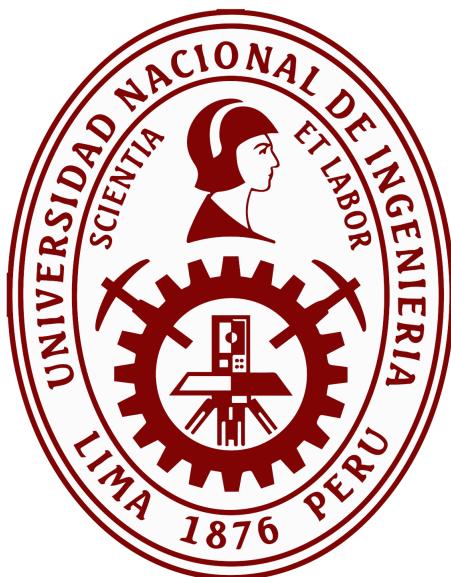


**UNIVERSIDAD NACIONAL DE INGENIERÍA**  
**Facultad de Ciencias**



**TESIS**

**Caracterización del Cúmulo Abierto NGC 6613 con Datos Fotométricos del OAUNI**

**Para obtener el Título Profesional de Licenciado en Física**

**Elaborado por**

**MARÍA ISELA ZEVALLOS HERENCIA**  
ID 0000-0002-2694-5657

**Asesor**

**MG. EDGARD VIDALÓN VIDALÓN**  
ID 0009-0003-3773-9204

**LIMA - PERÚ**

**2024**

---

Citar/How to cite	Zevallos Herencia [1]
Referencia/Reference	[1] M.I. Zevallos Herencia, "Caracterización del Cúmulo Abierto NGC 6613 con Datos Fotométricos del OAUNI"
Estilo/Style: IEEE (2020)	[Tesis de pregrado]. Lima, (Perú): Universidad Nacional de Ingeniería, 2024.

---

---

Citar/How to cite	(Zevallos Herencia, 2024)
Referencia/Reference	Zevallos, M.I. (2024). <i>Caracterización del Cúmulo Abierto NGC 6613 con Datos Fotométricos del OAUNI</i> [Tesis de pregrado, Universidad Nacional de Ingeniería].
Estilo/Style:	
APA (7ma ed.)	Repository institucional Cybertesis UNI.

---

***Dedicatoria***

*A Rocio, con todo mi cariño.*

## **Agradecimientos**

Quiero agradecer a mis familiares, colegas, amigos e instituciones que de una forma u otra me apoyaron en la culminación de este trabajo. Le dediqué mucho tiempo y esfuerzo a este tema nuevo para mí y que me interesaba desarrollar.

- Un agradecimiento especial a Antonio Pereyra por la guía, los consejos, las discusiones que hicieron posible culminar este trabajo.
- Al Profesor Edgard Vidalón por los comentarios y sugerencias del presente trabajo.
- A la Facultad de Ciencias, a la Oficina de Investigación y al Instituto Geofísico del Perú, al Observatorio de Huancayo por el apoyo logístico y alojamiento durante la época de observación.
- Quiero agradecer a mi familia por su apoyo.
- A mis amigos y colegas de la Facultad por su apoyo y ánimo, especialmente a Martín Silva por su apoyo constante, a Julio César Tello, César Castromonte, Daniel Soto, Rosendo Ochoa, Carmen Eyzaguirre, Manuel Brocca.
- A mis queridas amigas y amigos de la infancia, de la universidad y de toda la vida por su aliento constante.

## Tabla de Contenido

<b>Resumen</b>	<b>VII</b>
<b>Abstract</b>	<b>VIII</b>
<b>Lista de tablas</b>	<b>IX</b>
<b>Lista de figuras</b>	<b>X</b>
<b>Capítulo I. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1 Generalidades . . . . .	1
1.2 Objetivo General . . . . .	2
1.3 Metodología . . . . .	2
<b>Capítulo II. Fundamento Teórico</b>	<b>4</b>
2.1 Cúmulos Estelares abiertos . . . . .	4
2.1.1 NGC 6613 . . . . .	5
2.2 Diagrama HR y diagrama Color - Magnitud . . . . .	8
2.3 Esfera Celeste y Coordenadas Astronómicas. . . . .	10
2.4 Paralaje . . . . .	12
2.5 Movimiento propio . . . . .	13
2.6 Velocidad . . . . .	14
2.7 GAIA . . . . .	15
2.8 Cámara CCD . . . . .	17
2.9 Fotometría . . . . .	19
2.10 Magnitud . . . . .	20
2.11 Magnitud Absoluta . . . . .	21
2.11.1 Sistemas fotométricos . . . . .	21
2.11.2 Sistema fotométrico Johnson-Cousins . . . . .	22
2.11.3 Fotometría de banda ancha Gaia . . . . .	23
2.11.4 Extinción . . . . .	24
2.11.5 Transformación al Sistema Estándar . . . . .	26
2.11.6 Fotometría de apertura . . . . .	28
<b>Capítulo III. Datos Observacionales</b>	<b>30</b>
3.1 Descripción de los Datos . . . . .	30
3.2 Reducción de las imágenes . . . . .	32
3.2.1 Overscan y <i>trimm</i> . . . . .	33
3.2.2 Corriente de oscuridad . . . . .	33

3.2.3	Aplanamiento del campo . . . . .	36
3.2.4	Alineamiento de las imágenes . . . . .	37
3.2.5	Suma de las imágenes . . . . .	38
<b>Capítulo IV.</b>	<b>Reducción de las Imágenes del Cúmulo</b>	<b>41</b>
4.1	Alineamiento de las imágenes . . . . .	41
4.2	Determinación de las coordenadas de las estrellas . . . . .	41
4.3	Determinación de las magnitudes instrumentales y estándar . . . . .	43
4.3.1	Curva de crecimiento y determinación del radio de apertura . . . . .	43
4.3.2	Astrometría . . . . .	47
4.3.3	Determinación de las magnitudes instrumentales . . . . .	49
4.3.4	Determinación de las magnitudes estandar . . . . .	49
<b>Capítulo V.</b>	<b>Caracterización del Cúmulo</b>	<b>56</b>
5.1	Determinación de la pertenencia de las estrellas al cúmulo . . . . .	56
5.1.1	Estrellas con movimiento común. . . . .	56
5.1.2	Diagramas Color - Magnitud con fotometría Johnson - Cousins y fotometría Gaia . . . . .	62
5.1.3	Distancia al cúmulo . . . . .	64
5.1.4	Comparación con la literatura . . . . .	68
5.1.5	Edad de NGC 6613 . . . . .	69
<b>Conclusiones</b>		<b>72</b>
<b>Referencias Bibliográficas</b>		<b>74</b>
<b>Anexos</b>		<b>79</b>
Anexo A: Magnitudes Instrumentales y estándar de las estrellas analizadas . . . . .		79

## Resumen

En el Observatorio Astronómico de la UNI (OAUNI) observamos el cúmulo estelar abierto NGC 6613 en los filtros B, V y R. Se determinaron las magnitudes instrumentales de 162 estrellas del campo observado, se transformaron esas magnitudes al sistema estándar y se construyeron los diagramas color magnitud de esa muestra. Utilizando la base de datos del Gaia Data Release 3 del ESO Gaia Survey, se determinó la pertenencia de las estrellas al cúmulo analizando el movimiento propio de las estrellas de la muestra. Se obtuvo como resultado que 29 estrellas son miembros del cúmulo. Para el movimiento propio en ascensión recta y declinación se obtuvo un valor promedio de  $-0,490 \pm 0,068$  milisegundos de arco por año y  $-0,875 \pm 0,060$  milisegundos de arco por año, respectivamente. Se estimó la distancia al cúmulo a partir del paralaje, se determinó que el paralaje tiene un valor medio de  $0,633 \pm 0,027$  milisegundos de arco, por tanto la distancia estimada es de  $1,58^{(+0,15)}_{(-0,13)}$  kpc. Se construyeron los diagramas color-magnitud (CMD) del cúmulo en fotometría Johnson Cousins y GAIA en los cuales se observa que las estrellas del cúmulo en su mayoría son estrellas de secuencia principal. A partir del ajuste de isócronas teóricas, para  $[Fe/H]=0,0152$  y  $0,133$  se determinó la edad del cúmulo entre  $7,25 < \log(\text{Edad}) < 7,5$  años que equivale a  $17,8 \times 10^6 < \text{Edad} < 31,6 \times 10^6$  años.

Palabras clave - Cúmulos abiertos, Fotometría, NGC 6613, Diagramas Color-Magnitud, Isócronas

## Abstract

At the UNI Astronomical Observatory (OAUNI) we observed the open star cluster NGC 6613 in filters B, V and R. The instrumental magnitudes of 162 stars in the observed field were determined, these magnitudes were transformed into the standard system and the color-magnitude diagrams of that sample were constructed. Using the Gaia Data Release 3 database of the ESO Gaia Survey, the membership of the stars to the cluster was determined by analyzing the proper motion of the sample stars. As a result 29 stars of the sample are members of the cluster. For proper motion in right ascension and declination, an average value of  $-0,490 \pm 0,068$  milliarcseconds per year and  $0,875 \pm 0,060$  milliarcseconds per year, respectively, was obtained. The distance to the cluster was estimated from the parallax, the mean parallax determinated is  $0,633 \pm 0,027$  milliseconds of arc, therefore the estimated distance is  $1,58^{+0,15}_{-0,13}$  kpc. The color magnitude diagrams (CMD) of the cluster in Johnson Cousins and GAIA photometry were constructed. The cluster stars are mostly main sequence stars. From the theoretical isochrones fitting, for  $[Fe/H]=0,0152$  and  $0,133$ , the age of the cluster was determined as  $7,25 < \log (\text{Age}) < 7,5$  years, which is equivalent to  $17,8 \times 10^6 < \text{Age} < 31,6 \times 10^6$  years.

Keywords - Open Clusters, Photometry, NGC 6613, Color-Magnitude diagrams, Isochrones

## Lista de tablas

Tabla 1	Longitud de onda efectiva en Å y el FWHM del sistema fotométrico Johnson-Cousins. . . . .	22
Tabla 2	Datos observacionales. . . . .	32
Tabla 3	Magnitudes Instrumentales de las estrellas analizadas. . . . .	49
Tabla 4	Estrellas del campo NGC 6613 usadas para determinar los coeficientes de transformación. . . . .	51
Tabla 5	Coeficientes de transformación. . . . .	52
Tabla 6	Magnitudes Estándar de las estrellas analizadas. . . . .	54
Tabla 7	Valores medio, mínimo, máximo y desviación estándar ( $\sigma$ ) del paralaje, movimiento propio en ascención recta, movimiento propio en declinación de las estrellas del grupo <i>comoving</i> . . . . .	60
Tabla 8	Coordenadas, paralajes, movimientos propios en ascención recta y declinación e incertidumbres de las estrellas pertenecientes al cúmulo. . . . .	61
Tabla 9	Coordenadas, magnitud Gaia G, BP-RP, magnitudes estándar B, V y R de las estrellas pertenecientes al cúmulo. . . . .	63
Tabla 10	Paralaje, distancia y número de componentes (N) de NGC 6613 de la literatura. . . . .	69
Tabla 11	Magnitudes Instrumentales de las estrellas analizadas, . . . . .	79
Tabla 12	Magnitudes estándar de las estrellas analizadas, . . . . .	85

## Lista de figuras

Figura 1	Imagen y región del cielo donde se ubica el cúmulo NGC 6613. . . . .	6
Figura 2	Diagrama Color-Magnitud de varios cúmulos estelares abiertos de la Galaxia. . . . .	9
Figura 3	Esfera Celeste . . . . .	10
Figura 4	Sistema de coordenadas horizontal y distancia cenital. . . . .	11
Figura 5	Paralaje . . . . .	12
Figura 6	Componentes del movimiento propio en el sistema de coordenadas ecuatorial. . . . .	14
Figura 7	Órbita tipo Lissajous de Gaia y posición de L2. . . . .	16
Figura 8	Curvas de transmisión para los filtros componentes del sistema fotométrico Johnson-Cousins. . . . .	23
Figura 9	Curvas de transmisión para los filtros componentes del sistema fotométrico Gaia. . . . .	24
Figura 10	Dibujo esquemático de una imagen estelar en una cuadrícula de píxeles CCD. . . . .	29
Figura 11	Ubicación del Observatorio de Huancayo y disposición en el OAUNI de la sala de control y caseta donde está instalado el telescopio. .	30
Figura 12	Telescopio de 0,50 m Ritchey-Chrétien del OAUNI y cámara CCD STXL-6303E. . . . .	31
Figura 13	Imagen de flat con el filtro V, región de <i>overscan</i> y región de datos útiles de la imagen. . . . .	34
Figura 14	Imagen <i>dark</i> para un tiempo de exposición igual a 200 s. . . . .	35
Figura 15	Imagen de flat en el filtro B para un tiempo de exposición igual a 200 s. . . . .	37
Figura 16	Esquema general del tratamiento básico usual. . . . .	39
Figura 17	Imágenes del cúmulo NGC 6613 sin reducir y reducidas para los filtros B, V y R. . . . .	40
Figura 18	Imágenes resultantes del cúmulo NGC 6613 en los filtros B, V y R alineadas en función de la imagen obtenida con el filtro B. . . . .	42

Figura 19	Estrellas de los archivos de coordenadas en los filtros B, V y R. . . . .	44
Figura 20	Curva de crecimiento de dos estrellas del cúmulo NGC 6613. . . . .	46
Figura 21	Gráficos $(B - B_c)$ vs $B$ , $(V - V_c)$ vs. $V$ y $(R - R_c)$ vs. $R$ . . . . .	53
Figura 22	Diagramas color magnitud $V$ vs. $B - V$ y $V$ vs. $V - R$ . . . . .	55
Figura 23	Histograma del pmRA, del pmDE y del paralaje de todas las estrellas del campo de la lista. . . . .	57
Figura 24	Gráfico del movimiento propio en ascensión recta vs. movimiento propio en declinación de las estrellas de la lista. . . . .	58
Figura 25	Gráfico de las posiciones en el cielo de las estrellas con los vectores de movimiento propio proyectados. . . . .	59
Figura 26	Gráfico de las posiciones en el cielo de las estrellas del cúmulo NGC 6613 con los vectores de movimiento propio proyectados. . . . .	62
Figura 27	Diagrama tipo cubo relacionando las coordenadas ecuatoriales y el paralaje de las estrellas del cúmulo NGC 6613. . . . .	64
Figura 28	Diagrama color magnitud $V$ vs. $B-V$ . . . . .	65
Figura 29	Diagrama color - magnitud $V$ vs. $V-R$ . . . . .	66
Figura 30	Diagrama color - magnitud con fotometría Gaia. . . . .	67
Figura 31	Ajuste de isócronas. . . . .	71

# **Capítulo I: Introducción**

## **1.1 Generalidades**

Los cúmulos estelares, son grupos de estrellas que interactúan gravitacionalmente entre sí. Son importantes en el estudio de la formación y evolución de la Galaxia, que comprende la evolución cinemática y la evolución química. En el caso de los cúmulos abiertos, estos están distribuidos y pueden ser observados a lo largo del disco de la Galaxia, existen cúmulos de diferentes edades con diferente composición química o metalicidad cuyas estrellas componentes tienen diferentes velocidades, proporcionando así, información química y cinemática en diferentes épocas y en diferentes regiones del disco. La distribución radial de las abundancias a lo largo del disco, la relación edad - metalicidad pueden ser estudiadas con los cúmulos abiertos. Por tanto, es importante que las distancias, edades, metalicidad (que también es un vínculo observacional de los modelos de evolución química) sean obtenidas con buena precisión.

Los cúmulos abiertos también son importantes en el estudio de formación estelar, las estrellas se forman en cúmulos estelares. Al formarse a partir de una misma nube molecular, se considera que las estrellas del cúmulo tienen las mismas propiedades físicas como: distancia, metalicidad, movimiento propio, entre otras.

Las distancias pueden ser determinadas por astrometría, sin embargo, la atmósfera de la Tierra dificulta las mediciones desde la superficie de la Tierra. Mediciones astrométricas realizadas por satélites espaciales como Hipparcos y posteriormente Gaia permiten una mejor precisión en las medidas.

Una precisa determinación de pertenencia también es importante, en la región de observación, además de las estrellas del cúmulo existen estrellas de campo que no son miembros del cúmulo y que están distribuidas en diferentes direcciones, pueden estar a la misma distancia, más alejadas o a una distancia menor que el cúmulo. La pertenencia puede ser determinada mediante el análisis del movimiento propio de las estrellas de la región o aplicando modelos estadísticos con los que se obtiene la probabilidad de pertenencia de las estrellas.

## **1.2 Objetivo General**

El objetivo de este trabajo es realizar la caracterización del cúmulo abierto NGC 6613 o M18, determinar el paralaje, estimar la distancia al cúmulo y la pertenencia de las estrellas observadas al cúmulo. Determinar las magnitudes instrumentales de las estrellas del campo de observación en los filtros B, V y R y la transformación al sistema estándar Johnson-Cousins. Construir los diagramas color - magnitud en el sistema estándar y GAIA y, a partir del ajuste de isócronas, determinar la edad del cúmulo.

Este trabajo fue dividido de la siguiente forma:

- En el segundo capítulo es presentado el fundamento teórico.
- En el tercer capítulo son presentados los datos observacionales, los programas usados y los pasos iniciales del proceso de reducción de las imágenes.
- En el capítulo cuatro son presentados los pasos finales del proceso de reducción de las imágenes. El análisis de las imágenes reducidas, la determinación de las magnitudes instrumentales v, b y r y la transformación de estas magnitudes al sistema estándar V, B y R.
- En el capítulo cinco, es presentado el análisis de las imágenes reducidas, determinación del paralaje, del número total de miembros del cúmulo, estimación de la distancia al cúmulo, diagramas color magnitud. También es determinada la edad del cúmulo.
- En el capítulo seis, son presentadas las conclusiones y perspectivas de trabajos futuros.

## **1.3 Metodología**

La metodología adoptada en el presente trabajo consiste en :

- Observación del cúmulo abierto y obtención de los datos fotométricos en los filtros B, V y R.
- Reducción de los datos y determinación de las magnitudes instrumentales y transformación al sistema estándar Johnson-Cousins, con el programa IRAF (Tody, 1986), siguiendo el procedimiento estándar.

- Determinación de la pertenencia de las estrellas al cúmulo y obtención del número de miembros componentes a partir del análisis del movimiento propio con los programas IRAF y TOPCAT (Taylor, 2005), determinación del paralaje y estimación de la distancia del cúmulo al Sol.
- Construcción de los diagramas color - magnitud en fotometría Johnson-Cousins y GAIA.
- Determinación de la edad del cúmulo por el método de ajuste de isócronas.

## Capítulo II: Fundamento Teórico

En este capítulo se presenta el marco teórico y conceptual, abordaremos los principales conceptos utilizados en el desarrollo de este trabajo de investigación.

### 2.1 Cúmulos Estelares abiertos

Los cúmulos estelares abiertos (o simplemente cúmulos abiertos) son un conjunto de estrellas distribuidas de forma no simétrica y que están ubicados en su mayoría en el disco de la Galaxia. Están conformados por entre decenas hasta miles de estrellas que interactúan gravitacionalmente, presentan diferentes formas y tamaños, con radios entre 1 – 10 pc. En la Galaxia, la mayoría de cúmulos abiertos tienen masas  $\lesssim 5000 M_{\odot}$  y son jóvenes. Los cúmulos pueden contener gas y polvo y se considera que aún conservan las propiedades de la nube molecular de la cual se formaron, que el material a partir del cual se formaron no ha variado mucho con el tiempo, manteniéndose su composición química inicial casi constante. Los cúmulos con edades  $\lesssim$  unos pocos cientos de millones de años con frecuencia se organizan jerárquicamente, con los cúmulos abiertos agrupados en asociaciones con tamaños de hasta unos pocos cientos de pc o, en asociaciones agrupadas en complejos con tamaños en el orden de kpc, etc (Krumholz et al., 2019). Las estrellas de los cúmulos abiertos tienden a dispersarse debido a la energía cinética de los miembros, rotación diferencial de la Galaxia o perturbaciones gravitacionales internas. En la Galaxia, existen alrededor de  $10^5$  cúmulos abiertos, muchos de los cuales debido a la gran cantidad de polvo y gas que existe en dirección del disco de la Galaxia, son observados en el Infrarrojo y no en el visible.

En Lada y Lada (2003) definen a los cúmulos estelares como un grupo de 35 a más estrellas físicamente relacionadas cuya densidad de masa estelar excede  $1,0 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$ . Consideran a los cúmulos como grupos de estrellas físicamente relacionadas y cuya densidad de masa estelar observada sea lo suficientemente grande, para que el grupo sea estable frente a la perturbación de las fuerzas de marea de la Galaxia y al paso de nubes interestelares.

Según su relación con la materia interestelar, Lada y Lada (2003) clasifican a los cúmulos como: cúmulos expuestos, con poca o sin materia interestelar dentro de sus límites,

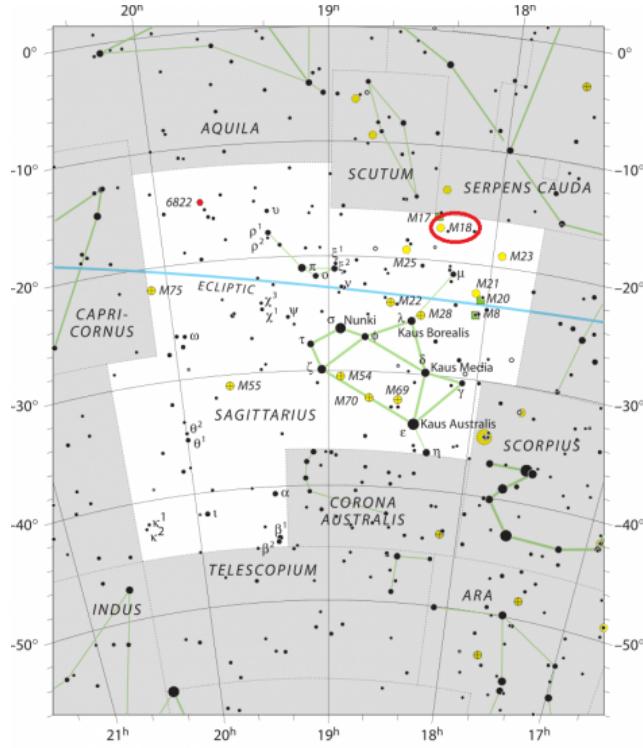
y cúmulos embutidos que están parcial o totalmente embutidos dentro de gas y polvo interestelar y que son detectados en el IR, estos cúmulos se convertirán en cúmulos expuestos después de salir de las nubes moleculares. Además, en su definición de cúmulo Lada y Lada (2003) incluyen sistemas estelares de dos tipos o estados dinámicos los cúmulos ligados, que son sistemas cuya energía total es negativa y los cúmulos no ligados cuya energía total es positiva. Un cúmulo abierto clásico es definido como un cúmulo ligado y expuesto.

### 2.1.1 NGC 6613

Es un cúmulo abierto descubierto por Charles Messier en junio de 1764, quien lo catalogó como Messier 18 (M18) en su “*Catalogue des nebuleuses et des amas d'etoiles*” (Catálogo de nebulosas y cúmulos de estrellas) (Messier, 1781) publicado hasta 1850. M18 también es conocido con el nombre de NGC 6613 (según el catálogo *New General Catalogue*) o como OCl 40 según el catálogo “*Budapest Catalogue of Star Clusters and associations*” (Alter et al., 1994) (Alter et al, 1970). Está ubicado en la constelación de Sagitario cerca de la nebulosa Omega (M17), sus coordenadas ecuatoriales son: *Ascensión Recta* ( $\alpha$ ) =  $18^h\ 19^m\ 58.0^s$  y *Declinación* ( $\delta$ ) =  $-17^\circ\ 06' 06''$ , y sus coordenadas galácticas son: *latitud galáctica* ( $b$ ) =  $14,1827^\circ$  y *longitud galáctica* ( $l$ ) =  $-1,0112^\circ$ . El diámetro angular de 5 minutos de arco fue obtenido por Morales et al. (2013). En la Figura 1a se observa la región del cielo donde está ubicado NGC 6613 y en 1b una imagen del cúmulo.

Desde su descubrimiento hasta la actualidad diversos trabajos sobre este cúmulo han sido realizados en diferentes regiones espectrales, producto de lo cual, sus características y diversos parámetros físicos han sido determinados y publicados. Para la velocidad radial, Loktin y Popova (2017) y Conrad et al. (2017) independientemente obtuvieron el valor de -14 km/s. Respecto al movimiento propio en ascención recta ( $\mu_\alpha$ ) y declinación ( $\mu_\delta$ ), Cantat-Gaudin et al. (2020) obtuvieron valores de  $\mu_\alpha = -0,508$  y  $\mu_\delta = -0,917$  milisegundos de arco por año (mas/año), Poggio et al. (2021) obtuvieron  $\mu_\alpha = -0,494 \pm 0,056$  y  $\mu_\delta = -0,880 \pm 0,090$  milisegundos de arco por año y W. S. Dias et al. (2021) obtuvieron  $\mu_\alpha = -0,499 \pm 0,227$  y  $\mu_\delta = -0,938 \pm 0,247$  mas/año, Sánchez et al. (2020) obtuvieron valores de  $\mu_\alpha = -0,629$  y  $\mu_\delta = -0,985$  mas/año. El paralaje de NGC 6613 también ha sido determinado, W. S. Dias et al. (2021) y Cantat-Gaudin et al. (2020) obtuvieron valores de  $0,644 \pm 0,046$  y  $0,640 \pm 0,028$  milisegundos de arco, respectivamente, por citar los resultados más recientes.

**Figura 1:**  
 Imagen y región del cielo donde se ubica el cúmulo NGC 6613.



(a)



(b)

*Nota:* (a) Región del cielo donde se ubica NGC 6613. Fuente: *IAU/Sky&Telescope*(Roger Sinnott & Rick Fienberg). (b) Imagen en el óptico de NGC 6613. Fuente: *Aladin/CDS* (<https://aladin.cds.unistra.fr>).

Respecto a las distancias, analizando placas fotográficas en Rieke (1935) determinaron a partir del módulo distancia, la distancia de 54 cúmulos galácticos incluido NGC 6613. Debido a la dificultad de determinar la extinción, calcularon la distancia considerando tres valores de extinción 0; 0,4 y 0,8, obteniendo distancias iguales a 1380 pc, 1120 pc y 960 pc, respectivamente. Alter (1943) también a partir de placas fotográficas determinó la distancia de NGC 6613 a partir del módulo distancia. Con un módulo distancia promedio de 12,267, determinó una distancia de 2070 (2840)  $\pm$  170 pc, en sus cálculos fueron considerados los efectos de la extinción, la neblina y el error en la distancia debido a la elongación de la imagen de la estrella a cierta distancia del centro de la placa. También determinaron el diámetro angular del cúmulo y el número de estrellas, obteniendo 9,8 segundos de arco y 26 estrellas con una dispersión  $\sigma=5$ , respectivamente.

En el catálogo Catalogue of Stars in Open Cluster Areas (CSOCA), Kharchenko et al. (2005) determinó una distancia de 1296 pc y en Dib et al. (2018) presentaron una distancia de 1213 pc, en ambos casos determinada a partir del módulo distancia. Cantat-Gaudin et al. (2020) obtuvieron una distancia de 1477 pc con datos de Gaia en el GaiaDR2 (Second Gaia Data Release) a partir de métodos estadísticos, e identificaron a 25 estrellas como miembros del cúmulo. En Loktin y Popova (2017) calcularon una distancia de 1302 pc.

Respecto a la edad, (Morales et al., 2013) obtuvieron, como edad del cúmulo, en unidades logarítmicas una edad igual a  $\log(\text{edad})=7,223$  que equivale a  $16,7 \times 10^6$  años, Kharchenko et al. (2016) obtuvieron  $\log(\text{edad}) = 7,705$  que equivale a  $50,7 \times 10^6$  años.

Sobre la extinción interestelar E(B-V), Kharchenko et al. (2009) presentan un valor de 0,45, Lynga (1995) un valor de E(B-V)= 0,42 . Respecto a la metalicidad W. S. Dias et al. (2021) determinaron que su valor es igual a 0,133.

El cúmulo no solo ha sido observado en el visible, en Kharchenko et al. (2016) determinaron las magnitudes integradas absolutas en las bandas J, H, KS en base en la membresía derivada del catálogo 2MAst, una fusión de los catálogos PPMXL y 2MASS.

NGC 6613 es un cúmulo con pocos miembros, Lindoff (1971) determinó la pertenencia de 26 estrellas al cúmulo a partir del diagrama HR, considerando como estrellas del cúmulo aquellas con una diferencia en magnitud de 0,02 respecto a la ZAMS. Samperero et al. (2017) aplicando tres métodos estadísticos diferentes, y utilizando como datos las posiciones y movimientos propios del cuarto catálogo astrométrico de astrógrafos CCD

(UCAC4) del Observatorio Naval de los Estados Unidos (USNO), determinaron que 66 estrellas del cúmulo coinciden con los tres métodos. Cantat-Gaudin et al. (2018) determinaron la pertenencia al cúmulo considerando la distribución de las estrellas, el paralaje y los movimientos propios obtenidos por Gaia en el GaiaDR2 (Second Gaia Data Release), determinaron que 49 estrellas pertenecen al cúmulo con una probabilidad  $P>0,5$ . Posteriormente en Cantat-Gaudin et al. (2020) actualizaron sus resultados considerando una probabilidad  $P > 70\%$  determinando por métodos de inferencia estadísticos, una pertenencia al cúmulo de 25 estrellas. W. Dias, Monteiro, y Assafin (2018) considerando métodos estadísticos, la probabilidad de distribución, el paralaje y movimientos propios determinaron que 97 estrellas pertenecen al cúmulo, los datos usados son del quinto catálogo astrométrico de astrógrafos CCD (UCAC5) del Observatorio Naval de los Estados Unidos (USNO), posteriormente en W. S. Dias et al. (2021) con datos publicados de GAIA DR2, concluyeron que 48 estrellas pertenecen al cúmulo. En Sánchez et al. (2020) usando las posiciones de las estrellas y movimientos propios de GAIA determinaron 38 miembros.

## 2.2 Diagrama HR y diagrama Color - Magnitud

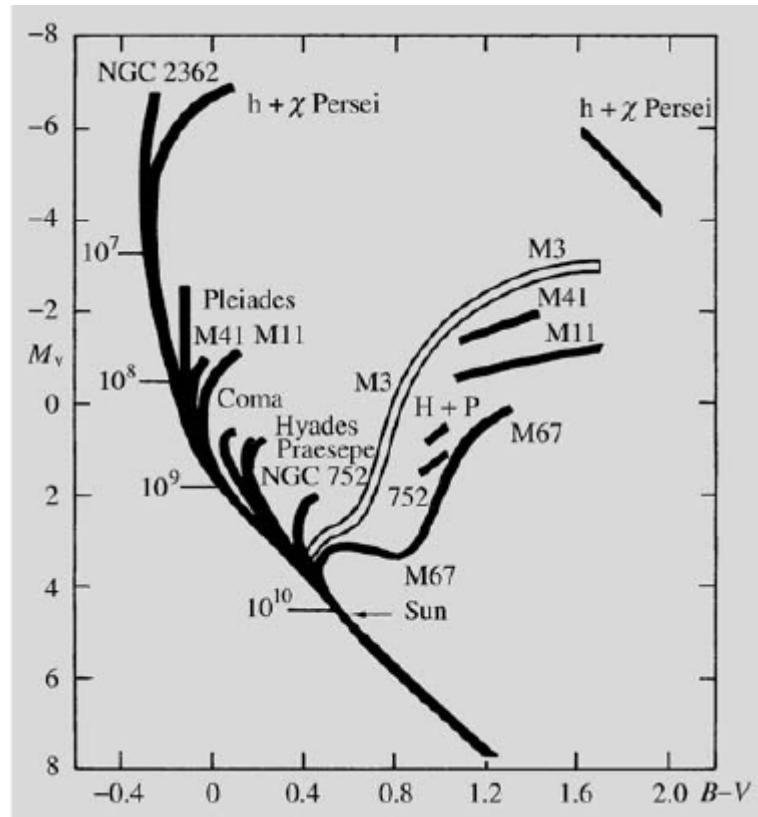
En 1911 Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell desarrollaron independientemente un gráfico que relaciona la magnitud absoluta con el tipo espectral y que es conocido como el diagrama Hertzsprung - Russell o simplemente diagrama HR. En general, relaciona la medida de brillo con la temperatura de la estrella. El diagrama HR es una herramienta necesaria en el estudio de la evolución estelar.

Observacionalmente, es más usado el diagrama Color - Magnitud (diagrama CM) que es un gráfico de magnitud vs color. Como las estrellas de un cierto tipo espectral (el cual depende de la temperatura) tienen un color único, un diagrama CM es equivalente a un diagrama HR. La magnitud considerada puede ser magnitud absoluta (para estrellas con distancias conocidas) o magnitud aparente (si las estrellas están aproximadamente a una misma distancia). En el caso de los cúmulos abiertos, en su mayoría, su tamaño es pequeño comparado con su distancia al Sol, por tanto, se puede considerar que las estrellas que lo conforman están a la misma distancia del Sol y que la diferencia entre la magnitud aparente y absoluta es la misma (Binney y Merrifield, 2000).

El índice de color  $B - V$ , está relacionado con la temperatura de color de la estrella,

**Figura 2:**

Diagrama Color-Magnitud de varios cúmulos estelares abiertos de la Galaxia.



*Nota:* Excepto M3 que es un cúmulo globular de la Galaxia. Fuente: Sandage (1956).

que es una medida de las cantidades relativas de radiación en dos regiones de longitud de onda.

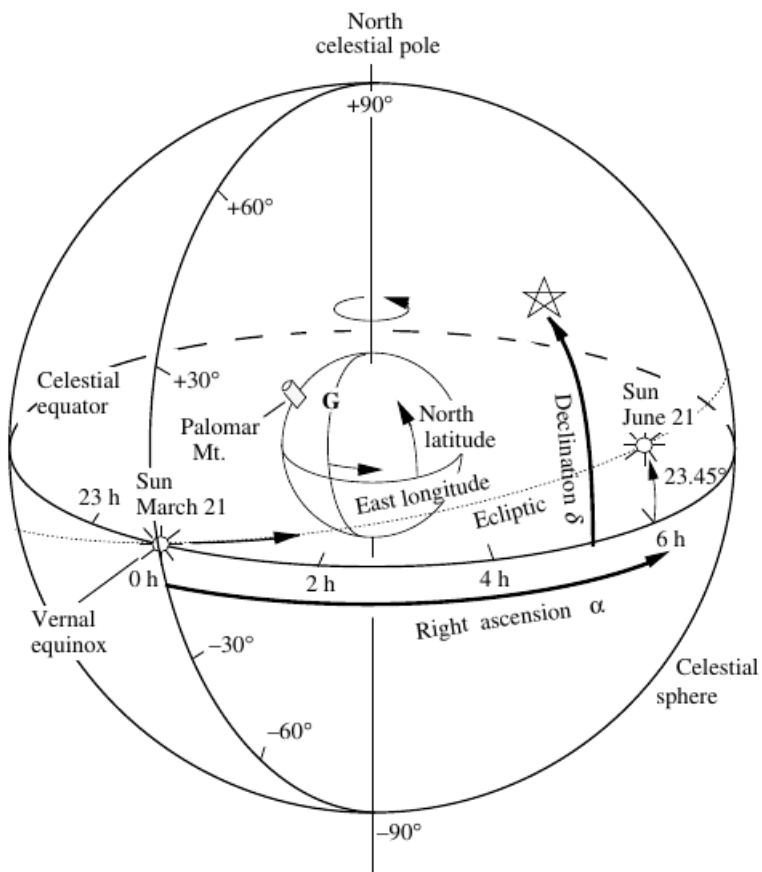
En la Figura 2 se observa el diagrama CM de varios cúmulos abiertos (excepto M3 que es un cúmulo globular) de la Galaxia. Se observa que la mayor parte de las estrellas que lo conforman están en la secuencia principal y se extiende desde la región de estrellas jóvenes y calientes (extremo superior izquierdo del diagrama) hasta la región de estrellas frias (extremo inferior derecho del diagrama); los cúmulos más evolucionados presentan además estrellas en la rama de las gigantes. El punto en el diagrama donde termina la secuencia principal y se inclina hacia la rama gigante es llamado el punto de *turn-off* el cual depende de la edad del cúmulo, y es utilizado para determinar la edad del cúmulo. El diagrama CM puede entenderse en términos de evolución: la secuencia principal representa estrellas jóvenes (Población I), las gigantes son estrellas más viejas y evolucionadas (Poblaciones I y II) y las enanas blancas son estrellas en la etapa final de la evolución estelar de una estrella de baja masa y masa intermedia.

En un diagrama color magnitud se puede determinar la edad, extinción y metalicidad del cúmulo estelar a partir del ajuste de isócronas teóricas. Una isócrona (*iso* = igual, *cronos* = tiempo o edad), representa la distribución de magnitud versus color de un cúmulo conformado por estrellas de diferentes masas pero de la misma edad.

### 2.3 Esfera Celeste y Coordenadas Astronómicas.

La esfera celeste es definida como una esfera imaginaria centrada en la Tierra y de radio infinito en la que están proyectados los astros (Karttunen et al., 2007). En la Figura 3 se presenta un gráfico de la esfera celeste indicando algunos puntos, líneas y planos principales útiles para determinar la posición de los astros.

**Figura 3:**  
*Esfera Celeste.*



*Nota:* Fuente Bradt (2004).

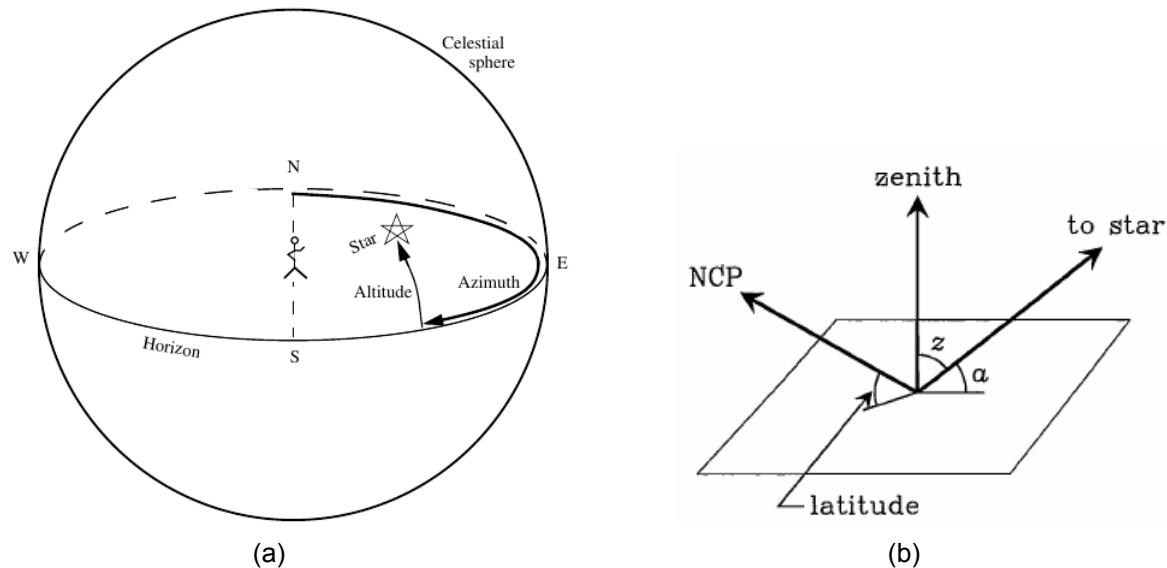
Al girar la Tierra alrededor del Sol de este a oeste, este parece moverse en dirección oeste - este alrededor de la esfera celeste en una trayectoria imaginaria llamada eclíptica.

La eclíptica y el plano ecuatorial forman un ángulo igual a  $23^{\circ}27'$ , que es el mismo valor del ángulo de inclinación del eje de rotación de la Tierra.

Para determinar la posición de una estrella o un objeto en el cielo es necesario seleccionar un sistema de coordenadas. La posición de un astro será determinada a través de dos ángulos de posición, uno de los ángulos medido sobre un plano y el otro es medido perpendicularmente a él, la distancia al objeto no es considerada.

El sistema de coordenadas fundamental para observaciones hechas desde la Tierra es el Sistema Ecuatorial. Es un sistema fijo en la esfera celeste y sus coordenadas no dependen del lugar ni del instante de observación. El sistema de coordenadas Ecuatorial, Figura 3, utiliza como plano fundamental el ecuador celeste. Sus coordenadas son: **ascensión recta ( $\alpha$ )**, que es el ángulo medido sobre el ecuador con origen en el meridiano que contiene el punto Vernal, puede tomar los valores  $0 \leq \alpha \leq 360^{\circ}$  (o  $0 \leq \alpha \leq 24h$ ) y, la **declinación ( $\delta$ )** que es el ángulo medido sobre el meridiano del astro con origen en el ecuador, puede tomar los valores  $-90^{\circ} \leq \delta \leq +90^{\circ}$ . La  $\alpha$  y  $\delta$  permanecen aproximadamente constantes por largos periodos.

**Figura 4:**  
*Sistema de coordenadas horizontal y distancia cenital.*



*Nota:* (a) Sistema de coordenadas horizontal. (b) Distancia cenital  $z$ . Fuente Bradt (2004).

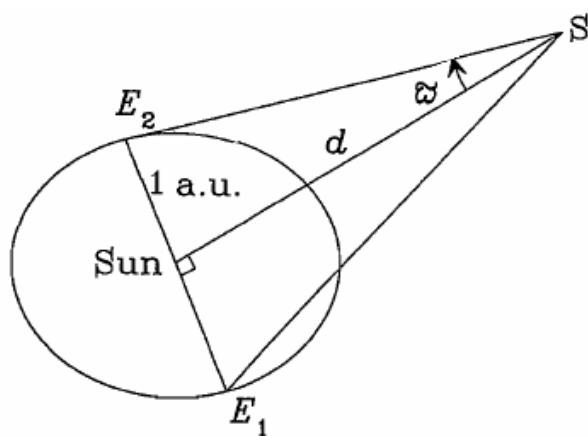
Por otro lado, en el sistema de coordenadas horizontal (ver Figura 4a), el plano fundamental es el horizonte celeste. Las coordenadas horizontales son: **azimut (A)**, que indica en qué dirección a lo largo del horizonte se encuentra el objeto, se mide en el plano

horizontal a partir del Norte geográfico en dirección hacia el Este hasta la dirección donde se encuentra el objeto, puede tomar valores  $0 \leq A \leq 360^\circ$  y, la **altura (h)** indica la posición de un objeto sobre el horizonte, puede tomar valores  $-90^\circ \leq h \leq 90^\circ$ . El azimut y la altura dependen del lugar y del momento de la observación. La distancia cenital de una estrella  $z$  es la distancia angular desde el cenit y está relacionada con la altitud o altura  $h$  según la relación:  $h = 90^\circ - z$ , como es mostrado en la Figura 4b.

## 2.4 Paralaje

El paralaje heliocéntrico o paralaje trigonométrico es denotado por  $\pi$  (o  $\varpi$ ), puede definirse como la diferencia de dirección de una estrella visto por un observador desde dos puntos distantes. Conforme la Tierra rota alrededor del Sol, el punto desde el cual las estrellas son observadas cambia y su dirección aparente también cambia. El procedimiento generalmente usado para determinar el paralaje consiste en tomar una imagen de una estrella, con seis meses de diferencia, cuando la Tierra está en posiciones opuestas ( $E_1$  y  $E_2$  en la Figura 5). La posición de la estrella ( $S$ , en la figura 5) con respecto a las estrellas de fondo (que se consideran fijas y alejadas) es medida en cada imagen y la diferencia entre estas posiciones equivale a dos veces el paralaje relativo ( $2\pi$ ). Durante un año, la posición aparente de la estrella traza un camino elíptico llamado elipse paraláctica. Como las estrellas están alejadas sus paralajes son pequeños.

**Figura 5:**  
*Paralaje.*



Nota: Fuente Binney y Merrifield (2000).

El paralaje heliocéntrico es usado para medir las distancias de las estrellas más próximas según la relación:

$$d[pc] = \frac{1}{\pi[\text{''}]} \quad (1)$$

donde la unidad de distancia es el parsec <sup>1</sup> y del paralaje segundos de arco (''). Cuanto mayor es el valor del paralaje la distancia es menor.

En la práctica el procedimiento se complica debido a que la atmósfera afecta las observaciones. Además, las distancias de las estrellas de referencia no son infinitas por tanto tienen un cierto paralaje. Estas se mueven en elipses paralácticas y se deben realizar correcciones para obtener el paralaje absoluto, las correcciones dependen del brillo de las estrellas de referencia y de las coordenadas galácticas del campo. Las misiones espaciales Hipparcos y Gaia miden el paralaje directamente con buena precisión debido principalmente a que la atmósfera de la Tierra no afecta las observaciones.

## 2.5 Movimiento propio

La variación angular de la posición de una estrella en la dirección perpendicular a la línea de visión es llamada de movimiento propio. El movimiento propio es una cantidad vectorial, su magnitud generalmente se mide en milisegundos de arco por año, es representado con la letra  $\mu$  y su dirección puede ser especificada por la posición angular  $\theta$ . En el sistema ecuatorial, para un cierto intervalo de tiempo  $\Delta t$  la componente del movimiento propio a lo largo de la declinación o perpendicular al ecuador celeste es ( $\mu_\delta = \delta/\Delta t$ ) y la componente del movimiento propio a lo largo de la declinación o componente paralela al ecuador celeste es ( $\mu_\alpha = \alpha/\Delta t$ ). La variación anual en función del  $\mu$  y  $\theta$  para la componente perpendicular al ecuador celeste se denota como  $\mu_\delta = \mu \cos(\theta)$  y para la componente paralela al ecuador celeste, coregida por la declinación, se denota como  $\mu \sin(\theta) = \mu_\alpha \cos(\delta)$ , en la Figura 6 se observa las componentes del movimiento propio.

Así, el movimiento propio se obtiene de:

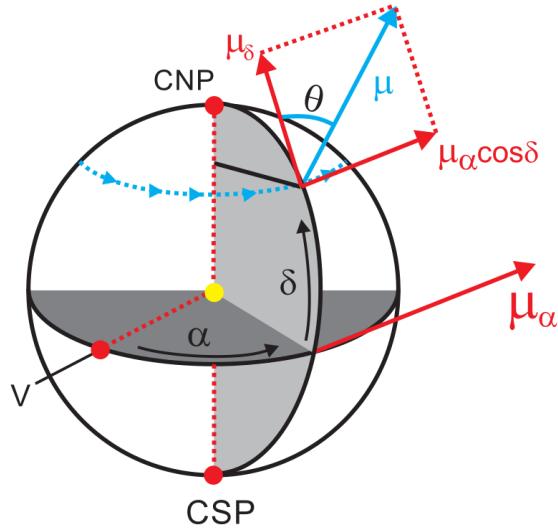
$$\mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 \cos^2(\delta) + \mu_\delta^2} \quad (2)$$

---

<sup>1</sup>El parsec (pc) es una unidad de longitud usada en astronomía definida como la distancia a la cual 1 segundo de arco subtende 1 UA.

**Figura 6:**

Componentes del movimiento propio en el sistema de coordenadas ecuatorial.



Debido a su movimiento en el espacio las estrellas cambian lentamente su posición entre sí. Dado que las estrellas se encuentran a grandes distancias, sus movimientos propios no son distinguibles a simple vista y solamente pueden ser medidos con instrumentos muy precisos. Para obtener un buen movimiento propio es necesario comparar las posiciones de las estrellas en diferentes épocas.

## 2.6 Velocidad

La velocidad con la que las estrellas se mueven en el espacio se denomina velocidad espacial ( $\vec{v}$ ). La velocidad de una estrella relativa a un observador se puede descomponer en dos componentes perpendiculares entre si, la velocidad radial ( $\vec{v}_r$ ) y la velocidad tangencial o transversal ( $\vec{v}_t$ ). La velocidad espacial es la suma de la velocidad radial ( $\vec{v}_r$ ) y la velocidad tangencial ( $\vec{v}_t$ ). La magnitud de la velocidad espacial ( $v$ ) se obtiene de  $v = \sqrt{v_r^2 + v_t^2}$

La velocidad radial, describe el movimiento relativo de una estrella a lo largo de la línea de visión del observador. Si la velocidad radial es positiva indica que la estrella se aleja del observador y si es negativa indica que la estrella se acerca al observador.

La velocidad transversal o tangencial, es la componente perpendicular a la línea de visión. Dado que el movimiento propio indica el desplazamiento angular por unidad de tiempo, conociendo la distancia a la estrella es posible determinar su velocidad tangencial.

Sea que, en un intervalo de tiempo  $\Delta t$ , la estrella se mueve en una dirección perpendicular a la línea de visión del observador una distancia  $\Delta d = v_t \Delta t$ . Si la distancia del observador a la estrella es  $r$ , el desplazamiento angular a lo largo de la esfera celeste será  $\Delta\theta = \Delta d/r = v_t \Delta t/r$ . Así, el movimiento propio con la  $v_t$  de la estrella están relacionados según  $\mu = \Delta\theta/\Delta t = v_t/r$ . La velocidad transversal se puede calcular a partir de la siguiente ecuación:

$$v_t = 4,74 \mu r \quad (3)$$

donde  $v_t$  está en km/seg, el movimiento propio  $\mu$  en segundos de arco/año y la distancia en parsecs

## 2.7 GAIA

La astronomía de posición o astrometría es la rama de la Astronomía más antigua; desde sus inicios hasta el presente muchos catálogos con las posiciones de los astros en el cielo han sido desarrollados. En las últimas décadas los avances tecnológicos han permitido una mejora en la precisión, tamaño y alcance de los datos de astrometría. Es el caso de los datos obtenidos por Hipparcos <sup>2</sup> (Perryman et al., 1997) publicados en 1997 que contiene las posiciones de 100000 estrellas de la Galaxia y, posteriormente Gaia con una mayor capacidad y precisión astrométrica.

GAIA <sup>3</sup> (Collaboration et al., 2016a), (Collaboration et al., 2016b), (Brown et al., 2021) es una misión espacial europea lanzada en el 2013 por la Agencia Espacial Europea (ESA, por su acrónimo en inglés) que proporciona resultados de astrometría, fotometría y espectroscopia. Su principal objetivo es hacer un mapa de la Galaxia para el estudio de la estructura cinética, química y dinámica y de su evolución. Alrededor de 2000 millones de estrellas ( $\sim 1\%$  de la población de la Vía Láctea) han venido siendo observadas y se prevee que cada fuente será observada aproximadamente 70 veces durante el tiempo de vida útil de GAIA.

Gaia orbita el segundo punto de Lagrange (L2)<sup>4</sup> en una órbita tipo Lissajous con el

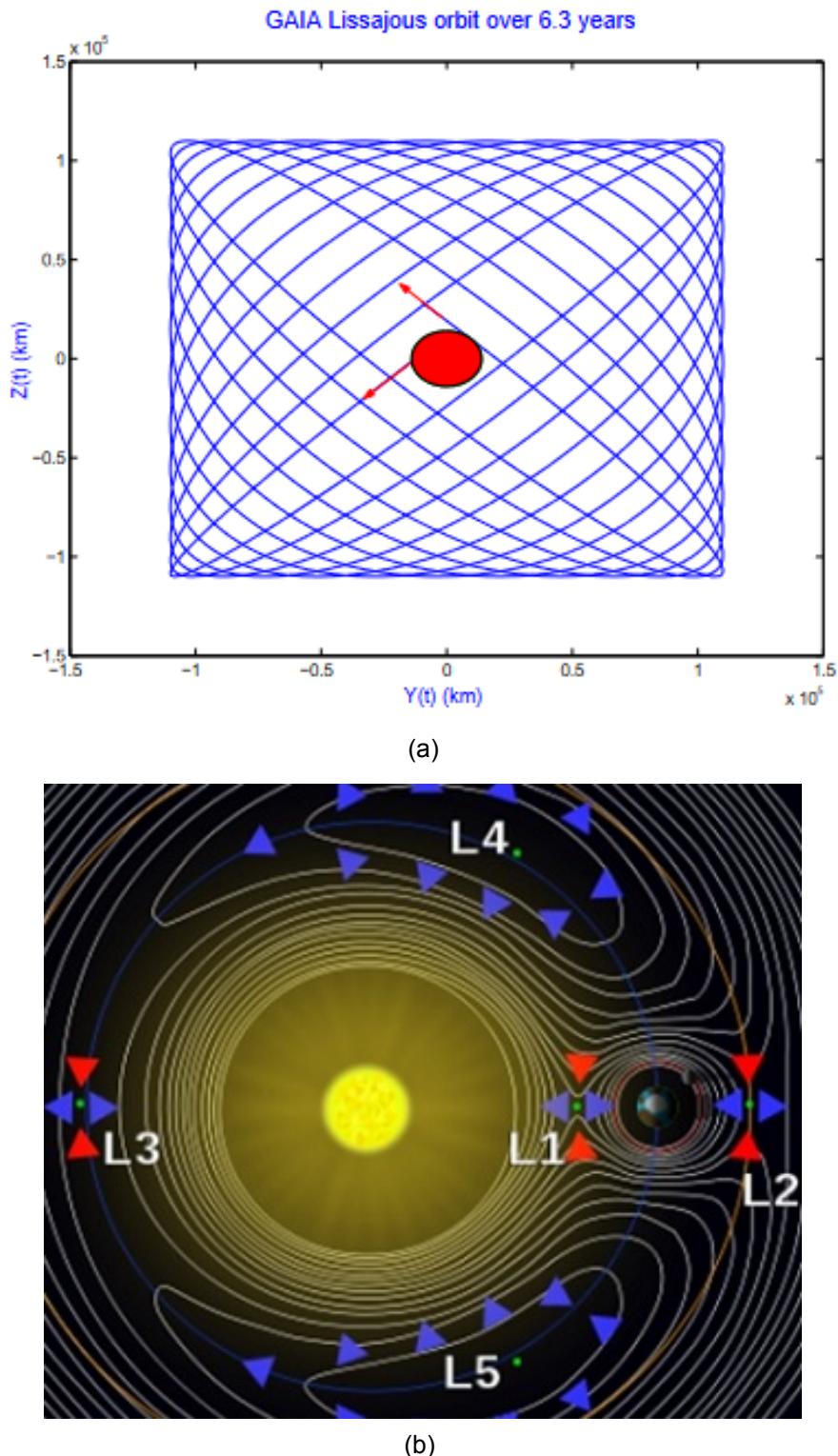
---

<sup>2</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/hipparcos/catalogues>

<sup>3</sup><https://www.gaia-eso.eu/>

<sup>4</sup>L2 es uno de los cinco puntos de Lagrange del sistema Sol-Tierra, son posiciones en el espacio donde la atracción gravitacional del Sol y la Tierra se combinan de modo que pequeños objetos (como satélites) en esa región tienen el mismo período orbital que la Tierra, además de poder mantenerse en una posición estable con

**Figura 7:** Órbita tipo Lissajous de Gaia y posición de L2.



*Nota:* (a) Órbita tipo Lissajous de Gaia, el círculo rojo central indica la región de la sombra de la Tierra. Fuente: GAI/A-ESA. (b) Posición de L2 en la línea Tierra-Sol en dirección opuesta al Sol. Fuente: <https://www.nasaspacesflight.com/2014/01/eml2-gaia-destination-future-possibilities/>.

punto L2 en su centro (Figura 7a). El segundo punto de Lagrange (L2), está ubicado a una distancia de la Tierra de aproximadamente 1,5 millones de kilómetros, a lo largo de la línea Sol-Tierra en dirección opuesta al Sol. En la Figura 7b se observa la posición de L2 y en la Figura 7a la órbita tipo Lissajous proyectada en el plano perpendicular a la línea Tierra-L2, como es vista desde la Tierra. Las condiciones iniciales son escogidas de forma que la órbita no se desplace dentro de la sombra de la Tierra representada por el círculo rojo central.

Los resultados de Gaia son de libre acceso, son publicados en el *gaia archive*<sup>5</sup>. En este trabajo se utilizaron los datos de *Gaia Early Data Release 3*(Gaia EDR3)<sup>6</sup> publicado en diciembre de 2020 y *Gaia-ESO Data Release 3* (Gaia DR3)<sup>7</sup> publicado en junio de 2022. EDR3 contiene los valores de la posición ( $\alpha$  y  $\delta$ ), paralaje, movimientos propios de aproximadamente  $1,468 \times 10^9$  objetos, con una magnitud límite de  $G \approx 21$ , magnitudes G para aproximadamente  $1,806 \times 10^9$  objetos, magnitudes GBP y GRP para aproximadamente  $1,542 \times 10^9$  y  $1,555 \times 10^9$  objetos, respectivamente.

## 2.8 Cámara CCD

La cámara CCD (*Charge-Coupled Device* por sus siglas en inglés) o Dispositivo de carga acoplada, es un detector que basa su funcionamiento en el efecto fotoeléctrico. De tamaño generalmente rectangular está conformado por una lámina de silicio. Está formado por una gran cantidad de regiones pequeñas llamada píxel, cada una de ellas constituye un elemento de imagen. Están ordenados en filas y columnas que pueden controlarse electrónicamente (Zeilik y Gregory, 1998). Al incidir un fotón sobre el detector puede liberar un electrón, que quedará acumulado dentro de un píxel. Después de la exposición, se aplica una diferencia de potencial para mover la carga almacenada fila por fila hacia un búfer. En el búfer, las cargas son movidas píxel por píxel hacia un conversor análogo/digital que transmite el valor digital al computador (Karttunen et al., 2007). Entre las ventajas del CCD frente a otros detectores, están: Cubren una buena parte del campo de visión de un telescopio y la imagen sale en forma digital, lista para ser procesada por el computador.

La linealidad, una de las características principales de la cámaras CCD es su linealidad por la cual la intensidad registrada en cada píxel en forma de electrones es proporcional

---

<sup>5</sup><https://gea.esac.esa.int/archive/>

<sup>6</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/early-data-release-3>

<sup>7</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/data-release-3>

a la luz incidente, esa cualidad además de la sensibilidad a la luz del detector permite obtener medidas fotométricas con buena precisión (Galadi-Enriquez y Canudas, 1998).

La eficiencia cuántica (EC), indica la capacidad de un detector para convertir los fotones que ingresan en datos útiles. Se define como la relación entre los fotones incidentes y los fotones detectados o almacenados en el dispositivo. Una EC del 100 % tendría un detector ideal en el que cada fotón entrante sería detectado. Comparando con otros detectores, los CCD tienen una mayor capacidad para convertir los fotones incidentes en fotoelectrones.

La relación Señal-ruido (S/N), para realizar una observación astronómica de alta calidad, es importante que las observaciones tengan la mayor cantidad de información posible, lo cual es analizado en términos de la relación señal-ruido. Da una idea de la calidad de la observación, una S/N de 100 es en general buena, mientras que una S/N de 3 no lo es.

La ecuación de la relación S/N de una medición hecha con un CCD está dada por

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{pix}(N_S + N_D + N_R^2)}} \quad (4)$$

donde  $N_*$  es el número total de fotones recolectados de la fuente de interés,  $n_{pix}$  es el número de píxeles considerados para el cálculo de S/N,  $N_S$  es el número total de fotones por píxel del fondo (o cielo),  $N_D$  es el número total de electrones de corriente oscura por píxel y  $N_R^2$  es el número total de electrones por píxel resultantes del ruido de lectura. Si el ruido está dominado por el primer término del ruido  $N_*$  (es decir, la contribución del ruido de la fuente misma), entonces la ecuación 4 será

$$\frac{S}{N} = \sqrt{N_*} \quad (5)$$

Sea un detector sobre el que cae un flujo de fotones  $F_p$ , medido en fotones por segundo. El número total de fotones detectados es el producto de la Eficiencia cuántica del detector,  $EC$  y el tiempo  $t$  de observación (o tiempo de integración) (Zeilik y Gregory, 1998). Luego,

$$\frac{S}{N} = \sqrt{F_p * EC * t} \quad (6)$$

## 2.9 Fotometría

La fotometría es la medida de la luz que viene de un objeto. En el caso de los objetos celestes, en la actualidad, la radiación electromagnética proveniente del espacio es estudiada con detectores electrónicos. Gran parte de la información de la naturaleza física de las estrellas o de la fuente de radiación es obtenida estudiando la distribución de energía de la radiación electromagnética proveniente de ella.

La magnitud característica de un campo de radiación es la Intensidad específica ( $I_\nu$ ), definida como la energía por unidad de área por unidad de tiempo emitida por la fuente en un intervalo de frecuencias  $d\nu$  dentro de un ángulo sólido  $d\omega$  que forma un ángulo  $\theta$  con la dirección normal a la superficie emisora.

$$I_\nu = \frac{dE}{dtdA\cos\theta d\nu d\omega} \quad (7)$$

las unidades son  $\text{Jm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{sr}^{-1}\text{Hz}^{-1}$ . Por definición, la  $I_\nu$  es independiente de la distancia. La Intensidad total  $I$ , es la intensidad específica en todo el espectro de frecuencias

$$I = \int_0^\infty I_\nu d\nu \quad (8)$$

Sin embargo, lo que mide el detector es el Flujo, que está definido como la energía por unidad de área por unidad de tiempo que llega al detector. Para una frecuencia dada el flujo será la cantidad de energía radiante atravesando una unidad de área por unidad de tiempo por intervalo de frecuencia

$$dF_\nu = \frac{dE}{dtdAd\nu} = I_\nu \cos\theta d\omega \quad (9)$$

sus unidades son  $\text{Wm}^{-2}$ . El flujo de la radiación disminuye con la distancia al cuadrado. El flujo en todo el espectro de frecuencias está dado por:

$$I = \int_0^\infty F_\nu d\nu \quad (10)$$

Para un objeto que radia isotrópicamente (como una estrella), el Flujo a una distancia  $d$  será

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (11)$$

siendo L la luminosidad que es la potencia de la radiación, cuya unidad es el Watts. El flujo en la superficie de una estrella de radio R, es

$$F = \frac{L}{4\pi R^2} \quad (12)$$

## 2.10 Magnitud

Uno de los primeros en observar el cielo y catalogar a las estrellas observadas fue el astrónomo griego Hiparco. Hiparco inventó una escala numérica para describir el brillo aparente de las estrellas visibles a simple vista, en la cual, les asignó una magnitud aparente  $m = 1$  a las estrellas más brillantes del cielo y una magnitud aparente  $m = 6$  a las estrellas más débiles. Con esta escala creó un catálogo conformado por unas 850 estrellas. Posteriormente, en el siglo XIX Robert Pogson dió una base cuantitativa de la escala de magnitud. Dado que en promedio el brillo aparente de dos estrellas de dos clases consecutivas difiere el mismo factor común y, que las estrellas más débiles son 100 veces más débiles que las estrellas más brillantes. Se considera que una diferencia de 5 magnitudes corresponde a un factor de 100 en brillo, y una diferencia de 1 magnitud corresponde a una relación de brillo de  $100^{1/5} = 2,512$ . Por tanto, una estrella de  $m=1$  parece 2,512 veces más brillante que una estrella de  $m=2$  y  $2,512^5 = 100$  veces más brillante que una estrella de sexta magnitud.

El brillo aparente de un objeto en el cielo es el flujo medido en la Tierra generalmente es expresado como magnitud aparente y se le define como

$$m = -2,5 \log F + cte \quad (13)$$

Relacionando dos objetos con magnitudes diferentes

$$m_1 = m_2 - 2,5 \log F_1 + 2,5 \log F_2 \quad (14)$$

El flujo medido depende del conjunto telescopio, filtro y detector.

## 2.11 Magnitud Absoluta

Es la magnitud aparente que tendría una estrella a una distancia de 10 pc. Se puede obtener una ecuación que relacione la magnitud aparente  $m$ , la magnitud absoluta  $M$  y la distancia  $d$  de la estrella (en parsec). Sea la magnitud absoluta  $M$

$$M = -2,5 \log(F_{10}) + cte \quad (15)$$

La diferencia entre la magnitud aparente y  $M$

$$m - M = -2,5 \log(F_d) + 2,5 \log(F_{10}) = -2,5 \log \frac{F_d}{F_{10}} = -2,5 \log \left( \frac{10pc}{d} \right)^2 \quad (16)$$

$$m - M = 5 \log \left( \frac{d}{10pc} \right) \quad (17)$$

La diferencia  $m - M$  es llamada *módulo distancia*.

### 2.11.1 Sistemas fotométricos

Los sistemas de magnitud son determinados por estrellas estándar y filtros. Estrellas estándar son estrellas con magnitudes bien determinadas. En una imagen CCD, el brillo determinado de las estrellas es expresado como magnitud instrumental, el valor obtenido depende de las características del instrumento utilizado y de las características atmosféricas de la noche. Por tanto, para poder comparar estas medidas con medidas obtenidas por otro observador y/o con medidas realizadas con los mismos instrumentos en otras fechas; se deben transformar las magnitudes instrumentales a un sistema estándar. A este proceso se le conoce como reducción fotométrica.

En Bessell (2005) un sistema fotométrico estándar está definido por una lista de magnitudes y colores estándar medidos en bandas específicas para un conjunto de estrellas distribuidas a lo largo del cielo. La atmósfera terrestre disminuye la intensidad de las magnitudes instrumentales obtenidas, por ese motivo, esos valores son corregidos, además, los datos obtenidos son extrapolados a masa de aire igual a cero, es decir, fuera de la atmósfera terrestre.

**Tabla 1:**

Longitud de onda efectiva en Å y el FWHM del sistema fotométrico Johnson-Cousins.

Filtro	U	B	V	R	I
$\lambda_{eff}$ (Å)	3663	4361	5448	6407	7980
$\Delta\lambda$ (Å)	650	890	840	1580	1540

Nota: Fuente Bessell (2005).

A lo largo de los años muchos sistemas de magnitud astronómicos han sido establecidos por diferentes observadores con distintos detectores y en diferentes bandas de longitud de onda. Todos los sistemas fotométricos permiten la medición de flujos absolutos a partir de los cuales se pueden obtener algunas propiedades físicas de las estrellas: temperatura, gravedad y metalicidad. Sin embargo, algunos sistemas son más apropiados para estrellas calientes y otros para estrellas frías. Los sistemas fotométricos generalmente se dividen en banda ancha ( $400 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 1000 \text{ \AA}$ ), banda intermedia ( $70 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 400 \text{ \AA}$ ) y banda estrecha ( $\Delta\lambda < 70 \text{ \AA}$ ) (Bessell, 2005). El sistema fotométrico usado en el presente trabajo es el sistema fotométrico Johnson-Cousins, descrito a continuación.

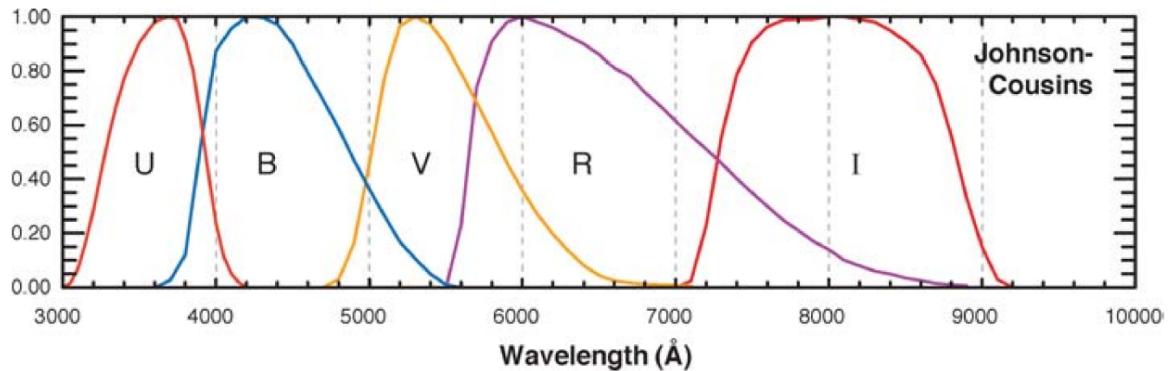
### 2.11.2 Sistema fotométrico Johnson-Cousins

El sistema fotométrico Johnson-Cousins o UBVRI hace referencia al sistema UBV (Johnson y Morgan, 1953) y al sistema Cousins RI (Cousins, 1976). El sistema UBV, establecido por Harold L. Johnson y William W. Morgan está conformado por tres filtros de transmisión de banda ancha: U (ultravioleta) centrado en 3663 Å, B (*blue* o azul) centrado en 4361 Å, y V (visual) centrado en 5448 Å. Posteriormente, fue ampliado por A. W. Cousins hacia la región roja del espectro, añadiendo los filtros R (rojo) centrado en 6407 Å e I (infrarrojo) centrado en 7980 Å. Cada filtro se caracteriza por su curva de transmisión, que proporciona el porcentaje de luz que el filtro transmite sin ser absorbida en función de la longitud de onda. La sigla de cada filtro hace referencia a la zonapectral en la cual transmiten la luz.

En la Figura 8 se observa un esquema de la fracción de luz transmitida en función de la longitud de onda, para los filtros del sistema fotométrico de banda ancha Johnson-Cousins. En la Tabla 1 se presenta la longitud de onda efectiva en Å y el FWHM del sistema fotométrico Johnson-Cousins de Bessell (2005).

**Figura 8:**

Curvas de transmisión para los filtros componentes del sistema fotométrico Johnson-Cousins.



Nota: La escala del eje y es intensidad relativa y está normalizada a la unidad para cada filtro. Fuente Bessell (2005).

A partir de estos filtros se pueden definir los índices de color<sup>8</sup> U-B, B-V, V-R y R-I, que son calculados restando las magnitudes de la estrella en cada uno de los filtros involucrados. El índice de color (B-V) está relacionado con la temperatura, para estrellas calientes,  $B-V < 0$ , y para estrellas frias,  $B-V > 0$ . La relación color-temperatura (o tipo espectral) depende también de la clase de luminosidad, que corresponde a diferentes gravedades superficiales. En el sistema Johnson-Cousins los índices de color fueron definidos de forma que las estrellas de tipo espectral A0V tienen índices de color igual a cero.

#### 2.11.3 Fotometría de banda ancha Gaia

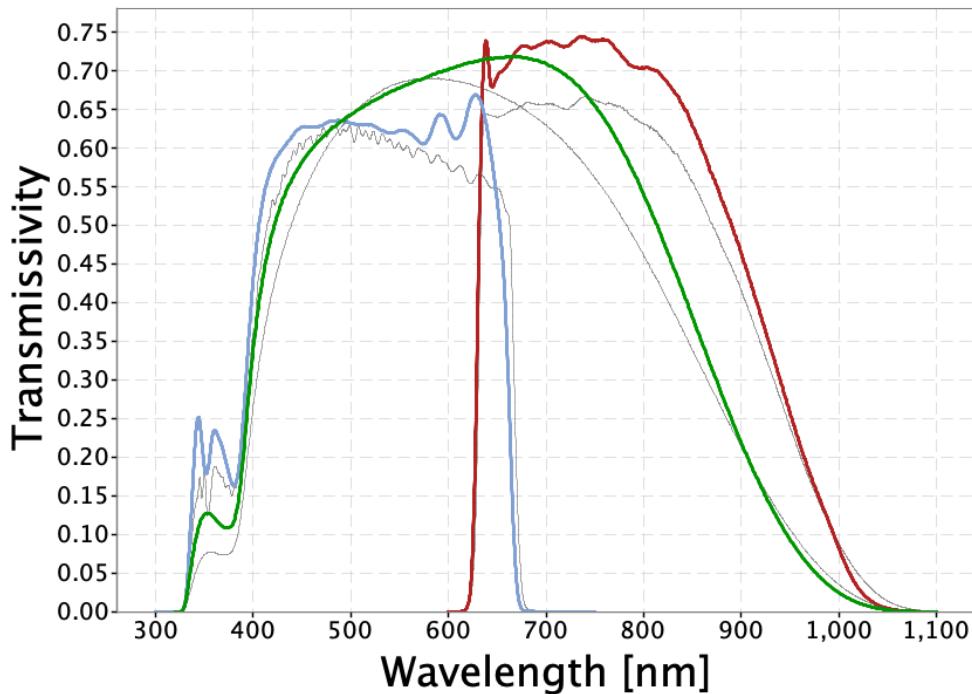
El sistema fotométrico Gaia (G) cubre un rango de 330–1050 nm (Jordi et al. 2010). El instrumento fotométrico de Gaia consta de dos prismas de baja resolución que dispersan la luz que entra en su campo de visión. Está conformado por un dispersor BP (Blue Photometer), que opera en el rango de  $\lambda$  de 330 a 680 nm; y otro denominado RP (Red Photometer) que opera en el rango de  $\lambda$  de 640 a 1050 nm.

En la Figura 9 se observan con líneas continuas verdes, azules y rojas las bandas G,  $G_{BP}$  y  $G_{RP}$ , respectivamente de la fotometría Gaia. Las líneas grises muestran las bandas de paso previas al lanzamiento publicadas en Jordi et al. (2010).

<sup>8</sup>Los índices de color se pueden definir como la diferencia entre dos magnitudes de un sistema o como la relación entre los flujos en dos diferentes bandas.

**Figura 9:**

Curvas de transmisión para los filtros componentes del sistema fotométrico Gaia.



Nota: Las bandas G,  $G_{BP}$  y  $G_{RP}$  están representadas por las líneas continuas verde, azul y roja, respectivamente. Las líneas grises muestran las bandas previas al lanzamiento. Fuente *ESA/Gaia/DPAC, P. Montegriffo, F. De Angeli, M. Bellazzini, E. Pancino, C. Cacciari, D. W. Evans, and CU5/PhotPipe team*.

#### 2.11.4 Extinción

La luz de la estrella es atenuada cuando atraviesa el medio interestelar y la atmósfera de la Tierra. La intensidad de la radiación electromagnética disminuye al atravesar un medio formado por partículas de mayor o igual tamaño que la longitud de onda de la radiación incidente. Parte de la radiación es absorbida por el medio (y generalmente reemisita en otra  $\lambda$ ) y otra parte es dispersada alejándose de la línea de visión del observador. Toda esa radiación perdida es llamada de extinción. Hay dos tipos de extinción la atmosférica y la interestelar.

La extinción atmosférica se debe a que en la atmósfera de la Tierra existen diferentes componentes como moléculas, partículas, polvo, etc, que dispersan la luz en diferentes direcciones produciendo una extinción continua en todas las longitudes de onda. La extinción aumenta con la cantidad de aire que atraviesa la luz.

La magnitud observada  $m$  depende de la distancia cenital del objeto celeste y de

la ubicación del observador. Para comparar diferentes observaciones es necesario remover los efectos de la atmósfera (a este proceso se le llama reducción) obteniéndose la magnitud  $m_0$  que se tendría si se midiera fuera de la atmósfera.

Para distancias cenitales no muy grandes se puede considerar a la atmósfera como una capa plana de grosor constante, si el grosor se aproxima a la unidad, la luz viajará una distancia  $X$  llamada masa de aire, tal que  $X = 1/\cos(z) = \sec(z)$

La magnitud aumenta linealmente con la masa de aire, según la relación

$$m = m_0 + kX \quad (18)$$

siendo  $k$  el coeficiente de extinción, el cual puede ser obtenido observando una misma estrella durante una noche a diferentes altitudes. La gráfica de la magnitud observada en función de la masa de aire es una línea recta cuya pendiente es el coeficiente de extinción y, al extrapolar la recta para  $X=0$  se obtiene el valor de la magnitud  $m_0$  fuera de la atmósfera.

El coeficiente  $k$  depende del sitio de observación y de la longitud de onda, de manera general se puede escribir

$$m(\lambda) = m_0(\lambda) + k(\lambda).X \quad (19)$$

La extinción aumenta hacia  $\lambda$  menores.

En el caso de la extinción interestelar, descubierta Robert J. Trumpler en 1930, el polvo interestelar especialmente en el disco de la Galaxia disminuye y produce el enrojecimiento de la luz, esto es, la luz azul es dispersada y absorbida más que la roja, así, el índice de color ( $B - V$ ) aumenta.

Si no existiese la extinción interestelar, la magnitud absoluta  $M_V$  de una estrella en el visible, ubicada a una distancia  $d$  (en pc) cuya magnitud aparente, ya corregida por extinción atmosférica, es  $V_0$ , sería

$$M_V = V_0 - 5\log(d) + 5 \quad (20)$$

Debido al enrojecimiento interestelar la magnitud aparente V está dada por

$$V = V_0 + A_V \quad (21)$$

donde  $A_V$  representa la extinción interestelar en el visible cuyo valor es del orden de 1 mag/kpc, luego  $M_V$  será

$$M_V = V - A_V - 5\log(d) + 5 \quad (22)$$

similarmente en el filtro B

$$M_B = B - A_B - 5\log(d) + 5 \quad (23)$$

El índice de color será

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V \quad (24)$$

si  $M_B - M_V = (B - V)_0$  es el color intrínseco de la estrella y  $E(B - V) = A_B - A_V$  el exceso de color, luego

$$B - V = (B - V)_0 + E(B - V) \quad (25)$$

Si bien la magnitud depende de la distancia, el índice de color no. Estudios del medio interestelar como Sandage (1975) indican que la relación entre la extinción en el visual  $A_V$  y el exceso de color es aproximadamente constante para las estrellas

$$R = \frac{A_V}{E(B - V)} \sim 3,0 \quad (26)$$

La extinción es función de la longitud de onda, del tamaño y composición química de las partículas.

#### **2.11.5 Transformación al Sistema Estándar**

En 2.11.1 se indicó que para que las observaciones realizadas en diferentes noches y/o en diferentes observatorios puedan ser comparadas deben ser transformadas a

un sistema estándar.

Luego de que las magnitudes instrumentales han sido corregidas de la extinción atmosférica pueden ser transformadas a magnitud estandar  $M_\lambda$  a partir de la ecuación

$$M_\lambda = m_{\lambda 0} + \beta_\lambda c + \gamma_\lambda \quad (27)$$

donde  $\beta_\lambda$  es el coeficiente de color,  $\gamma_\lambda$  es la constante de punto cero y  $c$  es el índice de color estándar, tal que

$$c = \delta c_0 + \gamma_c \quad (28)$$

siendo  $\delta$  el coeficiente de color,  $\gamma_c$  la constante de punto cero y  $c_0$  el índice de color observado corregido de la extinción atmosférica. Para cada sistema fotométrico,  $\delta$  y  $\gamma_c$  son determinados a partir de estrellas estándar.

#### Aplicando al sistema UBVRI

$$v = -2,5 \log d_v \quad (29)$$

$$b = -2,5 \log d_b \quad (30)$$

$$r = -2,5 \log d_r \quad (31)$$

$v$ ,  $b$ ,  $r$  son las magnitudes instrumentales;  $d_v$ ,  $d_b$  y  $d_r$  las mediciones con los filtros VBR.

$$b - v = -2,5 \log (d_b/d_v) \quad (32)$$

$$v - r = -2,5 \log (d_v/d_r) \quad (33)$$

$$v_0 = v - k' {}_v X \quad (34)$$

$$(b-v)_0 = (b-v)(1 - k' {}_{bv} X) - k' {}_{bv} X \quad (35)$$

Experimentalmente, en el sistema UBV,  $k_v''$  es muy pequeña y no se incluye en la ecuación 35, las ecuaciones 27 y 28, se convierten en:

$$V = v_0 + \epsilon(B - V) + \zeta_v \quad (36)$$

$$(B - V) = \mu(b - v)_0 + \zeta_{bv} \quad (37)$$

donde  $\epsilon$ ,  $\mu$  son los coeficientes de transformación y  $\zeta_v$ ,  $\zeta_{bv}$  son las constantes de punto cero, estos valores son obtenidos observacionalmente.

#### 2.11.6 Fotometría de apertura

La fotometría de apertura es una técnica que recopila y suma las cuentas observadas dentro de una apertura centrada en la fuente. Sustrae la contribución de fondo de cielo y convierte el restante número de fotones en magnitud estelar. Para fuentes puntuales generalmente es utilizada la apertura circular. La fotometría de apertura es una técnica relativamente simple, primero debe estimarse el centro y luego seleccionar una apertura circular de radio  $r$  alrededor de ese centro. Sobre el tamaño del radio  $r$ , hay diferentes criterios, Howell (2006) indica que puede determinarse considerandolo como tres veces el ancho total a la mitad del máximo 3·FWHM, otra forma es a partir de la curva de crecimiento como fue realizado en este trabajo.

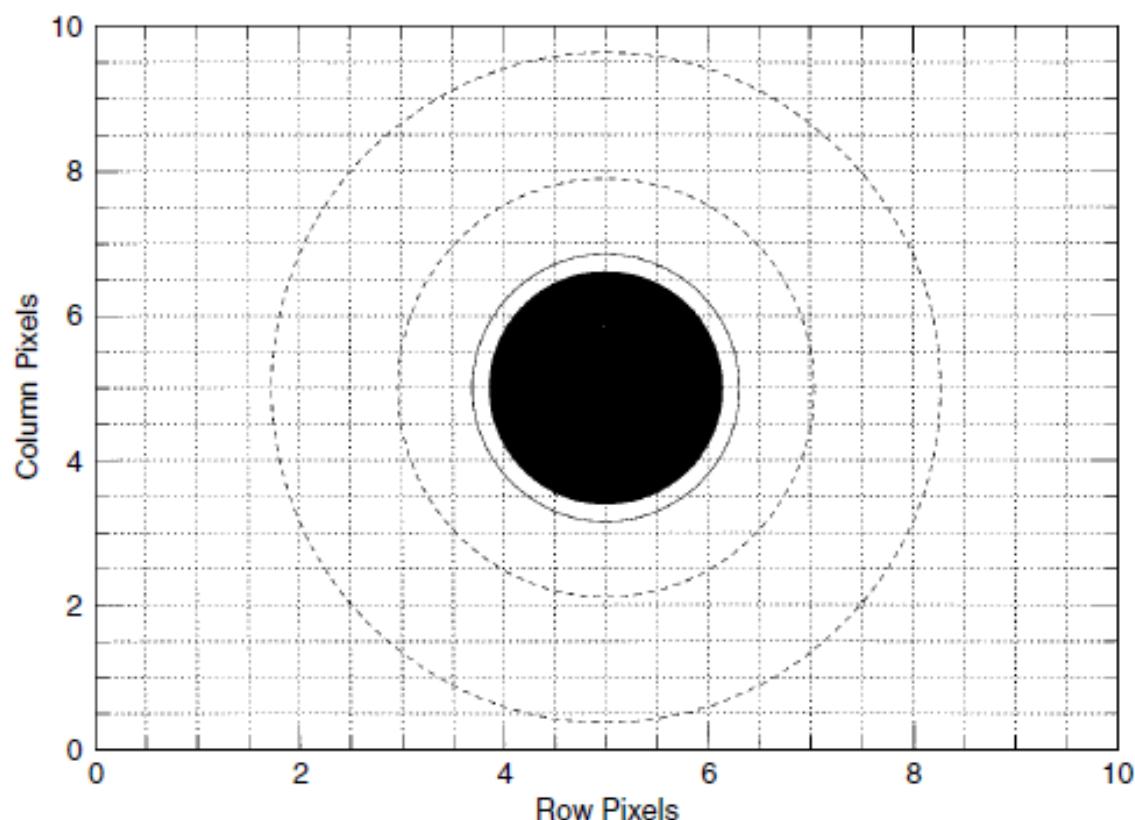
En una imagen CCD no todas las estrellas de interés tendrán exactamente el mismo brillo y, por lo tanto, no tendrán el mismo radio de apertura. Es necesario que el radio de apertura utilizado tenga el tamaño adecuado para las estrellas más débiles.

En la Figura 10 se observa, una fuente, una apertura y un *annulus* (anillo). El *annulus* es una región entre dos círculos centrados en la fuente. El límite interior del anillo debe

tener un valor pequeño pero lo suficientemente grande como para excluir cualquier emisión considerable de la fuente. El radio exterior debe contener un número significativo de píxeles, aproximadamente 3 veces el número de píxeles de la apertura (Merline y Howell, 1995). Si el radio exterior es muy grande, puede contener imágenes o halos de otras estrellas. Según Howell (2006) la mejor estimación del valor del cielo en el anillo es la moda, el valor más común en el anillo parece ser la medida óptima del cielo.

**Figura 10:**

Dibujo esquemático de una imagen estelar en una cuadrícula de píxeles CCD.



*Nota:* La figura muestra la ubicación de la estrella, la apertura (línea continua) y los anillos del cielo interior y exterior (círculos discontinuos). Fuente Howell (2006).

## Capítulo III: Datos Observacionales

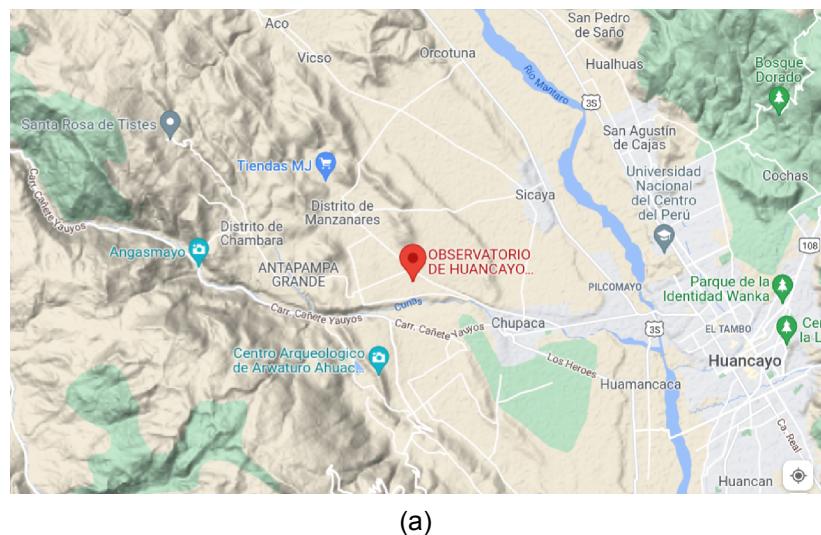
La caracterización del cúmulo estelar M18 fue realizada con datos obtenidos en Perú, este cúmulo abierto está localizado en el disco de la Galaxia en la vecindad solar. En este capítulo presentamos una breve descripción de los datos, del equipo usado para obtenerlos y los primeros pasos de reducción de las imágenes.

### 3.1 Descripción de los Datos

Las observaciones fueron realizadas en agosto de 2018 en el Observatorio Astronómico de la UNI (OAUNI) que se encuentra ubicado en la ciudad de Huancayo en el departamento de Junín en las instalaciones del Instituto Geofísico del Perú a una altitud de 3300 m.s.n.m.

**Figura 11:**

*Ubicación del Observatorio de Huancayo y disposición en el OAUNI de la sala de control y caseta donde está instalado el telescopio.*



(a)



(b)

*Nota: (a) Ubicación del Observatorio de Huancayo. (b) Disposición en el OAUNI de la sala de control y caseta donde está instalado el telescopio.*

En la Figura 11 se observa la ubicación del Observatorio de Huancayo y la disposición de la sala de control y la caseta donde está instalado el telescopio.

Las observaciones fueron realizadas con el telescopio de 0,50 m Ritchey-Chrétien del OAUNI, al que fue acoplado una cámara CCD STXL-6303E fabricada por SBIG (*Santa Barbara Instrumental Group*). La cámara tiene un arreglo de 3072x2048 píxeles y un tamaño de píxel igual a 9 $\mu$ m. El objetivo tiene una razón focal igual a f/8.2, una distancia focal de 4,10 m, una escala de placa de 50,3 " /mm ó 0,45"/píxel y un campo de visión (*field-of-view (FOV)*) de 23'x15' (Pereyra y Zevallos, 2019). Además, se utilizó una rueda de filtros Johnson-Cousins VBRI para obtener las imágenes.

**Figura 12:**

Telescopio de 0,50 m Ritchey-Chrétien del OAUNI y cámara CCD STXL-6303E.



En la Figura 12 se observa el Telescopio de 0,50 m Ritchey-Chrétien del OAUNI y la cámara CCD STXL-6303E acoplada.

Se obtuvieron un total de 445 imágenes clasificadas en: 60 imágenes del cúmulo NGC 6613 en el filtro B, 75 imágenes de NGC 6613 en el filtro V y 100 imágenes de NGC 6613 en el filtro R, 30 imágenes *dark* de 80 segundos, 30 imágenes *dark* de 120

**Tabla 2:**  
*Datos observacionales.*

Tipo	Filtro	N	T. E. (s)
Ciencia (NGC 6613)	B	60	200
Ciencia (NGC 6613)	V	75	80
Ciencia (NGC 6613)	R	100	80
Flat Field	B	30	200
Flat Field	V	30	120
Flat Field	R	30	140
Dark frame	-	30	80
Dark frame	-	30	120
Dark frame	-	30	140
Dark frame	-	30	200

segundos, 30 imágenes *dark* de 140 segundos, 30 imágenes *dark* de 200 segundos, 30 imágenes *flat* de 200 segundos en el filtro B, 30 imágenes *flat* de 120 segundos en el filtro V y 30 imágenes *flat* de 140 segundos en el filtro R. En la Tabla 2 son presentados los datos observacionales, el tipo de imágenes, el filtro usado, el número de tomas (N) y el tiempo de exposición (T.E.) usado para obtener cada imagen. La imagen de Ciencia se refiere a la imagen que contiene la información del objeto astronómico a analizar.

### 3.2 Reducción de las imágenes

En el proceso de reducción se eliminan los efectos instrumentales presentes en los datos. El sistema óptico (telescopio + filtros) junto con la mecánica de la cámara CCD, introducen un conjunto de artefactos <sup>1</sup> (o artificios) que pueden alterar la interpretación de las imágenes. Un artefacto es definido como una distorsión, adición o error en una imagen que no está relacionado con el objeto astronómico que se está analizando (Galadi-Enriquez y Canudas, 1998). Los artefactos son eliminados realizando una serie de pasos que incluyen la sustracción de la corriente de oscuridad y el aplanamiento del campo.

El proceso de reducción se realizó con el programa de análisis de datos astronómicos IRAF (*Image Reduction Astronomical Facilities*, por su acrónimo en inglés), siguiendo el procedimiento estándar, descrito a continuación.

---

<sup>1</sup>De las palabras *artis* (artificial) y *actum* (efecto), se refiere a un efecto artificial que cambia la calidad y realidad de una imagen.

### **3.2.1 Overscan y trimm**

El primer paso en el proceso de reducción consiste en seleccionar la parte de la imagen sin procesar que contiene datos útiles (*trimsec*) y determinar la región de *overscan* y qué parte de ella se usará para determinar el ajuste del nivel de bias (*biassec*).

El nivel cero (o *bias*) que contienen los datos es añadido electrónicamente, para mantener la positividad del número medido. Este valor puede variar píxel a píxel a lo largo del detector y durante la noche de observación.

Las cámaras CCD incluyen regiones de *overscan*, que son filas y columnas a lo largo de los bordes de la imagen que no están expuestos a la luz. Estas filas o columnas son virtuales, son creadas artificialmente por la electrónica de lectura y por tanto no están iluminadas. El *overscan* se obtiene al continuar la lectura de la imagen del CCD más allá de su tamaño real. La corrección de *overscan* proporciona una medida del nivel de *offset* electrónico para cada línea del CCD cuando no hay fotones contados. Este nivel no representa a todos los píxeles, únicamente a unas pocas columnas o filas. En general, se obtiene el nivel promedio de *overscan* y se sustrae de la imagen. Varía bastante entre una CCD y otra.

La determinación de la región de *overscan* y de la región que contiene datos útiles se realizó analizando una imagen de *flat field* con la tarea de gráfico interactivo `implot` del IRAF, la cual analiza imágenes en dos dimensiones. La substracción del *overscan* de cada imagen y el trimado de la imagen según las regiones especificadas, se realizó con la tarea interactiva `colbias` del paquete `bias`.

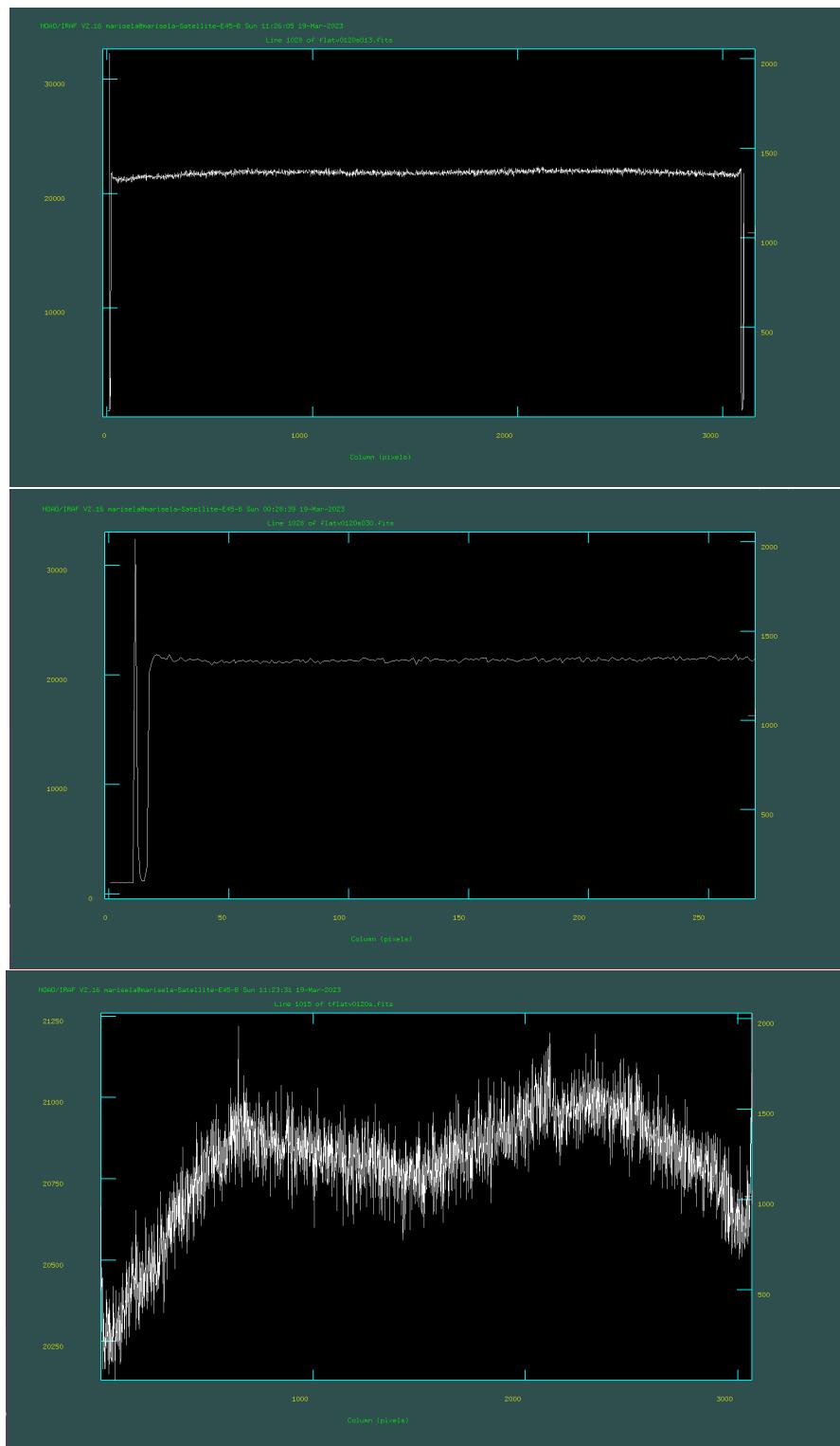
En la Figura 13 se presentan tres gráficos en dos dimensiones correspondientes a la línea 1150 de una imagen *flat* con el filtro V. En el gráfico superior se observa la imagen cruda sin eliminar la región sin datos útiles; en la imagen del medio se presenta la región de las primeras columnas aumentada y se observa la región de *overscan* y, finalmente, en la imagen inferior se observa la imagen trimada abarcando solo la región que contiene datos útiles.

### **3.2.2 Corriente de oscuridad**

Debido a la agitación térmica del material semiconductor, son liberados electrones de la banda de valencia y colectados dentro del pozo de potencial del píxel. Estos electrones

**Figura 13:**

Imagen de flat con el filtro V, región de overscan y región de datos útiles de la imagen.

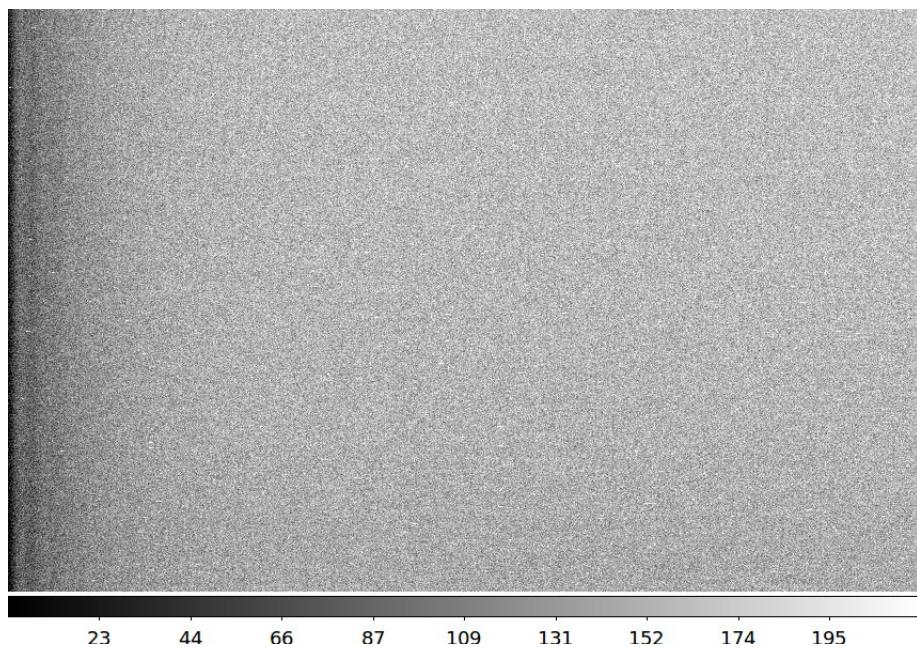


*Nota:* Gráfico de una imagen flat con el filtro V. *Imagen superior*: imagen completa sin eliminar la región sin datos útiles. *Imagen central*: región aumentada de las primeras columnas de la imagen completa. *Imagen inferior*: imagen trimada abarcando solo la región que contiene datos útiles.

térmicos, también llamados corriente de oscuridad o ruido térmico, son capturados por los electrodos del CCD aunque no incidan fotones sobre el detector. La corriente de oscuridad generalmente es definida como el número de electrones térmicos generados por segundo por píxel. En el Si, la corriente de oscuridad crece exponencialmente con la temperatura, por tanto, es necesario refrigerar la cámara CCD. La corriente de oscuridad varía en diferentes zonas del detector y se va acumulando en cada píxel durante la exposición, por tanto, varía para tomas de diferente tiempo de exposición.

La corriente de oscuridad es corregida con las tomas oscuras o *dark-frames*, que son imágenes obtenidas con el obturador cerrado y con un tiempo de exposición igual al de la imagen que se desea corregir. Las *dark frames*, cuantifican la corriente de oscuridad en el CCD de modo que pueda ser sustraídos de las imágenes astronómicas. Así, al restar a una imagen astronómica una toma oscura obtenida bajo las mismas condiciones, la corriente de oscuridad es eliminada. Al sustraer una toma oscura, el ruido de la imagen del cielo aumenta en un factor  $\sim \sqrt{2}$  (Howell, 2006), aumentando la impresión en las medidas. Para evitar este efecto negativo, el promedio de varias tomas oscuras es utilizado.

**Figura 14:**  
*Imagen dark para un tiempo de exposición igual a 200 s.*



Otra fuente de electrones térmicos son los defectos en la red cristalina del Si que originan la aparición de *hot pixels* (puntos calientes) en algunas zonas de la imagen o en píxeles aislados.

El promediado de las imágenes *dark* puede ser realizado con la tarea *imarith* del paquete *noao* del IRAF. En la figura 14 presentamos una imagen *dark* para un tiempo de exposición de 200 segundos.

### 3.2.3 Aplanamiento del campo

Las irregularidades de sensibilidad del detector se corrigen con el aplanamiento del campo. Este proceso se realiza con imágenes llamadas tomas planas o *flat-frame* (o simplemente *flats*), obtenidas apuntando el telescopio a una región con brillo uniforme, que puede ser una superficie iluminada uniformemente o el cielo en el crepúsculo. En este trabajo se utilizó una pantalla blanca iluminada por una lámpara halógena.

En un detector CCD los píxeles funcionan con eficiencias diferentes entre ellos, por lo que la imagen obtenida no representa la distribución real de la luz. Los *flats* muestran la sensibilidad relativa de cada píxel en el detector.

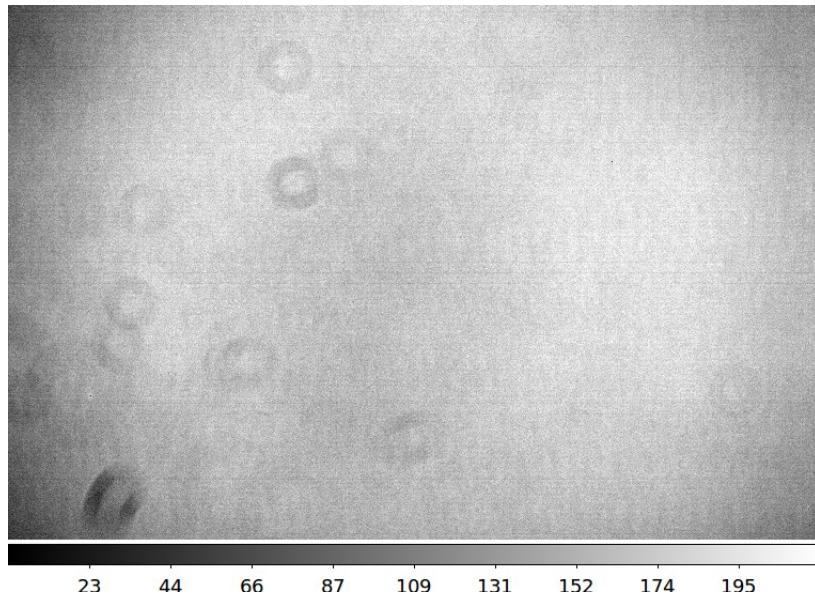
Al dividirse la imagen *flat* a la imagen del objeto astronómico, se corrigen los problemas que se presentan en el recorrido de la luz desde el telescopio hacia el detector y que generan las variaciones en la cantidad de luz que pasa a través del sistema. Estas variaciones pueden ser producidas por polvo en las superficies ópticas (*dust donuts*), franjas debido a la interferencia de la luz en el CCD (*fringing*), disminución progresiva de la luminosidad desde el centro hacia los bordes (*vignetting* o viñeteo), ópticas mal alineadas, entre otros. La sensibilidad de los píxeles también varía con la longitud de onda de la luz incidente.

Para realizar el aplanamiento del campo varias imágenes *flat* fueron obtenidas (ver Tabla 2), cada imagen fue corregida con la imagen *dark* del mismo tiempo de exposición y luego las imágenes fueron promediadas, con la finalidad de disminuir el ruido. Después de ser promediadas, la imagen *flat* resultante fue normalizada dividiéndola entre el número más alto de cuentas (ADU) de la imagen, obteniéndose la imagen *flat* normalizada. Finalmente, todas las imágenes de ciencia fueron normalizadas, esto es, fueron divididas entre la imagen *flat* normalizada. En este trabajo, este proceso fue realizado con las tareas *imarith* e *imstat* del IRAF.

El tiempo de exposición de una imagen *flat* y de una imagen ciencia pueden ser diferentes. En la Figura 15 se presenta una imagen *flat* en el filtro B para un tiempo de exposición igual a 200 s. En la imagen se observan partículas de polvo y el efecto de viñeteo.

**Figura 15:**

Imagen de flat en el filtro B para un tiempo de exposición igual a 200 s.



### 3.2.4 Alineamiento de las imágenes

Antes de sumar las imágenes estas deben estar alineadas entre si. Cada estrella debe tener las mismas coordenadas (x,y) en todas las imágenes. Este proceso fue realizado para cada uno de los tres filtros usados. Es decir, se alinearon las 60 imágenes obtenidas con el filtro B, las 100 imágenes obtenidas con el filtro R y finalmente las 75 imágenes obtenidas con el filtro V. En el caso del filtro V, hubo un doble alineamiento debido a que el objeto estuvo en un hemisferio diferente al momento de hacer las tomas.

La tarea del IRAF usada para hacer el alineamiento es *xregister*, la cual calcula los desplazamientos en x e y necesarios para que las estrellas de una lista de imágenes de entrada tengan las mismas coordenadas que en la imagen seleccionada como de referencia. La tarea *xregister* calcula los desplazamientos utilizando técnicas de correlación cruzada. Los desplazamientos de x e y calculados se almacenan en un archivo de texto (en este trabajo se denominó *shifts*) en el cual, una línea de entrada es añadida para cada imagen de la lista de entrada. Ese único archivo de salida contiene el nombre de la imagen de entrada y los desplazamientos x e y determinados.

El tiempo de ejecución de *xregister* dependerá tanto del algoritmo de correlación seleccionado como del tamaño de la ventana de búsqueda. La región de la imagen de referencia usada para calcular los desplazamientos de la función de correlación fue selec-

cionada de modo que incluyera al menos un objeto bien definido, no saturado y alejado de los bordes de la imagen para garantizar que esté en todas las imágenes.

### 3.2.5 Suma de las imágenes

Las imágenes de un mismo filtro fueron sumadas con la finalidad de obtener una imagen resultante con una mejor razón señal/ruido. La suma de las imágenes fue realizada con la rutina *imsum*. Con esta rutina, las imágenes pueden ser sumadas, promediadas u obtener la mediana. En el caso de la suma, las imágenes de entrada son sumadas píxel por píxel generando como resultado una imagen de salida. En este trabajo, las imágenes (de un mismo filtro) que fueron sumadas y la imagen resultante obtenida tienen el mismo tamaño. La línea de comandos usada es:

```
ecl>imsum sh*.fits sum.fits option=sum
```

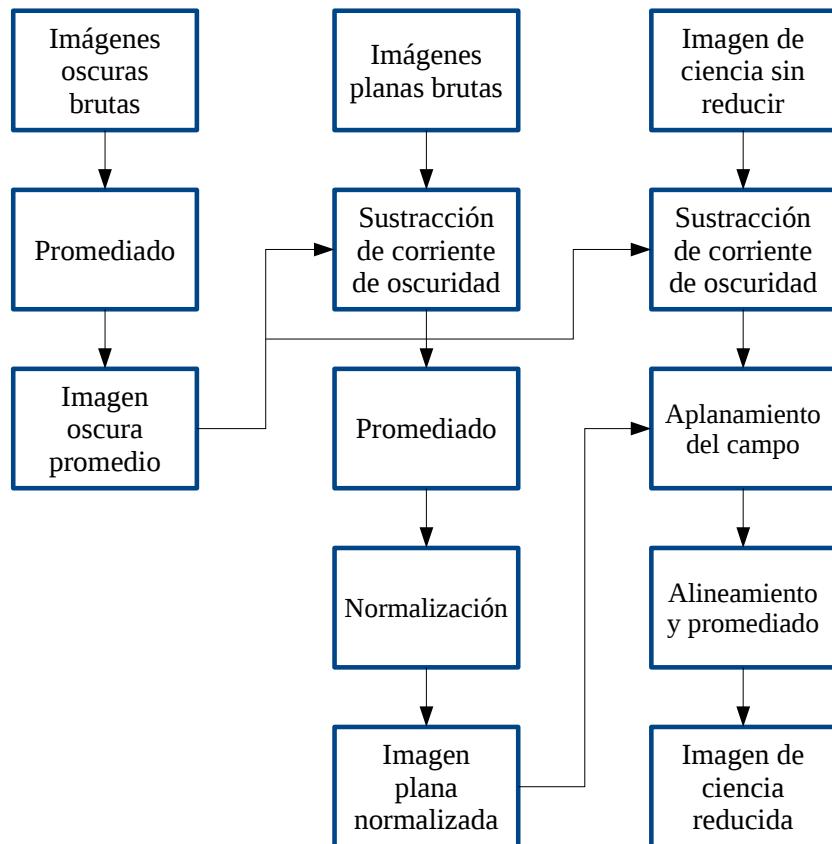
donde *sh\*.fits* son las imágenes a ser sumadas que fueron generadas en el paso previo (3.2.4) y *sum.fits* es la imagen de salida.

Se puede resumir el proceso de reducción en los siguientes pasos:

- Paso 1: Primeramente se determinó la región de *overscan* (la cual depende del detector) a sustraer y los parámetros de recorte (*trimming*) para determinar el tamaño de la imagen de salida. Luego, la región de *overscan* y las filas o columnas defectuosas a lo largo de los bordes del marco de la imagen se recortaron para generar la imagen de salida.
- Paso 2: Se promediaron las imágenes *dark* para el respectivo tiempo de integración, obteniéndose así la imagen *dark* promedio.
- Paso 3: Para cada filtro usado: B, V y R, se promediaron las imágenes *flat* para el respectivo tiempo de integración luego se restó la imagen *dark* para el correspondiente tiempo de integración y finalmente esta imagen resultante fue normalizada, obteniéndose la imagen *flat* normalizada para cada filtro.
- Paso 4: Para cada imagen del cúmulo NGC 6613, para cada filtro: B (60 imágenes), V (75 imágenes) y R (100 imágenes), se sustrajeron la imagen *dark* promedio y la imagen *flat* normalizada, obteniéndose así la imagen del objeto reducida.

- Paso 5: Para cada filtro B, V y R se alinearon y sumaron todas las imágenes del cúmulo NGC 6613 reducidas obteniéndose una imagen resultante para cada filtro.

**Figura 16:**  
*Esquema general del tratamiento básico usual.*

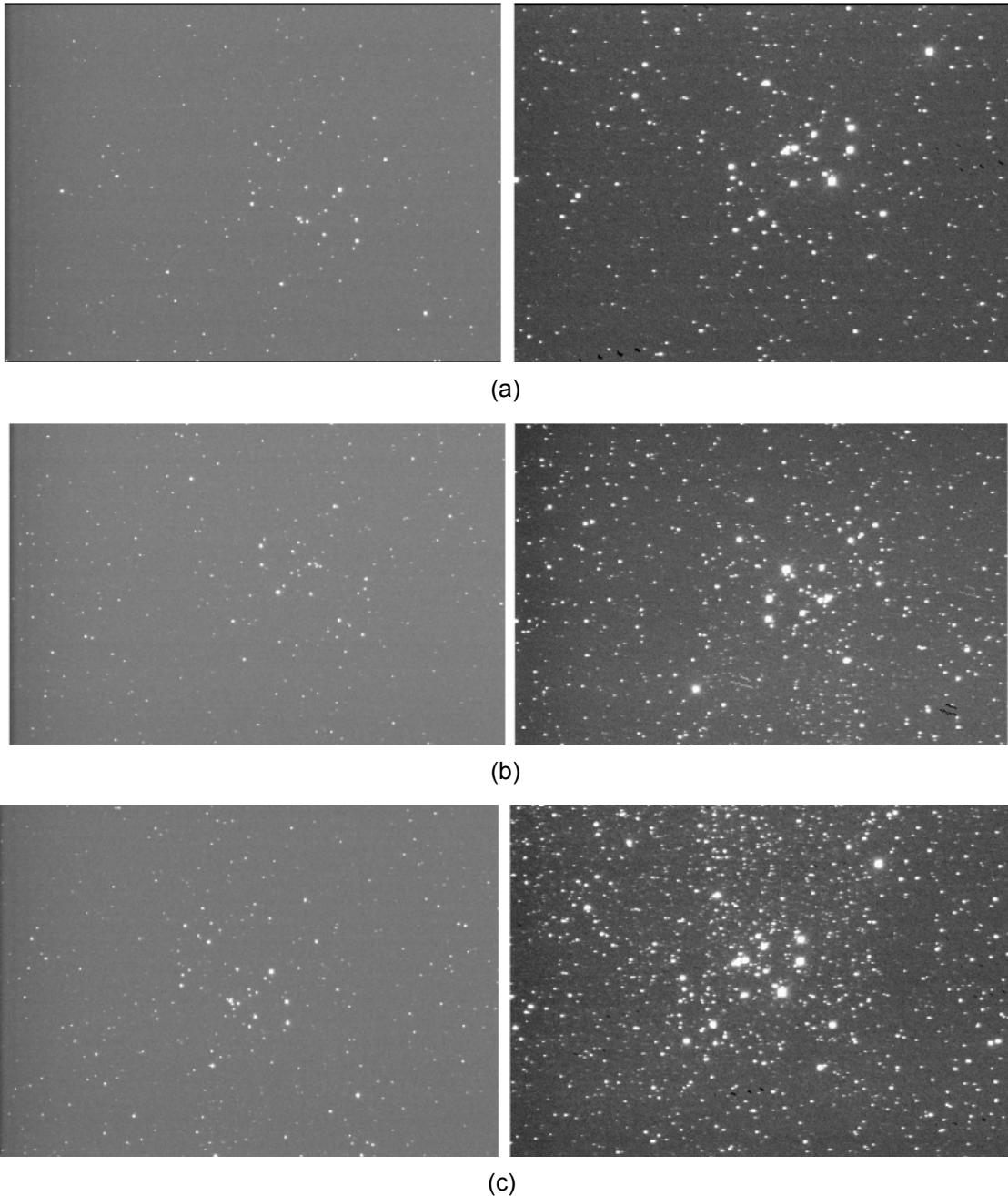


*Nota:* Modificado de Galadi-Enriquez y Canudas (1998).

En la Figura 16 se presenta un esquema general del proceso de reducción, en el cual se debe considerar lo explicado en 3.2.2 y 3.2.3.

En la Figura 17 se presenta para cada filtro, imágenes del cúmulo NGC 6613 sin reducir (izquierda) y la imagen reducida (derecha) obtenidas siguiendo los pasos descritos en 3.2. Las dimensiones de estas imágenes son  $[x,y]=[2730,1964]$  para B,  $[x,y]=[2787,1988]$  para R y  $[x,y]=[2938,1966]$  para V. Respecto al número de píxeles, estos son de 5361720, 5540556 y 5776108 para los filtros B, R y V, respectivamente.

**Figura 17:**  
Imágenes del cúmulo NGC 6613 sin reducir y reducidas para los filtros *B*, *V* y *R*.



Nota: (a) Izquierda: Imagen 025 sin reducir de M18 en el filtro *B*. Derecha: Imagen reducida de M18 en el filtro *B*. (b) Izquierda: Imagen 025 sin reducir de M18 en el filtro *V*. Derecha: Imagen reducida de M18 en el filtro *V*. (c) Izquierda: Imagen 025 sin reducir de M18 en el filtro *R*. Derecha: Imagen reducida de M18 en el filtro *R*.

## **Capítulo IV: Reducción de las Imágenes del Cúmulo**

En el capítulo anterior se explicó el procedimiento de reducción inicial de las imágenes del cúmulo NGC 6613 en los filtros BVR. En este capítulo, se presenta la determinación de las magnitudes instrumentales usando el método de fotometría de abertura y, la transformación a magnitudes estándar. Previamente, se presenta la creación del archivo de coordenadas, la determinación del radio de abertura y la construcción de la curva de crecimiento, elementos necesarios para hacer la fotometría.

### **4.1 Alineamiento de las imágenes**

Las imágenes finales con los filtros B, V y R obtenidas en 3.2.4 fueron alineadas entre sí y trimadas, obteniéndose así las imágenes resultantes con las cuales se determinaron las magnitudes instrumentales de las estrellas. El proceso de alineamiento es similar al explicado en 3.2.4, pero en este caso las imágenes alineadas no son sumadas. El alineamiento de las imágenes resultantes en B, V y R entre sí facilita la identificación de cada una de las estrellas detectadas y asegura que se tenga un único archivo de coordenadas.

El alineamiento se hizo en función de la imagen con el filtro B. En la Figura 17 se observa que la imagen obtenida en B presenta menos estrellas que en las imágenes con los filtros V y R; y en la imagen obtenida con R es en la que se observa un mayor número de estrellas. Por tanto, para garantizar que las estrellas seleccionadas estén en todos los filtros, se tomó como referencia la imagen en B.

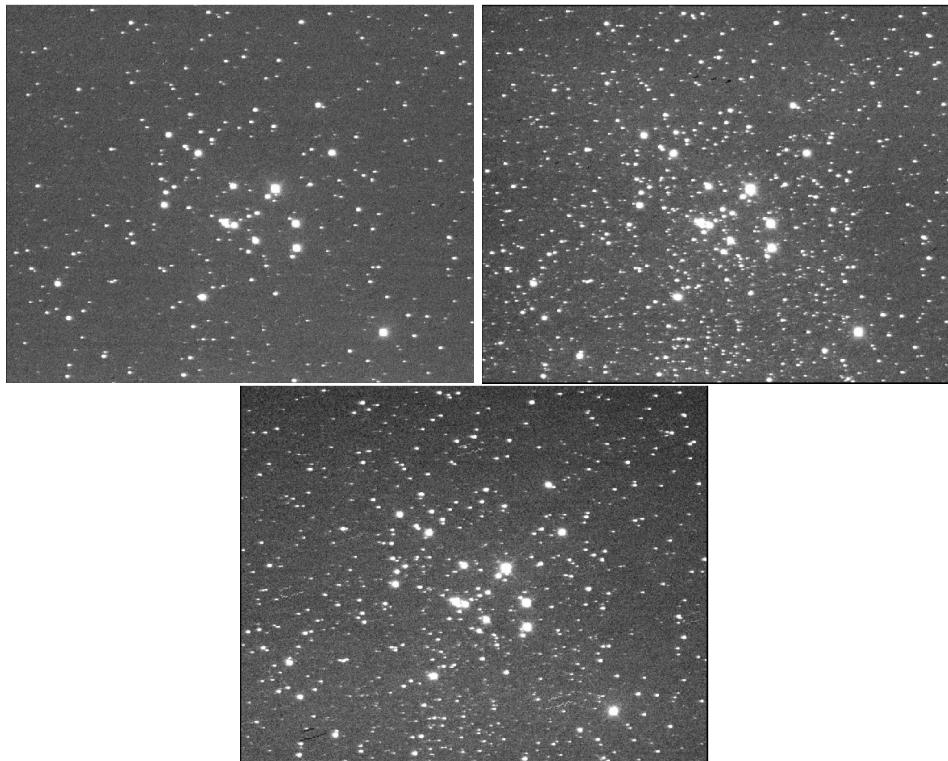
En la Figura 18 se presentan las imágenes resultantes del cúmulo NGC 6613 en los filtros B, R y V, alineadas en relación a la imagen obtenida con el filtro B. El tamaño de estas imágenes es de  $[x,y]=[2320,1875]$  píxeles y el número total de píxeles es igual a 4350000; diferente a las dimensiones y número de píxeles que tenían antes de ser alineadas (ver 3.2.5). Con estas imágenes los archivos de coordenadas para cada filtro fueron construidos, como es descrito a continuación.

### **4.2 Determinación de las coordenadas de las estrellas**

Primeramente se determinaron las estrellas del campo que se iban a analizar; a estas estrellas posteriormente se les hizo la fotometría y se determinó su pertenencia al cúmulo.

**Figura 18:**

Imágenes resultantes del cúmulo NGC 6613 en los filtros B, V y R alineadas en función de la imagen obtenida con el filtro B.



Nota: Imágenes resultantes del cúmulo NGC 6613 en los filtros B (*imagen superior izquierda*), V (*imagen inferior*) y R (*imagen superior derecha*) alineadas en función de la imagen obtenida con el filtro B.

Para este fin, se crearon tres archivos de coordenadas, uno para cada imagen de cada filtro (que fueron denominados como *b*, *v* y *r*). Estos archivos de coordenadas contienen información de las estrellas como por ejemplo, las coordenadas (x, y) del centroide de las estrellas en la imagen respectiva. Cada archivo de coordenadas está conformado por un número de líneas, donde una línea contiene información de una estrella.

La tarea usada para hacer el archivo de coordenadas es `daofind`, la cual detecta automáticamente objetos en una imagen, mediante la búsqueda en la imagen de máximos de densidad locales. Antes de ejecutar la tarea se configuraron algunos parámetros de los cuales depende `daofind` como: `datapars.sigma`, `datapars.fwhmpsf`, `findpars.threshold` y `datapars.datamin`. El parámetro `datapars.sigma` indica la desviación estándar de los píxeles del cielo, `datapars.fwhmpsf`, indica el ancho del perfil estelar (ancho completo a la mitad del máximo de la función de dispersión); `datamin` indica el valor mínimo de píxel utilizable y `findpars.threshold` es un parámetro que indica el límite de detección en pixeles (para evitar la

selección de estrellas de campo) en función de la desviación estándar de los píxeles del cielo (*datapars.sigma*). Los perfiles estelares con valores de pico inferiores al límite establecido no son considerados.

En la Figura 18 se observa que las estrellas que están presentes en las imágenes con los filtros R y V y no en B, no están concentradas en una región en especial sino que están dispersas a lo largo de todo el campo de la imagen. Es posible que las estrellas no presentes en todos los filtros sean estrellas de campo no pertenecientes al cúmulo.

En este trabajo los valores de *datapars.fwhmpsf* y *findpars.threshold* asignados son 2,5 y 4 píxeles, respectivamente. Para el parámetro *datapars.sigma* se consideró el valor de 300 para los filtros *b* y *v* y 100 para el filtro *r*; respecto al parámetro *datapars.datamin* se consideró el valor de 400 píxeles, garantizándose un alto número de estrellas en los archivos de coordenadas. Se obtuvieron 255 objetos en la imagen del filtro *b*, 430 objetos en la imagen del filtro *v* y 455 objetos en la imagen del filtro *r*. En la Figura 19, encerradas en un círculo amarillo<sup>1</sup>, son presentadas las estrellas de los archivos de coordenadas sobre las imágenes de los filtros B, V y R.

## 4.3 Determinación de las magnitudes instrumentales y estándar

### 4.3.1 Curva de crecimiento y determinación del radio de apertura

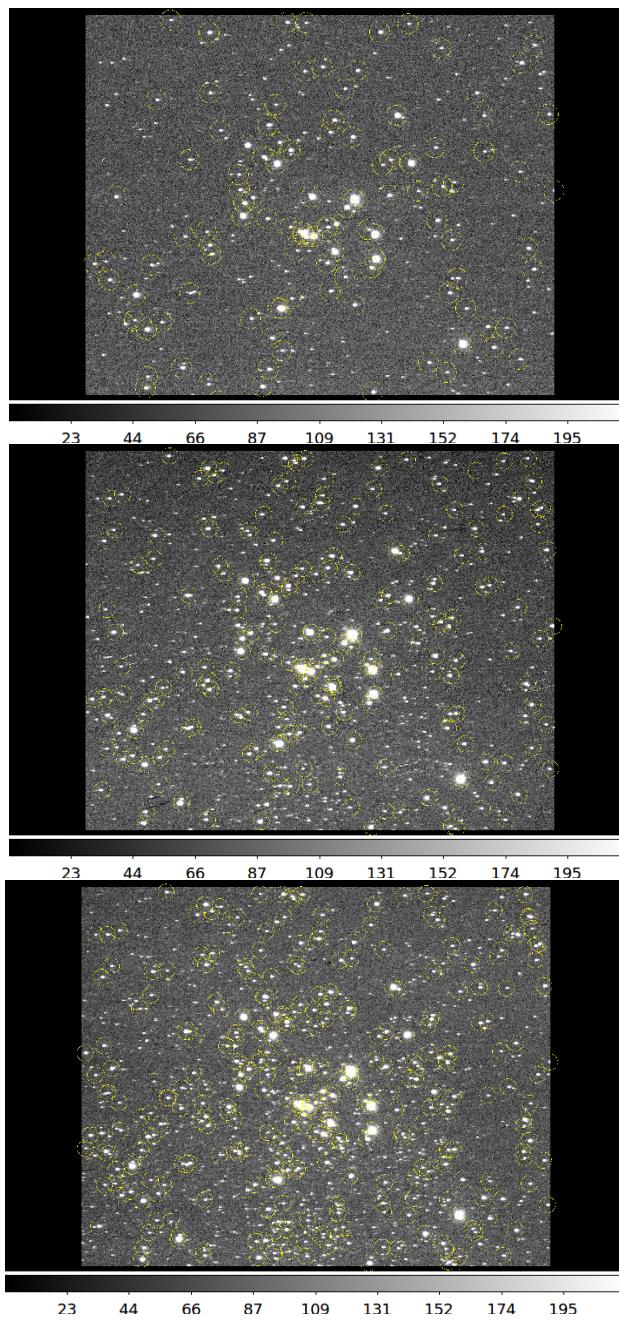
En este trabajo empleamos la técnica de fotometría de apertura descrita en la sección 2.11.6. Es importante seleccionar adecuadamente el tamaño de la apertura. Por tanto, el tamaño del radio de apertura no debe ser arbitrario. Antes de calcular las magnitudes instrumentales se determinó el tamaño del radio de apertura a usar en la fotometría, para lo cual se construyó la curva de crecimiento (Howell, 1989); (Stetson, 1992) con el objetivo de determinar el radio de apertura a partir del cual la magnitud se vuelve constante.

Considerando que la curva de crecimiento de cualquier estrella brillante usada para definir las correcciones de apertura puede ser usada para cualquier estrella más débil (Howell, 2006), se seleccionaron algunas estrellas brillantes no saturadas del cúmulo. Para cada estrella seleccionada, se determinó la magnitud instrumental para un grupo de aperturas concéntricas de radio creciente y se calculó la diferencia entre magnitudes instrumentales obtenidas con aperturas concéntricas consecutivas cada vez mayores. Estas diferencias

---

<sup>1</sup>La tarea *tvmark* del IRAF permite entre otras cosas marcar objetos en una imagen mostrada.

**Figura 19:**  
*Estrellas de los archivos de coordenadas en los filtros B, V y R.*



*Nota: Imagen superior izquierda: en el filtro B. Imagen superior derecha: en el filtro V. Imagen inferior: en el filtro R.*

son graficadas en función del radio medio, generándose así la curva de crecimiento promedio (Howell, 2006). En la construcción de la curva de crecimiento, las diferencias de magnitudes entre aperturas de diferentes radios son usadas en lugar de solamente la magnitud instrumental, con el fin de que las curvas de crecimiento de diferentes estrellas puedan ser comparadas directamente (Stetson, 1992).

Las magnitudes instrumentales fueron determinadas con la tarea `phot` del IRAF, la cual realiza la fotometría de apertura de una estrella o de una lista de estrellas. Previamente los parámetros `fitskypars.annulus`, `fitskypars.dannulus`, `datapars.fwhmpsf`, `photpars.apertures` y `centerpars.calgorithm` fueron configurados. La tarea `phot` calcula centros para cada objeto utilizando parámetros de centrado definidos en `centerpars`, calcula un valor de cielo para cada objeto utilizando los parámetros de ajuste de cielo definidos en `fitskypars` y calcula las magnitudes utilizando los parámetros de fotometría definidos en `photpars`. Finalmente, las características de datos de imagen de los datos son especificados en `datapars`<sup>2</sup>.

En el archivo `photpars` el parámetro `photpars.apertures` determina el radio, con origen en el centro de la estrella, que delimita una región. Para construir las curvas de crecimiento los valores de radio de apertura usados fueron desde 2 hasta 25 píxeles con un intervalo de 0,5 píxeles. El parámetro `datapars.fwhmpsf` indica el ancho del perfil estelar (ancho completo a la mitad del máximo de la función de dispersión), en este trabajo se usó el valor típico de 3 píxeles. Los parámetros `fitskypars.annulus` y `fitskypars.dannulus` determinan el radio interior de la región anular de ajuste del cielo y el ancho de la región anular de ajuste del cielo, respectivamente. Para `fitskypars.annulus` se utilizó el valor de 15 píxeles y para el `fitskypars.dannulus` se usó el valor de 10 píxeles. Finalmente, `centerpars.calgorithm` determina el algoritmo de centrado, se usó el centroide que es el algoritmo predeterminado recomendado, en el cual los centros de los objetos se determinan calculando las medias ponderadas de intensidad de los perfiles en x e y<sup>3</sup>.

Con la tarea `txdump` se puede obtener la información de algún archivo de salida, como por ejemplo: las posiciones de las estrellas, el radio de apertura, las magnitudes calculadas, los errores en las magnitudes calculadas, entre otras. Estas informaciones pueden ser impresas como un archivo de texto, por ejemplo, con la orden:

```
txdump shshm18bp1.mag.1 "xcen,ycen,mag,merr,rapert">> bn1.txt
```

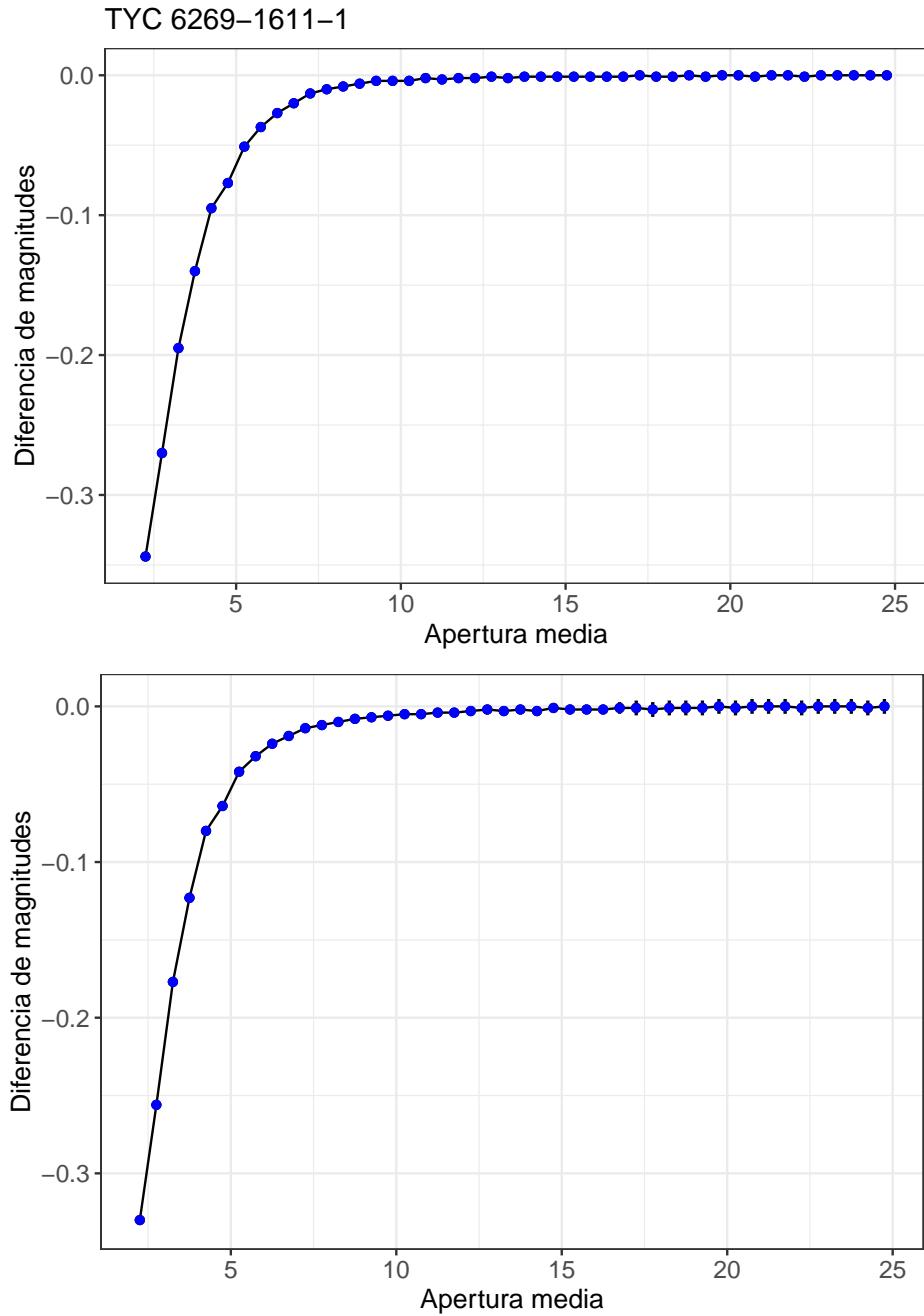
las coordenadas de las estrellas, las magnitudes, los errores en las magnitudes y el radio de apertura de la imagen con el filtro B fueron listados y guardados en el archivo de texto `bn1.txt`. Con esta información fueron construidas las curvas de crecimiento presentadas en la Figura 20.

---

<sup>2</sup><https://iraf.net>

<sup>3</sup><https://iraf.net>

**Figura 20:**  
*Curva de crecimiento de dos estrellas del cúmulo NGC 6613.*



En la Figura 20 se observa la curva de crecimiento para dos estrellas del cúmulo, los puntos representan las diferencias de magnitud instrumental en función del radio medio de las dos aperturas involucradas en cada diferencia. A partir de las curvas de crecimiento se observa que la mayor parte de la luz de las estrellas se encuentra en una apertura de aproximadamente 15 píxeles. Para ambas estrellas, la barra de errores es aproximadamente cero debido a que los errores en las magnitudes obtenidas para cada apertura son

insignificantes comparadas con los valores de las magnitudes.

#### 4.3.2 Astrometría

La posición de los objetos celestes y sus movimientos son determinados por astrometría. Las posiciones de las estrellas en las imágenes resultantes en los filtros B, V y R obtenidas en la sección 4.1 están en píxeles, para identificarlas (en catálogos) es necesario relacionar y determinar sus posiciones reales en el cielo, esto es, sus coordenadas astrométricas o coordenadas celestes.

Las coordenadas astrométricas ( $\alpha$  y  $\delta$ ) de las estrellas en las imágenes fueron obtenidas de Astrometry.net<sup>4</sup>. “Astrometry.net es un servicio de calibración astrométrica *online* con el que se pueden determinar las coordenadas celestes de los objetos a analizar”. Este proyecto cuenta con el apoyo de la Fundación Nacional de Ciencias de EE. UU., la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio de EE. UU. y el Consejo Nacional de Investigación en Ciencia e Ingeniería de Canadá.

El procedimiento es directo, se ingresa el archivo de la imagen astronómica y se obtiene un archivo de salida con los datos de la calibración astrométrica (el archivo de coordenadas) de la imagen ingresada. Usa el sistema de coordenadas mundial WCS<sup>5</sup> (*World Coordinate Systems*, por sus siglas en inglés) de los encabezados de las imágenes para relacionar cada píxel de la imagen con la coordenada del cielo respectiva. Este proceso fue realizado para las imágenes resultantes de los tres filtros B, V y R (Figura 18).

La tarea del IRAF usada es `wcsctran` que transforma los píxeles a coordenadas mundiales y viceversa. En el proceso transforma una lista de coordenadas (leída desde el archivo de entrada *input*, del sistema de coordenadas definido por *inwcs*) al sistema de coordenadas definido por *outwcs* utilizando la información del WCS en el encabezado de la imagen de entrada *image* y escribe los resultados en el archivo de salida *output*. Por ejemplo, la línea de comando:

```
wcsctran coord.txt radec.txt b.fits logical world formats="%12.2H%12.2h"
```

---

<sup>4</sup><https://nova.astrometry.net/>

<sup>5</sup>Los sistemas de coordenadas mundiales (WCS) son cualquier sistema de coordenadas que describe las coordenadas físicas asociadas con una matriz de datos, por ejemplo para una imagen astronómica, las coordenadas del cielo ( $\alpha$ ,  $\delta$ , latitud y longitud galáctica, etc.)

indica que la lista de coordenadas leída desde el archivo de entrada *coord.txt*, fue transformada del sistema de coordenadas *logical* al sistema de coordenadas *world* utilizando la información del WCS en el encabezado de la imagen *b.fits*, los resultados fueron extraídos en el archivo de salida *radec.txt*. Las coordenadas lógicas son coordenadas de píxeles relativas a la imagen usada. Las coordenadas mundiales *world* son la ascención recta y declinación. Se obtuvieron tres archivos de texto con las coordenadas celestes que fueron denominados *b.radec*, *v.radec* y *r.radec* correspondientes a los filtros *b*, *v* y *r*, respectivamente. En estos archivos cada línea tiene información de las coordenadas de una estrella. Posteriormente los tres archivos fueron correlacionados con la finalidad de obtener un único archivo final con el cual se hizo el análisis.

Primeramente las contrapartidas de las estrellas de los archivos *b.radec*, *v.radec* y *r.radec* con las del *Gaia Early Data Release 3* (Gaia EDR3) (*I/350/gaiaedr3*) Collaboration et al. (2016b), Brown et al. (2021) fueron determinadas por separado. El catálogo con los datos de GaiaEDR3 (*I/350/gaiaedr3*) contiene una gran información de las estrellas como: coordenadas ecuatoriales, fotometría GAIA, paralaje, movimiento propio en ascención recta y declinación, etc; y fue obtenido de Vizier Catalogue<sup>6</sup>, que es una base de datos que contiene la más completa colección de tablas y catálogos astronómicos publicados. Vizier Catalogue es administrado por el *Centre de Données astronomiques de Strasbourg* (CDS) de la Universidad de Strasburg.

Para hallar las contrapartidas de las estrellas de nuestra muestra con las estrellas del catálogo (*I/350/gaiaedr3*) se restringió el radio de reconocimiento a 2 segundos de arco, de manera que dentro de ese valor sean asociados los objetos del catálogo con las estrellas de los archivos de coordenadas. Como resultado, para cada filtro se generó una tabla (VOTABLE) conteniendo la información obtenida por GAIA de las estrellas. En el programa TOPCAT<sup>7</sup>, las tres tablas fueron correlacionadas considerándose una diferencia máxima entre objetos de 2 segundos de arco, generándose una tabla resultante conformada por 162 filas donde cada fila corresponde a una estrella. Las filas de salida deben ser simétricas y representan la mejor coincidencia. Partiendo de este conjunto de estrellas se realizó la ca-

---

<sup>6</sup><https://vizier.cds.unistra.fr/index.html>

<sup>7</sup><http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>. TOPCAT es el acrónimo de *Tool for Operations on Catalogues And Tables*, es un visor y editor gráfico interactivo de acceso libre. TOPCAT permite el análisis y uso de catálogos de objetos estelares y grandes tablas de datos astronómicos. Acepta archivos de diferentes formatos como por ejemplo VOTable, que fue el formato usado en este trabajo.

**Tabla 3:***Magnitudes Instrumentales de las estrellas analizadas.*

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
275,099	-17,059	10,265	0,002	9,437	0,001	8,882	0,001
275,099	-17,200	10,922	0,003	9,847	0,001	9,099	0,001
275,096	-17,128	9,784	0,001	9,316	0,001	8,979	0,001
275,092	-16,976	13,143	0,018	12,246	0,007	11,622	0,005
275,096	-17,161	11,958	0,007	11,455	0,003	11,112	0,003
275,089	-17,041	13,322	0,022	12,549	0,008	12,097	0,007
275,091	-17,199	12,232	0,009	11,518	0,004	11,011	0,003
275,085	-17,014	12,186	0,008	11,017	0,003	10,28	0,002

racterización del cúmulo, previamente sus magnitudes instrumentales fueron determinadas.

#### 4.3.3 Determinación de las magnitudes instrumentales

Las magnitudes instrumentales de las estrellas fueron determinadas con la tarea `phot` del IRAF como explicado en la sección 20. En la Tabla 3 son presentadas las coordenadas ecuatoriales ascension recta (R.A.), declinación (Dec) y las magnitudes instrumentales  $b$ ,  $v$  y  $r$  con sus errores para 8 estrellas de la muestra, la tabla completa con las magnitudes instrumentales es presentada en el Anexo 1.

#### 4.3.4 Determinación de las magnitudes standar

La transformación de magnitudes instrumentales bvr a magnitudes estándar BVR fue realizada a partir de las ecuaciones (Ruelas-Mayorga y Sánchez, 2008) y 2.11.5:

$$B = b_1 + b_2 b + b_3 (B - V) \quad (1)$$

$$V = v_1 + v_2 v + v_3 (B - V) \quad (2)$$

$$R = r_1 + r_2 r + r_3 (V - R) \quad (3)$$

Siendo  $b_1$ ,  $b_2$ ,  $b_3$ ,  $v_1$ ,  $v_2$ ,  $v_3$ ,  $r_1$ ,  $r_2$  y  $r_3$  los coeficientes de transformación;  $b$ ,  $r$  y  $v$  las magnitudes instrumentales y  $B$ ,  $V$ ,  $R$  las magnitudes en el sistema standar.

Para hacer la transformación se utilizaron las magnitudes standar BVR de 13 estrellas del campo de NGC 6613 en común con el cuarto "United States Naval Observatory (USNO) CCD Astrograph Catalog" (UCAC4) compilados en Zacharias et al. (2012). Estas

estrellas son listadas en la Tabla 4, donde se muestra el nombre de las estrellas según la numeración de Lindoff (1971) con excepción de 2MASS J18194354-1706165 y 2MASS J18195821-1706434, las magnitudes estándar BVR de UCAC4, los índices de color B -V y V - R y las magnitudes instrumentales  $b$ ,  $v$  y  $r$  que serán transformadas al sistema estándar.

**Tabla 4:**  
*Estrellas del campo NGC 6613 usadas para determinar los coeficientes de transformación.*

Estrella	B	V	R	B-V	V-R	b	v	r
NGC 6613 1	12,283	11,918	11,843	0,365	0,075	9,342	8,995	8,681
NGC 6613 12	10,622	10,363	10,269	0,259	0,094	7,444	7,256	7,016
NGC 6613 13	9,925	9,453	9,193	0,472	0,260	6,491	6,033	5,644
NGC 6613 15	9,468	9,128	8,908	0,340	0,220	5,681	5,408	5,106
NGC 6613 16	10,600	10,310	10,195	0,290	0,115	7,416	7,178	6,930
NGC 6613 20	12,859	12,513	12,462	0,346	0,051	10,075	9,755	9,476
NGC 6613 24	10,401	10,115	10,094	0,286	0,021	7,166	6,972	6,726
NGC 6613 28	10,694	10,425	10,337	0,269	0,088	7,526	7,329	7,104
NGC 6613 36	13,103	12,665	12,564	0,438	0,101	10,319	9,89	9,546
NGC 6613 50	14,494	13,918	13,768	0,576	0,150	11,936	11,359	10,901
NGC 6613 52	13,666	13,202	13,141	0,464	0,061	11,018	10,527	10,184
2MASS J18194354-1706165	15,277	14,616	14,420	0,661	0,196	12,856	12,171	11,701
2MASS J18195821-1706434	14,981	14,361	14,201	0,620	0,160	12,485	11,888	11,401

**Tabla 5:**  
Coeficientes de transformación.

Coeficiente	Valor	$\sigma$
$b_1$	4,4756	0,0824
$b_2$	0,8056	0,0144
$b_3$	0,6907	0,2544
$v_1$	4,3632	0,0841
$v_2$	0,8099	0,0146
$v_3$	0,6146	0,2426
$r_1$	4,2083	0,1004
$r_2$	0,8680	0,0101
$r_3$	0,5307	0,3151

Los coeficientes de transformación  $b_1, b_2, b_3, v_1, v_2, v_3, r_1, r_2$  y  $r_3$  fueron determinados de las ecuaciones 1, 2 y 3 por regresión multilineal utilizando el programa R<sup>8</sup> y los datos de las estrellas de la Tabla 4. Los valores de los coeficientes de transformación obtenidos son presentados en la Tabla 5.

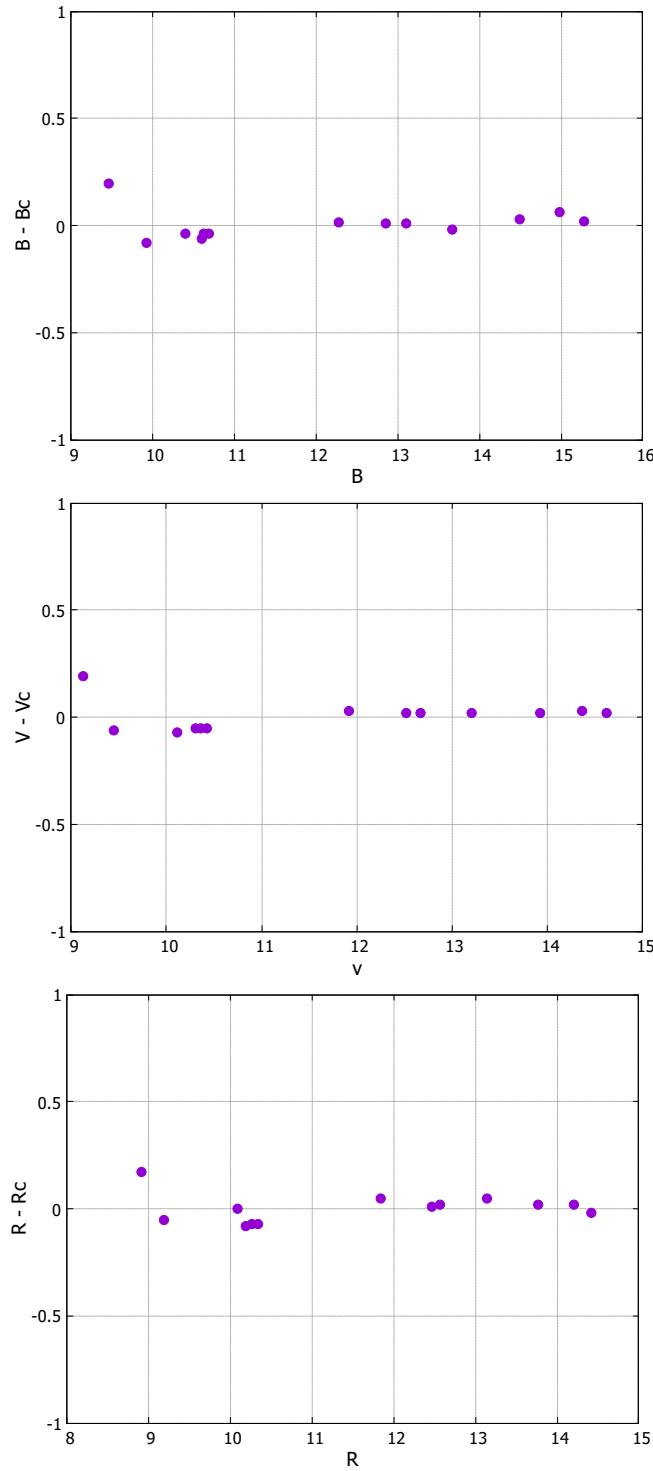
Comprobamos los resultados calculando las magnitudes estándar (a las cuales denominamos como Bc, Vc y Rc) de las estrellas de calibración de la Tabla 4 reemplazando los parámetros  $b_1, b_2, b_3, v_1, v_2, v_3, r_1, r_2$  y  $r_3$  y las magnitudes instrumentales  $bvr$  en las ecuaciones 1, 2 y 3. En la Figura 21 se presentan las diferencias entre las magnitudes estándar ( $B - Bc$ ), ( $V - Vc$ ) y ( $R - Rc$ ) en función de las magnitudes B, V y R, respectivamente. Para los tres filtros se observa que las diferencias están dispersas alrededor del cero, con diferencias menores a 0,8 mag, con excepción de una estrella para la cual se obtiene una diferencia máxima de 0,185, 0,179 y 0,161 mag para los filtros B, V y R, respectivamente los cuales representan un porcentaje de diferencia de 1,9% para B y V y de 1,7% para R.

Finalmente, obtenemos las magnitudes B, V y R en el sistema estándar de las 162 estrellas de la muestra reemplazando en las ecuaciones 1, 2 y 3 los coeficientes de transformación y las magnitudes instrumentales  $b, v$  y  $r$  presentadas en la Tabla 6.

Respecto a las incertidumbres de las magnitudes estándar, estas dependen de las incertidumbres de las magnitudes instrumentales ( $\Delta b, \Delta v, \Delta r$ ), de los coeficientes de transformación ( $\sigma_{b_1}, \sigma_{b_2}, \sigma_{b_3}, \sigma_{v_1}, \sigma_{v_2}, \sigma_{v_3}, \sigma_{r_1}, \sigma_{r_2}$  y  $\sigma_{r_3}$ ) y de las incertidumbres de los índices de color  $\Delta(B-V)$  y  $\Delta(V-R)$ , según sea el filtro. La incertidumbre total se calculó considerando que

<sup>8</sup>R es un entorno de software libre y lenguaje de programación para gráficos y análisis estadístico (<https://www.r-project.org/>).

**Figura 21:**  
Gráficos  $(B - B_c)$  vs  $B$ ,  $(V - V_c)$  vs.  $V$  y  $(R - R_c)$  vs.  $R$ .



*Nota: Imagen superior:* Diferencia entre las magnitudes absolutas  $B$  y  $B_c$  en función de  $B$ .  
*Imagen central:* Diferencia entre las magnitudes absolutas  $V$  y  $V_c$  en función de  $V$ . *Imagen Inferior:* Diferencia entre las magnitudes absolutas  $R$  y  $R_c$  en función de  $R$ .

las incertidumbres de cada uno de los parámetros  $p_i$  son estadísticamente independientes, según la ecuación  $\Delta M_t = \sqrt{\sum (\Delta p_i / p_i)^2}$ .

**Tabla 6:**  
*Magnitudes Estándar de las estrellas analizadas.*

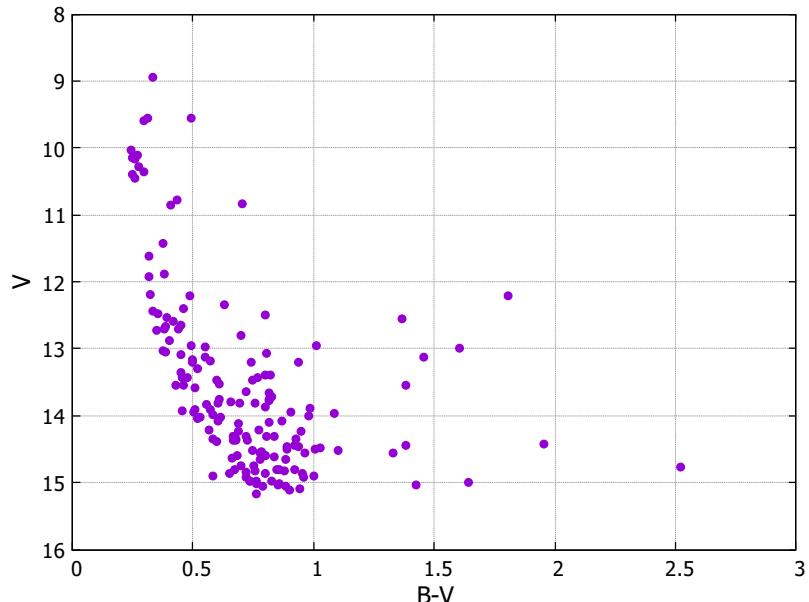
R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
275,099	-17,059	13,296	0,378	12,498	0,404	12,119	0,602
275,099	-17,200	13,973	0,378	12,961	0,404	12,403	0,602
275,096	-17,128	12,692	0,378	12,207	0,404	12,073	0,602
275,092	-16,976	15,647	0,378	14,802	0,405	14,472	0,606
275,096	-17,161	14,458	0,378	13,952	0,404	13,888	0,617
275,089	-17,041	15,715	0,379	14,980	0,405	14,803	0,619
275,091	-17,199	14,805	0,378	14,116	0,404	13,887	0,604
275,085	-17,014	15,044	0,378	13,956	0,404	13,417	0,602
275,085	-17,124	13,275	0,378	12,876	0,404	12,817	0,605
275,085	-17,178	14,013	0,378	12,207	0,404	11,092	0,602

En la Tabla 6 son presentadas las coordenadas ecuatoriales ascención recta (R.A.), declinación (Dec) y las magnitudes estándar B,V y R con sus incertidumbres de 10 estrellas de la muestra, la tabla completa es presentada en el Anexo 1. Se observa que en promedio  $\Delta B \simeq 0,378$  mag,  $\Delta V \simeq 0,404$  mag y  $\Delta R \simeq 0,608$  mag, que representan en promedio un porcentaje de error de 2,7 %, 3 % y 4,6 % para los filtros B, V y R, respectivamente.

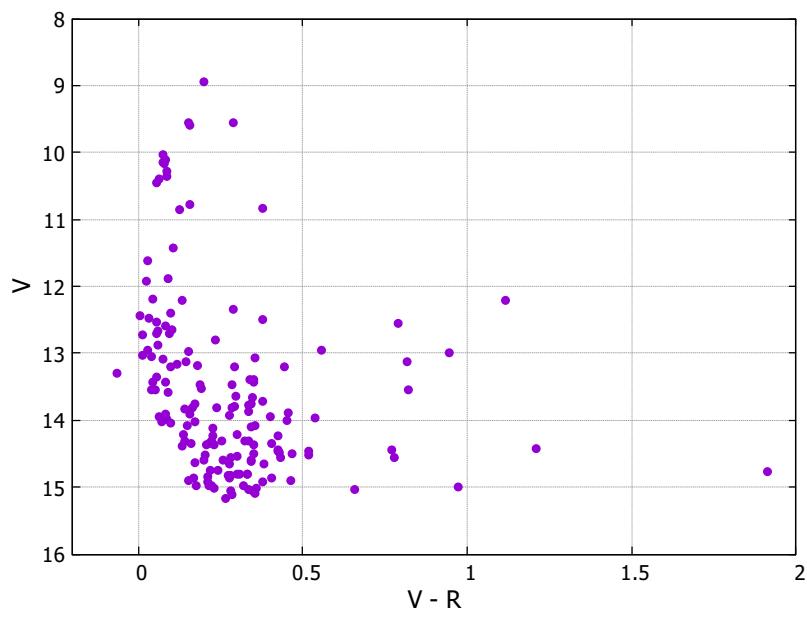
En las Figuras 22a y 22b son presentados los diagramas color magnitud V vs (B - V) y V vs (V - R) obtenidos con los datos de la Tabla 6. Se observa que la mayor parte de las estrellas pertenecen a la secuencia principal y también hay una cantidad menor de estrellas, más evolucionadas, que ya salieron de la secuencia principal hacia la rama de las gigantes. Se observa que todas las estrellas tienen el índice de color  $B - V > 0$ , lo que indicaría que son estrellas de tipo espectral A hacia tipos espectrales correspondientes a temperaturas más bajas, no hay estrellas masivas azules para las cuales el índice de color  $B - V < 0$ . No todas las estrellas pertenecen al cúmulo NGC 6613, algunas estrellas están en el mismo campo de visión pero a distancias mayores o menores que el cúmulo. En el próximo capítulo determinaremos cuántas y qué estrellas pertenecen al cúmulo NGC 6613.

**Figura 22:**

Diagramas color magnitud  $V$  vs.  $B - V$  y  $V$  vs.  $V - R$ .



(a)



(b)

Nota: (a) Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $B - V$ . (b) Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $V - R$ .

## Capítulo V: Caracterización del Cúmulo

En el capítulo anterior las magnitudes estándar BVR de las 162 estrellas de la muestra fueron determinadas y, los diagramas V vs (B - V) y V vs (V-R) fueron presentados. En este capítulo se pretende determinar el número de estrellas pertenecientes al cúmulo, estimar la distancia al cúmulo y la edad del cúmulo. Son presentados además, los diagramas color - magnitud del cúmulo NGC 6613 con fotometría Johnson-Cousins y fotometría GAIA.

### 5.1 Determinación de la pertenencia de las estrellas al cúmulo

La pertenencia de las estrellas al cúmulo fue realizada a partir del análisis del movimiento propio de las estrellas. Todas las estrellas de un cúmulo nacen a partir de una única nube molecular, por tanto, se asume que todas ellas tienen las mismas características como: edad, distancia, composición química y movimiento propio.

El análisis del movimiento propio fue realizado a partir de datos obtenidos del *Gaia Early Data Release 3* (Gaia EDR3) ([II/350/gaiaedr3](https://ii350/gaiaedr3)) Collaboration et al. (2016b), Brown et al. (2021) utilizando el programa TOPCAT. Como explicado en 4.3.2, el catálogo con los datos de GaiaEDR3 ([II/350/gaiaedr3](https://ii350/gaiaedr3)) fue obtenido de Vizier Catalogue.

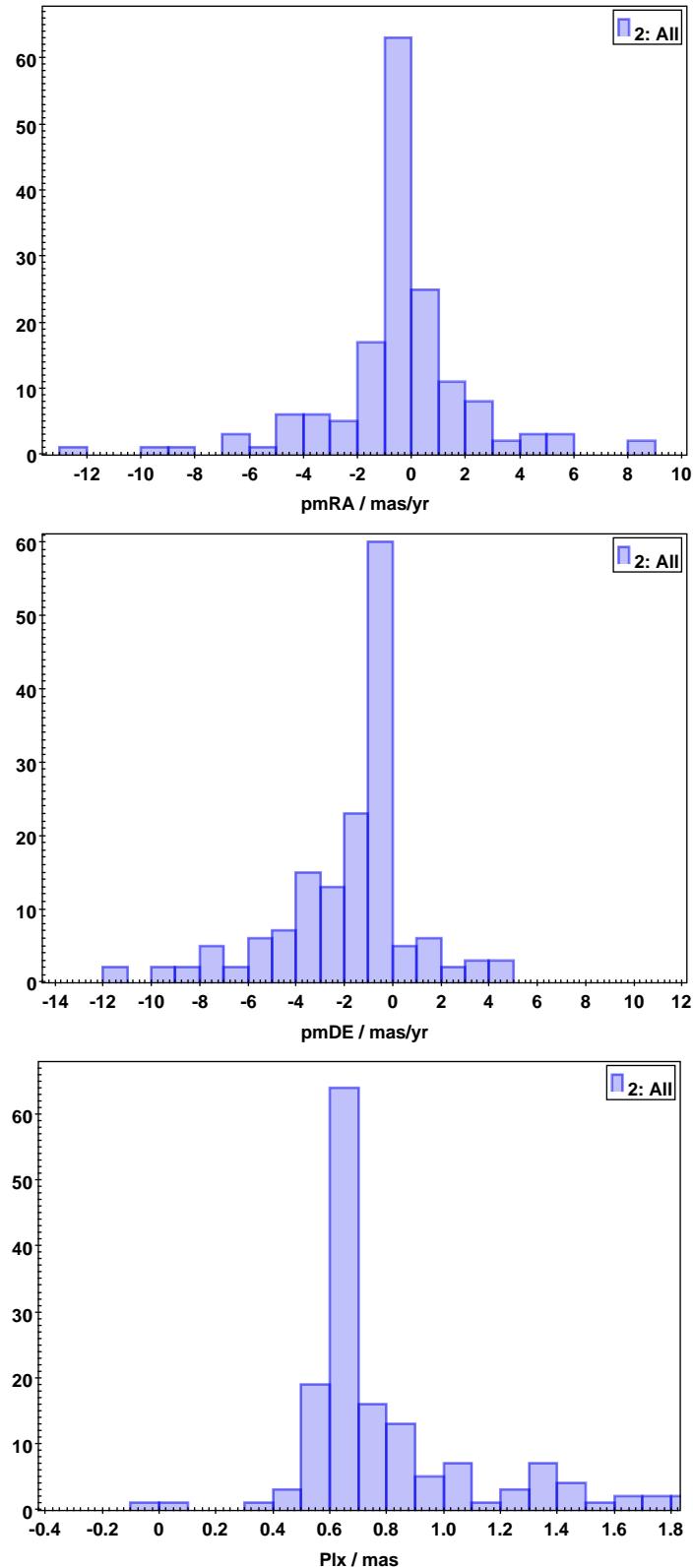
En la Figura 23 se presentan los histogramas del paralaje (figura inferior), del movimiento propio en ascension recta (pmRA) en la figura superior y del movimiento propio en declinación (pmDE) en la figura del medio, de las 162 estrellas de la lista. En los gráficos, el eje de las abscisas corresponde a la magnitud y el eje de las ordenadas al número de estrellas. A partir de un ajuste gaussiano se puede obtener el valor promedio y la desviación estándar. En los gráficos se observa la tendencia del paralaje a valores entre 0,60 y 0,70 milisegundos de arco (*mas*, por sus siglas en inglés), y del pmRA y pmDE a valores entre -1 y 0 milisegundos de arco por año por año (*mas/year*, por sus siglas en inglés).

#### 5.1.1 Estrellas con movimiento común.

La identificación del grupo de estrellas que presentan un movimiento común (*co-moving group*) se hizo a partir del Diagrama vectorial de puntos (DVP) que es un gráfico del movimiento propio en ascension recta (pmRA) vs. el movimiento propio en declinación (pmDE).

**Figura 23:**

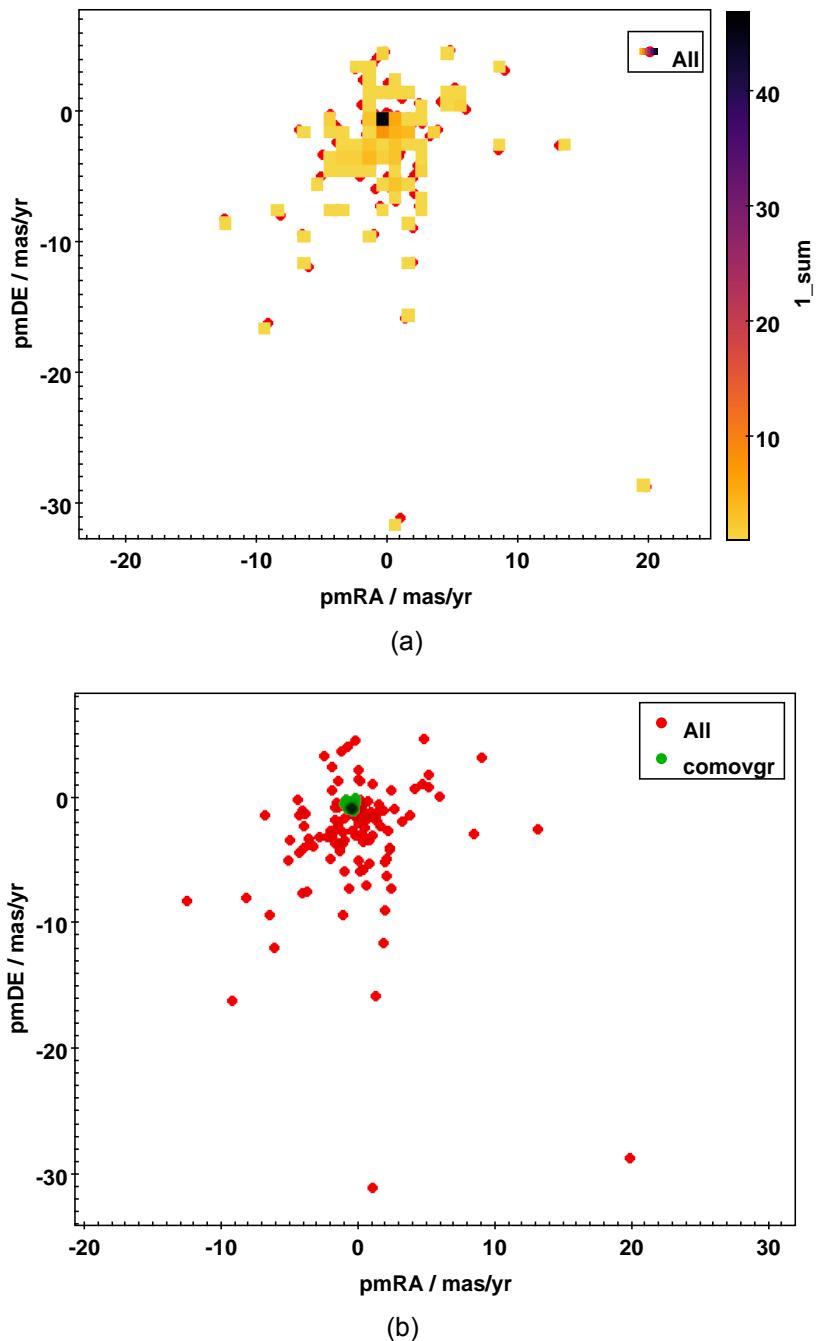
Histograma del pmRA, del pmDE y del paralaje de todas las estrellas del campo de la lista.



Nota: Histograma del pmRA (*figura superior*), del pmDE (*figura central*) y del paralaje (*figura inferior*) de todas las estrellas del campo de la lista.

**Figura 24:**

Gráfico del movimiento propio en ascensión recta vs. movimiento propio en declinación de las estrellas de la lista.



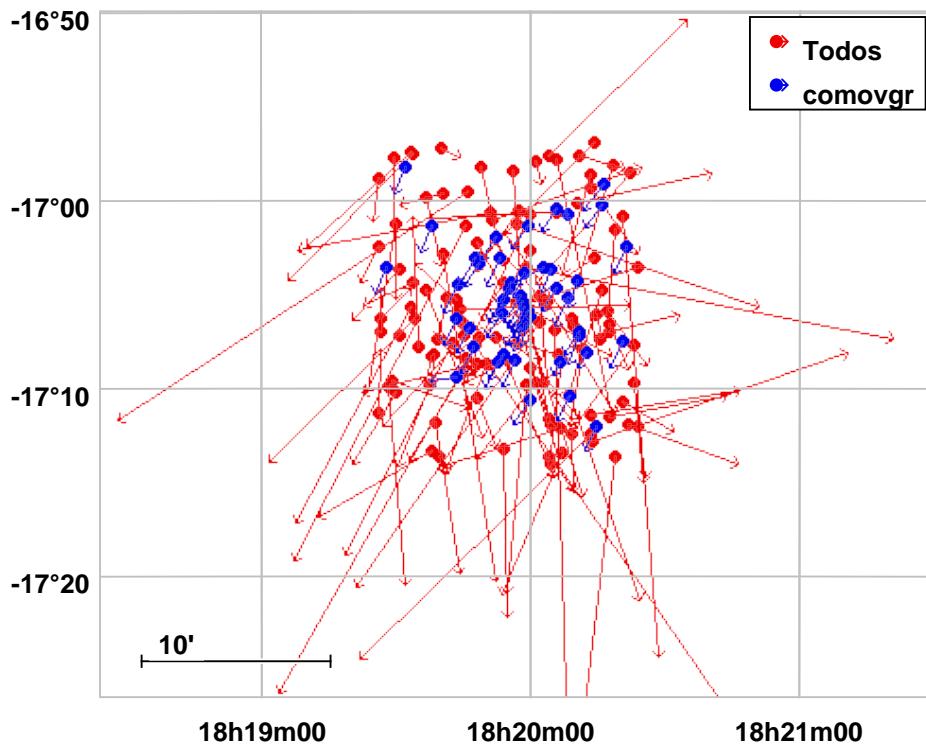
*Nota:* Movimiento propio en ascención recta vs movimiento propio en declinación en milisegundos de arco por año. En (a), la región más oscura del diagrama indica una mayor concentración de estrellas. En (b), en color verde las estrellas con similar movimiento propio.

El diagrama es presentado en la Figura 24, donde cada punto representa a una estrella. En la Figura 24a, las zonas en amarillo y anaranjado indican una menor concentración.

ción de estrellas con movimientos propios similares. Por otro lado, la región más oscura del diagrama indica una mayor concentración de estrellas, en esa región la dispersión entre estrellas es menor, lo que significa que tienen movimientos propios similares. A este grupo de estrellas se le denominó *comoving group* (esos objetos son los miembros más probables de pertenecer al cúmulo), se determinó que para esa región:  $-1 \leq \text{pmRA} \leq 0$  y  $-1 \leq \text{pmDE} \leq 0$ . En la figura 24b, en color verde están identificadas las estrellas del *comoving group* (la región con más concentración de estrellas de la figura 24a) y en color rojo las demás estrellas de la muestra. De las 162 estrellas se identificó que 47 estrellas pertenecen a esa región.

**Figura 25:**

Gráfico de las posiciones en el cielo de las estrellas con los vectores de movimiento propio proyectados.



*Nota:* El eje de las abscisas corresponde a la ascensión recta y el eje de las ordenadas a la declinación, las estrellas del *comoving group* están representadas en azul.

En la Tabla 7 se presenta los valores medio, mínimo, máximo y desviación estándar ( $\sigma$ ) del paralaje, del movimiento propio en ascensión recta y declinación de las estrellas del *comoving group* en milisegundos de arco y milisegundos de arco por año, respectivamente.

Se espera que los vectores que representan el movimiento propio de las estrellas del

**Tabla 7:**

Valores medio, mínimo, máximo y desviación estándar ( $\sigma$ ) del paralaje, movimiento propio en ascención recta, movimiento propio en declinación de las estrellas del grupo comoving.

Medida	Valor medio	$\sigma$	Mínimo	Máximo
Paralaje ( $10^{-3}$ “)	0,662	0,207	0,417	0,753
pmRA ( $10^{-3}$ “ /año)	-0,422	0,498	-0,994	-0,158
pmDE ( $10^{-3}$ “ /año)	-0,879	0,376	-0,984	-0,033

cúmulo sean iguales, es decir, que tengan el mismo tamaño y la misma dirección. En la figura 25 se presenta el gráfico de las posiciones en el cielo de las estrellas de la muestra con los vectores de movimiento propio proyectados, donde cada punto representa una estrella. El eje de las abscisas corresponde a la ascension recta y el de las ordenadas a la declinación. Las estrellas que pertenecen al *comoving group* están representadas en azul y las estrellas que no son parte de ese grupo en rojo. Se observa que para las estrellas del *comoving group*, no todas los vectores de movimiento propio tienen el mismo tamaño ni están en la misma dirección, por tanto, una nueva selección para determinar la pertenencia debió ser realizada.

Se restringieron los valores de pmRA, pmDE y paralaje considerando los valores estadísticos de la Tabla 7. Se acotaron considerando dos valores de dispersión:  $1\sigma$  y  $2\sigma$  obteniendo el mejor resultado para el valor de dispersión igual a  $1\sigma$ . Además, se consideró un error en el paralaje menor que el 10%.

A partir de este análisis se obtuvo como resultado que sólo 29 estrellas de la muestra pertenecen al cúmulo NGC 6613. En la Figura 26 se presenta el gráfico de las posiciones en el cielo de las 29 estrellas del cúmulo con los vectores de movimiento propio proyectados.

En la Figura 27 se presenta un diagrama tipo cubo, relacionando las posiciones de las estrellas representadas por las coordenadas ascension recta y declinación (en grados) y el paralaje (en milisegundos de arco) de las estrellas de NGC 6613. En este gráfico se observa que las estrellas del cúmulo tienen aproximadamente el mismo paralaje.

En la Tabla 8 son presentadas, las coordenadas, paralaje, movimiento propio en ascension recta, movimiento propio en declinación y los errores del paralaje y movimientos propios de las 29 estrellas pertenecientes al cúmulo. Se observa que el pmRA está en el rango de -0,607 a -0,351 milisegundos de arco por año y el pmDE está en el rango de

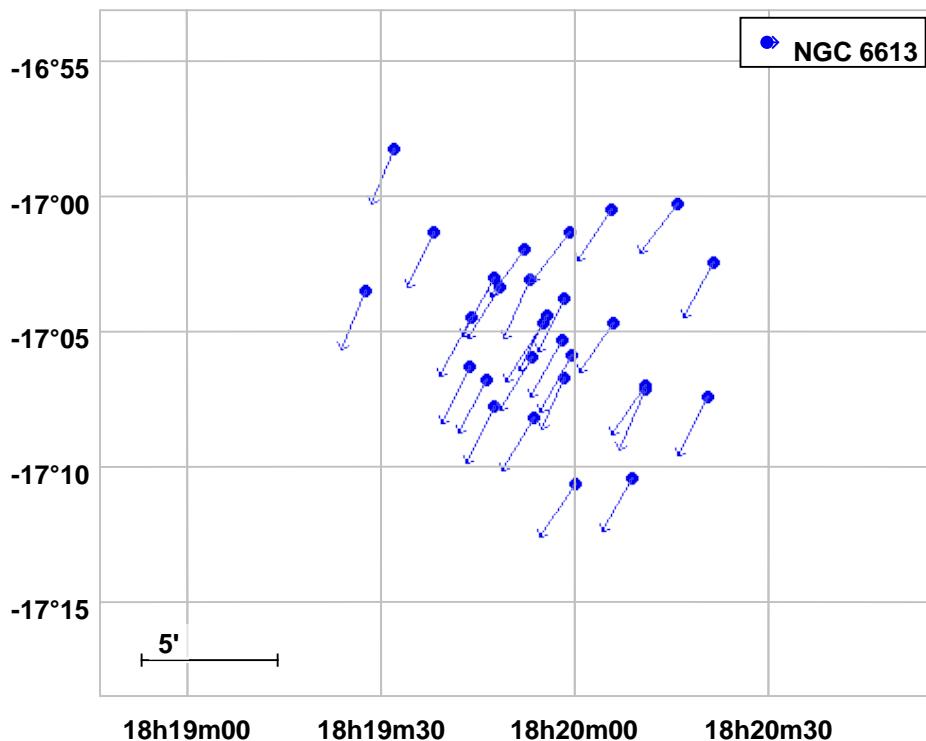
**Tabla 8:**

*Coordenadas, paralajes, movimientos propios en ascención recta y declinación e incertidumbres de las estrellas pertenecientes al cúmulo.*

RAJ2000	DEJ2000	Plx	$\Delta$ Plx	pmRA	$\Delta$ pmRA	pmDE	$\Delta$ pmDE
		mas	mas	mas/año	mas/año	mas/año	mas/año
275,089	-17,041	0,659	0,028	-0,475	0,037	-0,886	0,027
275,085	-17,124	0,620	0,019	-0,473	0,022	-0,944	0,016
275,066	-17,004	0,655	0,023	-0,607	0,026	-0,779	0,019
275,046	-17,117	0,596	0,024	-0,546	0,026	-0,793	0,020
275,045	-17,119	0,677	0,020	-0,421	0,024	-0,975	0,018
275,037	-17,173	0,631	0,024	-0,476	0,028	-0,866	0,021
275,024	-17,008	0,646	0,023	-0,540	0,026	-0,808	0,018
275,024	-17,078	0,653	0,019	-0,547	0,024	-0,793	0,018
275,000	-17,177	0,662	0,022	-0,585	0,027	-0,856	0,019
274,998	-17,098	0,642	0,020	-0,519	0,025	-0,912	0,019
274,997	-17,022	0,580	0,027	-0,598	0,031	-0,785	0,022
274,993	-17,063	0,619	0,024	-0,416	0,030	-0,857	0,021
274,993	-17,112	0,623	0,023	-0,351	0,030	-0,828	0,022
274,992	-17,089	0,648	0,022	-0,517	0,023	-0,903	0,018
274,982	-17,073	0,636	0,029	-0,459	0,041	-0,880	0,026
274,979	-17,078	0,567	0,030	-0,605	0,033	-0,959	0,025
274,974	-17,136	0,622	0,020	-0,506	0,025	-0,865	0,018
274,973	-17,099	0,643	0,030	-0,509	0,035	-0,853	0,025
274,971	-17,051	0,643	0,019	-0,428	0,022	-0,957	0,016
274,968	-17,033	0,645	0,022	-0,544	0,027	-0,769	0,019
274,951	-17,055	0,640	0,024	-0,532	0,030	-0,808	0,020
274,948	-17,051	0,624	0,019	-0,510	0,024	-0,935	0,017
274,947	-17,129	0,667	0,019	-0,451	0,022	-0,899	0,016
274,943	-17,113	0,650	0,019	-0,451	0,024	-0,854	0,016
274,933	-17,074	0,644	0,018	-0,505	0,024	-0,952	0,016
274,931	-17,104	0,613	0,027	-0,468	0,032	-0,925	0,022
274,908	-17,022	0,659	0,027	-0,420	0,034	-0,889	0,023
274,884	-16,971	0,583	0,016	-0,367	0,021	-0,898	0,015
274,865	-17,058	0,597	0,021	-0,386	0,027	-0,936	0,018

**Figura 26:**

Gráfico de las posiciones en el cielo de las estrellas del cúmulo NGC 6613 con los vectores de movimiento propio proyectados.



*Nota:* El eje de las abscisas corresponde a la ascensión recta y el eje de las ordenadas a la declinación.

-0,975 a -0,769 mili segundos de arco por año. El valor promedio del pmRA y de pmDE es  $-0,490 \pm 0,068$  mas/año y  $-0,875 \pm 0,060$  mas/año, respectivamente, donde la incertidumbre está representada por  $1\sigma$ . Respecto al paralaje, el valor promedio es 0,633 con valores en el rango de 0,567 a 0,677 mili segundos de arco, la mediana es 0,642 mili segundos de arco y la desviación estándar  $\sigma=0,027$ .

En la Tabla 9 son presentadas las magnitudes G, el índice de color BP-RP y las magnitudes absolutas B, V y R de las estrellas pertenecientes al cúmulo las cuales están identificadas por sus coordenadas ascensión recta y declinación.

### 5.1.2 Diagramas Color - Magnitud con fotometría Johnson - Cousins y fotometría Gaia

En las Figuras 28 y 29 se presentan los diagramas color - magnitud V vs B-V y V vs V-R, respectivamente, de las estrellas de la muestra. En ambos gráficos, los círculos azules cerrados representan a las estrellas que se determinaron como miembros del cúmulo NGC 6613 y los círculos abiertos rojos son las demás estrellas analizadas que no son miembros

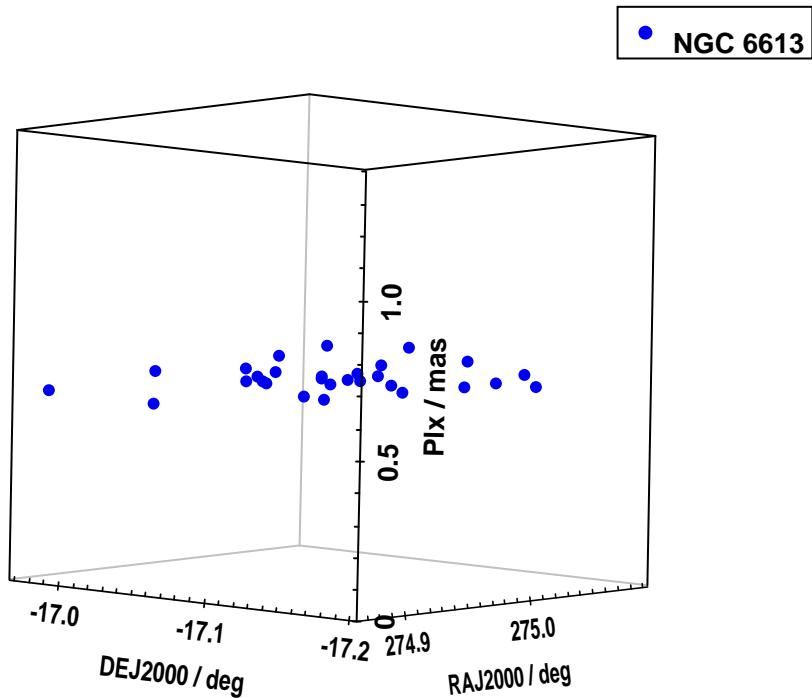
**Tabla 9:**

Coordenadas, magnitud Gaia G, BP-RP, magnitudes estándar B, V y R de las estrellas pertenecientes al cúmulo.

<b>RAJ2000</b>	<b>DEJ2000</b>	<b>Gmag</b>	<b>BP-RP</b>	<b>B</b>	<b>V</b>	<b>R</b>	<b>B-V</b>	<b>V-R</b>
275,089	-17,041	14,782	1,007	15,715	14,980	14,803	0,735	0,177
275,085	-17,124	12,873	0,591	13,275	12,876	12,817	0,400	0,059
275,066	-17,004	9,327	0,510	9,894	9,596	9,439	0,298	0,158
275,046	-17,117	9,972	0,413	10,373	10,101	10,017	0,272	0,085
275,045	-17,119	13,712	0,705	13,805	13,287	13,351	0,518	-0,064
275,037	-17,173	13,967	0,743	14,570	13,989	13,901	0,581	0,089
275,024	-17,008	13,971	0,732	14,567	14,049	13,951	0,519	0,098
275,024	-17,078	13,490	0,706	14,089	13,579	13,486	0,510	0,092
275,000	-17,177	13,845	0,689	14,417	13,908	13,825	0,509	0,083
274,998	-17,098	10,168	0,430	10,560	10,287	10,199	0,273	0,088
274,997	-17,022	14,529	1,105	15,668	14,866	14,588	0,802	0,277
274,993	-17,063	14,204	0,874	14,970	14,301	14,159	0,669	0,142
274,993	-17,112	14,215	0,878	14,937	14,352	14,190	0,585	0,162
274,992	-17,089	13,362	0,665	13,909	13,432	13,347	0,477	0,084
274,982	-17,073	14,615	0,990	15,560	14,837	14,627	0,722	0,210
274,979	-17,078	11,354	0,535	11,796	11,422	11,317	0,374	0,105
274,974	-17,136	12,748	0,510	13,070	12,722	12,708	0,348	0,014
274,973	-17,099	10,242	0,438	10,653	10,358	10,270	0,295	0,088
274,971	-17,051	12,664	0,558	13,064	12,675	12,615	0,389	0,060
274,968	-17,033	13,943	0,798	14,684	14,082	13,933	0,602	0,149
274,951	-17,055	14,087	0,801	14,786	14,217	14,080	0,569	0,136
274,948	-17,051	13,711	0,755	14,380	13,826	13,686	0,554	0,140
274,947	-17,129	12,511	0,573	12,917	12,528	12,470	0,390	0,057
274,943	-17,113	12,494	0,524	12,836	12,482	12,450	0,354	0,032
274,933	-17,074	12,678	0,560	13,085	12,704	12,648	0,381	0,056
274,931	-17,104	14,440	0,908	15,288	14,628	14,456	0,661	0,172
274,908	-17,022	14,678	0,955	15,505	14,856	14,687	0,649	0,169
274,884	-16,971	13,070	0,508	13,408	13,031	13,018	0,377	0,013
274,865	-17,058	12,512	0,467	12,777	12,445	12,440	0,332	0,005

**Figura 27:**

Diagrama tipo cubo relacionando las coordenadas ecuatoriales y el paralaje de las estrellas del cúmulo NGC 6613.



del cúmulo. Se observa que todas las estrellas del cúmulo aún están en la fase de secuencia principal y no hay estrellas más evolucionadas en la rama de las gigantes. No hay estrellas azules, las cuales tienen el índice de color  $B-V < 0$ , todas las estrellas del cúmulo tienen el índice de color  $B-V > 0$  que corresponden a estrellas de tipo espectral A o de otros tipos espectrales *late-type* como F, G, K, etc. La determinación del tipo espectral es posible con el análisis del espectro de absorción de la estrella, que no es parte de este trabajo.

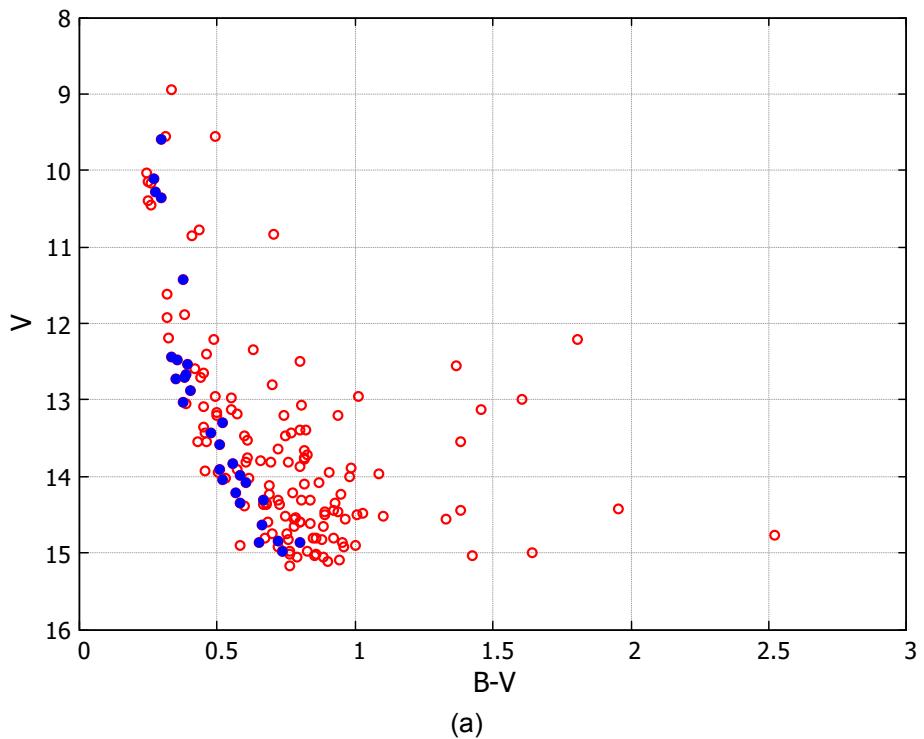
Además, el Diagrama Color - Magnitud con fotometría Gaia es presentado en la Figura 30, este diagrama confirma el resultado de que las estrellas del cúmulo pertenecen a la secuencia principal.

### 5.1.3 Distancia al cúmulo

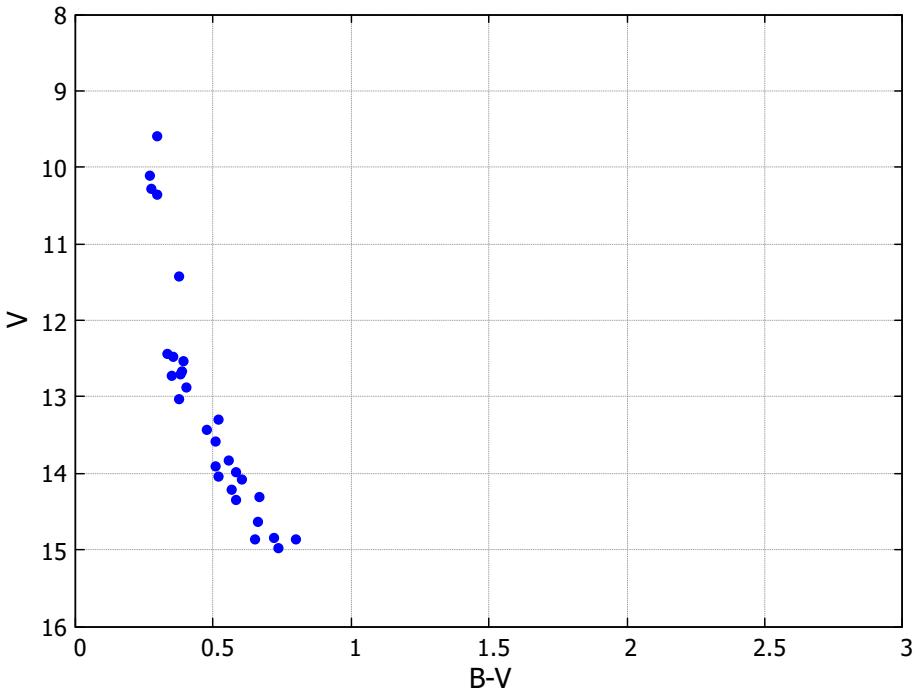
La distancia al cúmulo NGC 6613 fue estimada indirectamente a partir del paralaje según la ecuación 3 utilizando los datos de la Tabla 8. El valor promedio del paralaje obtenido es 0,633 milisegundos de arco, reemplazando ese valor en la ecuación 3, se obtiene una distancia al cúmulo de  $1,58 \times 10^3$  parsecs. Considerando como incertidumbre  $1\sigma_{\pi} = 0,027$  se

**Figura 28:**

Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $B-V$ .



(a)

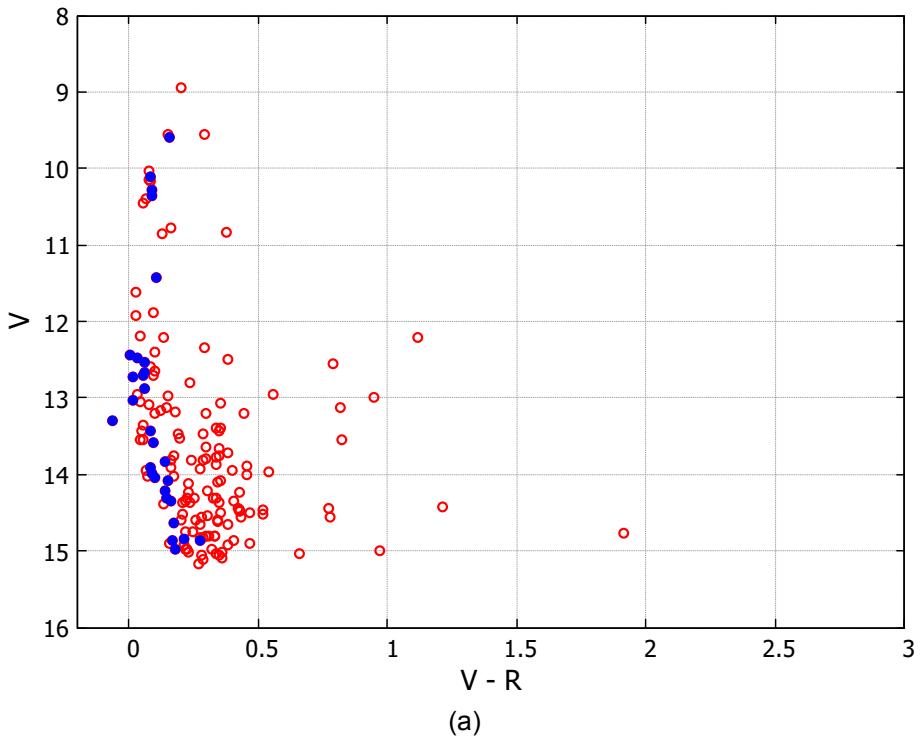


(b)

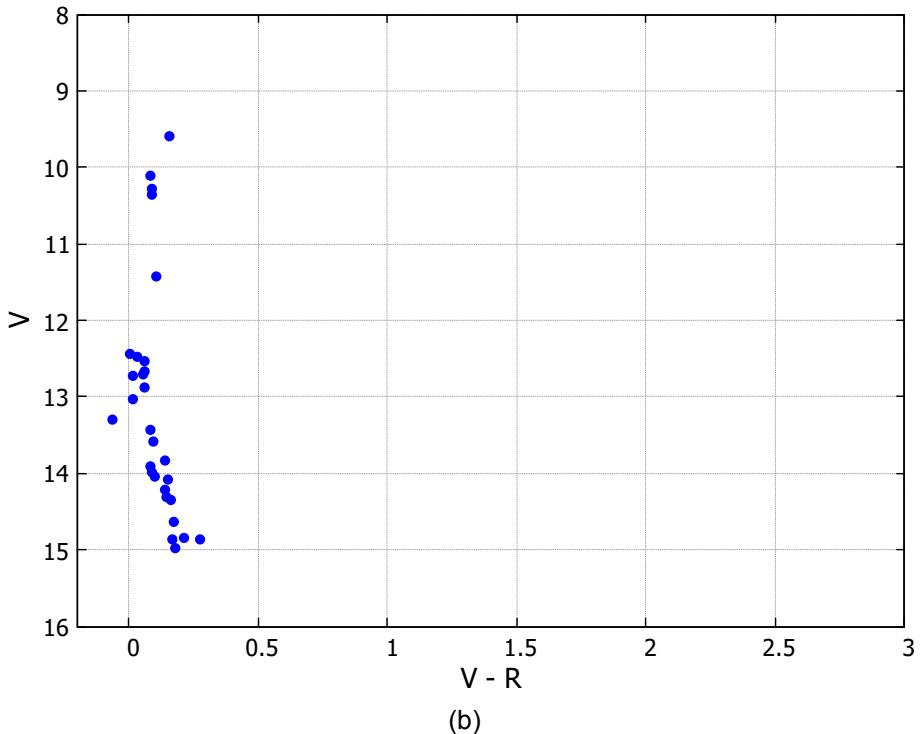
*Nota:* (a) Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $B-V$ , los círculos azules cerrados representan a las estrellas miembros del cúmulo y los círculos abiertos rojos las demás estrellas de la muestra. (b) Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $B-V$  del cúmulo NGC 6613.

**Figura 29:**

Diagrama color - magnitud  $V$  vs.  $V-R$ .



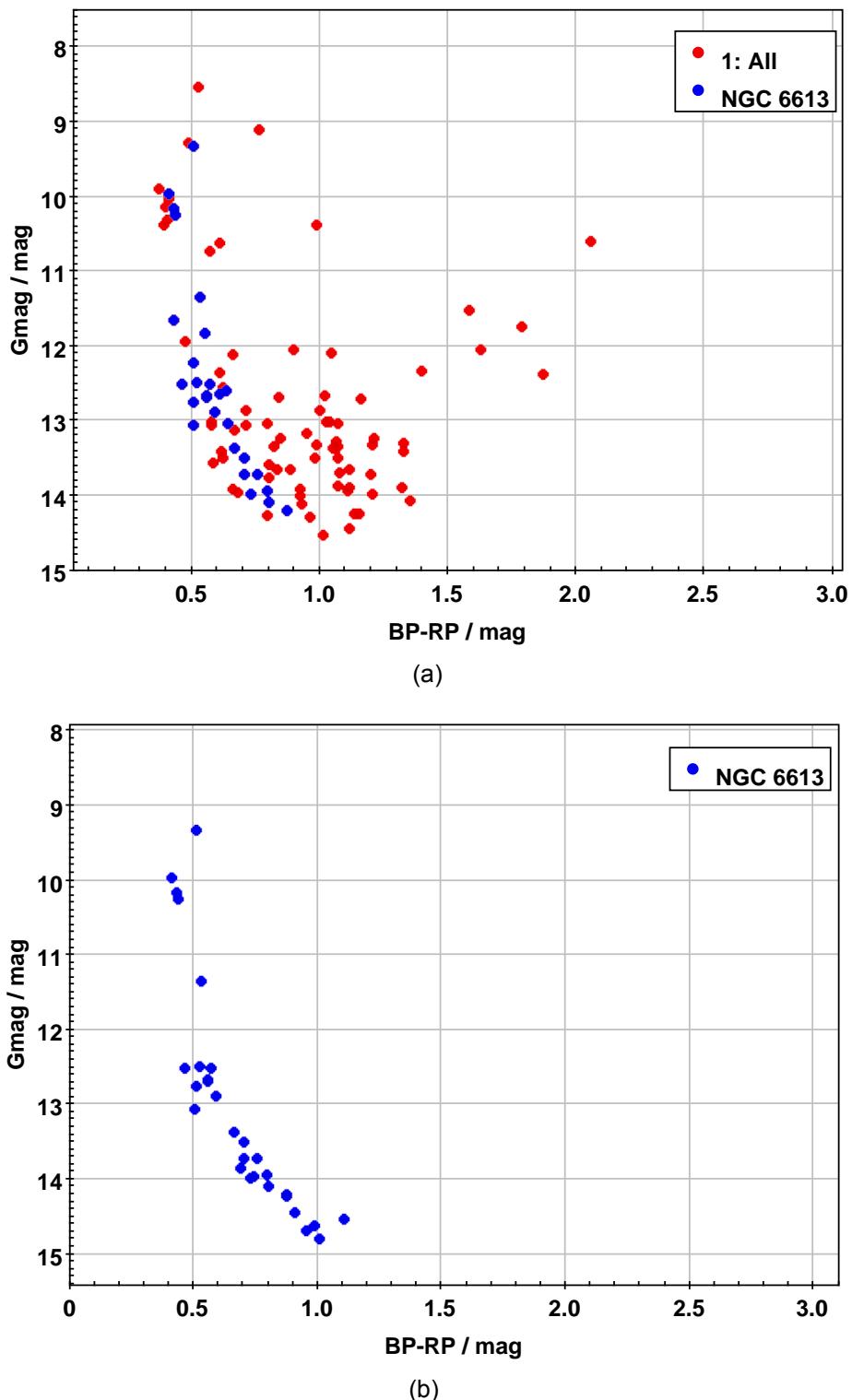
(a)



(b)

*Nota:* (a) Diagrama color magnitud  $V$  vs.  $V-R$ , los círculos azules cerrados representan a las estrellas miembros del cúmulo y los círculos abiertos rojos las demás estrellas de la muestra. (b) Diagrama color - magnitud  $V$  vs.  $V-R$  del cúmulo NGC 6613.

**Figura 30:**  
*Diagrama color - magnitud con fotometría Gaia.*



*Nota:* (a) Diagrama color - magnitud con todas las estrellas de la muestra. (b) Diagrama color- magnitud del cúmulo NGC 6613.

obtiene que el paralaje puede tomar valores entre 0,606 y 0,660 milisegundos de arco, que incluye al 75 % de las estrellas de la tabla. Considerando que la incertidumbre es igual a  $2\sigma = 0,054$  milisegundos de arco se obtiene que el paralaje puede tomar valores entre 0,579 y 0,687 milisegundos de arco, que incluye al 93 % de las estrellas. Por tanto, seleccionamos este valor para el cálculo de los errores. Así, el error en la distancia fue calculado considerando que el paralaje puede tomar valores entre  $\pi + 2\sigma$  y  $\pi - 2\sigma$ , que corresponden a distancias de  $1,45 \times 10^3$  pc y  $1,73 \times 10^3$  pc, respectivamente. Por tanto, la distancia media al cúmulo puede estimarse como  $d = 1,58^{(+0,15)}_{(-0,13)} \times 10^3$  pc. Considerando en lugar del promedio, la mediana del paralaje, la cual es igual a 0,642 milisegundos de arco, obtenemos una distancia al cúmulo igual a  $1,56 \times 10^3$  parsecs. La diferencia de 0,009 milisegundos de arco en el paralaje representa una diferencia de aproximadamente 20 parsecs en la distancia.

En Luri et al. (2018) y Bailer-Jones et al. (2021) argumentan que si bien el paralaje es la base para el cálculo de distancias, calcular distancias invirtiendo el paralaje solamente sería válido si no hubieran errores. La relación no lineal entre el paralaje y la distancia y el hecho de que a mayores distancias los errores en el paralaje medido son mayores, pueden generar que pequeñas incertidumbres absolutas en el paralaje medido representen grandes incertidumbres en la distancia. En Luri et al. (2018) recomiendan que el cálculo de la distancia debe tratarse como un problema de inferencia y emplear métodos bayesianos para su determinación. El valor de distancia obtenido en este trabajo es un valor estimado.

#### **5.1.4 Comparación con la literatura**

El paralaje y la distancia de NGC 6613 fueron obtenidas también por otros autores. Comparando los resultados del paralaje y la distancia de este trabajo con los valores publicados en la literatura presentados en la sección 2.1.1 y resumidos en la Tabla 10, se observa que comparando el valor promedio del paralaje, los paralajes son similares, con una diferencia de -0,007 milisegundos de arco con el paralaje obtenido por Cantat-Gaudin et al. (2020) y una diferencia de -0,011 segundos de arco con el paralaje obtenido por W. S. Dias et al. (2021). Considerando la mediana, los paralajes obtenidos son iguales. Ambas referencias usaron datos del GaiaEDR2 y en este trabajo se usaron datos de GaiaEDR3.

Con respecto a la distancia, la diferencia con los valores obtenidos por los otros autores, varía en el rango de 86 a 367 pc (todos los valores son menores al valor estimado).

**Tabla 10:**

Paralaje, distancia y número de componentes ( $N$ ) de NGC 6613 de la literatura.

Referencia	Paralaje	Distancia	N
	mas	pc	
W. S. Dias et al. (2021)	$0,644 \pm 0,046$	$1352 \pm 31$	48
Cantat-Gaudin et al. (2020)	$0,640 \pm 0,028$	1477	25
Cantat-Gaudin et al. (2018)	$0,640 \pm 0,044$	1494,3	49
Kharchenko et al.(2005)	-	1296	11
Dib et al.(2018)	-	1213	81
Loktin y Popova (2017)	-	1302	-
Lindoff (1971)	-	1250	24
Sánchez et al. (2020)	-	-	38
Este trabajo	$0,633 \pm 0,027$	$1,58^{(+0,15)}_{(-0,13)} \times 10^3$	29

do en este trabajo), W. S. Dias et al. (2021), Cantat-Gaudin et al. (2020) y Cantat-Gaudin et al. (2018) utilizaron también datos de GAIA pero de GaiaEDR2 y emplearon diferentes métodos estadísticos para calcularla. Con Cantat-Gaudin et al. (2018), sus resultados son consistentes con nuestro resultado dentro de las incertidumbres.

### 5.1.5 Edad de NGC 6613

La edad del cúmulo fue determinada a partir del ajuste de isócronas teóricas. Las isócronas fueron obtenidas de la base de datos de Padova: *Padova database of stellar evolutionary tracks and isochrones*<sup>1</sup> (Girardi et al., 2000). Con trayectorias evolutivas obtenidas con los códigos de evolución estelar PARSEC<sup>2</sup> (Bressan et al., 2012) y COLIBRI (Marigo et al., 2013).<sup>3</sup> Se generan tablas de isócronas con información general en el encabezado que incluye la edad, metalicidad de la isócrona, masas, temperaturas, luminosidad, magnitud absoluta, etc.

Las isócronas son ajustadas al diagrama color - magnitud de las estrellas pertenecientes al cúmulo presentado en la Figura 28, el objetivo es encontrar la isócrona que tenga una diferencia mínima con el diagrama color-magnitud. Previamente, para obtener el mejor ajuste, las isócronas teóricas son desplazadas en magnitud y color utilizando las ecuaciones 22, 25 y 26. El exceso de color considerado es E(B-V)=0,45 (Kharchenko et al., 2009) y el módulo distancia igual a 12,39.

<sup>1</sup><http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

<sup>2</sup>Acronimo de *PAdova and TRieste Stellar Evolution Code*, es un código de evolución estelar utilizado para calcular conjuntos de trayectorias evolutivas de estrellas.

<sup>3</sup>Código que calcula la evolución de las estrellas a lo largo de la fase de rama gigante asintótica.

En este trabajo no fue calculada la metalicidad, por tanto para calcular la edad consideramos dos valores de metalicidad <sup>4</sup>: la metalicidad solar igual a 0,0152 dex. y  $[Fe/H] = 0,133$  dex que es la metalicidad determinada para este cúmulo por W. S. Dias et al. (2021). Para cada valor de metalicidad, de la base de datos de Padova, se obtuvieron isócronas de diferentes edades (en unidades logarítmicas), desde  $\log(\text{edad})=6,9$  hasta  $\log(\text{edad})=8,0$ , con un paso de 0,1 años y/o para un mejor ajuste, con un paso de 0,01 años.

El mejor ajuste apartir del cálculo de chi-cuadrado ( $\chi^2$ ) se obtuvo para la isócrona de edad  $\log(\text{edad})=7,25$  años (que equivale a  $17,8 \times 10^6$  años) para el caso de metalicidad solar, como se observa en la Figura 31a y, una edad igual a  $\log(\text{edad})=7,5$  años (que equivale a  $31,6 \times 10^6$  años) en el caso de  $[Fe/H]= 0,133$  como se observa en la Figura 31b. Para los valores de metalicidad usados, el rango de edad del cúmulo NGC 6613 obtenido en el presente trabajo es de  $7,25 < \log(\text{edad}) < 7,5$  años que equivalente a  $17,8 \times 10^6 < \text{edad} < 31,6 \times 10^6$  años.

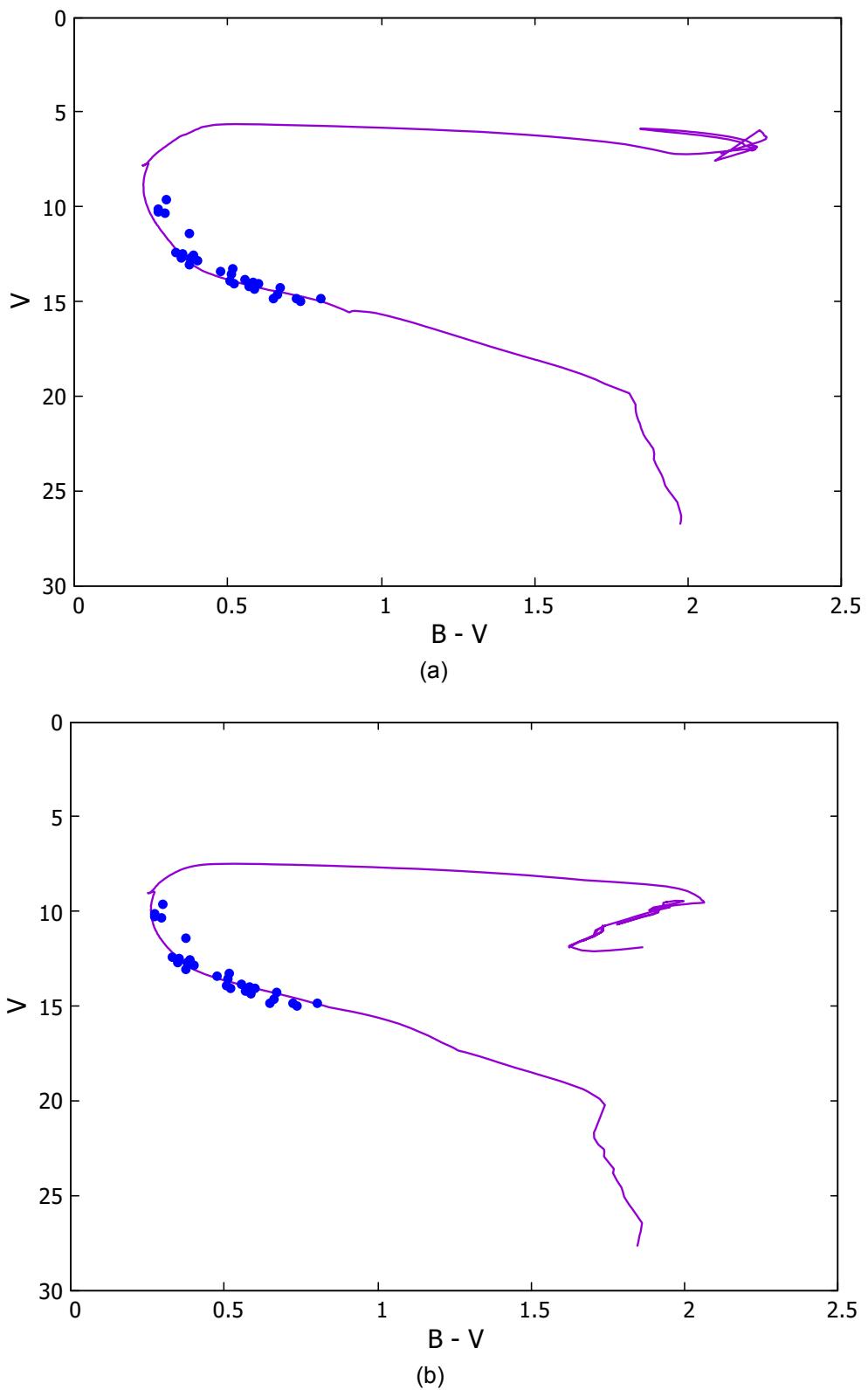
En la parte superior del diagrama parece que hay estrellas saliendo de la secuencia principal. Sin embargo, se necesita una muestra mayor de estrellas calientes para confirmarlo.

La edad de NGC 6613 ya fue determinada por otros autores usando también el ajuste de isócronas. Morales et al. (2013) obtuvieron  $\log(\text{edad})=7,223$  que equivale a  $16,7 \times 10^6$  años, Kharchenko et al. (2016) obtuvieron  $\log(\text{edad}) = 7,705$  que equivale a  $50,7 \times 10^6$  años y W. S. Dias et al. (2021) obtuvieron  $\log(\text{edad})=7,535$  que equivale a  $34,3 \times 10^6$  años. Estos resultados son compatibles con el nuestro.

---

<sup>4</sup>En Astronomía todos los elementos excepto el H y He son llamados metales. La metalicidad  $[Fe/H]$  representa la abundancia promedio de elementos pesados de una estrella en relación con el Sol. Sin embargo, algunas veces puede referirse al contenido de hierro.

**Figura 31:**  
*Ajuste de isócronas.*



*Nota:* (a) Isócrona  $[Fe/H]=0,0125$ ,  $\log(\text{edad})=7,25$ . (b) Isócrona  $[Fe/H]=0,133$ ,  $\log(\text{edad})=7,5$ .

## Conclusiones

En este trabajo presentamos la caracterización del cúmulo estelar abierto NGC 6613 o M18, a partir de imágenes en los filtros B, V y R, obtenidas en el observatorio astronómico de la UNI, OAUNI y datos astrométricos de GAIA. Se determinaron las magnitudes instrumentales y se transformaron al sistema estándar. Se determinó el número de estrellas que pertenecen al cúmulo, el paralaje, los movimientos propios en ascensión recta y declinación, y se estimó la distancia al cúmulo. Además, se construyeron los diagramas color - magnitud en el sistema estándar y GAIA y, a partir del ajuste de isócronas, se determinó la edad del cúmulo.

Los resultados principales son resumidos a continuación:

1. Se observó el cúmulo estelar abierto NGC 6613 con los filtros B, V y R. Para 162 estrellas del campo observado, se determinaron sus magnitudes instrumentales y se transformaron al sistema estándar.
2. Del estudio del movimiento propio en ascensión recta y declinación, se determinó que 29 estrellas del campo analizado son miembros del cúmulo NGC 6613.
3. Se determinó el movimiento propio en ascensión recta y en declinación del cúmulo. Para el movimiento propio en ascensión recta se obtuvo un valor promedio de  $-0,490 \pm 0,068$  milisegundos de arco por año y para el movimiento propio en declinación se obtuvo  $-0,875 \pm 0,060$  milisegundos de arco por año.
4. Se determinó el paralaje del cúmulo, con un valor medio de  $0,633 \pm 0,027$  milisegundos de arco.
5. Se estimó la distancia al cúmulo NGC 6613, a partir de la relación inversa al paralaje, el valor obtenido es de  $1,58^{(+0,15)}_{(-0,13)}$  kpc.
6. Se construyeron los diagramas color- magnitud, V vs. B-V, V vs. V-R y G vs (BP-RP) del cúmulo NGC 6613. Se determinó que las estrellas del cúmulo están en la fase de secuencia principal. Las masas de las estrellas del cúmulo abarcan un amplio rango de valores. Se observa que no hay estrellas calientes azules masivas.

7. Del ajuste de isócronas, para los valores de metalicidad  $[Fe/H] = 0,0152$  dex. y  $[Fe/H] = 0,133$ , se determinó que la edad del cúmulo está en el rango de  $7,25 < \log(\text{Edad}) < 7,5$  años o  $17,8 \times 10^6$  años  $< \text{Edad} < 31,6 \times 10^6$  años.

### **Trabajo futuro**

1. Calcular nuevamente la distancia al cúmulo considerando métodos de inferencia estadísticos.
2. Realizar el análisis de abundancias de las estrellas individuales que forman parte del cúmulo M18, a partir de sus espectros de absorción.
3. Complementar con la caracterización de otros cúmulos estelares, se tiene una muestra de 21 cúmulos estelares observados en el OAUNI.

## Referencias Bibliográficas

- Alter, G. (1943). A Photographic Survey of Galactic Clusters, IV: NGC 6596, 6603, 6605, 6613, 6618, 6645, 6647, IC 4725, Tr. 33, Cr. 371, 469. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 103(1), 10–20.
- Alter, G., Ruprecht, J., y Vanysek, V. (1994). VizieR Online Data Catalog: Star Clusters and Associations, Selected Data (Alter+ 1970). *VizieR Online Data Catalog*, VII–5A.
- Bailer-Jones, C., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., y Andrae, R. (2021). Estimating distances from parallaxes. V. Geometric and photogeometric distances to 1.47 billion stars in Gaia Early Data Release 3. *The Astronomical Journal*, 161(3), 147.
- Bessell, M. S. (2005). Standard photometric systems. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 43, 293–336.
- Binney, J., y Merrifield, M. (2000). *Galactic Astronomy*. Princeton University Press.
- Bradt, H. (2004). *Astronomy methods: A physical approach to astronomical observations*. Cambridge University Press.
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., y Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427(1), 127–145.
- Brown, A., Vallenari, A., Prusti, T., De Bruijne, J.H.J., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O.L., Evans, D.W., Eyer, L., Hutton, A., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., ... Zwitter, T. (2021). Gaia early data release 3. Summary of the contents and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 649, A1.
- Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., Jordi, C., Romero-Gómez, M., Soubiran, C., Casamiquela, L., Tarricq, Y., Moitinho, A., Vallenari, A., Bragaglia, A., Krone-Martins, A., y Kounkel, M. (2020). Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 640, A1.
- Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., Bragaglia, A., Balaguer-Núñez, L., Soubiran, C., Bossini, D., Moitinho, A., Castro-Ginard, A., Krone-Martins, A., Casamiquela, L., Sordo,

- R., y Carrera, R. (2018). A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way. *Astronomy & Astrophysics*, 618, A93.
- Collaboration, G., y cols. (2016a). Description of the Gaia mission (spacecraft, instruments, survey and measurement principles, and operations). *Gaia Collaboration et al.(2016a): Summary description of Gaia DR1*.
- Collaboration, G., y cols. (2016b). The GAIA mission. *arXiv preprint arXiv:1609.04153*.
- Conrad, C., Scholz, R. -D., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., de Jong, R. S., Schnurr, O., Steinmetz, M., Grebel, E. K., Zwitter, T., Bienaymé, O., Bland-Hawthorn, J., Gibson, B. K., Gilmore, G., Kordopatis, G., Kunder, A., Navarro, J. F., Parker, Q., ... Wyse, R. (2017). A RAVE investigation on Galactic open clusters-II. Open cluster pairs, groups and complexes. *Astronomy & Astrophysics*, 600, A106.
- Cousins, A. (1976). VRI standards in the E regions. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 81, 25.
- Dias, W., Monteiro, H., y Assafin, M. (2018). Update of membership and mean proper motion of open clusters from UCAC5 catalogue. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 478(4), 5184–5189.
- Dias, W.S., Monteiro, H., Moitinho, A., Lépine, J.R.D., Carraro, G., Paunzen, E., Alessi, B., y Villela, L. (2021). Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 504(1), 356–371.
- Dib, S., Schmeja, S., y Parker, R. J. (2018). Structure and mass segregation in Galactic stellar clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473(1), 849–859.
- Galadi-Enriquez, D., y Canudas, I. R. (1998). *Manual práctico de astronomía con CCD*. Ediciones Omega.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., y Chiosi, C. (2000). Evolutionary tracks and isochrones for low-and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7  $M_{Sun}$ , and from Z=0.0004 to 0.03. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 141(3), 371–383.
- Howell, S. B. (1989). Two-dimensional aperture photometry: signal-to-noise ratio of point-source observations and optimal data-extraction techniques. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 101(640), 616.

- Howell, S. B. (2006). *Handbook of CCD astronomy* (Vol. 5). Cambridge University Press.
- Johnson, H. L., y Morgan, W. (1953). Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas. *The Astrophysical Journal*, 117, 313.
- Jordi, C., Gebran, M., Carrasco, J.M., De Bruijne, J., Voss, H., Fabricius, C., Knude, J., Vallenari, A., Kohley, R., y Mora, A. (2010). Gaia broad band photometry. *Astronomy & Astrophysics*, 523, A48.
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., y Donner, K. J. (2007). *Fundamental Astronomy*. Springer.
- Kharchenko, N., Piskunov, A., Röser, S., Schilbach, E., y Scholz, R.-D. (2005). Astrophysical parameters of Galactic open clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 438(3), 1163–1173.
- Kharchenko, N., Piskunov, A., Röser, S., Schilbach, E., Scholz, R.-D., y Zinnecker, H. (2009). Integrated BVJHK parameters and luminosity functions of 650 Galactic open clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 504(2), 681–688.
- Kharchenko, N., Piskunov, A., Schilbach, E., Röser, S., y Scholz, R.-D. (2016). Global survey of star clusters in the Milky Way-V. Integrated JHKs magnitudes and luminosity functions. *Astronomy & Astrophysics*, 585, A101.
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., y Bland-Hawthorn, J. (2019). Star clusters across cosmic time. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 57, 227–303.
- Lada, C. J., y Lada, E. A. (2003). Embedded clusters in molecular clouds. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41(1), 57–115.
- Lindoff, U. (1971). The open clusters NGC 6613 and NGC 6716. *Astronomy and Astrophysics*, 15, 439.
- Loktin, A., y Popova, M. (2017). Updated version of the ‘homogeneous catalog of open cluster parameters’. *Astrophysical Bulletin*, 72, 257–265.
- Luri, X., Brown, A.G.A., Sarro, L.M., Arenou, F., Bailer-Jones, C.A.L., Castro-Ginard, A., de Bruijne, J., Prusti, T., Babusiaux, C., y Delgado, H.E. (2018). Gaia data release 2. Using Gaia parallaxes. *Astronomy & Astrophysics*, 616, A9.

- Lynga, G. (1995). VizieR Online Data Catalog: Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). *VizieR Online Data Catalog*, VII–92A.
- Marigo, P., Bressan, A., Nanni, A., Girardi, L., y Pumo, M. L. (2013). Evolution of thermally pulsing asymptotic giant branch stars—I. The COLIBRI code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434(1), 488–526.
- Merline, W., y Howell, S. B. (1995). A realistic model for point-sources imaged on array detectors: The model and initial results. *Experimental Astronomy*, 6, 163–210.
- Messier, C. (1781). Catalogue des Nébuleuses et des Amas d’Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters). *Connaissance des Temps ou des Mouvements Célestes*, 227–267.
- Morales, E. F., Wyrowski, F., Schuller, F., y Menten, K. M. (2013). Stellar clusters in the inner Galaxy and their correlation with cold dust emission. *Astronomy & Astrophysics*, 560, A76.
- Pereyra, A., y Zevallos, M. I. (2019). Stellar clusters multicolor photometry at OAUNI. *TEC-NIA*, 29(1).
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., Grewing, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., y Petersen, C. S. (1997). The HIPPARCOS catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 323, p. L49-L52, 323, L49–L52.
- Poggio, E., Drimmel, R., Cantat-Gaudin, T., Ramos, P., Ripepi, V., Zari, E., Andrae, R., Blomme, R., Chemin, L., Clementini, G., Figueras, F., Fouesneau, M., Frémat, Y., Lobel, A., Marshall, D. J., Muraveva, T., y Romero-Gómez, M. (2021). Galactic spiral structure revealed by Gaia EDR3. *Astronomy & Astrophysics*, 651, A104.
- Rieke, C. A. (1935). Spectroscopic Parallaxes of Fifty Four Galactic Clusters. *Harvard College Observatory Circular*, 397, 1–26.
- Ruelas-Mayorga, A., y Sánchez, L. (2008). CCD photometry of M92. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 34, 137–138.
- Sampedro, L., Dias, W., Alfaro, E. J., Monteiro, H., y Molino, A. (2017). A multimembership catalogue for 1876 open clusters using UCAC4 data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470(4), 3937–3945.

- Sánchez, N., Alfaro, E. J., y López-Martínez, F. (2020). A catalogue of open cluster radii determined from Gaia proper motions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 495(3), 2882–2893.
- Sandage, A. (1956). The Systematics of Color-Magnitude Diagrams and Stellar Evolution. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 68, 498.
- Sandage, A. (1975). On the ratio of extinction to reddening for interstellar matter using galaxies. I. A limit on the neutral extinction from photometry of the 3C 129 group. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 87(520), 853.
- Stetson, P. B. (1992). Progress in CCD photometry. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 86, 71–88.
- Taylor, M. B. (2005). TOPCAT & STIL: Starlink table/VOTable processing software. En *Astronomical data analysis software and systems XIV* (Vol. 347, p. 29).
- Tody, D. (1986). The IRAF data reduction and analysis system. En *Instrumentation in Astronomy VI* (Vol. 627, pp. 733–748).
- Zacharias, N., Finch, C., Girard, T., Henden, A., Bartlett, J., Monet, D., y Zacharias, M. (2012). VizieR Online Data Catalog: UCAC4 Catalogue (Zacharias+, 2012). *VizieR Online Data Catalog*, I-322A.
- Zeilik, M., y Gregory, S. (1998). *Introductory Astronomy and Astrophysics*. Cengage Learning.

## Anexos

### Anexo 1: Magnitudes Instrumentales y estándar de las estrellas analizadas

**Tabla 11:**

*Magnitudes Instrumentales de las estrellas analizadas,*

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
275,099	-17,059	10,265	0,002	9,437	0,001	8,882	0,001
275,099	-17,200	10,922	0,003	9,847	0,001	9,099	0,001
275,096	-17,128	9,784	0,001	9,316	0,001	8,979	0,001
275,092	-16,976	13,143	0,018	12,246	0,007	11,622	0,005
275,096	-17,161	11,958	0,007	11,455	0,003	11,112	0,003
275,089	-17,041	13,322	0,022	12,549	0,008	12,097	0,007
275,091	-17,199	12,232	0,009	11,518	0,004	11,011	0,003
275,085	-17,014	12,186	0,008	11,017	0,003	10,28	0,002
275,085	-17,124	10,581	0,002	10,206	0,002	9,882	0,001
275,085	-17,178	10,291	0,002	8,314	0,001	7,248	0
275,079	-17,025	11,191	0,004	9,436	0,001	8,456	0,001
275,076	-16,969	11,456	0,004	10,681	0,002	10,173	0,002
275,078	-17,227	12,898	0,014	11,389	0,003	10,426	0,002
275,073	-17,110	12,858	0,015	12,014	0,005	11,349	0,005
275,073	-17,116	12,567	0,012	11,807	0,004	11,302	0,004
275,072	-17,098	13,382	0,022	12,577	0,009	12,05	0,007
275,073	-17,191	13,441	0,024	12,608	0,008	12,006	0,007
275,068	-16,985	11,298	0,004	10,857	0,002	10,551	0,002
275,066	-17,004	6,471	0	6,235	0	5,929	0
275,066	-17,079	13,544	0,027	12,537	0,01	11,914	0,007
275,065	-17,122	10,945	0,003	10,398	0,002	10,012	0,001
275,059	-16,949	13,049	0,016	12,257	0,007	11,764	0,005

Continúa ...

**Tabla 11 – continuación**

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
275,061	-17,102	13,574	0,026	12,77	0,011	12,164	0,008
275,059	-17,051	13,654	0,028	12,095	0,006	11,31	0,004
275,061	-17,200	8,985	0,001	8,711	0,001	8,483	0,001
275,056	-16,977	11,761	0,006	11,142	0,003	10,701	0,002
275,055	-16,989	10,97	0,003	10,128	0,001	9,576	0,001
275,057	-17,214	12,102	0,008	11,143	0,003	10,511	0,002
275,056	-17,191	12,078	0,007	11,449	0,003	10,997	0,003
275,055	-17,208	12,789	0,013	11,845	0,005	11,238	0,004
275,052	-17,135	11,823	0,006	11,211	0,003	10,777	0,003
275,049	-17,131	13,028	0,016	11,581	0,004	10,552	0,002
275,045	-16,960	13,325	0,021	12,55	0,008	12,015	0,007
275,046	-17,117	7,088	0	6,878	0	6,64	0
275,043	-17,002	11,884	0,006	11,096	0,003	10,565	0,002
275,045	-17,119	11,137	0,004	10,624	0,002	10,572	0,003
275,042	-17,072	10,319	0,002	9,89	0,001	9,546	0,001
275,039	-17,111	12,263	0,008	11,402	0,004	10,79	0,003
275,038	-17,104	12,747	0,013	11,804	0,006	11,068	0,003
275,038	-17,207	8,072	0,001	7,703	0	7,43	0
275,037	-17,173	12,033	0,007	11,443	0,004	11,112	0,003
275,034	-17,013	11,424	0,004	10,972	0,003	10,654	0,002
275,036	-17,171	12,743	0,013	11,745	0,004	10,883	0,003
275,034	-17,087	10,968	0,003	10,478	0,002	10,098	0,002
275,029	-17,141	12,94	0,016	12,121	0,006	11,551	0,005
275,025	-16,964	13,148	0,018	12,236	0,006	11,658	0,005
275,029	-17,224	11,192	0,004	10,202	0,002	9,579	0,001
275,027	-17,143	12,859	0,015	12,016	0,005	11,602	0,005
275,028	-17,201	13,261	0,02	12,238	0,006	11,559	0,005
275,024	-17,011	12,747	0,014	11,968	0,005	11,514	0,004

Continúa ...

**Tabla 11 – continuación**

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
275,024	-17,008	12,083	0,008	11,564	0,004	11,164	0,003
275,024	-17,078	11,496	0,005	10,99	0,003	10,632	0,003
275,025	-17,136	13,186	0,018	12,203	0,006	11,634	0,005
275,021	-17,114	12,731	0,012	11,748	0,004	11,047	0,003
275,017	-16,961	11,384	0,004	10,548	0,002	9,99	0,001
275,018	-17,062	10,372	0,002	9,954	0,002	9,61	0,001
275,019	-17,198	11,383	0,004	10,521	0,002	9,956	0,001
275,019	-17,233	11,854	0,006	11,137	0,003	10,643	0,002
275,018	-17,194	13,086	0,019	12,385	0,007	11,685	0,006
275,015	-17,089	10,541	0,002	9,066	0,001	8,211	0,001
275,017	-17,226	12,608	0,011	11,62	0,004	10,96	0,003
275,014	-17,093	13,688	0,028	11,877	0,005	10,713	0,003
275,012	-17,059	6,432	0	6,178	0	5,897	0
275,011	-17,161	11,382	0,004	10,774	0,002	10,327	0,002
275,008	-17,085	7,444	0	7,256	0	7,016	0
275,008	-17,108	12,264	0,009	11,344	0,003	10,754	0,003
275,004	-16,964	11,114	0,003	10,347	0,002	9,839	0,001
275,005	-17,162	11,018	0,003	10,527	0,002	10,184	0,002
274,999	-17,012	11,821	0,006	11,145	0,003	10,524	0,002
274,999	-17,044	12,879	0,014	11,69	0,004	10,955	0,003
274,999	-17,102	9,692	0,002	9,407	0,002	9,111	0,001
275,000	-17,177	11,904	0,006	11,397	0,003	11,028	0,003
274,998	-17,098	7,319	0	7,106	0	6,848	0
274,997	-17,022	13,206	0,019	12,358	0,007	11,789	0,006
274,999	-17,148	13,094	0,018	10,935	0,003	9,631	0,001
274,996	-17,060	6,491	0	6,033	0	5,644	0
274,996	-17,104	6,981	0	6,803	0	6,57	0
274,997	-17,164	12,478	0,01	11,726	0,004	11,183	0,003

Continúa ...

**Tabla 11 – continuación**

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
274,996	-17,106	10,721	0,003	10,242	0,002	10,03	0,002
274,995	-17,103	11,2	0,005	10,763	0,003	10,443	0,003
274,995	-17,094	13,464	0,029	12,521	0,009	11,875	0,008
274,993	-17,063	12,454	0,012	11,762	0,005	11,377	0,005
274,993	-17,112	12,485	0,01	11,888	0,005	11,401	0,004
274,992	-17,089	11,301	0,004	10,834	0,002	10,477	0,002
274,989	-17,008	12,835	0,014	11,757	0,005	11,038	0,003
274,990	-17,084	9,342	0,001	8,995	0,001	8,681	0,001
274,987	-17,021	10,012	0,002	9,376	0,001	8,863	0,001
274,988	-17,090	13,735	0,03	10,925	0,002	8,785	0,001
274,987	-17,126	10,801	0,003	10,439	0,002	10,122	0,002
274,986	-17,142	7,526	0	7,329	0	7,104	0
274,983	-16,974	13,176	0,018	12,24	0,007	11,724	0,005
274,982	-17,073	13,14	0,022	12,383	0,009	11,874	0,008
274,979	-17,078	8,767	0,001	8,431	0,001	8,126	0,001
274,978	-17,141	9,371	0,001	9,096	0,001	8,848	0,001
274,975	-17,088	13,544	0,025	12,583	0,008	12,054	0,007
274,974	-17,073	5,681	0	5,408	0	5,106	0
274,974	-17,136	10,37	0,002	10,055	0,001	9,783	0,001
274,973	-17,099	7,416	0	7,178	0	6,93	0
274,975	-17,221	10,765	0,003	10,217	0,001	9,834	0,001
274,971	-17,051	10,328	0,002	9,967	0,001	9,649	0,001
274,968	-17,033	12,156	0,008	11,542	0,004	11,113	0,004
274,969	-17,144	10,867	0,003	10,433	0,002	10,097	0,002
274,968	-17,120	13,439	0,023	12,533	0,008	11,887	0,006
274,965	-17,018	11,852	0,006	10,999	0,002	10,423	0,002
274,962	-17,011	12,532	0,011	11,646	0,004	11,048	0,003
274,959	-17,144	11,936	0,007	11,359	0,003	10,901	0,003

Continúa ...

**Tabla 11 – continuación**

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
274,954	-16,970	12,365	0,009	11,654	0,004	11,135	0,003
274,951	-17,055	12,311	0,009	11,733	0,005	11,29	0,004
274,952	-17,121	7,166	0	6,972	0	6,726	0
274,950	-17,038	7,139	0	6,954	0	6,709	0
274,950	-17,144	13,331	0,023	12,301	0,007	11,667	0,005
274,948	-17,051	11,82	0,006	11,262	0,003	10,833	0,003
274,950	-17,175	11,784	0,006	10,283	0,002	9,301	0,001
274,949	-17,128	12,528	0,012	11,84	0,005	11,081	0,004
274,947	-17,129	10,145	0,002	9,784	0,001	9,483	0,001
274,941	-16,993	12,464	0,01	11,456	0,004	10,788	0,003
274,943	-17,113	10,075	0,002	9,755	0,001	9,476	0,001
274,940	-17,023	12,053	0,007	11,001	0,003	10,34	0,002
274,940	-17,140	8,158	0,001	7,451	0	6,963	0
274,938	-17,120	11,29	0,004	9,706	0,001	8,822	0,001
274,936	-17,108	13,161	0,018	12,561	0,009	12,04	0,007
274,935	-17,096	12,82	0,013	12,001	0,005	11,431	0,004
274,935	-17,153	13,011	0,016	12,28	0,007	11,703	0,005
274,933	-17,074	10,361	0,002	10,009	0,001	9,689	0,001
274,931	-17,104	12,856	0,014	12,171	0,007	11,701	0,005
274,931	-17,088	11,659	0,005	10,91	0,002	10,346	0,002
274,931	-17,156	11,976	0,007	11,138	0,003	10,548	0,002
274,927	-17,127	10,605	0,002	9,889	0,001	9,491	0,001
274,923	-17,086	10,24	0,002	9,846	0,001	9,514	0,001
274,918	-16,993	12,056	0,007	11,526	0,004	11,184	0,004
274,919	-17,047	7,996	0	7,595	0	7,294	0
274,917	-16,953	12,195	0,008	11,149	0,003	10,476	0,002
274,916	-17,227	12,8	0,014	11,974	0,005	11,375	0,004
274,913	-17,122	12,456	0,01	11,765	0,004	11,237	0,003

Continúa ...

**Tabla 11 – continuación**

R.A.	Dec.	b	$\Delta b$	v	$\Delta v$	r	$\Delta r$
274,911	-17,196	11,47	0,005	10,849	0,002	10,393	0,002
274,908	-17,022	13,135	0,018	12,462	0,008	11,968	0,006
274,910	-17,137	13,139	0,02	12,342	0,007	11,749	0,006
274,907	-17,139	13,238	0,022	12,483	0,009	11,961	0,007
274,908	-17,221	13,404	0,023	12,492	0,008	11,811	0,006
274,906	-17,163	11,784	0,006	10,915	0,002	10,28	0,002
274,904	-16,998	11,724	0,005	10,867	0,002	10,282	0,002
274,902	-17,080	12,524	0,01	11,675	0,004	11,068	0,003
274,897	-17,129	12,829	0,013	12,116	0,006	11,513	0,004
274,891	-16,959	12,808	0,015	11,704	0,004	11,071	0,003
274,889	-16,957	12,981	0,017	12,039	0,005	11,366	0,004
274,891	-17,105	11,824	0,006	10,971	0,002	10,383	0,002
274,890	-17,072	11,419	0,004	11,006	0,002	10,68	0,002
274,888	-17,094	11,413	0,004	10,611	0,002	10,009	0,001
274,884	-16,971	10,765	0,003	10,415	0,002	10,141	0,002
274,879	-17,061	13,351	0,021	12,474	0,008	11,837	0,005
274,878	-17,120	12,873	0,014	11,842	0,005	11,147	0,003
274,875	-17,020	12,513	0,01	11,81	0,005	11,297	0,004
274,872	-16,962	11,913	0,006	11,466	0,004	10,714	0,002
274,874	-17,169	12,91	0,015	12,021	0,005	11,385	0,004
274,872	-17,160	13,319	0,021	12,245	0,007	11,494	0,004
274,867	-17,164	10,014	0,002	9,576	0,001	9,263	0,001
274,865	-17,058	10,02	0,002	9,725	0,001	9,48	0,001
274,860	-16,981	13,33	0,021	12,527	0,009	12,028	0,007
274,860	-17,041	12,533	0,011	11,922	0,005	11,49	0,004
274,860	-17,104	12,387	0,009	11,576	0,004	10,999	0,003
274,860	-17,116	11,034	0,003	10,462	0,002	10,03	0,002
274,859	-17,189	12,542	0,011	11,836	0,005	11,337	0,004

**Tabla 12:**  
*Magnitudes estándar de las estrellas analizadas,*

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
275,099	-17,059	13,296	0,378	12,498	0,404	12,119	0,602
275,099	-17,200	13,973	0,378	12,961	0,404	12,403	0,602
275,096	-17,128	12,692	0,378	12,207	0,404	12,073	0,602
275,092	-16,976	15,647	0,378	14,802	0,405	14,472	0,606
275,096	-17,161	14,458	0,378	13,952	0,404	13,888	0,617
275,089	-17,041	15,715	0,379	14,980	0,405	14,803	0,619
275,091	-17,199	14,805	0,378	14,116	0,404	13,887	0,604
275,085	-17,014	15,044	0,378	13,956	0,404	13,417	0,602
275,085	-17,124	13,275	0,378	12,876	0,404	12,817	0,605
275,085	-17,178	14,013	0,378	12,207	0,404	11,092	0,602
275,079	-17,025	14,600	0,378	12,994	0,404	12,049	0,602
275,076	-16,969	14,219	0,378	13,473	0,404	13,189	0,603
275,078	-17,227	15,821	0,378	14,438	0,404	13,667	0,603
275,073	-17,110	15,386	0,378	14,586	0,404	14,242	0,604
275,073	-17,116	15,102	0,378	14,374	0,404	14,142	0,605
275,072	-17,098	15,783	0,379	15,020	0,405	14,790	0,613
275,073	-17,191	15,847	0,379	15,060	0,405	14,779	0,610
275,068	-16,985	13,891	0,378	13,436	0,404	13,391	0,613
275,066	-17,004	9,894	0,378	9,596	0,404	9,439	0,602
275,066	-17,079	16,035	0,379	15,096	0,405	14,739	0,609
275,065	-17,122	13,671	0,378	13,123	0,404	12,976	0,603
275,059	-16,949	15,508	0,379	14,754	0,405	14,536	0,609
275,061	-17,102	15,936	0,380	15,175	0,406	14,908	0,614
275,059	-17,051	16,458	0,378	15,035	0,404	14,375	0,604
275,061	-17,200	11,934	0,378	11,615	0,404	11,587	0,606

Continúa ...

**Tabla 12 – continuación**

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
275,056	-16,977	14,370	0,378	13,762	0,404	13,589	0,604
275,055	-16,989	13,870	0,378	13,063	0,404	12,708	0,602
275,057	-17,214	14,849	0,378	13,945	0,404	13,544	0,603
275,056	-17,191	14,630	0,378	14,015	0,404	13,844	0,604
275,055	-17,208	15,391	0,378	14,503	0,404	14,150	0,604
275,052	-17,135	14,415	0,378	13,814	0,404	13,650	0,604
275,049	-17,131	15,888	0,378	14,560	0,404	13,781	0,603
275,045	-16,960	15,719	0,379	14,982	0,405	14,757	0,612
275,046	-17,117	10,373	0,378	10,101	0,404	10,017	0,602
275,043	-17,002	14,571	0,378	13,815	0,404	13,530	0,603
275,045	-17,119	13,805	0,378	13,287	0,404	13,351	0,609
275,042	-17,072	13,098	0,378	12,650	0,404	12,548	0,603
275,039	-17,111	14,919	0,378	14,101	0,404	13,757	0,603
275,038	-17,104	15,357	0,378	14,470	0,404	14,042	0,603
275,038	-17,207	11,259	0,378	10,852	0,404	10,725	0,602
275,037	-17,173	14,570	0,378	13,989	0,404	13,901	0,612
275,034	-17,013	13,998	0,378	13,535	0,404	13,483	0,614
275,036	-17,171	15,387	0,378	14,452	0,404	13,931	0,603
275,034	-17,087	13,655	0,378	13,157	0,404	13,037	0,603
275,029	-17,141	15,437	0,378	14,659	0,405	14,382	0,606
275,025	-16,964	15,660	0,378	14,802	0,405	14,492	0,606
275,029	-17,224	14,138	0,378	13,202	0,404	12,758	0,602
275,027	-17,143	15,386	0,378	14,587	0,404	14,386	0,608
275,028	-17,201	15,818	0,378	14,863	0,405	14,457	0,605
275,024	-17,011	15,258	0,378	14,514	0,404	14,311	0,607
275,024	-17,008	14,567	0,378	14,049	0,404	13,951	0,611
275,024	-17,078	14,089	0,378	13,579	0,404	13,486	0,607
275,025	-17,136	15,733	0,378	14,813	0,404	14,482	0,605

Continúa ...

**Tabla 12 – continuación**

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
275,021	-17,114	15,368	0,378	14,446	0,404	14,022	0,603
275,017	-16,961	14,199	0,378	13,399	0,404	13,060	0,602
275,018	-17,062	13,134	0,378	12,695	0,404	12,600	0,603
275,019	-17,198	14,214	0,378	13,391	0,404	13,038	0,602
275,019	-17,233	14,504	0,378	13,810	0,404	13,573	0,603
275,018	-17,194	15,482	0,379	14,809	0,405	14,510	0,607
275,015	-17,089	13,909	0,378	12,545	0,404	11,755	0,602
275,017	-17,226	15,273	0,378	14,345	0,404	13,938	0,603
275,014	-17,093	16,637	0,378	14,994	0,404	14,023	0,603
275,012	-17,059	9,874	0,378	9,560	0,404	9,408	0,602
275,011	-17,161	14,059	0,378	13,459	0,404	13,272	0,603
275,008	-17,085	10,645	0,378	10,395	0,404	10,332	0,602
275,008	-17,108	14,956	0,378	14,086	0,404	13,731	0,603
275,004	-16,964	13,940	0,378	13,199	0,404	12,905	0,602
275,005	-17,162	13,696	0,378	13,197	0,404	13,100	0,604
274,999	-17,012	14,452	0,378	13,795	0,404	13,500	0,603
274,999	-17,044	15,612	0,378	14,509	0,404	13,992	0,603
274,999	-17,102	12,508	0,378	12,183	0,404	12,140	0,608
275,000	-17,177	14,417	0,378	13,908	0,404	13,825	0,610
274,998	-17,098	10,560	0,378	10,287	0,404	10,199	0,602
274,997	-17,022	15,668	0,379	14,866	0,405	14,588	0,608
274,999	-17,148	16,372	0,378	14,420	0,404	13,210	0,602
274,996	-17,060	10,044	0,378	9,552	0,404	9,262	0,602
274,996	-17,104	10,268	0,378	10,024	0,404	9,950	0,602
274,997	-17,164	15,025	0,378	14,304	0,404	14,050	0,604
274,996	-17,106	13,451	0,378	12,960	0,404	12,930	0,621
274,995	-17,103	13,809	0,378	13,358	0,404	13,303	0,616
274,995	-17,094	15,932	0,379	15,048	0,405	14,701	0,609

Continúa ...

**Tabla 12 – continuación**

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
274,993	-17,063	14,970	0,378	14,301	0,404	14,159	0,611
274,993	-17,112	14,937	0,378	14,352	0,404	14,190	0,607
274,992	-17,089	13,909	0,378	13,432	0,404	13,347	0,605
274,989	-17,008	15,509	0,378	14,504	0,404	14,037	0,603
274,990	-17,084	12,264	0,378	11,883	0,404	11,792	0,603
274,987	-17,021	12,977	0,378	12,346	0,404	12,055	0,602
274,988	-17,090	17,280	0,378	14,761	0,404	12,849	0,602
274,987	-17,126	13,444	0,378	13,057	0,404	13,016	0,613
274,986	-17,142	10,717	0,378	10,458	0,404	10,404	0,602
274,983	-16,974	15,697	0,378	14,818	0,405	14,535	0,607
274,982	-17,073	15,560	0,379	14,837	0,405	14,627	0,615
274,979	-17,078	11,796	0,378	11,422	0,404	11,317	0,603
274,978	-17,141	12,244	0,378	11,926	0,404	11,902	0,608
274,975	-17,088	16,007	0,379	15,108	0,405	14,823	0,610
274,974	-17,073	9,283	0,378	8,949	0,404	8,747	0,602
274,974	-17,136	13,070	0,378	12,722	0,404	12,708	0,631
274,973	-17,099	10,653	0,378	10,358	0,404	10,270	0,602
274,975	-17,221	13,528	0,378	12,977	0,404	12,825	0,603
274,971	-17,051	13,064	0,378	12,675	0,404	12,615	0,604
274,968	-17,033	14,684	0,378	14,082	0,404	13,933	0,606
274,969	-17,144	13,540	0,378	13,090	0,404	13,013	0,605
274,968	-17,120	15,890	0,379	15,038	0,405	14,704	0,607
274,965	-17,018	14,584	0,378	13,772	0,404	13,435	0,603
274,962	-17,011	15,150	0,378	14,312	0,404	13,976	0,603
274,959	-17,144	14,485	0,378	13,914	0,404	13,755	0,605
274,954	-16,970	14,910	0,378	14,224	0,404	13,995	0,604
274,951	-17,055	14,786	0,378	14,217	0,404	14,080	0,609
274,952	-17,121	10,426	0,378	10,169	0,404	10,089	0,602

Continúa ...

**Tabla 12 – continuación**

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
274,950	-17,038	10,399	0,378	10,149	0,404	10,073	0,602
274,950	-17,144	15,878	0,379	14,917	0,405	14,537	0,606
274,948	-17,051	14,380	0,378	13,826	0,404	13,686	0,605
274,950	-17,175	14,922	0,378	13,541	0,404	12,718	0,602
274,949	-17,128	15,027	0,378	14,362	0,404	14,012	0,604
274,947	-17,129	12,917	0,378	12,528	0,404	12,470	0,604
274,941	-16,993	15,169	0,378	14,224	0,404	13,798	0,603
274,943	-17,113	12,836	0,378	12,482	0,404	12,450	0,608
274,940	-17,023	14,866	0,378	13,880	0,404	13,425	0,602
274,940	-17,140	11,533	0,378	10,830	0,404	10,453	0,602
274,938	-17,120	14,576	0,378	13,120	0,404	12,301	0,602
274,936	-17,108	15,481	0,379	14,897	0,405	14,742	0,620
274,935	-17,096	15,340	0,378	14,562	0,404	14,280	0,605
274,935	-17,153	15,440	0,379	14,740	0,405	14,496	0,607
274,933	-17,074	13,085	0,378	12,704	0,404	12,648	0,604
274,931	-17,104	15,288	0,379	14,628	0,405	14,456	0,611
274,931	-17,088	14,367	0,378	13,644	0,404	13,347	0,603
274,931	-17,156	14,675	0,378	13,876	0,404	13,542	0,603
274,927	-17,127	13,501	0,378	12,803	0,404	12,570	0,602
274,923	-17,086	13,013	0,378	12,595	0,404	12,511	0,603
274,918	-16,993	14,552	0,378	14,024	0,404	13,954	0,618
274,919	-17,047	11,217	0,378	10,782	0,404	10,624	0,602
274,917	-16,953	14,976	0,378	13,996	0,404	13,542	0,603
274,916	-17,227	15,329	0,378	14,544	0,404	14,242	0,605
274,913	-17,122	14,971	0,378	14,303	0,404	14,080	0,605
274,911	-17,196	14,137	0,378	13,526	0,404	13,332	0,603
274,908	-17,022	15,505	0,379	14,856	0,405	14,687	0,616
274,910	-17,137	15,583	0,379	14,826	0,405	14,552	0,608

Continúa ...

**Tabla 12 – continuación**

R.A.	Dec.	B	$\Delta B$	V	$\Delta V$	R	$\Delta R$
274,907	-17,139	15,637	0,379	14,917	0,405	14,704	0,615
274,908	-17,221	15,865	0,379	15,008	0,405	14,650	0,607
274,906	-17,163	14,540	0,378	13,713	0,404	13,333	0,602
274,904	-16,998	14,484	0,378	13,667	0,404	13,318	0,602
274,902	-17,080	15,121	0,378	14,315	0,404	13,989	0,603
274,897	-17,129	15,283	0,378	14,598	0,404	14,339	0,605
274,891	-16,959	15,503	0,378	14,475	0,404	14,046	0,603
274,889	-16,957	15,544	0,378	14,659	0,404	14,277	0,604
274,891	-17,105	14,562	0,378	13,749	0,404	13,404	0,603
274,890	-17,072	13,971	0,378	13,542	0,404	13,500	0,616
274,888	-17,094	14,201	0,378	13,431	0,404	13,082	0,602
274,884	-16,971	13,408	0,378	13,031	0,404	13,018	0,696
274,879	-17,061	15,802	0,379	14,975	0,405	14,654	0,607
274,878	-17,120	15,511	0,378	14,547	0,404	14,114	0,603
274,875	-17,020	15,024	0,378	14,346	0,404	14,129	0,605
274,872	-16,962	14,388	0,378	13,931	0,404	13,655	0,603
274,874	-17,169	15,455	0,378	14,616	0,404	14,273	0,604
274,872	-17,160	15,895	0,378	14,896	0,405	14,432	0,604
274,867	-17,164	12,859	0,378	12,401	0,404	12,301	0,603
274,865	-17,058	12,777	0,378	12,445	0,404	12,440	0,809
274,860	-16,981	15,740	0,379	14,978	0,405	14,763	0,614
274,860	-17,041	14,984	0,378	14,387	0,404	14,253	0,611
274,860	-17,104	14,988	0,378	14,215	0,404	13,915	0,603
274,860	-17,116	13,758	0,378	13,188	0,404	13,009	0,603
274,859	-17,189	15,049	0,378	14,368	0,404	14,160	0,606