. Es decir, el brillo disminuye de forma más progresiva cuanto mayor es n . Para la representación se han tomado los valores de $I_e = 300$ y $R_e = 0.8$ (unidades arbitrarias). b_n se ha calculado según la aproximación dada por la ecuación [12] y cada perfil se ha normalizado entre su valor para $R = R_e$ para mejorar la comparación visual.

Para analizar de una manera cualitativa el perfil de luminosidad de una galaxia se recurre al perfil de Sérsic, ecuación [10], en una dimensión (para simplificar, véase también la Figura 4) (Sérsic 1968). Este perfil ajusta el brillo de una galaxia de forma espacial. Para conseguir este ajuste se precisa del uso de algoritmos de análisis numérico. Para esta tarea se ha utilizado en este proyecto el programa llamado *Galfit*, ver subsección 3.2. A partir de este ajuste se genera un modelo de brillo con el que se obtienen los parámetros estructurales de la galaxia. Matemáticamente en una dimensión se define el perfil de Sérsic como la intensidad dependiente de la distancia al centro de la galaxia, R , de la forma

$$I(R) = I_e \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{\frac{1}{n}} - 1 \right] \right\} \quad (10)$$

donde R_e es el radio efectivo, I_e la intensidad a la distancia R_e , n es el índice de Sérsic y b_n un parámetro

⁷Es habitual que el centro galáctico presente un ángulo de posición diferente al que tienen las partes exteriores de la galaxia. Por ello se toman como referencia los parámetros de estas zonas externas.

dependiente de n que se calcula para que $I(R)$ represente justo la mitad del brillo total cuando se está a R_e . b_n se obtiene mediante la función gamma Γ y la función gamma incompleta γ mediante la resolución de la expresión

$$\Gamma(2n) = 2\gamma(2n, b_n) \quad (11)$$

De forma analítica se han obtenido diferentes aproximaciones para este parámetro b_n , siendo un ejemplo de ellas (Prugniel y Simien 1997)

$$b_n = 2n - \frac{1}{3} + \frac{0.009876}{n} \quad (12)$$

El perfil de Sérsic es una generalización de dos perfiles de luminosidad, el de Freeman y el de De Vaucouleurs, ya que es capaz de ajustarse para cualquier tipo de galaxia. Cuando $n = 1$ se recobra el perfil exponencial de Freeman (Freeman 1970) que se aplica para galaxias de tipo espiral ya que es capaz de ajustarse bien al perfil de luminosidad del disco. Por otro lado, si $n = 4$ se tiene el perfil de De Vaucouleurs (De Vaucouleurs 1948) que es capaz de ajustarse a los perfiles de luminosidad de galaxias elípticas o de bulbos en las espirales. Para $n = 0.5$ se tiene el perfil de una función gaussiana.

2.5. Filtros y parámetros estructurales

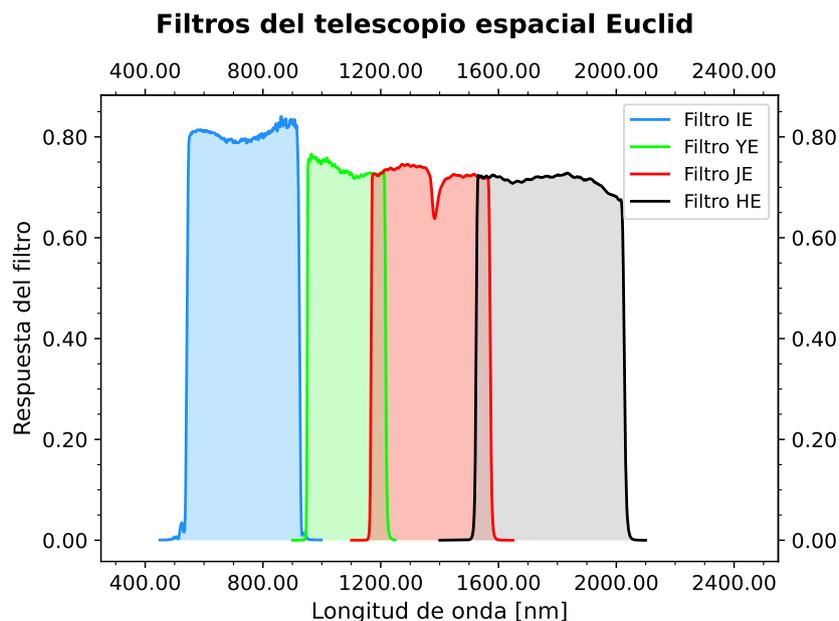


Figura 5: En esta figura se muestra el sistema de filtros del telescopio Euclid. En ella se puede apreciar el rango espectral que abarca cada uno, Tabla 2. La respuesta del filtro indica cuánta luz deja pasar al detector, siendo 1 que deja pasar la totalidad de la luz que recibe. El Euclid ha sido diseñado para el estudio del espectro visible (400-700 nm) y del infrarrojo cercano (700-2000 nm) como se puede apreciar por su falta de filtros en el rango ultravioleta.

En fotometría, los CCD con los que se capturan las imágenes astronómicas solo captan información de la cantidad de fotones que llegan a ellos, no qué longitud de onda tienen. Para poder determinar esta característica de la luz se ha de hacer uso de filtros. Estos están fabricados para dejar pasar solamente un cierto rango de longitudes de onda y bloquear aquellos fotones cuya longitud de onda no esté contenida en este rango. Esta metodología en la toma de las imágenes hace que para una misma galaxia se tengan diferentes propiedades morfológicas dependiendo del filtro con el que se observe. Si se observa una galaxia espiral con un filtro de longitudes de onda largas (zona roja/infrarroja del espectro) el bulbo tendrá

una mayor intensidad puesto que el máximo de su SED se encuentra en este rango, mientras que el disco aparecerá atenuado. Por el contrario con un filtro de longitudes de onda más cortas (zona azul/ultravioleta del espectro) el bulbo es el atenuado y el disco que el se ve con mayor brillo. Esto es debido a que el disco en el primer caso y el bulbo en el segundo emiten menos fotones con las longitudes de onda que acepta el filtro en cuestión respectivamente. Por lo que al CCD no le llegan tantos fotones haciendo que esas zonas aparezcan atenuadas con un menor brillo.

El índice de Sérsic podría cambiar en imágenes tomadas con distintos filtros al tener un perfil de brillo diferente. Cada filtro contiene información diferente de la misma galaxia. Este efecto en el que las galaxias cambien de parámetros estructurales según el filtro con el que se vean también se hace evidente cuando se observan galaxias lejanas debido a la variación de la longitud de onda con el desplazamiento al rojo, como se explicará en la siguiente sección.

2.6. Filtros y desplazamiento al rojo

Los filtros astronómicos están definidos mediante una longitud de onda de referencia, ver Tabla 2. Corresponde con la longitud de onda de laboratorio o “restframe”, cuyo valor es la longitud de onda central del filtro y por definición está dada a $z = 0$. Sin embargo, cuando aumenta z la longitud de onda observada aumenta respecto la emitida según la ecuación [4]. Esto implica que si se elige una línea de emisión a cierta longitud de onda de una galaxia a $z = 0$ y la misma línea de emisión para otra galaxia a $z > 0$, podría darse el caso en el que es necesario utilizar dos filtros de diferentes longitudes de onda para medir la misma línea. Esto es consecuencia de que la línea de emisión en la segunda galaxia se puede haber desplazado tanto hacia el rojo que no esté contenida dentro del rango de longitudes de onda del filtro con el que se midió la primera galaxia. Entonces para medir esa línea desplazada habría que utilizar un filtro que abarque otro rango de longitudes de onda. Este efecto está representado en la Figura 6, donde el marcador en forma de estrella representa una línea de emisión que se ha ido desplazando hacia mayores longitudes de onda según aumenta z .

2.7. Desplazamiento al rojo y parámetros estructurales: Atenuación cosmológica

Como se ha explicado con anterioridad, el desplazamiento al rojo es un aumento en el valor de las longitudes de onda, ecuación [4], sin embargo, no solo consiste en un desplazamiento de la SED a mayores longitudes, sino que esta se modifica también en intensidad debido a la caída de intensidad con la distancia de la luz que se recibe. Para aquellos objetos que se encuentren cercanos a un observador, la luz de estos decaerá con la distancia según R^{-2} . Pero a grandes distancias, debido a la forma en la que se expande el universo y a cómo la geometría del mismo afecta a las distancias, el brillo de un objeto decae con z como $(z + 1)^{-4}$ (Hubble y Tolman 1935; Pahre et al. 1996). Cuando se simula una SED a mayores longitudes de onda, se han de tener en cuenta ambos efectos, dando como resultado un ensanchamiento del rango de longitudes de onda que abarca la SED. Si se toman como ejemplo dos SED formando una cSED, una correspondiente a un objeto cuyo máximo de emisión está en longitudes de onda mayores que la emitida por el otro objeto, y se les aplica esta simulación se obtiene, por ejemplo, la Figura 7. Este efecto en el que la intensidad disminuya con la distancia a la que se encuentre se conoce como atenuación cosmológica, cosmological dimming en inglés.

Se ha definido el radio efectivo, subsección 2.3, como el semieje mayor de un área con forma elíptica que contiene la mitad de la luz de la galaxia. Sin embargo, si esta intensidad disminuye por la atenuación cosmológica y la longitud de onda aumenta por el desplazamiento al rojo, el radio que contiene la mitad de la luz de la galaxia se ve modificado porque estos cambios no producen un efecto uniforme en toda la galaxia. Con el lanzamiento del JWST se están descubriendo galaxias lejanas, $z > 3$, por debajo de la relación masa-tamaño (van der Wel et al. 2014) esperadas (Ito et al. 2024; Ji et al. 2024). Es decir, galaxias masivas, con una masa estelar⁸ del orden de $10^{11} M_{\odot}$ que tienen un radio menor de lo esperado por las

⁸Las últimas investigaciones estiman que la masa dinámica total de la Vía Láctea es de $2,06 \cdot 10^{11} M_{\odot}$ (Jiao et al. 2023).

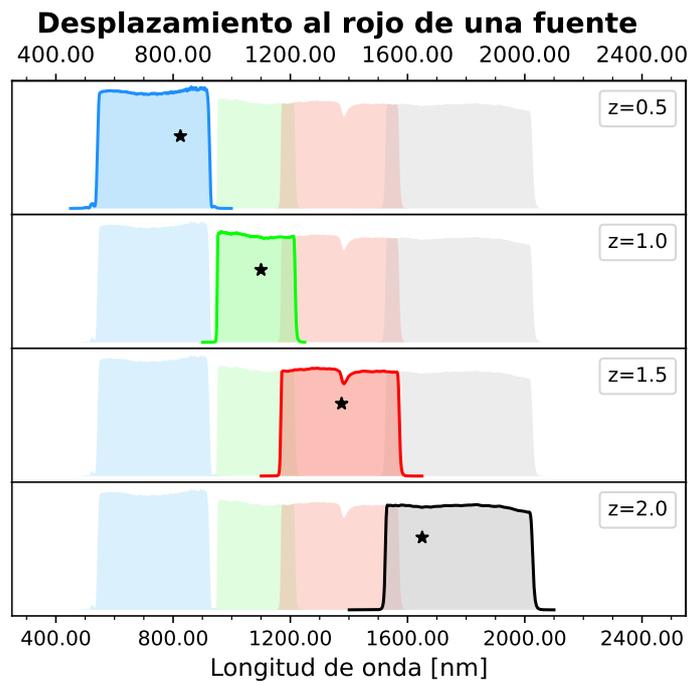


Figura 6: Esta figura representa de forma esquemática la necesidad de cambiar el filtro utilizado para hacer una medida para un mismo objeto cuando se encuentra a diferentes desplazamientos al rojo, utilizando como ejemplo el sistema de filtros del telescopio Euclid, Figura 5. La “estrella” representa una de las líneas de emisión de una fuente luminosa que es emitida en $\lambda = 550$ nm cuando está a $z = 0$, por lo que se observa esa misma longitud de onda en el filtro I_E (en azul). Cuando $z = 0.5$ siguiendo la ecuación [4], $\lambda_{obs} = 825$ nm por lo que no es necesario cambiar de filtro ya que I_E contiene a esa longitud de onda. Sin embargo, cuando $z = 1$ se tiene que $\lambda_{obs} = 1100$ nm, que no está contenida dentro del rango del filtro I_E por lo que se debe de utilizar el filtro Y_E (en verde) ya que es este el que abarca esa longitud de onda. Así de forma sistemática según aumenta el desplazamiento al rojo. Siguiendo con el ejemplo, para $z = 1.5$ se tiene $\lambda_{obs} = 1375$ nm, filtro J_E (en rojo), y para $z = 2$ se tiene $\lambda_{obs} = 1650$ nm, filtro H_E (en negro).

predicciones de la relación masa-tamaño y con un menor tamaño que las medidas previamente realizadas a menores desplazamientos al rojo (Buitrago et al. 2008). Una de las posibles causas que pueden explicar este resultado es que están siendo afectadas por la atenuación cosmológica.

El comportamiento de una SED cuyo máximo esté en longitudes de onda largas será diferente de aquella cuyo máximo esté entorno a longitudes de onda más cortas. Tomando la Figura 7, para $z = 0$, entorno a $\lambda = 2250$ nm, la mayoría de la contribución a la cSED estará dada por la SED de emisión en mayores longitudes, triángulos rojos. Sin embargo, para $z = 3$, en $\lambda = 2250$ nm, la mayor contribución a la cSED será de la SED que emite en menores longitudes, puntos azules. Por tanto, si se observasen con un filtro que contuviese a $\lambda = 2250$ nm dos objetos morfológicamente idénticos, como dos galaxias espirales, pero situadas a distintos z , para la más cercana se mediría una predominancia del bulbo al contribuir más a la cSED, mientras que para la galaxia más cercana se mediría una mayor contribución del disco. Es decir, aunque ambas galaxias son idénticas morfológicamente, desde la Tierra se observarían con morfologías diferentes y por tanto con parámetros morfológicos diferentes, dando la impresión de que son galaxias diferentes. En esto consiste el efecto CMOD.

Mediante este efecto, desarrollado de forma teórica en Papaderos et al. (2023) e iniciado su estudio de forma práctica en este trabajo, se pretende desarrollar un modelo que cuantifique la evolución de los parámetros estructurales de las galaxias a diferentes z teniendo en cuenta los efectos del desplazamiento

Esta masa dinámica está constituida por el total de la materia visible más el total de la materia oscura que contiene la Vía Láctea. Su masa estelar, es decir, aquella que no tiene en cuenta la contribución de la materia oscura, es un orden de magnitud menor (Trujillo y Bakos 2013).

al rojo de la longitud de onda y de la atenuación cosmológica. Se pretende conseguir este modelo a base de simular la morfología de galaxias cercanas ($z \approx 0$) para mayores z . Aplicando un análisis a cada simulación a diferente z mediante el ajuste de perfiles de Sérsic, subsección 2.4, se conseguirá conocer cómo es la evolución de los parámetros estructurales para diferentes tipos de galaxias a progresivamente mayor distancia, con el objetivo de poder comparar los resultados teóricos con los resultados observacionales, sección 4. Esto permitirá conocer si las galaxias observadas tienen la morfología indicada en los resultados observacionales o si por el contrario no se están teniendo en cuenta otros efectos en su análisis. Es muy importante este tipo de estudios comparativos ya que una morfología incorrecta de galaxias a un alto z podría dar origen a teorías no precisas sobre la formación y evolución de estas. El objetivo principal de este trabajo ha sido desarrollar la estructura computacional necesaria para realizar un análisis eficiente y preciso y analizar una pequeña muestra de galaxias para determinar si los resultados preliminares obtenidos son plausibles o no. En el futuro próximo, como continuación a este proyecto, se estudiará una mayor muestra de galaxias que permitirá definir unas tendencias claras sobre el comportamiento de la morfología de estas con el objetivo de desarrollar el ya mencionado modelo de evolución de los parámetros estructurales.

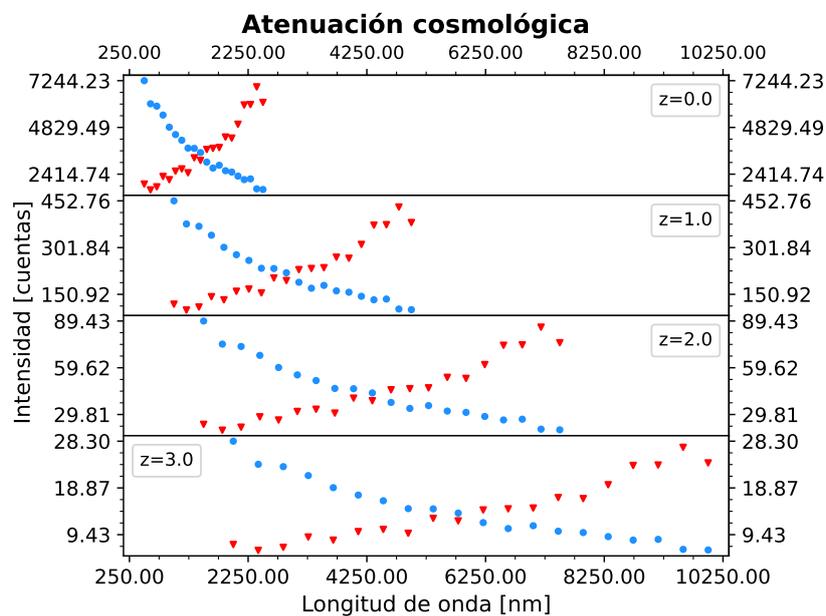


Figura 7: En esta figura se muestra un caso imaginario de una cSED como ejemplo explicativo del efecto producido por la atenuación cosmológica. Los puntos azules se podrían corresponder con la SED del disco de una galaxia espiral puesto que se tiene una mayor emisión entorno a menores longitudes de onda. Mientras que los triángulos rojos podrían corresponder con el bulbo de una galaxia espiral por su emisión en mayores longitudes de onda. Por tanto la cSED se correspondería con una galaxia espiral. Se puede observar los efectos producidos por el desplazamiento al rojo: el primero es un ensanchamiento del rango de longitudes de onda que abarca la cSED, aumentando hacia mayores longitudes de onda debido a la ecuación [4]; y el segundo es la disminución de la intensidad de la cSED debido a que la intensidad decae con $(z + 1)^{-4}$. Estos cambios provocan que aunque una SED sea la dominante en un rango de longitudes de onda a $z = 0$, no tiene por qué serlo a mayores z . Como se puede apreciar, a $z = 0$ entorno a $\lambda = 2250$ nm, la SED dominante es la correspondiente a los triángulos rojos. Mientras que entorno a esa misma longitud de onda a $z = 3$, la SED dominante es la correspondiente a los puntos azules.

3. Metodología

En esta sección se desarrollará la metodología creada desde cero para el análisis de los datos y que ha sido la piedra angular sobre la que se ha centrado este trabajo a partir de la cual se esperan obtener los futuros resultados de un análisis más exhaustivo y amplio de los datos.

3.1. Lenguajes y programas utilizados

Todo el proyecto ha sido llevado a cabo mediante la escritura de programas de código propio en el lenguaje de programación Python ejecutándose sobre el sistema operativo Linux⁹. Se eligió este lenguaje por ser uno de los estándares en la computación moderna y por tener las suficientes librerías de código para poder llevar a cabo todo el proceso, además de por su facilidad de uso. Una de las librerías más destacadas y de ámbito específico para la astronomía es *astropy* (Astropy Collaboration et al. 2013) con la que se pueden manipular las imágenes astronómicas que se encuentran codificadas bajo la extensión `.fits`. Una de las características básicas de este tipo de archivos es que cuentan con una extensión para la imágenes y una extensión denominada `header` donde se almacenan todos los metadatos relativos a las imágenes. Ambas extensiones son necesarias para poder generar un archivo `.fits`. Otra de las razones de usar Python es la facilidad que tiene de integrar funciones del sistema operativo Linux como la búsqueda y modificación de archivos, así como la posibilidad de ejecutar programas externos mediante el uso de comandos tipo `shell script`¹⁰ dentro del propio código de `python`.

Para el visionado de los archivos `.fits` se ha utilizado el programa *SaoImage DS9* (DS9) (Glotfelty et al. 2022). Este programa cuenta con una amplia gama de herramientas para poder visualizar y manipular este tipo de archivos. Entre estas herramientas destaca la capacidad de ver las diferentes imágenes que forman un cubo de datos¹¹, la posibilidad de cambiar los colores de la imagen para poder visualizar mejor la intensidad de los mismos, o diferentes herramientas para la suma de cuentas y otras magnitudes de intensidad lumínica de diferentes regiones de la imagen. En la Figura 8 se muestra una captura de pantalla del programa mostrando una de las imágenes que forman cada uno de los cubos de datos con imágenes para cada filtro. Finalmente, el programa utilizado para el ajuste de los parámetros estructurales ha sido *Galfit* (Peng et al. 2002, 2010). Este es un programa que se ejecuta sobre la terminal de Linux y que no presenta una interfaz gráfica. Para poder ejecutarlo se ha de añadir un archivo de configuración con unos parámetros y una sintaxis específica que indican al programa cómo se tiene que comportar.

Debido a la cantidad de datos y al número de procesos que se tienen que realizar para cada imagen, subsección 3.5, estos análisis se han llevado a cabo utilizando el servidor disponible en el despacho de uno de los tutores del proyecto con una mayor potencia de procesamiento que el ordenador personal con el que se comenzó a trabajar. El poder conectarse de forma remota al servidor con facilidad y seguridad ha sido una de las decisiones por las que se optó por utilizar Linux como sistema operativo base para la realización del proyecto. Para ello se procedió a utilizar una máquina virtual instalada en Windows que permitía la ejecución de Linux en el ordenador personal. Este intermediario fue eliminado al cambiar a macOS como sistema operativo personal mejorando la compatibilidad ya que presenta mayores similitudes con Linux que Windows.

3.2. Funcionamiento de Galfit

Galfit es el programa utilizado para la obtención de los parámetros estructurales. Para su obtención utiliza un método denominado ajuste de mínimos cuadrados no lineal usando un algoritmo de Levenberg-Marquardt. *Galfit* puede hacer un ajuste de los datos con una gran variedad de funciones matemáticas. En el caso de este proyecto se le indicó que realizase estos ajustes con un perfil de Sérsic, subsección 2.4. *Galfit* ajusta estos datos tras analizar diferentes combinaciones de los parámetros para el perfil de Sérsic. Para cada una de las combinaciones genera un modelo de brillo utilizando un perfil de Sérsic en dos dimensiones, que se compara con el brillo de la galaxia original, Figura 9. Se hace una comparación

⁹Todos los códigos han sido creados desde cero para este proyecto y se encuentran disponibles a través de <https://github.com/victoralonso/rodriguez/TFG.git>

¹⁰Los comandos de tipo `shell script` son los utilizados para controlar el sistema operativo desde la consola del mismo y que se pueden ejecutar en grupos y estructuras elaboradas mediante archivos con extensión `.sh`.

¹¹No confundir este cubo de datos con el visto en secciones anteriores. En las secciones anteriores se tiene un cubo por tener dos dimensiones espaciales debido a una imagen y una dimensión en λ donde se almacena la información espectral. En el contexto de la metodología se tiene un cubo porque se tienen las dos dimensiones de la imagen y la tercera dimensión está formada por 109 imágenes de la misma galaxia a distintos desplazamiento al rojo apiladas una tras otra formando capas.

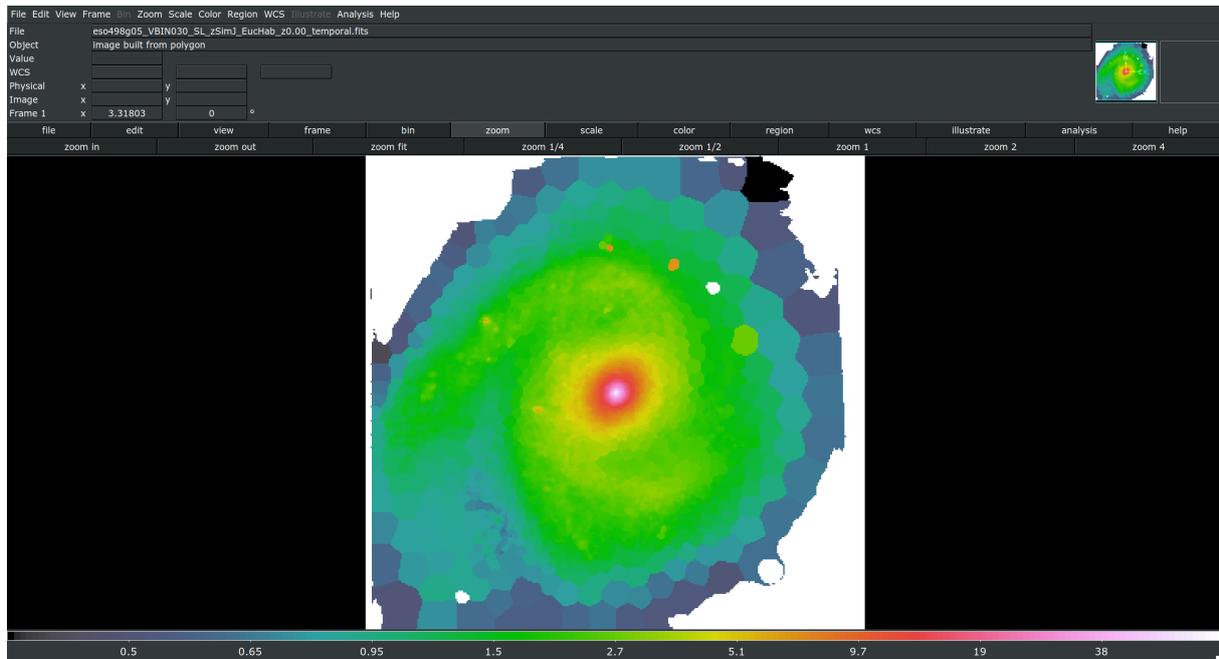


Figura 8: En esta figura se muestra una captura de pantalla del programa SaOImage DS9 para la visualización de archivos `.fits`. En ella se está mostrando la primera de las capas del cubo de datos formado por imágenes correspondiente al filtro H_E del telescopio Euclid, Tabla 2, para la galaxia de tipo espiral ESO498G05, Tabla 1. El rango de colores indica la cantidad de cuentas que tiene la imagen, indicadas por la barra inferior. En la parte superior se encuentran los menús a través de los cuales son accesibles las diferentes herramientas del programa.

pixel por pixel de la imagen. Por ello cuanto más grande sea la imagen más tiempo de cómputo necesitará para hacer esta comparación. También, cuanto mayor sea la PSF mayor tiempo de cómputo será necesario pues se realiza una convolución pixel a pixel entre la imagen proporcionada a Galfit y la PSF. Aunque una mayor PSF suponga un mayor tiempo de cómputo genera unos resultados más precisos. El valor estadístico χ^2 que se necesita minimizar es una suma para cada pixel que está dada por la fórmula

$$\chi^2 = \sum_{x=1}^{nx} \sum_{y=1}^{ny} \frac{(imagen - modelo \otimes PSF)^2}{\sigma^2} \quad (13)$$

donde σ^2 es el error de cada pixel que Galfit estima mediante una distribución de Poisson, nx y ny son el número de píxeles en la dirección horizontal y vertical respectivamente. El símbolo \otimes representa la convolución entre el modelo y la PSF. El objetivo de Galfit es minimizar el valor estadístico χ^2 , es decir, encontrar la combinación de parámetros con los que se obtiene un mínimo de χ^2 dentro del espacio de parámetros. Galfit analizará diferentes combinaciones de parámetros y obtendrá un valor de χ^2 . Tras esto probará una nueva combinación y comprobará si el nuevo valor de χ^2 es menor que el anterior. Galfit realizará este análisis de forma iterativa mientras consiga un valor menor que la anterior combinación. Como mucho el algoritmo realizará cien iteraciones, para evitar problemas numéricos. Obviamente, si se estabilizan los valores de los parámetros estructurales antes del límite máximo, Galfit parará. Converja o no, la imagen de salida ofrecerá los últimos resultados del ajuste efectuado.

Se puede dar la circunstancia de que Galfit encuentre un mínimo en el espacio de parámetros pero que ese mínimo no sea el mínimo global. Es un hecho que hay que tener en cuenta dada la naturaleza de este tipo de programas de análisis numérico. Para intentar evitar esta circunstancia la clave está en los parámetros estructurales iniciales que Galfit necesita sobre la morfología de la galaxia. Cuanto más precisos sean estos parámetros iniciales más cerca se encontrará del mínimo global en el espacio de parámetros y más fácil le será encontrar los parámetros óptimos.

A pesar de introducir unos datos precisos en *Galfit* se puede dar la circunstancia de que explore y converja en una zona del espacio de parámetros cuyos valores no tienen sentido físico, como un índice de Sérsic muy alto por encima del $n = 6$ o un radio efectivo de miles de píxeles cuando la imagen no supera los 350 píxeles. Para evitar que *Galfit* explore estas zonas del espacio de parámetros, se le debe indicar en un archivo de configuración complementario ciertas restricciones en el rango de valores que pueden tener los parámetros. Los más importantes son el índice de Sérsic en el que se ha observado que para tener resultados realistas se tiene que mantener en el rango $0.6 < n < 6.0$ (Papaderos et al. 1996), y el radio efectivo que se ha optado por situar en los 500 píxeles como límite superior. Aún así *Galfit* en ocasiones, con las galaxias más complicadas de analizar, se queda fijo en estos límites del rango de radio efectivo por lo que proporciona como resultado de este un valor constante correspondiente al límite superior para cada una de las imágenes del modelo. Cuando se tiene este resultado se analiza más detalladamente las características de la galaxia en cuestión y se hacen pruebas cambiando ligeramente los parámetros iniciales o se amplía el límite del radio efectivo para observar cómo es el comportamiento de *Galfit* frente a estos cambios.

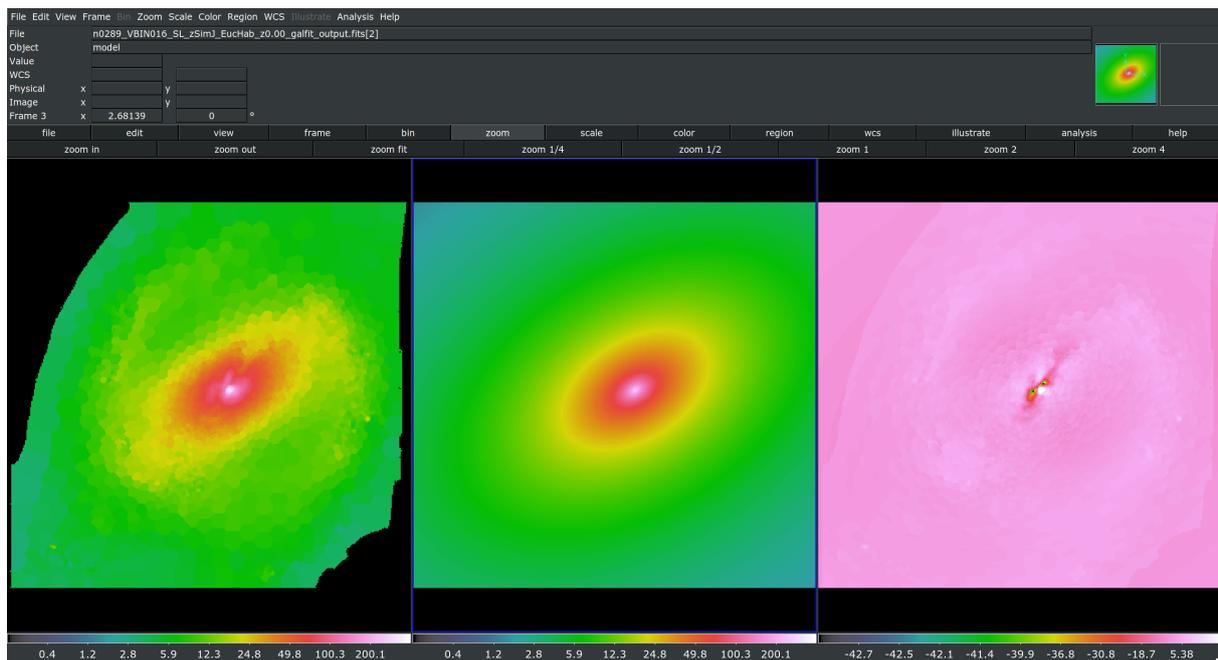


Figura 9: Figura que muestra una captura de pantalla de DS9 en la que se muestra el archivo `.fits` generado tras el análisis de cada galaxia. En concreto, esta imagen representa a la galaxia NGC0289, Tabla 1 y Figura 25. En la izquierda se tiene la imagen original que se quiere analizar, similar a la mostrada en la Figura 8. En el medio se tiene el modelo de Sérsic 2D generado por *Galfit* tras el cómputo de los parámetros estructurales para esta imagen. En la izquierda se tienen los residuos del modelo, es decir, la imagen que muestra la precisión del modelo y que se calcula como la sustracción del modelo a la imagen real. Un número positivo de cuentas indicado por la barra inferior muestra que el modelo no alcanza el valor de cuentas de la imagen para esas zonas mientras que un número negativo de cuentas indica una sobresustracción del modelo, indicando que este tiene más cuentas que la imagen. Además en esta imagen se puede observar, gracias al residuo, como la barra central cuenta con un ángulo de posición diferente al de las partes exteriores, como se ha comentado en la subsección 2.3. Con las aproximaciones y con la metodología que se han seguido en este trabajo la barra central y los brazos espirales no pueden ser modelizados.

3.2.1. Versión inout: Cambio de paradigma

Durante la mayor parte del proyecto a cada imagen de los cubos de datos de cada filtro para una galaxia dada se le estaban introduciendo en *Galfit* los mismos parámetros estructurales iniciales para comenzar el análisis. Estos parámetros estaban basados en las imágenes que se tenían para uno de los filtros a $z = 0$,

y después para cada filtro en cada z se introducían los mismos parámetros. Sin embargo, tras analizar los resultados preliminares, este método no parecía el correcto ya que en las gráficas no se mostraban transiciones suaves entre valores. Aunque no se conociese cuál iba a ser la evolución de cada parámetro con el desplazamiento al rojo lo que si se esperaba era una transición suave de los parámetros ya que entre imágenes contiguas no existe un cambio abrupto. Por el contrario se estaban encontrando saltos demasiados rápidos, picos de valor casi aleatorio y otros indicios que hacían pensar que *Galfit* no estaba realizando un buen ajuste.

Tras analizar el código de forma exhaustiva y sus resultados preliminares, se propusieron dos posibles soluciones: la primera sería aplicar un filtro de tipo mediana de 3×3 píxeles para suavizar el posible ruido de la imagen, decisión que mejoró en cierta parte las transiciones bruscas; y la segunda denominada *inout*, y la que supuso el mayor cambio en los resultados, fue la introducción de los parámetros finales obtenidos como resultado del análisis con *Galfit* para una imagen como parámetros iniciales en la imagen siguiente (en términos del aumento del desplazamiento al rojo). Esto ayudaría a estar muy cerca del mínimo en el espacio de parámetros, ya que una vez encontrado un mínimo, como no hay un gran cambio entre imágenes contiguas, el siguiente mínimo debería estar muy cerca del obtenido anteriormente. Por ello en las últimas versiones del código se aplican ambas soluciones, la del filtro mediana y la *inout* ya que son perfectamente complementarias.

Este cambio de paradigma ha revolucionado por completo los resultados obtenidos. La primera mejora evidente se da en los resultados, en los que las transiciones bruscas entre parámetros apenas se obtienen y se han eliminado en su gran mayoría los picos de valores aleatorios. Y la segunda mejoría ha sido en el tiempo de cómputo ya que ha reducido el tiempo de procesamiento de las imágenes de forma considerable. Se ha pasado de un análisis que tardaba para cada galaxia entre 5 y 10 horas para aquellos casos en los que se utilizaba una PSF pequeña a apenas 2 o 3 horas. En los casos en los que se tenía una PSF del tamaño de la imagen a analizar se ha pasado de un rango de entre 12 a 17 horas por cada galaxia a no superar las 6 horas de cómputo. Esto ha posibilitado agilizar de forma significativa el ritmo de obtención de resultados. También ha facilitado el poder analizar diferentes combinaciones de parámetros iniciales para obtener un modelo lo más fidedigno posible en aquellas galaxias más complicadas de hacer un ajuste.

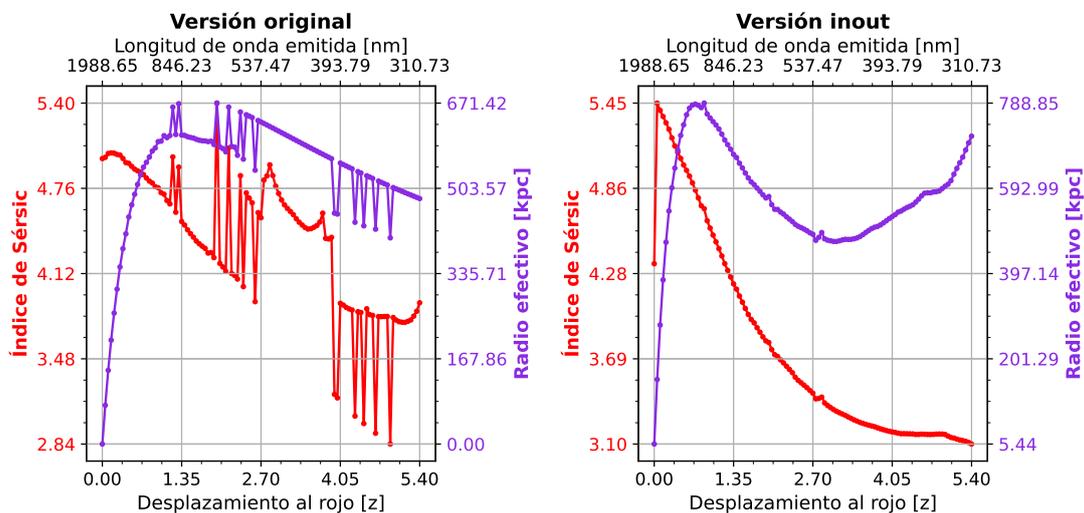


Figura 10: Esta figura muestra el cambio en los resultados con la introducción de la versión *inout*. Se puede apreciar una mejoría en las transiciones de los valores y en la reducción de los picos de valores. Los datos corresponden con el filtro F200W del JWST para la galaxia NGC1553.

3.3. Procesado inicial de los datos

Las imágenes de las galaxias de las cuales se han obtenido los parámetros estructurales han sido provistas por uno de los tutores del proyecto (P. Papaderos). Estas imágenes han seguido un laborioso proceso desde su toma con el instrumento MUSE hasta que se han podido analizar con *Galfit*. **El primer proceso**

que se ha realizado a las imágenes ha sido su reducción mediante el programa `ESORex` (ESO CPL Development Team 2015). Como se ha comentado en la subsección 1.3, este proceso es clave para poder corregir ciertos desperfectos derivados del sensor. Es un proceso complicado que requiere de una cierta experiencia tanto en el proceso de reducción como en el uso de imágenes de este instrumento ya que cada telescopio e instrumento presentan unas características y unos defectos únicos. En MUSE este proceso es aún más complejo dado que no se tiene una imagen en 2D sino un cubo de datos espectrográfico en 3D con una combinación de imagen más espectro.

Tras la reducción de los cubos de datos el objetivo es, mediante los datos de MUSE, **simular cómo serían estas imágenes si se hubieran tomado con otros telescopios** como el JWST, el Hubble Space Telescope (HST), el telescopio espacial Euclid o el del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) en sus diferentes sistemas de filtros. En la Tabla 2 se muestran los diferentes filtros utilizados para cada telescopio así como su longitud de onda de referencia. Para este objetivo a cada uno de los spaxels, tras la reducción, se les realiza un ajuste espectral con los programas `STARLIGHT` (Cid Fernandes et al. 2005) y `FADO` (Gomes y Papaderos 2017). A continuación se determina el flujo de cada línea de emisión espectral con el procedimiento `PORTO3D` (Papaderos et al. 2013) y se calcula el ancho efectivo de cada una de las líneas. Tras este cálculo se subtrae la contribución a la imagen del medio nebuloso que está formado por la emisión y la absorción del gas y se realiza de nuevo un ajuste espectral. Con esta sustracción se consigue un espectro correspondiente únicamente con la emisión de las estrellas. A partir de este espectro se obtienen las diferentes SSP que forman la galaxia. A continuación se calculan las SED de los datos para los diferentes desplazamientos al rojo y se convolucionan cada SED obtenida con cada filtro astronómico en el que se quiera simular la imagen. Con este proceso se consigue simular el brillo superficial de la galaxias para cada z y son estos datos finales los que son analizados con la metodología desarrollada en este trabajo, ver subsección 3.5. Es por este motivo por el que se ha elegido MUSE como fuente de los datos, porque se dispone del espectro en cada pixel con el que es posible llevar a cabo toda la simulación descrita.

Además de la simulación de cada cubo de datos en otros telescopios y sistemas de filtros, las imágenes se han simulado en distancia. Es decir, **se ha simulado cómo se vería cada una de las imágenes de cada filtro a diferentes z** . En concreto cada imagen se ha simulado un total de 109 veces, abarcando un rango desde $z = 0.00$ hasta $z = 5.40$ en intervalos de 0.05. La longitud de onda obtenida para cada simulación es la que tendría que emitir una galaxia a cierto z para que su luz se modificase según la ecuación [4] y se detectase en la Tierra con la longitud de onda de referencia del filtro. Es decir, si se simula una galaxia en el filtro J_E del Euclid, a $z = 5.40$, $\lambda_{em} = 146.58$ nm para que $\lambda_{obs} = 938.152$ nm, que es la longitud de referencia del filtro. Cada uno de los resultados obtenidos ya no forma un cubo de datos con imagen más espectro sino que es una imagen en 2D. Sin embargo, las 109 imágenes para cada filtro se combinan en un mismo archivo `.fits` generando un cubo de datos con 109 capas, imágenes, que se han de procesar de forma independiente.

La cantidad total de imágenes a procesar es un número difícil de determinar de forma sistemática puesto que se han analizado 15 galaxias y dependiendo de la galaxia se han generado imágenes para el Euclid en sus 4 filtros, para el JWST entre 5 y 12 filtros, para el SDSS entre 1 y 7 filtros y en algunas de esas galaxias se ha simulado el HST en 12 de sus filtros. Para cada filtro hay que multiplicar por las 109 imágenes de la mayoría de los filtros¹². Un recuento general de los datos estima que **se han analizado una por una alrededor de 45000 imágenes en la muestra final de 15 galaxias**.

3.4. Obtención de la PSF

Como se ha visto a lo largo de esta memoria, la PSF juega un papel fundamental en la corrección de las imágenes astronómicas. Además su uso es indispensable para el análisis con `Galfit`. Sin embargo, el

¹²Las imágenes de los filtros con una menor longitud de onda de referencia como son el filtro U del SDSS y los filtros F300W y F435W del HST, Tabla 2, debido al alto desplazamiento al rojo al que se tienen que simular las imágenes, no cuentan con las 109 imágenes. Esto es debido a que se alcanza el límite de Lyman de emisión de $\lambda = 91.13$ nm. Dado que a partir de este valor se puede pensar que no hay emisión estelar, no se simulan las imágenes a partir de un cierto desplazamiento al rojo.

proceso de obtención de una PSF no es sencillo. Para ciertos telescopios se ha trabajado en realizar una PSF precisa con una extensión de minutos de arco cuyo proceso ha llevado años de trabajo (Infante-Sainz et al. 2020).

Tabla 2: En esta tabla se muestran los filtros utilizados para cada uno de los telescopios así como la longitud de onda de referencia del filtro (Rodrigo y Solano 2020; Rodrigo et al. 2012). Los filtros denominados con una *W* (wide) para el JWST y el HST tienen un ancho de banda mayor que 100 nm, mientras que los denominados con *M* (medium) presentan un ancho de banda entre 10 nm y 100 nm. Aquellos filtros que presentan un valor menor de 10 nm se denominan con una *N* (narrow).

Telescopio	Filtro	Longitud de onda de referencia [nm]	Telescopio	Filtro	Longitud de onda de referencia [nm]
Euclid	I _E	497.077	Euclid	Y _E	938.152
Euclid	J _E	1152.258	Euclid	H _E	1497.170
JWST	F070W	703.912	JWST	F090W	902.153
JWST	F115W	1154.261	JWST	F140M	1405.323
JWST	F150W	1500.744	JWST	F162M	1627.247
JWST	F182M	1845.167	JWST	F200W	1988.648
JWST	F210M	2095.451	JWST	F277W	2761.740
JWST	F356W	3568.362	JWST	F444W	4404.315
HST	F300W	298.447	HST	F435W	432.309
HST	F450W	455.622	HST	F475W	477.573
HST	F555W	535.574	HST	F569W	564.408
HST	F606W	588.708	HST	F791W	787.556
HST	F814W	803.903			
SDSS	U	351.189	SDSS	V	550.140
SDSS	R	681.905	SDSS	I	865.744
SDSS	J	1231.730	SDSS	H	1639.638
SDSS	K	2173.585			

Para el caso de MUSE no se disponía de una PSF de este tipo por lo que se ha tenido que construir una desde cero que ofreciese unos resultados lo suficientemente precisos para este proyecto. Lo ideal sería tener una PSF para cada una de las medidas hechas con MUSE pero esto no ha sido posible. Para poder tener una PSF adecuada es necesario contar con al menos una estrella bien expuesta durante la toma de la imagen de la galaxia para conocer cómo son las deformaciones de esta causadas por el seeing y por la difracción. Esto se debe a que una estrella, al ser un objeto puntual en comparación a la distancia a la que se encuentra, se puede tomar su perfil de brillo de fuente puntual como una delta de Dirac debido al poco tamaño que esta ocupa en los CCD y, por tanto, cualquier distorsión de la luz que llegue hará que se pierda esta forma. Con esto se puede obtener los patrones de distorsión para una estrella ya que se recupera su PSF. Para visualizar una estrella es necesario que el campo de visión del instrumento sea lo suficientemente amplio como para abarcar a la galaxia de la que se quiere tomar la imagen además de a una estrella que no esté contaminada por la luz de la propia galaxia en el CCD. Esta estrella que aparecerá en el campo de visión será una estrella perteneciente a la Vía Láctea que se encuentra entre el telescopio y la galaxia objetivo. En MUSE es difícil de conseguir esto puesto que su campo de visión de 1 arcmin² hace que solo la galaxia a estudiar se encuadre dentro del CCD y las estrellas que aparecen estén contaminadas por la luz de la galaxia.

Para solucionar esta situación se optó por combinar diferentes estrellas de las diferentes imágenes de las galaxias estudiadas. Para comenzar se recortaron de forma manual aquellas estrellas que parecían estar bien expuestas y lo suficientemente lejos de la galaxia dentro de los límites de la imagen. Tras ello a cada estrella se la normalizó entre el flujo total y se apilaron y sumaron todas ellas. A la suma de estas se le volvió a aplicar una normalización al valor unidad. A esta combinación de estrellas se le ajustó una

función de Moffat (Moffat 1969). Esta función es similar a una gaussiana solo que el cuerpo de la función es más estrecho y las alas de la función (partes externas) son más prominentes. La función de Moffat es la utilizada para modelar el perfil de brillo de una estrella afectada por el seeing. De forma matemática se define en dos dimensiones una función de Moffat como

$$f(x, y) = \frac{\beta - 1}{\pi\alpha^2} \left[1 + \frac{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}{\alpha^2} \right]^{-\beta} \quad (14)$$

donde x_0 e y_0 corresponden con el centro de la estrella que se toma como el pixel de mayor luminosidad, α corresponde con la anchura del núcleo de la función y β es un parámetro que define la forma de las alas. Para ajustar esta función al brillo de una estrella, *Galfit* ajusta los datos de las estrellas a esta función de forma similar a como ajusta una imagen al perfil de Sérsic. Para poder realizar un modelo de Moffat con *Galfit* a partir de los parámetros obtenidos se debe calcular la Full Width Half Maximun (FWHM) (anchura a media altura) que para esta función viene dada por (Trujillo et al. 2001)

$$FWHM_{Moffat} = 2\alpha\sqrt{2^{1/\beta} - 1} \quad (15)$$

Una vez obtenidos en el ajuste los datos de β y de la FWHM, se introducen en un archivo de configuración en el que se indica a *Galfit* que debe crear un modelo teórico de la PSF con esas condiciones a partir de una función de Moffat. *Galfit* puede funcionar tanto para ajustar modelos y funciones como para crear representaciones de funciones 2D. Crear un modelo de una PSF a partir de los parámetros obtenidos de estrellas reales permite generar una PSF del tamaño de la imagen de la galaxia. Esto permitirá un análisis más detallado por parte de *Galfit* que implica una mejora en la calidad de los resultados. Para este estudio se ha generado una PSF cuyos parámetros han sido $\beta = 1.8781$ y $FWHM = 2.0336$, ambos adimensionales, para todas las galaxias, Figura 11. La única diferencia en la PSF que se tiene entre galaxias es el tamaño en píxeles de la PSF pues se ha creado para cada galaxia una PSF con tantos píxeles como el número de píxeles de la imagen de cada galaxia.

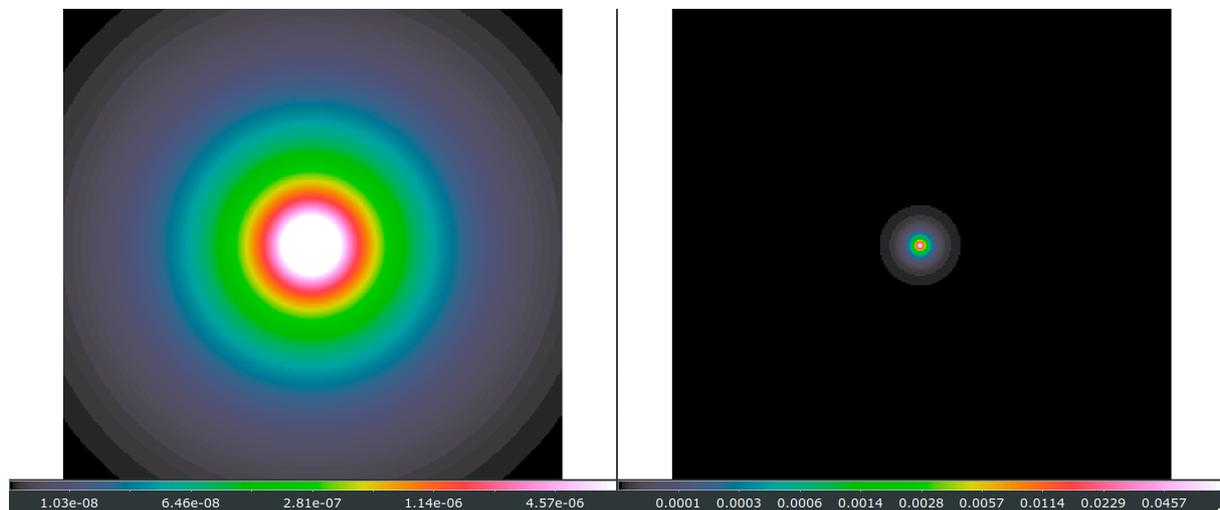


Figura 11: Esta figura muestra el modelo de PSF que se ha generado para la galaxia ESO498G05, Figura 8 y Tabla 1, tomando los parámetros $\beta = 1.8781$, $FWHM = 2.0336$ y el tamaño de la imagen de la galaxia, que para esta imagen es de 305×317 píxeles. Los colores siguen la misma escala que la vista en la Figura 8. En la izquierda el centro aparece sin degradado de colores siendo blanco entero debido al rango de valores que se han seleccionado para tener una buena visualización de las partes externas. En la derecha se ha tomado un rango de valores diferente para poder apreciar las características del centro. El pixel central corresponde con el máximo de 0.106 cuentas al estar normalizada a la unidad. Ambas imágenes se han representado con el mismo tamaño.

3.5. Proceso completo de análisis

El proyecto se inició con 5 galaxias con las que se estuvo trabajando gran parte de los meses hasta conseguir un proceso de análisis eficiente antes de dar el salto a la muestra final de 15 galaxias. Debido a la gran cantidad de datos que se esperaba tener que analizar, hubo dos características que se plantearon desde un primer momento para la creación de los varios programas necesarios con Python: la primera era la automatización del proceso de análisis, y la segunda la escalabilidad del mismo para poder albergar una mayor muestra de galaxias y filtros para poder ser analizada en el futuro sin necesidad de modificar el código al completo.

El proceso de análisis comienza con la creación de la PSF para cada galaxia. Para ello uno de los programas identifica el tamaño de la imagen de cada galaxia y le indica a Galfit en un archivo de configuración que cree un modelo de PSF con esas dimensiones con los valores de β y FWHM ya mostrados, subsección 3.4, donde es imprescindible que el pixel central de la imagen sea el de mayor intensidad para tener una correcta convolución y que Galfit pueda generar un modelo adecuado. Esta PSF generada es similar a la mostrada en la Figura 11.

Tras la creación en el primer paso de la PSF se inicia el programa que se encarga del análisis de las imágenes. El primer paso consiste en proceder a la identificación de los cubos de datos correspondientes a cada uno de los filtros de cada telescopio para la galaxia que se esté analizando. Con ello se crean unas carpetas para cada filtro donde se almacenarán todos los datos generados por Galfit de forma separada para mantener el orden entre los miles de archivos generados en cada análisis. El primer proceso de manipulación de los cubos de datos que contienen las imágenes a analizar consiste en **convertir la magnitud superficial que tienen las imágenes en unidades de mag/arcsec² a flujo para obtener su valor en cuentas**. Para ello hay que hacer la inversa de la ecuación [8], despejando el flujo para obtener un valor que en cuentas viene dado por

$$F = 10^{\left(\frac{\mu - 5 \log_{10}(p_x) - Z_p}{-2.5} \right)} \quad (16)$$

donde μ es el valor de la magnitud superficial, ecuación [8], para cada pixel de la imagen original que se quiere cambiar a flujo. Como ya se ha indicado con anterioridad, $p_x = 0.2$ píxeles/arcsec y $Z_p = 25$ para el caso de MUSE. A partir de este cambio se genera un nuevo cubo de datos con las 109 imágenes en un archivo `.fits` utilizando la librería `astropy`. A continuación se genera un archivo tabulado con extensión `.csv` donde se almacenan los parámetros que se vayan obteniendo del análisis con Galfit para su posterior análisis y representación.

Hasta ahora todos los pasos dados se han llevado a cabo una única vez. Tras estos lo siguiente es **iniciar un bucle for con el que poder iterar a través de las imágenes del cubo de datos** para poder analizarlas de forma individual. Primero se debe guardar cada imagen en cuentas de forma separada en un nuevo archivo `.fits`. Se procede después a obtener sus dimensiones en píxeles así como otros datos necesarios para que Galfit obtenga los parámetros que mejor se ajustan al perfil de Sérsic tal y como se ha visto en la subsección 3.2. Para aumentar la precisión en estos parámetros iniciales se tomaron el cociente de semiejes y el ángulo de posición de los datos que se encuentran en la NED. El índice de Sérsic se aproximó a $n = 1$ o $n = 4$ según fuese el tipo de galaxia, disco o esferoide respectivamente. El radio efectivo se calculó inicialmente utilizando DS9 para medir el valor del semieje mayor que formaba un área que contenía la mitad de las cuentas de la galaxia. Además de estos parámetros se le tienen que indicar a Galfit la magnitud de la galaxia así como el centro de la galaxia que corresponde con el pixel de mayor intensidad y que se calculan en el código de forma automática para cada imagen inicial del cubo de datos. Es decir, la única modificación del código que se hace de forma manual es la introducción inicial del índice de Sérsic, del radio efectivo, del cociente de semiejes y del ángulo de posición mediante un archivo de configuración externo al código.

Con la introducción de la versión `inout`, subsección 3.2.1, los parámetros introducidos de forma manual solo afectan a la primera imagen puesto que a partir de la segunda son incluidos de forma automática

como el resultado del ajuste de la imagen anterior. Para poder utilizar `Galfit` dentro del propio código se debe de ejecutar la línea `subprocess.run(['galfit', script])` donde `script` es el archivo de configuración con los parámetros generados y que es necesario indicar a `Galfit` con la sintaxis requerida. Una vez que `Galfit` termina el análisis se guardan los parámetros en el archivo `.csv` y a continuación se procede a analizar la siguiente imagen del cubo de datos.

`Galfit` no guarda los parámetros de forma automática sino que lo que genera es un archivo `.fits`. En él están incluidas la imagen original, el modelo generado y la diferencia de cuentas entre la imagen y el modelo, denominado residuo, para poder comprobar de forma visual la precisión que ha tenido `Galfit` en el ajuste, Figura 9. **Para obtener los parámetros estructurales se debe acceder al header del archivo `.fits` del modelo generado y a partir de ahí seleccionarlos y guardarlos en el `.csv`.** Los datos se guardan sin ser modificados excepto el radio efectivo que se transforma de píxeles a arcsec y luego a kpc, ver subsección 3.6.

Tras haber analizado con el mismo procedimiento cada una de las imágenes del cubo de datos y disponer de todos los parámetros en el `.csv` se procede a analizar el siguiente de los cubos de datos correspondiente a un nuevo filtro. Para ese nuevo filtro se omite la creación de la PSF puesto que es única para toda la galaxia, independientemente del filtro utilizado. El resto de todo el proceso se realiza de la misma manera hasta que se han analizado todas las imágenes que forman el cubo de datos y hasta que sus datos se hayan guardado en el `.csv`. Se procederá así con toda la lista de cubos de datos hasta finalizar con todos los filtros de todos los telescopios de los que se quiera hacer el análisis para cada galaxia.

Tras finalizar se inician dos programas de código muy similares que **crean unos archivos `.pdf` con unos gráficos de forma automática**. Ambos programas crean para cada telescopio una matriz de gráficos en las que están incluidos cada uno de los filtros para poder tenerlos todos agrupados y poder hacer una mejor comparación visual. Estos gráficos se explicarán con más detalle en la sección 4. Una vez finalizados los gráficos se puede dar como concluido en análisis de la galaxia en cuestión. Las simulaciones para cada galaxia se deben iniciar de forma independiente. Para la automatización de este proceso se hace uso de archivos `.sh` en el que utilizando comandos tipo `shell script` se pueden programar las simulaciones de forma secuencial. Este proceso de automatización permite iniciar de una sola vez el análisis de las 15 galaxias.

3.6. Radio efectivo en píxeles, arcsec y kpc

`Galfit` proporciona el radio efectivo en píxeles. Sin embargo esta no es la unidad más adecuada para determinar el tamaño de una galaxia puesto que está referido al detector CCD utilizado, no al tamaño físico de la galaxia. Para ello hay que utilizar el factor de conversión ya señalado que tiene MUSE donde cada pixel corresponde a 0.2 arcsec. Con este factor se hace una transformación del radio efectivo antes de guardarlo en el `.csv`. **Aunque conocer el tamaño en arcsec es mucho mejor que conocerlo en píxeles, porque ofrece el tamaño angular del objeto en el cielo, tampoco es la mejor medida del tamaño físico de la galaxia.**

Que existan dos galaxias que desde la Tierra tengan 100 arcsec de tamaño no implica que sean igual de grandes. Lo que se ve en el cielo es una proyección en 2D dimensiones de un espacio que tiene una profundidad, tiene una distancia. Entonces si una de las galaxias está próxima a nosotros y la otra está a decenas de miles de años luz de distancia y ambas ocupan el mismo tamaño en el cielo quiere decir que la lejana es mucho mayor que la otra galaxia. Esta situación se puede asimilar con ejemplos del día a día. Imaginando que se está en un campo llano de trigo de la meseta Castellana y que a unas pocas decenas de metros se tiene una casa y que detrás de esa casa a lo lejos, a unas cuantas decenas de kilómetros, se ve la montaña palentina y parece que las cumbres tienen la misma altura que la casa. De forma racional se sabe que la casa no mide de alto como la montaña sino que es producto de que la casa está más cerca que la montaña. Esto mismo sucede con las galaxias. Los arcsec son una medida de cuánto ocupa en el cielo la proyección en 2D de una galaxia. No es una unidad que indica cómo es su tamaño real.

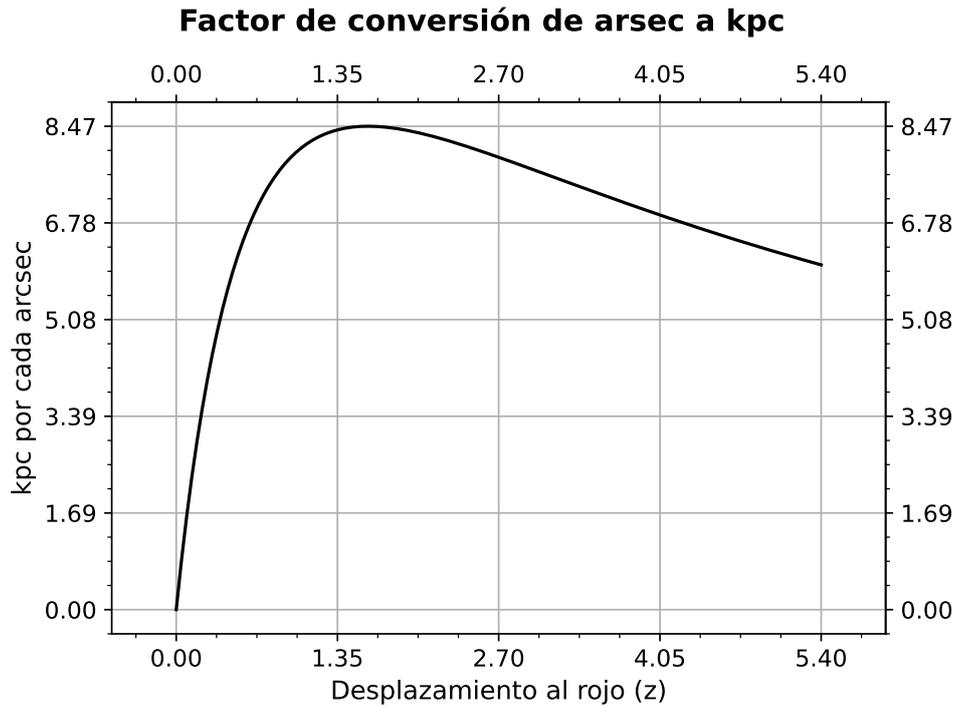


Figura 12: En esta figura se muestra cómo evoluciona el factor de conversión entre los arcsec y los kpc. Para $z = 1.60$ se alcanza el máximo y a partir de ese valor decrece casi de forma lineal.

Para poder hacer una comparación justa, al igual que se usa la magnitud absoluta y no la aparente, subsección 2.3, se utiliza como unidad de medida los pc, en específico su múltiplo kpc¹³, ya que sí están referidos al tamaño real de una galaxia. Sin embargo la transformación no es lineal y ni siquiera es siempre creciente. Es lógico pensar que cuanto más lejos se encuentra una galaxia, a mismo tamaño de arcsec, los kpc aumentarán porque su tamaño aumenta. Es decir, la galaxia será más grande. Sin embargo, la expansión de universo y su geometría hace que a partir de una cierta distancia, a partir de un cierto desplazamiento al rojo, cuanto más lejos un objeto con igual arcsec menos kpc va a medir. Este factor de conversión se puede representar para ver este decrecimiento del tamaño de una galaxia dando como resultado la Figura 12. Este hecho es muy relevante sobre todo cuando el objetivo de este trabajo es estudiar la morfología de las galaxias cuando se encuentran a un alto desplazamiento al rojo. Es por ello que todos los resultados del radio efectivo que genera *Galfit* se tienen que transformar primero en arcsec y luego en kpc para poder comparar de forma real el tamaño físico de las galaxias.

4. Resultados

4.1. Representación de los resultados

Como se ha comentado en la subsección 3.5 tras el análisis por parte de *Galfit* se inician dos programas que son los encargados de crear los gráficos de forma automática. Uno de ellos representa la posición del centro, el índice de Sérsic y el radio efectivo en función del desplazamiento al rojo, Figura 13. El otro crea cocientes para el índice de Sérsic y el radio efectivo en función de unos valores referencia y en función del desplazamiento al rojo, Figura 14. Cada gráfico corresponde con un filtro de un telescopio. Estos programas crean una disposición en matriz que se ajusta de forma automática según el número de filtros que se tengan para cada telescopio. De esta forma se han representado los alrededor de 45000 datos obtenidos de la muestra de 15 galaxias.

¹³Se utilizan los kpc en lugar de los pc dado que un pc sigue siendo una unidad de distancia pequeña para medir las distancias extragalácticas.

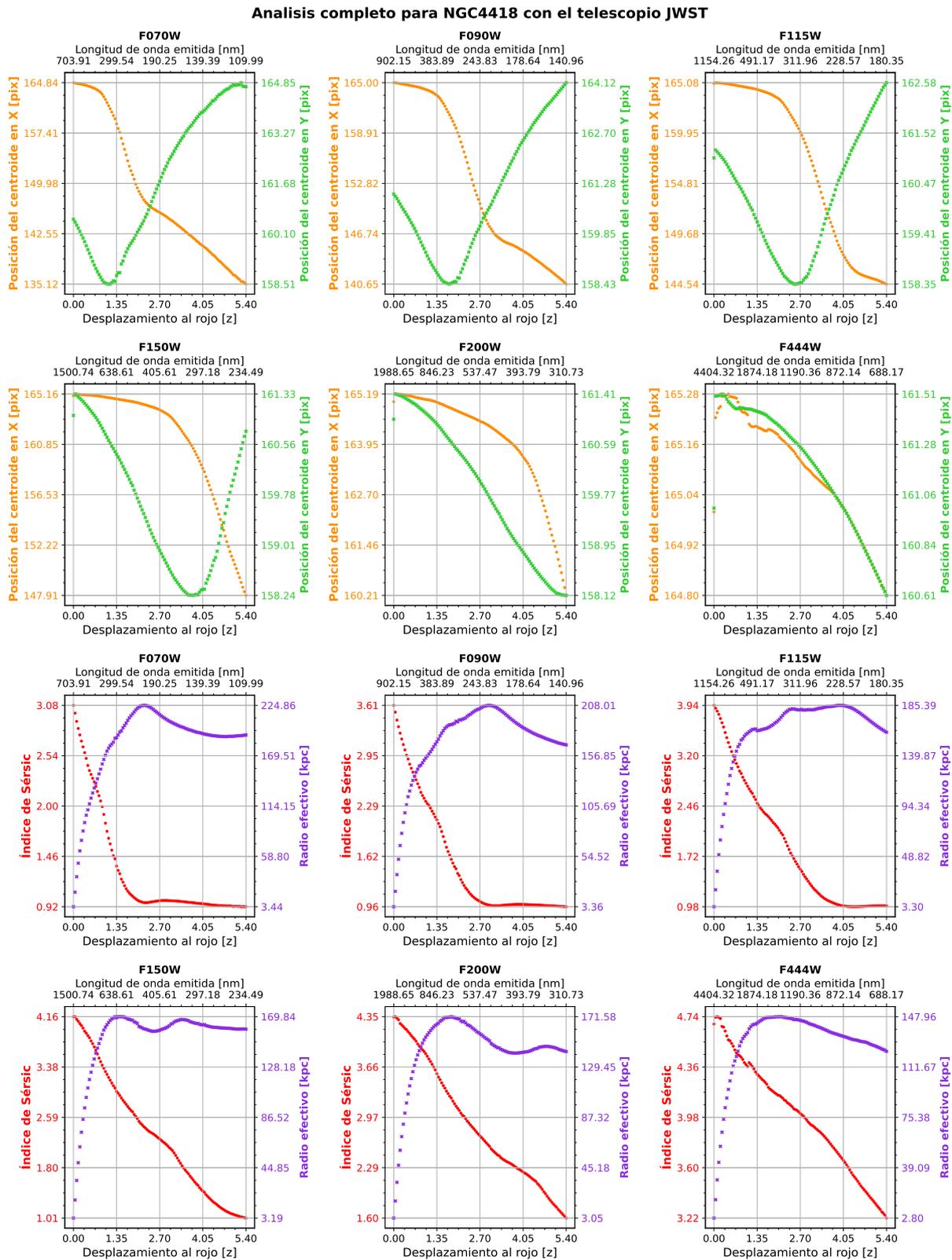


Figura 13: En esta figura se muestra una de las distribuciones automáticas que se generan con el programa de representación de los datos. En ella se tiene el ejemplo de la galaxia espiral barrada intermedia NGC4418, Tabla 1, para la muestra de filtros de 6 filtros del JWST, Tabla 2, utilizados para esta galaxia. Esta distribución cambia dependiendo del número de filtros que se tengan para cada telescopio. En la mitad superior se encuentra representado la posición del centroide en X, en color verde, y la posición del centroide en Y, en color naranja. La mitad inferior corresponde con el índice de Sérsic, en rojo, y con el radio efectivo, en morado. Se ha de notar que todos los ejes, excepto el correspondiente al desplazamiento al rojo, varían su rango de una gráfica a la otra.

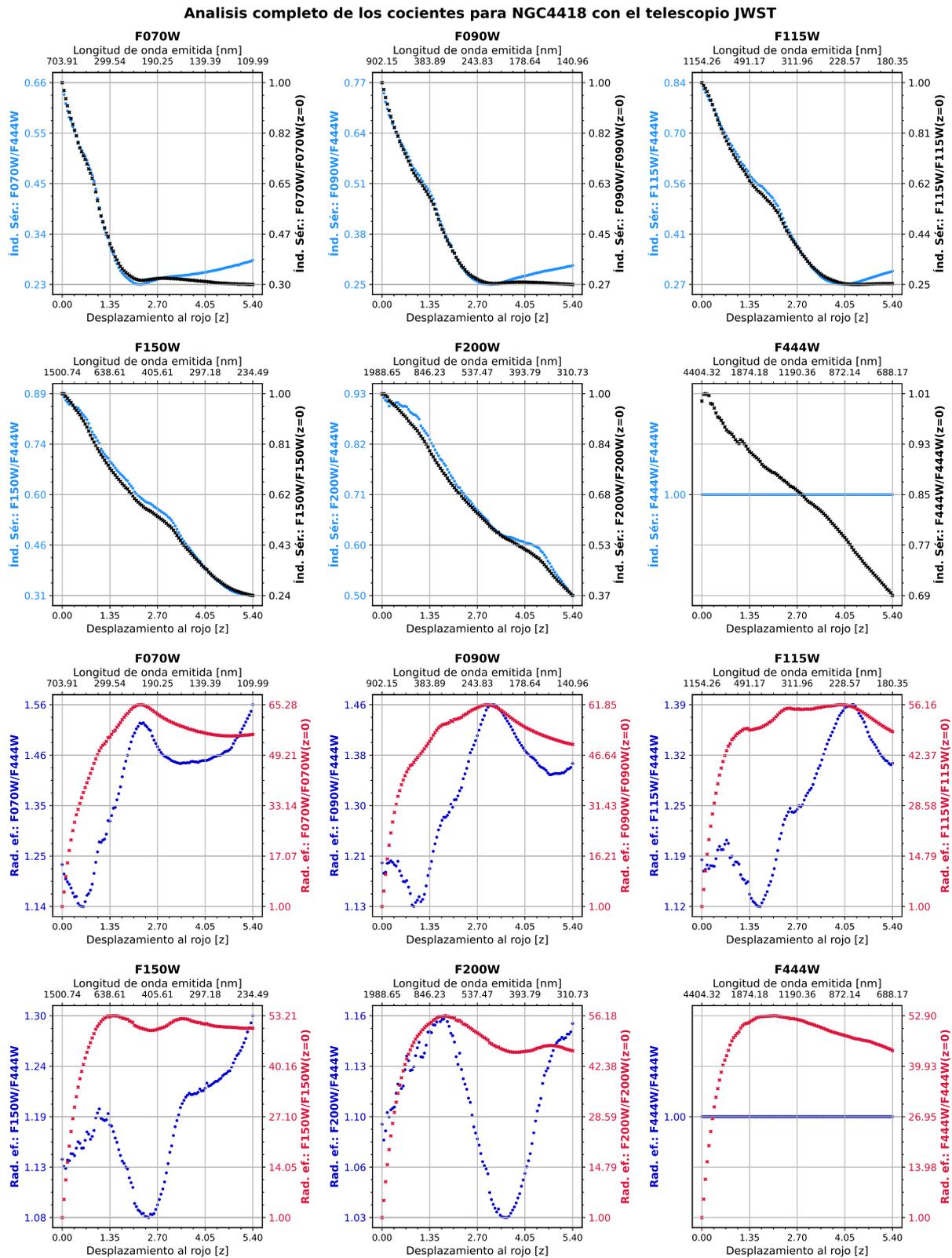


Figura 14: En esta figura se muestra una de las distribuciones automáticas que se generan con el programa de representación de los cocientes de los valores de la Figura 13. En ella se tiene el ejemplo de la galaxia espiral barrada intermedia NGC4418, Tabla 1, para la muestra de filtros de 6 filtros del JWST, Tabla 2, utilizados para esta galaxia. Esta distribución cambia dependiendo del número de filtros que se tengan para cada telescopio. En la mitad superior se encuentra representado los cociente para el índice de Sérsic. En azul se tiene el cociente con el filtro de mayor longitud de onda del telescopio y en negro el cociente con el valor del propio filtro a $z = 0$. En la parte inferior se tiene los mismos resultados en azul oscuro y granate respectivamente para el radio efectivo.

Cada punto dentro de los gráficos representa los resultados de cada una de las imágenes que forma un cubo de datos para cada filtro. Los **ejes horizontales** son similares para todos los gráficos y existe una dependencia entre ellos. El eje de abscisas inferior representa el desplazamiento al rojo al que se encuentra simulada la imagen en cuestión. El eje superior representa la longitud de onda a la que se debería emitir la luz de la galaxia simulada a cada z para poder ser observada por el telescopio en la longitud de onda de referencia del filtro siguiendo la ecuación [4]. Es decir, sería la longitud de onda emitida en el sistema de referencia en reposo (restframe) de la propia galaxia que llega al telescopio con la longitud de referencia del filtro utilizado.

Los **ejes verticales** son independientes entre ellos ya que cada uno representa una magnitud diferente, por lo que tienen escalas diferentes. Para su correcta lectura se han diferenciado por colores por lo que es fundamental leer cada color con su eje y su escala. En las disposiciones como la Figura 13 en la que se representan los datos obtenidos, la mitad superior de los gráficos corresponde a la posición del centroide de la galaxia dada en píxeles. En el eje vertical izquierdo, en naranja, se representa la posición en la dimensión X, mientras que en el eje vertical derecho, en verde, se representa la posición en la dimensión Y. Para la parte inferior de las disposiciones se ha representado el índice de Sérsic en el eje vertical izquierdo, en color rojo, y el radio efectivo en kpc en el eje vertical derecho, en morado.

Para los gráficos correspondientes a los cocientes entre valores, como la Figura 14, la parte superior, en azul y negro, corresponde con los cocientes para el índice de Sérsic. El eje izquierdo, en azul, corresponde con el cociente punto a punto entre el filtro y el filtro de mayor longitud de onda del telescopio. El eje derecho, en negro, corresponde con el cociente del filtro entre el valor propio del filtro a $z = 0$. Este mismo procedimiento se repite para la parte inferior, donde se representa el radio efectivo en azul y granate respectivamente.

En las siguientes secciones se analizarán en detalle los **resultados para solo dos de las 15 galaxias estudiadas** que son una representación de los tipos de morfología visual de la muestra. Se analizarán los resultados para la galaxia elíptica M84, Tabla 1, para cada uno de los tres telescopios con los que se ha analizado, el Euclid, el JWST y el del SDSS. También se analizarán los resultados para la galaxia espiral NGC0289 en los telescopios Euclid, JWST y HST.

4.2. Resultados para una galaxia elíptica: M84



Figura 15: Imagen coloreada de M84 tomada con el telescopio espacial Hubble, (ESA 2015).

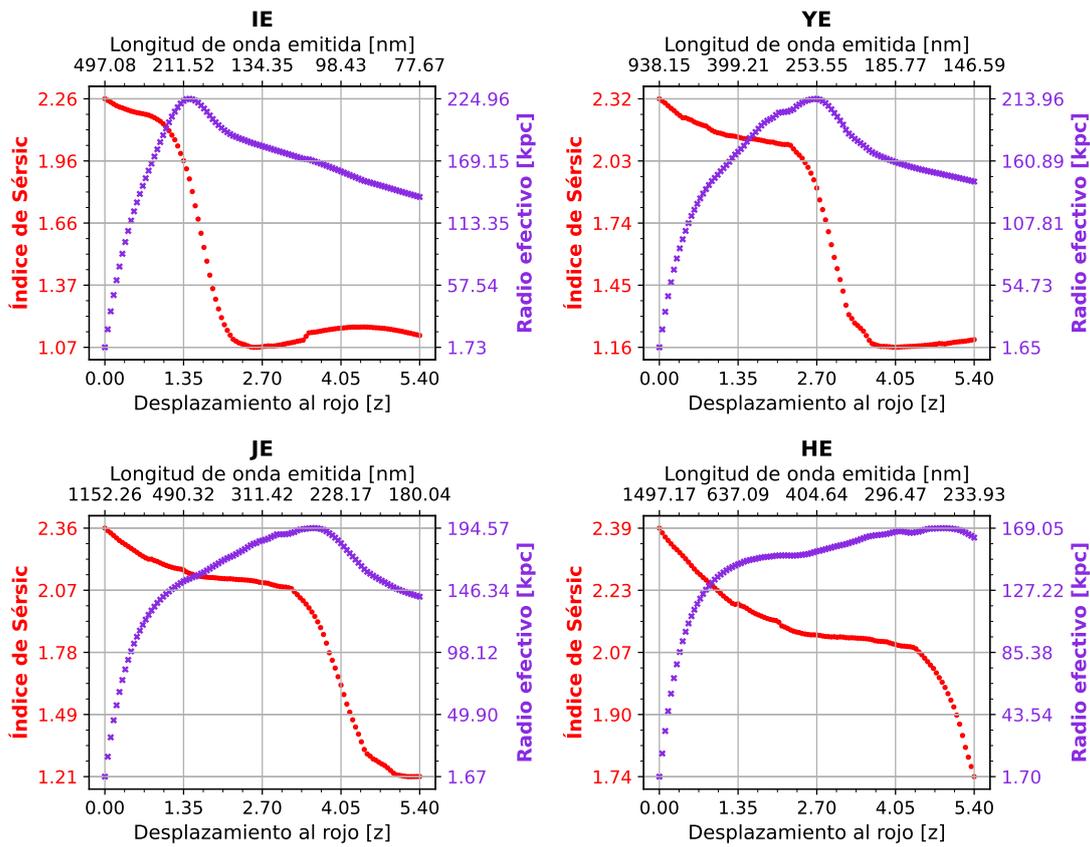


Figura 16: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de M84 con el telescopio Euclid.

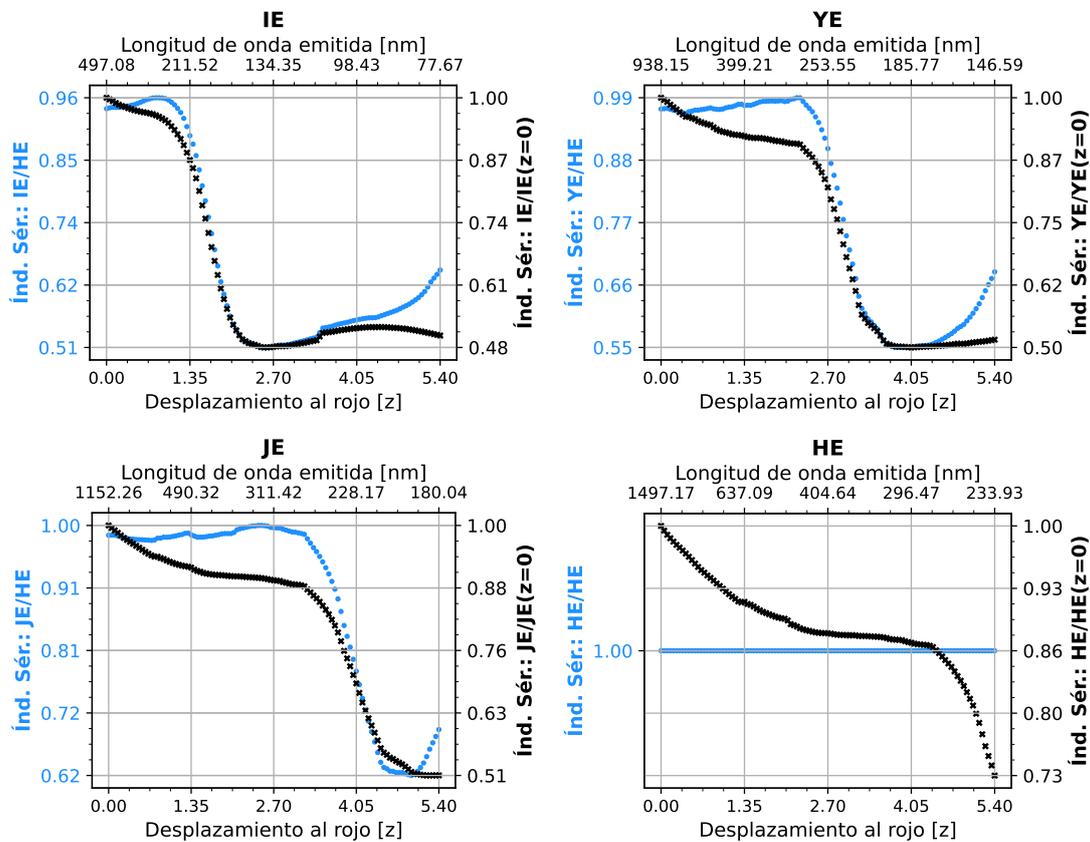


Figura 17: Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio Euclid.

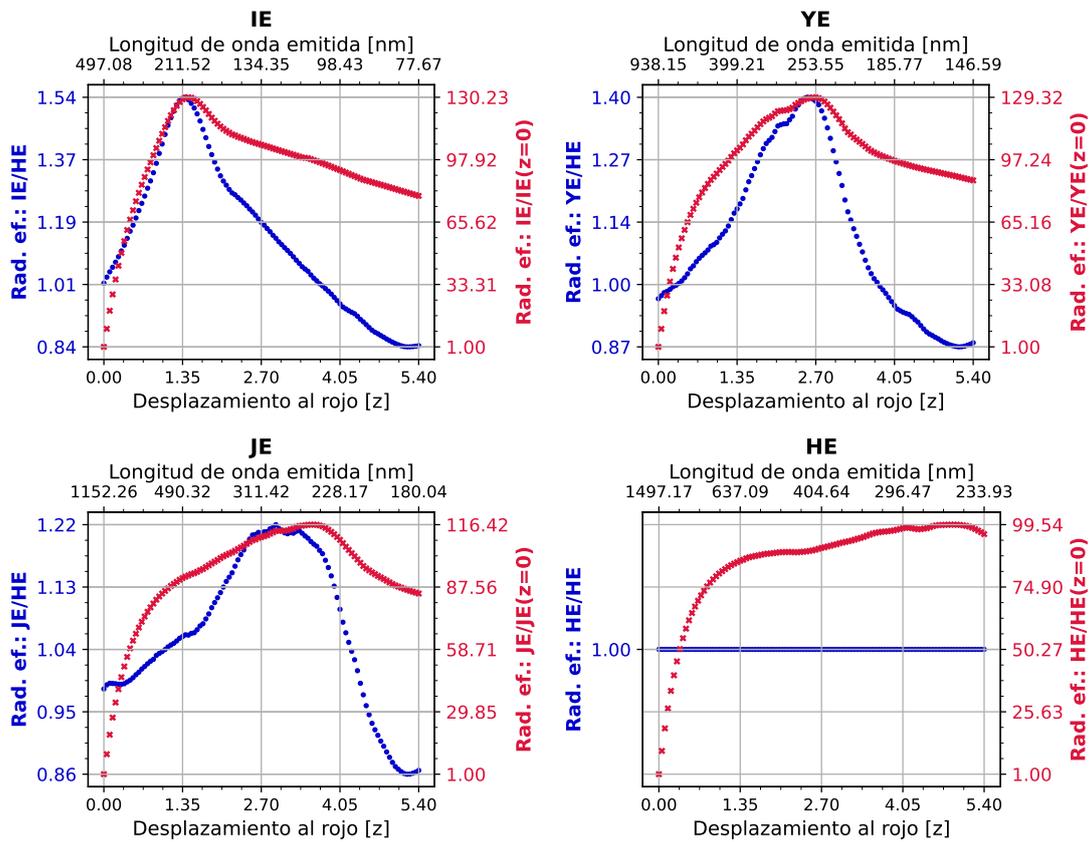


Figura 18: Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio Euclid.

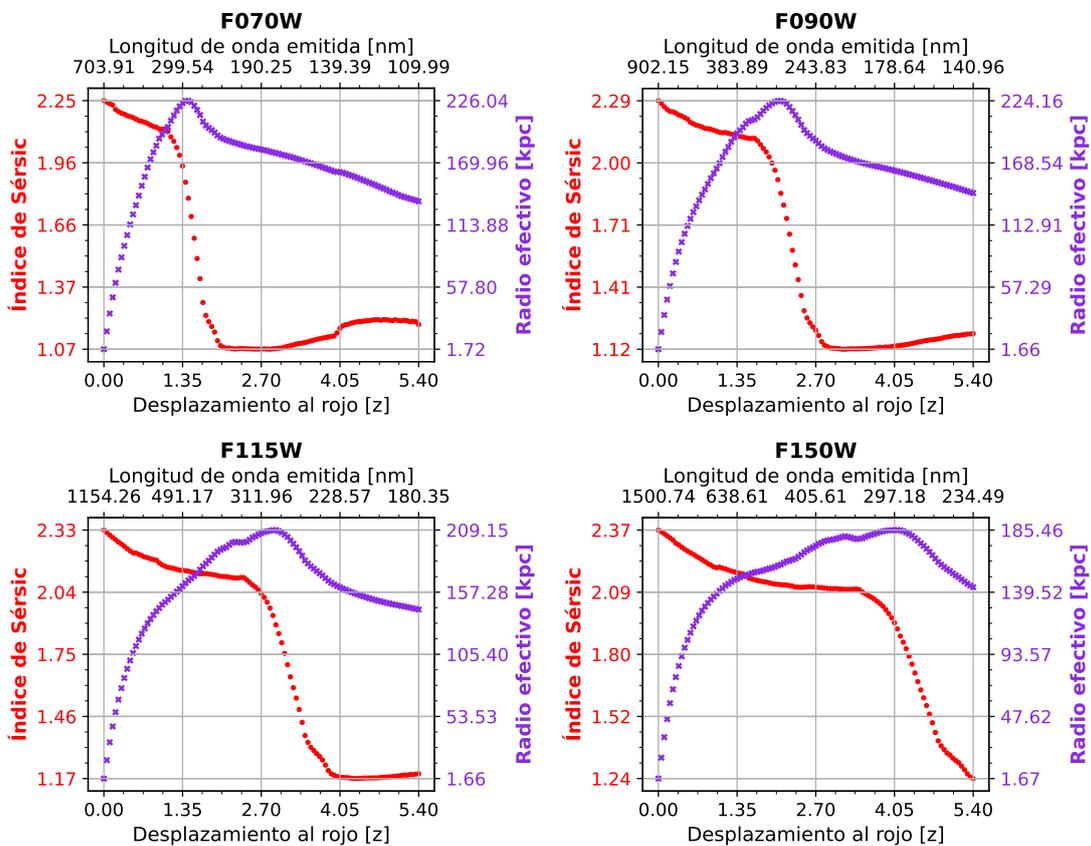


Figura 19: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de M84 con el telescopio JWST.

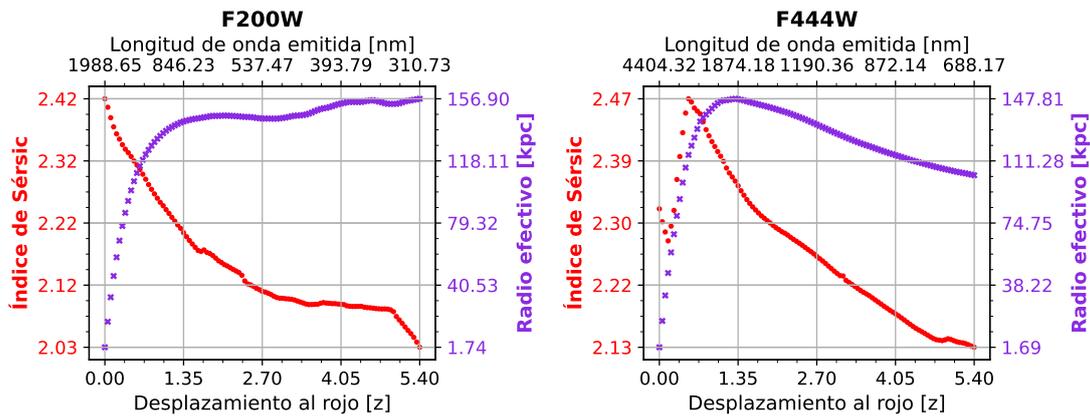


Figura 19: Continuación

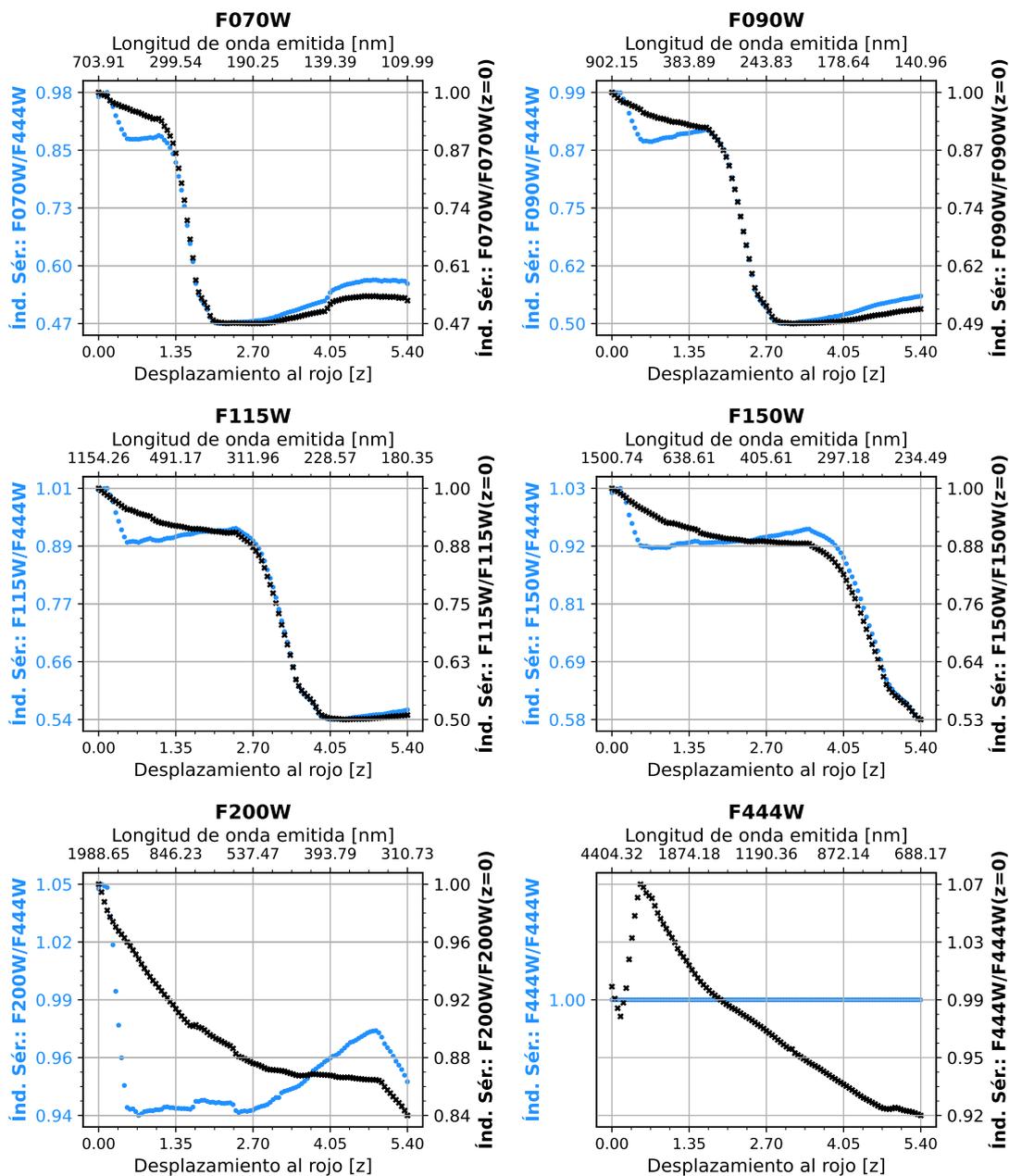


Figura 20: Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio JWST.

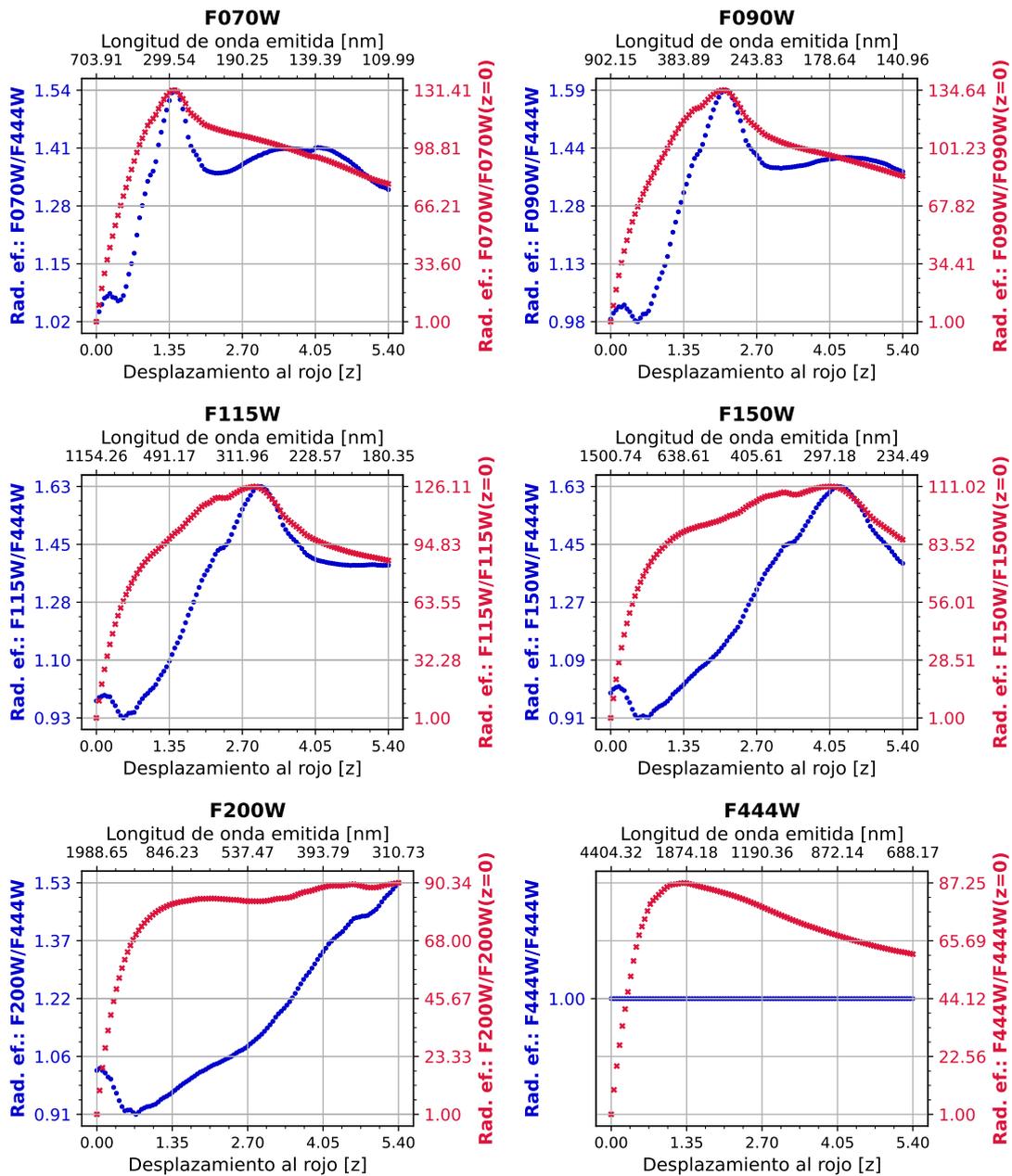


Figura 21: Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio JWST.

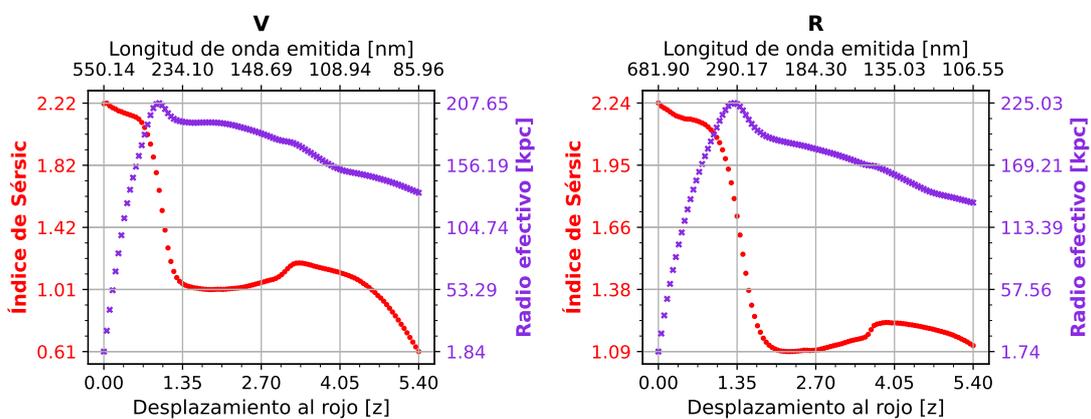


Figura 22: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de M84 con el telescopio del SDSS.

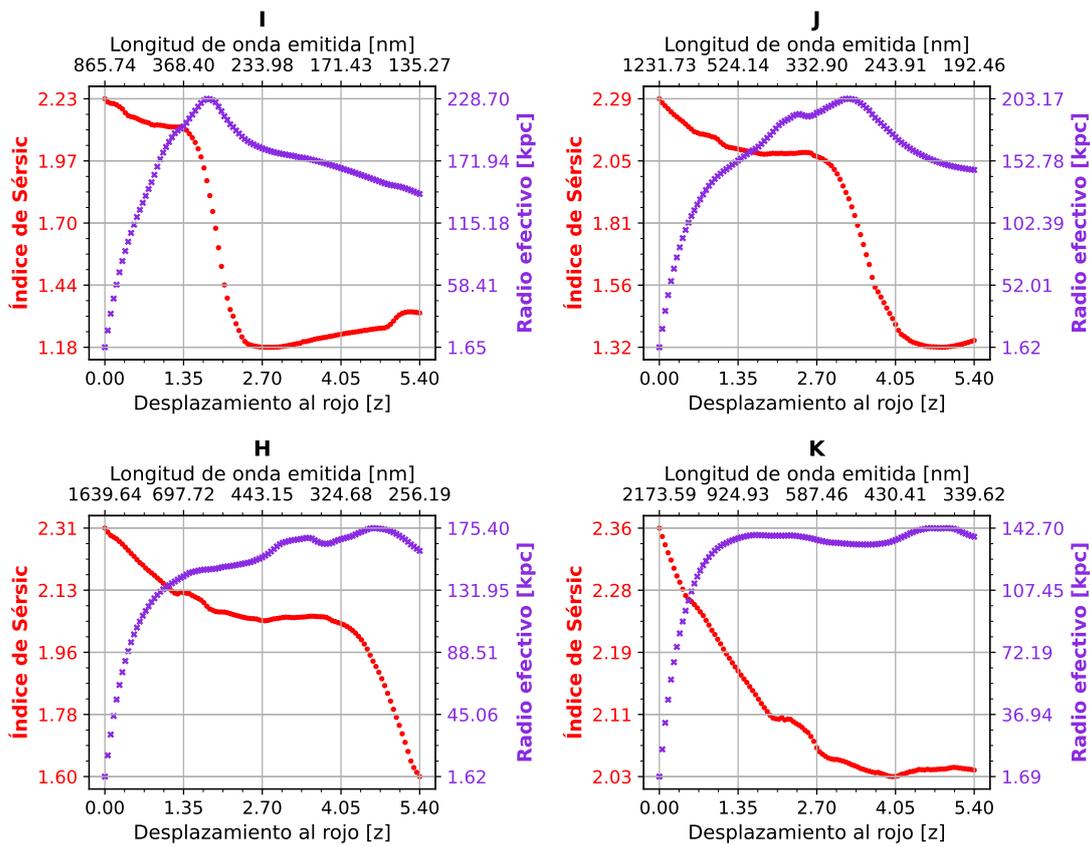


Figura 22: Continuación

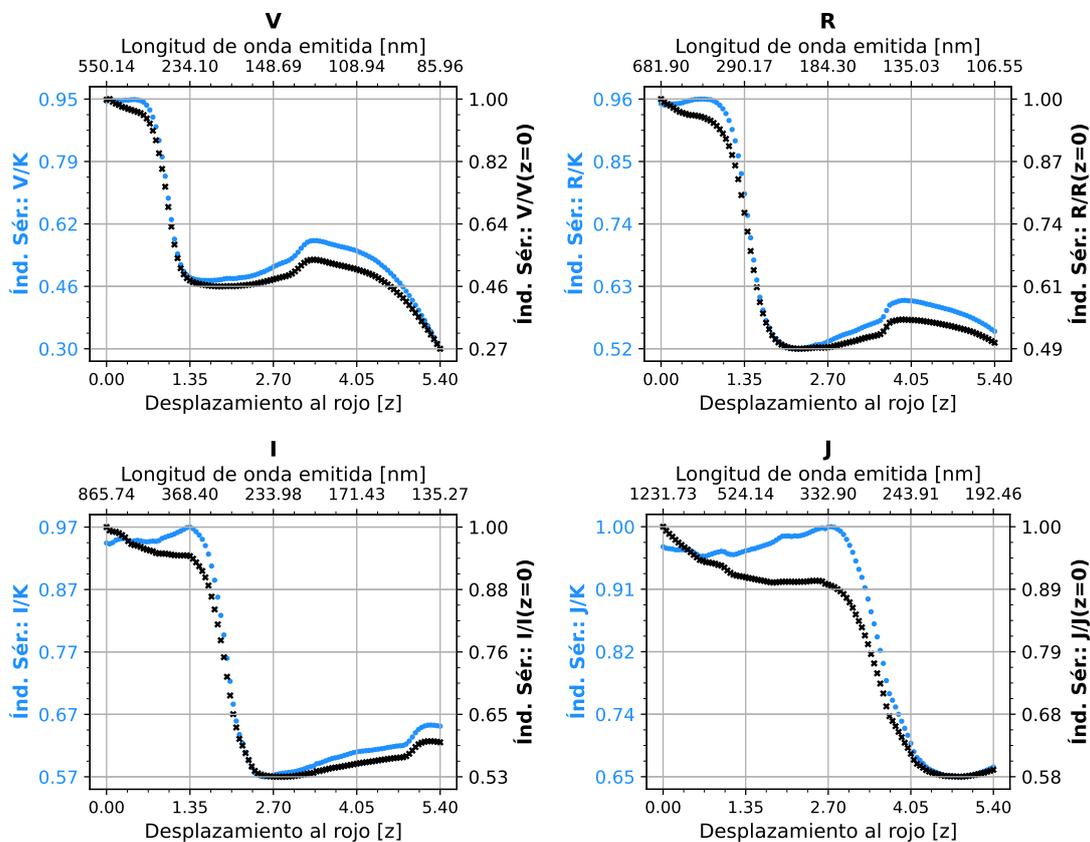


Figura 23: Cocientes del índice de Sérsic de M84 con el telescopio del SDSS.

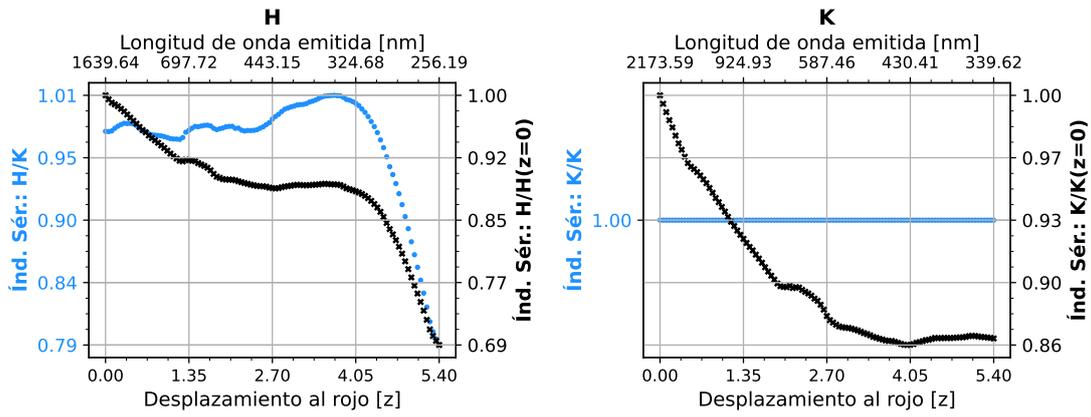


Figura 23: Continuación

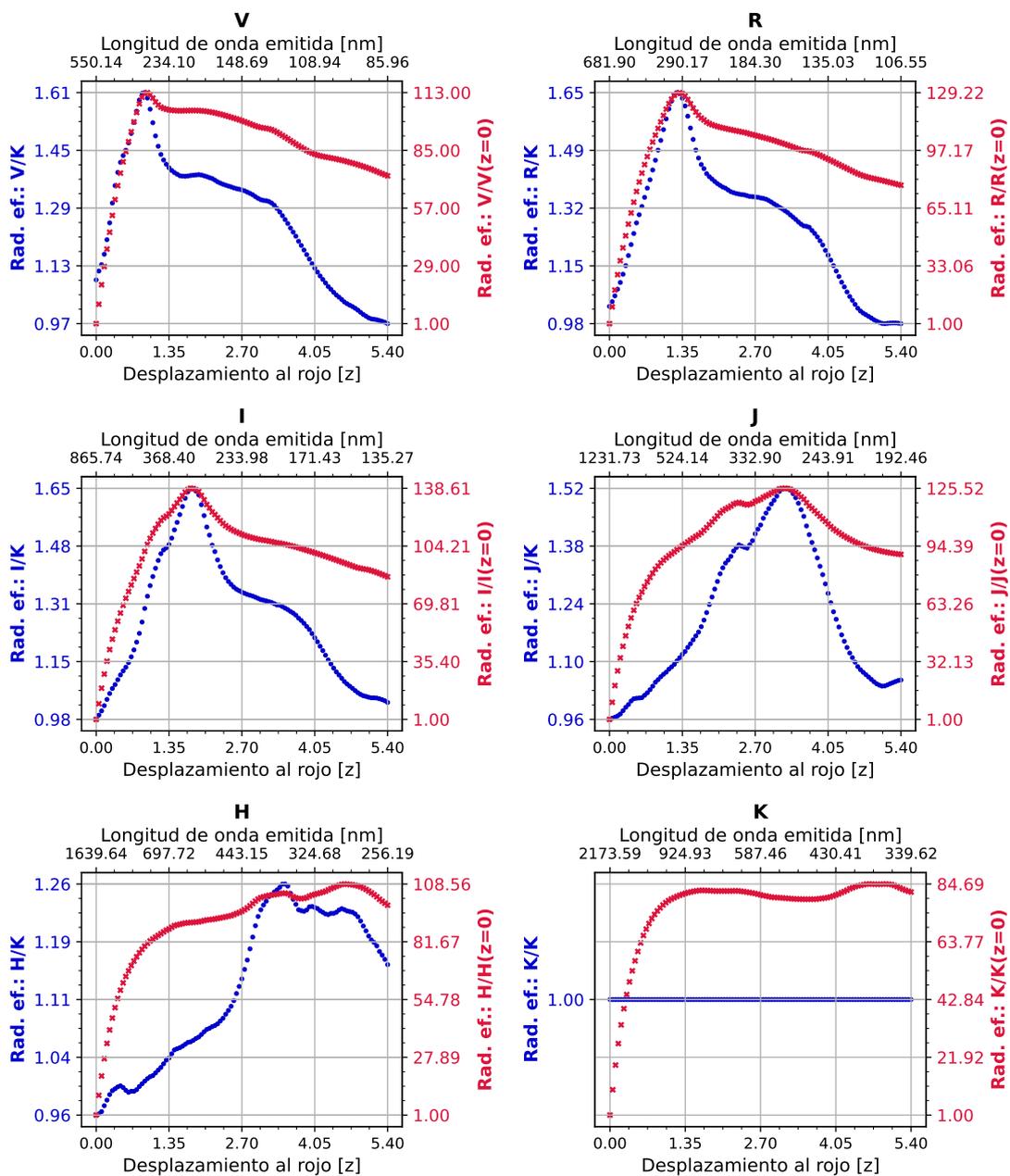


Figura 24: Cocientes del radio efectivo de M84 con el telescopio del SSDS.

Los resultados del análisis para M84 muestran una correlación entre los diferentes filtros de los telescopios. Esto indica que el instrumento no es el elemento diferenciador de los resultados sino que es el filtro y su longitud de onda de referencia los que tienen una influencia en ellos. Como se puede apreciar, aquellos filtros, independientemente del telescopio, que cuentan con una longitud de onda similar, presentan una estructura parecida en los resultados. Aunque si que hay pequeñas variaciones a similar longitud de onda, comparación entre el filtro J_E del Euclid con el F115W del JWST, Figuras 16 y 19, por lo general muestran unas tendencias similares.

Para el caso del radio efectivo, representado por cruces moradas, se aprecia como aquellos filtros cuya longitud de onda de referencia no supera los 1700 nm cuentan con un **máximo absoluto entorno a los 300 nm de la longitud de onda emitida**. A partir de ese punto se inicia un descenso casi lineal del radio efectivo, filtro I_E del Euclid, filtros F070W y F090W del JWST y filtros R e I del SDSS. Este valor para el radio máximo decrece con el aumento de la longitud de onda de referencia excepto en el SDSS que aumenta hasta el filtro I y disminuye a partir de este. Esto implica que la mitad de la luz de la galaxia se concentra cada vez más en una zona más pequeña de su centro.

Este efecto puede provocar que la galaxia se vea más pequeña de lo esperado. Sin embargo, es solo la luz la que se ha redistribuido, no la materia, ya que estas simulaciones solo modifican la luz de las galaxias. Es decir, el tamaño físico real de una galaxia no ha disminuido, solo que se visualiza de forma diferente. Por tanto este es una de las primeras consecuencias directas de la atenuación cosmológica, la disminución del radio efectivo máximo según aumenta la longitud de onda y la disminución del radio efectivo con el desplazamiento al rojo a partir de un cierto valor para la longitud de onda, en este caso, a partir de 300 nm.

Respecto al índice de Sérsic, puntos rojos, a $z = 0$ se comienza con un índice por encima de $n = 2$, correspondiente a una galaxia tipo esferoide, intermedia entre espiral y elíptica. Sin embargo, **con el aumento de z el valor disminuye hasta valores cercanos a la unidad**, es decir, la apariencia de la galaxia se transforma de un esferoide a ser más parecida a un disco de una espiral. Cuanto menor sea la longitud de onda de emisión de la galaxia, esta se observará como si tuviera una forma de disco. **Se observa también una caída abrupta del índice próxima a los 300 nm**, es decir, prácticamente cuando el radio efectivo alcanza su máximo. Además, cuando el radio comienza su decrecimiento lineal, el índice aumenta aunque vuelve a decrecer. Se puede observar como a medida que aumenta la longitud de onda de referencia de los filtros, el mínimo del índice de Sérsic aumenta.

Para aquellos filtros por encima de los 1900 nm el índice de Sérsic se mantiene por encima de 2, es decir, la galaxia mantiene su forma esferoidal. Esto es debido al cambio del rango espectral con el desplazamiento al rojo y el aumento de la longitud de onda de referencia. Este efecto se aprecia de forma clara en el par de filtros del Euclid J_E y H_E , Figura 16. Para el primero, el rango de emisión de longitud de onda abarca hasta los 180.04 nm, sin embargo, para el segundo, el mínimo de longitud de onda es de 233.93 nm. Es por ello que para este segundo filtro, en esta zona de menores longitudes de onda se observan unos resultados similares a los que tiene el filtro J_E hasta la marca de 228.17 nm. Esto sucede para todos los filtros y también para el radio efectivo, el mínimo de longitud de onda emitido aumenta. Es decir, el índice de Sérsic no disminuye en algunos filtros por debajo de $n = 2$ porque la galaxia se comporta de forma diferente, sino porque el rango de longitudes de onda donde disminuye por debajo de este valor no se está visualizando en algunos filtros con una mayor longitud de onda de referencia.

Para esta galaxia se puede concluir que el **índice de Sérsic disminuye con el desplazamiento al rojo**, es decir, cuanto menor es la longitud de onda emitida por la galaxia. Un índice de Sérsic correspondiente a un disco tiene valores cercanos a $n = 1$ y por lo general, las SSP que forman los discos tienen una SED que emite entorno a menores longitudes de onda. Por tanto, serán estas partes las que dominen en este rango espectral y las que definan la morfología visual de las galaxias. A mayores longitudes de onda, serán las estrellas de las SSP que tienen una emisión de la SED a mayores longitudes de onda las que dominen y definan esta morfología con un aspecto más similar a un esferoide que a un disco. Este resultado tiene cierta correlación con el hecho de que a mayores desplazamientos al rojo existe una mayoría de galaxias observadas que presentan una morfología tipo disco con un menor índice de Sérsic (Buitrago et al. 2013). Mientras que para el radio efectivo, que aumente implica que la mitad de la luz de la galaxia se concentre en un área mayor, mientras que su disminución significa lo contrario, que la mitad de la luz se concentra

en un área más reducida. Esta disminución se puede deber a la reducción del brillo en las partes exteriores de la galaxia. Si estas disminuyen mientras el centro se mantiene constante en luminosidad, la mitad del brillo total se concentrará en un área menor para compensar la pérdida de brillo exterior.

Respecto a los resultados mostrados en las gráficas correspondientes a los cocientes, se tienen ciertas tendencias para el índice de Sérsic y el radio efectivo. Para el índice de Sérsic, Figuras 17, 20 y 23, el cociente de cada filtro entre el filtro de mayor longitud de onda punto por punto, en azul claro, muestra que se tiene una disminución de su valor hasta alcanzar un mínimo. **Con el aumento de la longitud de onda de referencia del filtro, este mínimo del cociente aumenta.** Como era de esperar, el cociente del filtro de referencia es igual a la unidad ya que es una división entre él mismo en cada uno de sus puntos. Respecto al cociente con el valor del propio filtro a $z = 0$, en negro, se tiene que en algunas ocasiones es muy similar a la tendencia marcada por los datos en azul claro. Esta característica se puede apreciar para los filtros de menos de 1200 nm del JWST y de SDSS y en el filtro I_E del Euclid. Para la mayoría de los filtros se alcanza un mínimo entorno a 0.5 indicando que el valor del índice disminuye hasta la mitad con el desplazamiento al rojo respecto del valor inicial. Al igual que se podía ver con el cociente entre filtro de mayor longitud de onda, este mínimo aumenta según aumenta la longitud de onda de referencia del filtro.

Los cocientes para el radio efectivo, Figuras 18, 21 y 24, muestran que para el cociente entre cada filtro y el filtro de referencia, en azul oscuro, se tiende a aumentar inicialmente el cociente alcanzando un máximo que supera el valor de 1.5 en los filtros del JWST y del SDSS excepto en el filtro H de este último. Esto indica que **el radio efectivo en estos filtros alcanza valores que son un 50 % mayores que los del filtro de referencia.** Este máximo además tiende a situarse en la mayoría de los filtros entorno a los 300 nm, que corresponde con el máximo alcanzado por el radio efectivo en cada uno de los filtros. Además, en la mayoría del rango de desplazamiento al rojo, este cociente se mantiene por encima de la unidad, indicando que el valor del radio efectivo es menor en el filtro de referencia. Respecto al cociente para cada filtro entre su valor a $z = 0$, en granate, se observa que el radio efectivo aumenta hasta más de 100 veces su valor inicial en la mayoría de los filtros, alcanzando un máximo en 300 nm de longitud de onda emitida y disminuyendo a partir de este valor. Solamente en los filtros más rojos de cada telescopio y en el F200W no se supera este factor 100 respecto del valor inicial. Este gran aumento no es del todo inesperado debido a cómo se modifican los tamaños con la distancia debido a la geometría del universo, Figura 12.

4.3. Resultados para una galaxia espiral: NGC0289



Figura 25: Imagen coloreada de NGC0289 tomada con el telescopio Victor M. Blanco, perteneciente al NOIRLab, (NOIRLab 2023).

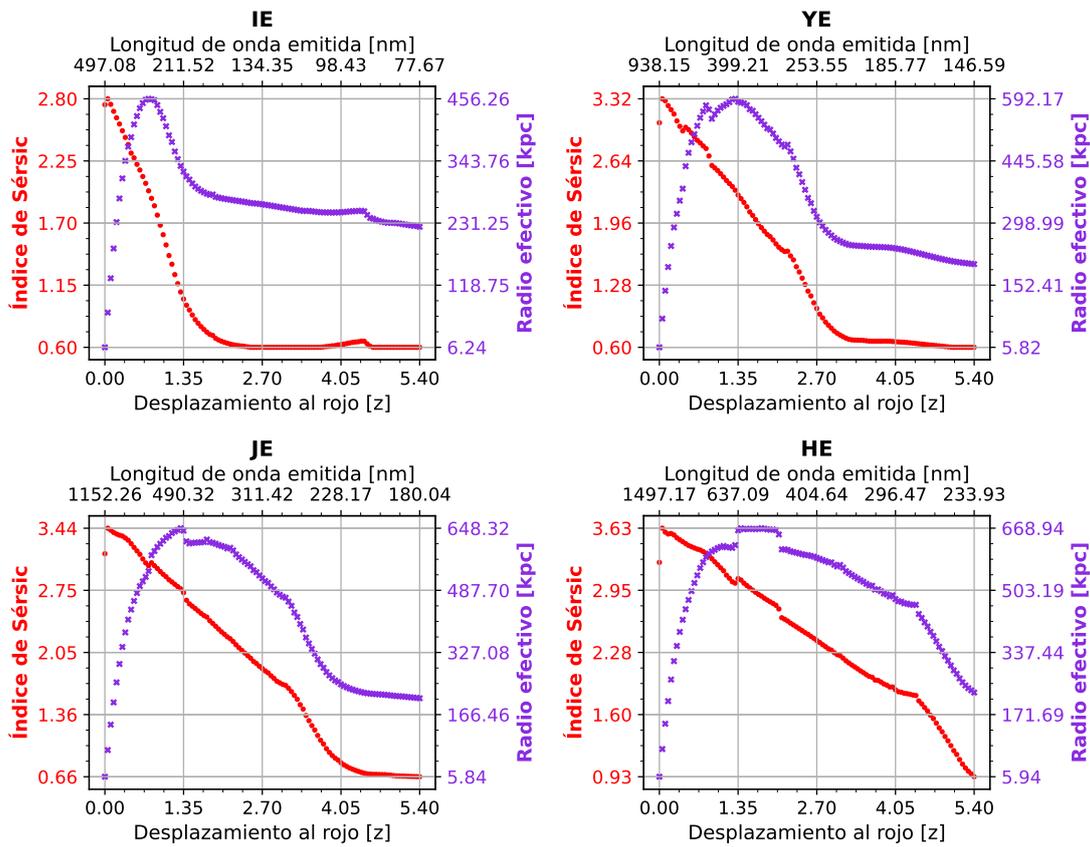


Figura 26: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de NGC0289 con el telescopio Euclid.

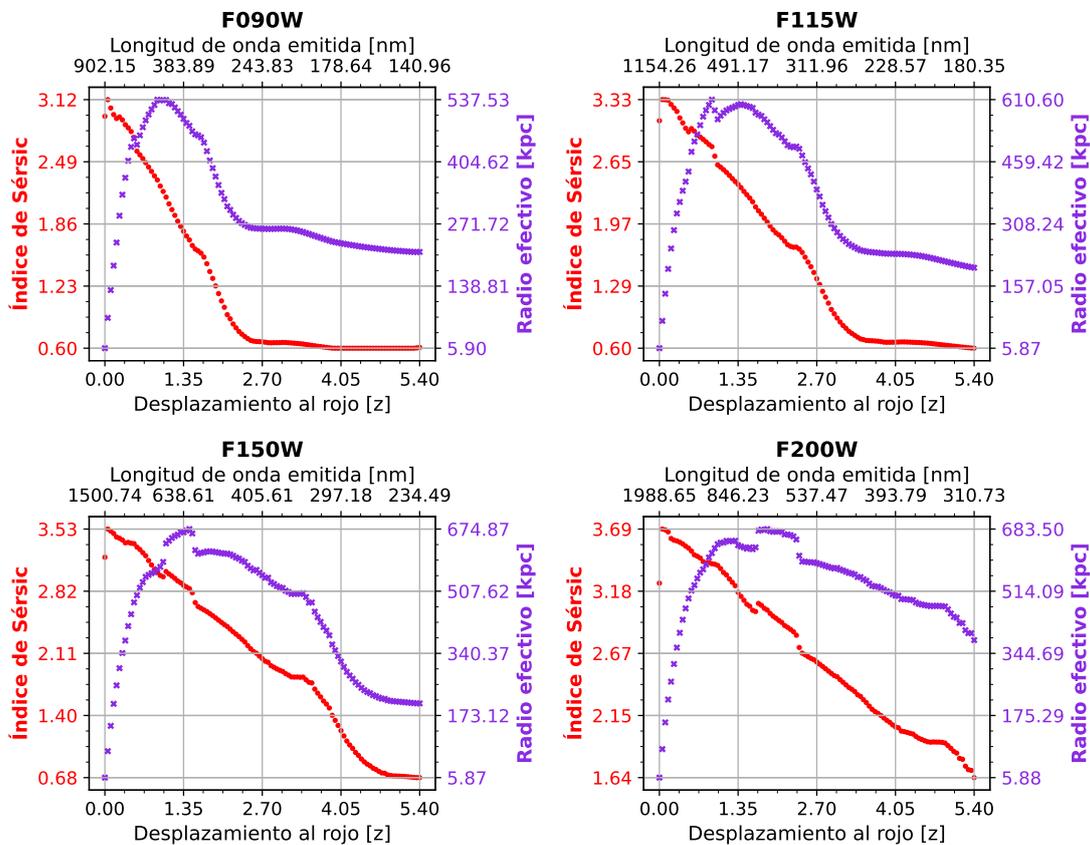


Figura 27: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de NGC0289 con el telescopio JWST.

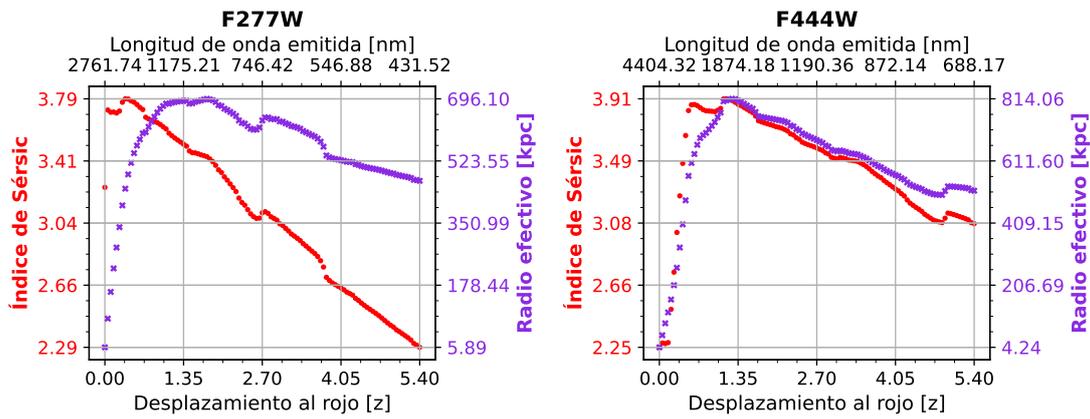


Figura 27: Continuación.

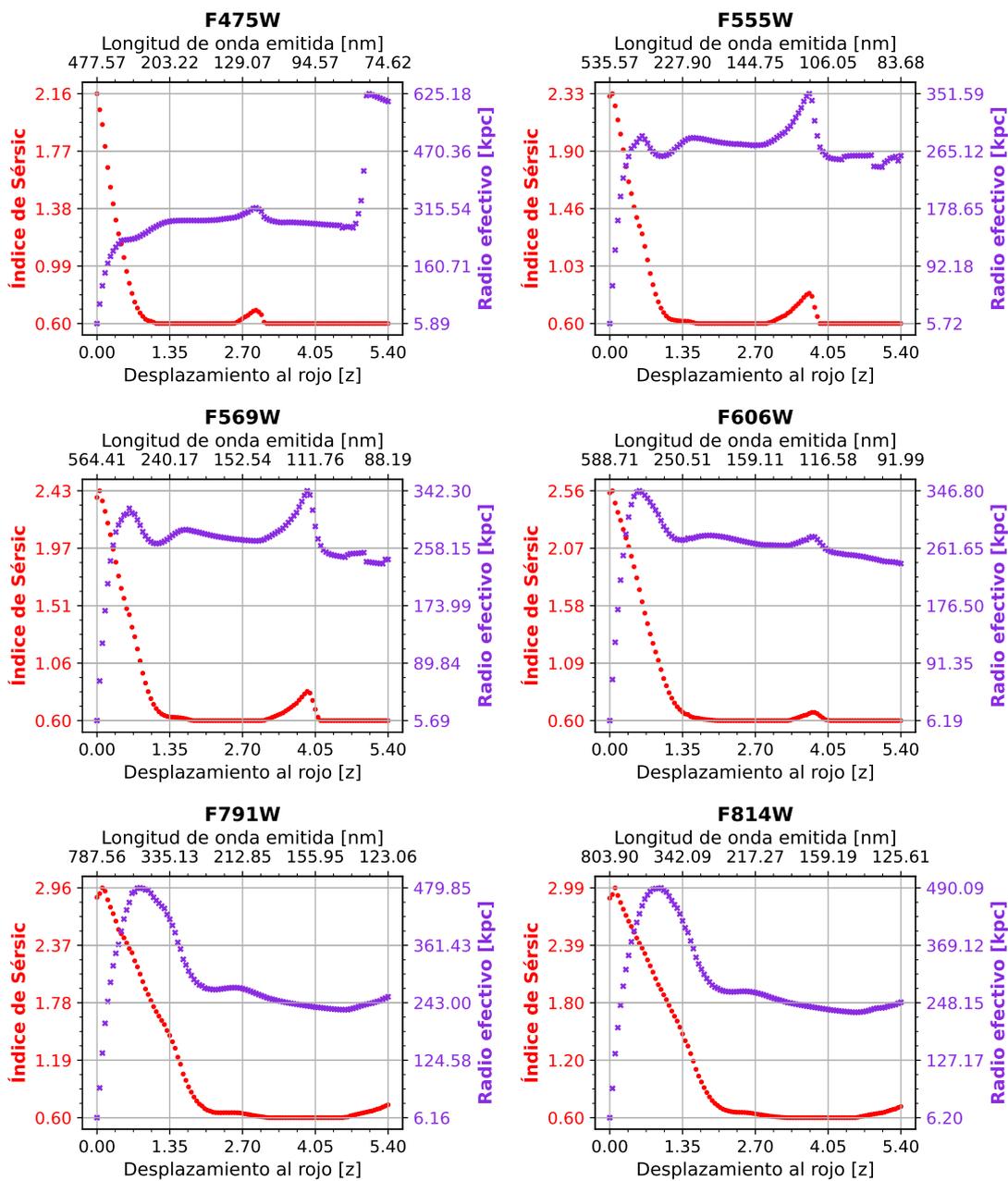


Figura 28: Índice de Sérsic, en rojo, y radio efectivo, en morado, de NGC0289 con el telescopio HST.

Para la galaxia de tipo espiral NGC0289, Figura 25 y Tabla 1, se muestran los resultados obtenidos con los tres telescopios analizados, el Euclid, el JWST y el HST en las Figuras 26 y 27 y ?? respectivamente.

Como en el caso de M84, subsección 4.2, se tiene cierta similitud entre filtros de diferentes telescopios con longitudes de onda de referencia similares como el J_E del Euclid y el F115W del JWST, aunque con ligeras diferencias en el rango de valores. De forma general, **el índice de Sérsic disminuye desde su valor máximo en $z = 0$ hasta un valor mínimo de 0.6** correspondiente con el límite inferior para el índice de Sérsic indicado a *Galfit*, subsección 3.2. Este valor corresponde con una galaxia de tipo disco. Sin embargo, este valor no se tiene para cada desplazamiento al rojo debido a que en los cuatro primeros filtros del HST, Figura 28, se tiene un ligero aumento del índice de Sérsic cuando el radio efectivo aumenta, demostrando de nuevo, que existe una correlación entre ambos parámetros. Se ha de notar que a medida que aumenta la longitud de onda de referencia del filtro, el valor máximo que es el inicial, aumenta siguiendo un comportamiento similar al de M84. Que el índice de Sérsic disminuya con el desplazamiento al rojo es, de nuevo, un comportamiento que está en concordancia con estudios previos (Buitrago et al. 2013).

Respecto al radio efectivo, en la mayoría de los filtros se puede apreciar claramente como **alcanza un valor máximo para decaer de nuevo hasta más de la mitad del valor de este máximo en la mayoría de los filtros**. Se ha de comentar que en algunos filtros como el H_E del Euclid, el F150W y F200W del JWST, y el F475W del HST existe una pequeña dispersión de los datos que afectan al rango de valores que toma el radio efectivo, por ello hay que analizar estos datos con cuidado y teniendo en cuenta esas circunstancias. El comportamiento más singular de este parámetro estructural se produce en los filtros F555W, F569W y F060W del HST, Figura 28, donde el radio efectivo alcanza un máximo, disminuye y posteriormente entorno a los 115 nm de longitud de onda emitida alcanza su máximo absoluto coincidiendo con un aumento del índice de Sérsic. Es decir, la mitad de la luz de esta galaxia se estaría concentrando en un área mayor con una forma tipo disco.

Aunque se ha explicado un análisis individualizado del índice de Sérsic y del radio efectivo, en realidad, están correlacionados como se ha comentado en ciertas partes de los resultados. Cuando el radio efectivo disminuye tras alcanzar su máximo valor, el índice de Sérsic lo hace de forma abrupta para M84. Es decir, cuando la mitad de la luz se concentra en una zona menor del espacio, la morfología visual de una galaxia toma la forma de un disco. Y en ciertos filtros para NGC0289 cuando el radio efectivo alcanza su máximo absoluto el índice de Sérsic experimenta un cierto aumento. Esta correlación entre parámetros debe ser estudiada en mayor profundidad con una mayor muestra de galaxias. Además, las posibles hipótesis que se planteasen sobre estas relaciones deberían ir en concordancia con la morfología visual y las propiedades de las SSP descritas en la literatura.

5. Conclusiones

Este trabajo ha finalizado con su objetivo principal cumplido, el de crear un método de análisis eficiente y automático para una tarea que no se había llevado a cabo hasta el momento: el estudio de las consecuencias del efecto CMOD en la evolución de los parámetros estructurales y en la morfología visual de una muestra representativa de diferentes morfologías de galaxias. Se ha creado una base sólida que es capaz de analizar cualquier cantidad de muestras de galaxias de forma automática y de realizar unas representaciones visuales grupales que ayudan a identificar la dependencia que existe entre los diferentes parámetros. Además, se han estudiado y comprendido algunos de los efectos involucrados en la modificación de la morfología visual de las galaxias como son el desplazamiento al rojo y la atenuación cosmológica, junto con las implicaciones que se deben de tener en cuenta al utilizar diferentes filtros astronómicos para la toma de imágenes, como es el concepto de longitud de onda emitida por la propia galaxia.

Este trabajo, aunque el documento finalice con estas conclusiones, no ha terminado. A continuación se debe hacer un análisis más exhaustivo de los resultados. Preguntas como por qué a ciertas longitudes de onda para algunas galaxias los parámetros cambian drásticamente o por qué ciertas galaxias de la misma morfología presentan comportamientos diferentes deben ser reflexionadas con ayuda de la literatura

existente. Además, para poder llegar a realizar el modelo que indique de forma general cómo es el cambio en los parámetros estructurales de debe de analizar una muestra mayor de galaxias. Para ello, aparte de los datos recopilados por MUSE, de los que aún quedan galaxias y cubos de datos espectroscópicos por analizar, se ha valorado el incluir galaxias pertenecientes al Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey (CALIFA), una muestra de galaxias tomadas con el espectrógrafo PMAS/PPAK situado en el observatorio de Calar Alto en Almería, España. Todo el procesado inicial de datos, como su reducción o su simulación a mayores z además volverá a ser revisado con el objetivo de aumentar la precisión de los resultados. Una nueva tarea que se quiere llevar a cabo en el futuro y para la cual no ha dado tiempo a realizar en este trabajo es la obtención de los errores de los parámetros obtenidos como en Buitrago et al. (2013). Con ello sí se conseguiría conocer cuál es la precisión real de los resultados obtenidos. Toda magnitud física debe tener asociada un valor, una unidad y un error, por lo que hallar este último es un objetivo imprescindible. Otro de los aspectos que se quieren estudiar en el futuro es cómo cambia la PSF con cada filtro y con el desplazamiento al rojo. Todas las tareas que quedan pendientes por llevar a cabo están en la **hoja de ruta hacia lo que será una publicación de estos resultados**.

El aspecto más laborioso del trabajo ha sido comenzar desde cero a programar algo que nunca se había hecho a partir de las ideas de los tutores del proyecto. **Todos los códigos escritos y todos los gráficos mostrados desde la Figura 4 son de autoría propia**. Haber creado este mecanismo será fundamental para el futuro del proyecto y de los resultados. Todos los conocimientos sobre astronomía relacionados con este trabajo se han tenido que adquirir desde cero. Para ello han sido fundamentales los dos tutores del mismo, con los que siempre ha existido una comunicación semanal. Esto es un gran logro puesto que uno de ellos, P. Papaderos, es un investigador griego trabajando en varios centros universitarios europeos como son el Instituto de Astrofísica de la Universidad de Oporto y la Universidad de Viena. Por lo que la comunicación siempre se ha llevado a cabo en inglés con el intercambio de emails y videoconferencias semanales. Otra de las oportunidades que ha traído consigo este trabajo ha sido la posibilidad que se tuvo en febrero de asistir al Instituto de Astrofísica de la Universidad de Oporto a presentar el trabajo que se estaba llevando a cabo y los primeros resultados como parte de unos seminarios sobre computación e inteligencia artificial aplicadas a la astronomía. Además, en agosto se presentará este trabajo a estudiantes preuniversitarios como parte de los seminarios que se realizan en el campamento de verano AstroCamp, organizado por la ESO en colaboración con la Universidad de Oporto. Así como la asistencia gracias a este mismo trabajo al congreso internacional Deep24 que se llevará a cabo en Sintra, Portugal, en octubre donde se analizarán los últimos resultados astronómicos en la rama de astronomía extragaláctica en la que se enmarca este estudio.

Sin embargo, **no todos los conocimientos que aparecen reflejados en este trabajo se han adquirido desde cero**. Durante el desarrollo del mismo se han puesto en juego los conocimientos de Linux adquiridos en Física Computacional. Los conocimientos de Óptica que han sido necesarios para entender los efectos de difracción de la luz al interactuar con el sistema óptico del telescopio y del instrumento, fundamentales para la correcta interpretación de la PSF. Los conocimientos de Física Cuántica han sido útiles para integrar los mecanismos de emisión que forman los espectros de las estrellas y galaxias. Los conocimientos de electrónica han sido útiles para comprender el mecanismo tras la recepción de la luz en un sensor tipo CCD. Finalmente, la habilidad de hacerse preguntas y la capacidad de buscar respuestas con los recursos disponibles han sido la base fundamental que ha posibilitado el éxito de este trabajo. Estas dos cualidades han sido previamente desarrolladas a lo largo del grado en Física y a base de aplicarlas para este trabajo han surgido mejoras en el proceso como es la versión `inout`, subsección **3.2.1**, entre otras muchas mejoras menores.

Para finalizar, personalmente este trabajo ha supuesto la puerta de entrada a la investigación en astronomía en la que se continuará con la realización de un máster relacionado y a futuro con la realización de una tesis doctoral en este área de la física.

Referencias

- Astropy Collaboration et al. (oct. de 2013). “Astropy: A community Python package for astronomy”. En: *Astronomy and Astrophysics* 558, A33, A33. DOI: 10.1051/0004-6361/201322068. arXiv: 1307.6212 [astro-ph.IM].
- Buitrago, F. y Trujillo, I. (feb. de 2024). “Strong size evolution of disc galaxies since $z = 1$. Readdressing galaxy growth using a physically motivated size indicator”. En: *Astronomy and Astrophysics* 682, A110, A110. DOI: 10.1051/0004-6361/202346133. arXiv: 2311.07656 [astro-ph.GA].
- Buitrago, F. et al. (nov. de 2008). “Size Evolution of the Most Massive Galaxies at $1.7 < z < 3$ from GOODS NICMOS Survey Imaging”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 687.2, pág. L61. DOI: 10.1086/592836. arXiv: 0807.4141 [astro-ph].
- Buitrago, F. et al. (ene. de 2013). “Early-type galaxies have been the predominant morphological class for massive galaxies since only $z \sim 1$ ”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 428.2, págs. 1460-1478. DOI: 10.1093/mnras/sts124. arXiv: 1111.6993 [astro-ph.CO].
- Cepa, J. (feb. de 2010). *Introucción a la Física Extragaláctica*.
- Cid Fernandes, R. et al. (abr. de 2005). “Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 358.2, págs. 363-378. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x. arXiv: astro-ph/0412481 [astro-ph].
- Conselice, C. J. et al. (oct. de 2016). “The Evolution of Galaxy Number Density at $z < 8$ and Its Implications”. En: *The Astrophysical Journal* 830.2, 83, pág. 83. DOI: 10.3847/0004-637X/830/2/83. arXiv: 1607.03909 [astro-ph.GA].
- De Vaucouleurs, G. (ene. de 1948). “Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques”. En: *Annales d'Astrophysique* 11, pág. 247.
- ESA (1 de jun. de 2015). *A fascinating core*. URL: <https://esahubble.org/images/potw1522a/> (visitado 30-06-2024).
- ESO (11 de mayo de 2017). *MUSE, The Cosmic Time Machine*. URL: <https://youtu.be/-fh2Y6Zyhwc?si=NBcC3k7lpDCmXEF&t=368> (visitado 06-06-2024).
- (5 de jul. de 2021a). *Multi Unit Spectroscopic Explorer (MUSE)*. URL: <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/muse.html> (visitado 06-06-2024).
- (31 de mayo de 2021b). *MUSE User Manual*. English. Ver. 12.1. ESO, European Southern Observatory. 119 págs. URL: https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/muse/doc/ESO-261650_MUSE_User_Manual.pdf (visitado 26-06-2024). Published.
- ESO CPL Development Team (abr. de 2015). *EsoRex: ESO Recipe Execution Tool*. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1504.003.
- Freeman, K. C. (jun. de 1970). “On the Disks of Spiral and S0 Galaxies”. En: *Astrophysical Journal* 160, pág. 811. DOI: 10.1086/150474.
- Glotfelty, K. J. et al. (ene. de 2022). “SAOImageDS9: New Features, Tips, and Tricks”. En: *Chandra News* 32, pág. 6.
- Gomes, J. M. y Papaderos, P. (jul. de 2017). “Fitting Analysis using Differential evolution Optimization (FADO):. Spectral population synthesis through genetic optimization under self-consistency boundary conditions”. En: *Astronomy and Astrophysics* 603, A63, A63. DOI: 10.1051/0004-6361/201628986. arXiv: 1704.03922 [astro-ph.GA].
- Helou, G. et al. (ene. de 1991). “The NASA/IPAC extragalactic database.” En: *Databases and On-line Data in Astronomy*. Ed. por M. A. Albrecht y D. Egret. Vol. 171. Astrophysics and Space Science Library, págs. 89-106. DOI: 10.1007/978-94-011-3250-3_10.
- Hubble, E. (dic. de 1926). “Extragalactic nebulae”. En: *Astrophysical Journal* 64, págs. 321-369. DOI: 10.1086/143018.
- (mar. de 1929). “A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae”. En: *Proceedings of the National Academy of Science* 15.3, págs. 168-173. DOI: 10.1073/pnas.15.3.168.
- Hubble, E. y Tolman, R. C. (nov. de 1935). “Two Methods of Investigating the Nature of the Nebular Redshift”. En: *Astrophysical Journal* 82, pág. 302. DOI: 10.1086/143682.

- Infante-Sainz, R. et al. (feb. de 2020). “The Sloan Digital Sky Survey extended point spread functions”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 491.4, págs. 5317-5329. DOI: 10.1093/mnras/stz3111. eprint: 1911.01430 [astro-ph.IM].
- Ito, K. et al. (mayo de 2024). “Size–Stellar Mass Relation and Morphology of Quiescent Galaxies at $z \geq 3$ in Public JWST Fields”. En: *The Astrophysical Journal* 964.2, 192, pág. 192. DOI: 10.3847/1538-4357/ad2512. arXiv: 2307.06994 [astro-ph.GA].
- Ji, Z. et al. (jun. de 2024). “JADES: Rest-frame Optical/NIR Size Evolution of Massive Quiescent Galaxies from $z=5$ to $z=0.5$ ”. En: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. Vol. 242. American Astronomical Society Meeting Abstracts, 212.04, pág. 212.04.
- Jiao, Y. et al. (oct. de 2023). “Detection of the Keplerian decline in the Milky Way rotation curve”. En: *Astronomy and Astrophysics* 678, A208, A208. DOI: 10.1051/0004-6361/202347513. arXiv: 2309.00048 [astro-ph.GA].
- Masters, K. (23 de feb. de 2011). *The Hubble Tuning Fork*. URL: <https://blog.galaxyzoo.org/2011/02/23/the-hubble-tuning-fork/> (visitado 27-06-2024).
- Moffat, A. F. (dic. de 1969). “A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry”. En: *Astronomy and Astrophysics* 3, pág. 455.
- Molino, A. et al. (jul. de 2014). “The ALHAMBRA Survey: Bayesian photometric redshifts with 23 bands for 3 deg”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 441.4, págs. 2891-2922. DOI: 10.1093/mnras/stu387. arXiv: 1306.4968 [astro-ph.CO].
- NOIRLab (8 de ago. de 2023). *Gentle Giant Galaxy*. URL: <https://noirlab.edu/public/images/iotw2332a/> (visitado 30-06-2024).
- Pahre, M. A. et al. (ene. de 1996). “A Tolman Surface Brightness Test for Universal Expansion and the Evolution of Elliptical Galaxies in Distant Clusters”. En: *Astrophysical Journal Letters* 456, pág. L79. DOI: 10.1086/309872. arXiv: astro-ph/9511061 [astro-ph].
- Papaderos, P. et al. (dic. de 1996). “Optical structure and star formation in blue compact dwarf galaxies. I. Observations and profile decomposition.” En: *Astronomy and Astrophysics Supplement* 120.
- Papaderos, P. et al. (jul. de 2013). “Nebular emission and the Lyman continuum photon escape fraction in CALIFA early-type galaxies”. En: *Astronomy and Astrophysics* 555, L1, pág. L1. DOI: 10.1051/0004-6361/201321681. arXiv: 1306.2338 [astro-ph.CO].
- Papaderos, P. et al. (mayo de 2023). “Bulgeless disks, dark galaxies, inverted color gradients, and other expected phenomena at higher z . The chromatic surface brightness modulation (CMOD) effect”. En: *Astronomy and Astrophysics* 673, A30, A30. DOI: 10.1051/0004-6361/202245769. arXiv: 2303.12845 [astro-ph.GA].
- Peng, C. Y. et al. (jul. de 2002). “Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images”. En: *The Astronomical Journal* 124.1, págs. 266-293. DOI: 10.1086/340952. arXiv: astro-ph/0204182 [astro-ph].
- (jun. de 2010). “Detailed Decomposition of Galaxy Images. II. Beyond Axisymmetric Models”. En: *The Astronomical Journal* 139.6, págs. 2097-2129. DOI: 10.1088/0004-6256/139/6/2097. arXiv: 0912.0731 [astro-ph.CO].
- Prugniel, P. y Simien, F. (mayo de 1997). “The fundamental plane of early-type galaxies: non-homology of the spatial structure.” En: *Astronomy and Astrophysics* 321, págs. 111-122.
- Ridpath, I. (2012). *A dictionary of astronomy*. 2.^a ed. Oxford University Press. ISBN: 9780191739439.
- Rodrigo, C. y Solano, E. (jul. de 2020). “The SVO Filter Profile Service”. En: *XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society*, 182, pág. 182.
- Rodrigo, C. et al. (oct. de 2012). *SVO Filter Profile Service Version 1.0*. IVOA Working Draft 15 October 2012. DOI: 10.5479/ADS/bib/2012ivoa.rept.1015R.
- Sérsic, J. L. (ene. de 1968). *Atlas de Galaxias Australes - English Translation of the chapter “Photometric Analysis”*. Atlas de Galaxias Australes - English Translation of the chapter “Photometric Analysis” by José Luis Sersic. English Translation and notes by J. P. Madrid, C. J. Donzelli, and A. T. Gagli. DOI: 10.5281/zenodo.2562394.
- Trujillo, I. et al. (dic. de 2001). “The effects of seeing on Sérsic profiles - II. The Moffat PSF”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 328.3, págs. 977-985. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2001.04937.x. arXiv: astro-ph/0109067 [astro-ph].

- Trujillo, I. y Bakos, J. (mayo de 2013). “Stellar haloes of disc galaxies at $z \sim 1$ ”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 431.2, págs. 1121-1135. DOI: 10.1093/mnras/stt232. arXiv: 1207.7023 [astro-ph.CO].
- Tully, R. B. et al. (sep. de 2014). “The Laniakea supercluster of galaxies”. En: *Nature* 513.7516, págs. 71-73. DOI: 10.1038/nature13674. arXiv: 1409.0880 [astro-ph.CO].
- van der Wel, A. et al. (jun. de 2014). “3D-HST+CANDELS: The Evolution of the Galaxy Size-Mass Distribution since $z = 3$ ”. En: *The Astrophysical Journal* 788.1, 28, pág. 28. DOI: 10.1088/0004-637X/788/1/28. arXiv: 1404.2844 [astro-ph.GA].
- Vaucouleurs, G. de (ene. de 1959). “Classification and Morphology of External Galaxies.” En: *Handbuch der Physik* 53, pág. 275. DOI: 10.1007/978-3-642-45932-0_7.
- White, M. (2010). “The astronomy opportunity of the century”. En: *ScienceWise* 7.4, págs. 18-19. URL: <https://dspace-prod.anu.edu.au/server/api/core/bitstreams/cd8ed42d-191c-4be0-85f6-db634fee4477/content>.