



UNIVERSIDAD DE PANAMÁ
FACULTAD DE CIENCIAS NATURALES, EXACTAS Y TECNOLOGÍA
ESCUELA DE FÍSICA

TRABAJO DE GRADO PARA OPTAR POR EL TÍTULO DE
LA LICENCIATURA EN FÍSICA

**TRATAMIENTO DE IMÁGENES ASTRONÓMICAS Y ANÁLISIS
FOTOMÉTRICO PARA LA DETECCIÓN DE COMPONENTES DE
BAJA LUMINOSIDAD**

Estudiante
Diana López Navarro

Profesor Asesor
Bernardo Fernández

Co-Asesor Externo
Rodney Delgado

TRABAJO REALIZADO EN LA DIRECCIÓN NACIONAL DE CIENCIAS ESPACIALES
DE LA UNIVERSIDAD TECNOLÓGICA DE PANAMÁ, REPÚBLICA DE PANAMÁ



DEDICATORIA

En memoria de María de Jesús Bernal, cuya inquebrantable fortaleza y valentía continúan inspirándome.

AGRADECIMIENTOS

Al Dr. Bernardo Fernández y al Dr. Rodney Delgado, por instruirme y brindarme valiosos aportes para el desarrollo de este trabajo.

A la Dirección Nacional de Ciencias Espaciales de la Universidad Tecnológica de Panamá, por proporcionar todas las herramientas y asesoría necesaria para el desarrollo de este proyecto.

A la Secretaría Nacional de Ciencia, Tecnología e Innovación, SENACYT, por el financiamiento brindado durante el último año de estudios en la licenciatura, a través del programa de Becas Pregrado de Excelencia 2020.

Al talentoso astrofotógrafo José Gutiérrez, por su valioso tiempo y apoyo en la realización de las observaciones astronómicas.

A los profesores del Departamento de Física que me brindaron apoyo, motivación o acceso a instalaciones para cumplir mis objetivos.

A mis mentores, los Dres. Esteban Araya y Edoardo Tescari por su invaluable guía, consejos y recomendaciones para la vida académica a lo largo de estos años.

Finalmente, agradezco a mi familia y amigos por su incondicional apoyo, comprensión y motivación para cumplir todos mis propósitos.

ÍNDICE GENERAL

ÍNDICE GENERAL.....	5
ÍNDICE DE FIGURAS.....	6
ÍNDICE DE TABLAS Y GRÁFICAS.....	7
RESUMEN.....	8
ABSTRACT.....	8
INTRODUCCIÓN.....	9
CAPÍTULO I: ASTRONOMÍA OBSERVACIONAL EN EL VISIBLE.....	11
1. Adquisición y procesamiento de datos.....	11
1.1 Formación de imágenes.....	11
1.2 Sensores: CCD vs CMOS.....	16
1.3 Ruido en imágenes astronómicas.....	18
1.4 Procesado CCD.....	19
2. Cámaras: monocromáticas vs a colores.....	23
2.1 Mosaico Bayer: característica instrumental.....	23
2.2 Binning: alternativa a los algoritmos demosaicing.....	25
2.3 Algoritmos demosaicing.....	26
3. Fundamentos de la fotometría.....	28
3.1 Sistemas fotométricos.....	30
3.2 Halos estelares, galaxias satélites y otros objetos de bajo brillo superficial.....	31
CAPÍTULO II: METODOLOGÍA.....	32
4. Especificaciones técnicas del equipo.....	32
4.1 Sistema cámara-telescopio principal.....	32
4.2 Montura y sistema guía.....	36
5. Observaciones astronómicas y selección de objeto de estudio.....	37
5.1 Estructuras de bajo brillo en el sistema M51.....	38
6. Tratamiento de las imágenes.....	39
6.1 Procesado de CFA.....	39
6.2 Reducción CCD.....	43
6.3 Alineado y apilado de imágenes astronómicas.....	43
7. Fotometría de apertura.....	47
7.1 Factor de conversión distancia-píxel a distancia-angular.....	50
7.2 Incertidumbre en la fotometría y estimación de errores.....	51
CAPÍTULO III: RESULTADOS Y ANÁLISIS.....	53
8. Análisis visual de los resultados.....	53
9. Relación conteo vs tiempo de exposición.....	59
10. Análisis fotométrico.....	63
CONCLUSIONES.....	66
RECOMENDACIONES.....	67
PERSPECTIVAS.....	67
REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	68
ANEXOS I: FOTOMETRÍA DE LOS OBJETOS.....	71
ANEXOS II: CÓDIGO DESARROLADO EN LENGUAJE PYTHON.....	73
ANEXOS III: ACTIVIDADES ACADÉMICAS.....	82

ÍNDICE DE FIGURAS

Figura 1.1. <i>Telescopios Refractores y Reflectores</i>	12
Figura 1.2. <i>Formación de Imágenes en el Límite de Difracción</i>	13
Figura 1.3. <i>Relación focal</i>	14
Figura 1.4. <i>Distribución energética de distintas imágenes de difracción.</i>	15
Figura 1.5. <i>Funcionamiento de un sensor CCD.</i>	16
Figura 1.6. <i>Funcionamiento de un sensor CMOS.</i>	17
Figura 1.7. <i>Respuesta ideal de un detector al aumento del tiempo de exposición.</i>	19
Figura 1.8. <i>Imagen Bias</i>	20
Figura 1.9. <i>Imagen Dark</i>	21
Figura 1.10. <i>Imagen Flatfield</i>	22
Figura 2.1. <i>Funcionamiento de un Sensor con filtro CFA.</i>	24
Figura 2.2. <i>Binning.</i>	25
Figura 2.3. <i>Diagrama del Algoritmo VNG.</i>	27
Figura 3.1. <i>Sistemas fotométricos Jhonson-Cousins y ugriZ.</i>	30
Figura 4.1. <i>Equipo Instrumental Utilizado.</i>	32
Figura 4.2. <i>Cámara para Astrofotografía QHY183C</i>	33
Figura 4.3. <i>QHY183C: Eficiencia cuántica relativa y factores de ganancia</i>	35
Figura 6.1. <i>Esquema ilustrativo del método Binning 2x2</i>	40
Figura 6.2. <i>Esquema ilustrativo del método Superpixel.</i>	41
Figura 6.3. <i>Esquema ilustrativo del método VNG.</i>	42
Figura 6.4. <i>Esquema de Procesado en la Investigación.</i>	45
Figura 6.5. <i>Diagrama del tratamiento de imágenes.</i>	46
Figura 7.1. <i>Estimación del fondo estelar (sky background).</i>	48
Figura 8.1. <i>Imágenes procesadas de 1,0 a 5,0 horas de exposición.</i>	54
Figura 8.2. <i>Imágenes procesadas de 6,0 a ~10,0 horas de exposición.</i>	55
Figura 8.3. <i>Imagen de larga exposición.</i>	56
Figura 8.4. <i>Observaciones de Tidal Streams en M51.</i>	57
Figura 8.5. <i>Zoom a Messier 51.</i>	58
Figura 9.1. <i>Brillo de IC 4263 al variar el tiempo de exposición.</i>	61
Figura A. 1. <i>Publicación en la Revista Tecnociencia. Vol. 25°. N°1. Pag 180-192</i>	82
Figura A. 2. <i>Participación en la Escuela Guatemalteca de Astrofísica 2023</i>	83
Figura A. 3. <i>Participación en ISYA 2023</i>	84

ÍNDICE DE TABLAS Y GRÁFICAS

Gráficas

Gráfica 9.1 <i>Valores de brillo observado vs tiempo de exposición integrado.</i>	61
Gráfica 9.2. <i>Señal/Ruido vs tiempo de exposición para cada método estudiado.</i>	62
Gráfica 10.1. <i>Mediciones de brillo superficial para la galaxia IC 4263 y M 51.</i>	64
Gráfica 10.2. <i>Mediciones de brillo superficial para regiones de M 51.</i>	65

Tablas

Tabla 4.1. <i>Especificaciones del Sistema Cámara-Telescopio Principal</i>	34
Tabla 4.2. <i>Especificaciones Técnicas de la Montura y Sistema Guía.</i>	36
Tabla 5.1: <i>Detalles de las Observaciones Astronómicas</i>	37
Tabla 5.2.: <i>Valores de brillo superficial reportados en la literatura.</i>	38
Tabla 7.1. <i>Estrellas de referencia</i>	49
Tabla 7.2. <i>Detalles sobre los objetos y aperturas seleccionados para la fotometría</i>	50
Tabla 7.3. <i>Factores de conversión k promedio</i>	51
Tabla 10.1. <i>Resultados promedios de la fotometría</i>	63
Tabla A. 1. <i>Brillo superficial de la galaxia IC 4263 por tiempo de exposición.</i>	71
Tabla A. 2. <i>Brillo superficial de la galaxia M 51 por tiempo de exposición.</i>	71
Tabla A. 3. <i>Brillo superficial de regiones de la galaxia M 51 por tiempo de exposición.</i>	72

RESUMEN

Tradicionalmente, la Astronomía se centra en la observación y comprensión de los movimientos de los objetos celestes, mientras que la Astrofísica busca explicar su origen, evolución y comportamiento. Por otro lado, Cosmos, en su sentido más general, es sinónimo de universo o mundo, el conjunto de todo lo existente, aunque también es empleado para referirse exclusivamente al espacio exterior a la Tierra. En este trabajo se describe la implementación y puesta en práctica de un proceso de reducción de imágenes del Cosmos, aplicado con la finalidad de detectar estructuras y regiones de baja luminosidad. Analizamos la influencia del tiempo de exposición de las imágenes en las magnitudes de brillo detectadas para objetos tenues, como corrientes de polvo estelar y galaxias LSB. Además, comparamos los efectos de aplicar tres distintos tratamientos a datos astronómicos adquiridos con la cámara a color QHY183C. El proceso de reducción, calibración y fotometría de las imágenes se realizó utilizando paquetes de la colección de programas en lenguaje Python, Astropy. Nuestros resultados apuntan a que, dentro del rango de tiempo de exposición estudiado (de 1,0 a 10,0 h), no se observó una correlación entre las magnitudes de brillo de los objetos y el tiempo de exposición de las imágenes. De forma similar, no se encontró una relación significativa entre métodos de tratamiento de color y las magnitudes astronómicas detectadas.

ABSTRACT

Traditionally, Astronomy focuses on the observation and understanding of the movements of objects, while Astrophysics seeks to explain their origin, evolution, and behavior. On the other hand, Cosmos, in its most general sense, is synonymous with the universe or world, the set of everything that exists, although it is also used to refer exclusively to space outside the Earth. In this work, we describe the implementation of a calibration process for astronomical images, applied to the detection of low-brightness structures and regions. We analyze the influence of the image's exposure time on the detected magnitudes for faint objects such as stellar Tidal streams and LSB galaxies. Furthermore, we compare the effects of applying three different treatments to astronomical data acquired with the color camera QHY183C. The reduction, calibration, and photometry process of the images was conducted using packages from the Python software collection, Astropy. Our results indicate that within the studied exposure time range (from 1.0 to 10.0 hours), no correlation was observed between the magnitudes of the objects and the exposure time of the images. Similarly, no significant correlation was found between color treatment methods and the detected astronomical magnitudes.

INTRODUCCIÓN

En Astronomía, las imágenes son un tipo de dato que permite almacenar información sobre la intensidad de la luz emitida por los objetos astrofísicos. Hace cincuenta años, esta información era registrada en placas fotográficas, cuya característica fundamental era su capacidad para recolectar la luz por períodos extendidos de tiempo. En la actualidad, las placas fotográficas han sido reemplazadas por detectores, que además de recolectar la luz, nos permiten digitalizar los datos en el momento de la observación.

Una imagen astronómica se compone de una matriz bidimensional de píxeles. Idealmente, el valor que se registra en cada píxel es proporcional a la cantidad de luz que incide sobre cada píxel del detector. Sin embargo, durante el proceso de adquisición, los valores se ven alterados por el ruido o efectos inherentes producidos por los instrumentos ópticos. Por lo tanto, es de gran importancia someter los datos a un proceso de reducción para remover estos efectos que enmascaran la señal de los objetos astrofísicos. Una correcta reducción de los datos constituye uno de los pasos esenciales para hacer ciencia con imágenes astronómicas.

Por otro lado, en las últimas décadas, diversos estudios han demostrado el potencial de telescopios robóticos de modesta apertura ($D = 0,10 - 0,80$ m) como herramientas para la detección y análisis de estructuras de brillo muy tenue. Específicamente, los proyectos *Stellar Tidal Stream Survey* (STSS) (Martínez-Delgado, 2008, 2010, 2015) y *Dwarf Galaxy Survey with Amateur Telescope* (DGSAT) (Javanmardi, 2016 y Henkel, 2017) han obtenido imágenes de larga exposición de campo profundo en las que se detectaron, en ocasiones por primera vez, estructuras difusas en forma de anillos (Tidal Streams) y galaxias satélites, alrededor de galaxias espirales cercanas. Los objetos de estudio de estos proyectos entran dentro de la categoría de bajo brillo superficial, pues se trata de componentes cuyo brillo es comparable con la luz de fondo del cielo nocturno.

Antiguamente, se pensaba que se debían utilizar grandes telescopios y tratamientos especializados para detectar estos objetos, sin embargo, con los recientes estudios el paradigma está cambiando. Los aportes realizados por proyectos como STSS y DGSAT abren la posibilidad de emplear enfoques alternativos y de bajo costo para el descubrimiento de los tenues componentes del espacio profundo.

Los estudios mencionados han actuado como antecedentes para la realización de este proyecto. En este trabajo de graduación, reportamos los resultados del proyecto desarrollado, cuyo objetivo principal era el desarrollo y aplicación de una metodología base para la reducción y análisis fotométrico de imágenes astronómicas. A continuación, describimos los objetivos específicos establecidos para este trabajo.

Objetivo Específicos

- i.** Desarrollar una metodología base de reducción CCD para imágenes astronómicas, utilizando herramientas computacionales de acceso libre.
- ii.** Realizar un proceso de medición fotométrica con data especialmente enfocada en regiones de bajo brillo superficial.
- iii.** Comparar distintos métodos de tratamiento de imágenes obtenidas con cámaras a color para astrofotografía.
- iv.** Estudiar y discutir la influencia del aumento del tiempo de exposición en los resultados.

CAPÍTULO I: ASTRONOMÍA OBSERVACIONAL EN EL VISIBLE

En esta primera parte, se presentan las principales generalidades sobre el proceso de adquisición y tratamiento de datos astronómicos en el rango óptico. Además, se exponen las principales diferencias entre las cámaras monocromáticas y las de color, así como el marco teórico detrás del proceso de fotometría.

1. Adquisición y procesamiento de datos

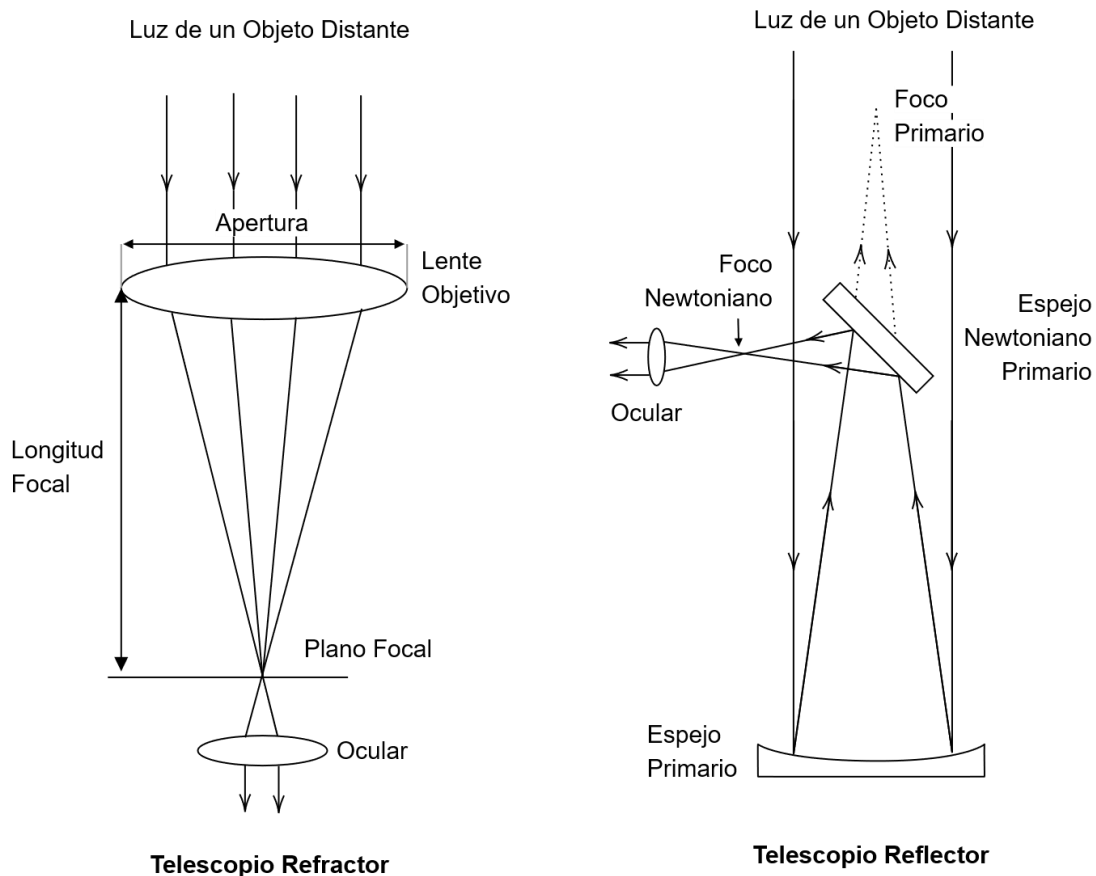
1.1 Formación de imágenes

Los telescopios son los sistemas ópticos utilizados por excelencia para la adquisición de imágenes en el rango visible, en astronomía observacional. Han sido diseñados y optimizados para captar la luz de las tenues fuentes astronómicas. Están compuestos por sistemas de lentes y/o espejos que recolectan y enfocan la luz. De forma general, existen tres tipos de telescopios: refractores, reflectores y catadióptrico, este último emplea una combinación de refracción y reflexión de la luz. En la Fig. 1.1 se muestran las generalidades de los telescopios refractores y reflectores.

Debido a la difracción natural de la radiación electromagnética, incluso si pudiésemos construir un sistema de lentes y espejos perfectos, desprovistos de cualquier tipo de aberración o defecto óptico, existiría un límite físico en el tamaño del objeto más pequeño que puede ser *resuelto*. *Resolver* en óptica se refiere a la capacidad de un sistema para diferenciar, en una imagen, elementos individuales que están muy próximos entre sí, por ejemplo, un par de estrellas binarias.

La difracción es el fenómeno en donde las ondas electromagnéticas se desvían de su trayectoria rectilínea al encontrarse con obstáculos, como puede ser, pasar a través de una rendija. Los telescopios no forman imágenes puntuales de las estrellas, en cambio, forma una imagen de difracción con apariencia de anillos enfocados en un centro de alta irradiancia llamado *disco de Airy* (Fig. 1.2). Los telescopios responden a lo fenómeno de difracción de Fraunhofer o difracción de fuente lejana (Hecht, 2002).

Figura 1.1. *Telescopios Refractores y Reflectores*



Descripción: Diagramas de rayos para telescopios refractores y reflectores (Modificación de autor desconocido).

Hoy, en física óptica, se entiende que una imagen es una superposición finita de distintas funciones de dispersión de punto. El disco de Airy contiene alrededor del 84% de la irradiancia. El radio lineal del primer anillo oscuro de difracción establece una restricción importante sobre la resolución de las imágenes producidas con un telescopio y está dado por la Ecuación (1) (Hecht, 2002) .

$$r_{Airy} = 1,22 \frac{\lambda f}{D} \quad (1)$$

Donde:

λ es la longitud de onda de la radiación electromagnética.

D es el diámetro de apertura.

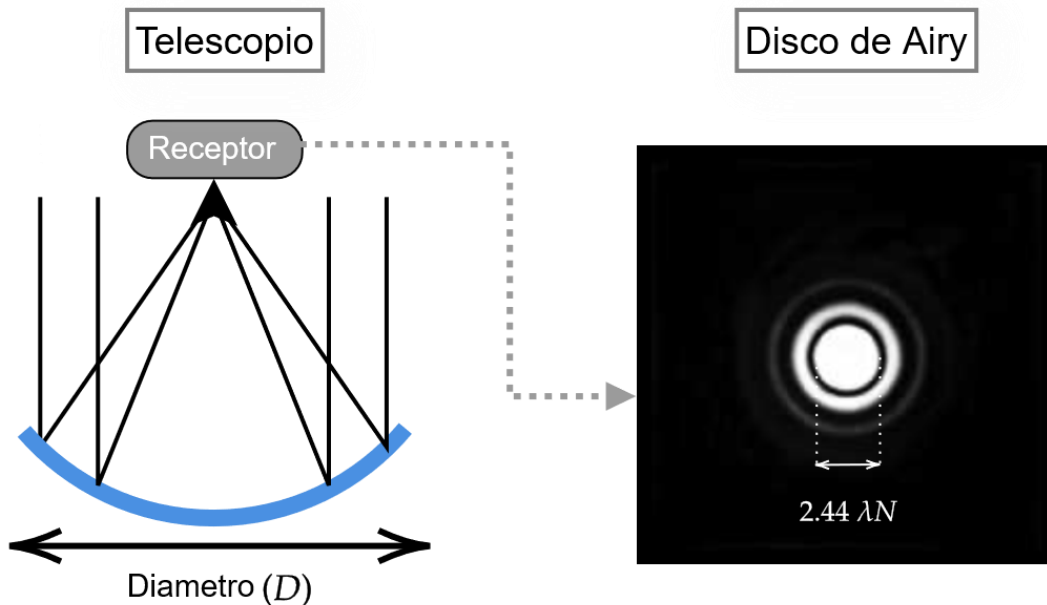
f es la longitud focal.

La razón f/D es utilizada para definir una nueva magnitud denominada *relación focal* o *número f* (N o f/N). Esta razón expresa el diámetro de la apertura en términos relativos de la distancia focal, permite además describir, como cualquier lente con una misma relación focal transmitirá la misma cantidad de radiación, independiente de cuál sea su longitud focal. Por ejemplo, una lente de longitud focal de 160 mm y relación focal $N=2$ (usualmente referido como $f/2$), tendrá un diámetro de apertura físico de 80 mm ($160 \text{ mm}/2$), mientras que una lente de longitud focal 50 mm con la misma relación focal tendrá una apertura de 25 mm ($50 \text{ mm}/2$). Ambos sistemas poseen el mismo diámetro *angular* de apertura (Fig. 1.3), de forma que, cualquier configuración $f/2$ proyectará la misma intensidad de radiación en una imagen (Verhoeven, 2019). La Ecuación (1) puede ser reescrita en términos del diámetro de Airy ($2r_{\text{Airy}}$) como:

$$d_{\text{Airy}} = 2,44 \lambda N \quad (2)$$

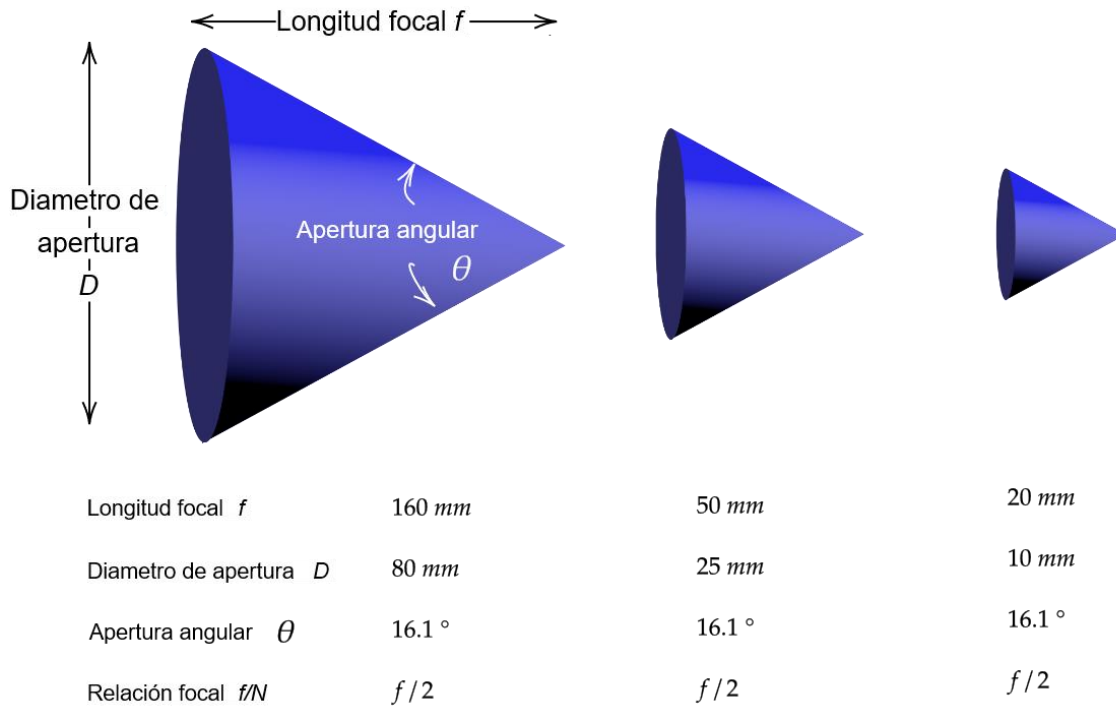
De la Ecuación (2) se observa que, para minimizar el diámetro de los discos de Airy es necesario observar a pequeñas longitudes de onda o utilizar una apertura de gran dimensión.

Figura 1.2. Formación de Imágenes en el Límite de Difracción



Descripción: La respuesta del telescopio a una fuente puntual de luz es un patrón de difracción. El diámetro del primer anillo oscuro del patrón de difracción establece la máxima resolución de la imagen. Modificación de (Hecht, 2002).

Figura 1.3. *Relación focal*



Descripción: Si lentes con distintas longitudes focales poseen la misma apertura angular, su relación focal será la misma. Modificación de (Verhoeven, 2019, fig. 8).

La función de dispersión de punto (*PSF* de *Point-spread function* en inglés) describe la distribución de energía ideal de una fuente puntual en un sistema libre de aberraciones y solo limitado por la difracción (Verhoeven, 2019). Esta función describe matemáticamente como el telescopio formaría una imagen perfecta. La *PSF* tridimensional de un punto perfectamente enfocado por el sistema óptico, respondería al patrón de difracción de Airy que se muestra en la Fig. 1.4a. Para una fuente puntual enfocada, podemos describir convenientemente la distribución de irradiancia de Airy como se muestra en la Ecuación (3).

$$I = I(0) \left[\frac{2J_1(\pi\lambda/D)}{(\pi\lambda/D)} \right]^2 \quad (3)$$

Donde:

$I(0)$ es la intensidad en el centro del disco.

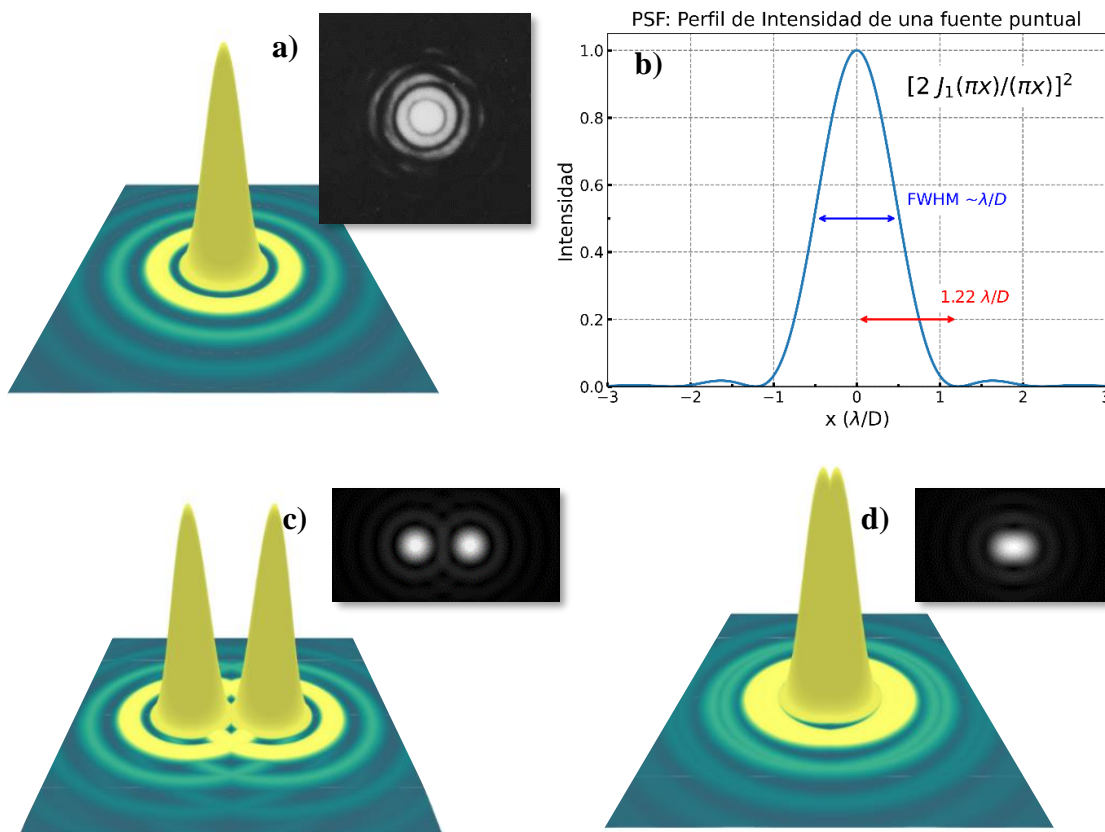
J_1 es la función de Bessel de primera especie de orden uno.

λ es la longitud de onda de la radiación electromagnética.

D es el diámetro de apertura.

A partir de la Ecuación (3) se obtiene el perfil de intensidad que se muestra en la Fig. 1.4b. El primer valle en donde la función $J_1(u)$ se anula, corresponde el diámetro angular del primer anillo oscuro del disco de Airy, esto se da cuando el argumento u es igual a $1,22 \lambda/D$ [rad]. En astronomía óptica y en radioastronomía es usual utilizar el ancho a media altura (FWHM) como el límite de difracción del telescopio, este es aproximadamente λ/D [rad]. Este último establece la resolución angular de un telescopio, en otras palabras, la mínima separación angular con la que dos fuentes luminosas próximas entre sí pueden ser diferenciadas.

Figura 1.4. Distribución energética de distintas imágenes de difracción.



Descripción: a) Distribución tridimensional de irradiancia de una fuente puntual en el límite de difracción e imagen de difracción de una estrella (Disco de Airy) b) Perfil normalizado de irradiancia de una fuente puntual. Distribución e imagen de c) estrellas binarias resueltas d) estrellas binarias no resueltas. Modelos 3D y gráfica de elaboración propia, imágenes de difracción tomadas de (Verhoeven, 2019, fig. 10).

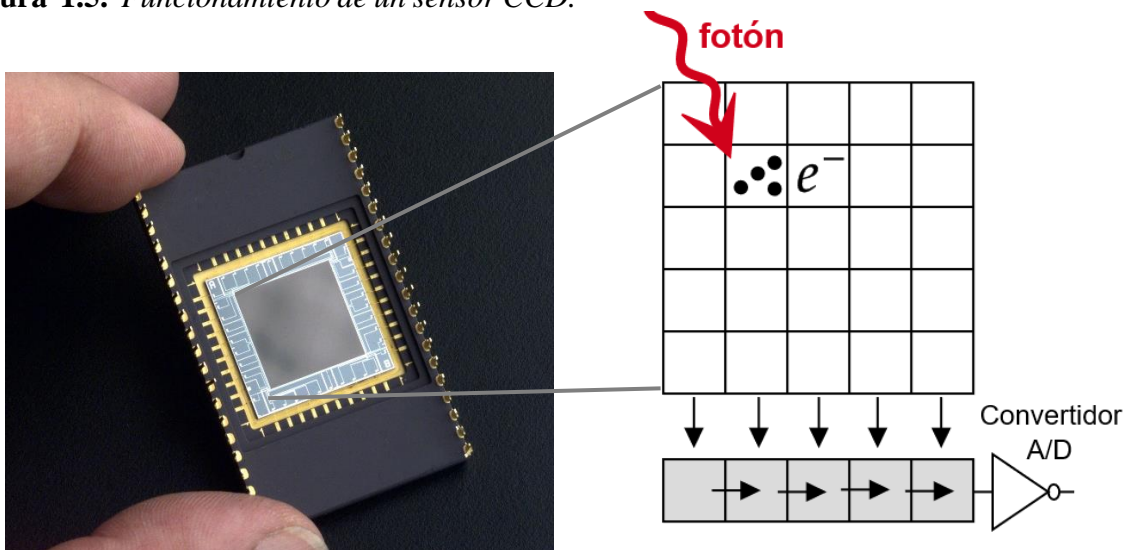
1.2 Sensores: CCD vs CMOS

Existen dos principales tipos de sensores utilizados en la astronomía moderna. Nos referimos a los detectores CCD y CMOS. En esta sección se describen sus principales características instrumentales y de funcionamiento.

Detector CCD

Los dispositivos de carga acoplada (CCD) fueron inventados en 1969 por W.S Boyle y G.E. Smith en los laboratorios Bell. Los CCD fueron introducidos a la astronomía cuando en 1976 se obtuvieron imágenes de planetas, objetos galácticos y extra-galácticos utilizando CCD en distintos observatorios (véase Smith y Loh, 1976). Los CCD se implementaron rápidamente en Astronomía y hoy en día son los dispositivos más utilizados para la obtención de imágenes en el óptico e infrarrojo cercano. Un CCD es un chip semiconductor de silicio con una de sus caras sensible a la luz (Fig. 1.5). La cara fotosensible del sensor tiene forma rectangular y se subdivide en una red de celdas micrométricas, cada pequeño elemento de esta red se denomina píxel. El principio físico detrás del funcionamiento de estos dispositivos es el efecto fotoeléctrico.

Figura 1.5. *Funcionamiento de un sensor CCD.*



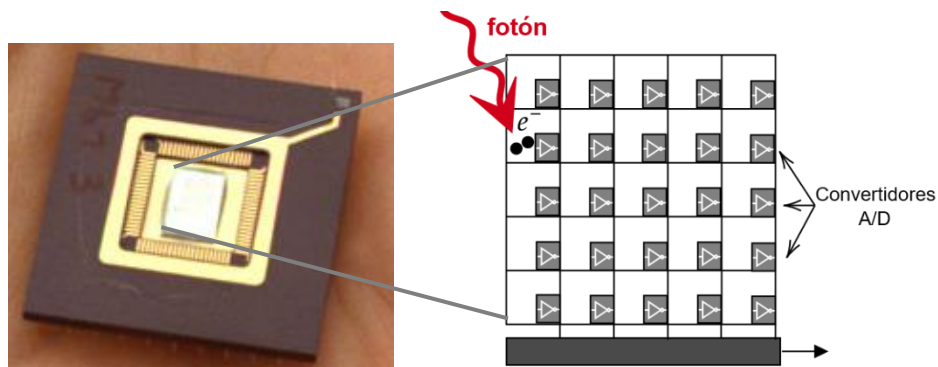
Descripción: En los CCD la carga acumulada en cada fila de píxeles se mueve al búfer de lectura (fila gris), luego la carga de cada píxel en el búfer pasa individualmente a través del convertidor análogo/digital (A/D), finalmente la señal digitalizada pasa a una computadora. Diagrama de elaboración propia.

Cuando un fotón entra al detector, puede liberar un electrón que es almacenado dentro de cada píxel. La carga de electrones almacenados aumenta linealmente con la cantidad de fotones que alcanzan el detector. Después de haber transcurrido el tiempo de exposición, variando la diferencia de potencial, la carga acumulada es desplazada, fila por fila, hasta llegar al búfer de lectura. En el búfer las cargas son movidas píxel a píxel, pasando por un convertidor análogo/digital, que digitaliza el valor de la carga de electrones en Unidades de Conversión Analógico-Digital (A.D.U.), posteriormente la información se almacena en una computadora.

Detector APS-CMOS

Los APS-CMOS son el segundo tipo de sensor más utilizado en la obtención de imágenes astronómicas en el visible. Su acrónimo proviene de las siglas en inglés de sensor de píxel activo (APS) que implementa un semiconductor complementario de óxido metálico (CMOS), usualmente denominados simplemente sensores CMOS. Este tipo de sensores fue inventado en 1968 por Peter J.W Noble, pero no fue hasta la década de 1990 cuando el grupo liderado por Eric Fossum de la NASA logra miniaturizar el primer ejemplar con alto rendimiento. Los CMOS fueron inicialmente concebidos como un sistema miniatura para obtener imágenes de alta calidad con miras en la exploración espacial, sin embargo, su aplicación se ha extendido a casi todas las ramas dedicadas a la obtención de imágenes, entre ellas la Astronomía (NASA, 2012). La principal característica de este sensor es que incorporan circuitos de lectura y conversión de la señal A/D en cada píxel individual, lo que permite una mayor velocidad de lectura y alto rendimiento energético (Herres, 2019) (véase Fig. 1.6).

Figura 1.6. *Funcionamiento de un sensor CMOS.*



Descripción: En los CMOS la conversión de la señal análogo/digital (A/D) se da en cada píxel individual, esto ofrece ventajas en cuanto al rendimiento energético y costos de construcción. Sin embargo, el área efectiva de detección se reduce. Diagrama de elaboración propia.

Tanto los sensores CMOS como los CCD son utilizados en Astronomía. Los sensores CMOS ofrecen un bajo consumo eléctrico, lo que permite su implementación en un gran número de cámaras dedicadas a la astrofotografía. Además, son más económicos porque necesitan un menor número de componentes externos. A pesar de esto, en términos de adquisición de data científica, los sensores CCD siguen siendo los preferidos por la comunidad debido a que ofrecen una alta sensibilidad a la luz y menor ruido de lectura. Este paradigma podría cambiar pronto, ya que, con cada avance tecnológico, los sensores CMOS se están volviendo más competitivos (Bigas et al., 2006).

Es importante remarcar que ambos tipos de sensores presentan una alta linealidad (número de electrones por fotón incidente). Haciendo que, a pesar de sus diferencias en funcionamiento, la calibración de los datos astronómicos sea idéntica en ambos casos. La Ecuación (4) relaciona los valores de brillo con el valor de la carga eléctrica en cada píxel a partir de la definición de ganancia (Teledyne Instruments, 2023).

$$A.D.U. = e^- / g \quad (4)$$

Donde:

$A.D.U.$	es el valor de brillo en Unidades de Conversión Analógico-Digital.
e^-	es el valor de carga eléctrica que llega al búfer de lectura.
g	es la ganancia del sensor.

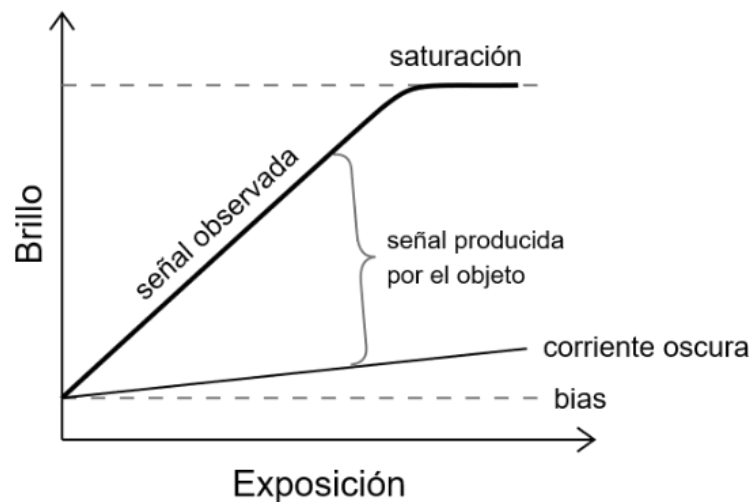
1.3 Ruido en imágenes astronómicas

Los detectores, ya sean CCD o CMOS, experimentan efectos causados por el ruido que proviene de diversas fuentes. El primero a considerar es el denominado ruido de lectura. Al capturar una imagen, después de exponer el sensor a la luz, se realiza la lectura de los electrones almacenados en cada píxel. Este paso involucra que la señal sea amplificada, proceso que genera un determinado ruido electrónico denominado ruido de lectura o señal bias.

El segundo efecto por considerar es el ocasionado por el ruido térmico. Este genera una determinada corriente oscura (popularmente conocida por su nombre en inglés *dark current*). Esta señal se genera incluso cuando no hay luz llegando al sensor y está asociada a la excitación térmica de los electrones en el chip (Romanishin, 2002). Debido a que esta señal varía con la temperatura, las cámaras astronómicas suelen ser refrigeradas. Sin embargo, en muchas

ocasiones esto no evita que los efectos de la corriente oscura tengan efectos significativos en las imágenes astronómicas. Finalmente, es importante considerar las variaciones de sensibilidad a lo largo del sensor. Tal como plantea Romanishin (2002), a pequeña escala estas inhomogeneidades están asociadas a diferencias en el tamaño de los píxeles, mientras que, a gran escala, son causadas por variaciones en el espesor del silicio en los chips, estas uniformidades pueden alcanzar hasta un 10% a lo largo del sensor. Por otro lado, la óptica de los telescopios causa una iluminación no uniforme sobre el sensor, esto posee efectos significativos en la data obtenida. En la Fig. 1.7 se muestran los efectos del ruido electrónico en la señal observada.

Figura 1.7. Respuesta ideal de un detector al aumento del tiempo de exposición.



Descripción: La señal detectada por un sensor (CCD o CMOS) varía de forma ideal linealmente con el número de fotones detectado. La corriente oscura (*dark current*) aumenta durante el tiempo de exposición, debido al aumento de la temperatura y debe ser sustraída de la señal observada. Por otro lado, la señal bias se mantiene constante para cualquier tiempo de exposición. Traducción de (Kartunnen, 2017, Fig. 3.26)

1.4 Procesado CCD

El procesado CCD de imágenes astronómicas consiste en la aplicación de un conjunto de operaciones destinadas a corregir o atenuar los efectos del ruido electrónico, las variaciones de sensibilidad, y las pequeñas distorsiones ópticas del equipo instrumental. Por razones históricas, el nombre que se le atribuyó a este tipo de procesado hace alusión a los chips CCD. Sin

embargo, el mismo proceso puede ser indistintamente aplicado a imágenes obtenidas con chips CMOS.

Las imágenes Light u Objeto son los datos sin procesar del objeto astronómico. Contienen todos los distintos tipos de ruido (térmico, electrónico, etc.), así como, defectos y/o aberraciones ópticas. Para calibrar las imágenes del astro, es necesario capturar un conjunto de imágenes de calibración adicional a la imagen del objeto. A continuación, se describen los principales tipos de imágenes de calibración utilizadas en el procesamiento de imágenes científicas.

Imagen Bias

Las imágenes Bias permiten realizar una medida del ruido de lectura. Las imágenes Bias se realizan con el obturador cerrado y el menor tiempo de exposición que permita la cámara. Un gran número de estas imágenes se toma cada noche de observación para luego ser combinadas en una sola imagen denominada MasterBias, que es finalmente sustraída de la señal observada. En la Fig. 1.8 se muestra una imagen Bias realizada.

Figura 1.8. *Imagen Bias*

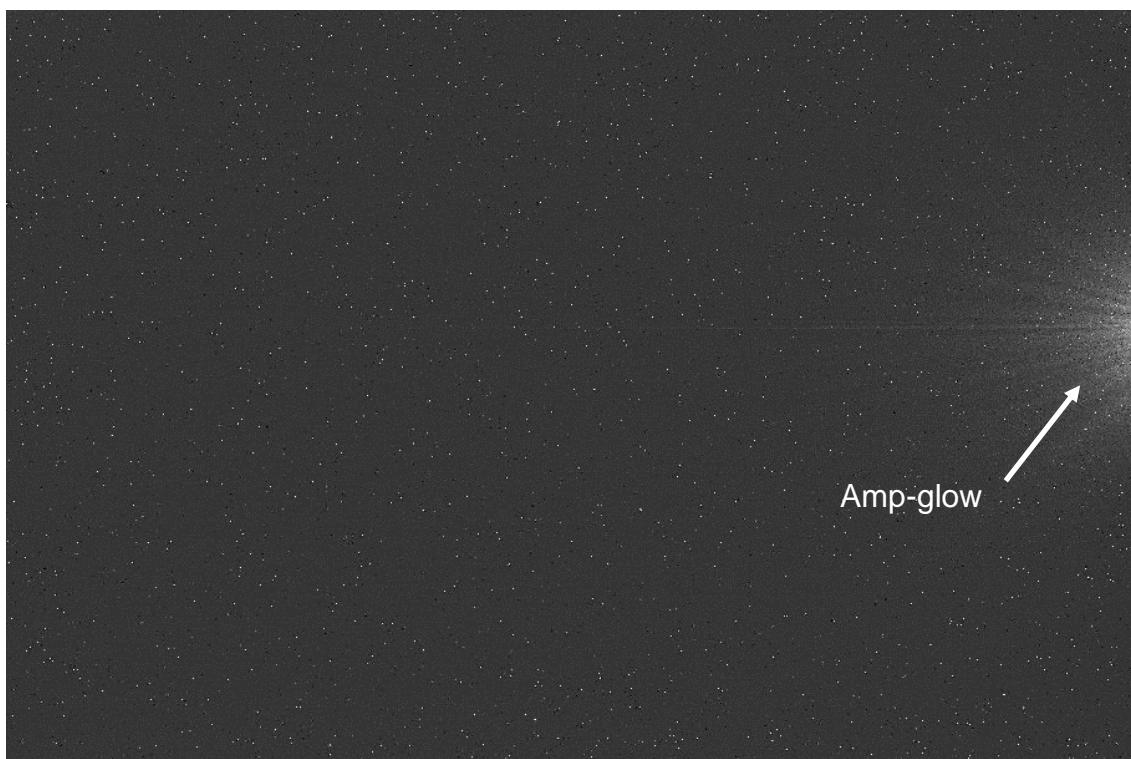


Descripción: Todas las cámaras producen algún tipo de señal y ruido instrumental de lectura, debido al flujo de la electricidad en los circuitos. Las imágenes Bias permiten remover esta señal. Elaboración propia.

Imagen Dark

Adicional a la señal bias, cuando el sensor realiza un tiempo de integración, se genera una nueva señal y ruido térmico asociado, denominada corriente oscura (véase Sección 1.3). Por lo tanto, al igual que las imágenes Bias, es necesario medir esta señal y sustraerla de la imagen. Las imágenes Dark obtienen con el obturador cerrado y su tiempo de exposición debe ser igual al de las imágenes light. Es recomendable capturar varias imágenes Dark a lo largo de las observaciones, esto debido a que parámetros como la temperatura ambiental (incluso utilizando cámaras refrigeradas) pueden afectar la señal de corriente oscura. Siguiendo un esquema general, la colección de imágenes Dark suele ser promediada para obtener la imagen MasterDark. En la Fig. 1.9 se muestra una imagen Dark realizada, donde se observan algunos efectos del ruido térmico.

Figura 1.9. *Imagen Dark*

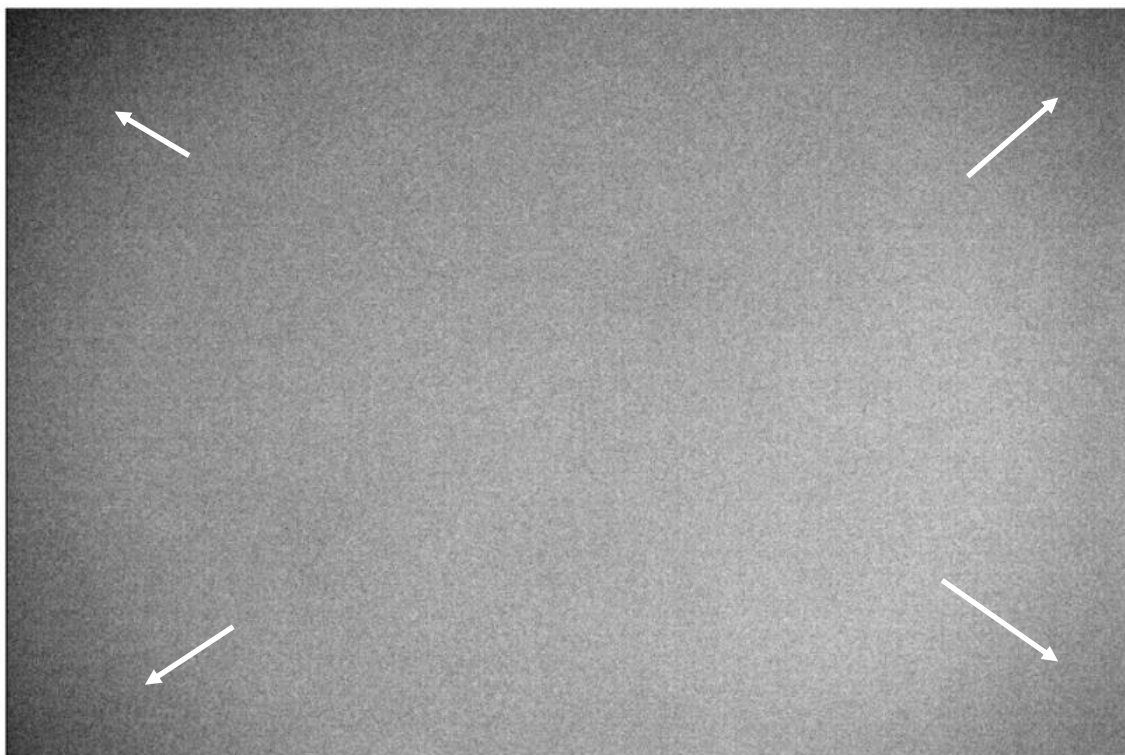


Descripción: En la parte central derecha de la imagen Dark se observa un efecto de brillo, denominado comúnmente *amp-glow*. Las imágenes Dark permiten corregir estos efectos. Elaboración propia.

Imagen Flat-Field

La imagen Flat-Field (o simplemente Flat) está destinada en corregir uniformidades y efectos provocados por partículas de polvo en la lente. Las imágenes flat se obtienen realizando una exposición del sensor a una fuente difusa y uniforme de luz, como lo puede ser un área homogénea del cielo en el alba u ocaso, o de manera artificial utilizando una pantalla. El procedimiento estándar consiste en dividir los valores de la imagen entre un promedio de imágenes Flat-Field normalizado, conocido como MasterFlat. En la Fig. 1.10 se muestra una imagen Flat con realce, donde se observa un efecto común de viñeteo.

Figura 1.10. *Imagen Flatfield*



Descripción: Las imágenes Flatfield permiten corregir las variaciones de sensibilidad píxel a píxel, así como aberraciones provocadas por el polvo. Es común que estas imágenes revelen “viñeteos” (indicados por las flechas blancas en la imagen) o marcas en forma de anillo y círculos. Elaboración propia.

2. Cámaras: monocromáticas vs a colores

2.1 Mosaico Bayer: característica instrumental

Los sensores tienen la capacidad de detectar cuánta luz incide sobre cada píxel, sin embargo, por sí solos no son capaces de almacenar información sobre la longitud de onda de los fotones incidentes, es decir, su color. Para representar una imagen a color en nuestro sistema visual, cada píxel debe contener información de los tres canales; R (rojo), G (verde) y B (azul). Originalmente, era necesario utilizar un par sensor-filtro por canal para representar una imagen completa a color. Esto convertía a las cámaras a color en instrumentos costosos y de gran tamaño en cualquier ámbito (Baek & Jeong, 2014). Con la invención del mosaico Bayer, la obtención de imágenes a color se volvió rápida, práctica y asequible, tanto que hoy en día, podemos encontrar este mosaico en la mayoría de las cámaras digitales del mercado.

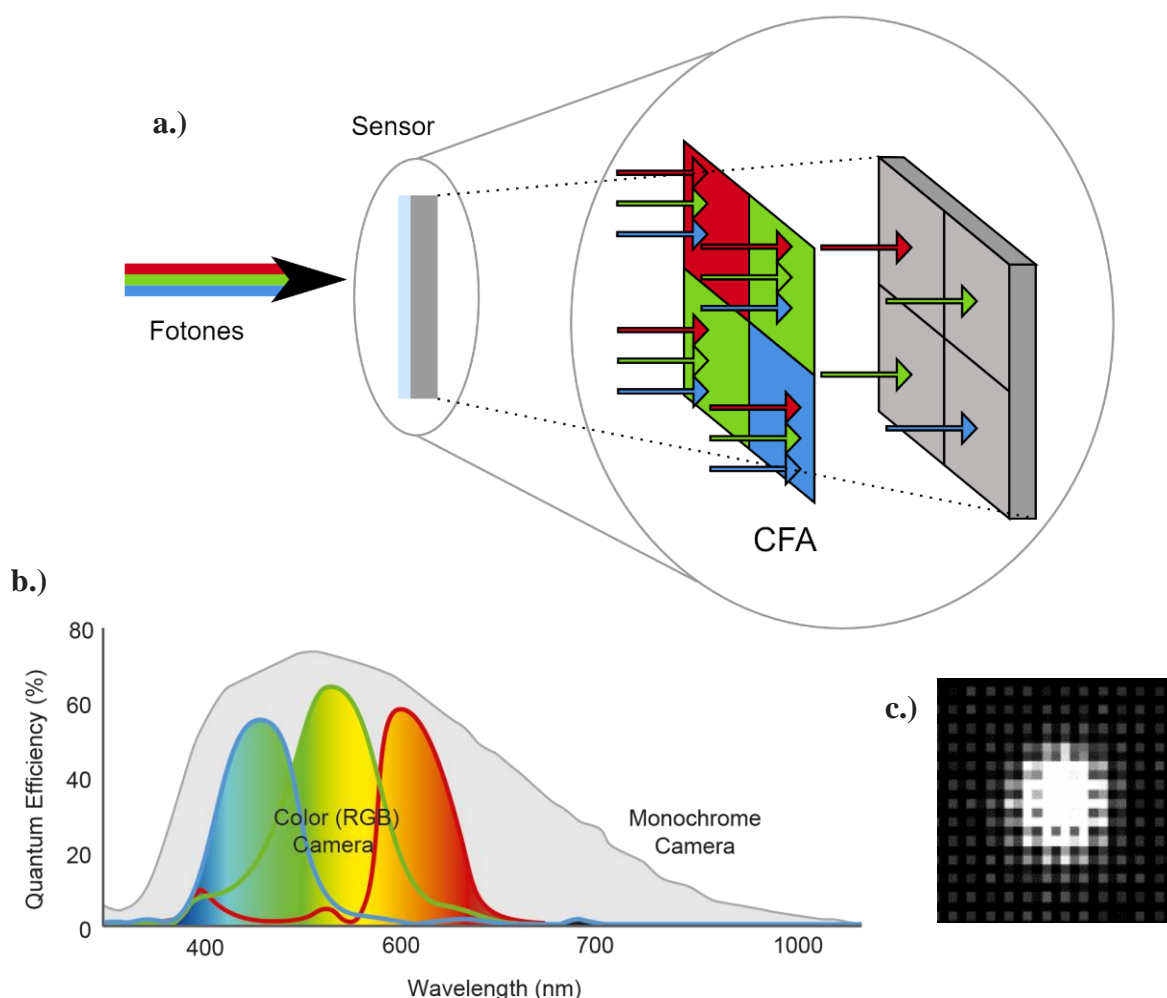
El mosaico Bayer es la principal característica que diferencia a una cámara a color de una monocromática. Un mosaico Bayer es una matriz de filtros de color CFA (del inglés *color filter array*), que se ubica sobre el sensor digital y permite que cada fotodiodo sea sensible a una sola banda espectral. Estas bandas corresponden comúnmente a los colores rojo (R), verde (G) y azul (B). La configuración RGGB es típica en las matrices CFA, y está conformado por la siguiente proporción de filtros micrométricos: 50% verdes, 25% rojos y 25% azules. Los microfiltros verdes predominan debido a que el mosaico Bayer fue creado y patentado, considerando la gran sensibilidad del ojo humano al color verde, sobre los colores rojo y azul (Bayer & Rochester, 1975).

Es importante destacar que un sensor con CFA solo puede detectar fotones en una determinada banda espectral para cada píxel (canal R, G o B). Por lo tanto, es indispensable aplicar un tratamiento o interpolación para estimar el valor de los canales faltantes en las imágenes. Un esquema ilustrativo del funcionamiento de los filtros CFA se muestra en la Fig. 2.1a y 2.1b.

A los procesos que transforman una imagen CFA en una imagen a color se les conoce por algoritmos *demosaicing* o *debayering*. En este documento emplearemos la palabra *demosaicing* para nombrar a estos tipos de algoritmos. En la Fig. 2.1c se muestra la imagen de una estrella sin tratamiento de estimación de color.

La implementación de filtros CFA puede ayudar a obtener imágenes a color efectivas para muchas aplicaciones en la ciencia e industria. No obstante, la data astronómica científica es usualmente capturada con sensores monocromáticos, libres de filtro CFA, en el que cada fotodiodo responde a casi todo el espectro visible. Esto posee ventajas, ya que se obtienen imágenes de completa resolución con respecto al tamaño del sensor y no se presenta la necesidad de implementar algoritmos, en donde se pierde información sobre la luz del objeto astrofísico (Pössel, 2019).

Figura 2.1. *Funcionamiento de un Sensor con filtro CFA.*



Descripción: a.) El filtro CFA permiten que cada fotodiodo del sensor sea sensible a una sola banda espectral, configuración RGGB. Modificación de (Losson et al., 2010). b.) Perfil de eficiencia cuántica de una cámara a color y una monocromática. Debido a la presencia de los micros filtros Bayer, las cámaras a color tienden a tener una menor capacidad para convertir la luz en señales eléctricas detectables. Modificación de (Basler, 2023). c.) Imagen RAW de una estrella sin demosaicing. Elaboración propia.

2.2 Binning: alternativa a los algoritmos demosaicing

Una alternativa a los algoritmos demosaicing para reconstruir una imagen con CFA, es el binning. Este método es utilizado en cámaras monocromáticas cuando se desea incrementar la sensibilidad y en el caso de las cámaras a color nos permite eliminar los patrones generados por el CFA (véase Fig. 2.1c), no obstante, la información del color se pierde.

El binning consiste en sumar el valor o carga de píxeles adyacentes. Este proceso puede realizarse al momento de la obtención de la data (*hardware binning*) o en el post-procesado (*software binning*). La resolución de la imagen final se ve reducida debido a la compresión. En la Fig. 2.2 se muestran las formas de binning comúnmente utilizadas (.

Figura 2.2. *Binning.*

Opciones de Binning	Combinación de píxeles										
Píxel											
2x2 (4 píxeles → 1)											
3x3 (9 píxeles → 1)											
4x4 (16 píxeles → 1)											

Descripción: El método Binning consiste en la suma de píxeles adyacentes. Es un método frecuentemente utilizado cuando se desea mejorar la sensibilidad de las imágenes. Modificación de autor desconocido.

2.3 Algoritmos demosaicing

Existen diversos tipos de algoritmos demosaicing, en su mayoría implementan métodos de interpolación. A continuación, se describen dos de estos algoritmos, el método Superpixel y la interpolación por Número Variable de Gradientes.

Superpixel (SP)

Según (Pool & Vrstil, 2011) este método toma cuatro píxeles (matriz 2x2) de la configuración CFA y utiliza los valores como canales RGB, dentro de un solo píxel en la imagen resultante. El método promedia únicamente el valor de los píxeles verdes. Esto representa una pérdida de información del 25% por cada matriz 2x2 en comparación al binning. Al aplicar este método, se obtiene una imagen con información en los canales R, G y B, es decir, una imagen a color con $\frac{1}{4}$ de la resolución original. Este método es útil para reducir la tonalidad verdosa que se obtiene en las imágenes para fines estéticos, debido al exceso de filtros G sobre filtros R y B.

Número Variable de Gradientes (VNG)

El método de interpolación Número Variable de Gradientes (VNG) fue presentado por primera vez en Chang et al., (1999). La interpolación utiliza los valores de conteo de los píxeles adyacente a cada píxel individual. El algoritmo computa gradientes en las direcciones colindantes, luego estima un umbral y conserva únicamente el valor y dirección de los gradientes bajo de este umbral. En la fase final, el algoritmo interpola los canales faltantes utilizando los gradientes seleccionados. Este método preserva la resolución original de la imagen y ofrece mejoras en cuanto a artefactos de color y bordes imprecisos en la imagen, sin embargo, introduce información no real en nuestra imagen. En el artículo original de Chang et al., (1999). se detalla el funcionamiento del algoritmo VNG (veáse Fig. 2.3). Los algoritmos demosaicing fueron diseñados para reconstruir imágenes estéticas en un gran número de aplicaciones, sin embargo, al tratar data astronómica para fines científicos es indispensable preservar en la mayor medida posible la información real y evitar inducir información interpolada. Los métodos de demosaicing no cumple con este último objetivo, por ello se considera que el método Binning ofrece la mejor alternativa a la hora de reconstruir una imagen científica cuando se posee un filtro CFA en la adquisición de datos.

Figura 2.3. Diagrama del Algoritmo VNG.



Descripción: Diagrama del algoritmo VNG de acuerdo con la descripción del artículo Chang et al., (1999).

3. Fundamentos de la fotometría

Se denomina fotometría al conjunto de técnicas enfocadas en determinar el flujo o la intensidad de la luz proveniente de los objetos astronómicos. Existen distintas metodologías para realizar fotometría, las cuales varían dependiendo del instrumento a utilizar (CCD, fotomultiplicadores, etc.), del tipo de fuente (fuentes puntuales o extendidas) o de los objetivos del trabajo. En esta sección abarcaremos la técnica más básica denominada fotometría de apertura.

La fotometría de apertura consiste en estimar el brillo de un objeto astronómico, utilizando los valores registrados en cada píxel asociado al objeto. Por ejemplo, en el caso de una estrella, se debe definir una apertura circular en la imagen que contenga toda su PSF (véase Sección 1.1) y luego sumar los valores registrados en dichos píxeles. Sin embargo, debe considerarse que, al capturar una imagen, siempre existirá una contribución de la luz de fondo del cielo (*sky background*). La luz de fondo puede provenir de estrellas muy distantes, luz dispersada por la atmósfera, efectos del detector o contaminación lumínica. Esta contribución siempre está presente, por lo que es imprescindible estimarla y posteriormente sustraerla de la luz del objeto.

Por razones históricas, en astrofísica es común expresar el brillo de un astro en términos de su magnitud¹. La magnitud aparente (m) es una medida en escala logarítmica del brillo aparente de un objeto con respecto a un punto de referencia y puede ser calculado a partir del *flujo observado* F ($[F] = \text{W m}^{-2}$). El flujo observado hace referencia a la cantidad de energía por unidad de área que incide sobre el detector. Estas cantidades no deben confundirse con la *luminosidad* L (algunas veces llamado flujo total)², que hace referencia a la cantidad de energía electromagnética que emite un cuerpo por unidad de tiempo. Las magnitudes m_1 y m_2 de dos objetos y sus correspondientes flujos observados F_1 y F_2 están relacionados mediante la Ecuación (5).

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) \quad (5)$$

Nótese que debido al signo menos en la Ecuación (5), los valores aumentan positivamente para los objetos más tenues. Por ejemplo, la magnitud del Sol es -26,8, Luna llena es -12,5, de la estrella más brillante en la noche Sirio es -1.5. (Kartunnen, 2017)

¹ Las magnitudes son cantidades adimensionales, pero suelen escritas con un identificador “mag”.

² La luminosidad puede ser calculada como $L = 4\pi r^2 F$. Donde r es la distancia al objeto y F es el flujo medido a una distancia r .

La magnitud aparente no nos proporciona información sobre el brillo real de un objeto, ya que esta cantidad varía con la distancia a la que se observe el objeto. En la reunión general de la Unión Astronómica Internacional (IAU) en 1922, se aceptó la definición oficial de la cantidad que mide el brillo intrínseco de una estrella denominada *magnitud absoluta* (M). Esta cantidad se definió como la magnitud aparente a una distancia de 10 pársecs de la estrella³. Una forma extensamente utilizada para describir la relación entre la magnitud absoluta M , la magnitud aparente m y la distancia r se muestra en la Ecuación (6), únicamente es válida si la distancia r está expresada en pársecs.

$$m - M = 5 \log r - 5 \quad (6)$$

Para objetos extendidos (galaxias, nebulosas, etc.), es de gran relevancia recopilar información sobre el flujo de energía detectable por unidad de ángulo sólido en el cielo. A esta cantidad se le denomina *brillo superficial* (S), suele ser medida en magnitudes por segundos de arco cuadrados (mag arcsec^{-2}) y es independiente de la distancia. La expresión para calcular el brillo superficial de un objeto viene dada por la Ecuación (7), donde m es la magnitud aparente del objeto y A es el área de extensión del objeto en arcsec^2 .

$$S = m + 2.5 \log A \quad (7)$$

Dependiendo del método de observación, es posible definir distintos sistemas de magnitud. Con sistemas de magnitud nos referimos a los utilizados para definir un punto de referencia de flujo para la magnitud aparente igual a cero. Los más comunes en astrofísica son:

- Sistema Vega: En este sistema se toma la estrella Vega como flujo de referencia en cualquier longitud de onda.
- Sistema AB (ABsolut): Este sistema moderno es ampliamente utilizado, en él se define un flujo de referencia $F_0 = 3\,631 \text{ Jy}$, para todas las longitudes de onda⁴. Este sistema no debe confundirse con la *magnitud absoluta* (M).

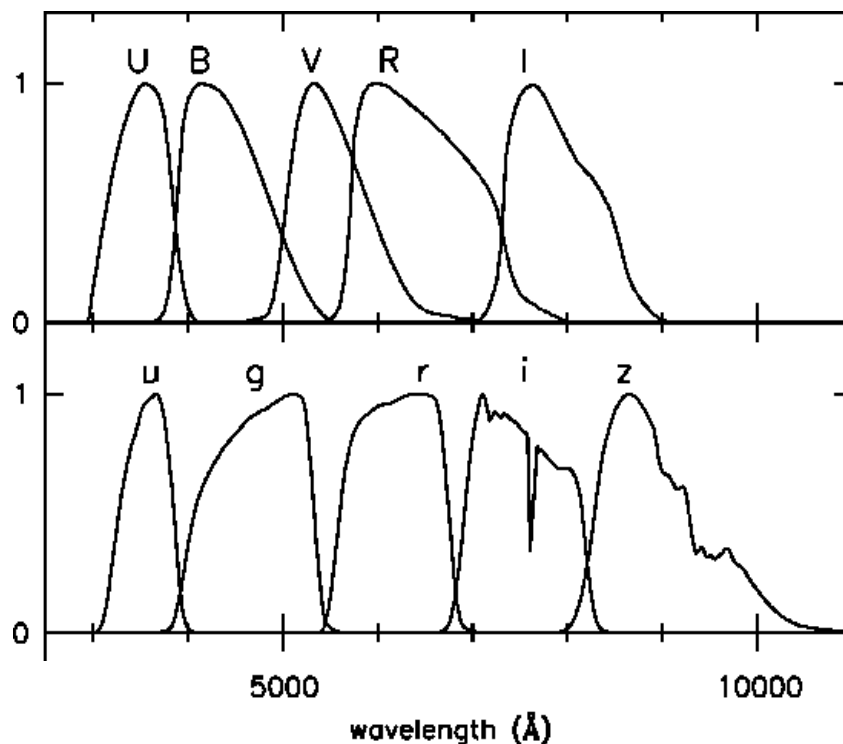
³ 1 pársec = 206 265 UA = 3,616 años luz = $3,085\,7 \times 10^{16} \text{ m}$

⁴ 1 Jy = $10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$

3.1 Sistemas fotométricos

El flujo medido de un objeto astronómico depende de la longitud de onda a la que se observe, por este motivo, fue necesario estandarizar los filtros fotométricos. Esto permitió a los astrofísicos efectuar comparaciones más precisas de las mediciones fotométricas. Un sistema de magnitudes multicolor muy utilizado es el sistema UBV o mejor conocido como sistema Johnson. Este sistema fue desarrollado por Harold Johnson y William Morgan en 1950, en este las magnitudes son medidas a través de tres filtros; ultravioleta (U), azul (B) y visual (V). Años más tarde, se añadieron dos nuevos filtros; el rojo (R) y el infrarrojo (I). Al nuevo sistema extendido se le llamó UBVRI o Johnson-Cousins. En la actualidad, con los grandes mapeos del cielo, nuevos sistemas fotométricos se han desarrollado, como el *ugriz* utilizado por el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). En la Fig. 3.1 se muestra una comparación de ambos sistemas.

Figura 3.1. *Sistemas fotométricos Johnson-Cousins y ugriz.*



Descripción: Comparación normalizada de las curvas de filtro del sistema Johnson-Cousins (arriba) y el sistema del SDSS *ugriz* (abajo). Obtenida de (Jordi et al., 2006).

3.2 Halos estelares, galaxias satélites y otros objetos de bajo brillo superficial

Tal como señala Martínez-Delgado D. (2019), dentro del proceso de formación de galaxias, se espera que los cuerpos celestes se formen y evolucionen no solo a través de flujos de gas y polvo, sino también mediante fusiones con sistemas de baja masa, comúnmente denominados galaxias satélites. Como resultado de las interacciones, halos estelares envuelven a las galaxias, llegando a observarse como una variedad de estructuras difusas, conocidas por su nombre en inglés *Tidal Streams*. Debido a las bajas luminosidades de los halos y satélites, para detectar estos objetos es necesario utilizar imágenes de larga exposición con el fin de captar la mayor cantidad de fotones posibles provenientes de la región de interés. Como consecuencia de la alta competitividad de tiempo en grandes telescopios, los componentes de baja luminosidad no han sido ampliamente estudiados.

Diferentes estudios (Martínez-Delgado, 2008, 2010, 2015, 2019; Javanmardi, 2016; Henkel, 2017) han puesto en evidencia la eficacia de los telescopios de modesta apertura, en conjunto con cámaras astronómicas, para la detección de estas estructuras. En estos proyectos las aperturas de los telescopios variaban entre 0,10 y 0,80 m. Tal como es propuesto en Delgado-Serrano (2010), caracterizar componentes de baja luminosidad, como lo pueden ser los halos estelares, las galaxias satélites o galaxias LSB, etc., podría llevarnos a una mejor comprensión de la historia y población de galaxias en el universo local.

En este proyecto nos centramos en la observación y análisis particular de los objetos anteriormente descritos, sin embargo, no limitamos las aplicaciones de la metodología de tratamiento y reducción a un campo o tipo de objeto en particular.

CAPÍTULO II: METODOLOGÍA

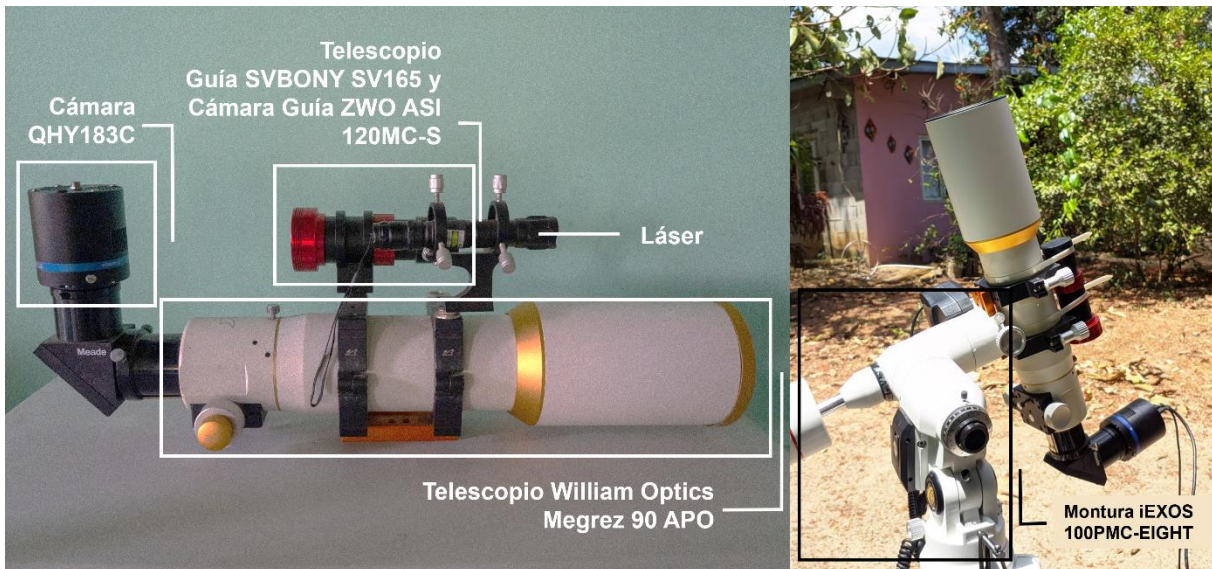
Este capítulo está dedicado a describir los instrumentos y procedimientos utilizados para cumplir con los objetivos de este trabajo. Se detalla en orden cronológico el tratamiento aplicado a las imágenes astronómicas, así como, la técnica fotométrica utilizada para medir las magnitudes físicas de interés.

4. Especificaciones técnicas del equipo

4.1 Sistema cámara-telescopio principal

Uno de los componentes instrumentales más importantes de este trabajo fue el telescopio refractor apocromático William Optics Megrez APO 90". Las especificaciones técnicas del equipo se resumen en la Tabla 4.1. Este equipo se caracteriza por un sistema óptico refractor de alta calidad. En la Fig. 4.1 se muestran todos los componentes instrumentales utilizados en esta investigación. En las siguientes secciones se detallan las características más importantes de sus componentes.

Figura 4.1. *Equipo Instrumental Utilizado.*



Descripción: El equipo instrumental empleaba dos sistemas cámara-telescopio. El sistema guía estaba destinado al control de seguimiento del cuerpo celeste que se estaba estudiando y el sistema principal estaba compuesto por los equipos ópticos y electrónicos para la obtención de las imágenes.

En este proyecto se utilizó la cámara QHY183C dedicada a la astrofotografía. La QHY183C posee un sensor CMOS refrigerado modelo SONY IMX183 BSI, posee un filtro CFA que permite obtener imágenes a color. En la Fig. 4.2 se muestra una imagen del equipo. El dispositivo posee un sistema eléctrico de enfriamiento térmico en dos etapas, que permite llevar al sensor 40 °C por debajo de la temperatura ambiente. Este enfriamiento reduce el ruido de corriente oscura (*dark current*) en imágenes de larga exposición (QHY183C, 2017). Por otro lado, un sensor BSI (*Back Side Illuminated*) posee su circuito electrónico detrás de los fotodiodos, de forma que, no limita el área sensible a la luz. Un resumen de las especificaciones técnicas del equipo se muestra en la Tabla 4.1.

Figura 4.2. Cámara para Astrofotografía QHY183C



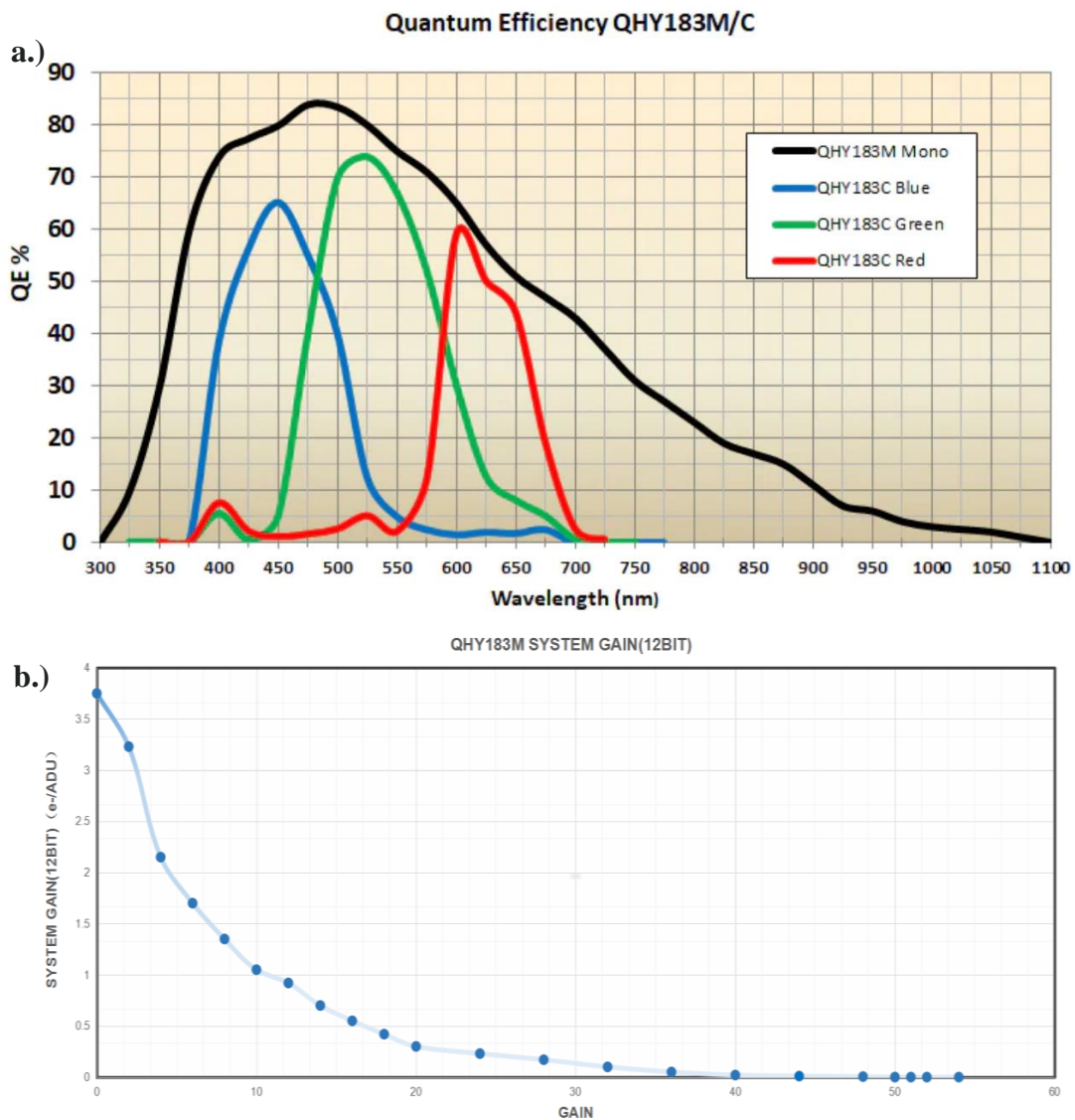
Descripción: Cámara principal utilizada para la obtención de imágenes de larga exposición. La cámara QHY183C es la versión a color del modelo QHY183.

Tabla 4.1. Especificaciones del Sistema Cámara-Telescopio Principal

Característica	Descripción
Telescopio Principal	
Marca	William Optics
Modelo	Megrez 90 APO
Apertura	90 mm
Relación focal	$f / 6,9$
Longitud focal	621 mm
Tipo de objetivo	Doublet FPL-53 Air Spaced
Poder de resolución	1,05"
Magnitud limitante	12,0
Longitud del tubo extendido	540 mm (17,9")
Longitud del tubo retraído	430 mm (14,2")
Peso del tubo	3,1 kg
Cámara Principal	
Marca	QHY
Modelo	QHY183C
Sensor CMOS	SONY IMX183 BSI
FSI ^a /BSI ^b	BSI
Tamaño de píxel	2,4 μm \times 2,4 μm
Área efectiva	5 544 px \times 3 684 px
Píxeles efectivos	20 Mpx
Tamaño del sensor	13,3 mm \times 8,87 mm
Ruido de lectura	2,7 e ⁻ baja ganancia / 1,0 e ⁻ alta ganancia
Corriente de oscuridad a -15 °C (<i>dark current</i>)	0,002 4 e/px/s
Carga máxima antes de la saturación	15 500 e ⁻
Rango de tiempo de exposición	50 μs – 3 600 s
Unidad de ganancia (1 e/A.D.U)	10
Convertidor A/D	12 bit (salida como 16 bit y 8 bit)
Interfaz para la computadora	USB 3.0
Temperatura mínima de enfriamiento	-15 °C aproximadamente
Peso	650 g

La QHY183C es una cámara a color que posee un mosaico Bayer en la configuración RGGB. Basados en el perfil de eficiencia cuántica de la cámara (Fig. 4.3a) y a la alta densidad de filtros verdes en la matriz RGGB, consideramos un pico de respuesta predominante alrededor de 525 nm. Esta longitud de onda se encuentra dentro la banda V en el sistema fotométrico Johnson-Cousins (véase Sección 3.1). Por esta razón, estimamos que las mediciones fotométricas realizadas se encuentran dentro de esta misma banda.

Figura 4.3. *QHY183C: Eficiencia cuántica relativa y factores de ganancia*



Descripción: a.) Eficiencia cuántica para la cámara QHY183 en su versión monocromática y a color. Obtenido de (Product Review - The QHY 183C). b.) Ganancia del Sistema vs factor de ganancia ajustable (GAIN). Obtenido de (QHY183M & QHY183C Astronomy Cameras).

4.2 Montura y sistema guía

En este proyecto, se utilizó la montura ecuatorial alemana (GEM) automatizada iEXOS-100, la misma cuenta con un sistema de precisión de control de movimiento PMC-Eight™. Esta montura permite realizar un seguimiento preciso de los objetos astronómicos, a medida que se desplazan en el cielo de este a oeste. Por otro lado, el telescopio SVBONY SV165 fue utilizado como telescopio guía. Este posee una apertura de 30 mm y una longitud focal de 120 mm, que proporciona un amplio campo de visión. Además, permite realizar ajustes de enfoque precisos para localizar rápidamente el objetivo y alinear el telescopio principal. Este instrumento en conjunto con la cámara astronómica ZWO ASI 120MC-S de 1.2 megapíxeles constituían el sistema guía del montaje. En la Tabla 4.2 se muestran las especificaciones de la montura y los componentes del sistema guía.

Tabla 4.2. Especificaciones Técnicas de la Montura y Sistema Guía.

Característica	Descripción
Montura	
Marca	Explore Scientific
Modelo	iEXOS-100 PMC-Eight
Tipo de montura	Ecuatoria alemana
Motorizada	Sí
Software	PMC 8
Material del trípode	Acero
Capacidad de carga máxima	7 kg
Peso	8,5 kg
Telescopio Guía	
Marca	SVBONY
Modelo	SV165
Apertura	30 mm
Relación focal	F/4
Longitud focal	120 mm
Peso	342 g
Cámara Guía	
Marca	ZWO
Modelo	ASI 120MC-S
Tipo de Sensor	CMOS
Resolución	1,2 Mpx
Peso del tubo	100 gr

5. Observaciones astronómicas y selección de objeto de estudio

El equipo instrumental y los datos fueron proporcionados por el Observatorio Astronómico de Panamá – Universidad Tecnológica de Panamá. Las observaciones astronómicas fueron realizadas durante la estación seca del año 2022 en Las Lomas, corregimiento y distrito de Penonomé, provincia de Coclé.

Para las observaciones se seleccionó al objeto Messier 51 (M51) en el centro del campo. M51 es uno de los sistemas binarios de galaxias interactuantes más estudiado. El sistema fue seleccionado por su característica, de la presencia de corrientes de polvo estelar producto de eventos disruptivos, en los que la galaxia masiva M51a (NGC 5194) se fusiona con su compañera de menor masa, la galaxia M51b (NGC 5195).

Por otro lado, M51 se encontraba a más de 30° de altitud durante las fechas en las que se realizaron las observaciones, condición que se consideró apropiada para reducir los efectos de la contaminación lumínica. Se recopiló un total de 10,0 horas de exposición, comprendidas en 106 imágenes del objeto. Para la reducción CCD de las imágenes se utilizó un total de 300 imágenes Bias, 31 imágenes Darks y 384 imágenes Flats. En la Tabla 5.1 se desglosan los detalles de las observaciones realizadas.

Tabla 5.1: *Detalles de las Observaciones Astronómicas*

Imágenes Light							
N.º	Fechas 2022	Temp. de la cámara (°C)	Factor de Ganancia	Ganancia ^a (e/ADU)	EXP (s)	N.º de Light	Total (h)
1	8-9 de febrero	-15,0	20	~0,25	300	44	3,8
2	9-10 de febrero	-15,0	20	~0,25	300	48	4,0
3	5-6 de abril	-15,0	10	~1.00	600	14	2,2
Imágenes de Calibración (Bias, Darks y Flats)							
N.º	Fechas 2022	N.º de Bias	N.º de Darks – EXP (s)		N.º de Flats		
1	8-9 de febrero	100	5 - 300		80		
2	9-10 de febrero	100	6 - 300		155		
3	5-6 de abril	100	0		149		
4	8 de julio	0	20 – 600		0		

^aValores estimados a partir de la gráfica anunciada por el fabricante (Fig. 4.3b).

5.1 Estructuras de bajo brillo en el sistema M51

El sistema M51 es uno de los sistemas de galaxias interactuantes cercanos mejor conocidos. Este sistema se encuentra a 31 millones de años luz de la Tierra y está constituido por las galaxias NGC 5194 (M51a) y NGC 5195 (M51b). M51a es una galaxia espiral masiva, mientras que M51b es una galaxia de tipo SB0 (galaxia barrada lenticular enana). Desde hace varias décadas, este sistema ha sido estudiado por diversos autores (ej. Burkhead 1978; Smith et al. 1990; Mutchler et al. 2005; Watkins et al. 2015) en el óptico e infrarrojo, revelando corrientes de polvo estelar de gran extensión y una compleja dinámica de interacción.

Watkins et al. (2015) reportó el descubrimiento de dos nuevas corrientes estelares en el sistema. Una de estas estructuras de brillo débil posee una extensión total de 20', lo que equivale aproximadamente al doble del diámetro de M51 en su eje mayor (10' de extensión en la dirección N-S). Estos resultados apuntan a que las corrientes estelares pueden alcanzar dimensiones galácticas, por lo que, trazar su morfología constituye una pieza fundamental para el refinamiento de los modelos de simulación de la dinámica galáctica.

Las pluma sur y noreste descubiertas por Watkins et al. (2015) en M51, poseen brillos superficiales en la banda B de $\mu_B = (29,2 \pm 0,7) \text{ mag arcsec}^{-2}$ y $\mu_B = (29,0 \pm 0,3) \text{ mag arcsec}^{-2}$ respectivamente. Por otro lado, las corrientes estelares previamente conocidas poseen los valores de brillo superficial descritos en la Tabla 5.2.

Tabla 5.2.: *Valores de brillo superficial reportados en la literatura.*

Región	μ_B [<i>mag arcsec</i> ⁻²]	Origen
Corriente oeste-norte	25,4	M51b
Corriente oeste-sur	25,5	M51b
Corriente este-norte	25,8	M51b
Corriente este-sur	25,6	M51b
Cola sureste	25,8	M51a
Pluma noroeste	27,6	M51a*

Mediciones reportadas en Watkins et al. (2015). *Tentativo

6. Tratamiento de las imágenes

6.1 Procesado de CFA

A continuación, se describen las tres metodologías consideradas para la corrección de los efectos provocados por la matriz CFA típicamente encontrada en las cámaras a color.

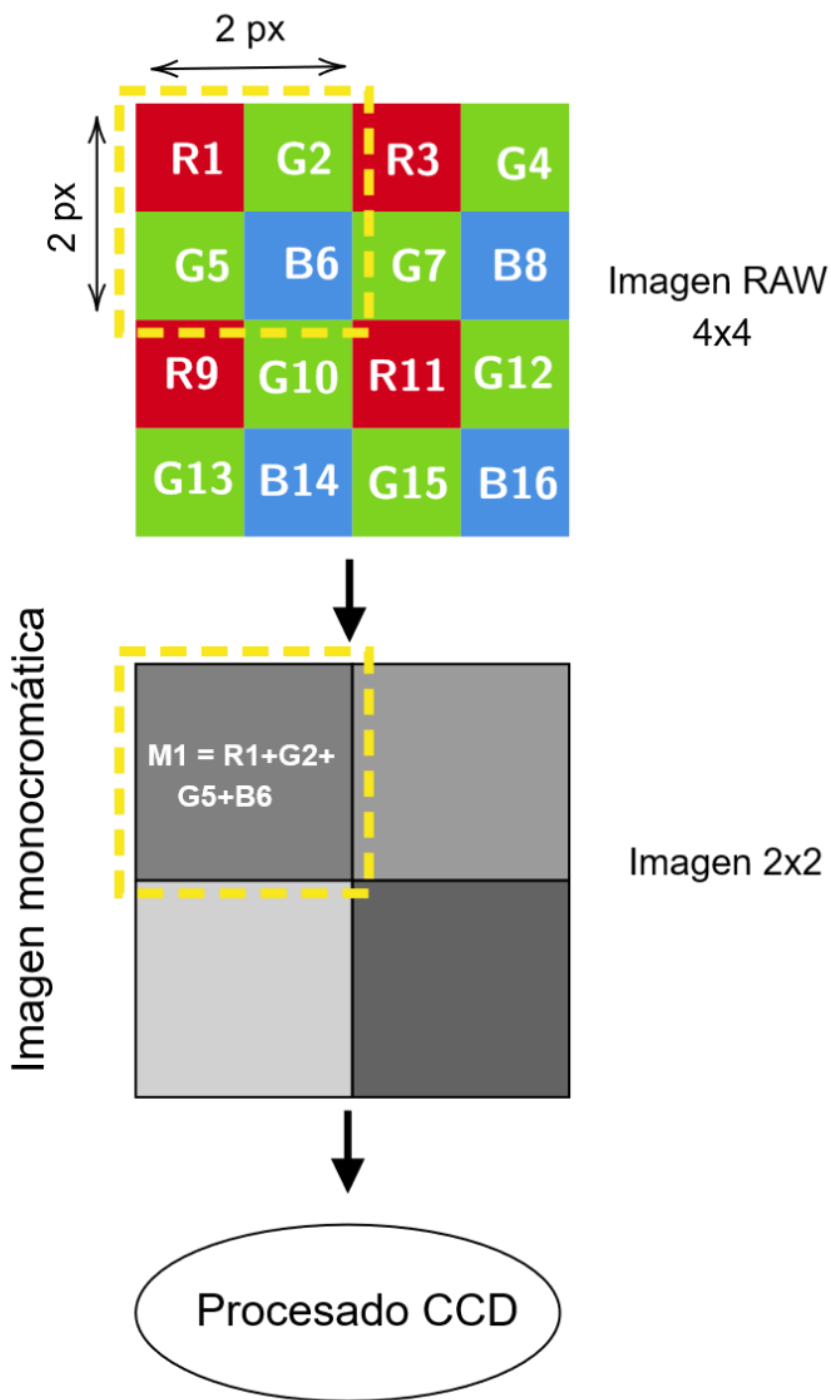
- 1) El primer método consistió en aplicar un Binning 2x2 (véase Sección 2.2). Para realizar este proceso se utilizó el paquete de Astropy⁵, ccdproc⁶. La función utilizada fue `ccdproc.block_reduce()`. Esta función toma como parámetros, la matriz de datos de la imagen, el factor de reducción para cada dimensión de la imagen (2 en nuestro caso), y la función para la reducción, en el caso de binning debe usarse la función predeterminada, suma. En la Fig. 6.1 se muestra un esquema del método Binning aplicado.
- 2) El segundo método consistió en aplicar el algoritmo demosaicing Superpixel (véase Sección 2.3). Este algoritmo realiza una estimación de los valores igualando o promediando los valores observados, con el fin de obtener los canales RGB. En la Fig. 6.2 se muestra un esquema del algoritmo Superpixel aplicado.
- 3) El tercer método consistió en la aplicación del algoritmo demosaicing VNG (véase Sección 2.3). A diferencia de los métodos anteriores, este implementa interpolaciones para estimar los canales RGB finales. En la Fig. 6.3 se muestra un esquema del algoritmo VNG aplicado.

Las tres metodologías descritas fueron aplicadas a todas las imágenes, incluyendo aquellas dedicadas a la calibración. Para la aplicación de los algoritmos demosaicing (Superpixel y VNG), el Observatorio Astronómico de Panamá – Universidad Tecnológica de Panamá facilitó el uso del software PixInsight©.

⁵ Este trabajo se realizó utilizando Astropy (<http://www.astropy.org>). Un paquete central de Python desarrollado por la comunidad y un ecosistema de herramientas y recursos para la astronomía (Astropy Collaboration et al., 2018, 2022; 2013).

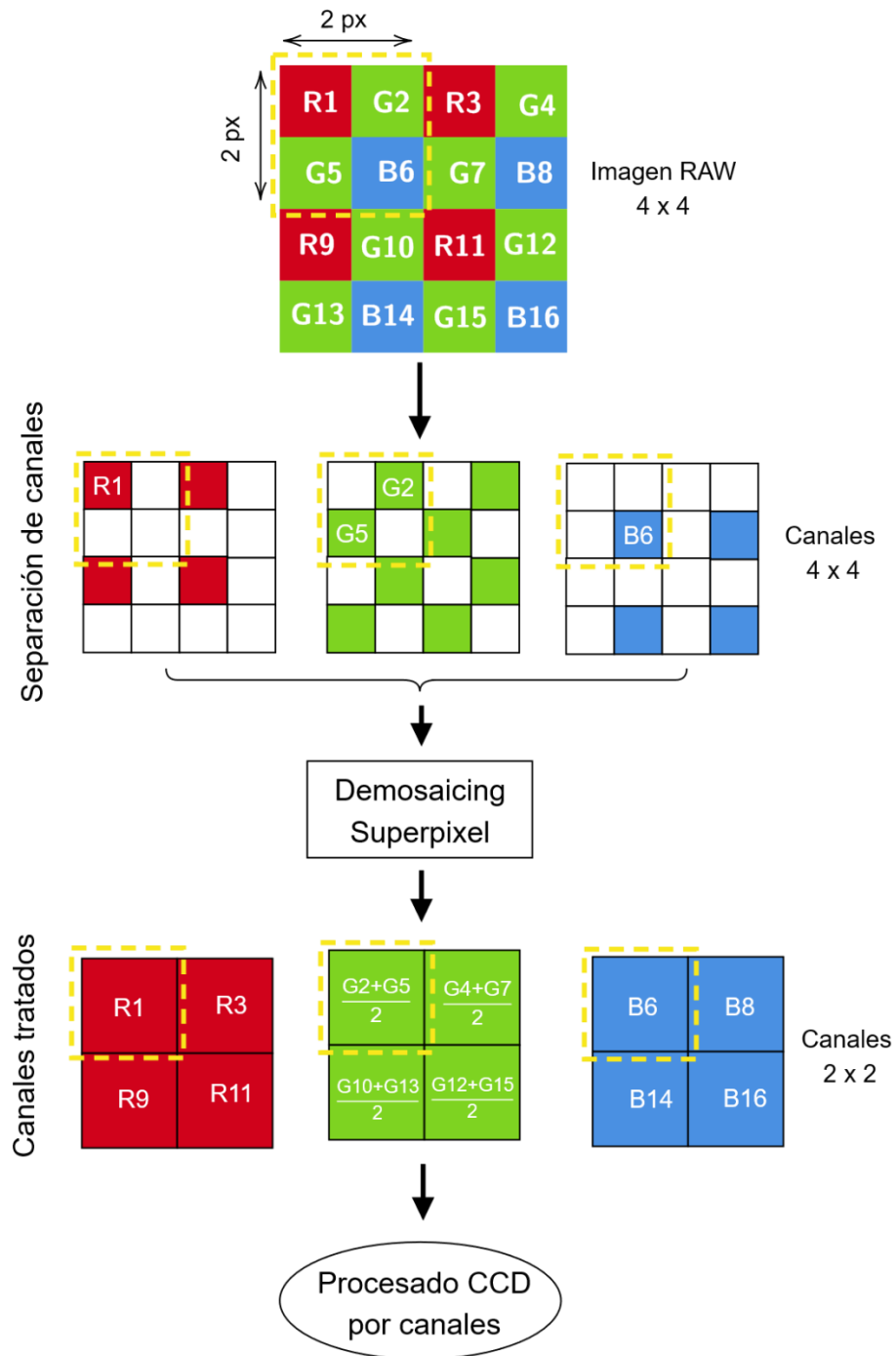
⁶ Este trabajo utilizó ccdproc, un paquete Astropy para la reducción de imágenes (Craig et al., 2017).

Figura 6.1. Esquema ilustrativo del método Binning 2x2



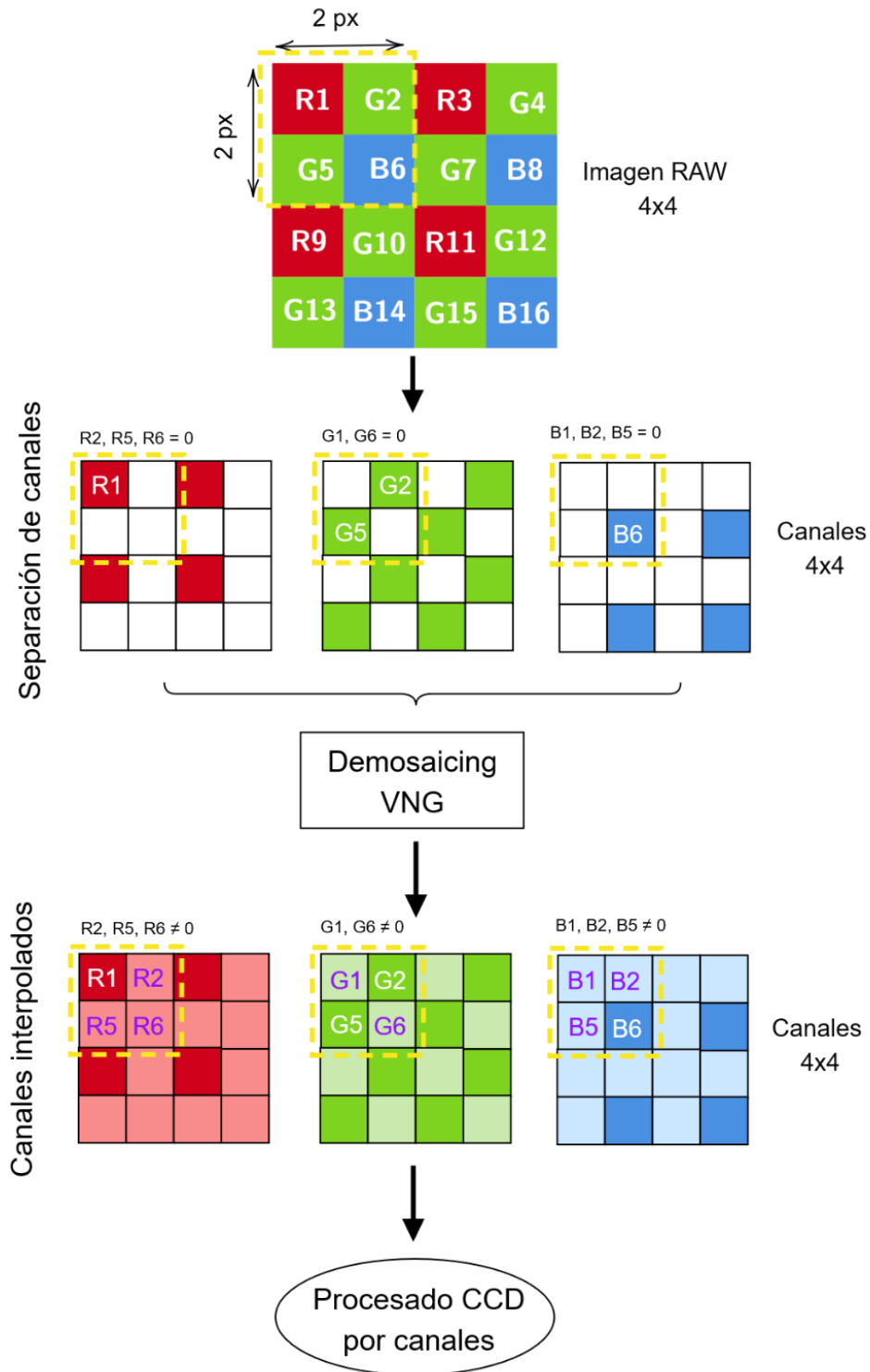
Descripción: El método binning 2x2 combina por medio de una suma los valores de cuatro píxeles adyacente en la configuración RGGB. La imagen resultante es monocromática y posee $\frac{1}{4}$ de la resolución original.

Figura 6.2. Esquema ilustrativo del método Superpixel.



Descripción: El método “demosaicing Superpixel” toma los valores registrados en cada canal, dentro de la configuración RGGGB y los extiende a un píxel de mayor dimensión. La imagen resultante posee información en los tres canales y tiene $\frac{1}{4}$ de la resolución original.

Figura 6.3. Esquema ilustrativo del método VNG.



Descripción: El método demosaicing VNG consiste en una interpolación de los valores registrados en cada canal, en orden por completar los píxeles sin información. La imagen resultante posee información en los tres canales y conserva la resolución original.

6.2 Reducción CCD

Las m imágenes de tipo Bias, Dark y Flat son utilizadas en un proceso para reducir o calibrar las n imágenes Light que contienen la señal del objeto astronómico. El objetivo de este proceso es obtener la mejor tasa señal-ruido posible. Distintos autores proponen variaciones en el procedimiento de reducción. Sin embargo, el esquema general consiste en obtener una serie de imágenes “*Master*”, que son el resultado de promediar cada conjunto de imagen de calibración (Bias, Dark y Flat), posteriormente, estas imágenes son sustraídas o normalizadas con respecto a cada una de las imágenes Light. En este trabajo se utilizó *ccdproc*, un paquete de Astropy para la reducción de imágenes (Crawford et al., 2019). En la Fig. 6.4 se describe el proceso de reducción utilizado, en donde, el número m varía dependiendo del tipo de imagen, mientras que, el asterisco (*) indica que la imagen ha sido procesada en un paso anterior.

6.3 Alineado y apilado de imágenes astronómicas

El cielo nocturno se encuentra en constante movimiento. Aun cuando se empleen telescopios motorizados, con sistemas de seguimiento preciso, es inevitable que las imágenes obtenidas a lo largo de las noches de observación se encuentren desalineadas. Las imágenes astronómicas se deben alinear para que estas compartan un marco en común y sea posible apilarlas sin inducir errores. Al proceso de alinear imágenes astronómicas se le conoce como *registro*. En este trabajo se utilizó el algoritmo desarrollado por (Beroiz et al., 2020) en el módulo de Python denominado *Astroalign*.

Dadas dos imágenes, este módulo es capaz de encontrar asterismos triangulares y luego computar la transformación lineal más precisa entre ambas imágenes. La idea central de *Astroalign* consiste en la caracterización de asterismos utilizando “valores geométricos” que son invariantes a traslaciones, rotaciones y cambios de escala. Los asterismos similares tendrán tuplas invariantes similares en ambas imágenes, de modo que una correspondencia entre ambas imágenes puede ser encontrada por el algoritmo. Las funciones utilizadas en la metodología se describen a continuación:

- **find_transform(source, target, ...):** Estima la transformación entre una imagen fuente (source) y una imagen objetivo (target). Devuelve una tupla con dos listas ordenadas de

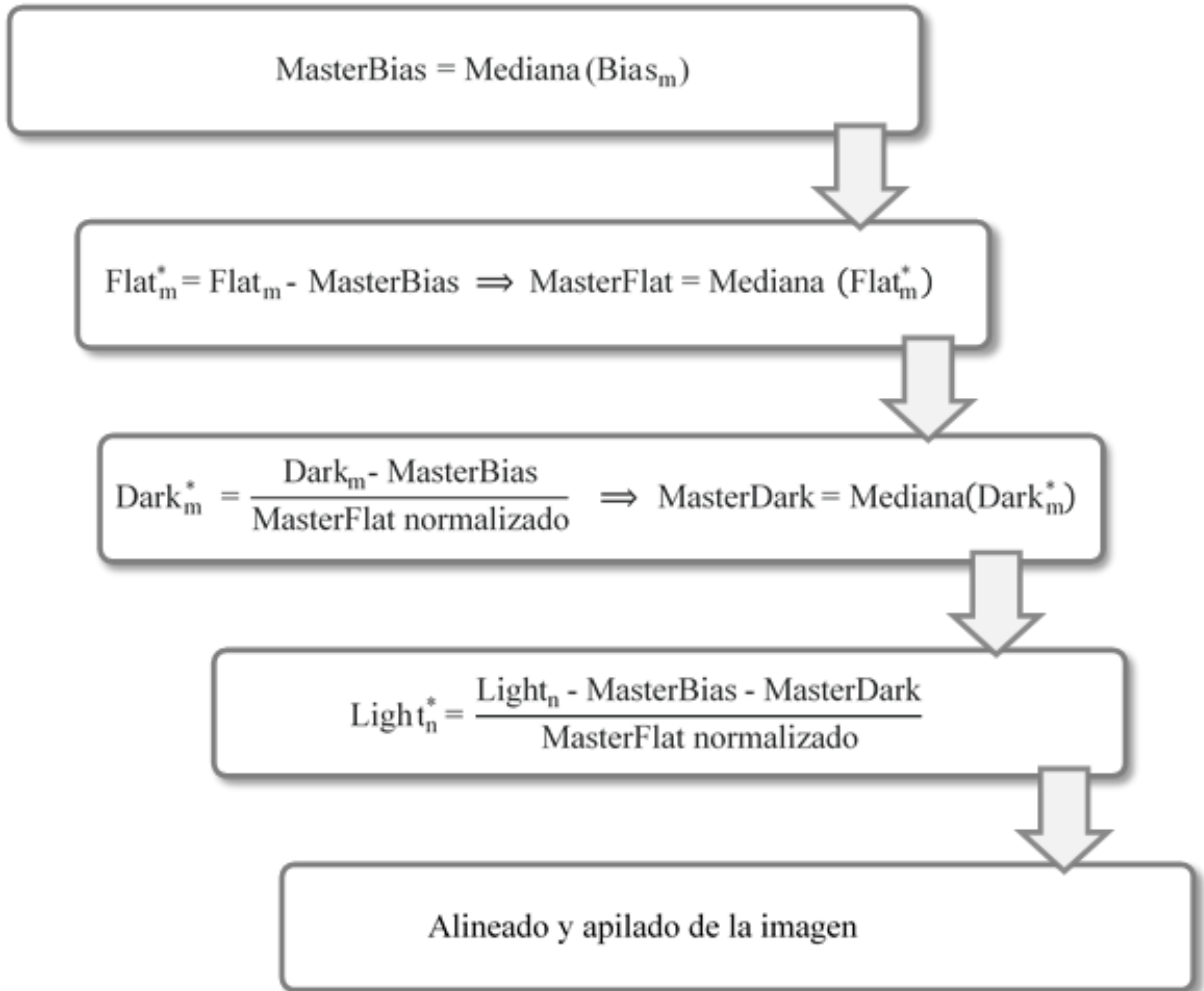
correspondencia entre estrellas. Es recomendable ajustar los parámetros adicionales `max_control_points`, `detection_sigma`, `min_area` a conveniencia del usuario, con el fin de encontrar la transformación adecuada. Además, se recomienda inspeccionar individualmente cada una de las transformaciones con el fin de interceptar posibles errores en el alineado.

- **`apply_transform(transform, source, target, ...)`**: Aplica una transformación dada por la función descrita anteriormente a una imagen fuente (`source`), el parámetro objetivo (`target`) es utilizado para ajustar el tamaño de la imagen. Los autores del módulo plantean que se obtiene una diferencia en el flujo de la imagen transformada al nivel de céntimas de magnitud. Consideramos despreciable este error para nuestros propósitos.

Posterior al alineado, se utilizó la función `ccdproc.combine()` para apilar las imágenes de corta duración. Esta función combina una lista de imágenes, utilizando una función predefinida. Para obtener las imágenes de larga exposición se utilizó la suma. Por ejemplo, para obtener una imagen de 1,0 h de exposición utilizamos 12 imágenes de 300 s. Para obtener las composiciones de 1,0 a 7,0 h de exposición se utilizaron únicamente imágenes de 300 s, mientras que, a partir de 7,0 h de exposición, se utilizaron imágenes de 600 s.

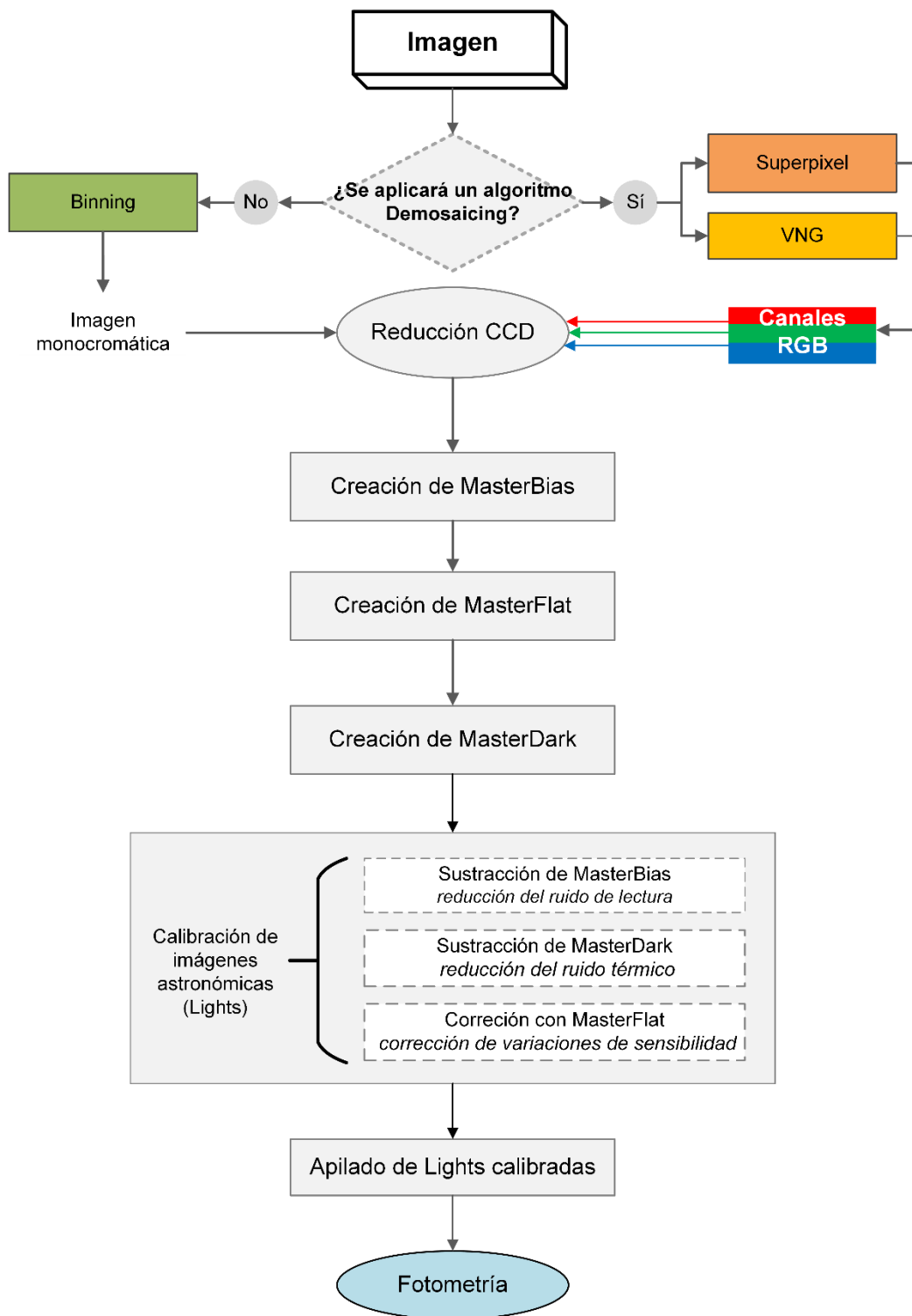
En resumen, a las imágenes astronómicas (Lights, Darks, Flats y Bias) se le aplicó uno de tres procesos (Binning, SuperPixel o VNG). Posteriormente, la data procesada fue reducida con la reducción CCD. Para las imágenes con procesado VNG o SuperPixel, la reducción CCD se dio por canales, sumándose en la etapa final los canales R, G y B de la imagen Light calibrada. Un esquema general del tratamiento de las imágenes aplicado se muestra en la Fig. 6.5.

Figura 6.4. Esquema de Procesado en la Investigación.



Descripción: Cada una de las imágenes Light es reducida con el MasterBias, MasterDark y MasterFlat correspondiente a su noche de observación.

Figura 6.5. Diagrama del tratamiento de imágenes.



Descripción: Esquema general del tratamiento que se le aplicó a las imágenes. El primer procesado estuvo dedicado a la corrección de los patrones generados por el CFA, mientras que la reducción CCD corresponde a la calibración general aplicada a las imágenes astronómicas.

7. Fotometría de apertura

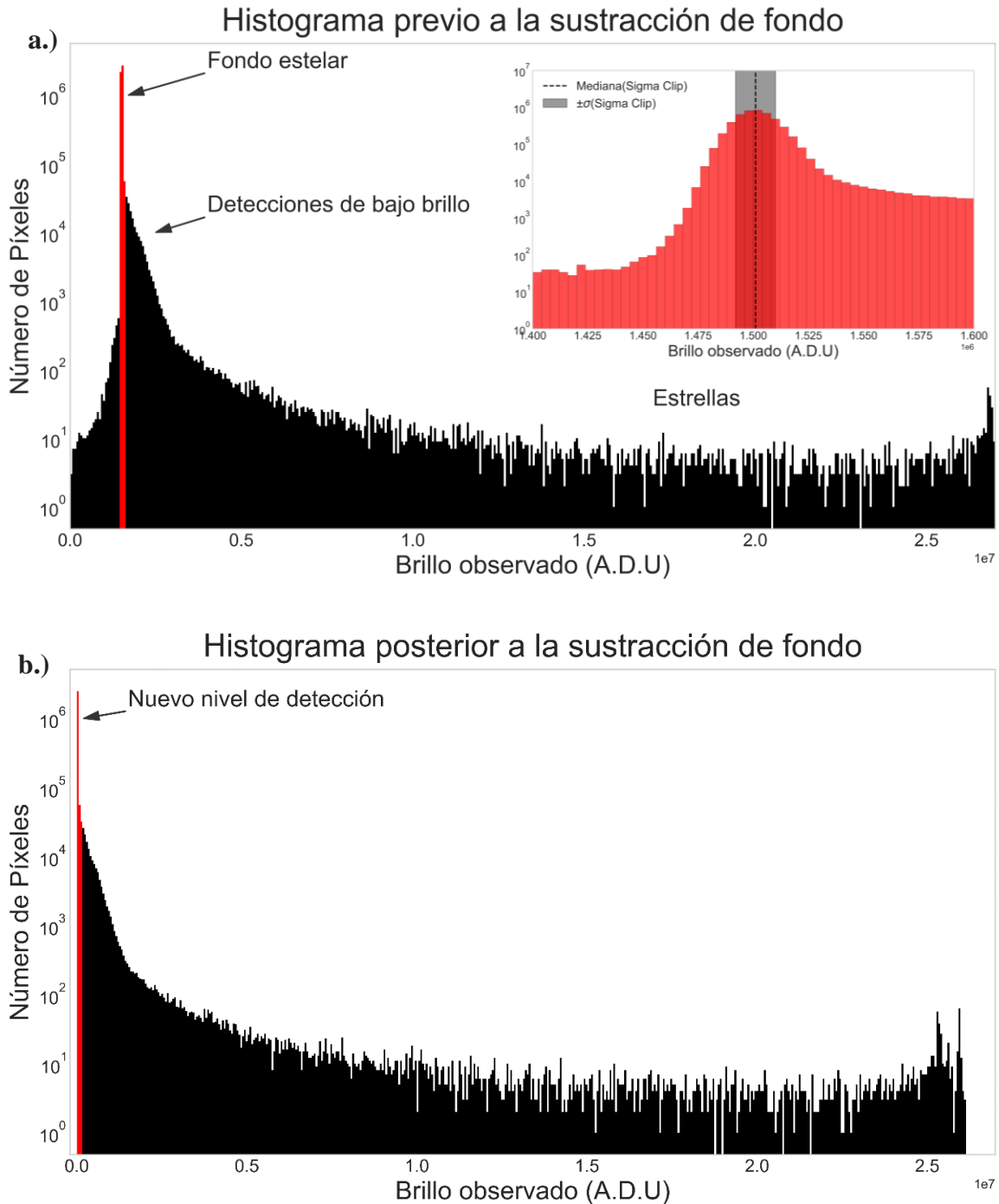
Tal como se menciona en la Sección 3, la contribución del fondo estelar es el primer paso que debe ser considerado para realizar mediciones precisas de las propiedades morfológicas y fotométricas de las fuentes astronómicas.

Cuando analizamos la distribución estadística de una imagen astronómica, usualmente observaremos un histograma como el que se muestra en la Fig. 7.1a. El pico de color rojo ocurre debido a los efectos producidos por el fondo estelar. Este puede considerarse un fenómeno aleatorio y equiprobable que sigue una distribución Gaussiana, para ilustrar lo anterior, en el histograma anexo de la Fig. 7.1a se presenta la distribución acotada de los valores correspondientes al pico rojo. El evidente sesgo a la derecha, que rompe la simetría de la distribución, está relacionado a la detección de fotones de fuentes astronómicas de bajo brillo (polvo interestelar, galaxias tenues, etc...). Por otro lado, las estrellas y objetos brillantes añaden una cola de valores positivos a la distribución total.

En este proyecto utilizamos una estimación de fondo estelar por estadística global, es decir, asumimos el fondo estelar y su ruido asociado constante en toda la imagen. Se utilizó el método Sigma Clipping. Este algoritmo descarta los valores atípicos que se excedan un cierto número de veces la desviación estándar de la mediana de la muestra, posterior a la exclusión de valores, el algoritmo recalcula la estadística hasta alcanzar un valor de convergencia. El algoritmo da como resultado la mediana de la distribución, que consideraremos el valor del fondo estelar y su desviación estándar (σ_{bkg}) (véase histograma anexo a la Fig. 7.1a). Finalmente, el valor encontrado es sustraído de los datos de imagen. Se destaca que, el procedimiento se realiza individualmente para cada imagen. La función utilizada para implementar el método Sigma Clipping fue `sigma_clipped_stats()` dentro del paquete de stats de Astropy, para la estimación global del fondo estelar.

De forma general, la estimación del fondo estelar permite establecer un nivel de detección apropiado para cada imagen. En la Fig. 7.1b se muestra un histograma posterior a la sustracción del fondo.

Figura 7.1. Estimación del fondo estelar (sky background).



Descripción: a.) El fondo estelar se evidencia cómo el valor de brillo más frecuente en los píxeles de una imagen astronómica (pico rojo). Mientras que, las estrellas y detecciones brillantes forman una cola de valores positivos. Anexo en color rojo se muestra un histograma acotado del fondo estelar, la línea punteada en color negro señala la mediana utilizando el método σ -clip, mientras que el sombreado gris representa la desviación estándar. b.) La sustracción del fondo estelar establece un nuevo nivel de detección para las mediciones fotométricas.

La fotometría de apertura se realizó utilizando el paquete Photutils⁷. En primera instancia, realizamos la fotometría de apertura a cuatro estrellas de referencia, estas se detallan en la Tabla 7.1. El criterio para la elección de las estrellas de referencia fue la no variabilidad. No se realizaron correcciones de extinción atmosférica en este estudio.

Posterior a la sustracción del fondo, se procedió a definir cuatro aperturas circulares que encerraran toda la PSF de las estrellas de referencia. Utilizando la función `aperture_photometry()` se estimaron los valores de brillo en A.D.U dentro de la apertura. De forma similar, el proceso se repitió para los objetos detallados en la Tabla 7.2. A diferencia que, para las galaxias (M 51 e IC 4263) las aperturas eran de tipo elipsoidal.

De la Ecuación (5) es posible establecer una relación entre la razón de flujo observado de dos objetos y sus respectivos valores de brillo, de forma que $\frac{F_1}{F_2} \approx \frac{A.D.U\ Obj1}{A.D.U\ Obj2}$. Despejando m_1 de la Ecuación (5) y utilizando las magnitudes de los objetos referencia reportados en la base de datos, como la magnitud del segundo objeto (m_2), se procedió a estimar las magnitudes visuales de cada uno de los objetos de estudio seleccionados.

Tabla 7.1. *Estrellas de referencia*

Ref.	Objeto	A.R. (J200) (h m s)	Decl. (J200) (d m s)	^a m [V] (mag)	Radio aproximado de la apertura (arcsec) ^b	
					BIN/SP	VNG
1	GPM 202.105136+47.314843	13 28 25,095	+47 18 54,253	12,1	18	35
2	GPM 202.145698+47.049790	13 28 34,877	+47 02 59,456	12,6	18	35
3	TYC 3463-587-1	13 31 21,192	+47 08 09,305	11,34	18	35
4	GPM 202.633261+47.383185	13 30 31,996	+47 22 59,456	12,7	18	20

^a Magnitud aparente en filtro V, sistema fotométrico Johnson UBV, sistema ref. Vega. Coordenadas y magnitudes obtenidas de SIMBAD⁸.

^b Debido al cambio en la resolución de las imágenes, inicialmente la elección del tamaño de las aperturas se eligió visualmente.

⁷ Este trabajo utilizó Photutils, un paquete de Astropy para la detección y fotometría de fuentes astronómicas (Bradley et al., 2023).

⁸ Este trabajo investigación se realizó utilizando la base de datos SIMBAD (Wenger et al., 2000), operada en CDS, Estrasburgo, Francia. Página web: <http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>

A partir de las cuatro magnitudes estimadas (una con cada estrella de referencia) se calculó la mediana y desviación estándar de los datos, que reportamos como la magnitud detectada m . Posteriormente, a partir de las magnitudes m estimadas y las distancias d reportadas en la base de datos (véase Tabla 7.2) se calcularon las magnitudes absolutas M , utilizando la Ecuación (6). Finalmente, el brillo superficial S de los objetos fue calculado utilizando la Ecuación (7). El área A en el cálculo de brillo superficial se obtuvo a partir de calcular el área de las aperturas dependiendo de la geometría. La conversión de las dimensiones de las aperturas de unidades imágenes (px) a astronómicas (arcsec) se realizó mediante el procedimiento descrito en la Sección 7.1.

Además, se calculó la razón señal/ruido (SNR de *Signal-to-Noise Ratio*) para la galaxia IC 4263. Para cada imagen esta razón se obtuvo dividiendo el valor de conteo dentro de la apertura elipsoidal entre la incertidumbre en la fotometría, la cual se detalla en la Sección 7.2.

Tabla 7.2. *Detalles sobre los objetos y aperturas seleccionados para la fotometría*

Objeto	A.R. (J200) (h m s)	Decl. (J200) (d m s)	d (Mpc)	Tipo	Semiejes (arcsec)	Ángulo
IC 4263	13 28 33,530	+46 55 38,27	$42,58 \pm 2,99$	Elipsoidal	$a = 88, b = 27$	108°
M 51	13 29 52,698	+47 11 42,93	$8,34 \pm 0,61$	Elipsoidal	$a = 354, b = 230$	10°
R1, R2, R3, R4	-	-	$8,34 \pm 0,61$	Circular	$r = 27$	0°

Nota: Las regiones analizadas fueron seleccionadas a partir de posiciones relativas en las imágenes. Coordenadas y distancias obtenidas de SIMBAD y NED⁹ respectivamente.

7.1 Factor de conversión distancia-píxel a distancia-angular

Las imágenes utilizadas en este estudio no contenían información sobre las coordenadas astronómicas. Por este motivo, se estimaron factores de conversión distancia-píxel (px) a distancia-angular (arcsec) dentro de las imágenes. Basados en el tamaño del campo de imagen, asumimos una proyección plana de las coordenadas ecuatoriales; Ascensión Recta (α) y

⁹ NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) está financiada por la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio y operada por el Instituto de Tecnología de California. Sitio web: <http://ned.ipac.caltech.edu/>

Declinación (δ). El procedimiento para calcular estos factores consistió en medir las distancias-píxel¹⁰ (D) entre las estrellas de referencia. Se tomó el píxel más brillante como punto de referencia para cada estrella. Después, utilizando las coordenadas ecuatoriales de las estrellas de referencia (Tabla 7.1), se calcularon las distancias-angulares (d) empleando la Ecuación (8).

$$\cos d = \cos(\alpha_1 - \alpha_2) \cos \delta_1 \cos \delta_2 + \sin \delta_1 \sin \delta_2 \quad (8)$$

Posteriormente, después de la conversión de unidades correspondientes, se procedió a calcular un factor de conversión $k = d[\text{arcsec}]/D[\text{px}]$ para cada imagen. Los factores promedios encontrados se muestran en la Tabla 7.3. Como se puede observar el factor k -Binning y k -Superpixel es aproximadamente 2 veces k -VNG. Esto se debe a que las imágenes Binning y Superpixel poseen $1/4$ de la resolución original, en otras palabras, una cierta distancia angular proyectada en dos píxeles dentro de una imagen VNG equivale a un solo píxel dentro de las imágenes Binning y Superpixel.

Tabla 7.3. Factores de conversión k promedio

k -Binning ($\times 10^{-5}$ arcsec px ⁻¹)	k -Superpixel ($\times 10^{-5}$ arcsec px ⁻¹)	k -VNG ($\times 10^{-4}$ arcsec px ⁻¹)
176 839,0 \pm 7,2	176 844,1 \pm 5,5	8 844,5 \pm 1,7

*Los errores fueron estimados utilizando la desviación estándar de los factores k de cada imagen.

7.2 Incertidumbre en la fotometría y estimación de errores

La incertidumbre calculada para la fotometría de apertura corresponde a una estadística asociada a un conteo de detecciones. Estos errores de conteo de los valores de brillo se calcularon utilizando la función `calc_total_error()` del paquete Photutils. El error total en el conteo de valores de brillo (en unidades de electrones) es calculado en la función por la Ecuación (9).

¹⁰El software SAO99 fue utilizado para medir las distancias en el sistema imagen (Payne et al., 2003).

Esta incertidumbre es la combinación del error en la estimación del fondo estelar (σ_{bkg}) y el error de Poisson (σ_P).

$$\sigma_{tot} = \sqrt{g_{eff}^2 \sigma_{bkg}^2 + \sigma_P^2} \quad (9)$$

El error de Poisson en unidades de electrones está dado por $\sigma_P = \sqrt{g_{eff} I}$, donde g_{eff} es la ganancia efectiva de la imagen e I es valor de brillo registrado en cada píxel. Para convertir la Ecuación (9) en unidades A.D.U, esta debe ser multiplicada por un factor ($1/g_{eff}$), dando como resultado la Ecuación (10).

$$\sigma_{tot} = \sqrt{\sigma_{bkg}^2 + \frac{I}{g_{eff}}} \quad (10)$$

Para el cálculo de estos errores en nuestra investigación hemos asumido una ganancia efectiva constante de 0,25 e/ADU para todas las imágenes (véase Tabla 5.1), debido a que la mayoría de las imágenes fueron obtenidas bajo dicha configuración. Finalmente, la contribución de error total en la apertura está dada por la Ecuación (11), donde se realiza una sumatoria de los valores error total dentro del área encerrada por la apertura¹¹.

$$\Delta F = \sqrt{\sum_{i \in A} \sigma_{tot,i}^2} \quad (11)$$

Por otro lado, hemos considerado la desviación estándar cómo el error asociado a las mediciones de magnitud aparente, absoluta y brillo superficial. Esto debido a que las mediciones representan el valor más probable, al tomar como referencia los mismos cuatro objetos de referencia relativos a cada imagen.

¹¹ Información sobre la función `calc_total_error()` en https://photutils.readthedocs.io/en/stable/api/photutils.utils.calc_total_error.html

CAPÍTULO III: RESULTADOS Y ANÁLISIS

En este capítulo se presentan y analizan los resultados obtenidos al implementar el procesamiento y reducción descritos en el capítulo anterior (véase Capítulo II). Los resultados y análisis serán desglosados en las siguientes tres secciones: Análisis visual de los resultados, Relación conteo vs tiempo de exposición y Análisis fotométrico.

8. Análisis visual de los resultados

Obtuvimos un total de 31 imágenes procesadas con distintos tiempos de exposición. Más específicamente, se obtuvieron imágenes de 1,0; 2,0; 3,0; 4,0; 5,0; 6,0; 7,0; 8,0; 9,0 y 9,9 horas para los métodos Binning, Superpixel y VNG. Adicionalmente, para el método Binning se obtuvo una imagen de 10,0 h. Las imágenes resultantes para cada uno de los métodos se muestran en la Fig. 8.1 y 8.2.

En la Fig. 8.3 se muestra una imagen de larga exposición resultante que ilustra las principales detecciones. En el centro del campo se observó el objeto Messier 51, también se identificaron algunas de las estructuras difusas características de la interacción entre las galaxias M51A y M51B. En la esquina suroeste de las imágenes se identificó una fuente extendida que corresponde a la galaxia de bajo brillo superficial IC 4263. Tal como se señala en la Fig. 8.4, al noreste de M51, se observa además la galaxia IC 4277. Por otro lado, se identificaron tres estructuras de bajo brillo superficial en el sistema interactuante, la Cola Sureste (Southeast Tail) y estructuras extendidas de las Corrientes Este y Oeste (East and West Streams).

En Watkins et al. (2015) se reportan los resultados de observar M51 en varias bandas ópticas con un telescopio de 0.6/0.9 m, en donde se obtuvieron imágenes finales de ~20.0 h de exposición (véase Sección 5.1). Al comparar los resultados del estudio mencionado con los nuestros, destacamos que el procesamiento y tiempo de exposición de nuestra data permiten detectar las estructuras de bajo brillo mejor conocidas de M51, mientras que las subestructuras extremadamente débiles permanecen sin ser detectadas. A partir de las estructuras detectadas se seleccionaron los objetos de interés para la fotometría. Los objetos seleccionados fueron: M51, IC 4263 y cuatro regiones; tres en la Corriente Oeste de M51 (R1, R2, R3) y una en la Cola Sureste (R4). En la Fig. 8.5 se muestran las regiones circulares de bajo brillo seleccionadas.

Figura 8.1. *Imágenes procesadas de 1,0 a 5,0 horas de exposición.*

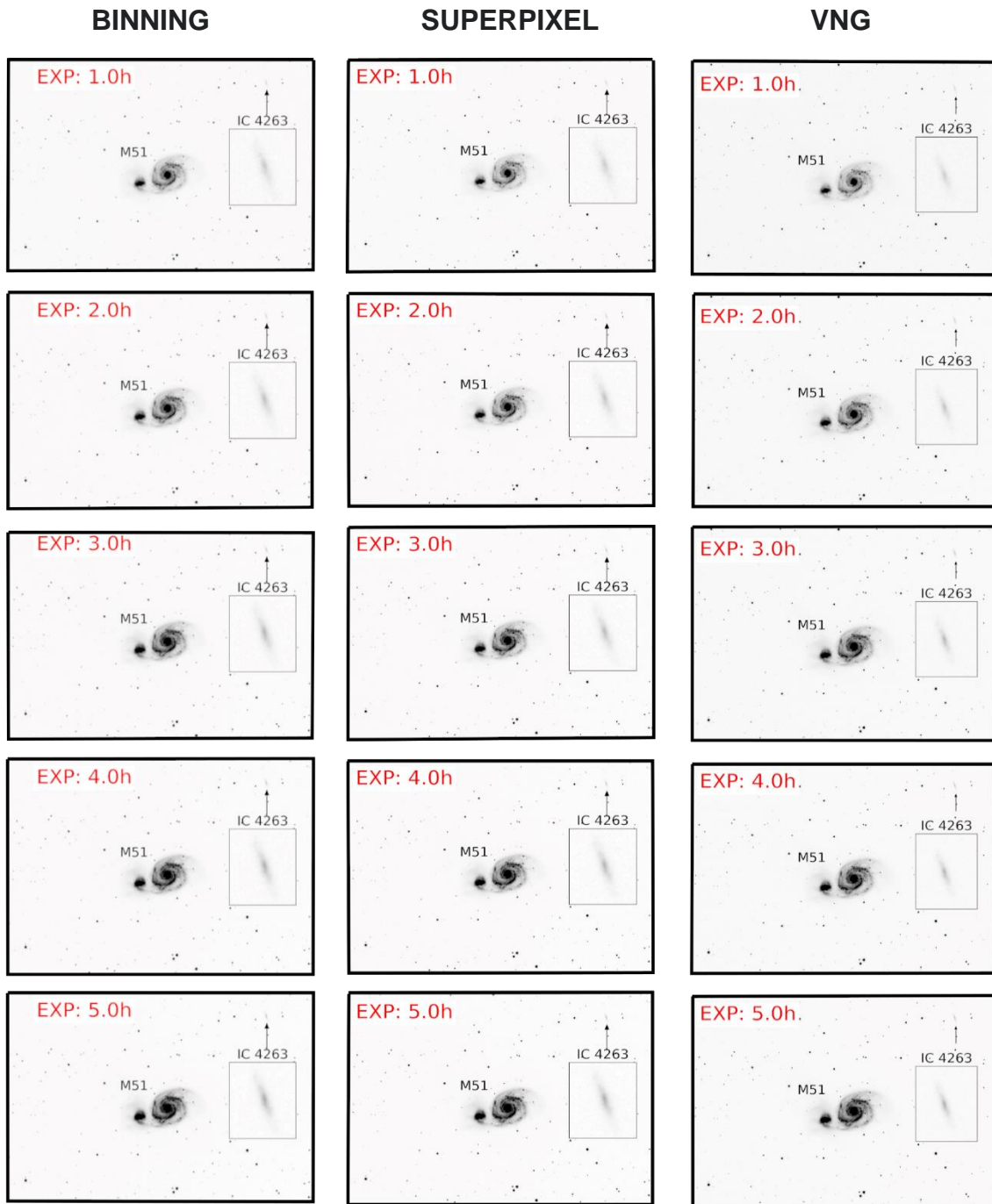


Figura 8.2. Imágenes procesadas de 6,0 a ~10,0 horas de exposición.

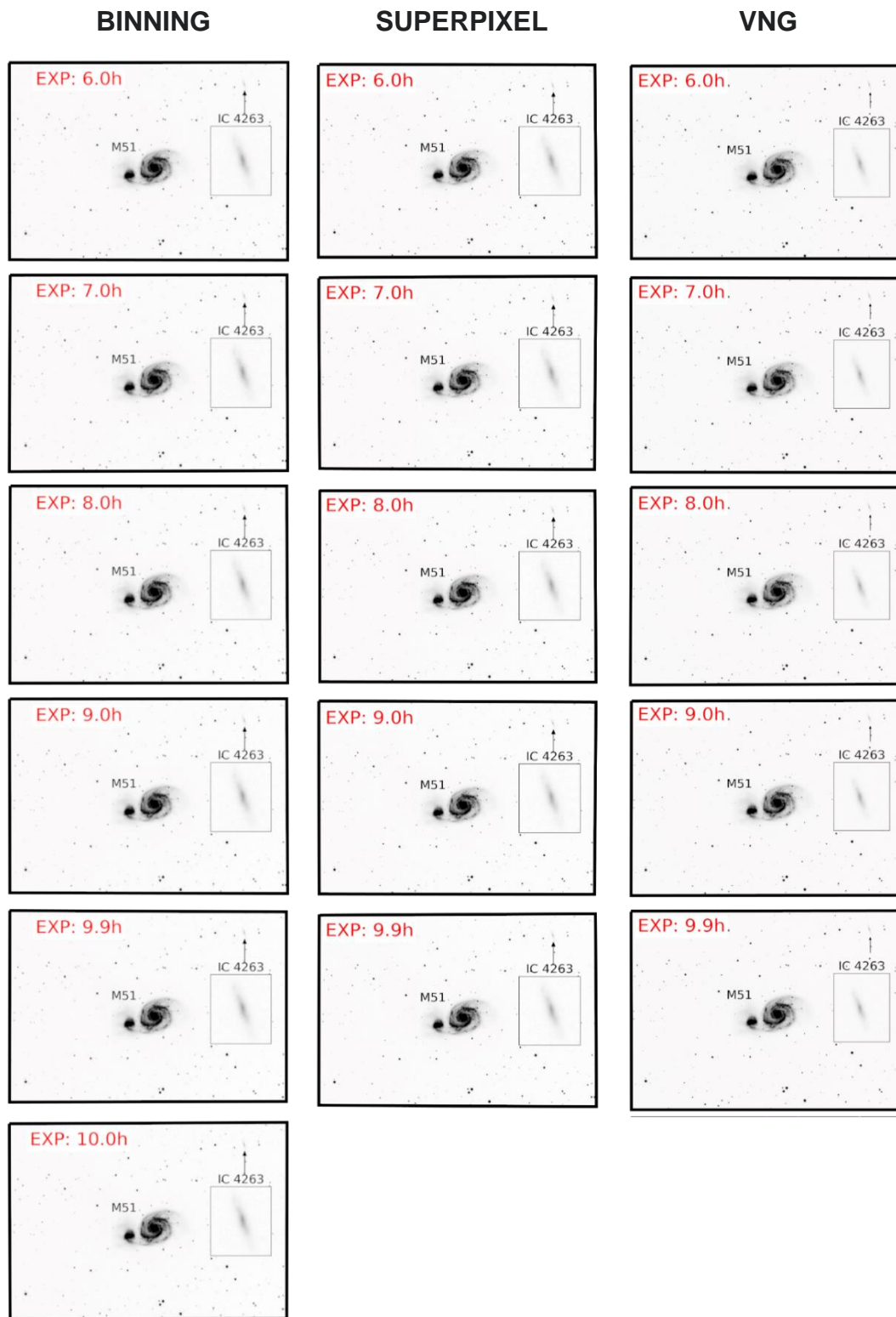
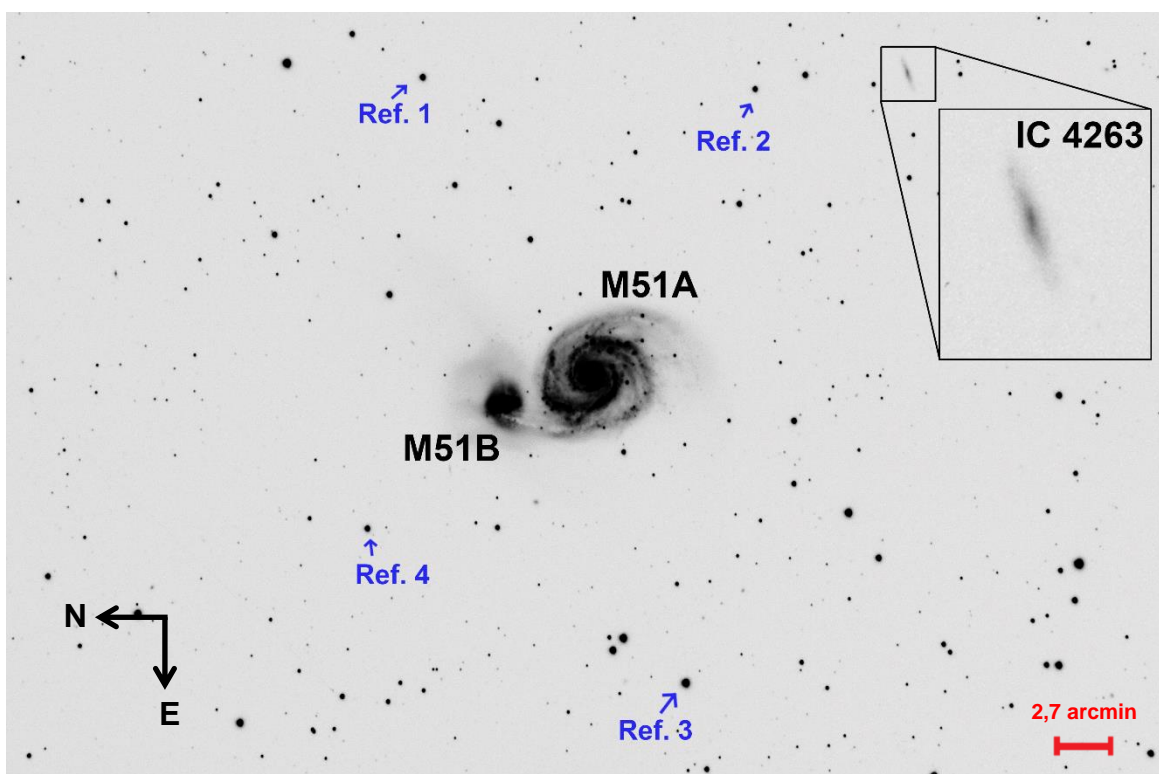
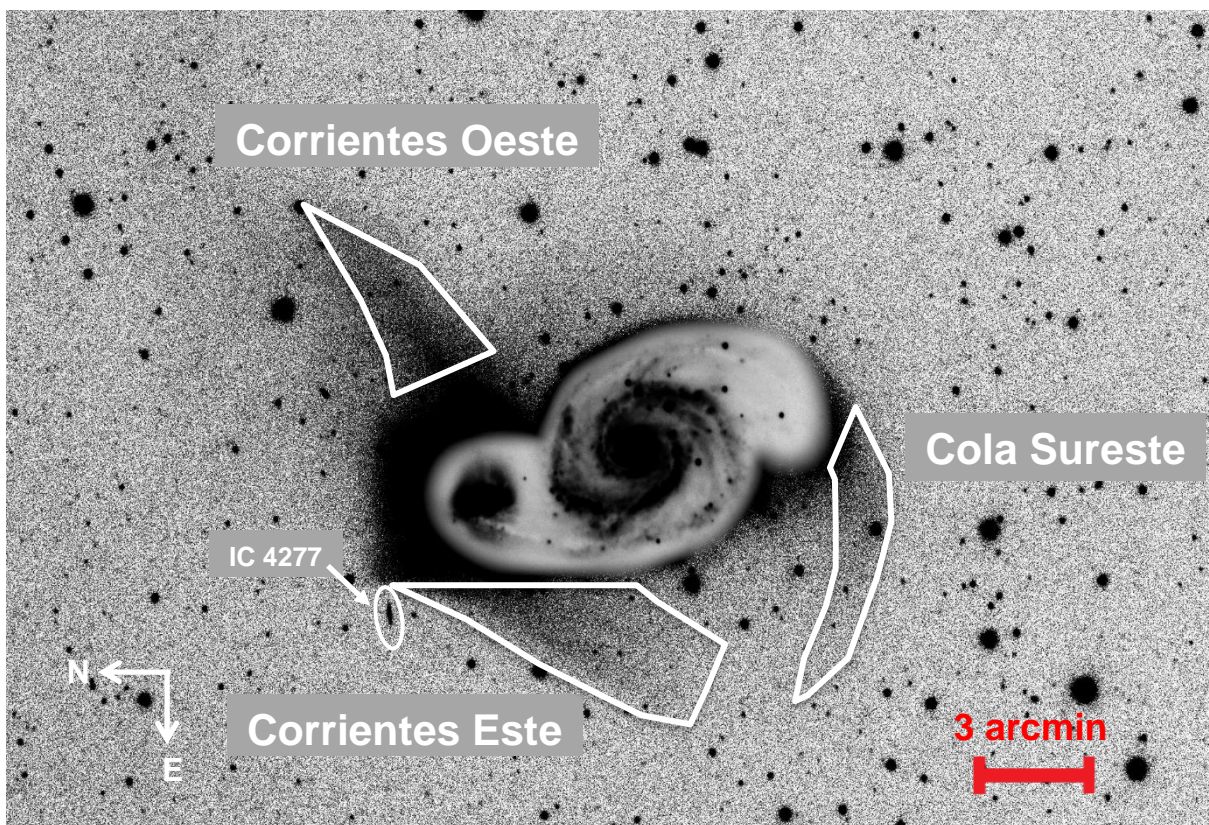


Figura 8.3. *Imagen de larga exposición.*



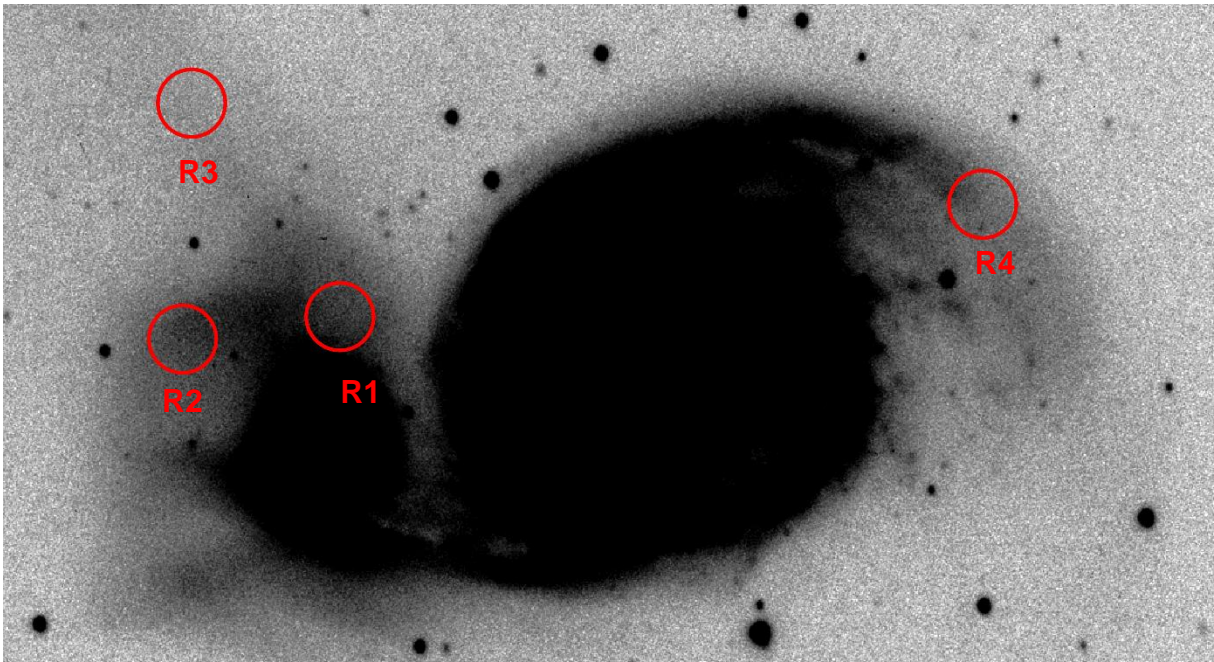
Descripción: Imagen resultado de 9,9 h de exposición, visualización en escala lineal con realce de contraste. En el centro de la imagen se observa el objeto Messier 51 (M51), formado por de dos galaxias M51A y M51B. En la esquina superior derecha se muestra un zoom a la galaxia IC 4263.

Figura 8.4. Observaciones de Tidal Streams en M51.



Descripción: Composición de imágenes resultado de 9,9 h de exposición obtenidas con el telescopio de 90,0 mm utilizado en este proyecto. Se muestra una imagen de M51 en escala lineal (estructura central) superpuesta sobre sí misma en escala no lineal (alrededores) . La escala no lineal se aplicó con la finalidad de realzar las estructuras de bajo brillo superficial. Se señalan las tres corrientes observadas en el sistema, no se observaron las subestructuras en las corrientes.

Figura 8.5. *Zoom a Messier 51.*



Descripción: Imagen resultado de 9,9 horas de exposición obtenida con el telescopio de 90,0 mm utilizado en este proyecto. Visualización con realce de contrastes. Los círculos rojos señalan cuatro regiones (R1, R2, R3 y R4) escogidas para realizar un análisis fotométrico.

9. Relación conteo vs tiempo de exposición

Tal como se muestra en la Fig. 9.1, al aumentar el tiempo de exposición de las imágenes, la galaxia de bajo brillo IC 4263 se tornó visualmente más perceptible. El mismo comportamiento se observó para las estructuras difusas de M 51. Para analizar esta relación, en la Gráfica 9.1 se presentan los valores de brillo observado de la galaxia IC 4263 en función del tiempo de exposición para cada método desarrollado.

Entre 1,0 y 7,0 h de exposición, los datos de los tres métodos analizados presentan la tendencia lineal esperada (véase Sección 1.3). Un ajuste lineal por mínimos cuadrados confirma la precisión con la que los datos se ajustan al comportamiento dentro del rango mencionado. Sin embargo, a partir de 7,0 h se observa un cambio en la tendencia. Sugerimos que el cambio en el comportamiento pudo estar influido por los siguientes factores: 1) Alterar la ganancia para las imágenes Light de 600 s. 2) Imágenes Darks obtenidas en fechas distintas a las de observación de los objetos. Esta información se reporta con mayor detalle en la Tabla 5.1.

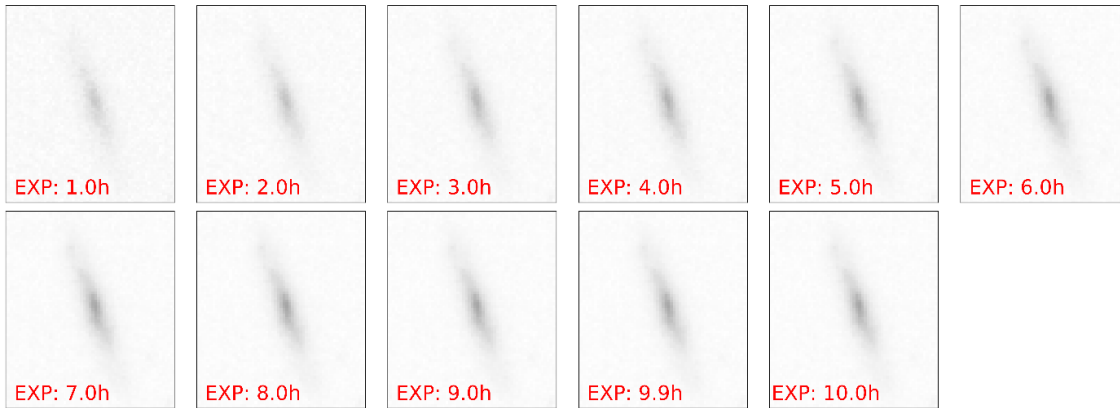
Asumiendo un comportamiento ideal, de la Ecuación (4) se obtiene que, para un mismo flujo de fotones (proporcional al número de electrones liberados en el detector), el aumento de la ganancia efectiva disminuye los valores de brillo observados. Basados en nuestros resultados, proponemos que, integrar imágenes con una ganancia variable tiene un efecto significativo en el comportamiento esperado de los valores de brillo en función de la exposición. Por otro lado, las imágenes Dark utilizadas para calibrar las imágenes de 600 s de exposición fueron capturadas en una fecha distinta a la de obtención de imágenes de los objetos. Sugerimos que cambios en factores ambientales, como la temperatura, también pudieron tener influencia en los resultados.

La hipótesis de que este cambio de tendencia tiene relación con la saturación del sensor fue descartada por las siguientes razones: 1) La saturación ocurre particularmente con estrellas u objetos muy brillantes, en el caso particular de IC 4263 se trata de un objeto de brillo débil. 2) El tiempo de exposición reportado en estas gráficas hace referencia a una integración por apilamiento de imágenes de corta exposición, por lo que, de saturarse el sensor, esto sería evidente en las tomas individuales, tal saturación no se observó en ninguna de las imágenes.

En la Gráfica 9.1 se observa que la incertidumbre en el brillo observado es 10 veces mayor para las imágenes con algoritmos Superpixel y VNG, en comparación con el método Binning. Sugerimos que esto se debe a que al aplicar los algoritmos se introducen errores significativos de naturaleza distinta a la asociada con el proceso aleatorio de detección de fotones. El método Binning es el único método estudiado en este trabajo, que conservó las unidades que pueden ser directamente relacionadas con un proceso de detección discreto de fotones. Debido a que la ponderación del ruido aleatorio se basa en una estadística de Poisson (véase Sección 7.2) y con base en nuestros resultados, consideramos al Binning como el método analizado que ofrece la menor dispersión en los valores de flujo observado. Sin embargo, al normalizar los valores de brillo observado con respecto a 9,9 h de exposición, los resultados obtenidos con Superpixel y VNG presentaron valores por hora comparables al Binning, con diferencias relativas menores al 5,1% .

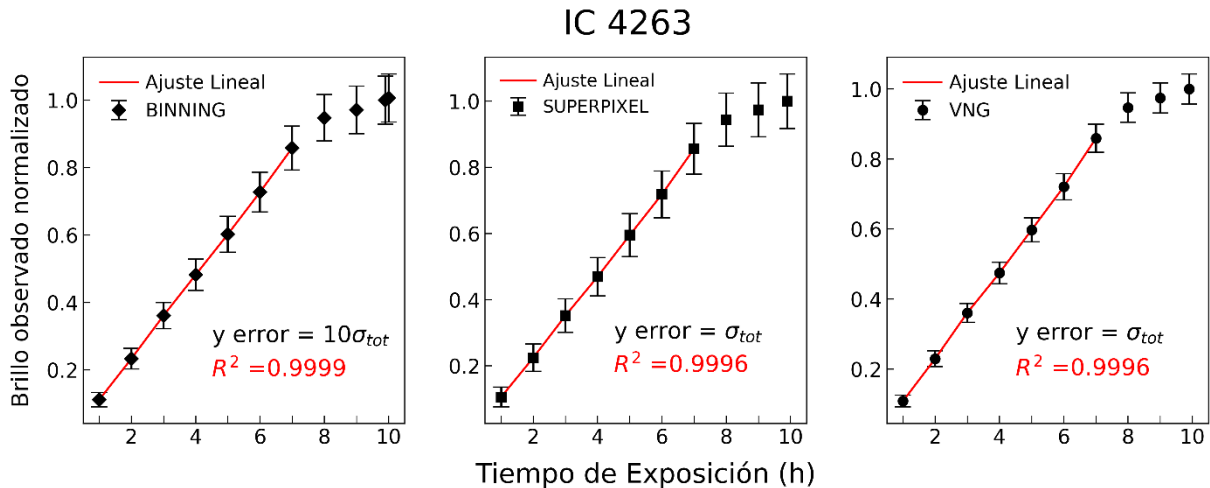
En la Gráfica 9.2 se muestran las razones señal/ruido para cada método en función del tiempo de exposición. Además, se presenta una comparación con valores típicos reportados en la literatura. Reportamos un aumento significativo de la razón señal/ruido con el incremento del tiempo de exposición para todos los métodos. Este resultado se evidencia en la mejora de la percepción visual de los objetos tenues en la Fig. 9.1. Para la galaxia IC 4263, se encontró que el método Binning presentó las mayores tasas señal/ruido. Todos los datos obtenidos con este método para IC 4263, se encontraban por encima del límite considerado apropiado para realizar mediciones y a partir de 4.0 h se superó el valor considerado de alta calidad en la detección. Nuevamente, esto apunta a la viabilidad de la implementación del método Binning como tratamiento para imágenes obtenidas con filtro CFA y al aumento del tiempo de exposición para obtener mejores significativas en la señal observada.

Figura 9.1. Brillo de IC 4263 al variar el tiempo de exposición.



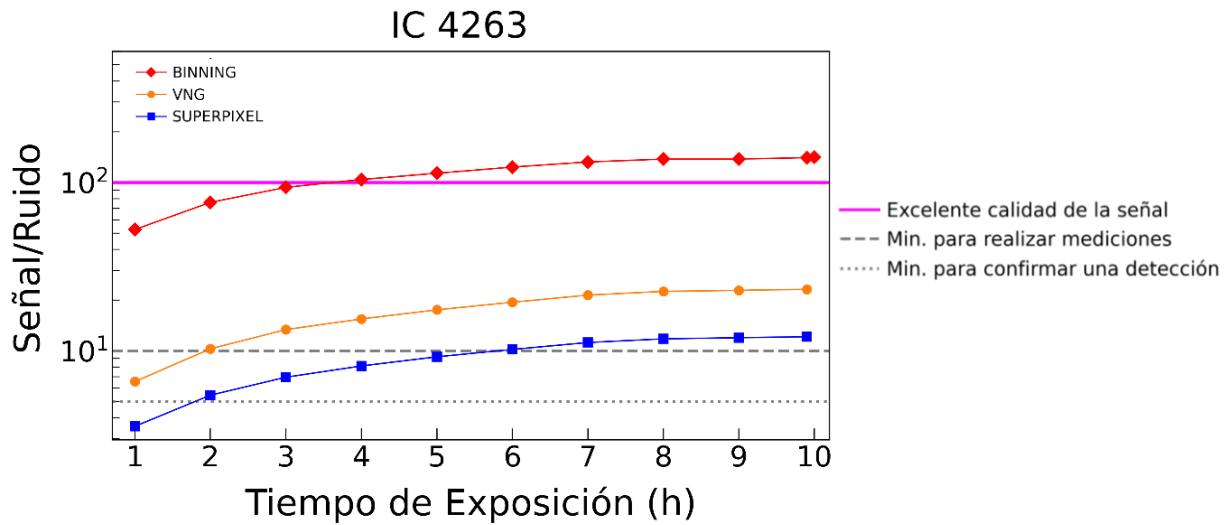
Descripción: Mosaico de imágenes de IC 4263 de 1,0 a 10,0 h de exposición obtenidas con el método Binning.

Gráfica 9.1 Valores de brillo observado vs tiempo de exposición integrado.



Descripción: Brillo observado normalizado con respecto a las detecciones de 9,9 h de exposición, para la galaxia IC 4263 en función del tiempo de exposición. Cada panel muestra el método de tratamiento de CFA utilizado. Las dimensiones de las aperturas elípticas para la fotometría se detallan en la Tabla 7.2. Las barras de error representan el error total estimado σ_{tot} (véase Sección 7.2). Para el método Binning el error ha sido multiplicado por un factor de 10 con la intención de comparar con Superpixel y VNG. Los datos fueron ajustados con modelos lineales de 1,0 a 7,0 h y se presentan los respectivos factores de correlación R^2 encontrados.

Gráfica 9.2. Señal/Ruido vs tiempo de exposición para cada método estudiado.



Descripción: Gráfica de señal/ruido (SNR) de la galaxia IC 4263 vs tiempo de exposición. Los valores obtenidos para cada método se denotan con curvas independientes que indican la tendencia de los datos. La línea sólida representa una razón típica de 100, la línea discontinua indica una razón de 10, mientras que, la línea punteada indica una razón de 5. Los valores típicos fueron tomados de (Hainaut, 2005). Para todos los métodos se observa un aumento de la razón señal/ruido con el incremento del tiempo de exposición. Se observa que las imágenes tratadas con Binning sobrepasan los valores mínimos considerados adecuados para realizar mediciones fotométricas y a partir de 4.0 h los resultados alcanzan valores considerados de alta calidad, registrándose un valor máximo de SNR=141 a las 10,0 h de exposición.

10. Análisis fotométrico

Para las galaxias IC 4263 y M51 no se observaron variaciones significativas en los parámetros fotométricos al variar el tiempo de exposición. De forma similar, los parámetros se mantuvieron constantes independientes del método utilizado. Para ilustrar esta invariancia, en la Gráfica 10.1 se muestran las mediciones de brillo superficial para las galaxias IC 4263 y M 51. Debido a que no se encontró en las bases de datos información sobre el brillo superficial en la banda V, utilizamos mediciones¹² en la banda B (400 - 500 nm) como una referencia aproximada.

Con respecto a las regiones de M 51, las mediciones de brillo superficial se muestran en la Gráfica 10.2. Para cada región encontramos similarmente que, los parámetros fotométricos no variaban ni en función del tiempo de exposición ni con relación a métodos de tratamiento CFA utilizados. Encontramos que la región con características más tenues fue R3, para la cual se obtuvo un brillo superficial promedio global de 23,7 mag arcsec⁻², seguida de R4 con 22,7 mag arcsec⁻², R2 con 22,3 mag arcsec⁻² y finalmente R1 con 22,1 mag arcsec⁻².

En la Tabla 10.1 se muestran los resultados promedios de la fotometría, mientras que en las Tablas A.1, A.2 y A.3 en la sección de Anexos se presenta una compilación de todos los valores estimados.

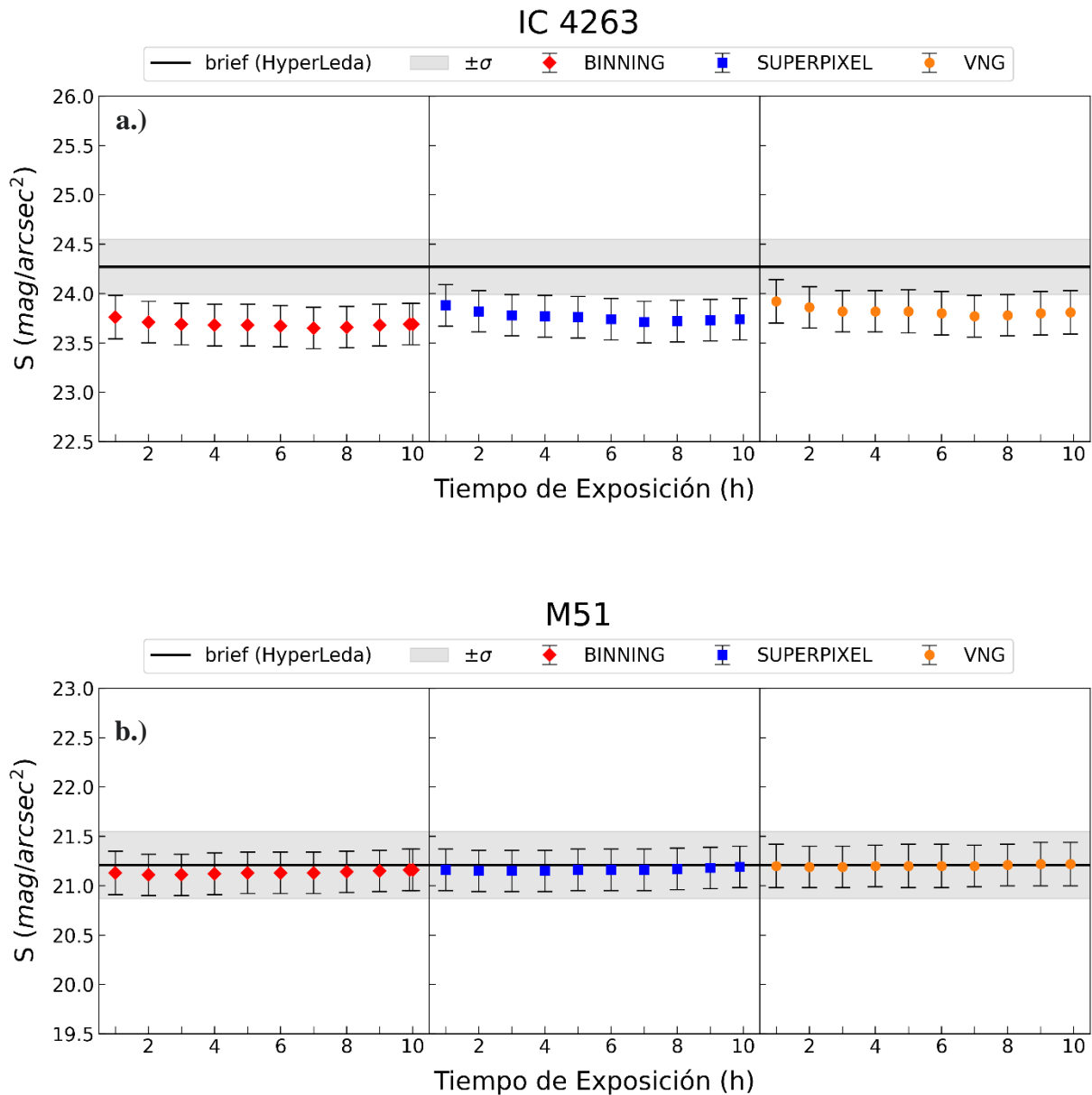
Tabla 10.1. Resultados promedios de la fotometría

Objeto	BINNING			SUPERPIXEL			VNG		
	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)
IC 4263	23,7	14,0	-19,1	23,8	14,1	-19,0	23,8	14,1	-19,0
M 51	21,1	7,6	-22,0	21,2	7,6	-22,0	21,2	7,7	-22,0
R1	22,1	13,7	-15,9	22,1	13,7	-15,9	22,1	13,7	-15,9
R2	22,2	13,9	-15,7	22,3	13,9	-15,7	22,3	14,0	-15,7
R3	23,6	15,2	-14,4	23,7	15,3	-14,3	23,7	15,4	-14,3
R4	22,7	14,3	-15,3	22,7	14,3	-15,3	22,8	14,4	-15,2

Nota: El error estándar es $\sigma \sim 0,2$

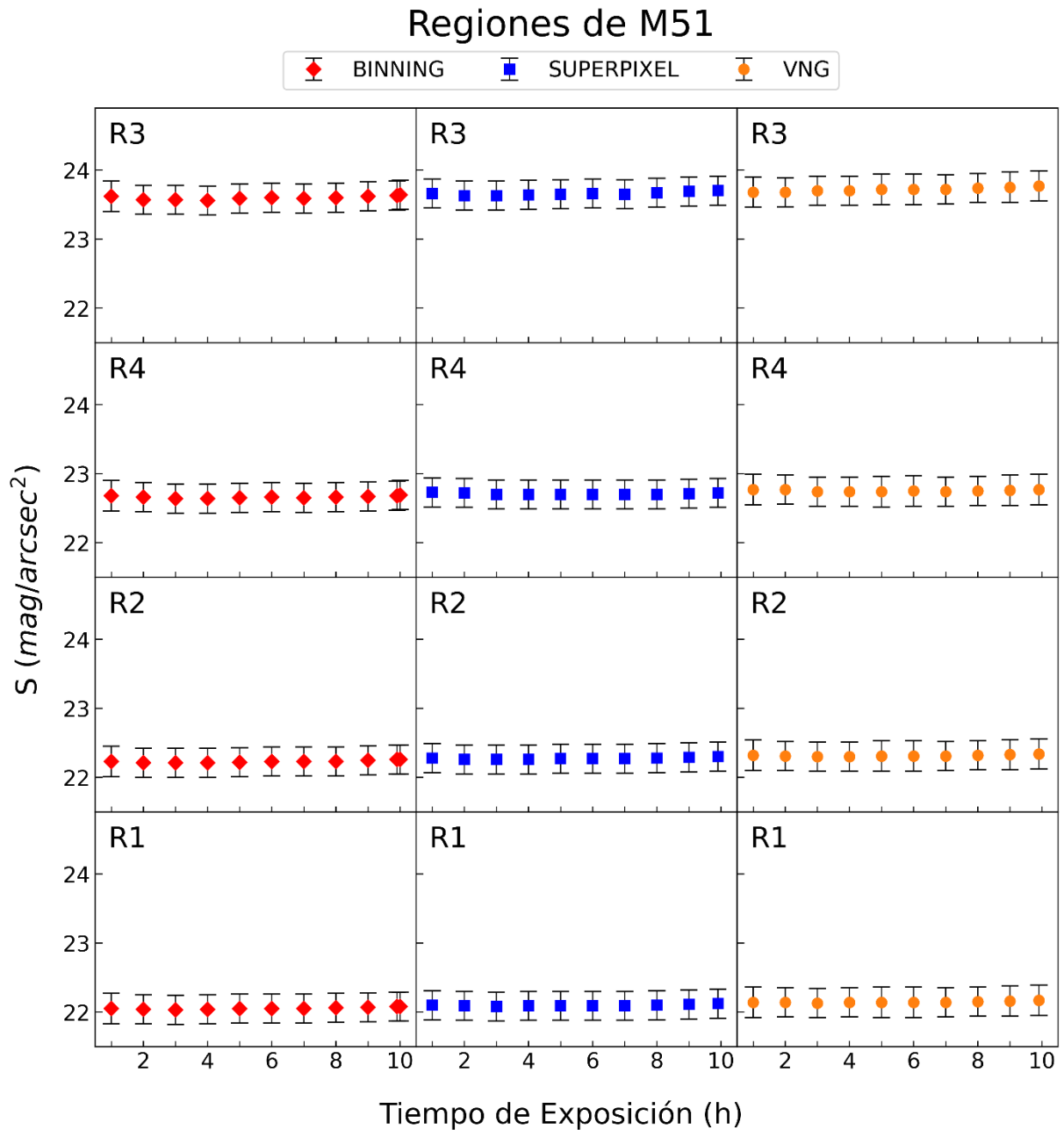
¹² Se utilizó la base de datos Hyperleda (Makarov et al., 2014).
Página web: <http://leda.univ-lyon1.fr/>

Gráfica 10.1. Mediciones de brillo superficial para la galaxia IC 4263 y M 51.



Descripción: Brillo superficial (S) medido para a.) IC 4263 y b.) M 51. Cada panel horizontal hace referencia al método de reconstrucción de color utilizado. Las barras de error corresponden a la desviación estándar de cada medición empleando las estrellas de referencia de la Tabla 7.1. La línea sólida es el brillo superficial efectivo promedio de la galaxia en la banda B (brief obtenido de Hyperleda), y la banda gris representa el error a 1σ reportado. Este parámetro es una referencia aproximada del valor esperado para la galaxia estudiada.

Gráfica 10.2. Mediciones de brillo superficial para regiones de M 51.



Descripción: Brillo superficial (S) medido para las regiones seleccionadas. Cada panel horizontal hace referencia al método de reconstrucción de color utilizado. Las barras de error corresponden a la desviación estándar de cada medición empleando las estrellas de referencia de la Tabla 7.1.

CONCLUSIONES

En este trabajo se compararon tres métodos de tratamiento de imágenes, empleando una metodología base de reducción CCD. Para esto se utilizaron paquetes en lenguaje Python ampliamente documentados y de libre acceso.

Para la cámara QHY183C con sensor SONY IMX183 BSI utilizada en este trabajo, los resultados apuntan a que la elección del método de procesado de CFA (Binning, Superpixel o VNG) no posee influencia significativa en la estimación de la magnitud aparente, magnitud absoluta o brillo superficial. Asimismo, dentro del intervalo estudiado de 1,0 h a ~ 10,0 h no se observaron variaciones significativas de estos parámetros en función del tiempo de exposición. En todos los casos se obtuvieron desviaciones menores a $\sigma \sim 0,2$ mag .

En términos de la medición de brillo a partir de la fotometría de apertura, el método Binning presentó desviaciones diez veces menores comparado con los demás métodos. Por otro lado, al normalizar los valores de brillo tomando como referencia 9,9 h de exposición, los métodos Superpixel y VNG mostraron resultados por hora con diferencias menores al 5,1 % con respecto a las mediciones utilizando Binning. Además, los resultados obtenidos utilizando Binning mostraron la mayor razón señal/ruido, llegando a una tasa máxima SNR de 141. Basados en esto, consideramos al método Binning como la alternativa que ofrece los mejores resultados para procesar una imagen obtenida con una cámara con filtro CFA integrado.

En términos de la relación entre los valores de brillo observados y el tiempo de exposición, encontramos que, dentro de un intervalo considerable de datos (1,0 a 7,0 h), esta se acerca con gran correlación al comportamiento lineal esperado. Atribuimos la baja dispersión de estos datos a las buenas condiciones atmosféricas, vinculadas a la temporada seca en las fechas en que se obtuvieron las imágenes de calibración y de los objetos astronómicos. Sugerimos que factores ambientales, cambios en la ganancia del sensor o la obtención de imágenes de calibración en fechas distintas a las de observación, pueden introducir desviaciones significativas en el comportamiento, tal como se observó en las imágenes de 7,0 a 10,0 h. Finalmente, destacamos que los procedimientos utilizados y documentados para la calibración de las imágenes astronómicas en este proyecto, pueden ser implementados indistintamente del tipo de telescopio o cámara que se utilicen.

RECOMENDACIONES

A partir del planeamiento, ejecución y discusión de los resultados de este proyecto, planteamos las siguientes recomendaciones:

- En cuanto a las observaciones astronómicas es indispensable establecer un sitio con baja contaminación lumínica. Es recomendable que el horizonte bajo el cual el objeto está orientado esté desprovisto de grandes ciudades, especialmente si el objeto no se encuentra cerca del cenit.
- Recomendamos obtener las imágenes de calibración en las mismas fechas o fechas próximas a las observaciones astronómicas. Esto puede ayudar a reducir posibles efectos provocados por las condiciones climáticas.
- Recomendamos mantener constantes parámetros como la exposición de las imágenes, ganancia y temperatura del sensor, ya que estos pueden provocar influencias significativas en el ruido instrumental y por lo tanto en la calidad de los datos.

PERSPECTIVAS

En cuanto a las futuras perspectivas de este proyecto, destacamos:

- Aplicar y expandir la metodología y análisis desarrollados en este trabajo a más investigaciones astronómicas.
- Realizar una comparación de este trabajo con los resultados obtenidos al utilizar cámaras monocromáticas, filtros estandarizados o telescopios de mayor apertura.
- Realizar observaciones de distintos objetos astronómicos con potenciales Tidal Streams o galaxias satélites de bajo brillo, así como galaxias LSB.
- Estudiar la influencia de la extinción atmosférica en regiones con potencial para la detección de las estructuras con bajo brillo superficial.

REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Astropy Collaboration (2018). The Astropy Project: Building an Open-science Project and Status of the v2.0 Core Package. 156(3), 123. <https://doi.org/10.3847/1538-3881/aabc4f>
- Astropy Collaboration (2022). The Astropy Project: Sustaining and Growing a Community-oriented Open-source Project and the Latest Major Release (v5.0) of the Core Package. 935(2), 167. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac7c74>
- Baek, M., & Jeong, J. (2014). Demosaicing Algorithm using High-order Interpolation with Sobel Operators. World Congress on Engineering and Computer Science, 521–524. <https://scholarworks.bwise.kr/hanyang/handle/2021.sw.hanyang/159057>
- Bayer, B. E., & Rochester, N. Y. (1975). Color imaging array. <https://patents.google.com/patent/US3971065A/en>
- Beroiz, M., Cabral, J. B., & Sanchez, B. (2020). Astroalign: A Python module for astronomical image registration. *Astronomy and Computing*, 32, 100384. <https://doi.org/10.1016/J.ASCOM.2020.100384>
- Bigas, M., et. al. (2006). Review of CMOS image sensors. *Microelectronics Journal*, 37(5), 433–451. <https://doi.org/10.1016/j.mejo.2005.07.002>
- Bradley, L., et. al. (2023). astropy/photutils: 1.9.0. <https://doi.org/10.5281/ZENODO.8248020>
- Burkhead, M. S. (1978). A PHOTOMETRIC STUDY OF THE M51 SYSTEM*. En 147B *The Astrophysical Journal Supplement Series* (Vol. 38).
- CCD Binning Definition Imaging Glossary - SPOT Imaging. (s/f). Recuperado el 24 de octubre de 2023, de <https://www.spotimaging.com/resources/glossary/binning/>
- Chang, E., Cheung, S., & Pan, D. (1999). Color Filter Array Recovery Using a Threshold-based Variable Number of Gradients. <http://proceedings.spiedigitallibrary.org/>
- Craig, M., et. al. (2017). astropy/ccdproc: v1.3.0.post1. <https://doi.org/10.5281/ZENODO.1069648>
- Crawford, S., Craig, M., & Seifert, M. (2019). ccdproc Documentation Release 2.0.1.
- Delgado-Serrano, R. (2010). The Evolution of the Hubble Sequence: morpho-kinematics of distant galaxies. PhD Thesis, 211. <https://doi.org/10.48550/arXiv.1201.6406>
- Hainaut, O. (2005). Signal and Noises. <https://www.eso.org/~ohainaut/ccd/sn.html>
- Hecht, E. (2002). *Optics*. Fourth edition. Reading, Mass.: Addison-Wesley, [2002] ©2002. <https://search.library.wisc.edu/catalog/999919136202121>
- Henkel, C. (2017). II. A catalogue of isolated nearby edge-on disk galaxies and the discovery. *Astrophysics & Astronomy*, A18. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201730539>
- Herres, D. (2019). The difference between CCD and CMOS image sensing. The difference between CCD and CMOS image sensing. <https://www.testandmeasurementtips.com/the-difference-between-ccd-and-cmos-image-sensing-faq/>

- Javanmardi, B. (2016). I. Discovery of low surface brightness systems around nearby spiral galaxies. *Astrophysics & Astronomy*, A89. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527745>
- Jordi, K., Grebel, E. K., & Ammon, K. (2006). Empirical color transformations between SDSS photometry and other photometric systems. *Astronomy and Astrophysics*, 460(1), 339–347. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066082>
- Kartunnen, H. (2017). *Fundamental Astronomy*. En *Fundamental Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg. <https://doi.org/10.1007/978-3-662-53045-0>
- Learn | Camera Gain | Teledyne Princeton Instruments. (2023). <https://www.princetoninstruments.com/learn/camera-fundamentals/gain>
- Loh, E. (1976). CCD Surface Photometry of Edge-On Spiral Galaxies. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 8, 350–350.
- Makarov, D., et. al. (2014). HyperLEDA. III. the catalogue of extragalactic distances. *Astronomy and Astrophysics*, 570, A13. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201423496>
- Martínez-Delgado, D. e. (2008). The Ghost of a Dwarf Galaxy: Fossils of the Hierarchical Formation of the Nearby Spiral Galaxy NGC 5907. *The Astrophysical Journal*, 184- 193. <https://doi.org/10.1086/592555>
- Martínez-Delgado, D. e. (2010). Stellar Tidal Streams in Spiral Galaxies of the Local Volume: A Pilot Survey with Modest Aperture Telescopes. *The Astronomical Journal*, 962-967. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/140/4/962>
- Martínez-Delgado, D. e. (2015). A Stellar Tidal Stream Around the Whale Galaxy, NGC 4631. *The Astronomical Journal*, 116. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/150/4/116>
- Martínez-Delgado, D. (2019). The Stellar Tidal Stream Survey. Highlights on Spanish Astrophysics X, Proceedings of the XIII Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society, 146-154. <https://doi.org/10.48550/arXiv.1811.12286>
- Mutchler, M., et. al. (2005). Hubble Space Telescope multi-color ACS mosaic of M51, the Whirlpool Galaxy. *AAS*, 206, 13.07. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2005AAS...206.1307M/abstract>
- NASA. (2012). NASA - A Picture of Innovation. A NASA inventor developed the technology that now enables cell phone cameras and other imaging devices around the world. https://www.nasa.gov/offices/oct/home/tech_life_aptina.html
- Payne, H. E., et. al. 2003). New Features of SAOImage DS9. *ASPC*, 295, 489. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2003ASPC..295..489J/abstract>
- Pool, S., & Vrstil, Z. (2011). PixInsight Reference Documentation | Debayer. <https://pixinsight.com/doc/tools/Debayer/Debayer.html>
- Pössel, M. (2019). A Beginner's Guide to Working with Astronomical Data. <https://doi.org/10.21105/astro.1905.13189>
- Product Review - The QHY 183C – Cloud Break Optics. (s/f). Recuperado el 14 de septiembre de 2023, de <https://cloudbreakoptics.com/blogs/news/product-review-the-qhy-183c>

QHY183C. (2017). Back-illuminated COLDMOS Astronomy Camera QHY183C User's Manual Rev. 1.1. https://www.qhyccd.com/file/repository/PDF/CameraManual/QHY183C_Manual_EN.pdf

QHY183M & QHY183C Astronomy Cameras | QHYCCD. (s/f). Recuperado el 14 de septiembre de 2023, de <https://www.qhyccd.com/astronomical-camera-qhy183/>

Robitaille, T. P., et. al. (2013). Astropy: A community Python package for astronomy. *Astronomy and Astrophysics*, 558, A33. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322068>

Romanishin, W. (2002). An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs. <http://observatory.ou.edu>

Smith, B. A. (1976). Astronomical imaging applications for CCDs. JPL Conference on Charge-Coupled Device Technology and Applications. <https://ntrs.nasa.gov/citations/19770010339>

Smith, J., et. al. (1990). STARLIGHT MORPHOLOGY OF THE INTERACTING GALAXY NGC 5195. En *The Astrophysical Journal* (Vol. 362).

Verhoeven, G. (2019). Resolving some spatial resolution issues-Part 2: When diffraction takes over. *AARGNEWS*, 59, 12–23. <https://doi.org/doi:10.5281/ZENODO.3518178>

Watkins, A. E., et. al. (2015). DEEP IMAGING OF M51: A NEW VIEW OF THE WHIRLPOOL'S EXTENDED TIDAL DEBRIS. *The Astrophysical Journal*, 800(1), L3. <https://doi.org/10.1088/2041-8205/800/1/L3>

Wenger, M., et. al. (2000). The SIMBAD astronomical database. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 143(1), 9–22. <https://doi.org/10.1051/aas:2000332>

ANEXOS I: FOTOMETRÍA DE LOS OBJETOS

Tabla A. 1. Mediciones fotométricas de galaxia IC 4263.

EXP (h)	BINNING			SUPERPIXEL			VNG		
	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)
1,0	23,76 ¹	14,09 ¹	-19,05 ¹	23,88	14,21	-18,94	23,92 ¹	14,25 ¹	-18,90 ¹
2,0	23,71	14,05	-19,10	23,82	14,15	-19,00	23,86	14,19	-18,95
3,0	23,69	14,02	-19,12	23,78	14,11	-19,04	23,82	14,15	-18,99
4,0	23,68	14,01	-19,14	23,77	14,10	-19,05	23,82	14,16	-18,99
5,0	23,68	14,02	-19,13	23,76	14,09	-19,06	23,82 ¹	14,15 ¹	-19,00 ¹
6,0	23,67	14,00	-19,14	23,74	14,07	-19,07	23,80 ¹	14,14 ¹	-19,01 ¹
7,0	23,65	13,98	-19,16	23,71	14,04	-19,11	23,77	14,10	-19,04
8,0	23,66	13,99	-19,16	23,72	14,05	-19,10	23,78	14,11	-19,03
9,0	23,68	14,01	-19,13	23,73	14,06	-19,08	23,80 ¹	14,13 ¹	-19,02 ¹
9,9	23,69	14,02	-19,12	23,74	14,08	-19,07	23,81 ¹	14,14 ¹	-19,00 ¹
10,0	23,69	14,02	-19,12	-	-	-	-	-	-

Nota. Los errores estándar de las mediciones son $\sigma \sim 0,21$. Superíndice (¹) indica errores estándar de $\sigma \sim 0,22$

Tabla A. 2. Mediciones fotométricas de la galaxia M 51.

EXP (h)	BINNING			SUPERPIXEL			VNG		
	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)	S (mag arcsec ⁻²)	m (mag)	M (mag)
1,0	21,13 ¹	7,61	-22,00	21,16	7,65	-21,96	21,20 ¹	7,68 ¹	-21,93 ¹
2,0	21,11	7,60	-22,01	21,15	7,63	-21,97	21,19	7,67	-21,93
3,0	21,11	7,60	-22,01	21,15	7,63	-21,97	21,19	7,67	-21,93
4,0	21,12	7,60	-22,01	21,15	7,64	-21,97	21,20	7,68	-21,93
5,0	21,13	7,61	-22,00	21,16	7,64	-21,96	21,20 ¹	7,68 ¹	-21,92 ¹
6,0	21,13	7,61	-21,99	21,16	7,65	-21,96	21,20 ¹	7,68 ¹	-21,92 ¹
7,0	21,13	7,61	-22,00	21,16	7,64	-21,96	21,20	7,68	-21,92
8,0	21,14	7,62	-21,99	21,17	7,65	-21,96	21,21	7,69	-21,92
9,0	21,15	7,63	-21,98	21,18	7,66	-21,95	21,22 ¹	7,70 ¹	-21,91 ¹
9,9	21,16	7,64	-21,97	21,19	7,67	-21,94	21,22 ¹	7,71 ¹	-21,90 ¹
10,0	21,16	7,64	-21,97	-	-	-	-	-	-

Nota. El error estándar de las mediciones es $\sigma \sim 0,21$. Superíndice (¹) indica errores estándar de $\sigma \sim 0,22$

Tabla A. 3. Mediciones fotométricas de regiones de la galaxia M 51.

EXP (h)	R1			R2			R3			R4		
	<i>S</i>	<i>m</i> (mag)	<i>M</i> (mag)	<i>S</i>	<i>m</i> (mag)	<i>M</i> (mag)	<i>S</i>	<i>m</i> (mag)	<i>M</i> (mag)	<i>S</i>	<i>m</i> (mag)	<i>M</i> (mag)
BINNING												
1,0	22,05 ¹	13,69 ¹	-15,91 ¹	22,23 ¹	13,87 ¹	-15,74 ¹	23,62 ¹	15,25 ¹	-14,35 ¹	22,68 ¹	14,32 ¹	-15,28 ¹
2,0	22,04	13,68	-15,93	22,21	13,85	-15,76	23,57	15,21	-14,40	22,66	14,30	-15,30
3,0	22,03	13,67	-15,94	22,21	13,84	-15,76	23,57	15,20	-14,40	22,64	14,28	-15,33
4,0	22,04	13,68	-15,93	22,21	13,85	-15,76	23,56	15,20	-14,40	22,64	14,28	-15,33
5,0	22,05	13,68	-15,92	22,22	13,86	-15,75	23,59	15,23	-14,38	22,65	14,29	-15,32
6,0	22,05	13,69	-15,92	22,23	13,87	-15,74	23,60	15,24	-14,37	22,66	14,30	-15,31
7,0	22,05	13,69	-15,92	22,23	13,86	-15,74	23,59	15,23	-14,38	22,65	14,29	-15,31
8,0	22,06	13,69	-15,91	22,23	13,87	-15,73	23,60	15,24	-14,36	22,66	14,30	-15,31
9,0	22,07	13,71	-15,90	22,25	13,89	-15,72	23,62	15,26	-14,34	22,67	14,31	-15,29
9,9	22,08	13,72	-15,89	22,26	13,90	-15,71	23,63	15,27	-14,33	22,68	14,32	-15,28
10,0	22,08	13,72	-15,89	22,26	13,90	-15,71	23,64	15,27	-14,33	22,69	14,32	-15,28
SUPERPIXEL												
1,0	22,10	13,74	-15,87	22,28	13,92	-15,69	23,66	15,30	-14,30	22,73	14,37	-15,23
2,0	22,09	13,73	-15,88	22,26	13,90	-15,70	23,63	15,27	-14,33	22,72	14,36	-15,25
3,0	22,08	13,72	-15,89	22,26	13,90	-15,71	23,63	15,27	-14,33	22,70	14,34	-15,27
4,0	22,09	13,73	-15,88	22,26	13,90	-15,71	23,64	15,28	-14,33	22,70	14,33	-15,27
5,0	22,09	13,73	-15,88	22,27	13,90	-15,70	23,65	15,29	-14,31	22,70	14,33	-15,27
6,0	22,09	13,73	-15,87	22,27	13,91	-15,70	23,66	15,29	-14,31	22,70	14,34	-15,27
7,0	22,09	13,73	-15,88	22,27	13,91	-15,70	23,65	15,29	-14,31	22,70	14,34	-15,27
8,0	22,10	13,74	-15,87	22,28	13,92	-15,69	23,67	15,31	-14,29	22,70	14,34	-15,26
9,0	22,11	13,75	-15,86	22,29	13,93	-15,68	23,69	15,33	-14,28	22,71	14,35	-15,25
9,9	22,12	13,76	-15,85	22,30	13,94	-15,67	23,70	15,34	-14,27	22,72	14,36	-15,24
VNG												
1,0	22,14 ¹	13,78 ¹	-15,82 ¹	22,32 ¹	13,96 ¹	-15,65 ¹	23,68 ¹	15,32 ¹	-14,29 ¹	22,77 ¹	14,41 ¹	-15,20 ¹
2,0	22,14	13,78	-15,83	22,31	13,95	-15,66	23,68	15,32	-14,29	22,77	14,40	-15,20
3,0	22,13	13,77	-15,84	22,30	13,94	-15,67	23,70	15,34	-14,27	22,74	14,38	-15,22
4,0	22,14	13,78	-15,83	22,30	13,94	-15,67	23,70	15,34	-14,27	22,74	14,38	-15,23
5,0	22,14 ¹	13,78 ¹	-15,83 ¹	22,31 ¹	13,95 ¹	-15,66 ¹	23,72 ¹	15,36 ¹	-14,25 ¹	22,74 ¹	14,38 ¹	-15,23 ¹
6,0	22,14 ¹	13,78 ¹	-15,83 ¹	22,31 ¹	13,95 ¹	-15,65 ¹	23,72 ¹	15,36 ¹	-14,25 ¹	22,75 ¹	14,39 ¹	-15,22 ¹
7,0	22,14	13,78	-15,83	22,31	13,95	-15,65	23,72	15,35	-14,25	22,74	14,38	-15,22
8,0	22,15	13,79	-15,82	22,32	13,96	-15,65	23,74	15,38	-14,23	22,75	14,39	-15,22
9,0	22,16 ¹	13,80 ¹	-15,81 ¹	22,33 ¹	13,97 ¹	-15,63 ¹	23,75 ¹	15,39 ¹	-14,21 ¹	22,76 ¹	14,40 ¹	-15,20 ¹
9,9	22,17 ¹	13,80 ¹	-15,8 ¹	22,34 ¹	13,98 ¹	-15,63 ¹	23,77 ¹	15,40 ¹	-14,20 ¹	22,77 ¹	14,41 ¹	-15,20 ¹

Nota. Brillo superficial *S* medido en mag arcsec⁻². Los errores estándar de las mediciones son $\sigma \sim 0,21$. Superíndice (¹) indica errores estándar de $\sigma \sim 0,22$.

ANEXOS II: CÓDIGO DESARROLADO EN LENGUAJE PYTHON

```
#!/usr/bin/env python
# coding: utf-8

# # Procesamiento de imágenes astronómicas en Lenguaje Python
# Importación de bibliotecas, módulos y paquetes (Matplotlib, Astropy, Astroalign,
CCDproc)

import matplotlib.pyplot as plt
from astropy.io import fits
from pathlib import Path
import os
from astropy.nddata import CCDData
from astropy.visualization import hist
from astropy.stats import mad_std
import ccdproc as ccdp
import numpy as np
from ccdproc import ImageFileCollection
import astroalign as aa
from astropy import units as u

# # Creación de un MasterBias
# Creación de un directorio y colección
bias_directory = r"C:\Users\..."
bias_collection = ImageFileCollection(bias_directory)
# bias_collection.summary

# Creación de fichero "master"
calibrated_data = Path('.', 'masters')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

# Filtrado e inicialización de Los archivos FITS con CCDData
biases_name = bias_collection.files_filtered(imagetype='bias', include_path=True)
biases_list = []
for bias in biases_name:
    ccd = CCDData.read(bias, unit= 'adu')
    biases_list.append(ccd)

print("TOTAL BIAS FOR COMBINE: "+ str(len(biases_list)))

# ## Apilado
# El límite de memoria debe ser seleccionado por el usuario
combined_bias = ccdp.combine(biases_list, method='median', mem_limit=350e6)
combined_bias.meta['combined'] = True
combined_bias.write(calibrated_data / 'MasterB_name.fit')
# Visualización del MasterBias
master_bias_path=r"C:\Users...fit"
MasterBias = CCDData.read(master_bias_path, unit = 'adu')

#Histograma
plt.figure(figsize=(9, 9))
hist(MasterBias.data.flatten(), bins=50, label='Bias Hist', alpha=0.5,align='mid')
plt.legend()

# # Calibración de Flats
# Creación de directorio y colección
flat_directory = r"C:\Users\.."
flat_collection = ImageFileCollection(flat_directory)
```

```

# flat_collection.summary
# Filtrado e inicialización
flats_name = flat_collection.files_filtered(imagetype='flat', include_path=True)
flats_list = []
for flats in flats_name:
    # print(flats)
    ccd = CCDData.read(flats, unit= 'adu')
    flats_list.append(ccd)

# ## Substracción de MasterBias
master_bias_path=r"C:\Users\...\fit"
master_bias_data = CCDData.read(master_bias_path, unit = 'adu')
# Creacion una carpeta "calibrated_flat" que contendra Los flats calibrados
calibrated_data = Path('.', 'calibrated_flat')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)
print("TOTAL FLATS FOR SUBTRACT: "+ str(len(flats_list)))
i = 0
for flats in flats_list:
    flat_subs = ccdp.subtract_bias(flats, master_bias_data)
    i = i+1
    file_name = 'CalibFlat_'+str(i)+'.fit'
    flat_subs.write(calibrated_data / file_name)
    print(i)

# ## Apilado por partes
flat_directory = r"C:\Users\..."
flat_collection = ImageFileCollection(flat_directory)
flat_collection.summary
calibrated_data = Path('.', 'masters')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)
calFlat_name = flat_collection.files_filtered(imagetype='flat', include_path=True)

# Se recomienda dividir el proceso para no sobrecargar La memoria RAM
#Initialize the middle index with the length of first half
middle_index=calFlat_name[round(len(calFlat_name)/2)]
print(round(len(calFlat_name)/2))

#Initialize the middle index with the length of first half
middle_index= round(len(calFlat_name)/2)
#Split the list from starting index upto middle index in first half
first_half_calFlat_name=calFlat_name[:middle_index]
#Split the list from middle index index upto the last index in second half
sec_half_calFlat_name=calFlat_name[middle_index:]

print('The original list length is: ',len(calFlat_name))
print("First half of the list is ",len(first_half_calFlat_name))
print("Second half of the list is ",len(sec_half_calFlat_name))

flat_list = []
for flat in first_half_calFlat_name:
    print(flat)
    ccd = CCDData.read(flat, unit= 'adu')
    flat_list.append(ccd)

print("TOTAL FLATS FOR COMBINE: "+ str(len(flat_list)))

# Combinación de flats
def inv_median(a):
    return 1 / np.median(a)

```

```

combined_flat = ccdp.combine(flat_list, method='median', scale=inv_median,
mem_limit=350e6)
combined_flat.meta['combined'] = True
combined_flat.write(calibrated_data / 'MasterF_1....fit')

# Inicialización
flat_list =[]
for flat in sec_half_calFlat_name:
    print(flat)
    ccd = CCDData.read(flat, unit= 'adu')
    flat_list.append(ccd)

print("TOTAL FLATS FOR COMBINE: "+ str(len(flat_list)))

def inv_median(a):
    return 1 / np.median(a)

combined_flat = ccdp.combine(flat_list, method='median', scale=inv_median,
mem_limit=350e6)
combined_flat.meta['combined'] = True
combined_flat.write(calibrated_data / 'MasterF_2...fit')

# ## Creación de Master Flat
master_flat_directory = r"C:\Users\.."
flat_collection = ImageFileCollection(master_flat_directory)
flat_collection.summary

MasterFlat_total = flat_collection.files_filtered(imagetype='flat', include_path=True)

#Inicializado
flat_list =[]
for flat in MasterFlat_total:
    print(flat)
    ccd = CCDData.read(flat, unit= 'adu')
    flat_list.append(ccd)

print("TOTAL FLATS FOR COMBINE: "+ str(len(flat_list)))

def inv_median(a):
    return 1 / np.median(a)

combined_flat = ccdp.combine(flat_list, method='median', scale=inv_median,
mem_limit=350e6)
combined_flat.meta['combined'] = True
combined_flat.write(calibrated_data / 'MasterF...fit')

# # Calibración de Darks
dark_directory = r"C:\Users\.."
dark_collection = ImageFileCollection(dark_directory)
darks_name = dark_collection.files_filtered(imagetype='DARK', include_path=True)
dark_collection.summary

#Inicializado
i=0
darks_list =[]
for darks in darks_name:
    i= i+1
    ccd = CCDData.read(darks, unit= 'adu')
    darks_list.append(ccd)

```

```

    print(i)

# ## Substracción de MasterBias y Corrección de MasterFlat
# Inicialización de MasterBias y MasterDark
master_bias_path = r"C:\Users\...\fit"
master_bias_data = CCDData.read(master_bias_path, unit="adu")
master_flat_path = r"C:\Users\...\fit"
master_flat_data = CCDData.read(master_flat_path, unit="adu")

# Creación de Carpeta para Darks calibrados
calibrated_data = Path('.', 'calibrated_dark')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

print("TOTAL DARK FOR SUBSTRACT: "+ str(len(darks_list)))

i = 0
for darks in darks_list:
    dark_subs = ccdp.subtract_bias(darks, master_bias_data)
    dark_subs = ccdp.flat_correct(dark_subs, master_flat_data)
    i = i+1
    file_name = 'Calibdark'+str(i)+'.fit'
    dark_subs.write(calibrated_data / file_name)
    print(i)

# ## Creación de Master Dark
calibrated_darks_path = r"C:\Users\..."
calibDark = CCDData.read(calibrated_darks_path + "\\Calibdark"+str(i)+".fit")

dark_cal_collection = ImageFileCollection(calibrated_darks_path)
dark_cal_collection.summary

# Adición de filtros al header de Los dark

calibrated_data = Path('.', 'masters')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

add_filters= {'flat_correct': 'flatcor', 'subtract_bias': 'subbias'}
darks_name = dark_cal_collection.files_filtered(imagetype='DARK',
include_path=True,**add_filters)

#Inicialización
darks_list =[]
for darks in darks_name:
    ccd = CCDData.read(darks, unit= 'adu')
    darks_list.append(ccd)

combined_dark = ccdp.combine(darks_list, method='median', mem_limit=350e6)
combined_dark.meta['combined'] = True
combined_dark.write(calibrated_data / 'MasterD...fit')

# # Calibración de Lights

light_directory = r"C:\Users\..."
light_collection = ImageFileCollection(light_directory)
lights_name = light_collection.files_filtered(imagetype='light', include_path=True)

# Inicializando todos Los lights como objetos CCD
lights_list =[]
for lights in lights_name:

```

```

        ccd = CCDData.read(lights, unit= 'adu')
        lights_list.append(ccd)

# ## Substracción de Bias, Dark y corrección de Flat

master_bias_path = r"C:\Users\...\fit"
master_bias_data = CCDData.read(master_bias_path, unit="adu")
master_dark_path =r"C:\Users\...\fit"
master_dark_data = CCDData.read(master_dark_path, unit="adu")
master_flat_path =r"C:\Users\...\fit"
master_flat_data = CCDData.read(master_flat_path, unit="adu")

calibrated_data = Path('.', 'calibrated_light')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

print("TOTAL light FOR SUBTRACT: "+ str(len(lights_list)))

i = 0
exposure = 'exptime'
for lights in lights_list:
    reduced_light = ccdp.subtract_bias(lights, master_bias_data)
    reduced_light = ccdp.subtract_dark(reduced_light, master_dark_data,
exposure_time=exposure, exposure_unit=u.second)
    reduced_light = ccdp.flat_correct(reduced_light, master_flat_data)
    i = i+1
    file_name = '_ReducedLight..' +str(i)+'.fit'
    reduced_light.write(calibrated_data / file_name)
    print(i)

# # Creación de Lights RGB
# En el caso de trabajar Las imágenes por canales, se debe realizar este paso adicional
para sumar los canales RGB
light_directory_R = r"C:\Users\.."
light_collection_R = ImageFileCollection(light_directory_R)
light_directory_G = r"C:\Users\.."
light_collection_G = ImageFileCollection(light_directory_G)
light_directory_B = r"C:\Users\.."
light_collection_B = ImageFileCollection(light_directory_B)

calibrated_data = Path('.', 'RGB_light_calibrated')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

# Filtrado e inicialización de Los archivos FITS con CCDData
lights_name_R = light_collection_R.files_filtered(imagetype='light', include_path=True)
lights_name_G = light_collection_G.files_filtered(imagetype='light', include_path=True)
lights_name_B = light_collection_B.files_filtered(imagetype='light', include_path=True)

lights_list_R, lights_list_G, lights_list_B = [], [], []

for light in lights_name_R:
    #print(Light)
    ccd = CCDData.read(light, unit= 'adu')
    lights_list_R.append(ccd)

for light in lights_name_G:
    #print(Light)
    ccd = CCDData.read(light, unit= 'adu')
    lights_list_G.append(ccd)

for light in lights_name_B:

```

```

        #print(Light)
        ccd = CCDData.read(light, unit= 'adu')
        lights_list_B.append(ccd)

print("TOTAL LIGHTS FOR COMBINE: "+ str(len(lights_list_R)))

RGB_list = [[] for _ in range(len(lights_name_R))]
i=0
for light in lights_name_R:
    RGB_list[i].append(lights_name_R[i])
    RGB_list[i].append(lights_name_G[i])
    RGB_list[i].append(lights_name_B[i])
    i= i+1

# Creando composición RGB

i=0
for light in lights_name_R:
    combined_light = ccdp.combine(RGB_list[i], method='sum', mem_limit=8e9)
    combined_light.meta['combined'] = True
    combined_light.meta['filter'] = 'RGB'
    file_name = 'RGB_lightCal_'+str(i+1)+'.fit'
    combined_light.write(calibrated_data / file_name )
    i=i+1
    print(i)

```

```

#!/usr/bin/env python
# coding: utf-8

# # Alineado y Apilado de Lights calibradas
import matplotlib.pyplot as plt
from astropy.io import fits
from pathlib import Path
import os
from astropy.nddata import CCDData
from astropy.visualization import hist
from astropy.stats import mad_std
import ccdproc as ccdp
import numpy as np
from ccdproc import ImageFileCollection
import astroalign as aa
from IPython.display import IFrame
from astropy import units as u

calibrated_lights_directory = r"C:\Users\.."
calibrated_lights_collection = ImageFileCollection(calibrated_lights_directory)
caliblights_name = calibrated_lights_collection.files_filtered(imagetype='light',
include_path=True)
calibrated_lights_collection.summary

# Imagen base para el alineado (ReducedLight1)
target_path = r"C:\Users\...\fit"

# Lista imágenes objetivos para alinear
source_list_path = []
num_source = 2

```

```

for image in range(len(caliblights_name)-1):
    print(num_source)
    source_list_path.append(r"C:\Users\..("+str(num_source)+").fit")
    num_source= num_source + 1

# Inicialización como objetos CCD
#Objetivo
ccd_target = CCDData.read(target_path, unit = 'adu')

#Fuentes
ccd_source_list= []
i = 0
for source in source_list_path:
    ccd = CCDData.read(source_list_path[i], unit= 'adu')
    ccd_source_list.append(ccd)
    i=i+1
    print(i)

# El orden del byte (>) es big-endian es necesario convertirlo a (<) Little endian para
utilizar el módulo Astroalign

ccd_source_list[0].dtype

# PConversión a np.array.

#Base
ccd_target_arr = np.asarray(ccd_target)

#Objetivos
ccd_source_arr= []
i = 0

for source in source_list_path:
    ccd_source_arr.append(np.asarray(ccd_source_list[i]))
    i=i+1
# Al convertirlo sigue conservando su orden de byte.

ccd_source_arr[0].dtype

# Utilizemos byteswap(), newbyteorder(), astype().
#Base
lil_end_ccd_target = ccd_target_arr.byteswap().newbyteorder()
lil_end_ccd_target = ccd_target_arr.astype('<f8')

#Fuentes
lil_end_ccd_source = []
i = 0
for source in source_list_path:
    lil_end_ccd_source.append(ccd_source_arr[i].byteswap().newbyteorder())
    lil_end_ccd_source[i]= ccd_source_arr[i].astype('<f8')
    i=i+1

# El tipo de dato debe cambiar a 'float64'
lil_end_ccd_source[0].dtype
#print(lil_end_ccd_source)

# Es necesario inicializar nuevamente los objetos como CCDData ya que han perdido su
header, al convertirlos a np.array

```

```

ccd_target_conv = CCDDData(lil_end_ccd_target , unit = 'adu', header = ccd_target.header)
ccd_source_conv_list = []
i=0

for source in source_list_path:
    ccd = CCDDData(lil_end_ccd_source[i] , unit = 'adu', header =
ccd_source_list[i].header)
    ccd_source_conv_list.append(ccd)
    print(i)
    i=i+1

# Búsqueda de La transformación para cada imagen source con respecto a target

i = 0
Transf_list = []

#Los parámetros max_control_points, detection_sigma y min_area deben ser ajustados por el
usuario
for source in source_list_path:
    t, (pos_img, pos_img_rot) = aa.find_transform(ccd_source_conv_list[i],
ccd_target_conv, max_control_points = 1000, detection_sigma = 12, min_area= 100)
    Transf_list.append(t)
    print('-----')
    print(i)
    print("Rotation: {:.2f} degrees".format(t.rotation * 180.0 / np.pi))
    print("\nScale factor: {:.2f}".format(t.scale))
    print("\nTranslation: (x, y) = ({:.2f}, {:.2f})".format(*t.translation))
    print("\nTransformation matrix:\n{}".format(t.params))
    print("\nPoint correspondence:")
    for (x1, y1), (x2, y2) in zip(pos_img, pos_img_rot):
        print("{:.2f}, {:.2f}) is source --> ({:.2f}, {:.2f}) in target"
            .format(x1, y1, x2, y2))

    fig, axes = plt.subplots(2, 2, figsize=(10, 10))

    colors = ['r', 'g', 'b', 'y', 'cyan', 'w', 'm']

    axes[0, 0].imshow(ccd_source_conv_list[i], cmap='gray',vmin =0.1, vmax = 0.5,
origin='lower')
    axes[0, 0].axis('off')
    axes[0, 0].set_title("Source Image")
    for (xp, yp), c in zip(pos_img[:len(colors)], colors):
        circ = plt.Circle((xp, yp), 50 , fill=False, edgecolor=c, linewidth=2)
        axes[0, 0].add_patch(circ)

    axes[0, 1].imshow(ccd_target_conv, cmap='gray',vmin =0.1, vmax = 0.5, origin='lower')
    axes[0, 1].axis('off')
    axes[0, 1].set_title("Target Image")
    for (xp, yp), c in zip(pos_img_rot[:len(colors)], colors):
        circ = plt.Circle((xp, yp), 50 * t.scale, fill=False, edgecolor=c, linewidth=2)
        axes[0, 1].add_patch(circ)

    axes[1, 0].axis('off')

    plt.tight_layout()
    plt.show()

    i = i+1

```

```

# Aplicación de la transformación y generación de imágenes alineadas

calibrated_data = Path('.', 'calibrated_light_aligned')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

i = 0
num_source = 2

for source in source_list_path:
    light_align, footprint = aa.apply_transform(Transf_list[i], ccd_source_conv_list[i],
    ccd_target_conv, propagate_mask=False)
    light_align = CCDData(light_align, unit='adu', header = ccd_source_list[i].header)

    file_name = 'Reduced_img_Aligned ('+str(num_source)+').fit'
    light_align.write(calibrated_data / file_name)
    num_source = num_source + 1
    #print(num_source[i])
    i=i+1

# Es necesario revisar manualmente las imágenes, para asegurarse de que están alineadas.
# Se recomienda revisar minuciosamente, el paquete Astroalign se encuentra en fase de
# desarrollo y mejoramiento.

# # Apilado de Imágenes
# Creación de un directorio y colección
lights_directory = r"C:\Users..."
lights_collection = ImageFileCollection(lights_directory)
# lights_collection.summary

# Creación de fichero para almacenar las imágenes

calibrated_data = Path('.', 'LongExpImages')
calibrated_data.mkdir(exist_ok=True)

# Filtrado e inicialización de los archivos FITS con CCDData
lights_name = lights_collection.files_filtered(imagetype='light', include_path=True)
lights_list = []
for lights in lights_name:
    #print(bias)
    ccd = CCDData.read(lights, unit='adu')
    lights_list.append(ccd)

print("TOTAL LIGHT FOR COMBINE: "+ str(len(lights_list)))

# Apilado de imágenes de larga exposición
combined_light = ccdp.combine(lights_list, method='sum', mem_limit=9e9)
combined_light.meta['combined'] = 'sum'
file_name = str(final_exp_s)+'LIGHT_FINAL_EXP_...fit'
combined_light.write(calibrated_data / file_name)

```

ANEXOS III: ACTIVIDADES ACADÉMICAS

En esta sección describo algunas de las actividades y representaciones académicas más destacables que he realizado durante mis estudios en la licenciatura en Física.

1. Participación en el programa INDIRA 2021 y publicación en la revista *Tecnociencia*

Durante el 2021 participé en el programa INDIRA, iniciativa organizada por NINE Hub Costa Rica y Alpha-Cen, respaldada por el Observatorio Nacional de Radioastronomía de los EE.UU. (NRAO), enfocada en el desarrollo de habilidades para la investigación. Desarrollé el proyecto de investigación “*Másers como Trazadores de Momento Angular en Flujos Moleculares*” con la asesoría del Dr. Esteban Araya (Western Illinois University, EE. UU.). Este proyecto dio como resultado la publicación de un artículo en la revista *Tecnociencia* de la Universidad de Panamá:

- López, D. V., & Araya, E. D. (2023). *Másers como trazadores de momento angular en flujos moleculares*. *Tecnociencia*, 25(1), 180–192. Obtenido de <https://revistas.up.ac.pa/index.php/tecnociencia/article/view/3443>

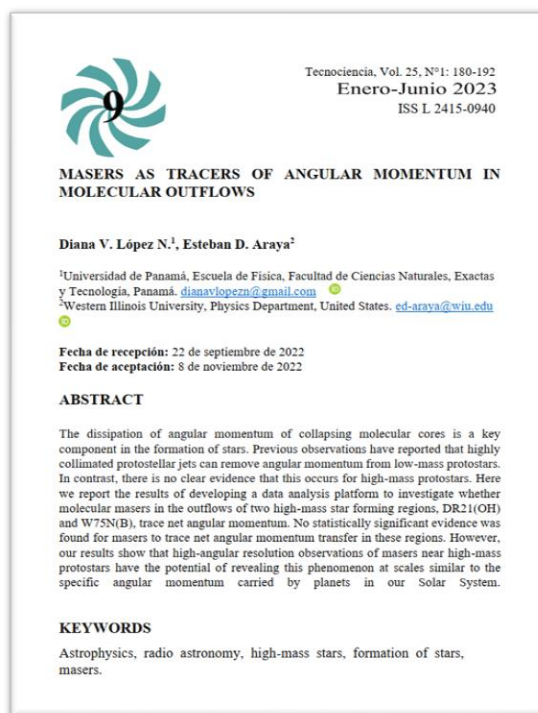


Figura A. 1. *Publicación en la Revista Tecnociencia. Vol. 25°. Nº1. Pag 180-192*

2. 1° Lugar en Concurso de Posters en la Escuela Guatemalteca de Astrofísica 2023

En julio del 2023, con apoyo de la Universidad de Panamá y la organización Alpha-Cen participé en la Escuela Guatemalteca de Astrofísica GUASA 2023, realizada en Quetzaltenango, Guatemala. Representé a la Universidad de Panamá en el Concurso de Posters con el trabajo “*En Búsqueda de Momento Angular en los Flujos Moleculares*” desarrollado con la asesoría del Dr. Esteban Araya de Western Illinois University, en donde obtuve el 1° lugar.

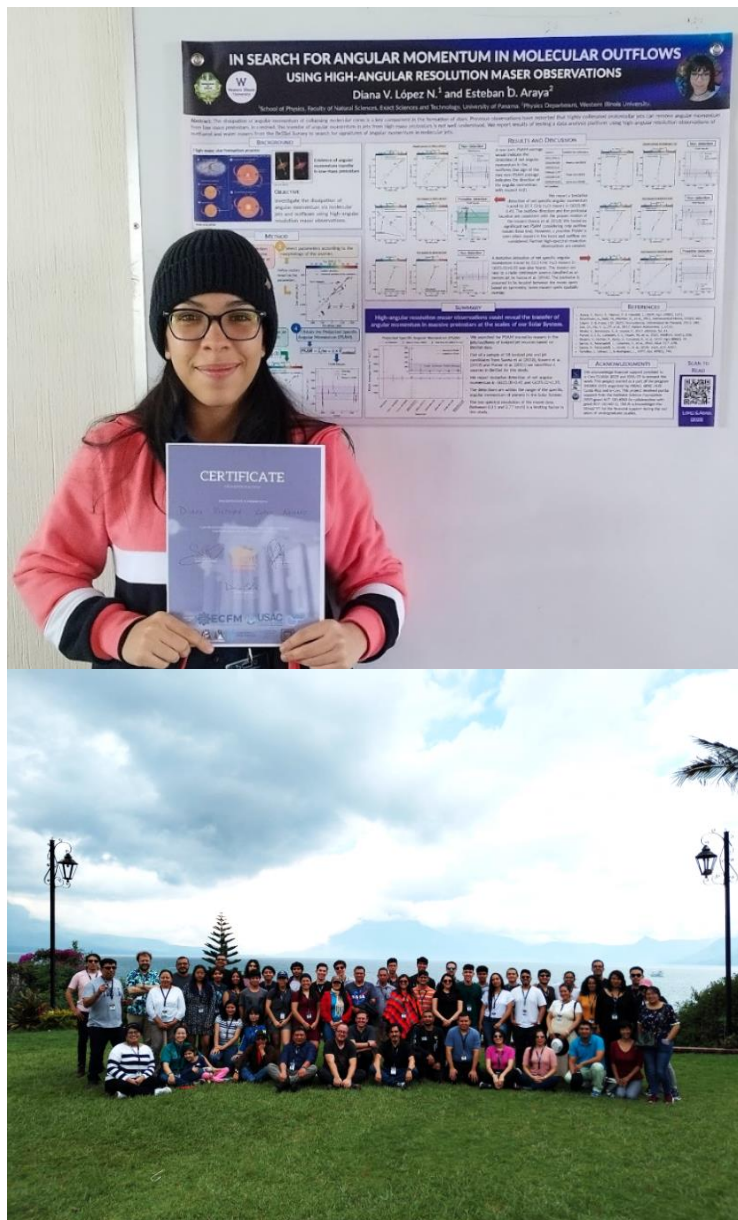


Figura A. 2. Participación en la Escuela Guatemalteca de Astrofísica 2023

3. Participación en la Escuela Internacional para Jóvenes Astrónomos de la IAU 2023.

En agosto del 2023 participé en la 43° edición de la Escuela Internacional para Jóvenes Astrónomos de la Unión Astronómica Internacional (IAU) 2023, realizada en el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica ubicado en Puebla, México. Durante tres semanas adquirí conocimientos a través de clases intensivas en distintas ramas de la astrofísica y computación, además, colaboré en el proyecto de investigación “*Characterizing Distant Extreme Forming Galaxies*” y tuve acceso a distintos observatorios internacionales como el Gran Telescopio Milimétrico (GTM) , la Cámara Schmidt y el Telescopio de 1 m de Tonantzintla, Puebla.

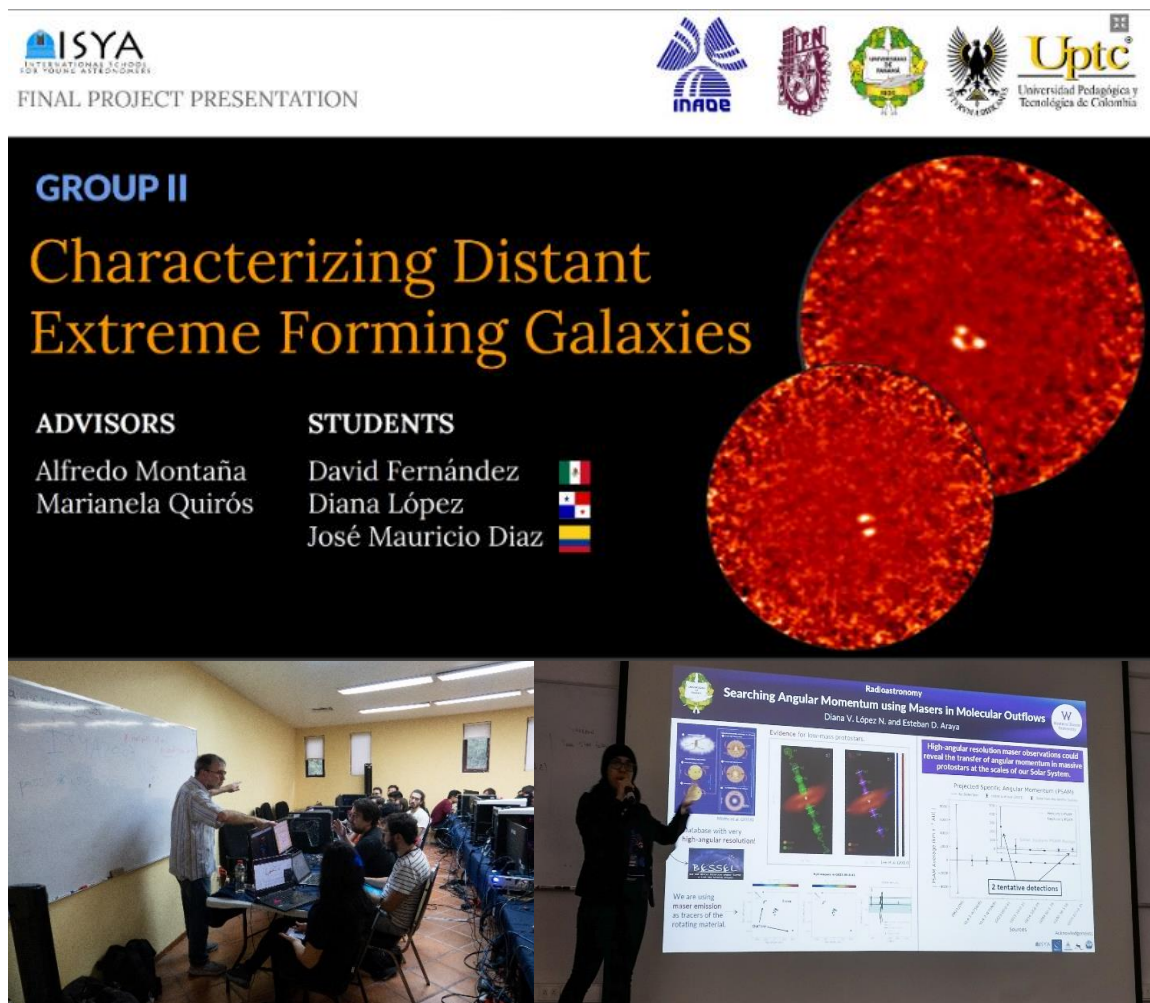


Figura A. 3. Participación en ISYA 2023