



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

FOTOMETRÍA CCD DEL CÚMULO GLOBULAR
NGC 5897

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

LICENCIADO EN FÍSICA

P R E S E N T A :

ERIC MACÍAS ESTRADA

TUTOR

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA



CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. Mx., 2022



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

1. Datos del alumno

Macías

Estrada

Eric

55 10 13 26 55

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

314138828

2. Datos del Tutor

Dr

Roberto Alejandro

Ruelas

Mayorga

3. Datos del Presidente

Dr

Fernando Matías

Moreno

Yntriago

4. Datos del Vocal

Dra

Patricia

Goldstein

Menache

5. Datos de suplente 1

Dr

Leonardo Javier

Sánchez

Peniche

6. Datos de suplente 2

Dr

Julio Javier

Martinell

Benito

7. Datos del trabajo escrito

Fotometría CCD del Cúmulo Globular NGC 5897

114 p

2022

Al jedi errante, el lobo ingeniero y el poeta de la tierra media ...

Agradecimientos

Agradezco a mis padres: María Guadalupe Estrada Rojas y Héctor Francisco Macías Díaz, por su comprensión, compañía y apoyo durante mi formación.

A mi hermano: Héctor Macías Estrada, por su ejemplo, apoyo y amistad.

A los Drs. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga y Leonardo Sánchez Peniche por darme la oportunidad de trabajar en este proyecto, por su asesoría y su atención constante.

A mis sinodales: los Drs. Fernando Matías Moreno Yntriago, Patricia Goldstein Menanche y Julio Javier Martinell Benito; por la revisión de esta tesis y sus valiosas anotaciones.

A Antonio Yairt Mejía Millan, por sus comentarios y aportaciones.

Directores de Tesis

Esta tesis ha sido codirigida por:

- Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga
- Dr. Leonardo Javier Sánchez Peniche.

Resumen

El objetivo de esta tesis es obtener la fotometría CCD del cúmulo globular NGC 5897 en los filtros B , V , R e I del sistema de Johnson–Morgan mediante la reducción de 220 imágenes digitales obtenidas en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) durante las temporadas de observación realizadas en los años 2006 y 2007, para así construir ocho diagramas color-magnitud.

El trabajo se divide en seis Capítulos. En el primero, se proporciona una discusión general de los cúmulos globulares, particularmente de NGC 5897, y se brinda el marco conceptual necesario para comprender la técnica empleada (fotometría de campos estelares densamente poblados).

El segundo Capítulo se centra en las observaciones y el proceso de preparación de las imágenes anterior a la reducción fotométrica.

En el Capítulo 3 se abordan los fundamentos físicos de la extinción atmosférica y se presenta la fotometría de apertura para campos que contienen estrellas estándar (Estándares de Landolt). También se derivan ecuaciones que permiten corregir este efecto en las medidas de brillo realizadas a varios grupos de estrellas estándar.

A lo largo del Capítulo 4 se discute la técnica de reducción fotométrica empleada (Fotometría de campos estelares densamente poblados), utilizando el programa DAOPHOT.

En el Capítulo 5 se aborda la construcción del diagrama Hertzsprung–Russell (HR) o diagrama Color-Magnitud del cúmulo globular NGC 5897 a partir de nuestros datos, y se describe el uso que se hace de los catálogos fotométricos obtenidos.

En el Capítulo final se presentan un Resumen de esta tesis y las Conclusiones de este trabajo.

Abstract

The aim of this thesis is to obtain CCD photometry for the globular cluster NGC 5897 in the Johnson-Morgan system of filters B , V , R and I . To achieve this, we processed 400 digital images taken at the Observatorio Astronómico Nacional in San Pedro Mártir (OAN-SPM). These images were obtained during two observing seasons in 2006 and 2007. The photometry results thus obtained are used to produce eight colour-magnitude diagrams for this cluster.

This work is divided in six chapters. In the first one, we present a general discussion of Globular Clusters, in particular of NGC 5897, and we also present the conceptual frame necessary to understand the reduction technique utilised in this thesis (densely populated star-fields photometry).

The second chapter presents the observations and the preliminary image preparation process prior to the photometric reduction.

The physical foundations of atmospheric extinction and the aperture photometry of images that contain standard star-fields (Landolt standards) are presented in Chapter 3. We derive herein a set of equations that allow us to correct our brightness measurements for the effects of atmospheric extinction.

In chapter 4 we discuss in detail the technique of densely populated star-fields photometry, using the programme DAOPHOT. Chapter 5 deals with the construction of the Herzprung-Russell or Colour-Magnitude diagrams for NGC 5897, and we describe the use we make of the photometric catalogues that were obtained during this endeavour. In the final chapter we present a Summary of this thesis and the Conclusions of this work.

Índice general

Agradecimientos	II
Directores de Tesis	III
Resumen	IV
Abstract	V
Introducción	XIV
1. Marco teórico	1
1.1. Conceptos básicos	1
1.1.1. Cantidades fotométricas fundamentales	1
1.1.2. Magnitudes y colores	3
1.2. El objeto de estudio	7
1.2.1. El cúmulo globular NGC 5897	7
2. Las observaciones	10
2.1. Dispositivos	10
2.1.1. Funcionamiento y Caracterización	11
2.2. Las observaciones astronómicas	16
2.2.1. Características de las imágenes	16
2.3. La preparación de las imágenes	17
2.3.1. Remoción de rayos cósmicos	17
2.3.2. Substracción del Bias	18

2.3.3. División por los campos planos	19
3. Estrellas Estándar	21
3.1. Fotometría de estrellas estándar	21
3.1.1. Masa de Aire	22
3.2. Rotación a la orientación canónica	24
3.2.1. Fotometría de apertura	27
3.3. Análisis de Estrellas Estándar	28
3.3.1. Método de mínimos cuadrados	28
3.3.2. Coeficientes de transformación	31
4. Fotometría de función de dispersión puntual	34
4.1. Ajustes preliminares	35
4.1.1. Parametrización	35
4.1.2. Eliminación de viñeteo	36
4.1.3. Búsqueda de estrellas	38
4.1.4. Fotometría de apertura	41
4.1.5. Generación del modelo de la PSF	42
4.1.6. Selección de las estrellas PSF	44
4.1.7. Cálculo del modelo de la PSF	45
4.1.8. Fotometría por ajuste de la PSF	47
5. Diagrama Hertzsprung-Russell	52
5.1. Morfología del diagrama HR de un cúmulo globular	53
5.1.1. Secuencia principal	54
5.1.2. Punto de salida	55
5.1.3. Rama de las subgigantes	55
5.1.4. Rama de las gigantes rojas	56
5.1.5. Rama horizontal	57
5.1.6. Rama asintótica de las gigantes	58
5.2. Construcción de los Diagramas Color-Magnitud (CM)	59

5.2.1. Alineación de los catálogos fotométricos	60
5.2.2. Eliminación de estrellas duplicadas	65
5.2.3. Estandarización de los catálogos fotométricos	65
5.2.4. Apareamiento para calcular índices de color	67
5.2.5. Diagramas Color-Magnitud para el cúmulo NGC 5897	68
5.3. Comparación entre nuestros datos y los de Stetson (2019)	72
5.4. Exceso de color $E(B - V)$, Módulo de distancia $(M - m)_0$ y Magnitud de la Rama Horizontal $M_{V(HB)}$	77
6. Resumen y Conclusiones	80
A. Programas	82
B. Determinación de los coeficientes de absorción	96
C. Tablas de la Fotometría	107

Índice de figuras

3.1. Esquema del cálculo de la masa de aire de un objeto astronómico. . .	23
3.2. Imagen del sistema de estrellas estándar RUBIN 149 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro V sin rotar.	24
3.3. Imagen del sistema de estrellas estándar RUBIN 149 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro V con la orientación canónica.	25
3.4. Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro B sin rotar.	25
3.5. Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro B después de rotarla, con la orientación canónica.	26
3.6. Disposición de la apertura	27
3.7. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.	33
4.1. Perfil radial que se genera por la rutina DAOEDIT.	36
4.2. Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro B) antes de la eliminación del viñeteo.	37
4.3. Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro B) después de la eliminación del viñeteo.	37
4.4. Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con pocas estrellas marcadas por Tvmark.	39

4.5. Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con el número de estrellas indicadas marcadas por Tvmark.	39
4.6. Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con muchas estrellas marcadas por Tvmark.	40
4.7. Perfil que se observa de una estrella por la rutina PSTSELECT de una estrella brillante y aislada.	43
4.8. Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro <i>B</i>) antes del procedimiento de reducción.	48
4.9. Imagen sustraída de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro <i>B</i>) después del procedimiento de reducción.	49
5.1. Estructura general del diagrama HR de un cúmulo globular (Arp, 1962).	54
5.2. Camino evolutivo típico de una estrella de un cúmulo globular en un diagrama HR teórico (luminosidad vs temperatura efectiva).	59
5.3. Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtroR.	60
5.4. Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 23-24 de 2006 en el filtro <i>R</i>	61
5.5. Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro <i>R</i>	61
5.6. Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro <i>R</i>	62
5.7. Imagen de la parte oeste del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 23-24 de 2006 en el filtro <i>R</i>	62
5.8. Imagen de la parte oeste del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 14-15 de 2007 en el filtro <i>R</i>	63
5.9. Imagen de la parte sur del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro <i>R</i>	63
5.10. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (<i>B</i> vs. $B - V$).	68
5.11. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (<i>V</i> vs. $B - V$).	69

5.12. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - I$).	69
5.13. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $V - I$).	70
5.14. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $R - I$).	70
5.15. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $R - I$).	71
5.16. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - R$).	71
5.17. Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $V - R$).	72
5.18. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (B vs. $B - V$).	73
5.19. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $B - V$).	73
5.20. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - I$).	74
5.21. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $V - I$).	74
5.22. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $R - I$).	75
5.23. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $R - I$).	75
5.24. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - R$).	76
5.25. Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $V - R$).	76
 B.1. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.	 96
B.2. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.	 97

B.3. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.	97
B.4. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.	98
B.5. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.	98
B.6. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.	99
B.7. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.	99
B.8. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.	100
B.9. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.	100
B.10. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.	101
B.11. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.	101
B.12. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.	102

B.13. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007. 102

B.14. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007. 103

B.15. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007. 103

B.16. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007. 104

B.17. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007. 104

B.18. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007. 105

B.19. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007. 105

B.20. Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007. 106

Introducción

Los cúmulos estelares son conjuntos de varios miles de estrellas unidos gravitacionalmente que pueden tener apariencia de galaxias, los cuales se dividen en dos tipos: los cúmulos abiertos, de apariencia dispersa y con unos pocos miles de estrellas como Las Pléyades y los cúmulos globulares, que son más densos y tienden a agruparse en formas más o menos esféricas.

Estos segundos son los protagonistas de este trabajo, ya que el estudio de los cúmulos globulares ha sido fundamental en el análisis de la escala y la estructura galáctica, en el estudio de la evolución de estrellas de baja masa y baja metalicidad, en la determinación de la historia química y dinámica galáctica y en la dinámica de los sistemas estelares en general (Mondal et al., 2008).

La presente tesis se centra en el cúmulo globular NGC 5897 (también conocido como GCl 33). El estudio de este objeto en particular, nos interesa ya que existen, a la fecha, pocos trabajos al respecto. Además, algunas de sus características que lo convierten en terreno propicio para el estudio de problemas relevantes son su baja abundancia de metal en una región central del cúmulo o la población alta de estrellas –blue stragglers– entre otras. De esta forma, es importante determinar con precisión algunos de sus parámetros astrofísicos, como son el enrojecimiento y/o el módulo de distancia de NGC 5897. Estos parámetros son de suma importancia a la hora de generar una investigación profunda, ya que estas determinaciones constituyen el primer paso que nos permitirá hacernos una idea de como ha evolucionado este cúmulo. Como ejemplo, estos parámetros nos permiten estimar, después de la aplicación de un modelo teórico, su edad, su metalicidad y su abundancia de Helio.

De manera específica, el objetivo de esta tesis es obtener la fotometría CCD (es decir, un catálogo con las magnitudes del mayor número posible de estrellas pertenecientes al objeto) del cúmulo globular NGC 5897 (GC1 33) en los filtros B , V , R e I del sistema de Johnson-Morgan mediante la reducción de 220 imágenes digitales obtenidas en el observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) durante las temporadas de observación de 2006 y 2007. Con esta información se construirán diagramas color-magnitud y de ellos podremos obtener de forma relativamente sencilla el enrojecimiento $E(V - B)$ y el módulo de distancia $(m - M)_0$ para este cúmulo globular.

Así mismo, para lograr este objetivo, se realizaron las siguientes actividades:

- Revisión bibliográfica de los temas a tratar :
 - Fotometría CCD: conceptos básicos, fotometría de apertura y fotometría por ajuste de un modelo de función de dispersión de un punto.
 - Cúmulos globulares en general y en particular características de NGC 5897.
 - Detectores CCD.
- Instrumentación y Reducción
 - Preparación de las imágenes digitales disponibles
 - Construcción y empleo de programas de cómputo para los procesos de remoción de rayos cósmicos.
 - Extracción del bias y división por los campos planos.
- Reducción y Análisis de Estrellas Estándar
- Programas de Reducción
- Construcción de diagramas color-magnitud

El trabajo se divide en seis Capítulos. En el primero, se exponen, de manera general, los cúmulos globulares, particularmente NGC 5897, y se brinda el marco conceptual necesario para entender la técnica empleada describiendo las cantidades fotométricas

fundamentales, el sistema de magnitudes y aspectos básicos de la estructura de NGC 5897.

El segundo Capítulo se centra en las observaciones (imágenes), en los dispositivos utilizados para obtenerlas (CCDs) y el proceso de preparación –reducción– de las imágenes antes de poder realizarles fotometría. Se discute brevemente el principio del funcionamiento del CCD y sus características fundamentales: eficiencia cuántica, ruido, corriente oscura, entre otras. Es fundamental entender estos conceptos y cómo éstos se relacionan con el proceso de reducción y el de fotometría, de la misma forma que explicar a detalle la reducción y las correcciones hechas a las imágenes: remoción de rayos cósmicos, extracción del bias y división por los campos planos. Finalmente, se enumeran las observaciones (múltiples imágenes del cúmulo en sí y de campos de estrellas estándar) junto con sus características técnicas. A lo largo del Capítulo 3 se explica todo el proceso de reducción de las estrellas estándar, que se lleva a cabo utilizando la técnica de fotometría de apertura con el programa APT (Aperture Photometry Tool). Una vez obtenida la fotometría de las estrellas estándar se procede a calcular los coeficientes de absorción para cada uno de los filtros, los cuales en principio, se aplicarán a los catálogos de magnitud para las estrellas del cúmulo globular. En el Capítulo 4 se aborda la fotometría de función de dispersión puntual (PSF por sus siglas en inglés) y el procedimiento de la reducción fotométrica realizada con ayuda de la paquetería especializada DAOPHOT II a las imágenes del cúmulo globular. En esta parte, se discuten todas las etapas del proceso:

- búsqueda de estrellas presentes en el campo de observación.
- realización de la fotometría de apertura de las estrellas encontradas.
- selección de un grupo de estrellas brillantes y aisladas dispersas en todo el campo que conformarían la plantilla del modelo PSF.
- construcción del modelo de perfil de brillo de las estrellas en la imagen.
- aplicación del modelo construido a cada una de las estrellas del campo.

El producto reportado en este Capítulo es el catálogo de magnitudes fotométricas crudas (B, V, R, I) del objeto de estudio.

En el Capítulo 5 se presentan los diagramas color-magnitud para NGC 5897. Se inicia exponiendo la interpretación de los diagramas color-magnitud en el marco de la evolución estelar, se continua con la descripción de la estandarización de cada catálogo, la conformación de los catálogos finales por filtro y la construcción de este tipo de diagramas Hertzsprung–Russell (HR) en los planos ($B, B - V$), ($V, B - V$), ($V, V - I$), ($I, V - I$), ($I, R - I$), ($R, R - I$), ($V, V - R$) y ($R, V - R$).

Finalmente, y a partir de los diagramas color-magnitud, se obtiene una estimación del enrojecimiento $E(B - V)$, el módulo de distancia $(M - m)_0$ y la magnitud de la rama horizontal $M(HB)_V$ para NGC 5897.

En el Capítulo 6 se da un resumen y las conclusiones de este trabajo. Finalmente se presentan algunos Apéndices, así como toda la Bibliografía consultada.

Capítulo 1

Marco teórico

1.1. Conceptos básicos

1.1.1. Cantidades fotométricas fundamentales

Luminosidad (L)

La luminosidad¹ es la tasa de emisión de energía por radiación del objeto; constituye la potencia radiativa de salida del objeto (sus unidades en el SI son watts y $\frac{erg}{s}$ en cgs.). Con eso tenemos:

$$dE \equiv Ldt. \tag{1.1}$$

con E la energía emitida y t el tiempo de emisión. Notamos que L es una cantidad intrínseca para el objeto dado y no depende del observador.

Cabe destacar que la luminosidad de un cuerpo es difícil de determinar debido a que se requiere considerar la energía emitida sobre todas las longitudes de onda. De tal manera, es muy importante especificar la luminosidad de un objeto en una longitud de onda dada.

La **luminosidad o potencia espectral** es la luminosidad por unidad de ancho de banda y se puede caracterizar en términos de la longitud de onda (L_λ) o de la

¹Utilizamos la nomenclatura usual en los textos de astrofísica, notando que los términos utilizados en esta sección tienen distintos nombres en el lenguaje técnico de la fotometría y la radiometría (Sterken and Manfroid, 1992).

frecuencia $(L_\nu)^2$. En este sentido:

$$dL = L_\lambda d\lambda \equiv L_\nu d\nu. \quad (1.2)$$

La luminosidad es muy importante pues es un parámetro básico de la fuente y puede ser relacionado directamente con su energía. Pero es importante saber que no se puede medir directamente y debe ser derivada de otras cantidades (Carroll and Ostlie, 2014).

Flujo (f)

Es la energía radiada por unidad de tiempo (L) incidente en una unidad de superficie del observador (A):

$$dL \equiv f dA. \quad (1.3)$$

La **densidad de flujo espectral** es el flujo por unidad de ancho de banda, que podemos ver en términos de frecuencia o longitud de onda como:

$$dL_\nu = f_\nu dA. \quad (1.4)$$

Con $df = f_\nu d\nu$

$$dL_\lambda = f_\lambda dA. \quad (1.5)$$

Con $df = f_\lambda d\lambda$.

Notemos que esta cantidad depende de la distancia.

El flujo de una fuente en una longitud de onda dada es una cantidad medible (a diferencia de la luminosidad). Si además se conoce la distancia a la fuente, con estos dos valores se puede calcular la luminosidad.

Intensidad (I)

Es la energía radiada por unidad de tiempo y por unidad de ángulo sólido incidente en una área perpendicular a la dirección de emisión. Análogamente, definimos **intensidad específica** (I_λ o I_ν) como la energía radiada por unidad de tiempo, de ángulo

²Es bueno notar que $L_\lambda \neq L_\nu$ pues $d\lambda \equiv \frac{c}{\nu^2} d\nu$

sólido y de ancho de banda espectral incidente en un área perpendicular a la dirección de emisión. De modo que:

$$dE = I_\nu \cos\theta dA d\Omega dt \quad (1.6)$$

$$dE = I_\lambda \cos\theta dA d\Omega dt \quad (1.7)$$

En donde I_ν e I_λ representan la intensidad específica en términos de la frecuencia y de la longitud de onda.

Una propiedad importante de la intensidad es su invarianza con respecto a la distancia (esto en ausencia de un medio entre la fuente y el observador³) debido a que dA crece como R^2 y $d\Omega$ decrece como R^2 por lo que el producto $dA d\Omega$ permanece constante.

1.1.2. Magnitudes y colores

Magnitud aparente (m)

El brillo aparente de una estrella se expresa en términos de su magnitud aparente. Históricamente los astrónomos de la antigua Grecia clasificaron las estrellas en seis grupos según su brillo; estos iban del uno (las estrellas más brillantes) al seis (las más débiles observables a simple vista). Donde las estrellas de magnitud 1 eran aproximadamente 100 veces más brillantes que las de magnitud 6.

Posteriormente, derivado de diversos estudios, se logró determinar que cambios iguales de brillo detectados por el ojo humano corresponden a tasas iguales de energía radiante; con esto, sabemos que la respuesta del ojo a estímulos luminosos es esencialmente logarítmica en intensidad.

Sean m_1 y m_2 las magnitudes asignadas a estrellas con flujos f_1 y f_2 . Tenemos:

$$m_1 - m_2 = -k \log_{10} \left(\frac{f_1}{f_2} \right), \quad (1.8)$$

³En un medio con índice de refracción n , $\frac{I}{n^2}$ es la cantidad que se conserva (Sterken and Manfroid, 1992)

donde k es una constante y el signo negativo es empleado para asignar valores numéricos más pequeños a estrellas más brillantes.

Posteriormente, a través de más estudios realizados en el siglo XIX se logró encontrar que las estrellas de sexta magnitud eran aproximadamente cien veces más débiles que las de primera magnitud. De este hecho N. Pogson propuso que el sistema de magnitudes fuera definido de forma que si $m_1 - m_2 = 5$ entonces $\frac{f_1}{f_2} = 100$ y con esto, la ecuación 1.8 toma la forma:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{f_1}{f_2} \right). \quad (1.9)$$

Por lo tanto, tenemos que:

$$m = -2.5 \log_{10}(f) + C, \quad (1.10)$$

donde m es la magnitud aparente del objeto, f el flujo medido y C una constante denominada *punto cero*. Es importante notar que el flujo medido no es el emitido directamente por la fuente, ya que debido a la atmósfera, al medio interestelar y al sistema telescopio-filtro hay pérdidas y no se detecta un porcentaje de los fotones emitidos. Por tanto, el flujo detectado corresponde a lo siguiente:

$$f \equiv \int_0^{\infty} f_{\nu} T_{\nu} F_{\nu} R_{\nu} d\nu, \quad (1.11)$$

donde T_{ν} es la transmisión de la atmósfera⁴; R_{ν} es la eficiencia del telescopio, compuesta por la eficiencia del sistema óptico y la sensibilidad del detector⁵ y F_{ν} es la transmisión del filtro empleado.

Filtro

Un filtro es un dispositivo que aísla un intervalo particular de frecuencias, es decir, permite que solamente pase la energía dentro de un intervalo definido de longitudes

⁴la atenuación de la señal no sólo se debe a la atmósfera, también afecta el medio interestelar; pero para nuestros fines ese valor es despreciable.

⁵Razón de la energía detectada a la energía incidente en el telescopio.

de onda. Cada filtro puede ser caracterizado de forma general por un valor central (también denominado longitud de onda efectiva λ_{eff}) y un *ancho*, el cual se considera de manera convencional como la diferencia de longitudes de onda entre los puntos a los cuales F_ν cae a la mitad de su valor máximo (conocido como ancho a potencia media⁶).

Teniendo en cuenta las ecuaciones 1.10 y 1.11 podemos darnos cuenta que al expresar una magnitud es necesario especificar el filtro con el que fue llevada a cabo la medición del flujo. Las características de los mismos se encuentran determinados por el sistema fotométrico empleado.

Sistema fotométrico

Un sistema fotométrico está definido por un detector y una combinación particular de filtros. Usando este equipo técnicamente sería posible reproducir con precisión en cualquier sitio una respuesta espectral dada, pero no es así, ya que diferentes observadores tienen telescopios de calidad variable, es difícil que se mida exactamente el mismo brillo para una estrella dada, sin embargo es posible que coincidan en la razón de brillo entre dos estrellas dadas mientras se emplee la misma combinación filtro-detector. En la práctica un sistema fotométrico se establece por un observador particular que asigna magnitudes a estrellas determinadas bien distribuidas sobre el cielo (denominadas *estrellas estándar*⁷) Así, cualquier otro observador puede entonces medir el brillo de cualquier estrella usando la combinación detector-filtro definida y compararla con una estrella estándar.

Uno de los sistemas fotométricos estándar actuales se basa en el sistema *UBV* (ultravioleta-azul-visual) de Johnson y Morgan (1953), que posteriormente se extendió agregando varias bandas infrarrojas (*R, I, J, H, K, L, y M*) (véase cuadro 1.1) (Bessell, 2005).

⁶Este valor se explicará a detalle en el Capítulo 2.

⁷El Capítulo 3 se explicarán con detalle más de éstas y de como se miden.

Características de los filtros del sistema fotométrico (Bessell, 2005)										
<i>Banda</i>	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
$\lambda_{eff}(nm)$	365	445	552	658	806	1220	1630	2190	3450	4750
$AAPM(nm)$	66	94	88	138	149	213	307	390	472	460

Tabla 1.1: Longitud de onda efectiva y Ancho de Banda en nanómetros para los filtros de nuestro sistema fotométrico.

Colores

Consideremos un sistema fotométrico con varios filtros a diferentes longitudes de onda. Si A y B denotan dos de estos filtros, entonces definimos el índice de color como:

$$(C.I.)_{AB} \equiv A - B \equiv m_A - m_B, \quad (1.12)$$

que con las ecuaciones 1.10 y 1.11 se convierte en:

$$A - B = \alpha - 2.5 \log_{10} \frac{\int_0^\infty f_\lambda S_\lambda(A) d\lambda}{\int_0^\infty f_\lambda S_\lambda(B) d\lambda}, \quad (1.13)$$

donde S_λ es la curva de respuesta del sistema de detección (en otras palabras, la sensibilidad combinada del telescopio, el filtro y el detector).

Podemos notar que el color es una propiedad del espectro de un objeto que no depende de la distancia.

La forma detallada de la distribución de energía emitida por una estrella está determinada por parámetros físicos básicos de la estrella como son, por ejemplo: la temperatura estelar, la gravedad superficial y la composición química. De esta manera, midiendo índices de color de banda ancha, podemos investigar, hasta cierto punto, estas propiedades. Por ejemplo, ya que las estrellas frías son estrellas rojas y las calientes son azules, un índice de color tal como $B - V$ nos proporciona una estimación de la temperatura estelar.

Magnitud absoluta (M)

La magnitud absoluta M se define como la magnitud aparente que un objeto tendría si se encontrara localizado a una distancia de 10 pc⁸.

Sea F el flujo recibido cuando el objeto se encuentra a la distancia $D = 10$ pc y f el flujo recibido si se encontrara a una distancia dada d distinta. Tenemos que:

$$f = \left(\frac{10}{d}\right)^2 F. \quad (1.14)$$

Con la expresión anterior y teniendo en cuenta que m es la magnitud aparente del objeto a la distancia d , el **módulo de distancia** $m - M$ se expresa como:

$$m - M = -2.5 \log_{10} \left(\frac{f}{F}\right) = 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10}\right), \quad (1.15)$$

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5.$$

1.2. El objeto de estudio

1.2.1. El cúmulo globular NGC 5897

El cúmulo NGC 5897 está localizado en la constelación de la Libra y su posición es AR: $15^h 17^m 24.40^s$, DEC: $-21^\circ 00' 35.4''$. Los datos más relevantes sobre este cúmulo se presentan en la Tabla 1.2⁹ (Harris, 1996).

⁸1 pársec (pc) = 3.2616 años luz = 3.0857×10^{16} metros.

⁹En la Tabla, los índices de color integrado son sin corrección por enrojecimiento

Datos del cúmulo globular NGC 5897	
Ascensión recta (2000)	$15^h 17^m 24.40^s$
Declinación (2000)	$-21^\circ 00' 35.4''$
Longitud galáctica	342.9°
Latitud galáctica	30.3°
Distancia al sol	12.4 kpc
Distancia al centro galáctico	7.3 kpc
Enrojecimiento $E(B - V)$	0.08
Nivel de la rama horizontal	16.35 V
Módulo de distancia ($m-M$)	15.71 V
Magnitud V integrada	8.53
Magnitud visual absoluta	-7.18
Índice de color integrado $U - B$	0.08
Índice de color integrado $B - V$	0.74
Índice de color integrado $V - R$	0.50
Índice de color integrado $V - I$	1.04
Metalicidad $[Fe / H]$	-1.80
Tipo espectral integrado	$F7$
Velocidad radial heliocéntrica	101.7 km/s
Concentración central	0.86
Elipticidad	0.08
Radio del núcleo	1.96 arcmin
Radio a masa media	2.11 arcmin
Radio de marea	12.07 arcmin
Brillo superficial del centro (en V)	20.49 magnitudes/arcseg
Logaritmo de la densidad luminosa en el centro	$1.40 L_\odot/pc^3$

Tabla 1.2: Datos Generales del Cúmulo NG 5897 (Harris, 1996).

Este objeto es de notable interés ya que:

- Existen pocos estudios fotométricos sobre él. Las únicas fotometrías disponibles son las publicadas por (Ferraro et al., 1992), (Sandage and Katem, 1968) y (Clement and Rowe, 2001). De los cuales todos carecen de un catálogo en el filtro R y sólo uno contiene un catálogo en el filtro I .
- Contiene una baja abundancia de metales en una región de alrededor de 250 estrellas en el centro, lo que sugiere una abundancia media entre cúmulos extremadamente débiles y moderadamente débiles (Sandage and Katem, 1968).
- Presenta un claro espacio vacío a lo largo de la banda horizontal y una gran población de estrellas denominadas *Blue Stragglers* (Ferraro et al., 1992). Esto es un indicativo de una alta tasa de colisiones, ya que estas estrellas parecen ser más jóvenes y masivas que las del resto del cúmulo.

Capítulo 2

Las observaciones

Para empezar analizaremos las observaciones. En este Capítulo vamos a describir de manera general las herramientas utilizadas para obtener las observaciones, explicar las características de los aparatos y herramientas utilizados para tomar las observaciones y explicar el proceso de reducción de las imágenes. En las secciones 2.1 y 2.2 se describen las características de los dispositivos utilizados y las observaciones realizadas con éstos y en la sección 2.3 se aborda el proceso de preparación –reducción– de las imágenes.

2.1. Dispositivos

Uno de los dispositivos más importantes en la realización de las observaciones es el CCD (Charged-Coupled Device), el cual es un circuito integrado que almacena en pozos de potencial los electrones producidos por la interacción de fotones con un material semiconductor. De manera general, consiste en un arreglo bidimensional de pequeños fotodiodos (hechos a base de silicio) recubiertos con una capa aislante de dióxido de silicio sobre la que se coloca una configuración de electrodos conductores. La red de canales y electrodos forma un arreglo de píxeles en dos dimensiones; de esta forma es posible definir un pixel por un canal y un conjunto de electrodos paralelos (Sterken and Manfroid, 1992).

2.1.1. Funcionamiento y Caracterización

De manera general y cualitativa, el CCD tiene un funcionamiento que se puede explicar así:

1. Los fotones inciden sobre el detector y son absorbidos por los fotodiodos, provocando que uno o más electrones (dependiendo de la energía del fotón) pasen de la capa de valencia a la de conducción del silicio.
2. Ya liberados, estos electrones dentro del pixel son recortados y encerrados en un potencial generado por uno de los electrodos al cual se le ha aplicado un voltaje positivo. De manera típica, cada pixel dispone de tres electrodos, cada uno de los cuales puede ser sometido a un potencial diferente controlado por circuitos dispuestos de tal forma que cada tercer electrodo en el arreglo está asociado al mismo circuito.
3. Cuando se completa la exposición empieza la transferencia de la carga, la cual se lleva a cabo en una columna a través de la variación de los voltajes de cada electrodo. Este es un proceso cíclico donde cada uno de los paquetes de carga en la columna va avanzando progresivamente y sincronizadamente hacia una última fila de píxeles sin exponer. Estas columnas están conectadas en paralelo y el proceso se lleva a cabo de manera simultánea en todo el arreglo.
4. Cuando una fila entera llega a la última posición, la carga que está localizada en la fila de registro (la última fila sin exponer) se traslada hacia la salida del detector, de una manera idéntica a la descrita en el paso anterior.
5. Al llegar al dispositivo de salida, la carga se mide como voltaje y se amplifica.
6. El voltaje de salida medido se convierte en un número digital mediante un convertidor analógico-digital.

Para poder extraer la información de las imágenes producidas por el CCD, necesariamente debemos conocer las características del detector y de la radiación incidente.

Eficiencia cuántica

Es el cociente del número de fotones detectados o almacenados entre el número de fotones incidentes en el CCD. Este comportamiento está estrechamente relacionado con la capacidad de absorción del semiconductor utilizado para la construcción del CCD. Pero no sólo eso, la eficiencia cuántica también es sensible a otros factores, como la temperatura de operación, la estructura del CCD, etc. Es de notar que la estructura del CCD puede generar problemas adicionales en los procesos de detección, tales como pérdidas de fotones debido a los electrodos, recombinación electrónica dentro del silicio, reflexión o ausencia total de absorción.

Difusión de carga

Es la liberación de un electrón de su pixel de origen hacia los píxeles vecinos, a pesar de estar sometido al potencial eléctrico. Esto ocurre por la presencia de impurezas en el silicio, ya que éstas generan puntos en los que el potencial es débil, lo que permite al electrón escapar.

Eficiencia de transferencia de carga (ETC)

Es una medida de la fracción de carga que se transfiere de manera exitosa de pixel a pixel. La ETC depende fuertemente de la temperatura de operación y es también función de la forma del pulso y velocidad de los cambios en el voltaje.

Corriente oscura

Es el número de electrones térmicos generados por segundo y por pixel¹. Ésta se hace presente debido a la agitación térmica en el dispositivo. Cuando es suficientemente alta, electrones de la banda de valencia del material son liberados y recolectados dentro del pozo de potencial de un pixel; por lo tanto cuando este pixel sea leído, los electrones debido a esta corriente serán parte indistinguible de la señal.

La corriente oscura (I) proporciona una componente del ruido base del CCD. Debido

¹Valores entre 0.04 y $2 \frac{e^-}{s \times pixel}$ son típicos en un CCD enfriado apropiadamente. A temperatura ambiente, en el mismo CCD, la corriente oscura es de $2.5 \times 10^4 \frac{e^-}{s \times pixel}$

a que sigue una distribución de Poisson, el ruido efectivo introducido por electrones térmicos en la señal es proporcional a \sqrt{I} .

Regímenes de ruido

Un CCD posee tres regímenes de ruido, los cuales son:

- Incertidumbres de los campos planos: Son variaciones en la respuesta de pixel a pixel debido a problemas de linealidad y errores de procesamiento, esta incertidumbre es proporcional a la señal y dominan señales grandes (de largas exposiciones).
- Ruido de Poisson: El número de electrones almacenados en cada pixel atribuidos a los fotones incidentes sigue una estadística de Poisson, variando así el valor de ruido como $n^{\frac{1}{2}}$, con n el número total de electrones, este régimen de ruido asociado a los fotones se agrega al ruido de lectura cuando el arreglo se ilumina.
- Ruido de lectura: Es el número de electrones introducidos por pixel a la señal final en la salida del CCD, junto con cualquier otra forma de ruido independiente del nivel de la señal. Este tipo de ruido forma la base del nivel de ruido del dispositivo y consta de dos componentes; la debida a la electrónica del detector y la debida a la conversión de la señal analógica a un número digital.

Combinando estos efectos se produce una incertidumbre aditiva en el valor final para cada pixel. Promediando esta incertidumbre obtenemos el ruido de lectura que se encuentra limitado por las propiedades electrónicas del amplificador y la electrónica del dispositivo de salida del CCD. Es importante darse cuenta que el ruido de lectura se añade en cada pixel cada vez que el arreglo se lee. Buenos valores de este parámetro se encuentran cercanos a 10 electrones o menos por pixel leído (Howell, 2006).

Si suponemos una región de un CCD con n píxeles, el ruido total introducido en la lectura de esta región sería:

$$\sigma_T = \sqrt{\sigma_O^2 + \sigma_C^2 + \sigma_D^2 + \sigma_F^2 + \sigma_L^2}, \quad (2.1)$$

donde σ_O y σ_C son los ruidos asociados a la señal del objeto de interés (la estrella) y del cielo respectivamente, σ_D el ruido de la corriente oscura, σ_F la incertidumbre de los campos planos y σ_L el ruido de lectura. Sabiendo que la corriente oscura y las señales de la estrella y del cielo siguen una distribución de Poisson y que para señales bajas σ_F puede despreciarse, la ecuación (2.1) puede aproximarse como:

$$\sigma_T = \sqrt{(\sqrt{N_O})^2 + (\sqrt{nN_C})^2 + (\sqrt{nN_D})^2 + n(N_L)^2}, \quad (2.2)$$

con N_O el número de fotones recolectados del objeto de interés, N_C el número de fotones por pixel del cielo, N_D la corriente oscura y N_L los electrones por pixel introducidos como ruido de lectura. Reduciendo y agrupando la ecuación (2.2) se obtiene una expresión general del ruido (N):

$$N \equiv \sigma_T = \sqrt{N_O + n(N_C + N_D + N_L^2)}. \quad (2.3)$$

Finalmente, es posible expresar la *razón señal a ruido* (S/N) en esa región como:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_O}{\sqrt{N_O + n(N_C + N_D + N_L^2)}}. \quad (2.4)$$

obteniendo la ecuación conocida como **Ecuación del CCD**. No hay que olvidar que se trata de una aproximación para señales débiles.

Capacidad de pozo

Es la cantidad de carga que un pixel puede amarrar en una operación de rutina. Generalmente, pixeles más grandes, tanto en área como en grosor, permiten recolectar y almacenar mayor cantidad de carga.

Binning

Es un proceso que se realiza antes de la lectura de la señal en la salida del CCD, y que consiste en sumar la carga de un número específico (n) de píxeles vecinos antes de que el contenido individual de cada uno sea digitalizado. El resultado de esta operación

es un *superpixel* cuya señal final será aproximadamente n veces el valor de cada pixel. Este proceso introduce solamente una vez el ruido de lectura.

Generalmente, el *binning* disminuye la resolución de la imagen pero incrementa el valor de la señal a ruido de una medida y reduce el tiempo de lectura y el tamaño de la imagen final.

Windowing

Es un procedimiento que permite realizar lecturas rápidas y elegir una o varias regiones rectangulares específicas dentro del área activa del CCD, ayudando a escoger las mejores subregiones del CCD para trabajar con ellas.

Bias

Durante la lectura y la conversión analógico-digital de la señal de un pixel sin exponer, el valor *cero* de los fotoelectrones recolectados es trasladado a un valor promedio con una distribución pequeña alrededor de cero. Con el fin de evitar números negativos en la señal de salida, se añade una cantidad constante de carga a cada pixel antes de ser leída. A este nivel base se le denomina nivel de **bias** y un valor típico es de 400 ADU (unidades analógico-digital). El valor del nivel de **bias** de un CCD debe ser calculado y sustraído al momento de la preparación de las imágenes.

Ganancia

Es el voltaje (número de electrones recolectados) necesario para producir 1 ADU, un valor típico es de $10e^-/ADU$. El máximo número que un CCD puede producir está determinado por el número de bits en el convertidor analógico-digital (A/D). Los CCDs presentan una relación lineal entre el valor de la carga recolectada por cada pixel y el número digital que ofrece como salida.

2.2. Las observaciones astronómicas

Las observaciones utilizadas en la fotometría de NGC 5897 fueron obtenidas del 20 al 24 de marzo de 2006 y durante las noches del 13 al 16 de marzo de 2007 en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, en Baja California (OAN-SPM)². Se emplearon el telescopio de 1.5m con la rueda de filtros ‘*La Ruca*’ y los detectores Sitel (durante la temporada de marzo 2006) y Thomson *TH7398M - 2k* (para las noches de 2007).

2.2.1. Características de las imágenes

Para este trabajo, tenemos las siguientes imágenes:

- Temporada: marzo, 2006.
 - 5 bias por cada noche de observación
 - 5 campos planos por cada filtro por cada noche de observación
 - 4 tomas por filtro de siete regiones de estrellas estándar, a saber: Región 98, *Rubin* 152, *Rubin* 149, *PG*1323, *PG*0942, *PG*1525 y *PG*1528
 - 10 observaciones por filtro (*B*, *V*, *R*, *I*) del cúmulo globular NGC 5897 en su zona centro y oeste.
- Temporada: marzo, 2007.
 - 10 bias por cada noche de observación
 - 3 campos planos por cada filtro por cada noche de observación
 - 3 tomas por filtro de cinco regiones de estrellas estándar, a saber: *Rubin* 152, *Rubin* 149, *PG*1323, *PG*0942 y *PG*1525.
 - 10 Observaciones por filtro (*B*, *V*, *R*, *I*) del cúmulo globular NGC 5897 en su zona norte, oeste, este y centro.

²Longitud: 115°27'49 Oeste, latitud:31°02'39 Norte; Altitud 2830 m

Se puede observar que las dos temporadas tienen diferentes número de bias, campos planos y observaciones en general, esto se debe a que en 2006 se tenía que tomar imágenes de más cúmulos lo que impidió tener tiempo de tomar más imágenes de bias, lo que ayuda al momento de hacer la reducción y mejora la calidad de las imágenes finales, también por esta misma razón solo se tomaron imágenes de dos zonas del cúmulo a trabajar y en la temporada de 2007 se contaba con un mayor tiempo, lo que permitió tomar más imágenes bias y más zonas del cúmulo.

2.3. La preparación de las imágenes

Las características del detector hacen necesario la realización de correcciones de las observaciones antes de iniciar el proceso de extracción de información. Esas correcciones, en términos comunes en astronomía se le llama “reducción de las imágenes”, consiste en la remoción de los rayos cósmicos, la substracción del nivel de Bias y finalmente en la división por la respuesta del CCD en cada filtro o división por campos planos.

El programa utilizado para la preparación de las observaciones es AstroImageJ (AIJ)³, y éste consiste en el programa ImageJ, más otros complementos y macros de astronomía integrados a éste, los cuales han sido tomados de diversas paqueterías incluyendo IRAF, IDL y MaxIM DL.

El primer paso en la preparación de las observaciones consiste en agruparlas en un stack para poder combinarlas sacando una imagen ponderada con la mediana del brillo por pixel de todas las imágenes tomadas. Este proceso elimina los rayos cósmicos, ya que los valores producidos por éstos son generalmente muy elevados.

2.3.1. Remoción de rayos cósmicos

Los rayos cósmicos son partículas subatómicas con una alta cantidad de energía. Existen dos tipos:

³Durante todo el proceso de preparación de imágenes todas las operaciones fueron realizadas a través de AIJ.

- Rayos cósmicos primarios. Son principalmente protones, pero también se presentan núcleos atómicos más pesados. Sus energías oscilan entre $10^6 - 10^{16}$ eV. Las partículas más energéticas son poco frecuentes. Generalmente la mayoría de los rayos cósmicos primarios provienen del Sol, pero los más energéticos se producen en regiones fuera del sistema solar (Matzner, 2001) .
- Rayos cósmicos secundarios. Son menos energéticos que los primarios y normalmente se producen en la colisión de rayos cósmicos primarios con partículas atmosféricas.

Los rayos cósmicos incidentes en el CCD se manifiestan como una señal de miles de electrones concentrados sólo en una pequeña cantidad de píxeles. Generalmente, su intensidad aumenta con la altura del observador sobre el nivel del mar y disminuye en latitudes geográficas menores a los 20° (Compton, 1993).

Para los fines de este trabajo, consideramos que la señal de un pixel (S_{pe}) contiene un rayo cósmico si cumple que:

$$\text{máx}\left(\frac{S_{pe} - S_{pady}}{S_{pe}}\right) \geq 0.75 \quad (2.5)$$

con S_{pady} la señal de los pixeles adyacentes al pixel evaluado. De esta manera al crear la imagen mediana, este alto valor producido por un rayo cósmico se desecha.

2.3.2. Substracción del Bias

Para la substracción del Bias se evalúan su nivel de intensidad y su incertidumbre. Si realizamos un histograma de la intensidad de estas imágenes, se obtiene una distribución gaussiana centrada en el nivel de intensidad del Bias; cuyo ancho a potencia media (AAPM) es una medida del ruido de lectura (RL). Con esto tenemos:

$$\sigma_{ADU} \equiv AAPM_{ADU} = \frac{RL}{Ganancia} \quad (2.6)$$

Para el proceso de reducción utilizamos un superbias⁴ que consiste de la mediana de 10 imágenes de bias, ya que gracias a esta combinación se eliminan los rayos cósmicos, como se explicó en la sección anterior, además de que también se eliminan variaciones en el ruido de lectura y fluctuaciones azarosas que pudieran presentar las imágenes originales. Este superbias se subtrae de todas las demás imágenes (de los campos planos, de las estrellas estándar y del objeto a estudiar –cúmulo–).

2.3.3. División por los campos planos

Cada pixel del CCD tiene una eficiencia cuántica ligeramente diferente a la de sus vecinos. Para uniformizar la respuesta relativa de cada pixel a la radiación incidente se utilizan exposiciones llamadas campos planos⁵. De manera ideal, un campo plano consiste en la exposición de cada pixel del arreglo a iluminación uniforme emitida por una fuente de respuesta espectral idéntica a la de los objetos de estudio. Con estas condiciones, el campo será espectral y espacialmente plano. Esta clase de imagen presenta una distribución gaussiana con un ancho de:

$$\sigma_{ADU} = \frac{\sqrt{\vec{F}_{ADU} \times ganancia}}{ganancia} \quad (2.7)$$

donde \vec{F}_{ADU} es la iluminación uniforme emitida y la *ganancia* representa la ganancia del CCD que se explicó en la sección anterior.

Gracias a la expresión (2.7) es posible suponer que el nivel de la señal es lo suficientemente alto como para que el ruido de Poisson predomine sobre el ruido de lectura; así, comparando las ecuaciones (2.6) y (2.7) tenemos:

$$\sqrt{\vec{F}_{ADU} \times ganancia} \gg RL \quad (2.8)$$

⁴Un superbias es una imagen compuesta de cierta cantidad de imágenes individuales del mismo bias promediadas entre sí.

⁵Conocidos comúnmente como "Flat fields".

De manera práctica, un campo plano se puede obtener mediante la exposición del detector a lámparas, pantallas especialmente pintadas, o al cielo durante el amanecer o el atardecer. Se puede notar que todos estos métodos involucran una fuente de luz más brillante que cualquier objeto astronómico, esto con el fin de obtener una imagen con alta señal a ruido. Puesto que la respuesta de los píxeles del arreglo depende del color de la luz, los campos planos se obtienen para cada uno de los filtros utilizados en el estudio fotométrico del objeto estudiado.

Sin embargo, es imposible obtener campos planos perfectos ya que, generalmente, la iluminación uniforme es muy difícil de obtener y las variaciones en la eficiencia cuántica dentro de los píxeles del CCD dependen de la longitud de onda, por lo que el campo plano necesitaría tener la distribución de longitudes exacta sobre la región de interés de cada objeto a observar (factor que es imposible conseguir con los métodos enunciados previamente ya que, por ejemplo, el atardecer no tiene el mismo color que el cielo durante la noche). Por suerte muchos proyectos observacionales no requieren campos planos perfectos sobre todas las longitudes de onda o sobre la totalidad del arreglo bidimensional.

Para la calibración por campos planos primeramente se sumaron las diez exposiciones disponibles por cada filtro para cada noche de observación y se normalizaron a su mediana (sacando una imagen mediana con AIJ, como se hizo para obtener el superbias). A esta nueva imagen la denominamos superflat. De este modo se obtuvieron imágenes superflat para cada uno de los filtros utilizados.

Las observaciones del cúmulo y de los sistemas de estrellas estándar en cada filtro fueron divididas por el superflat (flat normalizado) correspondiente a su filtro y noche, para después, finalmente, obtener la mediana de todas las imágenes del mismo objeto y en el mismo filtro, y pertenecientes a la misma fecha de observación.

Una vez realizados estos procesos (substracción del superbias y división por el superflat) ya es posible analizar las imágenes del objeto de interés utilizando el paquete de IRAF para fotometría de campos muy poblados conocido como DAOPHOT y hacer la fotometría de apertura para las imágenes correspondientes a las estrellas estándar.

Capítulo 3

Estrellas Estándar

Como se mencionó en el primer Capítulo, una parte importante del análisis fotométrico de cúmulos globulares, es tener una manera fiable de transformar el sistema fotométrico instrumental al sistema fotométrico estándar. Para este fin se utilizan las observaciones de estrellas estándar en las noches de observación, las cuales al tener definida su magnitud (intrínseca) nos permiten, después de calcular su magnitud aparente corregida por la masa de aire, construir la relación buscada.

Esta relación se aplica a los demás objetos observados con el fin de encontrar su magnitud estándar. Pero para encontrar esto debemos medir la magnitud observada de todas las estrellas estándar disponibles en la noche de observación. En este Capítulo se llevará a cabo la fotometría de apertura realizada a las observaciones de los sistemas de estrellas estándar, el análisis para obtener los coeficientes de absorción y las transformaciones al sistema estándar.

3.1. Fotometría de estrellas estándar

Las estrellas estándar son conjuntos de estrellas que se han medido cuidadosamente con el fin de determinar, con un margen de error muy bajo, sus magnitudes intrínsecas. Generalmente se encuentran en una banda cercana al ecuador celeste y a lo largo de todo el intervalo de ascensión recta, de modo que puedan ser observadas desde cualquier observatorio del mundo. Para un programa de observación específico en el

cual se pretenda obtener medidas fotométricas de algún objeto celeste es necesario observar estrellas estándar durante cada noche de observación y a diferentes valores de la masa de aire (ver 3.1.1). También es importante que las estrellas estándar observadas cubran un amplio intervalo de colores fotométricos para considerar posibles variaciones de los coeficientes de absorción debidas al color intrínseco de las estrellas.

El proceso que se realiza implica obtener imágenes de conjuntos de estrellas estándar, medir sus magnitudes en cada uno de los filtros utilizados y luego ajustar las medidas a una ecuación similar a la siguiente:

$$m_{int} - m_{obs} = ca_{\lambda}Z + k_c(color)_{obs} + k_z. \quad (3.1)$$

En donde los diferentes términos representan lo siguiente:

- m_{int} = magnitud intrínseca o absoluta.
- m_{obs} = magnitud observada o medida.
- ca_{λ} = coeficiente de absorción en la longitud de onda λ .
- Z = Masa de aire.
- k_c = coeficiente del término de color.
- $(color)_{obs}$ = color observado o medido.
- k_z = constante del punto cero.

3.1.1. Masa de Aire

La masa de aire es la cantidad de atmósfera que atraviesa la luz de una estrella en el momento que se realiza la observación. Si suponemos que en las inmediaciones de un observatorio podemos representar la atmósfera terrestre como una capa de aire plano paralela entonces, como se aprecia de la figura 3.1, la cantidad de atmósfera que atraviesa la luz de una estrella particular es directamente proporcional a la $sec(z)$ donde z representa la distancia cenital. Por definición, la masa de aire es igual a 1

para una distancia cenital de 0° por lo que, a primera aproximación, la masa de aire (X) resulta como sigue:

$$X = \sec(z). \quad (3.2)$$

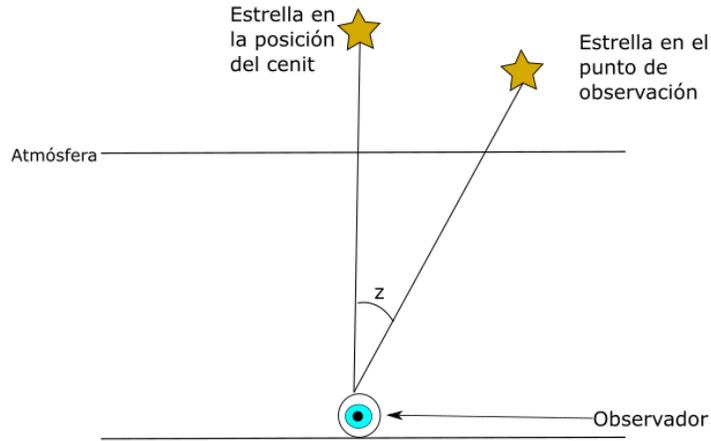


Figura 3.1: Esquema del cálculo de la masa de aire de un objeto astronómico.

Utilizando las relaciones de la trigonometría esférica se puede escribir la masa de aire como sigue:

$$X = \sec(z) = \frac{1}{\sin(\phi)\sin(\delta) + \cos(\phi)\cos(\delta)\cos(TS - \alpha)}, \quad (3.3)$$

En donde los términos representan:

- X = Masa de aire.
- z = Distancia cenital.
- ϕ = Latitud del observatorio.
- δ = Declinación de la estrella observada.
- TS = Tiempo Sideral al cual se hace la observación.
- α = Ascensión Recta de la estrella observada.

En las secciones siguientes se detallará el proceso de reducción de las estrellas estándar.

3.2. Rotación a la orientación canónica

Para poder analizar las estrellas con el programa APT (Aperture Photometry Tool), primeramente es necesario poder reconocerlas en nuestras observaciones con las cartas de observación publicadas por Landolt (Landolt, 1992). Para esto rotamos las imágenes a la orientación canónica con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda..

Para hacer esto utilizamos AstroImageJ y modificamos la orientación, de esta manera pudimos modificar en cada noche de observación las imágenes hasta que estuviera orientado con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda como en el catálogo de las estrellas estándares. Para cada noche las modificaciones eran diferentes pero en términos generales, para 2006 se rotó la imagen 90 grados en contra de las manecillas del reloj y se invirtió en el eje X. Para 2007 se rotó la imagen 270 grados a favor de las manecillas del reloj y no hubo necesidad de invertir con respecto a ningún eje.

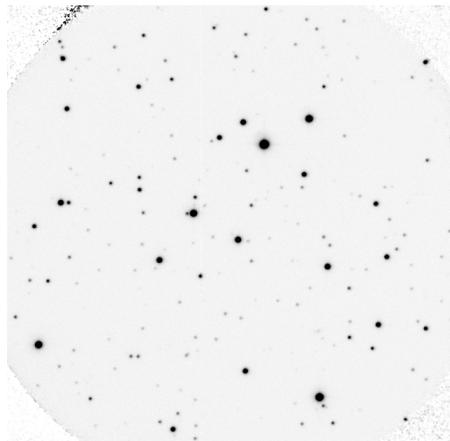


Figura 3.2: Imagen del sistema de estrellas estándar RUBIN 149 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro V sin rotar.

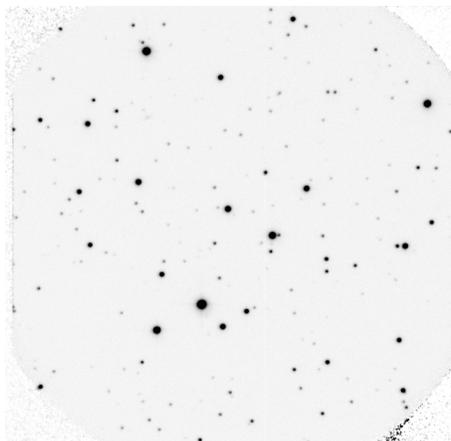


Figura 3.3: Imagen del sistema de estrellas estándar RUBIN 149 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro V con la orientación canónica.

Con estas instrucciones, no sólo se modificó la orientación de las imágenes de las estrellas estándar, sino que también se modificó la orientación de las imágenes del cúmulo NGC 5897 para todas las noches de observación. De aquí en adelante todas las imágenes presentadas tendrán la orientación canónica (norte arriba este hacia la izquierda).

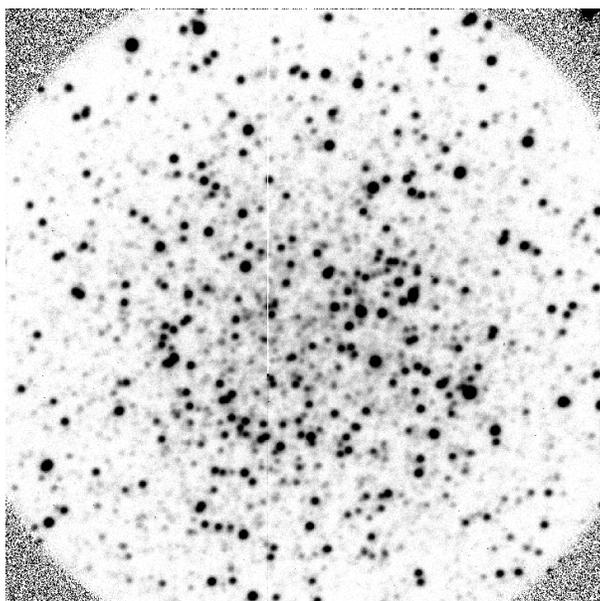


Figura 3.4: Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro B sin rotar.

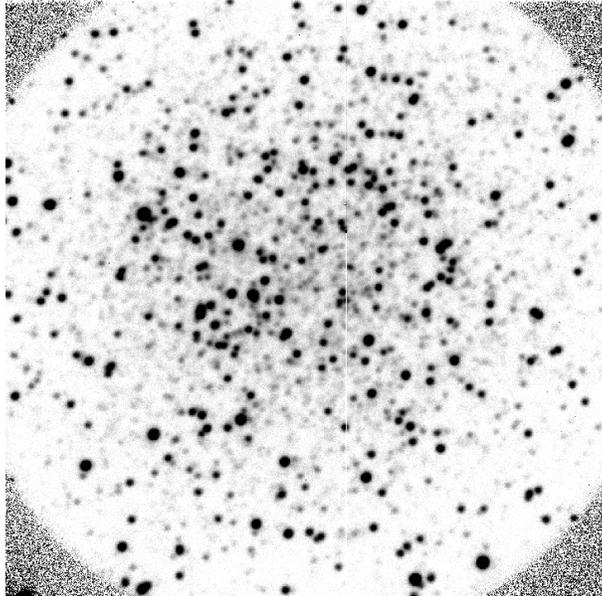


Figura 3.5: Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro B después de rotarla, con la orientación canónica.

3.2.1. Fotometría de apertura

La fotometría es simplemente la medida de la cantidad de energía lumínica recibida por unidad de tiempo (AAVSO, 2014).

En esta sección solamente nos ocuparemos de la conocida como fotometría de apertura, llamada así porque mide la intensidad de luz en pequeños círculos o aperturas, centrados en estrellas individuales de nuestra imagen.

Esta técnica está formada por tres partes (como se observa en la figura 3.6):

Apertura de estrella (o apertura de medición): éste es el círculo más interno, que

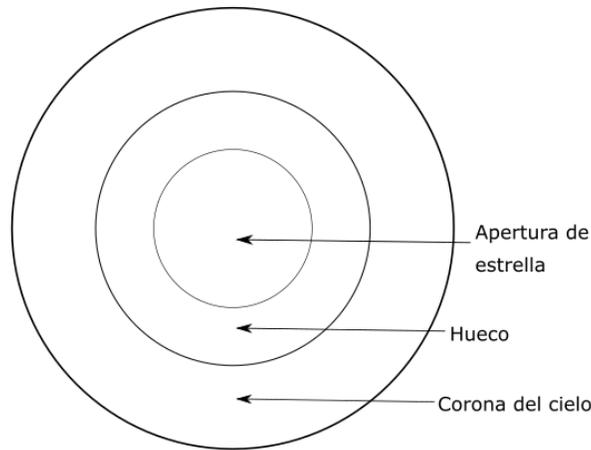


Figura 3.6: Disposición de la apertura

rodea la estrella que estamos midiendo.

Hueco: es simplemente un espacio entre el círculo de señal y la corona del cielo.

Corona del cielo: es el círculo más externo que se utiliza para obtener información sobre el fondo de cielo.

Es importante notar que estos círculos son concéntricos y están centrados en la estrella o fuente sin tener en cuenta la forma de ésta.

Es importante notar que los radios de las regiones que determinan el cielo deben ser mayores que la apertura de la estrella pero lo suficientemente pequeños para que la superficie encerrada no contenga ningún otro cuerpo.

Para las imágenes de todos los estándares se utilizó el programa APT¹, el cual genera

¹El programa Aperture Photometry Tool (APT) es el que se utilizó en todas las secciones de fotometría de apertura.

los círculos de manera directa y permite solamente escoger los radios, lo cual facilitó la obtención de la magnitud observada. Se realizó el análisis en APT para las estrellas estándar de todas las noches de observación, incluidas en las que se aparece el cúmulo NGC 5897 pero también en las que no aparece.

Para esta técnica es esencial que la apertura encierre toda la estrella para captar el perfil completo de brillo de la estrella, después determinar las otras circunferencias (interior y exterior), las cuales deben ser mayores a la apertura pero lo suficientemente pequeñas para que la superficie no contenga ningún otro cuerpo.

Para el análisis escogimos los siguientes valores r el radio de apertura, i es el radio del límite del cielo y σ el exterior (medido en el APT en píxeles):

$$\begin{aligned} r &= 15, 17, 20; \\ i &= r + 5; \\ \sigma &= r + 10. \end{aligned}$$

3.3. Análisis de Estrellas Estándar

Una vez que hemos medido las estrellas estándar en todas las imágenes y en todos los filtros necesitamos ajustar a la ecuación 3.1 los valores medidos y los valores intrínsecos para calcular los coeficientes de absorción, y las constantes de color y del punto cero. Esto podemos realizarlo aplicando un ajuste de mínimos cuadrados a las estrellas del sistema, con la magnitud intrínseca de Landolt M_{int} (Landolt, 1992) y la magnitud de las observaciones M_{obs} medida utilizando APT.

3.3.1. Método de mínimos cuadrados

Las observaciones fotométricas con las que vamos a trabajar están tomadas con los filtros de Johnson. Las ecuaciones de transformación para cada filtro son las siguientes:

$$B_{int} - B_{obs} = A_B * X + K_B * (B - V)_{obs} + C_B. \quad (3.4)$$

$$V_{int} - V_{obs} = A_V * X + K_V * (B - V)_{obs} + C_V. \quad (3.5)$$

$$R_{int} - R_{obs} = A_R * X + K_R * (R - I)_{obs} + C_R. \quad (3.6)$$

$$I_{int} - I_{obs} = A_I * X + K_I * (R - I)_{obs} + C_I. \quad (3.7)$$

En donde A , K y C son las incógnitas, X es la masa de aire, K representa las constantes de color y C las constantes del punto cero. Con esto podemos definir la diferencia de magnitudes $\Delta \equiv M_{int} - M_{obs}$ y Color observado a $Co \equiv (B - V)_{obs}$ igual que $Co \equiv (R - I)_{obs}$.

Con esto podemos reescribir la ecuación (3.4) como:

$$\Delta_B = A_B * X + K_B * (Co)_{obs} + C_B. \quad (3.8)$$

Usando notación de subíndice “ i ” podemos correr la ecuación para los cuatro filtros: B , V , R e I .

$$\Delta_i = A * X_i + K * (Co)_i + C. \quad (3.9)$$

Finalmente, escribimos el residuo entre los valores calculados y los medidos como:

$$\delta = \Delta_i - A * X_i - K * (Co)_i - C. \quad (3.10)$$

El método de mínimos cuadrados requiere minimizar la suma del cuadrado de los residuos, así que elevaremos la expresión para el residuo al cuadrado y luego la minimizaremos usando técnicas estándar.

$$\delta^2 = \Delta_i^2 - 2Co_i \Delta_i K + Co_i^2 K^2 - 2C \Delta_i + 2CkCo_i + C^2 - 2A \Delta_i X_i + 2ACo_i K X_i + 2AC X_i + A^2 X_i^2 \quad (3.11)$$

De aquí podemos obtener las derivadas parciales

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial K} = \Sigma(2Co^2k - 2Co\Delta + 2CoC + 2ACoX). \quad (3.12)$$

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial A} = \Sigma(-2\Delta X + 2CoKX + 2CX + AX^2). \quad (3.13)$$

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial C} = \Sigma(-2\Delta + 2CoK + 2C + 2AX). \quad (3.14)$$

Que posteriormente igualadas a cero, dan origen a un sistema de tres ecuaciones simultáneas con tres incógnitas. Dicho sistema lo escribiremos como sigue:

$$\begin{pmatrix} 2 * \Sigma(CoX) & 2 * \Sigma(Co^2) & 2 * \Sigma(Co) \\ 2 * \Sigma(X^2) & 2 * \Sigma(CoX) & 2 * \Sigma(X) \\ 2 * \Sigma(X) & 2 * \Sigma(Co) & 2 * \Sigma(i) \end{pmatrix} * \begin{pmatrix} A \\ K \\ C \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 2 * \Sigma(Co\Delta) \\ 2 * \Sigma(X\Delta) \\ 2 * \Sigma(\Delta) \end{pmatrix} \quad (3.15)$$

Donde \vec{x} es el vector de las incógnitas o mejor dicho vector solución y \vec{b} el vector del lado derecho de la igualdad.

Como A es una matriz cuadrada (en particular $3 * 3$) podemos resolver este sistema por el método de la inversa (no es la única manera, también sería posible resolver por Regla de Cramer o cualquier otro método para resolver sistemas de ecuaciones.):

$$\begin{aligned} A * \vec{x} &= \vec{b} \\ \Rightarrow A^{-1} * A * \vec{x} &= A^{-1} * \vec{b} \\ \Rightarrow I * \vec{x} &= A^{-1} * \vec{b} \\ \Rightarrow \vec{x} &= A^{-1} * \vec{b}. \end{aligned}$$

$$\vec{x} = A^{-1} * \vec{b} \quad (3.16)$$

Así obtenemos los coeficientes de solución buscados.

3.3.2. Coeficientes de transformación

Utilizando el programa expuesto en el apéndice A, y utilizando las ecuaciones (3.4), (3.5), (3.6) y (3.7) se obtuvieron las ecuaciones del tipo de la ecuación (3.16) para cada noche y cada filtro. Estas ecuaciones se resolvieron y así se obtuvieron las tres constantes de interés (coeficiente de absorción, coeficiente de color y coeficiente del punto cero) para cada noche y cada filtro.

Los valores de los coeficientes de absorción ($-A$), las constantes de color K y las constantes del punto cero C de cada filtro se muestran en las siguientes tablas:

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 12-13 de Marzo 2007	1.16919	0.10874	25.34031
Noche 13-14 de Marzo 2007	-0.30223	0.10583	27.47228
Noche 14-15 de Marzo 2007	-0.37970	0.13717	27.53140
Noche 21-22 de Marzo 2006	0.94214	0.05596	25.03835
Noche 22-23 de Marzo 2006	-1.23555	0.17829	26.39759
Noche 23-24 de Marzo 2006	-0.41733	0.42103	26.78603

Tabla 3.1: Coeficientes obtenidos para el filtro B.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 12-13 de Marzo 2007	0.12127	-0.02352	27.58167
Noche 13-14 de Marzo 2007	-0.25039	-0.03984	27.76332
Noche 14-15 de Marzo 2007	-0.32799	-0.02824	27.86426
Noche 21-22 de Marzo 2006	0.94214	0.05596	25.03835
Noche 22-23 de Marzo 2006	-1.67073	0.00563	28.07604
Noche 23-24 de Marzo 2006	-0.46776	0.30053	27.38143

Tabla 3.2: Coeficientes obtenidos para el filtro V.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 12-13 de Marzo 2007	0.37819	-0.37819	27.22330
Noche 13-14 de Marzo 2007	-0.13806	-0.04880	27.22305
Noche 14-15 de Marzo 2007	-0.13806	-0.04880	27.22305
Noche 21-22 de Marzo 2006	—	—	—
Noche 22-23 de Marzo 2006	-1.83264	0.13357	28.60749
Noche 23-24 de Marzo 2006	-0.59665	0.50853	27.63788

Tabla 3.3: Coeficientes obtenidos para el filtro R.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 12-13 de Marzo 2007	1.14735	0.06524	25.31618
Noche 13-14 de Marzo 2007	-0.02309	0.00138	26.50840
Noche 14-15 de Marzo 2007	0.11989	-0.02645	26.57065
Noche 21-22 de Marzo 2006	-0.34446	0.31866	25.22090
Noche 22-23 de Marzo 2006	-2.25859	0.14873	29.11512
Noche 23-24 de Marzo 2006	-0.56102	0.78455	27.07607

Tabla 3.4: Coeficientes obtenidos para el filtro I.

Es interesante notar que en todos los casos aparecen valores negativos del coeficiente de absorción, esto no tiene sentido físico puesto que implicaría que la atmósfera en lugar de absorber radiación la emitiera. Lo más probable es que alguna o algunas de las observaciones de los grupos de estrellas estándar estén contaminados, y que este sea el resultado de dicha contaminación.

Para estudiar si en realidad algunas de nuestras observaciones de estrellas estándar se encuentran contaminadas se hicieron gráficas de *Delta* vs Masa de Aire, donde $Delta = M_{int} - M_{obs}$, sobre esta gráfica también se dibujó la línea ajustada a los datos (ver la Figura 3.7).

En el apéndice B se anexan todas las gráficas de este tipo para las distintas noches. En ellas se puede observar que hay un problema en la magnitud observada para el sistema de estrellas estándar RUBIN149 en diferentes noches de observación. Esto nos hace dudar de las observaciones realizadas a otros sistemas de estrellas estándar, por lo que se mantuvo este análisis pero preferimos transformar las magnitudes del cúmulo globular al sistema intrínseco haciendo una comparación con las magnitudes publicadas para este cúmulo globular por Peter B. Stetson (Stetson, 2019).

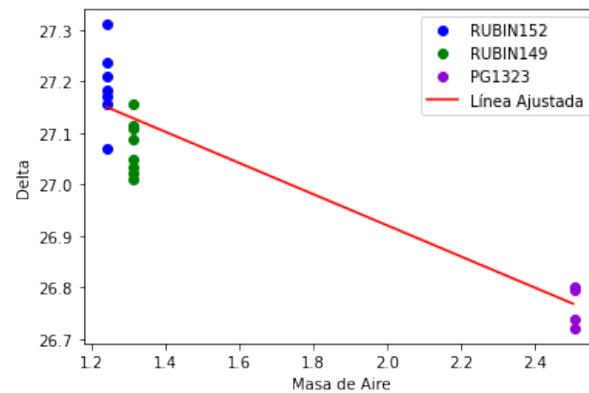


Figura 3.7: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.

Capítulo 4

Fotometría de función de dispersión puntual

En este capítulo se describe el proceso de reducción de NGC 5897, el cual consiste en el análisis de las imágenes preparadas del objeto, con la finalidad de obtener un catálogo con las magnitudes de todas las estrellas visibles en la imagen. Este proceso se llevó a cabo con la paquetería de IRAF, DAOPHOT II.

DAOPHOT es una paquetería diseñada para el análisis fotométrico o fotometría estelar de campos densamente poblados. Fue desarrollada por Peter B. Stetson en el Dominion Astrophysical Observatory (DAO), la versión utilizada, DAOPHOT II, utiliza una imagen CCD, que a través de un conjunto de rutinas, se somete a un proceso de reducción. Las diferentes rutinas que componen este proceso son las siguientes:

1. Búsqueda de todas las estrellas presentes sobre un umbral de brillo en el campo de observación.
2. Realización de la fotometría de apertura de las estrellas encontradas.
3. Selección de un grupo de estrellas brillantes y aisladas dispersas en todo el campo de tal forma que sean representativas del mismo.
4. Construcción de un modelo semi-empírico del perfil de brillo de las estrellas del

campo a partir de las estrellas dispersas seleccionadas en la rutina anterior.

5. Ajuste del modelo construido a todas las estrellas del campo, de una en una. En este punto se genera la estimación de la magnitud de las estrellas.

En esta sección se describirá en detalle el proceso, las rutinas asociadas y los parámetros involucrados. Además de empezar con un ligero ajuste a las imágenes CCD y la eliminación del viñeteo de algunas. Se explicará de manera general cada una de estas rutinas, ya que representan el proceso más arduo llevado a cabo con el cúmulo NGC 5897 y nos brindan el panorama general de los procesos necesarios para la obtención de los diagramas Hertzsprung-Russell buscados.

4.1. Ajustes preliminares

Para poder realizar la reducción tenemos que obtener algunos parámetros importantes que serán utilizados durante todo el proceso de reducción.

4.1.1. Parametrización

Podemos obtener los parámetros necesarios para el proceso de reducción utilizando la subrutina DAOEDIT, la cual nos permite parametrizar el campo observado. Esto se hace escogiendo una sección de la imagen en la cual se selecciona una estrella a la que le obtenemos su perfil radial de brillo (ver Figura 4.1). Este proceso nos da información sobre el ancho a potencia media del perfil estelar, de la intensidad del cielo y del valor de su desviación estándar. Con esta subrutina se evaluaron 20 estrellas por imagen y se promediaron los valores para obtener valores representativos para cada noche. Estos valores se usan en todas las rutinas del proceso de reducción.

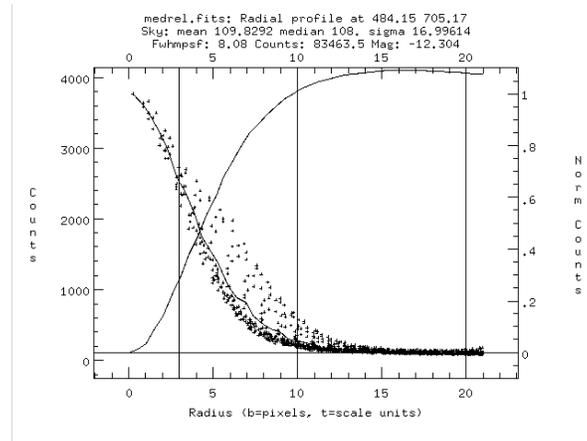


Figura 4.1: Perfil radial que se genera por la rutina DAOEDIT.

4.1.2. Eliminación de viñeteo

Antes de comenzar la reducción es necesario eliminar de las imágenes las secciones en donde se aprecia viñeteo. El viñeteo consiste en variaciones de iluminación y balance cromático con simetría radial que son causados por la geometría de los sistemas ópticos. Este fenómeno se puede observar en los bordes o esquinas de las imágenes, observándose notoriamente más brillantes.

Para eliminar las regiones con tales variaciones se realizó un programa en Python 9 (el código se presenta en el Apéndice A) cuya función es la de asignar el valor promedio de brillo de la imagen (valor medio del cielo) en las regiones donde se observa el viñeteo (ver Figuras 4.2 y 4.3).

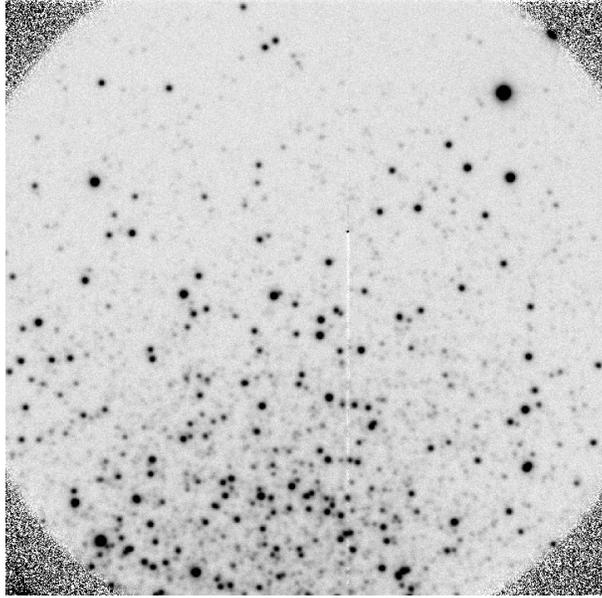


Figura 4.2: Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro B) antes de la eliminación del viñeteo.

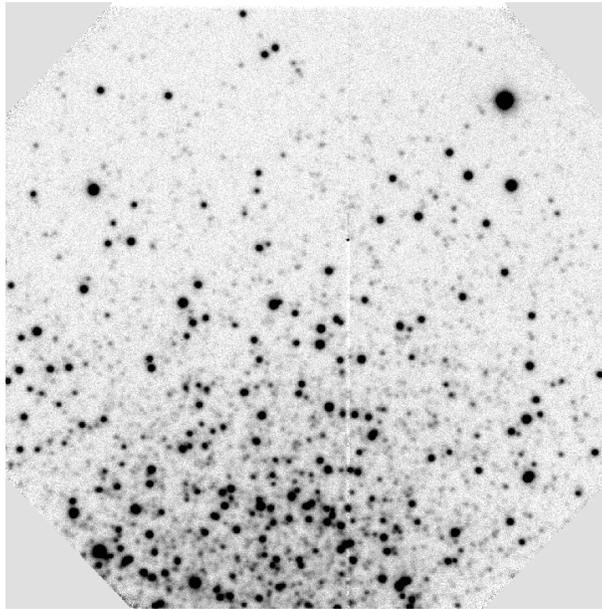


Figura 4.3: Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro B) después de la eliminación del viñeteo.

4.1.3. Búsqueda de estrellas

El primer paso en el proceso de fotometría de campos muy poblados es identificar el mayor número posible de estrellas presentes, la rutina que se utiliza es DAOFIND, la cual es una rutina de reconocimiento automático y capaz de distinguir estrellas (aisladas o mezcladas con sus vecinas) de otras fuentes de brillo.

DAOFIND busca en la imagen fuentes puntuales de luz cuya intensidad máxima se encuentre sobre un umbral definido por el usuario, aproxima los valores del centro, magnitud y forma característicos de todos los objetos detectados y escribe los resultados en una lista de salida.

Para esta subrutina utilizamos los parámetros de ancho a potencia media y desviación estándar del cielo (obtenidas con DAOEDIT).

Tras leer los parámetros pedidos, la rutina ajusta un perfil gaussiano a los valores de brillo de sus píxeles vecinos, si ocurre que una estrella se encuentra centrada en ese pixel, el ajuste de la función será bueno y el máximo del perfil gaussiano será proporcional al brillo de la estrella, de lo contrario será cercano a cero. De esta manera, el programa calcula el centro aproximado, la magnitud y la forma de cada máximo local, eliminando aquellos cuyo centro se encuentre fuera de la imagen o cuya agudeza se encuentre fuera de los límites establecidos por el usuario. Tras esto, el programa escribe una lista de los máximos encontrados y sus características.

Para finalizar este proceso de búsqueda de estrellas se utilizó la subrutina TV-MARK, la cual coloca una marca en la imagen desplegada sobre cada objeto contenido en la lista generada por DAOFIND, lo que permite verificar visualmente el grado de coincidencia entre las estrellas encontradas por el programa, y aquellas que se notan a simple vista. Si después de hacer esto se encuentra que hay muy pocas o muchas estrellas detectadas se puede repetir el proceso variando los parámetros hasta obtener un resultado satisfactorio.

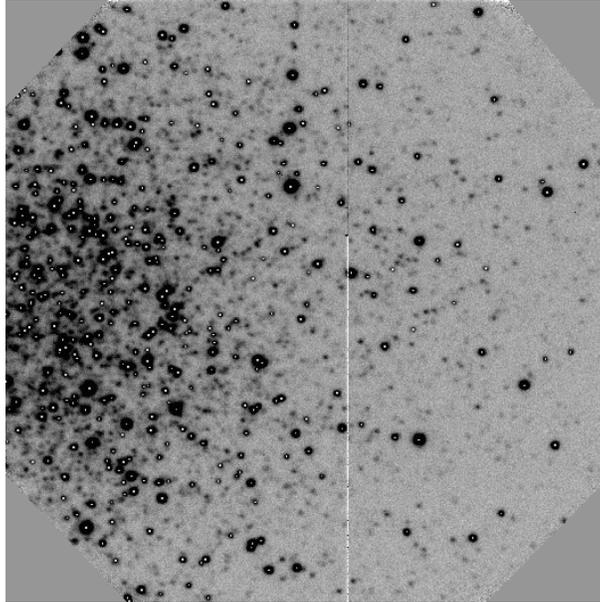


Figura 4.4: Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con pocas estrellas marcadas por Tvmark.

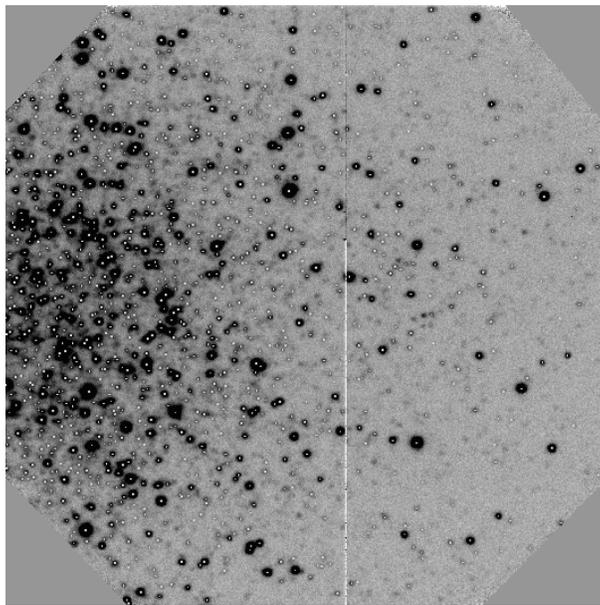


Figura 4.5: Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con el número de estrellas indicadas marcadas por Tvmark.

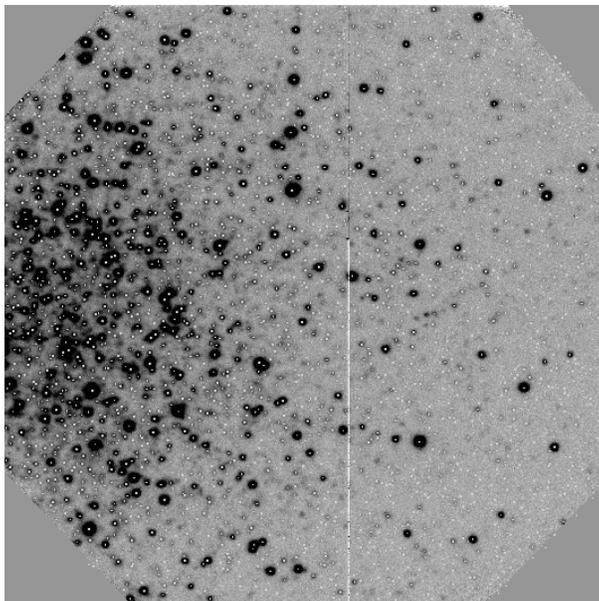


Figura 4.6: Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro V) con muchas estrellas marcadas por Tvmark.

En las figuras (4.4-4.6) se puede ver imágenes del cúmulo globular marcados con distintas coordenadas de DAOFIND de distintos parámetros para mostrar la diferencia en la cantidad de estrellas encontradas.

En la figura 4.4 los parámetros son el ancho a potencia media ($AAPM$) de 7.09, la desviación estándar de fondo de 7.79 con un umbral de detección de 16 sigmas, lo que hace que sólo se detecten 360 estrellas, claramente es un valor muy bajo.

En la figura 4.6 los parámetros son el ancho a potencia media ($AAPM$) de 7.09, la desviación estándar de fondo de 7.79 con un umbral de detección de 1 sigma, lo que hace que se detecten 3175 estrellas, claramente es un valor demasiado alto.

En la figura 4.5 los parámetros son el ancho a potencia media ($AAPM$) de 7.09, la desviación estándar de fondo de 7.79 con un umbral de detección de 4 sigmas, lo que hace que se detecten 1252 estrellas, que se puede ver que es coherente con la imagen.

4.1.4. Fotometría de apertura

Como ya se trató en el Capítulo 3, la parte fundamental de la fotometría de apertura recae en el hecho de integrar el total de la luz procedente de una región del cielo que contenga una estrella y que haya sido recibida por el detector. El brillo debido solamente a la estrella aislada, corresponde a la cantidad obtenida de la integración directa menos la cantidad de luz proveniente de una región sin objetos estelares. Se debe notar que cuando la obtención de brillo es en cuerpos aislados (como en los sistemas de estrellas estándar del Capítulo 3) es posible seleccionar manualmente la región libre de estrellas y usar el brillo promedio medido. Sin embargo, cuando se trabaja con campos muy poblados es necesario emplear fotometría automática, lo que impide al usuario decidir en cada paso cómo o dónde tomar el cielo.

Para esto, y como paso siguiente en el proceso de DAOPHOT, se utiliza la subrutina PHOT, la cual encuentra una región de la imagen que se encuentre cerca de la posición de la estrella pero lo suficientemente lejos para que sólo una fracción despreciable de la luz del objeto caiga sobre ésta.

Para esta subrutina se utiliza el parámetro de ancho a potencia media (obtenido con DAOEDIT) como radio que determinará la apertura. Además de que para el radio interior y ancho de la región del cielo también se usa, ya que el radio interior está dado como:

$$r_{int} = \max \begin{cases} 4AAPM \\ 10 \end{cases} \quad (4.1)$$

y el ancho de la región del cielo es:

$$r_{ancho} = r_{int} + 5. \quad (4.2)$$

Tras leer los parámetros requeridos, la rutina PHOT procede a leer las coordenadas iniciales de una estrella de la lista generada por DAOFIND, estima el valor del cielo por pixel para la estrella empleando el procedimiento programado de fotometría de apertura y finalmente procede a calcular la magnitud y el error para la estrella dentro del radio de apertura empleando el valor total del cielo y su desviación estándar.

En caso de que la estrella esté saturada, se señala la magnitud como INDEF, arrojando una lista que contiene la posición, el valor estimado del cielo, la desviación estándar y la magnitud de cada estrella con error.

4.1.5. Generación del modelo de la PSF

Generalmente, el telescopio, el sistema de filtros, los detectores y la atmósfera pueden modificar el perfil de brillo de una estrella. De esta manera, la distribución real de energía de la misma tiene varias componentes que determinan una función conocida como función de dispersión de un punto ('Point Spread Function', PSF por sus siglas en inglés).

Esta función es un arreglo bidimensional que representa la distribución de la irradiancia debida a una fuente puntual como una función de la posición relativa al centroide del objeto. Derivar un modelo para la PSF a partir del perfil observado es un proceso que se puede abordar desde dos enfoques distintos:

- Enfoque empírico: En este enfoque se emplea interpolación bivariante para estimar la intensidad asociada a posiciones de fracciones de pixel dentro del perfil estelar. Las imágenes de varias estrellas brillantes pueden sumarse para incrementar la razón señal a ruido. La PSF resultante puede entonces interpolarse y escalarse para relacionarse con los datos observados de cada estrella programada.
- Enfoque analítico: En este enfoque se describe la intensidad como una función matemática de la distancia al centroide de una estrella con la forma $I \equiv I(x - x_0, y - y_0)$. Los parámetros de la función se ajustan para dar la mejor representación posible del perfil real de un objeto.

En la Figura 4.7 se ve el perfil de una estrella brillante.

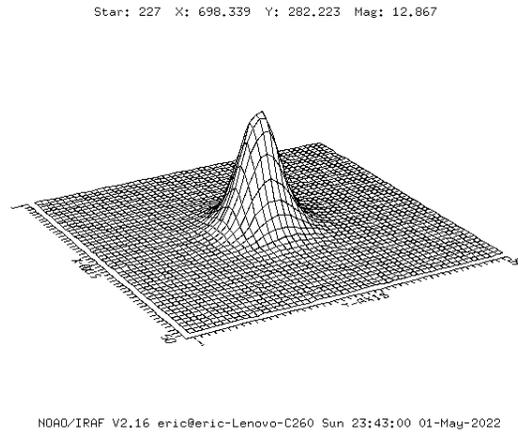


Figura 4.7: Perfil que se observa de una estrella por la rutina PSTSELECT de una estrella brillante y aislada.

Ambos enfoques tienen características distintas que los hacen mejores o peores que el otro, mientras que una PSF empírica es conveniente porque las interpolaciones pueden calcularse mucho más rápidamente que las integrales bidimensionales de una PSF analítica. Además las integrales bidimensionales tienen el problema de volverse sumamente imprecisas para datos submuestreados. La ventaja principal del enfoque analítico es que una PSF generada analíticamente minimiza los efectos adversos que se derivan del hecho de que cada pixel tiene un tamaño finito, pero por otra parte requiere de un gran número de parámetros para la descripción de los objetos.

DAOPHOT nos permite emplear un modelo que intenta explotar las ventajas de ambos enfoques. Mediante la rutina PSF, se ajusta una función analítica bivalente a la región central de una estrella brillante, la cual sirve como una aproximación de primer orden al perfil estelar real. Esta aproximación se resta del perfil original y los residuos obtenidos para cada pixel se almacenan en un arreglo a partir del cual se construye mediante una interpolación uno nuevo con las correcciones que serán aplicadas al modelo analítico con el fin de conseguir una mejor aproximación del perfil original. Este último arreglo se encuentra centrado en el centroide de la estrella y los valores de las correcciones se tabulan a intervalos de medio pixel.

A continuación se especificará la forma en la que este algoritmo se lleva a cabo con DAOPHOT. Para esto primero necesitamos elegir las estrellas con las que se creará

el modelo PSF.

4.1.6. Selección de las estrellas PSF

Para la selección de las estrellas que se usarán para construir la PSF, se utiliza la subrutina PSTSELECT, la cual genera una lista de estrellas brillantes y aisladas distribuidas en toda la imagen.

Para esta subrutina se utiliza el parámetro de ancho a potencia media (obtenido con DAOEDIT) para estimar un radio de la PSF (r_{psf}), el cual si es demasiado pequeño las estrellas ajustadas no serán sustraídas completamente de la imagen pero si por el contrario es muy grande, DAOPHOT empleará demasiado tiempo de cómputo en las operaciones de la subrutina. El r_{psf} también se usa para determinar el radio del ajuste (r_{fit}), como se ve a continuación:

$$r_{fit} = \max \begin{cases} AAPM \\ 3 \end{cases} \quad (4.3)$$

El último parámetro que requiere la subrutina PSTSELECT es el número máximo de estrellas. Debido a la alta densidad de las estrellas en la imagen, se definió como 25. Después de leer los parámetros requeridos, la subrutina procede a leer el tamaño de la imagen, las coordenadas, magnitudes y valores del cielo del catálogo fotométrico generado con la subrutina PHOT. Una vez hecho esto, la selección de las estrellas se lleva a cabo de manera manual, interactuando con la imagen, marcando las estrellas y seleccionándolas con base en la apariencia de sus vecindades, su contorno y su perfil radial.

Después de elegir las estrellas indicadas el programa arroja una lista que contiene el número de identificación, la posición, magnitud y valor del cielo de cada estrella seleccionada extraídos del archivo generado por PHOT.

4.1.7. Cálculo del modelo de la PSF

Para el cálculo del modelo de la función de dispersión de punto se utiliza la rutina PSF.

Para esta rutina se utilizan todos los parámetros que se han descrito en las subrutinas anteriores, ancho a potencia media, valor medio del cielo y desviación estándar del cielo (obtenidos con DAOEDIT). Además se usan los siguientes parámetros (r_{fit} , r_{int} , r_{ancho} , r_{psf}) cuyos valores se determinan con base en los valores de los parámetros obtenidos con DAOEDIT, y finalmente se necesitan dos parámetros adicionales:

1. La componente analítica de la PSF.
2. El orden de variación de la función.

Para la componente analítica de la PSF, DAOPHOT dispone de una gran variedad de opciones para el ajuste de la componente analítica del modelo. Se puede describir el modelo como funciones de los siguientes tipos:

- Moffat25 y Moffat15 (funciones elípticas de Moffat 2.5 y 1.5)
- Lorentz (función elíptica de Lorentz)
- Penny1 y Penny2 (funciones compuestas por núcleos gaussianos y alas lorentzianas)
- Gauss (función gaussiana elíptica bidimensional).

En esta sección sólo explicaremos de manera detallada la opción Gauss, con la cual ajustamos la PSF de nuestro cúmulo.

La opción Gauss, como ya se mencionó, consiste en una función gaussiana elíptica bidimensional alineada con los ejes 'x' y 'y'. Dispone de dos parámetros libres; y resulta ser la mejor opción para perfiles bien muestreados con $AAPM \geq 2.5$ pixeles. Como nuestras imágenes cumplen este requisito, escogimos esta opción para todas las imágenes.

El orden de variación de la función, puede tener 4 valores, -1, 0, 1, 2. Donde el modelo cambiará drásticamente según qué valor escojamos.

- Si el orden es $= -1$. El modelo PSF será puramente analítico y constante.
- Si el orden es $= 0$. El modelo se compondrá de una parte analítica y sólo un arreglo de correcciones, por lo que será constante en todo el campo al igual que el modelo anterior.
- Si el orden es $= 1, 2$. El modelo dependerá de manera lineal ($=1$) o cuadráticamente ($=2$) de la posición de los puntos con respecto al centroide de la imagen.

Para nuestras imágenes se utilizó un orden de variación 0, lo que nos permitió tener una parte analítica y una parte empírica generada solamente con un arreglo de correcciones, teniendo así un arreglo más preciso sin necesitar de una dependencia con la posición, la cual sólo sería correcta si los residuos alrededor de las estrellas ajustadas con un modelo constante mostraran variaciones sistemáticas con respecto a la posición.

Tras leer los parámetros pedidos, esta subrutina procede a leer el catálogo fotométrico generado por la subrutina PHOT, para después leer la plantilla de las estrellas brillantes seleccionadas que fue generado por la subrutina PSTSELECT. Primero rechaza algunas estrellas seleccionadas en PSTSELECT pero que no estén en el catálogo de PHOT o que contengan pixeles de valor invalido para r_{fit} . Cuando se asegura que todas las que quedan en el archivo de estrellas seleccionadas son válidas, el programa calcula la componente analítica del modelo según se especificó (en nuestro caso la función Gauss) y usando los valores de brillo dentro del área determinada por r_{fit} para cada estrella seleccionada y los valores de su señal a ruido. Con esto, calcula los residuos de cada estrella PSF para escalarlos con respecto a la primera estrella de la lista, y posteriormente los combina pesándolos respecto al valor de su señal a ruido. De esta manera genera el o los (dependiendo del orden de variación) arreglos de correcciones a la componente analítica. En nuestro caso sólo se produce un arreglo con las correcciones.

Concluido este proceso, los parámetros de la función analítica y el arreglo de correcciones se escriben en la imagen de salida, para finalmente realizar el proceso de

agrupamiento. Se definen como vecinos de una estrella PSF a aquellas estrellas que se encuentren a una distancia menor o igual a $r_{psf} + 2r_{fit} + 1$ de la misma y se denominan amigos de los vecinos de la PSF a aquellas estrellas que se localizan a $2r_{fit}$ de cada vecino.

Ya con ambos procesos finalizados, el programa escribe una lista con las identificaciones, las posiciones, magnitudes y valores del cielo (obtenidos del archivo generado por la subrutina PHOT) de cada una de las estrellas que se emplearon en el ajuste final del modelo PSF, un archivo fotométrico con los identificadores de cada grupo y cada estrella, las posiciones, magnitudes y valores del cielo de las estrellas PSF y sus vecinos y la imagen del modelo de la PSF.

4.1.8. Fotometría por ajuste de la PSF

DAOPHOT dispone de tres subrutinas para llevar a cabo el ajuste:

- PEAK (ajusta el modelo a las estrellas individualmente)
- NSTAR (ajusta simultáneamente a estrellas en grupos predefinidos)
- ALLSTAR (agrupa, realiza el ajuste a los grupos estelares y sustrae las estrellas ajustadas de la imagen sin intervención del usuario.)

Para el trabajo reportado en esta tesis se utilizó la subrutina ALLSTAR.

La subrutina ALLSTAR lee las posiciones, magnitudes y valores medios del cielo y de las estrellas del catálogo fotométrico generado por la subrutina PHOT, las cuales se utilizarán como estimaciones iniciales. Al comienzo la rutina rechaza las estrellas cuyos valores del cielo asociado están indefinidos o que se encuentran muy cerca de otras estrellas. ALLSTAR recalcula el centro de todas las estrellas contenidas en el catálogo (a menos que se indique lo contrario) y el valor del cielo para cada grupo promediando los valores individualmente antes de llevar a cabo el promedio. Extrae los datos dentro del r_{fit} de cada estrella en cada grupo y lleva a cabo el ajuste pesado de acuerdo al error asociado y a la distancia de cada pixel al centroide de la

estrella correspondiente (los pesos de cada pixel serán inversamente proporcionales a la distancia radial del pixel al centroide), con esto calcula las nuevas coordenadas y magnitudes de cada estrella en cada grupo, reagrupa las estrellas, sustrae el ajuste y realiza esta sucesión de pasos hasta la cuarta iteración, después de la cual escribe el número de identificación, las coordenadas finales, el valor del cielo, la nueva magnitud con su respectivo error, el número de iteraciones requeridas para el ajuste en el archivo de salida de catálogo de estrellas ajustadas, rechaza las estrellas demasiado débiles con menor señal a ruido, con pocos pixeles útiles para el cálculo o que tienen una estrella muy cercana, entre otras razones, a pesar de eso escribe un catálogo con todas las estrellas rechazadas y la imagen sustraída (ver Figuras 4.8 y 4.9).

Esencialmente lo que permite la rutina, es crear un catálogo de las estrellas del cúmulo con sus posiciones y su magnitud a través de la función PSF dada y los valores de magnitud obtenidos por la fotometría de apertura a las estrellas aisladas.

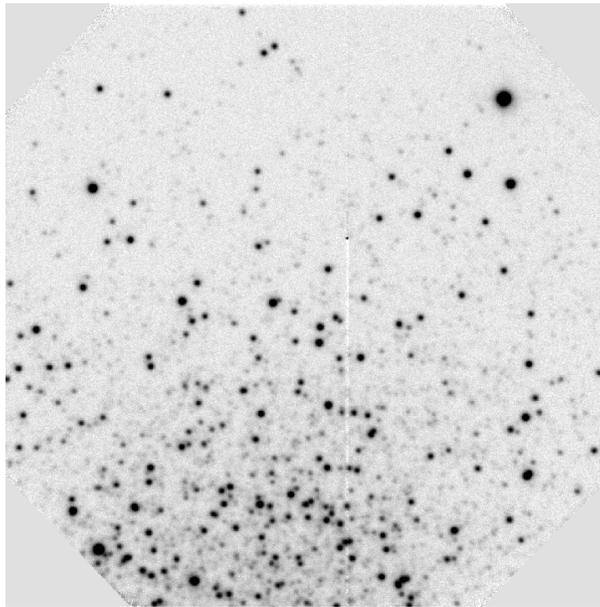


Figura 4.8: Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro *B*) antes del procedimiento de reducción.

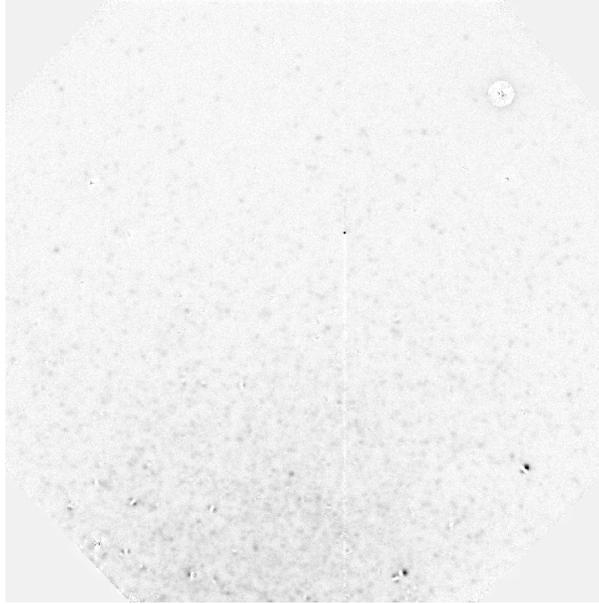


Figura 4.9: Imagen sustraída de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 (2007, filtro B) después del procedimiento de reducción.

Una vez terminado este proceso, se revisa la imagen sustraída para ver que tan bien se han sustraído las estrellas, si se ven todavía algunas estrellas restantes en la imagen, ésta se vuelve a procesar de la misma manera hasta que nos encontremos satisfechos con la sustracción.

Tras repetir este proceso para todas las observaciones, ya se dispondrá de catálogos fotométricos para NGC 5897 (las partes norte, sur, centro, este y oeste) en los filtros B , V , R , e I .

ID	X	Y	Magnitud	Error	Cielo	NITER	Agudeza	Chi	PIER	PERROR
-	(Píxeles)	(Píxeles)	(Magnitudes)	(Magnitudes)	(Cuentas)	-	-	-	-	-
4	572.865	17.695	16.978	0.049	178.8979	4	-0.395	0.991	0	No error
5	304.453	25.615	16.738	0.037	179.9836	4	0.100	0.891	0	No error
8	564.799	39.511	17.525	0.067	178.626	4	-1.045	0.841	0	No error
15	730.202	63.342	16.871	0.039	178.4982	4	0.367	0.991	0	No error
29	591.382	105.121	17.436	0.060	180.6077	4	-0.471	0.807	0	No error

Tabla 4.1: Muestra del catálogo generado por ALLSTAR para la imagen central de NGC 5897 del 2007 para el filtro R .

En la Tabla 4.1 tenemos una muestra del catálogo que nos da la rutina ALLSTAR donde las columnas representan:

- **ID**

El número de identificación de la estrella asignado por DAOPHOT para ubicarla en el archivo de imagen(.fits) .

- **X**

El valor de la posición horizontal X (en pixeles) de la estrella en la imagen encontrada por la subrutina DAOFIND y extraída por la subrutina ALLSTAR.

- **Y**

El valor de la posición vertical Y (en pixeles) de la estrella en la imagen encontrada por la subrutina DAOFIND y extraída por la subrutina ALLSTAR.

- **Magnitud**

El valor de la magnitud estimada de la estrella relativa al umbral de detección.

- **Error**

El valor del error de la magnitud obtenida de la estrella.

- **Cielo**

El valor del cielo de la estrella en cuentas.

- **NITER**

El número de iteraciones requeridas por la subrutina ALLSTAR para el ajuste.

- **Agudeza**

El valor de agudeza de la estrella, el cual está definido como:

$$A = \frac{B_{i_0,j_0} - \bar{B}_{ij}}{H_{i_0,j_0}}$$

con B_{i_0,j_0} el brillo observado del pixel (i, j) , \bar{B}_{ij} el brillo promedio de los pixeles vecinos y H_{i_0,j_0} el brillo central sobre el nivel del cielo del perfil estelar que se ajusta al brillo observado en la rutina PSF.

- **Chi**

El valor de Chi o redondez de la estrella, el cual está definido como:

$$C = 2\left(\frac{h_x - h_y}{h_x + h_y}\right)$$

donde h_x y h_y son las alturas de las gaussianas unidimensionales ajustadas al objeto en x y y .

- **PIER**

Es un valor de error en código de enteros, el cual marca 1 si tiene error y 0 si no encuentra error.

- **PIERROR**

Es un valor de error en "strings" de texto, el cual si se encontró un error en la estrella mostrará *Error* y se pasará al catálogo de arrojadas y si no encontró ningún error mostrará *No error* y se pasará esta línea al catálogo de ajustadas.

Capítulo 5

Diagrama Hertzsprung-Russell

La herramienta más importante en el análisis de las estrellas de un cúmulo globular es el diagrama color-magnitud (CM) o diagrama Hertzsprung-Russell (HR). Este diagrama permite una comparación directa entre la teoría y las observaciones ya que existe una relación directa entre la magnitud de una estrella y su luminosidad y entre su color fotométrico y su temperatura efectiva.

Desarrollado por Ejnar Hertzsprung (1911) y Henry Norris Russell (1913) de manera independiente, el diagrama HR muestra la relación existente entre la luminosidad y la temperatura superficial de las estrellas. El diagrama observacional se construye graficando el color en el eje x (de las abscisas) y la magnitud en el eje y (de las ordenadas).

La manera en que se distribuyen las estrellas dentro del diagrama HR nos indica su estado evolutivo y nos permite relacionar su posición en este diagrama con los modelos teóricos de evolución estelar. Una parte muy importante que hay que notar es que un diagrama HR de una muestra aleatoria de estrellas incluiría estrellas de diferentes edades, las cuales se encontrarían en diferentes fases evolutivas. Por lo tanto, una de las mayores ventajas del diagrama HR correspondiente a los cúmulos globulares es el hecho de que las estrellas de los cúmulos se formaron muy probablemente al mismo tiempo, por lo que en el diagrama HR de un cúmulo globular sólo se encuentran estrellas de la misma edad, pero de diferente masa.

5.1. Morfología del diagrama HR de un cúmulo globular

El hecho de que podemos encontrar estrellas de una masa dada con distinta temperatura o distinta luminosidad sugiere que cualquier estrella debe pasar a través de una serie de cambios estructurales conforme pasa el tiempo, es decir, evoluciona. Por esta razón, nos es posible encontrar concentraciones de estrellas en el diagrama HR que representan distintas etapas en las que las estrellas pasan una parte relativamente grande de su vida, con esto podemos entender que tengan una alta probabilidad estadística de ser encontradas en esa etapa. El mayor acierto de la teoría de evolución estelar es explicar tales concentraciones de estrellas.

En cualquier diagrama HR se pueden distinguir las siguientes regiones (véase la figura 5.1):

- Secuencia principal
- Punto de salida
- Rama de las subgigantes
- Rama de las gigantes rojas
- Rama Horizontal
- Rama asintótica de las gigantes

En esta sección, se realizará una breve descripción de cada una de estas regiones, destacando esencialmente las características físicas del estado evolutivo asociado a cada una de éstas. En la Figura 5.2 se muestra el camino evolutivo en un diagrama HR teórico.

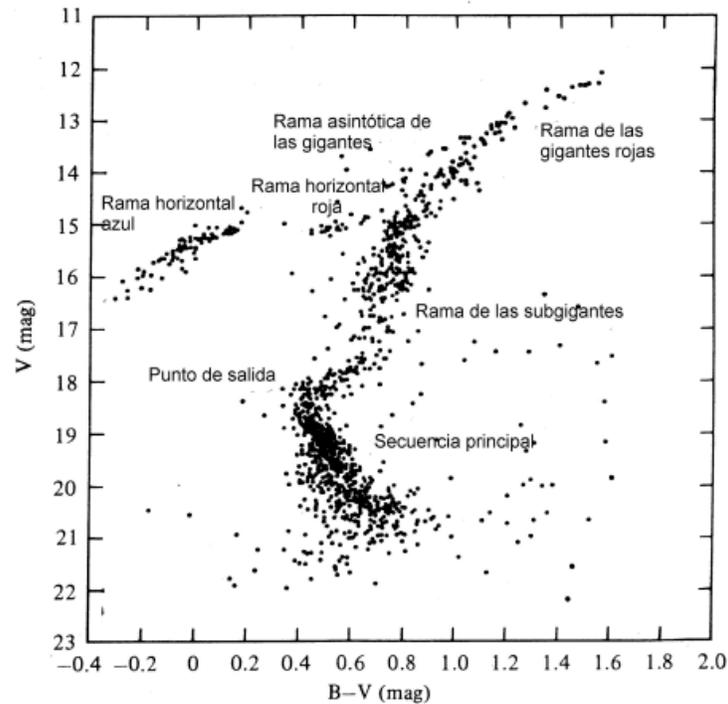


Figura 5.1: Estructura general del diagrama HR de un cúmulo globular (Arp, 1962).

5.1.1. Secuencia principal

Es una región densamente poblada que contiene estrellas en su primer estado evolutivo. Se caracteriza por tener como fuente de energía el quemado de hidrógeno en sus núcleos. Las estrellas pasan la mayor parte de su vida en esta etapa.

Generalmente, la posición de la secuencia principal es bastante sensible al contenido metálico de sus estrellas. Es importante distinguir que, debido a que los cúmulos globulares se encuentran a distancias muy grandes, sus estrellas de secuencia principal se encuentran en magnitudes aparentes muy débiles y por lo tanto son difíciles de observar.

El quemado de hidrógeno en el núcleo radiativo de las estrellas de secuencia principal se lleva a cabo debido a la reacción cíclica protón-protón. Mientras el proceso

avanza se consume el hidrógeno del núcleo estelar hasta que casi se agota, pero sigue habiendo en cantidades muy bajas para mantener el equilibrio hidrostático. Esta reducción progresiva del hidrógeno en el núcleo estelar conduce a la estrella a unos procesos de cambio estructurales que alejan a la estrella de la secuencia principal.

5.1.2. Punto de salida

Cuando el hidrógeno finalmente se agota en el núcleo estelar, la región central de la estrella se convierte en una región isotérmica. El núcleo comienza a contraerse lentamente, hasta que finalmente el material que lo compone se degenera y la contracción se detiene. En esta etapa el combustible de la estrella deja de ser el hidrógeno en el núcleo y empieza a ser el hidrógeno en una capa gruesa alrededor del mismo.

En el diagrama HR el punto de salida es aquél punto donde la secuencia principal termina y las estrellas comienzan a aparecer hacia colores más rojos y a magnitudes más brillantes (rama de las gigantes). Como se mencionó, esto ocurre cuando el combustible principal (hidrógeno en el núcleo) se agota y surgen fuentes alternativas de energía. La posición de este punto en el diagrama HR se utiliza como estimador de la edad de los cúmulos globulares. Este estimador se calibra como función de la edad y de la metalicidad del cúmulo.

5.1.3. Rama de las subgigantes

La capa de hidrógeno circundante pierde masa y se “adelgaza” debido a la combustión de su hidrógeno. A medida que esto ocurre, llega un punto en donde el núcleo excede la masa límite de Schönberg–Chandrasekhar (M_{SC})¹. Cuando esto sucede, la estrella evoluciona dirigiéndose a la derecha del diagrama HR ascendiendo a la rama de las subgigantes.

Esta rama, en general, se encuentra densamente poblada lo que representa una alta

¹El límite de S-C proporciona el valor máximo de la masa de un núcleo isotérmico, en el que no se presenta fusión, capaz de sostener una capa (envoltura) cerrada. Este se expresa como el cociente entre la masa del núcleo y la masa total del núcleo y la envoltura.

probabilidad de encontrar estrellas en este estado evolutivo. Esta región se encuentra como puente entre la secuencia principal y la rama de las gigantes.

5.1.4. Rama de las gigantes rojas

Una vez que el radio de la estrella se aproxima al límite de Hayashi² ésta evoluciona hacia la rama de las gigantes rojas.

Cuando esto ocurre la estrella se enfría y aumenta su luminosidad, esto queda representado en diagrama HR como una zona que se extiende hacia arriba y hacia la derecha, como continuación de la rama de las subgigantes.

Las estrellas más brillantes de un cúmulo globular son siempre gigantes rojas con magnitudes absolutas que rondan los valores $M_v = -2, -3$. La región de las gigantes rojas se encuentra poblada por estrellas de muy baja Masa, debido a su pérdida de masa en las capas exteriores. La estructura de estas estrellas consta de un núcleo isotérmico de helio, una capa de hidrógeno en ignición (la cual es la fuente de energía de las estrellas en este estado evolutivo) y una profunda cubierta convectiva.

Esta etapa evolutiva termina cuando se comienza a quemar helio en el núcleo, llamado flash de helio. Para que esto ocurra, el núcleo isotérmico de las estrellas se encuentra degenerado y contiene una masa que excede por mucho el límite de Schönberg–Chandrasekhar. Esta ignición de helio es explosiva y libera una gran cantidad de energía que a su vez produce un incremento en la temperatura. Debido a que el núcleo está degenerado, la presión del gas es independiente de la temperatura, lo que a su vez, impide que se produzca una expansión y enfriamiento del gas. En lugar de esto se presenta un nuevo incremento en la tasa de generación de energía que aumenta aún más su temperatura. Este complejo proceso tiene dos posibles conclusiones:

- que el helio en el núcleo se agote o
- que la temperatura del gas aumente lo suficiente para remover la degeneración electrónica

²Una estrella que se encuentra en perfecto equilibrio hidrostático no puede exceder el radio definido por el límite de Hayashi. En los diagramas HR, esta constricción se muestra como una línea relativamente vertical a 3500K (Carroll and Ostlie, 2014).

Si lo último ocurre, la presión del gas puede incrementarse con la temperatura permitiendo así la expansión del núcleo y su enfriamiento.

En el punto máximo del flash de helio la luminosidad de la estrella es muy alta ($\sim 10^{11}L_{\odot}$) y el núcleo se vuelve convectivo. Sin embargo, la energía generada en el núcleo durante el flash de helio no penetra más allá de la zona de convección porque es atrapada por las capas opacas exteriores y la luminosidad superficial de la estrella permanece prácticamente invariante.

5.1.5. Rama horizontal

Como resultado del flash de helio, una estrella evoluciona rápidamente en la rama horizontal de edad cero. Para este punto, la degeneración electrónica en el núcleo ha sido completamente removida. La masa total de las estrellas ubicadas en la rama horizontal de edad cero oscila entre $0.6M_{\odot}$ y $0.8M_{\odot}$, las cuales son algo menores que las masas de las estrellas en la rama de las gigantes rojas. Esta pérdida de masa se debe a la quema de una capa de Hidrógeno durante su estancia en la rama de las gigantes rojas y a la combustión de Helio durante el flash de Helio. Los factores primarios que determinan la posición de una estrella en la rama horizontal de edad cero son su masa total, su abundancia de CNO y la abundancia de helio en la capa exterior.

Se encuentran a una magnitud $M_V \sim +0.5\text{mag}$ y tiene un amplio intervalo de color. Entre las cuales se distinguen las siguientes componentes.

- La rama horizontal roja. Ésta se intersecta hacia el rojo con la rama de las gigantes.
- La región de las estrellas RR Lira. Ésta es una región de inestabilidad en donde se encuentran estrellas variables del tipo RR Lira.
- La rama horizontal azul. Comienza a $(B - V)_0 \sim 0.2 \text{ mag}$ y se extiende hacia luminosidades visuales más bajas y temperaturas más altas.

5.1.6. Rama asintótica de las gigantes

Conforme el helio comienza a agotarse en el núcleo, la evolución de la estrella continúa rápidamente en una senda sobre la rama horizontal en el diagrama HR. Cuando se inicia el quemado del helio en una capa gruesa alrededor del núcleo, la estrella evoluciona lentamente hacia el rojo de una manera lenta a través de la rama asintótica de las gigantes. Mientras que el proceso avanza, la rama asintótica se aproxima cada vez más a la rama de las gigantes rojas.

En las primeras fases del camino evolutivo a lo largo de la rama asintótica, la capa de helio en ignición va perdiendo masa y se “adelgaza”, aumenta la tasa de quemado de helio y, finalmente, la capa de quemado de hidrógeno se extingue. Sin embargo, conforme el punto máximo de la curva se alcanza, la capa de hidrógeno se vuelve a encender y ahora, ambas capas (la de quemado de hidrógeno y la de quemado de helio) se aproximan entre sí, donde solamente las separa una delgada capa de helio puro.

En este punto, la estrella es vulnerable a varias inestabilidades fuertes.

Todo este camino evolutivo se puede ver en la Figura 5.2.

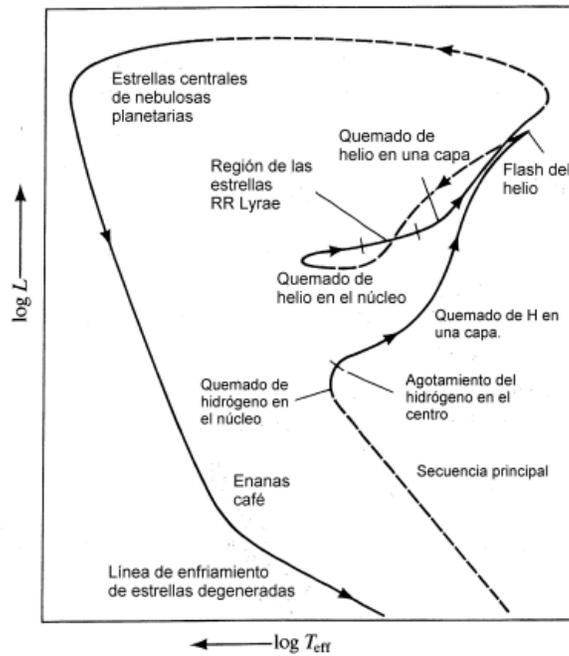


Figura 5.2: Camino evolutivo típico de una estrella de un cúmulo globular en un diagrama HR teórico (luminosidad vs temperatura efectiva.).

5.2. Construcción de los Diagramas Color-Magnitud (CM)

Para la construcción de los diagramas CM del cúmulo globular NGC 5897 se emplean los catálogos fotométricos obtenidos con la paquetería DAOPHOT en los filtros B , V , R e I . Dado que los diagramas que vamos a presentar son: (B vs $B - V$), (V vs $B - V$), (V vs $V - I$), (I vs $V - I$), (I vs $R - I$), (R vs $R - I$), (V vs $V - R$) y (R vs $V - R$), y éstos se formarán con los catálogos fotométricos correspondientes a cada filtro para las estrellas observadas en el campo de NGC 5897, es necesario alinearlos, agruparlos, eliminar las estrellas duplicadas y estandarizarlos. Todos estos pasos se describen a continuación.

5.2.1. Alineación de los catálogos fotométricos

Para obtener los colores de las estrellas de NGC 5897, es necesario aparear los catálogos de magnitudes entre sí. Específicamente los catálogos B con V , R con I , V con I , y V con R . Este procedimiento no es trivial, pues una estrella en específico no se encuentra exactamente en la misma posición en cada una de las imágenes de los distintos filtros; por tanto, las coordenadas reportadas para una estrella son distintas entre catálogos, y a esto se agrega que para cada filtro se tienen cinco imágenes que cubren toda la extensión del cúmulo (Norte, Sur, Este, Oeste y Centro.)

A continuación mostramos ejemplos de imágenes del cúmulo tomadas en diferentes fechas, en donde se puede ver a simple vista como las estrellas no aparecen en la misma posición en imágenes diferentes (Figuras 5.3 a 5.9). Con estas imágenes tenemos que construir un mosaico del cúmulo completo uniéndolas entre sí y promediando el brillo de las estrellas que aparecen en varias imágenes.

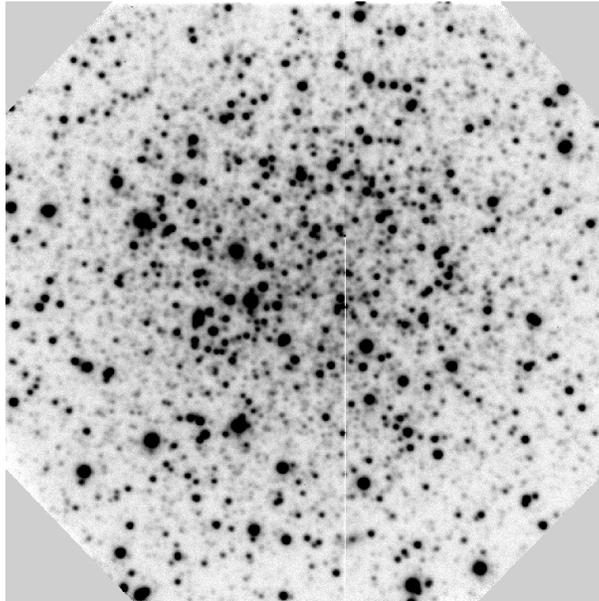


Figura 5.3: Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtroR.

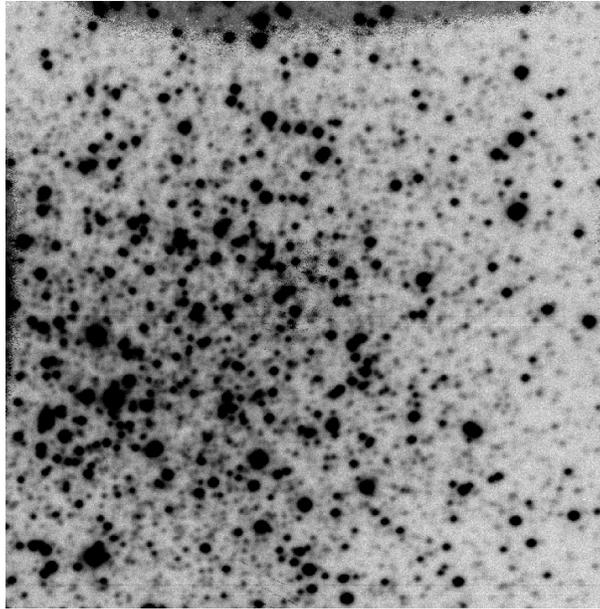


Figura 5.4: Imagen de la parte central del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 23-24 de 2006 en el filtro R .

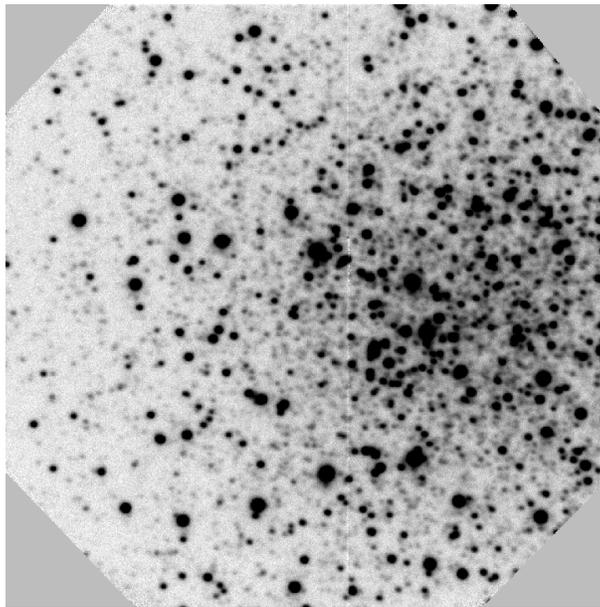


Figura 5.5: Imagen de la parte este del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro R .

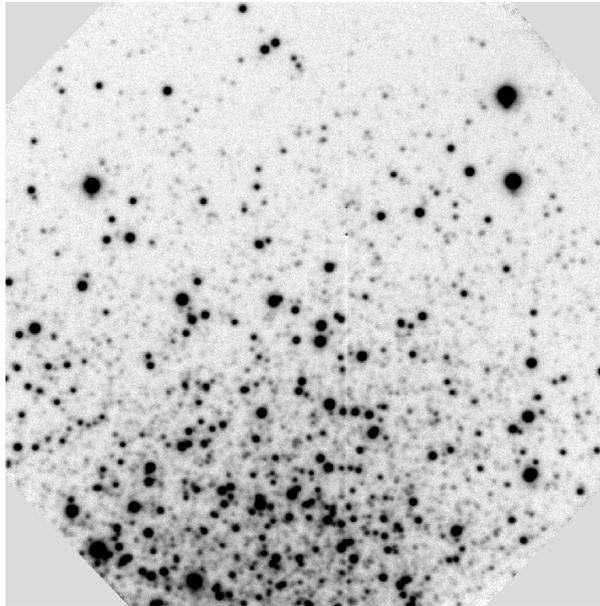


Figura 5.6: Imagen de la parte norte del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 13-14 de 2007 en el filtro R .

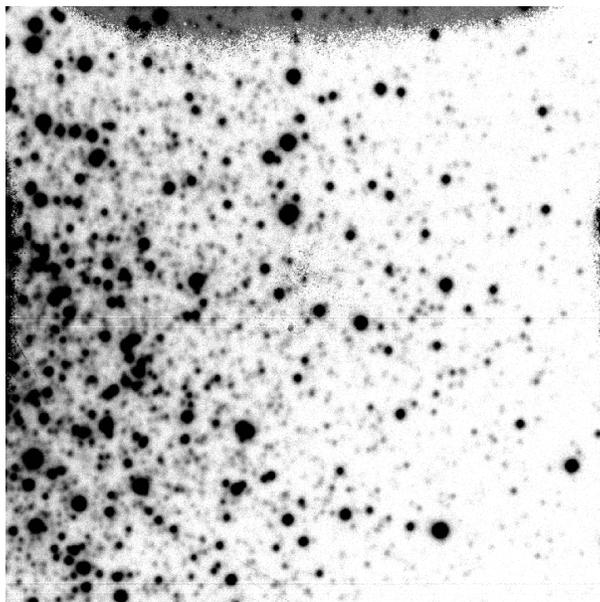


Figura 5.7: Imagen de la parte oeste del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 23-24 de 2006 en el filtro R .

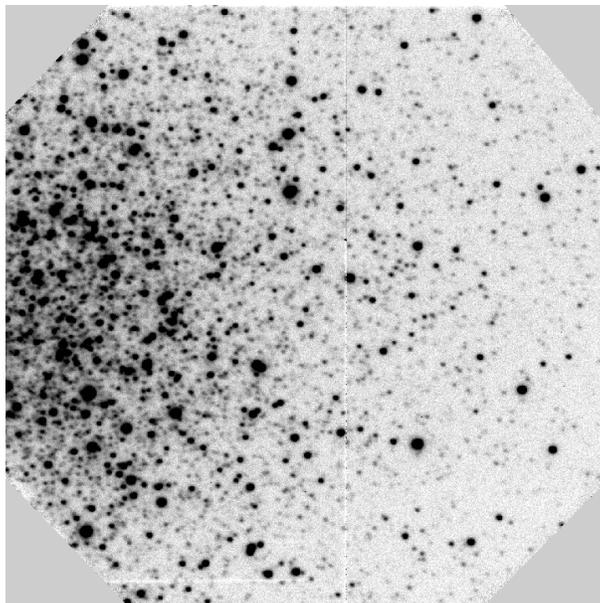


Figura 5.8: Imagen de la parte oeste del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 14-15 de 2007 en el filtro R .

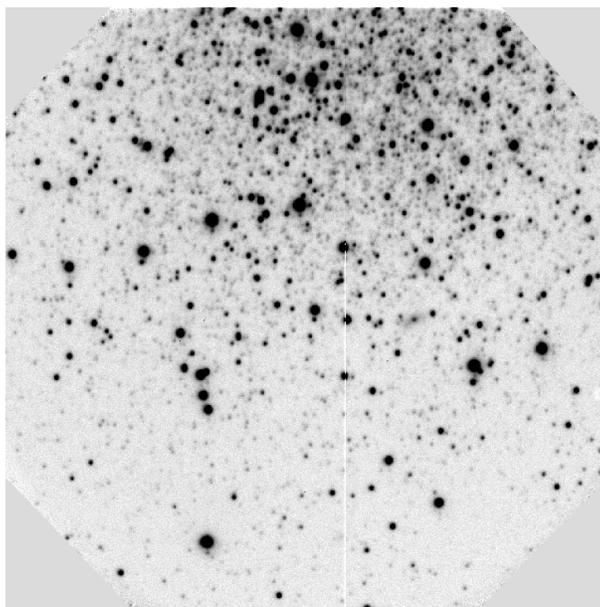


Figura 5.9: Imagen de la parte sur del cúmulo globular NGC 5897 obtenida en la noche de observación 12-13 de 2007 en el filtro R .

Para llevar a cabo esto, se escribieron tres programas en Python 9.

- El primer programa `Acomodo.py` (el código se presenta en el Apéndice A) lee

los archivos que genera la rutina ALLSTAR (explicada en el capítulo anterior) de los catálogos de las estrellas ajustadas y genera un archivo de Excel que nos permite visualizar y manipular los valores. Las columnas de este archivo Excel son las siguientes: ID, posición en X, posición en Y, magnitud, error de magnitud y cuentas del cielo.

- El segundo programa `PosicionesCumulo.py`. Este programa transforma las coordenadas de las estrellas en todas las imágenes al sistema de referencia preferencial que escogimos como el de la imagen central del cúmulo tomada en 2007.
- El tercer programa `MagnitudesCumulo.py` (el código se presenta en el Apéndice A). Este programa transforma las magnitudes de las estrellas en todas las imágenes al sistema de referencia de magnitudes preferencial que escogimos como el de la imagen central del cúmulo.

Las posiciones de todas las estrellas en cada filtro deben ponerse en un mismo sistema de referencia de posición preferencial. Se escogieron las posiciones de las estrellas en la imagen central como el sistema de referencia preferencial y se procedió a transformar las posiciones de las estrellas en las otras imágenes a este sistema de referencia preferencial. Para hacer esto se eligieron manualmente diez estrellas que compartieran las imágenes con la imagen de referencia (la imagen del centro del cúmulo obtenida en 2007) y se calcularon las translaciones correspondientes Δx y Δy . Posteriormente se aplicaron estos valores de translación a todas las coordenadas de las estrellas en todas las imágenes, de modo que ahora tenemos todas las estrellas observadas del cúmulo en el mismo sistema de referencia de posiciones.

Las magnitudes de las estrellas también deben estar en un sistema de referencia de magnitud preferencial, por lo que escogimos como este sistema las magnitudes de las estrellas de la imagen central obtenida en 2007 y comparando las magnitudes de las mismas diez estrellas que usamos para calcular las translaciones en posición, se obtiene una diferencia de magnitud Δm que posteriormente se usa para transformar las magnitudes de todas las estrellas en las otras imágenes al sistema de referencia de magnitudes preferencial.

Esto se realiza para todas las regiones del cúmulo y para todos los filtros. Después de esto ya tenemos todas las imágenes del cúmulo (de todas las regiones) en el mismo sistema de referencia espacial (valores de posición X y Y) y en el mismo sistema de referencia de luminosidad (Valores de magnitud) para cada filtro (*B*, *V*, *R* e *I*). Esta información se puso en un archivo Excel.

5.2.2. Eliminación de estrellas duplicadas

Las observaciones del cúmulo consisten de varias imágenes traslapadas, por lo que en las regiones de traslape aparecen las mismas estrellas. Estas estrellas “duplicadas” deben eliminarse dejando solamente una estrella que tendrá la intensidad correspondiente al promedio de las intensidades de todas las apariciones de esta estrella. Para realizar este proceso se escribió el programa `NoDuplicacion.py` (el código se presenta en el Apéndice A), el cual revisa el archivo Excel línea a línea, encuentra qué líneas del archivo Excel tienen el mismo valor de X, Y y Magnitud con una tolerancia de 2 píxeles para X y Y y un valor de 0.7 de tolerancia para la magnitud, si se cumplen las tres condiciones, promedia los valores posición X, posición Y y magnitud y los escribe en un archivo nuevo, además de que borra en el archivo original los renglones que promedió. Este programa se corre a lo más 5 veces, ya que al tener cinco regiones distintas juntas en el archivo que se analiza (Norte, Sur, Centro, Oeste y Este) una estrella puede aparecer hasta cinco veces diferentes, una vez por región.

Después de correr este programa para los cuatro filtros, ya tenemos los catálogos alineados, agrupados y sin duplicados, completamente listos para su estandarización en magnitud.

5.2.3. Estandarización de los catálogos fotométricos

Como se explicó en el Capítulo 3 para estandarizar los catálogos se utilizarán los datos de Stetson (Stetson, 2019) para transformar nuestras magnitudes observadas al sistema intrínseco. Será necesario aparear las estrellas observadas por nosotros con

las estrellas en el catálogo de Stetson. En nuestro catálogo la posición de las estrellas se encuentra dada en coordenadas X y Y, mientras que en el catálogo de Stetson las posiciones se dan en ascensión recta (α) y declinación(δ).

Para transformar nuestras posiciones (X,Y) a (α, δ) proponemos las siguientes transformaciones:

$$\alpha = C_1 X_{pos} + C_2. \quad (5.1)$$

Donde α es la ascensión recta, C_1 es el coeficiente de estiramiento longitudinal, X_{pos} es el valor de la posición (en X) y C_2 es el coeficiente de traslación longitudinal.

Análogamente,

$$\delta = C_3 Y_{pos} + C_4. \quad (5.2)$$

Donde δ es la declinación, C_3 es el coeficiente de estiramiento transversal, Y_{pos} es el valor de la posición (en Y) y C_4 es el coeficiente de traslación transversal.

Se escribió el programa Transformadas.py (ver Apéndice A), que mediante un proceso de mínimos cuadrados aplicado a 10 estrellas que aparecen en nuestro catálogo y en el de Stetson, calcula los valores de las constantes de transformación.

Los valores obtenidos para las constantes de transformación son:

- $C_1 = -9.60592 \times 10^{-5}$
- $C_2 = 229.39920$
- $C_3 = 8.76398 \times 10^{-5}$
- $C_4 = -21.06008$

Como se observa, los valores para los coeficientes de estiramiento son muy pequeños por lo que el estiramiento podría parecer despreciable pero no lo es, debido a que sin este valor todas las estrellas tendrían el mismo valor de ascensión recta y declinación.

La transformación de las magnitudes observadas al sistema intrínseco es muy sencilla. Para esto se utiliza el programa `MagnitudesCumulo.py` (ver Apéndice A), el cual con 10 estrellas escogidas manualmente en ambos catálogos encuentra un Δ_{mag} entre las magnitudes observadas y las magnitudes intrínsecas de Stetson. Esto se lleva a cabo para los cuatro filtros y finalmente se aplican estos incrementos a los cuatro catálogos de estrellas observadas obteniendo así las magnitudes intrínsecas de las estrellas que observamos.

5.2.4. Apareamiento para calcular índices de color

Después de los procesos descritos anteriormente, ya se tienen los catálogos en los filtros B , V , R e I en el sistema de magnitudes intrínseco (el estandarizado), y en el mismo sistema de referencia posicional (en X y Y y en α y δ).

Los diagramas color magnitud que queremos producir son los siguientes: (B vs $B - V$), (V vs $B - V$), (V vs $V - I$), (I vs $V - I$), (I vs $R - I$), (R vs $R - I$), (V vs $V - R$) y (R vs $V - R$), por lo que hay que aparear los catálogos B con V , V con I , R con I y V con R para calcular los colores correspondientes.

Para encontrar una estrella en un catálogo y en otro, y asegurarse de que se trata de la misma estrella se utiliza el programa `Colores.py` (ver Apéndice A) que primeramente compara la cercanía de la posición de dos estrellas, de un modo similar a como lo hizo el programa `Noduplicacion.py`, dentro de una tolerancia baja dada del orden de 2 pixeles. Cuando esta condición se satisface, decimos que se trata de la misma estrella y el programa procede a calcular la diferencia entre las magnitudes en un catálogo y en el otro, produciéndose así el índice de color correspondiente. Cuando no se encuentra ninguna estrella en el segundo catálogo que cumpla las condiciones establecidas, esto significa que esa estrella sólo aparece en el primer filtro, por lo que no se le puede calcular un índice de color. Para poder distinguir fácilmente estas estrellas en el archivo de Excel en donde se escriben los resultados, se les asigna un valor para el índice de color arbitrario (de -555.55 para posteriormente eliminarlas manualmente).

Después de borrar todas las estrellas que no tienen pareja en el segundo catálogo,

los archivos que restan representan los catálogos de apareamiento para los diagramas HR y son los siguientes:

- Catálogo $B - V$ con 1656 estrellas.
- Catálogo $V - I$ con 1935 estrellas.
- Catálogo $R - I$ con 2026 estrellas.
- Catálogo $V - R$ con 2587 estrellas.

5.2.5. Diagramas Color-Magnitud para el cúmulo NGC 5897

A continuación se presentan, en las (figuras 5.10 - 5.17), los diagramas color-magnitud obtenidos a partir de nuestras observaciones del cúmulo globular NGC 5897.

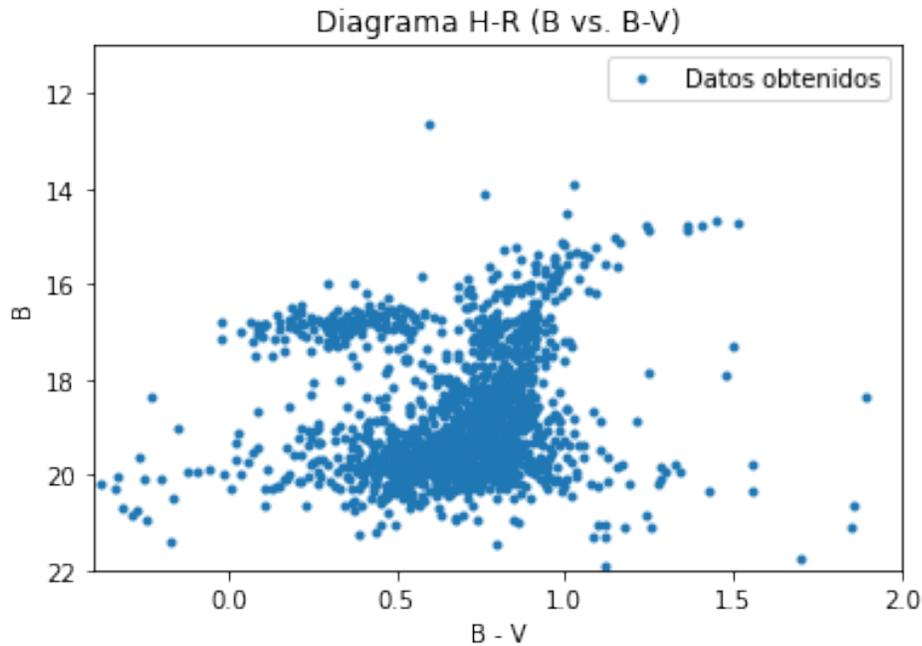
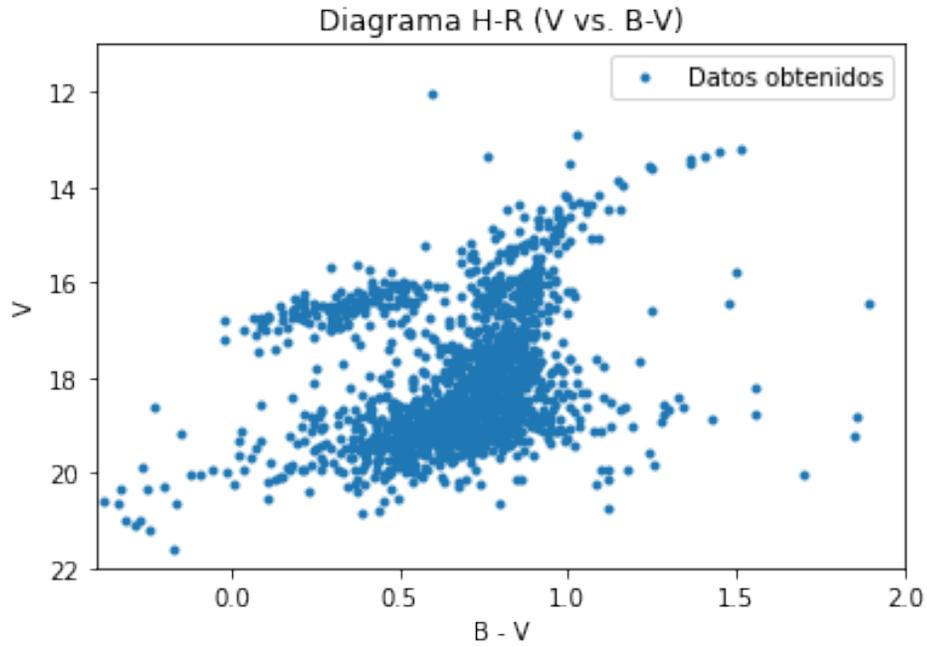
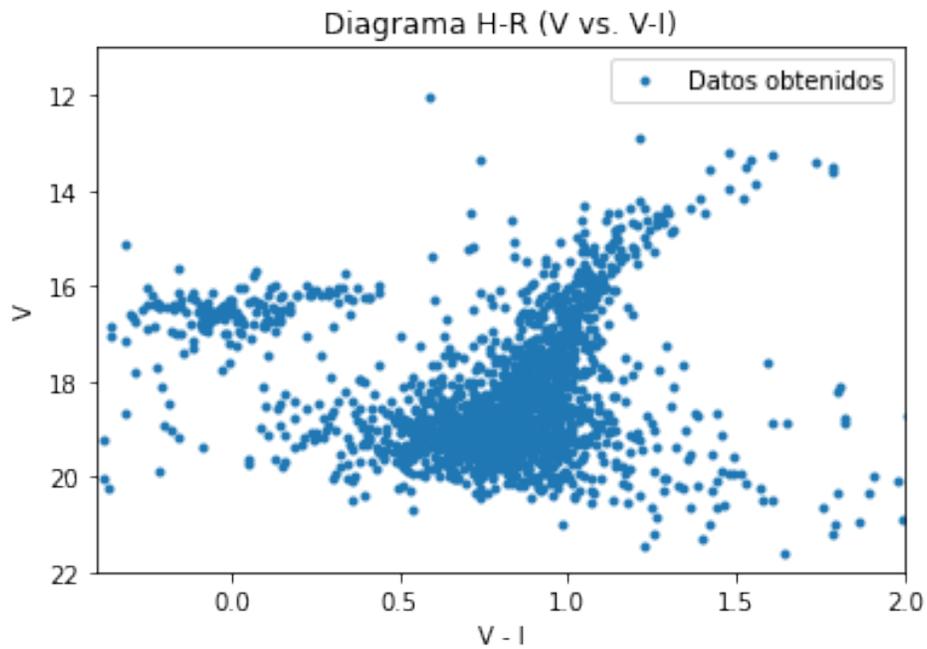
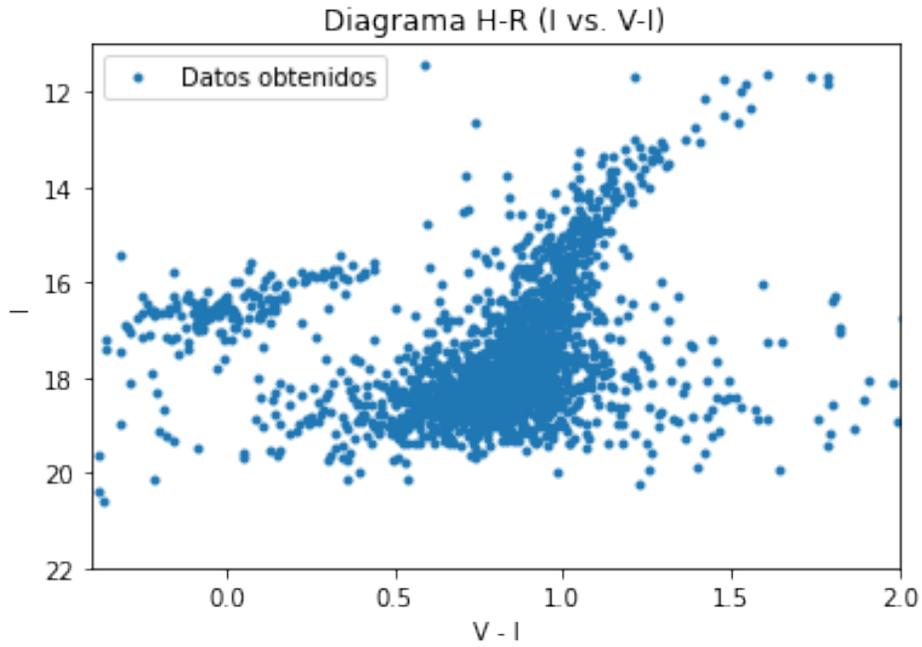
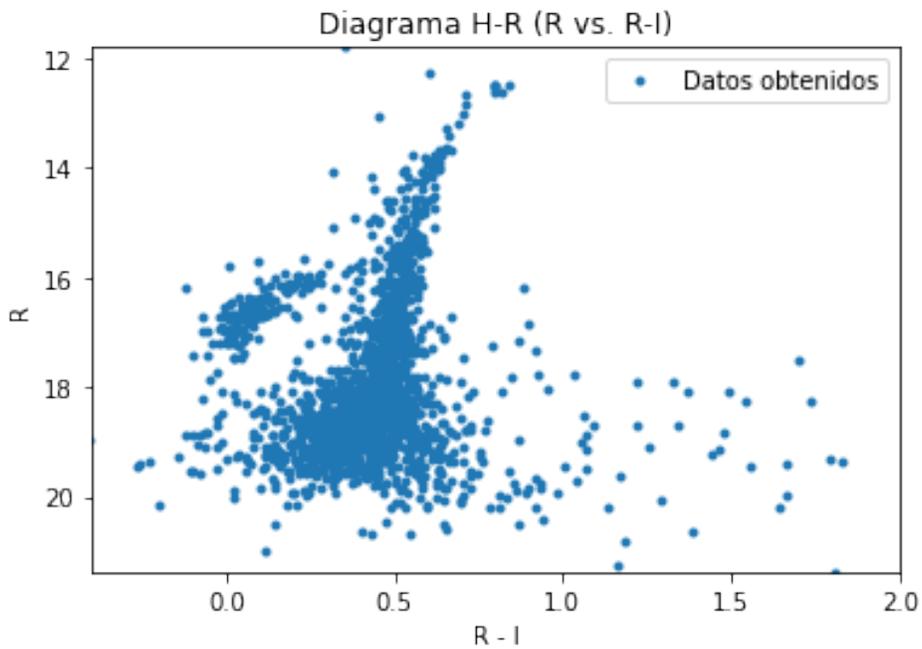
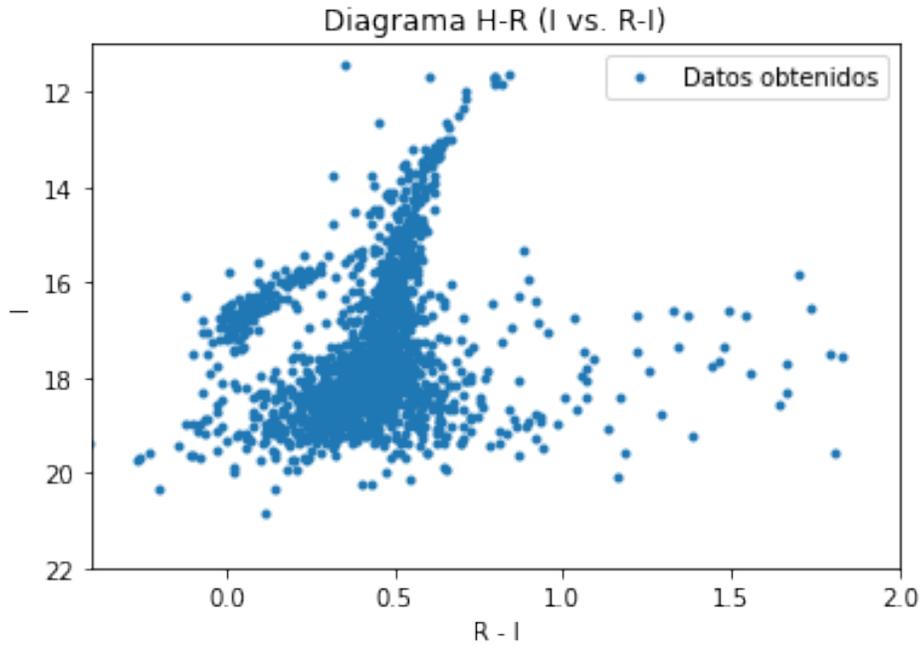
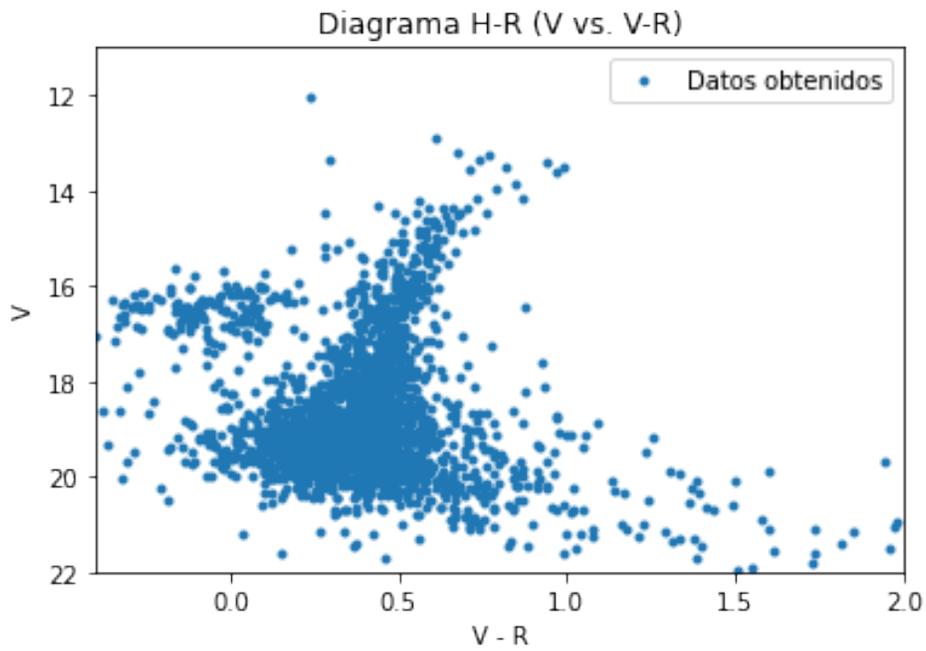


Figura 5.10: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (B vs. $B - V$).

Figura 5.11: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $B - V$).Figura 5.12: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - I$).

Figura 5.13: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $V - I$).Figura 5.14: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $R - I$).

Figura 5.15: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $R - I$).Figura 5.16: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - R$).

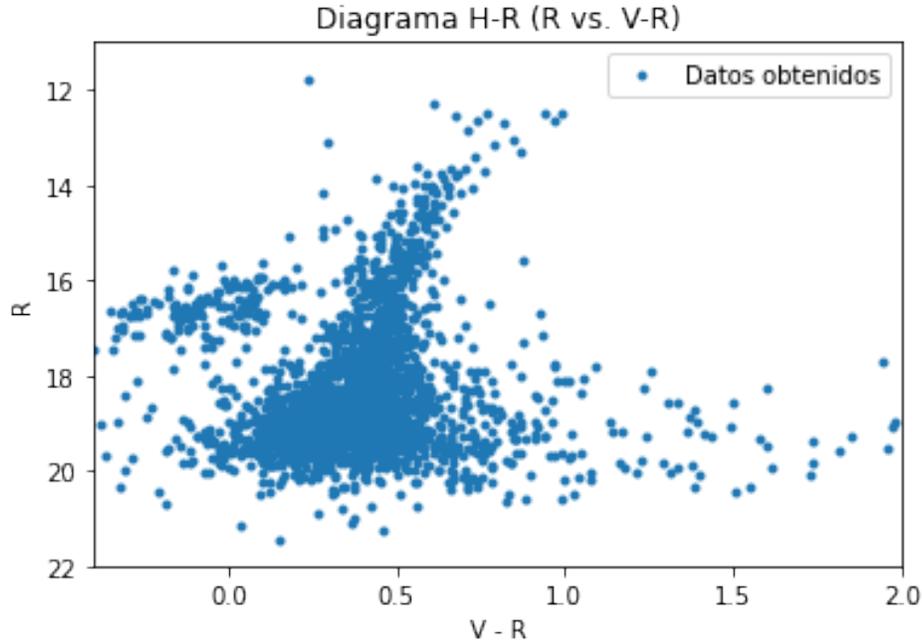


Figura 5.17: Diagrama HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $V - R$).

5.3. Comparación entre nuestros datos y los de Stetson (2019)

Se compararon nuestros diagramas Color-Magnitud con los obtenidos por Stetson (2019). Se tomaron los datos de Stetson y se produjeron con éstos los mismos diagramas CM que presentamos en la sección 5.2.5, sobre los cuales se graficaron nuestros datos. Nuestras observaciones se presentan en color azul, mientras que las de Stetson en color rojo.

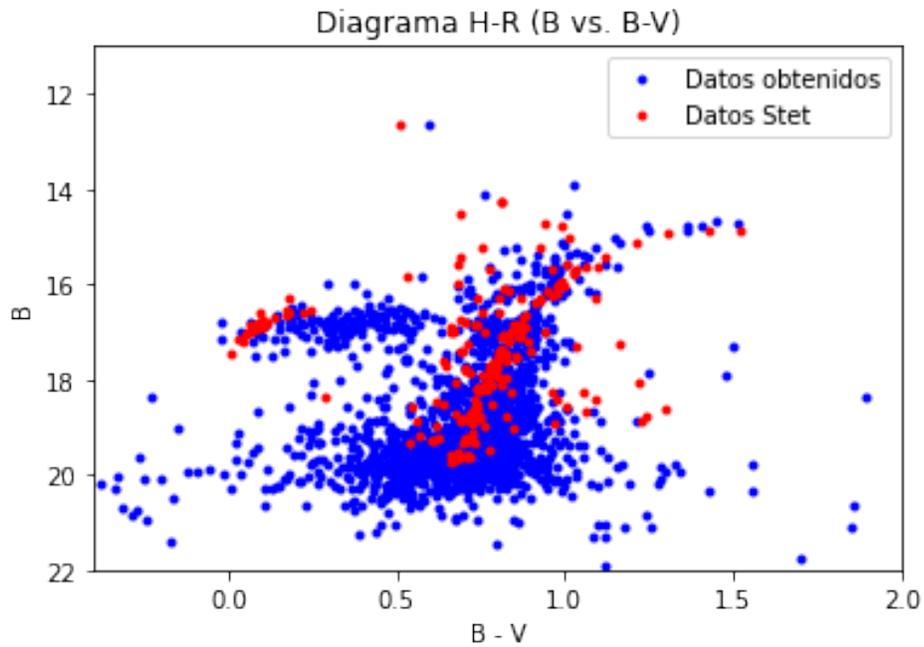


Figura 5.18: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (B vs. $B - V$).

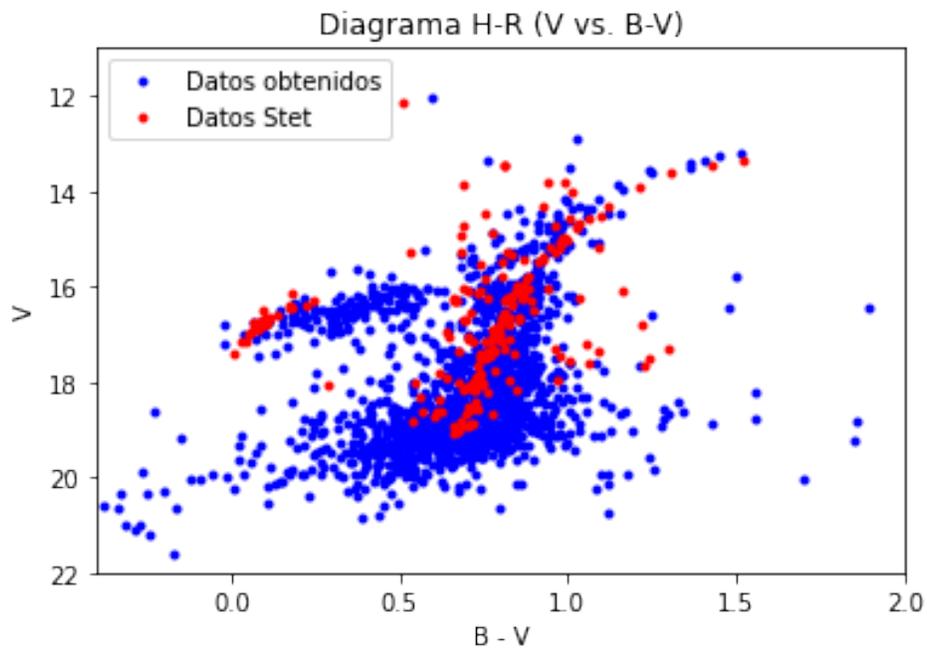


Figura 5.19: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $B - V$).

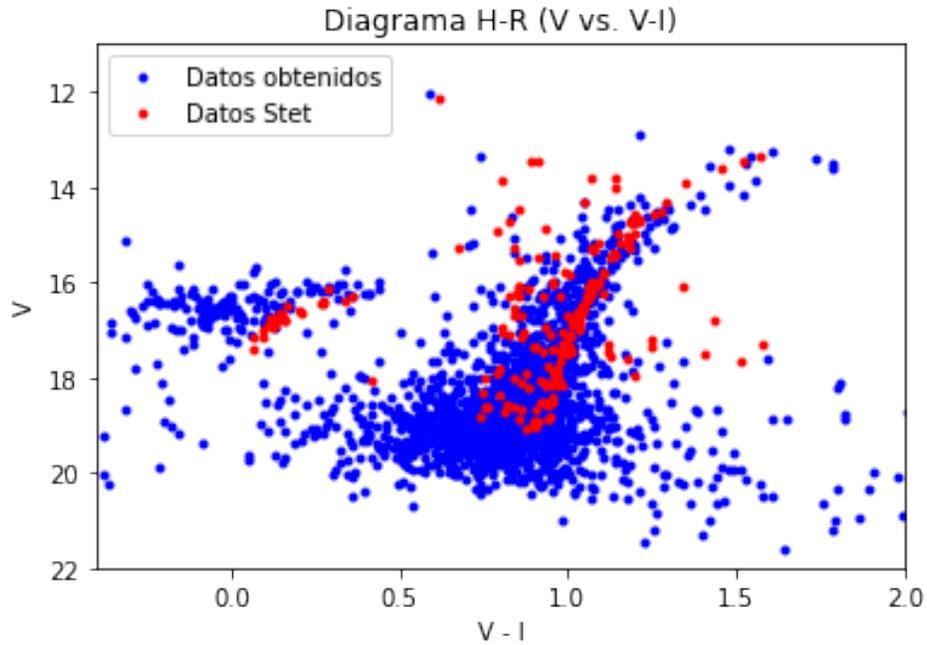


Figura 5.20: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - I$).

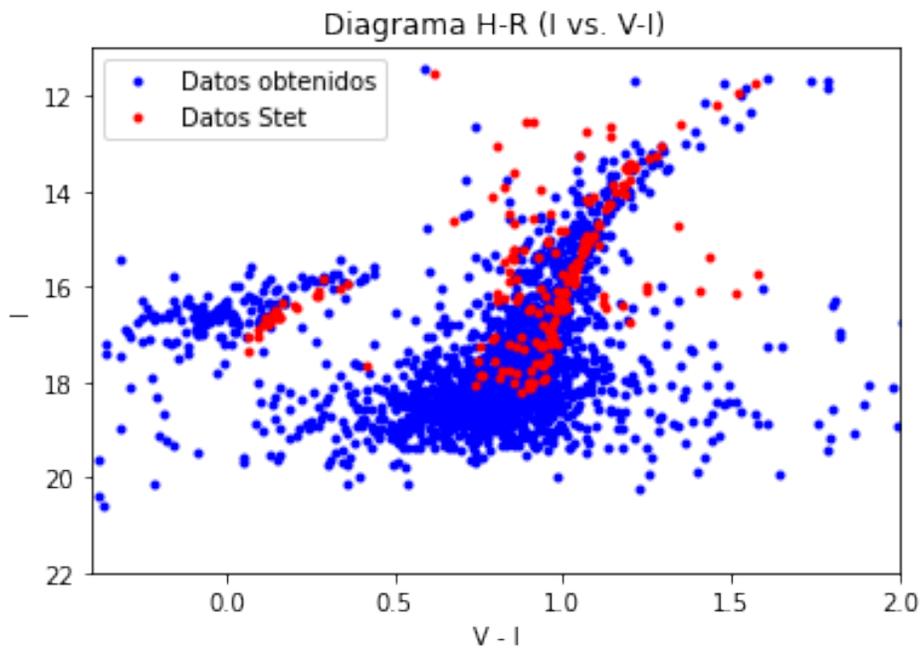


Figura 5.21: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $V - I$).

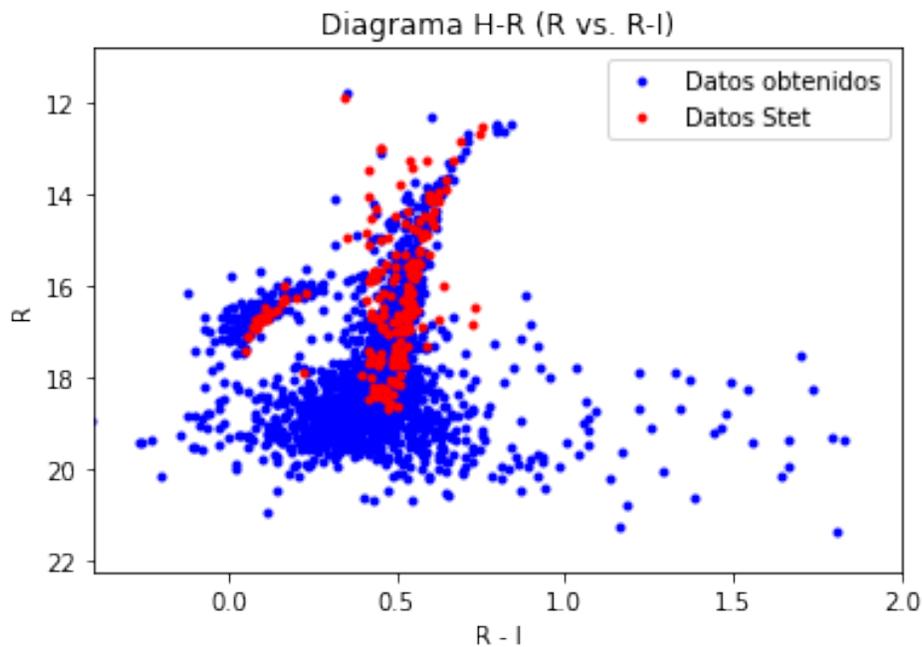


Figura 5.22: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $R - I$).

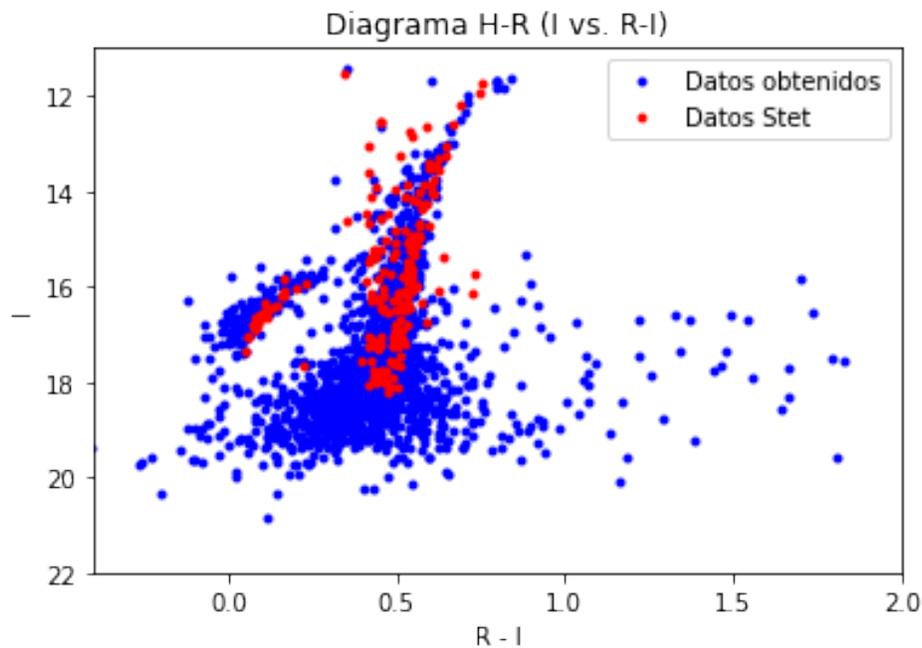


Figura 5.23: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (I vs. $R - I$).

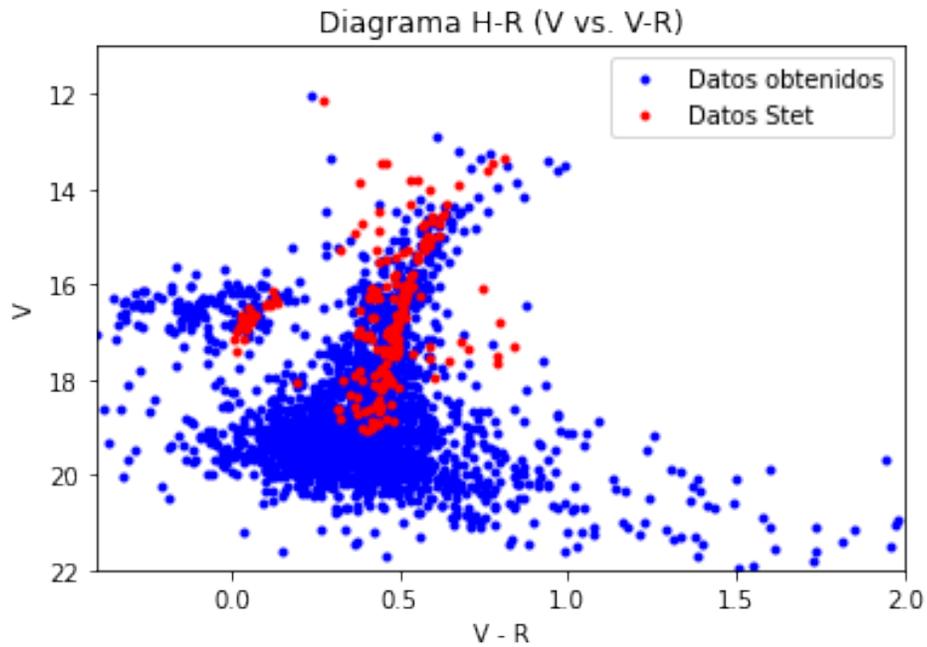


Figura 5.24: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (V vs. $V - R$).

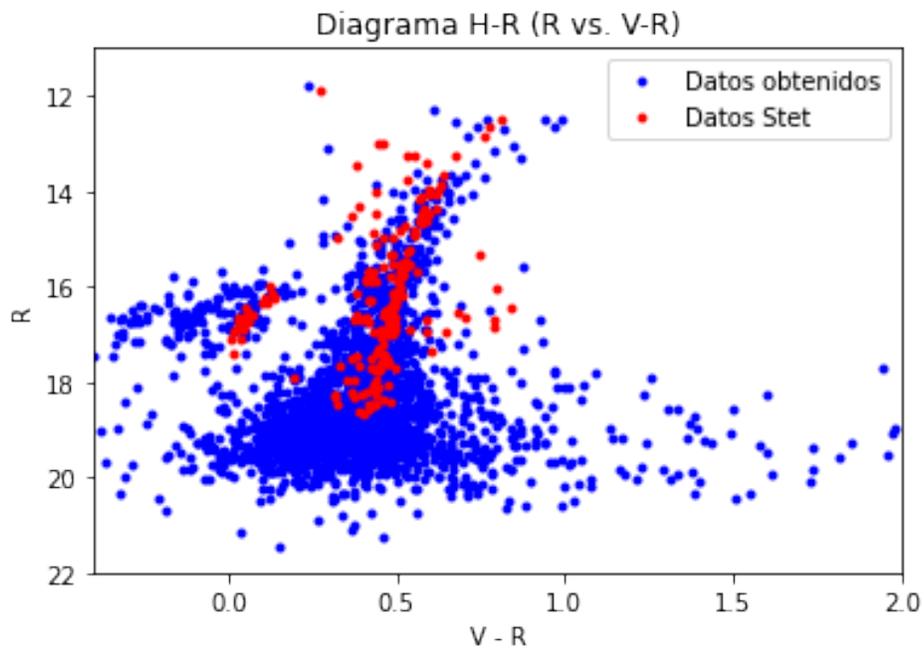


Figura 5.25: Comparación de diagramas HR estándar del cúmulo globular NGC 5897 (R vs. $V - R$).

En estos diagramas se observa que la localización de nuestros puntos y los de Stetson coincide. Es interesante notar que el número de puntos pertenecientes a los datos de Stetson parece ser mucho menor que el número de puntos que nosotros graficamos y que sus secuencias se encuentran mejor definidas (secuencias más delgadas). Esto puede deberse principalmente a la presencia de estrellas de campo en nuestras observaciones y a las incertidumbres asociadas a la fotometría. Respecto a estas incertidumbres, las componentes serían dos: una asociada al proceso de reducción y otra inherente a la imagen. También hay que considerar que en los datos de Stetson ya se han aplicado diversos filtros para eliminar estrellas de campo, lo que no hemos hecho con nuestros datos por considerar que esto se encuentra fuera del alcance de esta tesis. También notamos que en aquellos diagramas donde aparece el filtro R , y en particular aquellos donde las abscisas corresponden al color $R - I$, el ancho de nuestras secuencias y las de Stetson es comparable.

5.4. Exceso de color $E(B - V)$, Módulo de distancia

$(M - m)_0$ y Magnitud de la Rama Horizontal

$$M_{V(HB)}$$

Para obtener el exceso de color $E(B - V)$ y el módulo de distancia $(M - m)_0$ a partir de nuestras observaciones para el cúmulo globular NGC 58967, es necesario filtrar nuestros datos y remover aquellas estrellas que son estrellas de campo. Como ya se dijo anteriormente, este procedimiento lo consideramos fuera del alcance de esta tesis, puesto que requeriría de la generación e instrumentación de un método para obtener una secuencia fiduciaria para la secuencia principal, para posteriormente compararla con una secuencia estándar de estrellas enanas que nos permitiera tener una secuencia principal igual, o a lo menos similar a la secuencia principal que tiene este cúmulo globular. Sin embargo, el hecho de que nuestras observaciones producen diagramas Color-Magnitud que coinciden bien con los publicados en la literatura, nos permite decir que los valores que se pudieran calcular con nuestros datos deberían coincidir

razonablemente bien con los valores publicados en CATALOG OF PARAMETERS FOR MILKY WAY GLOBULAR CLUSTERS: THE DATABASE (Harris, 1996) and (Harris, 2010). Estos valores son:

$$E(B - V) = 0.09, \quad (5.3)$$

$$(m - M)(V) = 15.76, \quad (5.4)$$

$$M_V(HB) = 16.27. \quad (5.5)$$

Donde $E(B - V)$ es el exceso de color, $(m - M)(V)$ es el módulo de distancia y $M_V(HB)$ es la magnitud de la rama horizontal.

De la Figura 5.11 se ve claramente que la magnitud de la Rama Horizontal de NGC 5897, medida por nosotros es de este orden.

Es bien conocido y aceptado que el valor de la absorción total a selectiva en amplias regiones de nuestra galaxia es (Johnson, 1968):

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)} \sim 3.0, \quad (5.6)$$

utilizando los valores del módulo de distancia medido (ecuación 5.4), el valor de la absorción total a selectiva (ecuación 5.6) y el exceso de color (ecuación 5.3), podemos calcular el módulo de distancia intrínseco de la siguiente forma:

$$(m - M)(V)_0 = (m - M)(V) - R_V \times E(B - V) = 15.76 - 3 \times 0.09 = 15.49. \quad (5.7)$$

Utilizando la relación siguiente, se puede calcular la distancia de NGC 5897 al Sol:

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5. \quad (5.8)$$

Esta relación implica una distancia de:

$$d = 10^{\left(\frac{M-m+5}{5}\right)} = 10^{\left(\frac{15.49+5}{5}\right)} = 12.53 \text{ kpc}. \quad (5.9)$$

Este valor de distancia se puede comparar con el valor publicado en la literatura (Harris, 1996) and (Harris, 2010), el cual es 12.5 por lo que podemos ver que coinciden.

Capítulo 6

Resumen y Conclusiones

- Para este trabajo se obtuvo una serie de 400 imágenes en los filtros B , V , R e I , con el telescopio de 1.5 m de diámetro del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) localizado en la sierra de San Pedro Mártir, Baja California. Las imágenes fueron obtenidas durante las temporadas de observación 23-24 de marzo de 2006 y 12-13, 13-14 y 14-15 de marzo de 2007 (ver Capítulo 2).
- Estas imágenes fueron procesadas primeramente para efectuar la remoción del bias y la división por los campos planos obtenidos en cada filtro. Para realizar estos procesos se utilizó el programa AstroImageJ (ver Capítulo 2) (Collins et al., 2017).
- Posteriormente se redujeron las imágenes correspondientes a campos de estrellas estándar. Las estrellas estándar corresponden en todos los casos a algunos de los campos estándar de Landolt (1992). Para esto se utilizó el programa Aperture Photometry Tool (APT) (ver Capítulo 3) (Laher et al., 2012).
- A continuación se llevó a cabo la fotometría de campos densamente poblados con la versión del programa DAOPHOT que se encuentra en IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) (ver Capítulo 4) (Stetson, 1987).
- Finalmente se produjo una serie de diagramas Color-Magnitud. Estos diagramas se compararon con los mismos diagramas hechos con los datos de Stetson (2019).

Se muestra que hay una coincidencia razonable entre ambos conjuntos de datos, por lo que decimos que nuestros datos son consistentes con los valores de exceso de color ($E(B-V) = 0.09$), módulo de distancia ($(M-m)_0 = 15.49$) y magnitud de la Rama Horizontal ($M_V(HB) = 16.27$) citados en la literatura (Harris, 1996) and (Harris, 2010) (ver Capítulo 5).

- Los valores de exceso de color, módulo de distancia aparente y cociente de absorción total a selectiva implican una distancia de NGC 5897 al Sol de 12.53 kpc , que coincide con el valor publicado en la literatura (Harris, 1996) and (Harris, 2010) (ver Capítulo 5).

Apéndice A

Programas

A continuación se presentan extractos de los programas que se escribieron y utilizaron para la realización de esta tesis. Los programas completos se presentan solamente en forma electrónica.

Programa Python de Mínimos Cuadrados

Para obtener la solución del sistema de ecuaciones que se obtuvo por el método de mínimos cuadrados, se realizó un programa para automatizar este análisis para todos los sistemas de estrellas estándar de todas las noches, el cual fue escrito en Python 9, del cual podemos observar un extracto aquí:

```
1 import numpy as np
2 import matplotlib.pyplot as plt
3 import pandas as pd
4 from google.colab import files
5
6 def Inversa(A,B):
7     inv_A = np.linalg.inv(A)
8     X = np.linalg.inv(A).dot(B)
9     return X
10
11 def det(m,n):
12     if n==1: return m[0][0]
13     z=0
```

```

14 for r in range(n):
15     k=m[:]
16     del k[r]
17     z+=m[r][0]*(-1)**r*det([p[1:] for p in k],n-1)
18 return z
19
20 def Cramer(h,t):
21     w=len(t)
22     d=det(h,w)
23     if d==0:r=[]
24     else:r=[det([r[0:i]+[s]+r[i+1:] for r,s in zip(h,t)],w)/d for i in
25             range(w)]
26
27 def AnalisisInv(G):
28     MagO = G.Magnitude_obs.values
29     MagI = G.Magnitud_int.values
30     Delta = MagI - MagO
31     MasaAire = G.X_masa_de_aire.values
32     Co = G.Color_int.values
33     Si = len(Co)
34     SCoX = Co.dot(MasaAire)
35     SDX = Delta.dot(MasaAire)
36     SDCo = Delta.dot(Co)
37     SCo2 = 0.0
38     SCo = 0.0
39     SX2 = 0.0
40     SX = 0.0
41     SD = 0.0
42     for i in range(len(Co)):
43         SCo = SCo + Co[i]
44         SX = SX + MasaAire[i]
45         SD = SD + Delta[i]
46         SCo2 = SCo2 + Co[i]*Co[i]
47         SX2 = SX2 + MasaAire[i]*MasaAire[i]
48     Matriz=[[SCoX,SCo2,SCo],[SX2,SCoX,SX],[SX,SCo, Si]]

```

```

49 Vector = [SDCo , SDX, SD]
50 Inv = Inversa(Matriz, Vector)
51 A = Inv[0]
52 K = Inv[1]
53 C = Inv[2]
54 res = [None] * len(Co)
55 for i in range(len(Co)):
56     res[i] = Delta[i] - A* MasaAire[i] - K*Co[i] - C
57 return A, K, C, res

```

Este es un extracto del programa realizado para el análisis de los estándares, donde podemos observar los paquetes utilizados (numpy, matplotlib y pandas) además al haberlo trabajado en el entorno de Google Collaboratory se utilizó la función files para poder añadir nuestras tablas de datos creadas utilizando los datos de Landolt y nuestros datos experimentales de las observaciones medidos a través de APT.

Programa de Eliminación de Viñeteo

```

1 import numpy as np
2 import matplotlib.pyplot as plt
3 #import pandas as pd
4 import astropy as astro
5 from astropy.io import fits
6 import os
7
8 from google.colab import files
9 uploaded = files.upload()
10
11 fits.open('med1rot.fits')
12
13 #En funcion
14 #hdul = fits.open('med1rot.fits')
15 #En esta funcion se mete como A el hdul, es decir el fits.open('imagen.
    fits')
16 def Relleneo(A):
17     datosA = A[0].data

```

```
18 arreglo = np.array(datosA)
19 medianaA = np.median(arreglo)
20 stdevA = np.std(arreglo)
21 npix = 1024
22 #npixx = arreglo.shape[0]
23 #npixy = arreglo.shape[1]
24 output = np.zeros((1024, 1024))
25 #output = np.zeros((npixx, npixy))
26 # Por esquinas
27 #Primera
28 for i in range(npix):
29     for j in range(npix):
30         if j < 220 :
31             if i < (j - 220 )/-0.9565 :
32                 arreglo[i, j] = medianaA
33 #Segunda
34 for i in range(npix):
35     for j in range(npix):
36         if i > 830 :
37             if j < (i - 830 )/1.05 :
38                 arreglo[i, j] = medianaA
39 #Tercera
40 for i in range(npix):
41     for j in range(npix):
42         if j > 800 :
43             if i < (j - 800)/0.9821 :
44                 arreglo[i, j] = medianaA
45 #Cuarta
46 for i in range(npix):
47     for j in range(npix):
48         if j > 800 :
49             if i > (-1.18*j)+2013.62 :
50                 arreglo[i, j] = medianaA
51 #
52 arreglofinal = arreglo
53 #medianarellena = np.median(arreglofinal)
```

```

54 #stdevrellena = np.std(arreglofinal)
55 #hdu = fits.PrimaryHDU(data=arreglofinal)
56 return arreglofinal
57 #hdu.writeto('med1rellena.fits')
58 #Despues de corer la funcion se debe hacer el hdu = fits.PrimaryHDU(data
    =outarray)
59 #Y para escribir la imagen es el hdu.writeto('imagenrellenada.fits')

```

Este es el programa que lee imagenes .fits, la convierte en una matriz donde cada valor es la magnitud de brillo en ese punto con i el valor de posición X y j el valor de posición en Y , calcula la media de la natriz y sobrescribe el valor en las esquinas que tienen viñeteo.

Programas de alineación de los catálogos fotométricos

■ Programa de Acomodo de Datos

```

1
2 import numpy as np
3 import matplotlib.pyplot as plt
4 import pandas as pd
5
6 from google.colab import files
7 uploaded = files.upload()
8
9 df2 = pd.read_csv('med1rel.fits.als.1',
10                  #sep='\t',
11                  skiprows=44,
12                  #skipinitialspace=True,
13                  delim_whitespace=True,
14                  skip_blank_lines=True, header=None)
15
16 df2
17
18 df2.to_excel('med1relfit_sals.xlsx', 'Sheet1')
19

```

```
20  
21 files.download('med1relfit_sals.xlsx')
```

Este es el programa que lee el archivo generado con la rutina ALLSTAR utilizando la función `read_csv` de la paquetería 'pandas' y lo reescribe en una tabla utilizando '`to_excel`' de la misma paquetería.

■ Programas de Transformación

Magnitudes y Posiciones entre regiones del cúmulo

```
1 import numpy as np  
2 import matplotlib.pyplot as plt  
3 import pandas as pd  
4  
5 from google.colab import files  
6 uploaded = files.upload()  
7  
8 """Empezamos con Filtro I, Centro-Sur"""  
9  
10 Centro = pd.read_excel('Centro.xlsx')  
11  
12 Centro  
13  
14 sur = pd.read_excel('sur.xlsx')  
15 sur  
16  
17 CC1 =12.676  
18 S1 =12.679  
19 CC2 =13.517  
20 S2 =13.498  
21 CC3 =15.004  
22 S3 =15.015  
23 CC4 =16.565  
24 S4 =16.441  
25 CC5 =16.249  
26 S5 =16.27
```

```
27 #N = 5
28
29 CC6 =14.323
30 S6 =14.313
31 CC7 =16.371
32 S7 =16.734
33 CC8 =17.16
34 S8 =17.073
35 CC9 =14.225
36 S9 =14.31
37 CC99 =16.018
38 S99 =16.048
39 N = 10
40
41 D1 = CC1 - S1
42 D2 = CC2 - S2
43 D3 = CC3 - S3
44 D4 = CC4 - S4
45 D5 = CC5 - S5
46
47 D6 = CC6 - S6
48 D7 = CC7 - S7
49 D8 = CC8 - S8
50 D9 = CC9 - S9
51 D99 = CC99 - S99
52
53 dp1 = D1 + D2 + D3 + D4 + D5 + D6 + D7 + D8 + D9 + D99
54
55 DP = dp1 / N
56 DP
```

Este es un extracto del programa realizado para transformar las magnitudes de las estrellas en todas las imágenes al sistema de referencia de magnitudes preferencial que escogimos como el de la imagen central del cúmulo.

Se escogieron y se pusieron a mano los valores de las magnitudes de las estrellas,

las estrellas CC son las de la imagen del centro del cúmulo y las S de la imagen del sur del cúmulo.

Este proceso se repitió para todas las imágenes y también es el mismo proceso utilizado en el programa `posicionesdelcumulo.py` que convirtió todas las posiciones al sistema de referencia de magnitudes preferencial.

Ascensión Recta y Declinación

```

1  ##
2  def AnalisisInvDec(G):
3      X_pos = G.X_pos.values
4      Alfa = G.alphadec.values
5      Si = len(X_pos)
6      SXA = X_pos.dot(Alfa)
7      SX2 = 0.0
8      SX = 0.0
9      SA = 0.0
10     for i in range(len(X_pos)):
11         SX = SX + X_pos[i]
12         SA = SA + Alfa[i]
13         SX2 = SX2 + X_pos[i]*X_pos[i]
14     Matriz=[[SX2,SX],[SX, Si]]
15     Vector = [SXA, SA]
16     Inv = Inversa(Matriz, Vector)
17     K1 = Inv[0]
18     K2 = Inv[1]
19     res = [None] * len(X_pos)
20     for i in range(len(X_pos)):
21         res[i] = 0
22     return K1, K2, res
23 ##
24
25 def AnalisisInvDecl(G):
26     X_pos = G.Y_pos.values
27     Alfa = G.decligrad.values

```



```

12
13 Datos
14
15 C1, C2, res1 = AnalisisInv(Datos)
16
17 C1
18
19 C2
20
21 X_traslad = C1*X_pos + C2
22
23 X_traslad
24
25 C12 , C21 , res3 = AnalisisInvDecl(Datos)

```

Se lee un archivo con las estrellas escogidas con columnas de las posiciones X, Y, α y δ y se utilizan las funciones *AnalisisInv* para obtener los coeficientes de transformación.

■ Programa de Eliminación de Estrellas Duplicadas

```

1
2 import numpy as np
3 import matplotlib.pyplot as plt
4 import pandas as pd
5
6 import math
7
8 from google.colab import files
9 uploaded = files.upload()
10
11 corto = pd.read_excel('FiltroRCort4.xlsx', usecols= ['Id', 'x', 'y', '
           mag', 'merror'])
12 corto
13

```

```

14 #Se importo math para poder compara la exactitud de la tolerancia
    utilizando isclose
15 math.isclose(a, b, abs_tol=0.00003)
16
17 def DupliPrec(A):
18     rango = len(A.index)
19     lid = [None] * rango
20     lx = [None] * rango
21     ly = [None] * rango
22     lma = [None] * rango
23     lmer = [None] * rango
24     for i in range(rango):
25         if i == rango - 5:
26             break # break here
27
28     if(math.isclose(A.at[i, 'mag'], A.at[i+5, 'mag'], abs_tol=0.7) ==
        True and math.isclose(A.at[i, 'x'], A.at[i+5, 'x'], abs_tol=2) ==
        True and math.isclose(A.at[i, 'y'], A.at[i+5, 'y'], abs_tol=2) ==
        True):
29         lid[i] = A.at[i, 'Id']
30         lx[i] = (A.at[i, 'x'] + A.at[i+5, 'x']) / 2
31         ly[i] = (A.at[i, 'y'] + A.at[i+5, 'y']) / 2
32         lma[i] = (A.at[i, 'mag'] + A.at[i+5, 'mag']) / 2
33         lmer[i] = (A.at[i, 'merror'] + A.at[i+5, 'merror']) / 2
34         A.at[i+5, 'Id'] = 0
35         A.at[i+5, 'x'] = 0
36         A.at[i+5, 'mag'] = 0
37         A.at[i+5, 'y'] = 0
38         A.at[i+5, 'merror'] = 0
39     elif (math.isclose(A.at[i, 'mag'], A.at[i+4, 'mag'], abs_tol=0.7)
        == True and math.isclose(A.at[i, 'x'], A.at[i+4, 'x'], abs_tol=2)
        == True and math.isclose(A.at[i, 'y'], A.at[i+4, 'y'], abs_tol=2)
        == True):
40         lid[i] = A.at[i, 'Id']
41         lx[i] = (A.at[i, 'x'] + A.at[i+4, 'x']) / 2
42         ly[i] = (A.at[i, 'y'] + A.at[i+4, 'y']) / 2

```

```

43     lma[i] = (A.at[i, 'mag'] + A.at[i+4, 'mag']) / 2
44     lmer[i] = (A.at[i, 'merror'] + A.at[i+4, 'merror']) / 2
45     A.at[i+4, 'Id'] = 0
46     A.at[i+4, 'x'] = 0
47     A.at[i+4, 'mag'] = 0
48     A.at[i+4, 'y'] = 0
49     A.at[i+4, 'merror'] = 0
50     elif (math.isclose(A.at[i, 'mag'], A.at[i+3, 'mag'], abs_tol=0.7)
51           == True and math.isclose(A.at[i, 'x'], A.at[i+3, 'x'], abs_tol=2)
52           == True and math.isclose(A.at[i, 'y'], A.at[i+3, 'y'], abs_tol=2)
53           == True):
54         lid[i] = A.at[i, 'Id']
55         lx[i] = (A.at[i, 'x'] + A.at[i+3, 'x']) / 2
56         ly[i] = (A.at[i, 'y'] + A.at[i+3, 'y']) / 2
57         lma[i] = (A.at[i, 'mag'] + A.at[i+3, 'mag']) / 2
58         lmer[i] = (A.at[i, 'merror'] + A.at[i+3, 'merror']) / 2
59         A.at[i+3, 'Id'] = 0
60         A.at[i+3, 'x'] = 0

```

Este es el programa realizado para eliminar las estrellas duplicadas del archivo conjunto con los catálogos para todas las regiones, es importante notar que a pesar de tener cinco regiones (norte, sur, este, oeste, centro), el análisis se hace con 3 ciclos if (if y dos elif), esto se debe a que no puede haber estrellas duplicadas en el mismo catálogo, eliminando un ciclo de comparación, y nunca se van a repetir los lados contrarios, es decir, estrellas de sur no pueden aparecer en el norte, y estrellas del este no pueden aparecer en el oeste. Dejándonos con tres ciclos de comparación.

Programa de Apareamiento de Filtros

```

1 import numpy as np
2 import matplotlib.pyplot as plt
3 import pandas as pd
4 import math
5

```

```

6 def Colorfin2(A,B):
7     #A es el pequeno, B es el grande
8     #B - A
9     rango = len(A.index)
10    lid = [None] * rango
11    lx = [None] * rango
12    ly = [None] * rango
13    lal = [None] * rango
14    ldel = [None] * rango
15    lma = [None] * rango
16    lmer = [None] * rango
17    lcol = [None] * rango
18    rangoB = len(B.index)
19    for i in range(rango):
20        for j in range(rangoB):
21            #if i == rango - 5:
22                # break # break here
23            if(math.isclose(A.at[i, 'x+dx'], B.at[j, 'x+dx'], abs_tol=2) == True
24                and math.isclose(A.at[i, 'y+dy'], B.at[j, 'y+dy'], abs_tol=2) == True
25                ):
26                lid[i] = A.at[i, 'Id']
27                lx[i] = A.at[i, 'x+dx']
28                ly[i] = A.at[i, 'y+dy']
29                lal[i] = A.at[i, 'alfa']
30                ldel[i] = A.at[i, 'delta']
31                lma[i] = A.at[i, 'magest']
32                lmer[i] = A.at[i, 'merror']
33                lcol[i] = B.at[j, 'magest'] - A.at[i, 'magest']
34                break
35            #A.at[i+5, 'Id'] = 0
36            #A.at[i+5, 'x'] = 0
37            #A.at[i+5, 'mag'] = 0
38            #A.at[i+5, 'y'] = 0
39            #A.at[i+5, 'merror'] = 0
40        else:
41            lid[i] = A.at[i, 'Id']

```

```

40     lx[i] = A.at[i, 'x+dx']
41     ly[i] = A.at[i, 'y+dy']
42     lal[i] = A.at[i, 'alfa']
43     ldel[i] = A.at[i, 'delta']
44     lma[i] = A.at[i, 'magest']
45     lmer[i] = A.at[i, 'merror']
46     lcol[i] = -5555.5555
47     nums = [rango - 5, rango - 4, rango - 3, rango - 2, rango - 1]
48     # for n in nums:
49     #     lid[n] = A.at[n, 'Id']
50     #     lx[n] = A.at[n, 'x']
51     #     ly[n] = A.at[n, 'y']
52     #     lma[n] = A.at[n, 'mag']
53     #     lmer[n] = A.at[n, 'merror']
54     dfw = pd.DataFrame({'Id': lid,
55                         'x': lx,
56                         'y': ly,
57                         'alpha': lal,
58                         'delta': ldel,
59                         'mag': lma,
60                         'Color': lcol,
61                         'merror': lmer})
62     return dfw

```

Este es un extracto del programa realizado para aparear las estrellas de diferentes catálogos, la función `Colorfin2` expuesta, analiza dos catálogos de diferentes filtros, dando como resultado un nuevo catálogo con columnas de las estrellas en común, sus magnitudes, posiciones y una nueva columna llamada `color` que es la resta de la magnitud en el filtro que se ponga en el valor de `B` menos el de `A`, el programa tiene otra función casi idéntica llamada `Colorfin1` que lo único que hace diferente es crear `color` como $A - B$.

Apéndice B

Determinación de los coeficientes de absorción

Gráficas obtenidas del proceso descrito en el Capítulo 3 para las diferentes noches de observación. Estas gráficas se utilizan para obtener los coeficientes de absorción atmosférica para cada uno de los filtros.

Para las noches de 2006 se obtienen las siguientes gráficas:

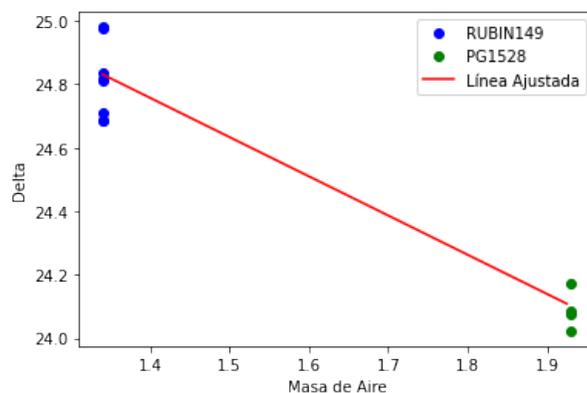


Figura B.1: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.

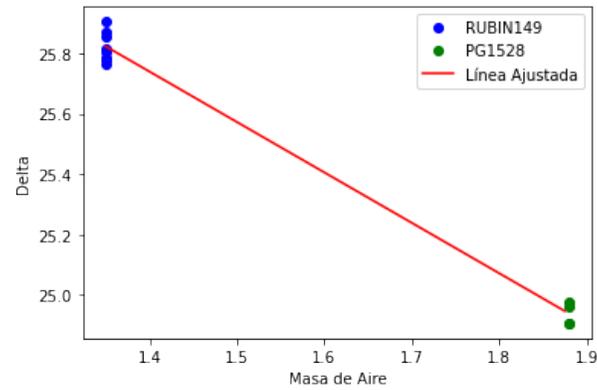


Figura B.2: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.

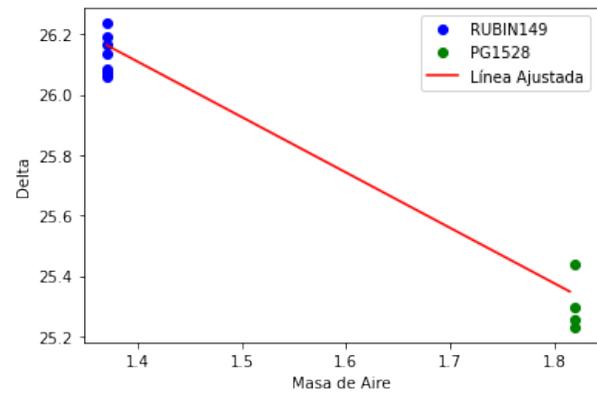


Figura B.3: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.

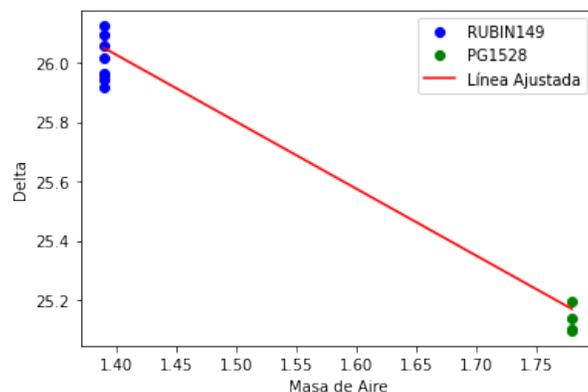


Figura B.4: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 22-23 de marzo de 2006.

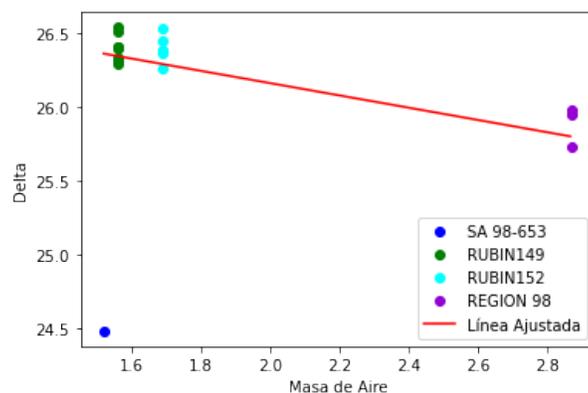


Figura B.5: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.

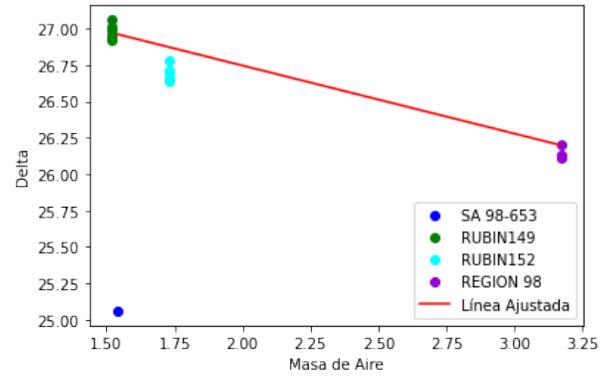


Figura B.6: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.

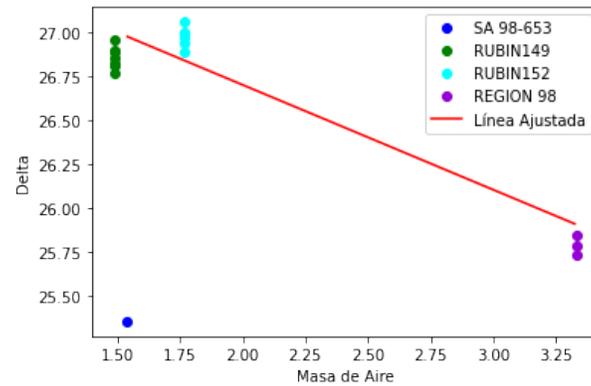


Figura B.7: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.

APÉNDICE B. DETERMINACIÓN DE LOS COEFICIENTES DE ABSORCIÓN¹⁰⁰

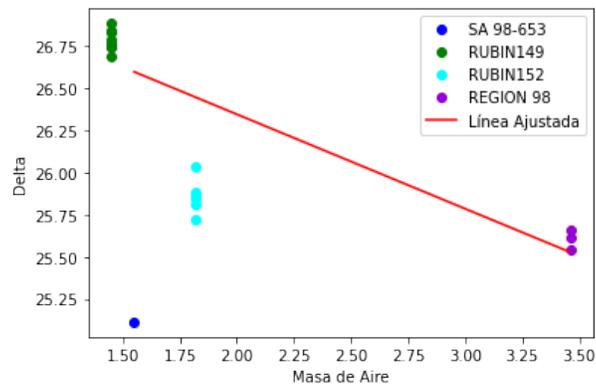


Figura B.8: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 23-24 de marzo de 2006.

Para las noches de 2007 se obtienen las siguientes gráficas:

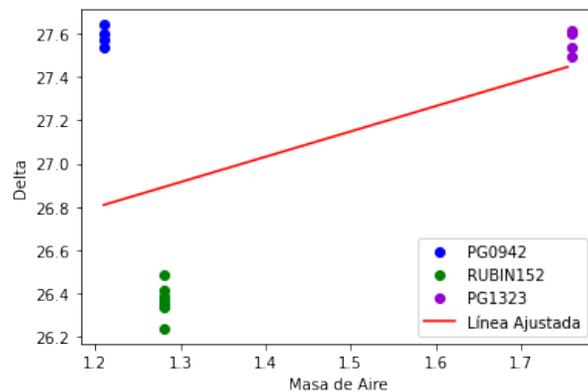


Figura B.9: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.

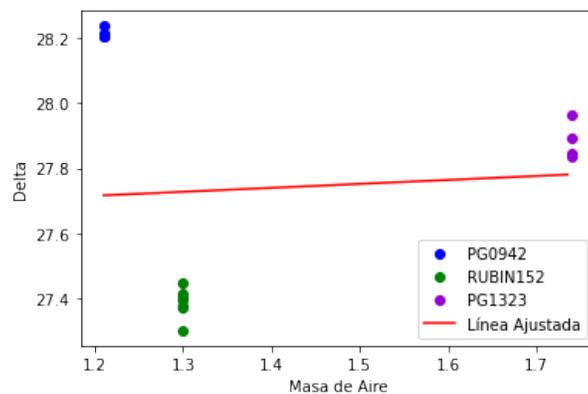


Figura B.10: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.

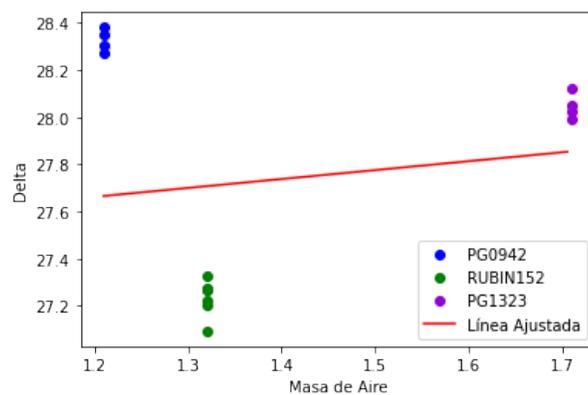


Figura B.11: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.

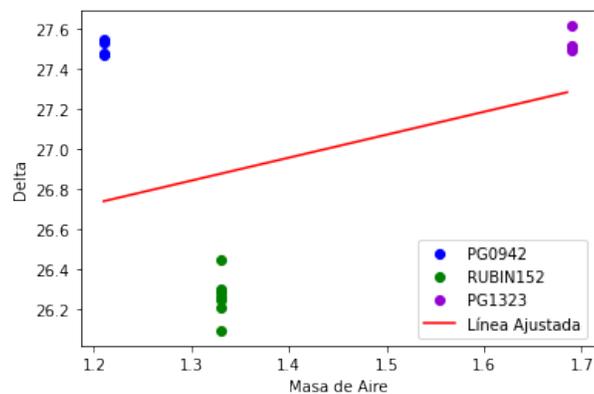


Figura B.12: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 12-13 de marzo de 2007.

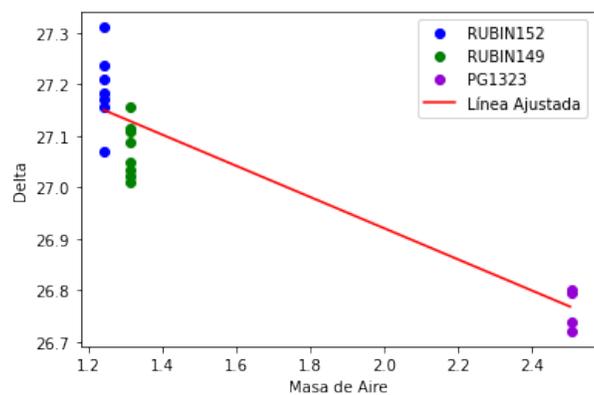


Figura B.13: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.

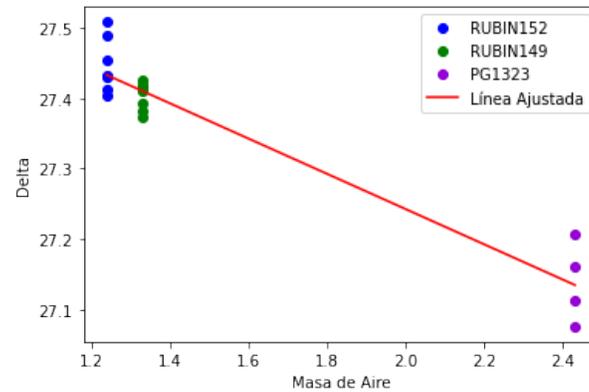


Figura B.14: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.

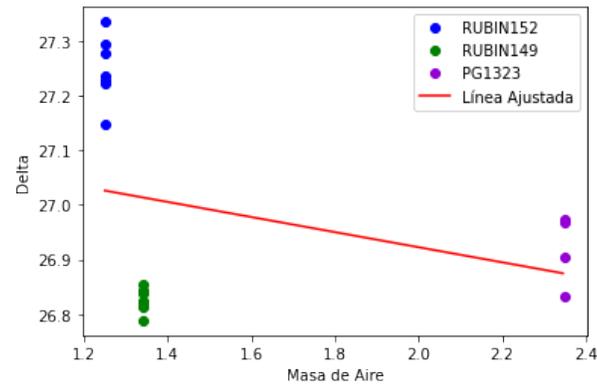


Figura B.15: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.

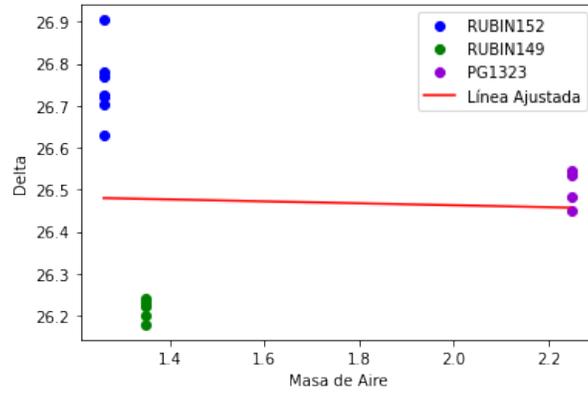


Figura B.16: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 13-14 de marzo de 2007.

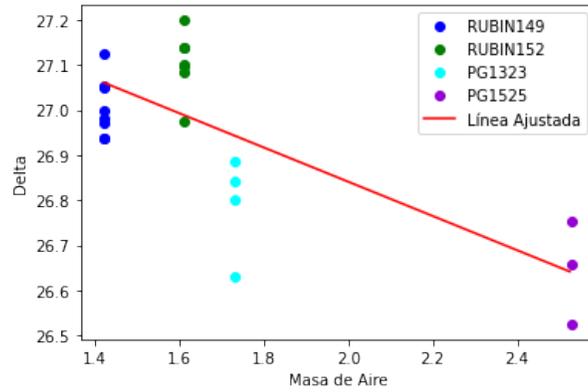


Figura B.17: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en B contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007.

APÉNDICE B. DETERMINACIÓN DE LOS COEFICIENTES DE ABSORCIÓN¹⁰⁵

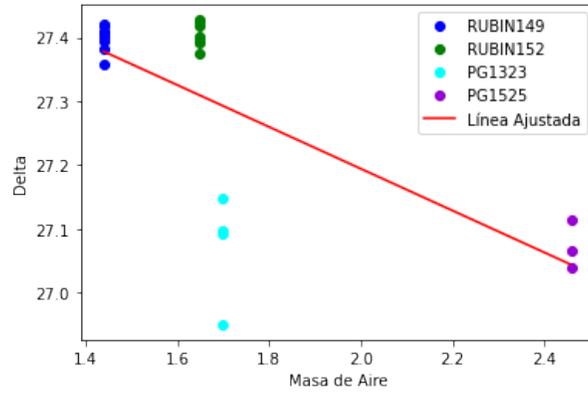


Figura B.18: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en V contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007.

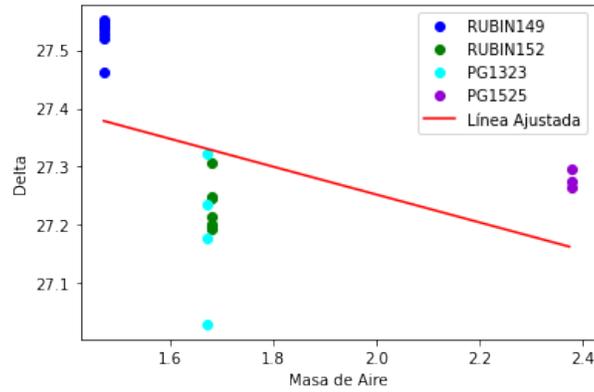


Figura B.19: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en R contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007.

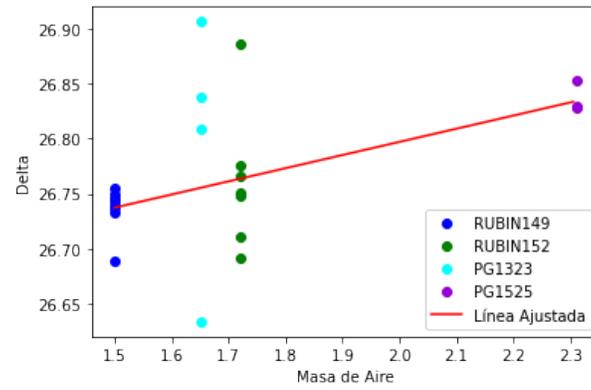


Figura B.20: Gráfica de la magnitud intrínseca menos la observada en I contra la masa de aire para los sistemas estándar de la noche 14-15 de marzo de 2007.

Apéndice C

Tablas de la Fotometría

Las Tablas (C.1 - C.4) son muestras de los catálogos fotométricos utilizados para la construcción de los diagramas HR donde las columnas representan:

- **Posición X**

El valor de la posición horizontal X (en pixeles) de la estrella.

- **Posición Y**

El valor de la posición vertical Y (en pixeles) de la estrella.

- **Magnitud i**

El valor de la magnitud (en mags) de la estrella en el Filtro i donde i puede ser B, V, R o I .

- **Color**

El valor obtenido del índice de color (en mags) que describe el Catálogo, para la tabla C.1 es $B - V$, para la tabla C.2 es $V - I$, para la tabla C.3 es $R - I$ y para la tabla C.4 es $V - R$.

Las tablas fotométricas completas se presentan de forma electrónica.

Posición X	Posición Y	Magnitud V	Magnitud B	Color
-277.6176	547.1518	18.689125	19.4144	0.725275
-260.9676	469.6858	19.129125	19.8054	0.676275
-242.1806	360.0848	16.453125	16.6974	0.244275
-225.8216	444.9578	17.707125	18.4854	0.778275
-217.0566	868.2468	18.111125	19.0594	0.948275
-211.4806	404.3458	18.453125	19.1194	0.666275
-210.1306	444.8878	19.279125	19.9204	0.641275
-209.5756	285.4678	17.317125	18.1414	0.824275
-206.3026	784.5288	18.202125	18.7414	0.539275
-203.2576	920.8858	16.716125	16.9184	0.202275
-175.0646	374.1218	17.363125	18.1674	0.804275
-174.9546	461.2768	19.484125	20.1134	0.629275
-167.2466	948.8658	18.332125	19.0664	0.734275
-165.9416	702.2378	14.378125	15.4514	1.073275
-155.0016	218.2148	18.574125	19.2874	0.713275
-154.4836	140.9378	19.065125	19.7204	0.655275
-147.7006	607.6628	16.747125	16.9474	0.200275
-128.4606	279.8978	16.210125	16.5364	0.326275
-128.0146	868.9678	16.562125	16.7764	0.214275
-120.0366	848.4458	18.148125	18.8774	0.729275
-96.1348	422.0696	18.215125	18.9894	0.774275
-88.0116	218.9878	15.098125	16.1654	1.067275
-87.8078	424.5506	19.468125	20.0354	0.567275
-85.0406	473.5338	18.368125	19.1244	0.756275
-83.6186	457.5028	17.788125	18.6764	0.888275
-80.8708	206.5076	19.696125	20.0504	0.354275
-78.9268	-112.1904	19.493125	20.1914	0.698275
-77.6868	463.3066	19.453125	20.2104	0.757275
-77.6686	746.1548	17.494125	18.2714	0.777275
-76.6066	1057.1788	19.186125	20.0354	0.849275
-75.5218	-85.5854	19.522125	20.1404	0.618275
-74.0256	635.5538	16.251125	17.0584	0.807275
-72.3666	292.3968	18.233125	18.9794	0.746275
-71.3176	594.6268	14.600125	15.6024	1.002275
-70.4648	472.7866	19.459125	20.1624	0.703275
-68.1608	369.7066	19.311125	19.9864	0.675275
-64.4516	556.5378	17.117125	17.9124	0.795275
-54.0966	990.1608	17.019125	17.1234	0.104275
-49.8578	35.8336	19.219125	19.8854	0.666275

Tabla C.1: Muestra del Catálogo Fotométrico $B - V$.

Posición X	Posición Y	Magnitud V	Magnitud I	Color
-287.2978	628.6134	17.410125	16.55932	0.850805
-275.8288	546.6794	18.689125	17.89732	0.791805
-253.0268	552.9184	19.327125	18.63932	0.687805
-241.8808	359.8734	16.453125	16.32632	0.126805
-236.2428	805.0314	19.067125	18.35832	0.708805
-225.3138	444.7094	17.707125	16.85532	0.851805
-216.0218	867.7194	18.111125	17.18532	0.925805
-210.9128	405.2264	18.453125	17.74332	0.709805
-209.2018	285.3604	17.317125	16.47632	0.840805
-208.7448	670.3394	17.651125	16.76832	0.882805
-208.3818	945.1264	18.709125	17.93632	0.772805
-205.1298	784.2834	18.202125	17.64832	0.553805
-202.7348	919.9534	16.716125	16.68832	0.027805
-187.5238	817.3414	18.983125	18.19432	0.788805
-174.8078	373.8214	17.363125	16.48132	0.881805
-174.5678	461.5674	19.484125	18.96432	0.519805
-166.6518	948.2634	18.332125	17.49232	0.839805
-165.4968	701.9594	14.378125	13.19532	1.182805
-158.7268	628.4194	18.819125	18.26432	0.554805
-154.6808	364.3284	18.804125	18.01332	0.790805
-154.5108	929.4584	19.447125	18.83732	0.609805
-154.1348	218.2784	18.574125	17.87332	0.700805
-153.8348	353.4634	19.226125	18.60632	0.619805
-153.8298	141.3604	19.065125	19.65532	-0.590195
-147.3108	607.1884	16.747125	16.72932	0.017805
-146.6818	407.2014	18.818125	17.68232	1.135805
-140.7538	880.8234	18.441125	17.56732	0.873805
-138.8768	586.5374	19.086125	17.96932	1.116805
-132.2968	412.4374	19.314125	18.67032	0.643805
-128.3178	279.7424	16.210125	15.98132	0.228805
-127.6568	868.2234	16.562125	16.49132	0.070805
-119.7528	847.8234	18.148125	17.31132	0.836805
-101.8058	671.5764	19.387125	18.59532	0.791805
-100.3588	797.4724	19.216125	18.50632	0.709805
-96.7871	421.6868	18.215125	17.62517	0.589955
-87.6721	219.0963	15.098125	14.12067	0.977455
-84.9948	473.4014	18.368125	17.53832	0.829805
-83.3171	457.0793	17.788125	16.97517	0.812955
-78.2688	712.9744	19.512125	19.00732	0.504805

Tabla C.2: Muestra del Catálogo Fotométrico $V - I$.

Posición X	Posición Y	Magnitud R	Magnitud I	Color
-287.2978	628.6134	16.95635	16.55932	0.39703
-275.8288	546.6794	18.23635	17.89732	0.33903
-253.0268	552.9184	18.94435	18.63932	0.30503
-241.8808	359.8734	16.36735	16.32632	0.04103
-236.2428	805.0314	18.63835	18.35832	0.28003
-225.3138	444.7094	17.27135	16.85532	0.41603
-216.0218	867.7194	17.56735	17.18532	0.38203
-210.9128	405.2264	18.09135	17.74332	0.34803
-209.2018	285.3604	16.86735	16.47632	0.39103
-208.7448	670.3394	17.18435	16.76832	0.41603
-208.3818	945.1264	18.31335	17.93632	0.37703
-205.1298	784.2834	17.87935	17.64832	0.23103
-202.7348	919.9534	16.68035	16.68832	-0.00797
-187.5238	817.3414	18.58435	18.19432	0.39003
-184.7668	573.4634	19.30235	18.93232	0.37003
-174.8078	373.8214	16.89735	16.48132	0.41603
-174.5678	461.5674	19.08335	18.96432	0.11903
-173.3298	625.7874	18.87335	18.70232	0.17103
-166.6518	948.2634	17.86835	17.49232	0.37603
-165.4968	701.9594	13.74835	13.19532	0.55303
-154.6808	364.3284	18.43835	18.01332	0.42503
-154.1348	218.2784	18.11335	17.87332	0.24003
-153.8348	353.4634	18.91635	18.60632	0.31003
-153.8298	141.3604	18.79335	19.65532	-0.86197
-147.3108	607.1884	16.71035	16.72932	-0.01897
-146.6818	407.2014	18.29635	17.68232	0.61403
-140.7538	880.8234	17.97135	17.56732	0.40403
-138.8768	586.5374	18.46135	17.96932	0.49203
-132.2968	412.4374	18.94335	18.67032	0.27303
-128.3178	279.7424	16.07935	15.98132	0.09803
-127.6568	868.2234	16.50035	16.49132	0.00903
-119.7528	847.8234	17.66535	17.31132	0.35403
-106.2118	488.8014	18.68735	17.46432	1.22303
-101.8058	671.5764	18.92035	18.59532	0.32503
-100.3588	797.4724	18.92135	18.50632	0.41503
-100.3468	898.3874	17.52735	15.82532	1.70203
-96.7871	421.6868	17.92135	17.62517	0.29618
-87.6721	219.0963	14.61485	14.12067	0.49418
-84.9948	473.4014	17.89935	17.53832	0.36103

Tabla C.3: Muestra del Catálogo Fotométrico $R - I$.

Posición X	Posición Y	Magnitud R	Magnitud V	Color
-287.1134	628.5258	16.95635	17.410125	0.453775
-275.7844	546.6688	18.23635	18.689125	0.452775
-259.9874	469.0188	18.90635	19.129125	0.222775
-252.5574	553.0088	18.94435	19.327125	0.382775
-241.3234	359.9988	16.36735	16.453125	0.085775
-235.6044	805.0748	18.63835	19.067125	0.428775
-224.7374	444.7438	17.27135	17.707125	0.435775
-215.6084	867.4778	17.56735	18.111125	0.543775
-210.4824	404.6258	18.09135	18.453125	0.361775
-208.8214	444.9988	18.84535	19.279125	0.433775
-208.7254	285.4978	16.86735	17.317125	0.449775
-208.4524	670.2138	17.18435	17.651125	0.466775
-207.6794	944.5908	18.31335	18.709125	0.395775
-204.8164	784.0138	17.87935	18.202125	0.322775
-202.2074	919.6828	16.68035	16.716125	0.035775
-187.0064	817.3568	18.58435	18.983125	0.398775
-174.3914	461.3178	19.08335	19.484125	0.400775
-174.3164	373.9148	16.89735	17.363125	0.465775
-166.0844	947.9158	17.86835	18.332125	0.463775
-164.9584	701.7448	13.74835	14.378125	0.629775
-160.6104	305.9468	19.10835	19.359125	0.250775
-154.2944	364.2068	18.43835	18.804125	0.365775
-153.7534	141.3468	18.79335	19.065125	0.271775
-153.7374	218.4408	18.11335	18.574125	0.460775
-152.9544	353.8898	18.91635	19.226125	0.309775
-146.9024	607.1458	16.71035	16.747125	0.036775
-146.5224	406.7208	18.29635	18.818125	0.521775
-140.4104	880.6538	17.97135	18.441125	0.469775
-138.5814	586.2968	18.46135	19.086125	0.624775
-131.8344	412.5458	18.94335	19.314125	0.370775
-127.7574	279.9218	16.07935	16.210125	0.130775
-127.1484	868.0548	16.50035	16.562125	0.061775
-119.3014	847.4748	17.66535	18.148125	0.482775
-101.3664	671.6478	18.92035	19.387125	0.466775
-100.4074	797.7688	18.92135	19.216125	0.294775
-95.5918	421.3206	17.92135	18.215125	0.293775
-93.6924	899.3368	17.25135	17.579125	0.327775
-87.0541	218.9852	14.61485	15.098125	0.483275
-84.2624	473.2488	17.89935	18.368125	0.468775

Tabla C.4: Muestra del Catálogo Fotométrico $V - R$.

Bibliografía

- AAVSO. *The AAVSO Guide to CCD Photometry Version 1.1*. AAVSO, 1 edition, 2014.
- H. Arp. The globular cluster m5. *Astrophysical Journal*, 135:311, 1962.
- M. S. Bessell. Standard photometric systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43:293–336, 2005.
- B. W. Carroll and D. A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Pearson-Education, 2 edition, 2014.
- C. M. Clement and J. F. Rowe. Ccd observations of the rr lyrae variables in the globular cluster ngc 5897. *The Astronomical Journal*, 122:1464–1468, 2001.
- K. A. Collins, J. F. Kielkopf, K. G. Stassun, and F. V. Hessman. AstroImageJ: Image Processing and Photometric Extraction for Ultra-precise Astronomical Light Curves. *The Astronomical Journal*, 153(2):77, Feb. 2017. doi: 10.3847/1538-3881/153/2/77.
- A. H. Compton. A geographic study of cosmic rays. *Physical Review*, 43:387, 1993.
- F. R. Ferraro, F. F. Pecci, and R. Buonanno. The galactic globular cluster ngc 5897 and its population of blue stragglers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 256:376–390, 1992.
- W. E. Harris. A catalog of parameters for globular clusters in the milky way. *The Astronomical Journal*, 112:1487, 1996.

- W. E. Harris. Catalog of parameters for milky way globular clusters: The database, 2010. URL <https://physics.mcmaster.ca/~harris/mwgc.dat>. Última vez visitada el 3 Mayo 2022.
- S. C. Howell. *Handbook of CCD Astronomy*. Cambridge University Press, 2 edition, 2006.
- H. L. Johnson. Interstellar Extinction. In B. M. Middlehurst and L. H. Aller, editors, *Nebulae and Interstellar Matter*, page 167. 1968.
- R. R. Laher, V. Gorjian, L. M. Rebull, F. J. Masci, J. W. Fowler, G. Helou, S. R. Kulkarni, and N. M. Law. Aperture Photometry Tool. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 124(917):737, July 2012. doi: 10.1086/666883.
- A. U. Landolt. Ubvri photometric standard stars in the magnitude range $11.5 < f < 16.0$ around the celestial equator. *The Astronomical Journal*, 104:340–491, 1992.
- R. A. Matzner. *Dictionary of Geophysics, Astrophysics and Astronomy*. CRC Press, 2 edition, 2001.
- S. Mondal, A. K. Chattopadhyay, and T. Chattopadhyay. Globular clusters in the milky way and dwarf galaxies: A distribution-free statistical comparison. *The Astrophysical Journal vol. 683 iss. 1*, 683, 2008.
- A. Sandage and B. Katem. The color-magnitude diagram for the globular cluster ngc 5897. *Astrophysical Journal*, 153:569–575, 1968.
- C. Sterken and J. Manfroid. *Astronomical Photometry. A Guide*. Kluwer Academic Publishers, 3 edition, 1992.
- P. B. Stetson. DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99:191, Mar. 1987. doi: 10.1086/131977.

P. B. Stetson. Canadian advanced network for astronomical research photometric standar fields: Ngc 5897, 2019. URL <https://www.canfar.net/storage/vault/list/STETSON/Standards/NGC5897>. Última vez visitada el 19 Marzo 2022.