



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

FOTOMETRÍA CCD DE SISTEMAS TIPO TRAPECIO

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

P R E S E N T A :

ALEXIS RUBÉN PÁEZ AMADOR

TUTOR

DR. LEONARDO JAVIER SÁNCHEZ PENICHE



CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. Mx., 2023



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

Alexis Rubén

Páez

Amador

alexis.paez1998@ciencias.unam.mx

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

314305994

2. Datos del tutor

Dr

Leonardo Javier

Sánchez

Peniche

3. Datos del sinodal 1

Dr

Julio Javier

Martinell

Benito

4. Datos del sinodal 2

Dr

Mirna

Villavicencio

Torres

5. Datos del sinodal 3

Dr

Roberto Alejandro

Ruelas

Mayorga

6. Datos del sinodal 4

Dr

Patricia

Goldstein

Menache

7. Datos del trabajo escrito

Fotometría CCD de Sistemas Tipo Trapecio

116p

2023

Para mis padres Alicia y Rubén

Agradecimientos

Agradezco a mis padres Alicia Amador y Rubén Páez por todo lo que ha hecho por mi a lo largo de estos años. Gracias por su sacrificio y su amor incondicional. Cada consejo y cada momento ha dejado huella en la persona que me he convertido.

A los doctores Leonardo Sánchez y Alejandro Ruelas por toda la paciencia que me tuvieron durante estos años, por abrirme las puertas del Instituto de Astronomía y porque a pesar de las complicaciones de la pandemia siempre encontraron el tiempo para apoyarme.

Gracias a todos mis amigos universitarios, en especial a Aline, Axel, Diana, Isaac, Juan, Osiris y Rodrigo. Sus risas, apoyo y ánimo constante me motivaron aún en los momentos más difíciles.

Y gracias a todas las personas que han aportado felicidad a los largo de mi vida.

Resumen

El presente trabajo utiliza la técnica de fotometría de apertura para cuantificar características físicas de estrellas ubicadas en cúmulos abiertos dinámicamente inestables (sistemas tipo trapecio).

El estudio se hace a partir de imágenes tomadas en el año de 2019 por el Dr. Leonardo Javier Sánchez Peniche y el Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, quienes adquirieron datos en cinco de los filtros del sistema de Johnson-Cousins (U, B, V, R I). A partir de las imágenes es posible calcular la escala de placa y el tamaño del campo de visión para los cuales se obtiene 0.06 arcsec/pix y $8.04 \pm 1.05 \text{ arcmin}$, respectivamente.

Mediante observaciones de estrellas estándar se pudo encontrar una transformación lineal que permitió convertir los datos fotométricos a un sistema estándar. Se descubrió que cinco de las seis noches estudiadas contenían coeficientes de transformación útiles. Además, se realizó un estudio de residuo contra color y se encontró que un ajuste lineal de color es suficiente.

Se encontraron datos de magnitud y color para 44 estrellas, de las cuales sólo algunas se encuentran reportadas en la literatura. Dado que nuestras mediciones son coherentes con las reportadas dentro del margen de error, se concluye que las no reportadas tienen mediciones fiables y pueden ser utilizadas a futuro.

Como teníamos las magnitudes U, B y V de las estrellas, pudimos calcular el parámetro Q que se define como sigue: $Q = (U - B) - 0.72(B - V)$. Con este valor, y una calibración de la literatura, obtuvimos el tipo espectral y paralaje para 24 estrellas, suponiendo que las estrellas tienen clase de luminosidad I O V. El tipo espectral obtenido por nosotros y el que se publica en la literatura están razonablemente de

acuerdo, pero no de una forma exacta. Esto nos obligó a producir una relación entre el tipo espectral que nosotros obtuvimos y aquel reportado en la literatura. Esto nos permitió obtener el tipo espectral de otras 10 estrellas que no tenían medidas en el filtro U.

Abstract

In this work we utilise aperture photometry to study the physical properties of stars in dynamically unstable open cluster (trapezium type systyems).

This study is performed on images obtained at the Observatorio Astronómico Nacional at San Pedro Mártir by Dr. Leonardo Javier Sánchez Peniche and Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga. These images were taken on five filters of the Johnson-Cousins system (U, B, V, R I). From the images it is possible to calculate the plate scale and the size of the field of view. We obtained 0.06 arcsec/pix y $8.04 \pm 1.05 \text{ arcmin}$ respectively.

Using the observations performed on standar stars we were able to find a linear transformation that allowed us to transform the observed data to a standard system. The data in five of the six nights analysed gave reasonable transformation coefficients while one was determined not to be a good observing night. We also carried out a study of residuals versus colour which confirmed that the linear fit to the observations was appropriate.

We obtained magnitude and colour for 44 stars, of which only some have measurement reported in the literature. Given that our measurements are consistent within the errors with those in the literature, we concude that our measurements are trustworthy and that they can be used in the future.

As we had the magnitudes for U, B and V, we were able to calculate the parameter Q defined as $Q = (U - B) - 0.72(B - V)$. With its value and a calibration from the literature we obtained the spectral type and parallax for 24 stars, assuming that the star were of luminosity class I or V. For the stars whose spectral type is published in the literature the agreement between the spectral type we obtained and that in the

literature is reasonably good, even though it is not exact. This prompted us to produce a relation between the spectral type we obtained and that in the literature. This allowed us to produce spectral types for 10 further stars which lacked measurements in the U filter.

Supervisión de tesis

El trabajo reportado en esta tesis fue realizado en colaboración con:

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

Índice general

Agradecimientos	II
Resumen	III
Abstract	V
Supervisión de tesis	VII
Introducción	XIV
1. Conceptos básicos	1
1.1. Paralaje Estelar	1
1.2. Magnitud	3
1.3. Escala de placa	5
1.3.1. Determinación de escala de placa por observación	6
1.4. Filtros	10
1.5. Preparación - Reducción de las imágenes	12
1.5.1. Bias Frames	13
1.5.2. Dark Frames	14
1.5.3. Campos Planos (Flat Frames)	15
1.6. Clasificación espectral y sistema MK	16
1.6.1. Color en función del tipo espectral	20
1.6.2. Enrojecimiento y el parámetro Q	23

2. Transformación al sistema estándar	26
2.1. Fotometría de apertura	26
2.2. Análisis de Estrellas Estándar	27
2.3. Masa de aire	28
2.4. Método de mínimos cuadrados	29
2.4.1. Programa Python de Mínimos Cuadrados	31
2.5. Coeficientes de transformación	34
3. Análisis fotométrico de los trapecios	37
3.1. Análisis del trapecio ADS 15184	38
3.2. Análisis del trapecio ADS 4728	47
3.3. Análisis del trapecio ADS 2843	56
3.4. Análisis del trapecio ADS 16795	64
3.5. Análisis del trapecio ADS 719	69
3.6. Análisis del trapecio ADS 1869	73
3.7. Análisis del trapecio ADS 13292	77
3.8. Análisis del trapecio ADS 13374	84
4. Conclusiones	92
A. Ejemplos de códigos	96
B. Análisis de ajuste cúbico en gráficas residuo-color	104

Índice de figuras

1.	Sistema tipo trapecio ubicado en la nebulosa de Orión llamado comúnmente Trapecio de Orión. A la derecha se han marcado las seis componentes principales (Imagen tomada de Allen et al. (2019)). . . .	xv
1.1.	La posición relativa de una estrella cercana con respecto al fondo de las estrellas lejanas sufre un cambio aparente cuando las imágenes se obtienen con seis meses de diferencia. Este desplazamiento aparente es lo que se conoce como la paralaje estelar. Imagen tomada de Seeds and Backman (2016).	2
1.2.	Distancia angular entre dos estrellas A y B (Carroll and Ostlie, 2014)	7
1.3.	Sistema tipo trapecio ADS 4728 analizado con el software SAOImageDS9. El círculo amarillo al centro de la imagen presenta una estrella a ser examinada. En la parte superior derecha, se muestra en verde un acercamiento a la estrella de interés donde se puede determinar el pixel central de la estrella. En rojo se exponen las coordenadas del pixel central de la estrella dentro del CCD.	9
1.4.	Sistemas fotométricos de banda ancha más utilizados (Bessell, 2005).	12
1.5.	Muestra de una imagen tipo <i>Bias frame</i> correspondiente a la noche del 11 de diciembre de 2019, con tiempo de integración de cero segundos.	14
1.6.	Muestra de una imagen tipo <i>Dark frame</i> recabada del telescopio de 1m del OAN Tonanzintla.	15

1.7. Muestra de un <i>Flat frame</i> correspondiente a la noche del 11 de diciembre de 2019. Este Flat, corresponde al filtro I, en una escala de 1024×1032 pixeles. Las numerosas "donas" son motas de polvo desenfocadas presentes en el lente y el filtro. El nivel de brillo variable y las estructuras son comunes en las imágenes de campo plano.	17
1.8. Magnitud M_v en función del tipo espectral. Las curvas corresponden a la clase de luminosidad (Binney and Marriefeld, 1998).	21
1.9. Diagrama de dos colores para estrellas de secuencia principal (triángulos) y supergigantes (cuadrados). La flecha roja indica la dirección de enrojecimiento. Los datos fueron tomados de la Tabla 1.4.	23
2.1. Disposición de la apertura	27
2.2. Imagen del campo estándar RUBIN 149.	28
2.3. Masa de Aire	29
2.4. Gráfica de residuo contra color con filtro en U para la temporada de junio, en la cual se puede ver una posible dependencia cúbica del color.	33
3.1. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 15184. Las unidades de los ejes se encuentran en segundos de arco.	39
3.2. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 15184 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 0.2 segundos.	40
3.3. Cortes vertical y horizontal para la estrella central del trapecio ADS 15184. Los cortes muestran que nuestras observaciones no tienen la resolución suficiente para separar las componentes A y B, identificando ambas estrellas como una misma (Componente AB).	41
3.4. Diagrama de dos colores (U-B vs B-V) para el trapecio ADS 15184. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.	44
3.5. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 4728.	48

3.6. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 4728 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 1 segundo.	49
3.7. Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 4728, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65 mil cuentas	50
3.8. Diagrama de dos colores (U-V vs B-V) para el trapecio ADS 4728. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.	53
3.9. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 2843.	57
3.10. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 2843 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 3 segundos.	58
3.11. Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 2843, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65 mil cuentas.	59
3.12. Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapecio ADS 2843. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.	61
3.13. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 16795	65
3.14. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 16795 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 5 segundos.	66
3.15. Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 16795, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65000 cuentas.	67
3.16. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 719	70
3.17. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 719 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 5 segundos.	71
3.18. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 1869.	74
3.19. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 1869 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 15 segundos.	75
3.20. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 13292.	78

3.21. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 13292 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 1 segundo.	79
3.22. Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapecio ADS 13292. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.	81
3.23. Componentes del sistema tipo trapecio ADS 13374.	85
3.24. Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 13374 con el filtro V y con un tiempo de exposición de segundos.	86
3.25. Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapecio ADS 13292. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.	88
4.1. Representación gráfica de los valores mostrados en la Tabla 4.1. . . .	94
B.1. Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro U. . .	105
B.2. Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro B. . .	106
B.3. Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro V. . .	107
B.4. Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro R. . .	108
B.5. Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro I. . . .	109
B.6. Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro U. .	110
B.7. Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro B. .	111
B.8. Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro V. .	112
B.9. Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro R. .	113
B.10. Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro I. .	114

Introducción

Los sistemas estelares tipo trapecio son grupos de estrellas que se forman en el interior de las nebulosas de emisión, como la nebulosa de Orión. Son sistemas físicos formados por tres o más estrellas aproximadamente iguales, donde la separación más grande en un sistema trapecio no es más de 3 veces la separación más pequeña (Ambartsumian, 1955). Diremos así que las distancias son del *mismo orden de magnitud*. Por el contrario, están los sistemas jerárquicos, los cuales se dice que tienen tamaño ordinario, es decir, tienen factores de al menos 10 entre las separaciones más grandes y más pequeñas, por lo cual contarán con un par cercano y un par lejano.

El sistema estelar tipo trapecio más conocido se encuentra en la nebulosa de Orión. La Figura 1 muestra una imagen del sistema. La estrella más brillante de este sistema es Theta 1 C Orionis, alrededor de la cual se ven las otras tres estrellas del sistema. Estas estrellas están muy cerca entre sí, a una distancia aproximada de 1 UA, lo que significa que están a una distancia similar a la que la Tierra se encuentra del Sol.

Los cúmulos tipo trapecio son dinámicamente inestables, las órbitas de sus estrellas componentes no están cerradas, conduciendo rápidamente a encuentros cercanos que resultan en la expulsión de uno o más miembros del sistema, convirtiéndose así en un sistema jerárquico (Abt and Corbally, 2000). Se tiene como consecuencia que la edad máxima de los trapecios, es de unos pocos millones de años.

Además, Allen et al. (2018) utilizando simulaciones numéricas mostraron que los sistemas estelares tipo trapecio evolucionan a lo largo del tiempo y se desarrollan de manera diferente según su configuración inicial. Por ejemplo, algunos sistemas pueden desintegrarse en estrellas individuales, mientras que otros pueden evolucionar hacia sistemas binarios o sistemas más complejos.

La edad y evolución de los sistemas estelares tipo trapecio también pueden ayudarnos a entender cómo se forman y evolucionan las estrellas. Conocer la distancia entre las estrellas y el tamaño del sistema son fundamentales para entender esta evolución (Abt, 1986). Además, estos sistemas son muy útiles para estudiar la formación de planetas y la evolución de sistemas planetarios, ya que en algunos casos pueden contener discos protoplanetarios y planetas en formación.

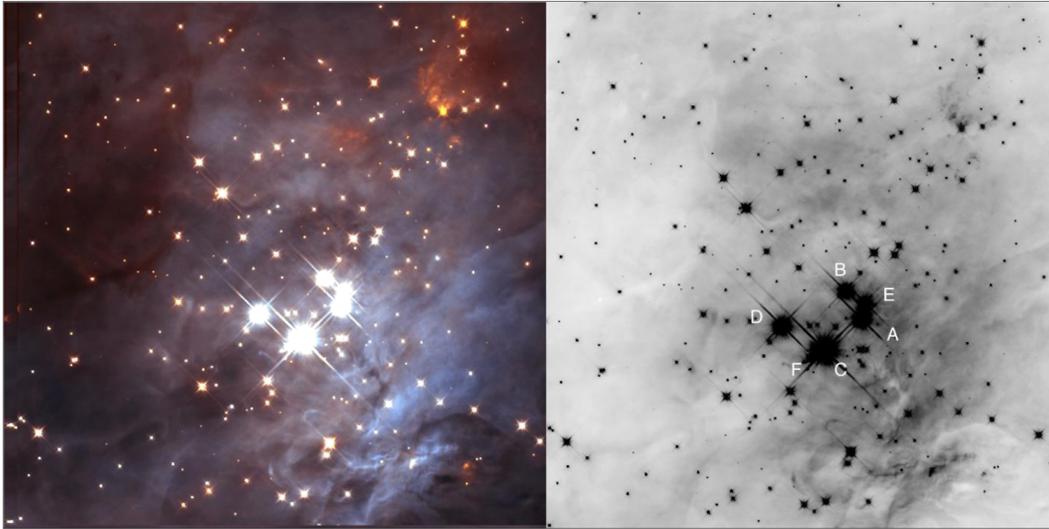


Figura 1: Sistema tipo trapecio ubicado en la nebulosa de Orión llamado comúnmente Trapecio de Orión. A la derecha se han marcado las seis componentes principales (Imagen tomada de Allen et al. (2019)).

El presente trabajo busca estudiar algunas propiedades relevantes de estrellas pertenecientes a sistemas tipo trapecio, tales como la magnitud y el tipo espectral. El estudio parte de observaciones realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir con el telescopio de 84 cm. Las imágenes de los distintos trapecios fueron obtenidas por el Dr. Leonardo Javier Sánchez Peniche, el Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga y el M. en C. Omar Isaac Segura Montero, durante dos temporadas de observación, la primera en junio de 2019 y la segunda en diciembre del mismo año.

A pesar de que este estudio se basa en observaciones previamente recolectadas, los datos en cuestión nunca habían sido reducidos e interpretados. Por lo que la relevancia de esta tesis radica en la publicación de resultados originales.

En el Capítulo 1, se hace una recopilación de algunas características físicas de las estrellas, tales como paralaje, magnitud y tipo espectral, que son de relevancia en el trabajo desarrollado. Además, se explica el procesamiento de imágenes a partir de imágenes Bias, Darks y Flat Frames.

El Capítulo 2 muestra el proceso con el cual se transforman nuestros datos fotométricos y se llevan a un sistema estándar. El procedimiento se hace a partir de estrellas del catálogo de Landolt y ajustando por el método de mínimos cuadrados una ecuación empírica que depende de la masa de aire, del color y de la constante del punto cero.

En el Capítulo 3, se muestra el análisis fotométrico para cada trapecio estudiado, en donde se supone que las estrellas son de secuencia principal, o bien, supergigantes y se exponen los resultados de magnitud, color, tipo espectral, excesos y distancias para cada uno de los casos.

Finalmente, en el Capítulo 4 se exponen las conclusiones, mostrando que las magnitudes y colores concuerdan con los datos mostrados en la literatura dentro del margen de error. Además de proponer una corrección lineal del parámetro Q para obtener un tipo espectral coherente con lo reportado en la literatura.

Capítulo 1

Conceptos básicos

1.1. Paralaje Estelar

Para conocer el valor de cualquier cantidad física intrínseca de una estrella, es necesario conocer a que distancia se encuentra de nosotros, lo cual es una de las tareas fundamentales a las que se enfrentan los astrofísicos. Existen varias maneras para calcular la distancia, las cuales en última instancia dependen de un método geométrico.

El tamaño real del sistema solar se estimó por primera vez en 1761 a partir del cálculo de la distancia de Venus mientras transitaba frente al Sol. El método empleado fue la *paralaje trigonométrica*, el cual es muy parecido al que usan los topógrafos para medir distancias a objetos que no pueden alcanzar directamente.

Incluso para las estrellas más cercanas, medir la distancia requiere una línea de base muy grande, mayor que el diámetro terrestre, así que se usa la órbita de la Tierra. La Unidad Astronómica (AU) es la distancia media entre nuestro planeta y el Sol, con un valor de 149.6 millones de kilómetros.

Si se toma la fotografía de una estrella y se espera seis meses, la Tierra se habrá movido la mitad de su órbita, en ese momento se puede tomar una segunda fotografía de la misma estrella. En este caso, ambas imágenes habrán formado una base de separación de 2 AU (ver Figura 1.1). Al examinar ambas imágenes se podrá ver que la estrella de estudio no parece estar en el mismo lugar. “Este cambio en la posición

de la estrella se llama *paralaje*, que es el cambio aparente en la posición de un objeto como resultado de un cambio en la ubicación del observador” (Seeds and Backman, 2016).

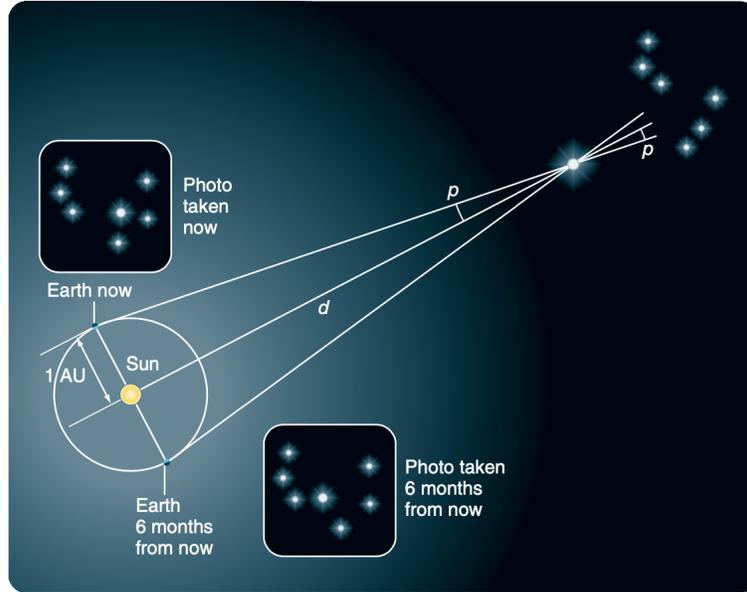


Figura 1.1: La posición relativa de una estrella cercana con respecto al fondo de las estrellas lejanas sufre un cambio aparente cuando las imágenes se obtienen con seis meses de diferencia. Este desplazamiento aparente es lo que se conoce como la paralaje estelar. Imagen tomada de Seeds and Backman (2016).

El *ángulo de paralaje* p es la mitad del cambio máximo en la posición angular. A partir de geometría básica, se puede calcular la distancia a la estrella d .

$$d = \frac{1AU}{\tan p} \approx \frac{1}{p} AU. \quad (1.1)$$

Como la distancia a las estrellas es muy grande, la paralaje genera ángulos muy pequeños, por lo que en la ecuación anterior se ha aplicado la aproximación $\tan x \approx x$.

Usualmente, el ángulo de paralaje se mide en segundos de arco (arcsec). Utilizando el hecho de que $1 \text{ rad} = 57.29^\circ = 206265''$, la ecuación 1.1 se puede reescribir en términos del ángulo expresado en segundo de arco p'' .

$$d = \frac{206265}{p''} AU. \quad (1.2)$$

Para propósitos de conversión, es útil definir una nueva unidad llamada *parsec* (parallax-second, abreviado como pc). Por definición, cuando el ángulo de paralaje $p = 1''$, la distancia a la estrella es 1 pc.

$$1pc = 3.26 \text{ años luz} = 3.0857 \times 10^{16} m = 206265 AU.$$

De esta manera, la distancia en parsec está dada por

$$d = \frac{1}{p''} pc. \quad (1.3)$$

La dificultad de la medición en la técnica de paralaje radica en que el ángulo p es muy pequeño, incluso para estrellas muy cercanas $p < 1 \text{ arcsec}$. La estrella más cercana al Sol es Alpha Centauri, la cual tiene una paralaje de tan sólo 0.747 arcsec .

1.2. Magnitud

Mucha de la información que se recibe de las estrellas se obtiene a partir de la luz que emiten.

Los astrónomos estudian el brillo de las estrellas en unidades de magnitud. Hiparco, realizó el primer catálogo estelar conocido, recopilando las posiciones de 850 estrellas y cuantificando en una escala numérica su brillo. Asigna una magnitud aparente $m = 1$ a las estrellas más brillantes, tales como Sirio en la constelación del Can Mayor o Rigel en la constelación de Orión. Estrellas menos brillantes, como las que se encuentran en la constelación de la Osa Mayor, reciben una magnitud $m = 2$; y las estrellas más tenues, las cuales apenas son perceptibles para el ojo humano, reciben una magnitud $m = 6$ (Lang, 2013). De esta manera se ha construido una escala inversa, donde las estrellas más brillantes tienen magnitudes más bajas y las estrellas más débiles tienen magnitudes más altas.

En la antigüedad, los datos astronómicos únicamente se podían estimar a simple vista (tal como lo hizo Hiparco). La llegada del telescopio cambió radicalmente la forma de estudiar astronomía y dos milenios después, el británico Sir Norman Pogson

descubrió que las estrellas de magnitud 1 eran ~ 100 veces más brillantes que las de magnitud 6, por lo que la diferencia de una magnitud equivale a una relación de brillo de $100^{1/5} = 2.512$. Las magnitudes aparentes entre dos estrellas m_1 y m_2 con intensidad aparente I_1 y I_2 está dada por:

$$m_1 - m_2 = -2.512 \log \left(\frac{I_1}{I_2} \right) \quad (1.4)$$

La escala logarítmica hizo que se redefiniera cuidadosamente la escala de magnitud. De esta manera las estrellas más brillantes adquirieron valores negativos, así, Sirio pasó a ser magnitud -1.4 y el Sol que está tan cerca y es tan brillante tiene una magnitud de -26.72 . La Tabla 1.1 muestra algunos objetos celestes y su magnitud visual aparente.

Objeto	m_v
Sol	-26.74
Luna llena	-12.7
Venus	-4.5
Júpiter	-2.5
Sirio	-1.44
Rigel	0.12
Saturno	0.7
Polaris	1.97

Tabla 1.1: Magnitud visual aparente m_v , de algunos objetos astronómicos. Tabla tomada de (Lang, 2013).

Los astrónomos asignan un parámetro, llamado magnitud absoluta (M) que se define como la magnitud aparente que tendría una estrella si estuviera situada a una distancia de 10 pc. Hay que recordar que una diferencia de 5 magnitudes entre las magnitudes aparentes de dos estrellas corresponde a que la estrella de menor magnitud sea 100 veces más brillante que la estrella de mayor magnitud.

La conexión entre las magnitudes aparente y absoluta de una estrella y su distancia se puede encontrar

$$100^{(m-M)/5} = \frac{I_{10}}{I} = \left(\frac{d}{10 \text{ pc}} \right)^2, \quad (1.5)$$

donde I_{10} es la intensidad que se recibiría si la estrella estuviera a una distancia de 10 pc, y d es la distancia a la estrella, medida en parsecs. Resolviendo para d :

$$d = 10^{(m-M+5)/5} \text{ pc.} \quad (1.6)$$

Que usualmente se escribe de la forma siguiente:

$$m - M = 5 \log(d) - 5. \quad (1.7)$$

En donde la distancia (d) está dada en parsecs.

1.3. Escala de placa

Uno de los conceptos más importantes al trabajar con imágenes obtenidas con un CCD es la escala de placa. El nombre surge porque originalmente se utilizaban placas fotográficas como principal dispositivo de detección. Las unidades para este sistema telescopio-placa se expresan en arcosegundos por milímetro (arcsec/mm). Actualmente, se utilizan detectores CCD, por lo que resulta más conveniente utilizar unidades de arcosegundo por pixel (arcsec/pix).

La escala de placa (P) se puede calcular mediante la siguiente ecuación:

$$P = \frac{\text{Tamaño del pixel}}{\text{Distancia Focal}} \times 206,265. \quad (1.8)$$

En la cual el tamaño del pixel puede ser fácilmente obtenido a partir de las especificaciones técnicas del fabricante. El número 206,265 representa el factor de conversión entre el número de segundos que hay en un radián. Además la razón focal r_f viene dada por:

$$r_f = \frac{\text{Distancia focal del espejo primario}}{\text{Diámetro del espejo primario}}.$$

Para una razón focal de 8, el diámetro se escribe $f/8$.

Hay veces en las que el telescopio cuenta con óptica adicional, lo cual cambia el

valor de la distancia focal, causando que la Ecuación 1.8 no sea un buen modelo de P . Sea el caso, o bien simplemente para comprobar el cálculo, se puede medir la escala de placa por observación, tomando dos estrellas con separación conocida y aplicando geometría, se puede obtener el espaciado de pixel a pixel y, por lo tanto, la escala de la placa.

El campo de visión (FOV por sus siglas en inglés Field of View) nos permite identificar el área de cielo que se está observando, además de corroborar que se cuente con un campo lo suficientemente amplio para examinar el objeto astronómico. Conocer el campo de visión resulta fácil una vez que se conoce la escala de placa:

$$FOV = \text{Escala de Placa (P)} \times \text{Tamaño del CCD.} \quad (1.9)$$

El campo de visión se expresa en segundos de arco.

1.3.1. Determinación de escala de placa por observación

Las observaciones de los cúmulos estelares tipo trapecio, se hicieron de la manera descrita en la introducción, por lo que únicamente se cuenta con las imágenes astronómicas (también llamadas imágenes de ciencia) y con la bitácora de observación, en la cual no se presenta el CCD utilizado, lo que no hace posible en primera instancia la obtención de la escala de placa, la cual es fundamental por los motivos expuestos en el Capítulo 1.3. Siendo estos motivos suficientes para obtener la escala de placa por observación.

Como ya se mencionó anteriormente, el método de observación requiere conocer la longitud de arco entre dos estrellas. Para lo cual será necesario el uso de trigonometría esférica, recordemos las siguientes propiedades, donde se ha considerado un triángulo esférico con lados a , b , c y vértices opuestos A , B , C .:

Ley de senos

$$\frac{\sin a}{\sin A} = \frac{\sin b}{\sin B} = \frac{\sin c}{\sin C}$$

Ley de cosenos para los lados

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A$$

Ley de cosenos para los ángulos

$$\cos A = -\cos B \cos C + \sin B \sin C \cos a$$

La Figura 1.2 muestra dos estrellas cualesquiera denotadas como A y B. Llamaremos $\Delta\theta$ a la distancia angular entre estas, $\Delta\alpha$ y $\Delta\delta$ representan los cambios en las coordenadas ecuatoriales (pueden ser obtenidos fácilmente de SIMBAD Astronomical Database (Wenger et al., 2000)) y P al polo norte celeste.

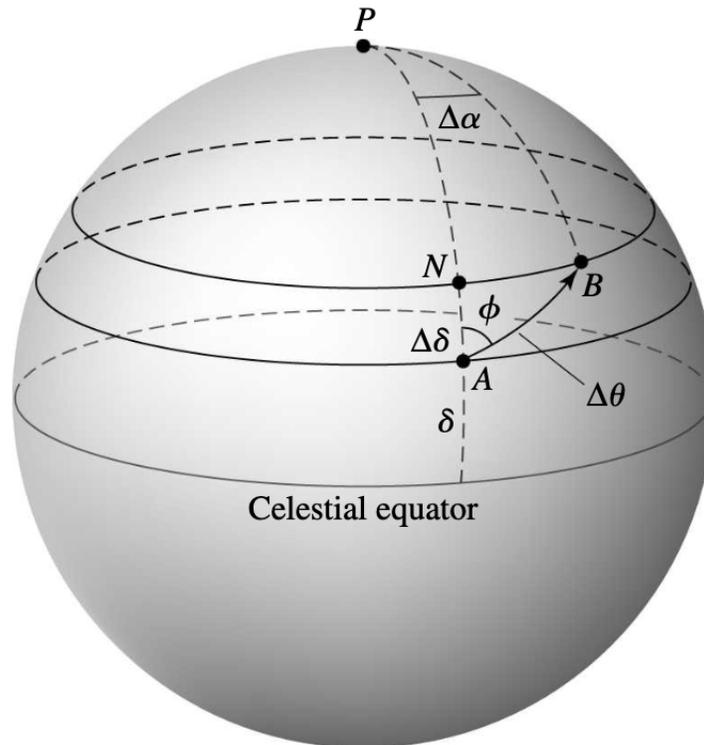


Figura 1.2: Distancia angular entre dos estrellas A y B (Carroll and Ostlie, 2014)

De modo que se ha formado un triángulo con arcos AP, AB y BP. Consideremos ahora una estrella ficticia en el punto N la cual tiene la misma declinación que B

y $\angle PNB = 90^\circ$. Supongamos además que las coordenadas de A son (α, δ) y las coordenadas de B son $(\alpha + \Delta\alpha, \delta + \Delta\delta)$ entonces $\angle APB = \Delta\alpha$, $AP = 90^\circ - \delta$, y $NP = BP = 90^\circ - (\delta + \Delta\delta)$ por lo que la ley de senos se puede escribir como:

$$\frac{\sin \Delta\theta}{\sin \Delta\alpha} = \frac{\sin[90^\circ - (\delta + \Delta\delta)]}{\sin \phi}$$

Utilizando la propiedad trigonométrica $\cos x = \sin(90^\circ - x)$, la ley de senos se puede reescribir:

$$\sin \Delta\alpha \cos(\delta + \Delta\delta) = \sin \Delta\theta \sin \phi$$

Asumiendo que nuestras estrellas están muy juntas y no tienen una separación mayor a un radián, podemos hacer una aproximación para ángulos pequeños, de manera que $\sin x \approx x$ y $\cos x \approx 1$. Así tenemos:

$$\Delta\alpha = \Delta\theta \frac{\sin \phi}{\cos \delta} \quad (1.10)$$

Ahora, con el fin de encontrar el cambio en la declinación, se utiliza la ley de cosenos

$$\cos[90^\circ - (\delta + \Delta\delta)] = \cos(90^\circ - \delta) \cos \Delta\theta + \sin(90^\circ - \delta) \sin \Delta\theta \cos \phi$$

De igual manera, se puede hacer una aproximación para ángulos pequeños, de donde se obtiene:

$$\Delta\delta = \Delta\theta \cos \phi \quad (1.11)$$

Sumando los cuadrados de las expresiones 1.10 y 1.11 se llega finalmente a que la distancia angular entre dos estrellas es

$$(\Delta\theta)^2 = (\Delta\alpha \cos \delta)^2 + (\Delta\delta)^2 \quad (1.12)$$

Para calcular la separación entre dos estrellas en las imágenes de ciencia, se deben conocer las coordenadas (x, y) del objeto astronómico en el CCD y aplicar el Teorema de Pitágoras para conocer la distancia de las mismas. La Figura 1.3, muestra el sistema

tipo trapecio ADS 4728 analizado con el software SAOImageDS9 Joye and Mandel (2003), el cual permite conocer las coordenadas en pixeles de la estrella de interés.

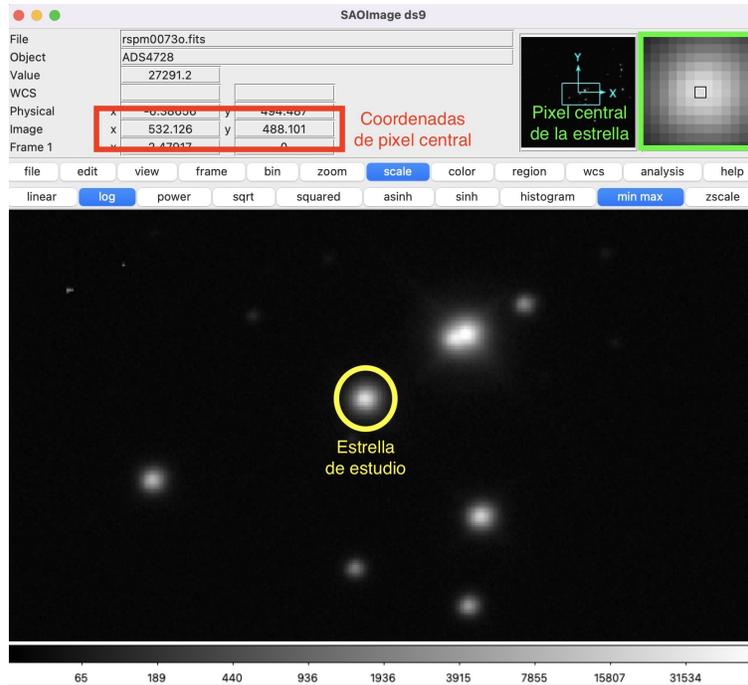


Figura 1.3: Sistema tipo trapecio ADS 4728 analizado con el software SAOImageDS9. El círculo amarillo al centro de la imagen presenta una estrella a ser examinada. En la parte superior derecha, se muestra en verde un acercamiento a la estrella donde se puede determinar el pixel central de la estrella. En rojo se exponen las coordenadas del pixel central de la estrella dentro del CCD.

Calculando la separación de dos estrellas en pixeles, derivando la distancia angular de las mismas estrellas en la imagen (Ecuación 1.12) y repitiendo el proceso para diferentes pares de estrellas se deduce:

Escala de placa

$$P = 0.47 \pm 0.06 \text{ arcsec/pix} \quad (1.13)$$

Campo de visión

$$FOV = 8.04 \pm 1.05 \text{ arcmin} \quad (1.14)$$

1.4. Filtros

Al realizar fotometría es común el uso de filtros, los cuales tiene como función dejar pasar únicamente un cierto intervalo espectral al detector. Hay que tener en cuenta que al limitar el rango de longitud de onda llegará menos luz al CCD, por lo cual será necesario un mayor tiempo de exposición.

Las medidas de brillo de un objeto generalmente se reporta en magnitudes, en escala logarítmica, la cual por razones históricas es una escala inversa. La magnitud se define en términos del flujo como:

$$m = -2.5 \log F + C \quad (1.15)$$

Las diferencias de magnitud entre diferentes regiones de longitud de onda se denominan colores y representan la pendiente del espectro sobre el intervalo espectral que abarcan los dos filtros involucrados (Bessell, 2005).

Conocer la magnitud y color de cualquier objeto astronómico es de gran relevancia, pues a partir de estos se puede derivar para cúmulos estelares su edad y composición, mientras que para galaxias permite determinar la naturaleza y la proporción de sus estrellas, constituyentes gaseosos y también estudiar su evolución.

La Ecuación 1.15 permite utilizar filtros y estrellas estándares para definir un sistema fotométrico, el cual resulta independiente del sitio y del equipo utilizado para la medición.

Existen distintos tipos de sistemas fotométricos, los cuales se clasifica en banda ancha (FWHM $> 500\text{\AA}$), intermedia (FWHM: $100 - 300\text{\AA}$) y angosta (FWHM: $10 - 100\text{\AA}$). El uso de cada banda depende del propósito astrofísico, del objeto y del sitio de observación.

En el año de 1966 Harold Johnson presentó el sistema fotométrico UBVRI, que parte de los 300 nm y llega a los 10 μm . Este sistema forma la base de los sistemas fotométricos de banda ancha, además de sentar las bases de la investigación en el IR. El flujo del sistema de Johnson se consigue a partir de normalizar todas las observaciones a aquellas de la estrella Vega, que por definición tiene una magnitud

$V = 0$, donde la banda V se aproxima al sistema de magnitud visual.

La Figura 1.4 muestra las curvas de transmisión para los sistemas fotométricos de banda ancha más comunes, donde se destaca en la parte superior el sistema Johnson-Cousins, que actualmente es el sistema más común y que se utiliza en las observaciones del presente trabajo.

En el caso de que se decida no utilizar filtros, habrá casos donde las imágenes de ciencia aún podrán ser útiles (por ejemplo, al determinar el período de una estrella variable); sin embargo, las magnitudes obtenidas varían dependiendo del detector que se use por lo cual la medición será distinta respecto a otro observador. Al no utilizar filtros, se medirá todo el espectro, por lo cual la cuantificación de magnitud puede ser varias veces el valor del filtro V .

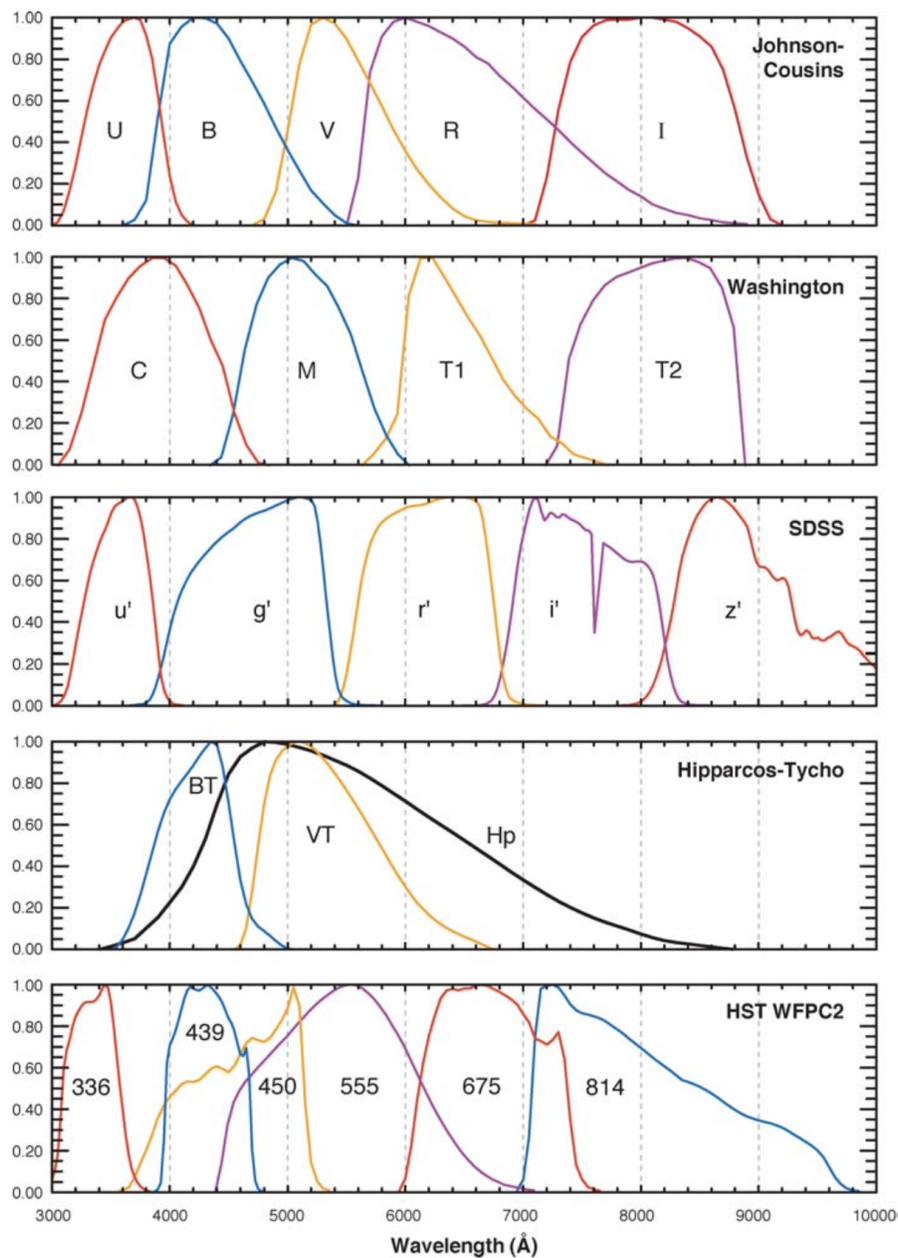


Figura 1.4: Sistemas fotométricos de banda ancha más utilizados (Bessell, 2005).

1.5. Preparación - Reducción de las imágenes

La obtención de imágenes que contengan datos científicos útiles depende de la calibración y el procesamiento de éstas. Es importante que las imágenes de ciencia representen con certeza el objeto astronómico a estudiar. Las fuentes de señal no

correspondientes al objeto se deben identificar, medir y eliminar, para no interferir con la representación real del cuerpo celeste.

La forma más común de eliminar el ruido causado por los efectos de tipo instrumental es mediante imágenes especiales llamadas *Bias*, *Darks* y *Flats*.

Actualmente, existen diversos programas que facilitan el procesamiento de imágenes, entre los más comunes se encuentran IRAF (Tody, 1993), AstroImageJ (Collins et al., 2017) y Astropy, entre otros. Dependiendo del software que se elija, se podrá hacer el procesamiento de imágenes de forma semiautomática. Cada programa permite modificar ciertos parámetros, por lo que resulta importante conocer el funcionamiento de cada software y las herramientas que permite utilizar.

En general, sin importar el software utilizado, se busca promediar las imágenes de reducción para crear imágenes llamadas *máster* y aplicarlas a las observaciones. En forma de ecuación, el proceso de calibración se puede escribir como:

$$\text{Imagen reducida} = \frac{\text{Imagen sin procesar} - \text{Imagen Bias}}{\text{Imagen Flat}} \quad (1.16)$$

1.5.1. Bias Frames

Las tomas oscuras, más conocidas como Bias frame o simplemente Bias, son imágenes que buscan captar el ruido intrínseco producido por la cámara CCD y su electrónica, este ruido es independiente del tiempo de exposición.

Las imágenes tipo Bias tienen un tiempo de exposición de cero segundos y se toman con el obturador cerrado con el propósito de no permitir la entrada de luz dentro de la cámara. La Figura 1.5 muestra una imagen Bias obtenida de las observaciones realizadas en la temporada de diciembre de 2019.

Se recomienda tomar varias imágenes Bias con el propósito de ser promediadas y así suavizar cualquier ruido aleatorio, la imagen resultante se llama *master Bias*.

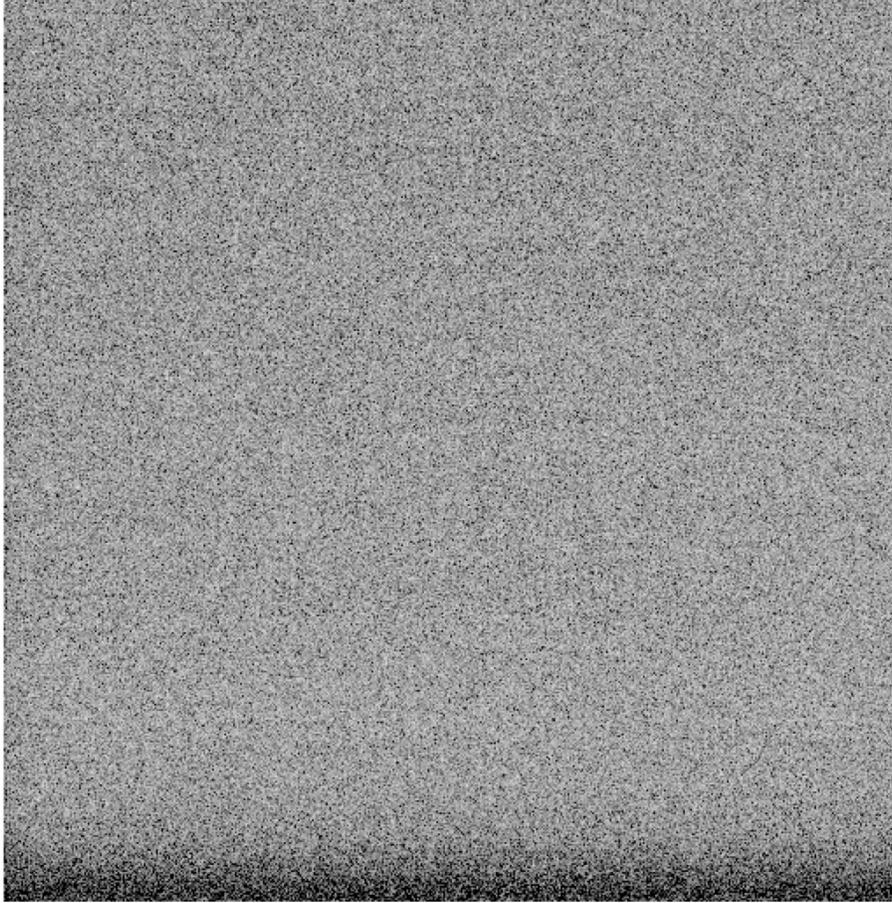


Figura 1.5: Muestra de una imagen tipo *Bias frame* correspondiente a la noche del 11 de diciembre de 2019, con tiempo de integración de cero segundos.

1.5.2. Dark Frames

La temperatura dentro del CCD puede generar el movimiento de electrones, los cuales se van apilando en pixeles, de manera que se registra una señal proporcional al tiempo de integración. Los Dark frames son imágenes en las cuales se busca cuantificar el ruido térmico del CCD, además de brindar información sobre pixeles defectuosos. Los pixeles calientes pueden ser controlados con una buena calibración de temperatura. Actualmente, los CCD tienen sistemas de enfriamiento que generan Darks de casi 0 ADU (Analog Digital Units) (AAVSO, 2014).

Al igual que los Bias frames, es necesario asegurar la nula entrada de luz, por lo que los Dark frames son tomados con la tapa del telescopio. El tipo de exposición debe ser relativamente igual a la de los Flats. La Figura 1.6 muestra una imagen tipo Dark,

la cual no corresponde a nuestras observaciones, pues debido a las características de enfriamiento de los CCD modernos se decidió no tomar imágenes de calibración tipo Dark.



Figura 1.6: Muestra de una imagen tipo *Dark frame* recabada del telescopio de 1m del OAN Tonanzintla.

1.5.3. Campos Planos (Flat Frames)

Los CCD no son perfectos, cada pixel tiene una ganancia o un valor QE (Quantum Efficiency) diferente. Para aplanar la respuesta relativa a cada pixel se obtiene una imagen de campo plano.

Una imagen de campo plano o *Flat frame* consiste en una iluminación uniforme de cada pixel (por una fuente espectral idéntica). Una vez que se obtiene la imagen, se normaliza a un valor representativo, que puede ser el promedio, la mediana o la moda, de modo que el campo plano normalizado será una imagen con valores cercanos a 1, y posteriormente se divide la imagen del objeto de interés por este campo plano normalizado. Para este método se requiere una fuente de luz brillante, más que cualquier estrella, para así tener una imagen de alta relación señal-a-ruido

(S-N) (Howell, 2006).

Existen diversos métodos para la obtención de campos planos, el más común es llamado *campo plano de cielo* y consiste en tomar exposiciones de cielo al anochecer o al amanecer. Hay ocasiones que las condiciones meteorológicas no permiten tomar los Flat frames de esta forma, por lo cual se pueden obtener estos campos iluminando una pantalla montada en el interior del domo. Dado que los pixeles tienen diferente respuesta a cada color, es necesario tomar campos planos en cada filtro.

En fotometría se utilizan cúpulas o superficies planas, mientras que para un espectroscopio se ilumina la rendija del espectrógrafo con una lámpara de cuarzo, este tipo de imagen se llama plano proyector.

Los campos planos también permiten eliminar cualquier acumulación de polvo en las superficies ópticas, reflejos en los deflectores ("baffles") y ópticas alineadas incorrectamente, los cuales pueden causar un gradiente en la cantidad de luz que pasa a través del sistema. La Figura 1.7 muestra una imagen típica de Flat para la noche de observación del 11 de diciembre de 2019.

Al realizar la toma de Flat frames, hay que garantizar que la temperatura de la cámara CCD es estable y que dicha temperatura sea la misma que se utiliza para las tomas oscuras y Bias. El enfoque tiene que ser el mismo que el de las imágenes astronómicas, para que los corpúsculos de polvo correspondan a la parte que afecta a la imagen astronómica.

1.6. Clasificación espectral y sistema MK

El estudio de las estrellas a través de la historia se ha realizado mediante diversas técnicas, la llegada de la fotometría y la espectroscopía permitió conocer más sobre la composición química de los cuerpos celestes. De esta manera, surge una nueva forma para catalogar estrellas, la cual depende del tipo espectral.

La clasificación espectral fue desarrollada en Harvard, por Edward C. Pickering y Williamina P. Fleming, quienes decidieron catalogar las estrellas con base en sus



Figura 1.7: Muestra de un *Flat frame* correspondiente a la noche del 11 de diciembre de 2019. Este Flat, corresponde al filtro I, en una escala de 1024×1032 pixeles. Las numerosas "donas" son motas de polvo desenfocadas presentes en el lente y el filtro. El nivel de brillo variable y las estructuras son comunes en las imágenes de campo plano.

líneas de absorción de hidrógeno, nombrando estrellas tipo A, a aquellas que cuenten con líneas anchas, tipo B a estrellas con anchura menor y así sucesivamente. En 1901, Annie Jump Cannon, reorganizó la taxonomía estelar colocando O y B antes que A y agregando subdivisiones de 0 a 9 para cada tipo. Después de diversos cambios, el sistema de clasificación de Harvard se ordenó mediante la temperatura O, B, A, F, G, K, M, donde las estrellas O son calientes y las estrellas M son frías. La Tabla 1.2 muestra las características principales de cada tipo espectral. Es común que los estudiantes utilicen la regla nemotécnica "Oh Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me" para recordar el orden de la clasificación espectral de las estrellas.

Tipo Espectral	Características
O	Son las estrellas más calientes, con temperaturas aproximadas de $40,000^{\circ} K$ de color azul-blanco. Presentan fuertes líneas de absorción He II.
B	Estrellas calientes con una temperatura aproximada de $15,000^{\circ} K$ de color azul. Tienen líneas de absorción He I fuertes y líneas H I (Balmer) cada vez más fuertes.
A	Estrellas blancas con una temperatura aproximadas de $8,500^{\circ} K$. Las líneas de absorción de la serie de Balmer son predominantes, además presentan líneas de absorción de Ca II. La estrella más famosa con este tipo espectral es Sirio (A1).
F	El color de estas estrellas es amarillo-blanco, con una temperatura media de $6,500^{\circ} K$. Cuentan con líneas de absorción de metales neutros (Fe I, Cr I).
G	La temperatura de las estrellas ronda los $5,500^{\circ} K$ y son de color amarillo. El Sol (G2) es una estrella con este tipo espectral. Presenta líneas continuas de Ca II y líneas de metales neutros (Fe I).
K	Estrellas naranjas, son estrellas con temperaturas bajas, con un promedio de $4,200^{\circ} K$. Se pueden encontrar líneas de absorción en Ca II.
M	Son estrellas frías (temperaturas menores a $3,000^{\circ} K$ de color rojo. Cuenta con espectros dominados por bandas de absorción molecular, especialmente óxido de Titanio (TiO) y óxido de Vanadio (VO). Entre las estrellas más populares con este tipo espectral se encuentra Betelgeuse (M2).

Tabla 1.2: Clasificación espectral del sistema de Harvard.

Las estrellas más calientes se denominan de tipo temprano, mientras que las estrellas más cerca del final (G, K, M) se denominan de tipo tardío. Esta clasificación también entra dentro de las subdivisiones espectrales, de modo que una estrella K0 se puede denotar como “estrella K temprana” y una estrella B9 puede ser nombrada como “estrella B tardía” (Carroll and Ostlie, 2014).

Los elementos más comunes en el universo son el hidrógeno y el helio, por lo que en astronomía es común llamarle metal a cualquier elemento más pesado que éstos. El estudio de líneas de emisión causada por metales y la existencia de estrellas con temperaturas menores a $3,000^\circ K$ hace que el sistema de clasificación espectral se tenga que extender a estrellas tipo R, N y S, con temperaturas en el intervalo de $2,500^\circ K$ y $1,300^\circ K$ respectivamente.

Al mismo tiempo que se desarrollaban las investigaciones de clasificación espectral, Ejnar Hertzsprung y Henry Russell descubrieron que estrellas con el mismo tipo espectral podían tener diferente tipo de luminosidad (o magnitud). Esto dejó en claro que conocer el tipo espectral no basta para conocer todas las propiedades empíricas de la estrella. Inspirados por esto, Morgan, Keenan y Kellerman crearon un sistema bidimensional, el cual se conoce como el sistema MK.

La clasificación MK asigna mediante números romanos (del I al V) el tipo de luminosidad. A las estrellas enanas se les asocia el tipo V, las gigantes son nombradas de tipo III y las supergigantes se asocian con el tipo I. La Tabla 1.3 muestra las características de los 5 tipos de luminosidad. De esta manera, la luminosidad de una estrella de un tipo espectral dado depende únicamente de su radio. Así, estrellas más grandes tendrán mayor luminosidad y una clase de luminosidad menor (I a III), mientras que estrellas más pequeñas tendrán menor luminosidad y una clase de luminosidad mayor (V) (Loiuard, 2020).

Clase	Tipo de estrella
Ia-O	Supergigante, extremadamente luminosa
Ia	Supergigante, luminosa
Ib	Supergigante, ligeramente luminosa
II	Gigantes brillantes
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Secuencia principal

Tabla 1.3: Clase de luminosidad de Morgan-Keenan (Binney and Marrieffild, 1998).

1.6.1. Color en función del tipo espectral

Como se mencionó en la parte superior, el tipo espectral está asociado con el color y la clase de luminosidad está conectada con la luminosidad (o la magnitud absoluta). Por lo cual, una clasificación MK completa (tipo espectral y clase de luminosidad) da una idea clara de la ubicación de una estrella en un diagrama color magnitud. La Figura 1.8 da una aproximación de la dependencia de magnitud M_v , el tipo espectral y la clase de luminosidad.

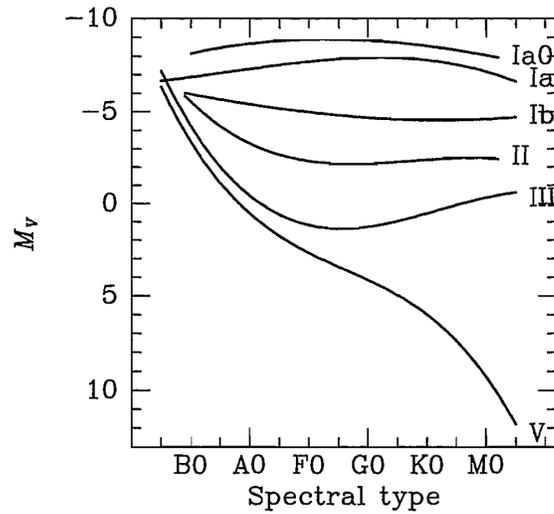


Figura 1.8: Magnitud M_v en función del tipo espectral. Las curvas corresponden a la clase de luminosidad (Binney and Marrielfid, 1998).

Los diagramas color-magnitud, como su nombre lo indica, comparan el color (comúnmente B-V) y la magnitud (usualmente M_v). El problema radica en que para conocer la magnitud absoluta de una estrella se necesita conocer la distancia.

La ecuación 1.4 muestra la dependencia logarítmica del flujo. Así, para una estrella medida en diferentes filtros y haciendo la resta de magnitudes (color), hará que en el cociente de flujos las distancias se cancelen. Mostrado que el color es independiente de la distancia, entonces, un diagrama color-color también es independiente de la distancia.

La Tabla 1.4 muestra los datos en forma tabular de la Figura 1.8, además de especificar las relaciones entre el tipo espectral y los colores U-B y B-V para las clases de luminosidad I y V. Los datos se puede utilizar para construir un diagrama color-color (o de dos colores) tal como se presenta en la Figura 1.9.

Clase V				Clase I			
Tipo Espectral	Mv	U-B	B-V	Tipo Espectral	Mv	U-B	B-V
O3	-6.0	-1.15	-0.33	O5		-1.17	-0.32
O5	-5.7	-1.15	-0.33	B0	-6.1	-1.07	-0.24
O8	-4.9	-1.14	-0.32	B5	-5.4	-0.70	-0.10
B0	-4.0	-1.08	-0.30	A0	-5.2	-0.33	-0.01
B3	-1.6	-0.71	-0.20	A5	-5.1	0.00	0.09
B5	-1.2	-0.60	-0.17	F0	-5.1	0.15	0.19
B8	-0.2	-0.38	-0.11	F5	-5.1	0.27	0.33
A0	0.6	-0.06	-0.02	G0	-5.0	0.50	0.76
A5	1.9	0.11	0.15	G5	-4.6	0.81	1.00
F0	2.7	0.06	0.30	K0	-4.3	1.15	1.20
F5	3.5	0.01	0.44	K5	-4.4	1.79	1.59
G0	4.4	0.10	0.58	M0	-4.5	1.90	1.64
G5	5.1	0.23	0.68				
K0	5.9	0.45	0.81				
K5	7.4	1.03	1.15				
M0	8.8	1.25	1.40				
M5	12.3	1.22	1.64				

Tabla 1.4: Relación entre tipo espectral, magnitud absoluta y color para estrellas de secuencia principal y supergigantes. Tabla tomada de Binney and Marriefeld (1998).

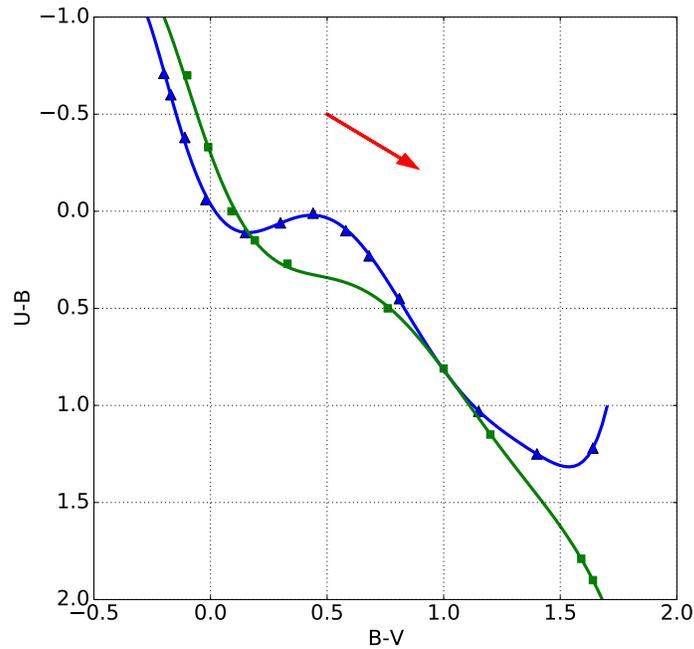


Figura 1.9: Diagrama de dos colores para estrellas de secuencia principal (triángulos) y supergigantes (cuadrados). La flecha roja indica la dirección de enrojecimiento. Los datos fueron tomados de la Tabla 1.4.

1.6.2. Enrojecimiento y el parámetro Q

La extinción ocasionada por el medio interestelar causa que las estrellas presenten colores observados más rojos que los valores intrínsecos correspondientes al tipo espectral. Este efecto se puede visualizar en un diagrama de dos colores como un desplazamiento de las estrellas en la dirección de la línea roja (Ver Figura 1.9) a la cual llamamos línea de enrojecimiento.

Para desenrojecer la estrella y obtener el índice de color intrínseco, se desplaza la estrella en la dirección opuesta de la línea de enrojecimiento y se busca el punto de intersección con la curva de secuencia principal o supergigantes (según sea el caso). De esta manera, se definen los excesos como:

$$\begin{aligned} E(U - B) &= (U - B) - (U - B)_0 \\ E(B - V) &= (B - V) - (B - V)_0, \end{aligned} \tag{1.17}$$

donde $U - B$ y $B - V$ representan los colores observados, mientras que $(U - B)_0$ y $(B - V)_0$ representan los colores intrínsecos.

La absorción A_V se define como la diferencia de la magnitud observada de una estrella m_V y la magnitud m_{0V} que tendría en ausencia de polvo interestelar.

$$A_V = (m - m_0)_V \quad (1.18)$$

Para usos prácticos, el parámetro $E(B - V)$ permite calcular la absorción interestelar (visual) a través de:

$$A_V = R \times E(B - V) \quad (1.19)$$

en la cual, R es una constante. $R = 3.1$ para regiones de mediana absorción. Combinar las ecuaciones 1.6 y 1.18 permite conocer la distancia a una estrella con tipo espectral conocido, mediante la siguiente ecuación:

$$d = 10^{(m_v - M_V - A_v + 5)/5}. \quad (1.20)$$

Muchas veces se desconoce el tipo espectral de las estrellas que deseamos estudiar. Sin embargo, dada la pendiente de enrojecimiento, es posible definir un nuevo parámetro (Q), el cual depende únicamente del tipo espectral y no del enrojecimiento.

La pendiente de la línea de desenrojecimiento es de 0.72, es decir:

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72, \quad (1.21)$$

al sustituir y desarrollar 1.17 en 1.21 se obtiene

$$Q = (U - B) - 0.72(B - V) = (U - B)_0 - 0.72(B - V)_0 \quad (1.22)$$

Lo que indica que el parámetro Q es independiente del enrojecimiento. La Tabla 1.5 relaciona el parámetro Q con el tipo espectral, en un rango de O5 a A0. Para tipos espectrales posteriores a A0 el parámetro Q no es una buena aproximación del tipo espectral debido a que la pendiente de la línea de enrojecimiento es casi igual a

la tangente a la curva de secuencia principal, lo que hace casi imposible identificar si una estrella se ha enrojecido o no.

Tipo Espectral	Q	Tipo Espectral	Q
O5	-0.93	B3	-0.57
O6	-0.93	B5	-0.44
O8	-0.93	B6	-0.37
O9	-0.9	B7	-0.32
B0	-0.9	B8	-0.27
B0.5	-0.85	B9	-0.13
B1	-0.78	A0	0
B2	-0.7		

Tabla 1.5: Q contra tipo espectral para estrellas tempranas. Datos tomados de Johnson and Morgan (1953).

Capítulo 2

Transformación al sistema estándar

Al observar una estrella, se mide un flujo radiante, denotado como E , el cual nos indica la cantidad de energía que entra a nuestro detector. Debido a las condiciones del CCD y a los fenómenos de absorción y dispersión que presenta la atmósfera, esta energía se ve alterada, ocasionando que nuestra medida no represente el fenómeno físico real. Para solucionar dicho problema, se ha logrado medir el flujo de algunas estrellas con alta precisión, las cuales son llamadas, estrellas estándar.

El método para transformar la magnitud de cualquier estrella observada y convertirla al sistema estándar consiste en observar una estrellas estándar, hacer fotometría y comparar la magnitud instrumental m_{obs} con la magnitud intrínseca m_{int} , lo cual nos dará un coeficiente de transformación, para un cierto filtro.

2.1. Fotometría de apertura

Al tomar una imagen, el detector CCD recolecta los fotones provenientes del objeto astronómico a estudiar. Sin embargo, también detecta otros fotones que provienen del cielo, los que tienen que tomarse en cuenta y eliminarse antes de realizar una determinación final del flujo de la fuente. Para medir la intensidad luminosa de las estrellas estándar utilizaremos la técnica de fotometría de apertura con el programa APT (Aperture Photometry Tool) (Laher et al., 2012).

La fotometría de apertura consiste en colocar anillos de software alrededor de la

fuente de interés y luego usar un análisis estadístico para estimar su nivel medio por pixel. La descripción de cada anillo se presenta a continuación.

1. Apertura de estrella: Es el radio más pequeño dentro de la técnica utilizada. El propósito de esta apertura es cubrir únicamente a la estrella de interés con un radio lo suficientemente amplio para recolectar todos los fotones provenientes de ésta.
2. Hueco: Tal como su nombre lo indica, es un hueco que se deja entre la apertura de la estrella y la corona de cielo. Sirve para eliminar los datos provenientes de algún objeto cercano a la estrella de interés. En el caso de que no se presente ningún objeto, el hueco puede ser eliminado.
3. Corona de Cielo: Es el radio más grande y se utiliza para obtener la información de la luz proveniente del cielo

La Figura 2.1 muestra los tres radios concéntricos de apertura.

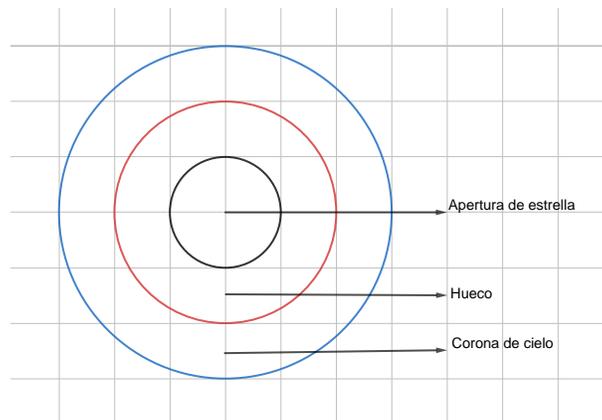


Figura 2.1: Disposición de la apertura

2.2. Análisis de Estrellas Estándar

Las estrellas estándar son estrellas que se usan para calibrar las observaciones astronómicas y tienen una luminosidad conocida a la que se hace referencia para medir la luminosidad de otros objetos celestes. Estas estrellas se pueden identificar a través

de su brillo o magnitud, color o intensidad, tamaño angular o distancia angular y algunas otras características. Se consideran como referencias para calibrar la magnitud de diferentes objetos celestes, ya que se ha encontrado, a través de mediciones, que su luminosidad no cambia a través del tiempo más de una pequeña cantidad en su magnitud. En el artículo publicado por Landolt (1992) se examinó un método para la determinación precisa de magnitudes ópticas en estrellas muy débiles y se compararon los resultados obtenidos con datos generados mediante fotometría diferencial.

El método para transformar las estrellas al sistema estándar consiste en comparar la magnitud observada con las magnitudes publicadas por Landolt, mediante un ajuste lineal que depende del color y de la masa de aire.

La Figura 2.2 muestra una comparación entre la región de estrellas estándar Rubin 149 observada por Landolt y la observada en la temporada de diciembre de 2019.

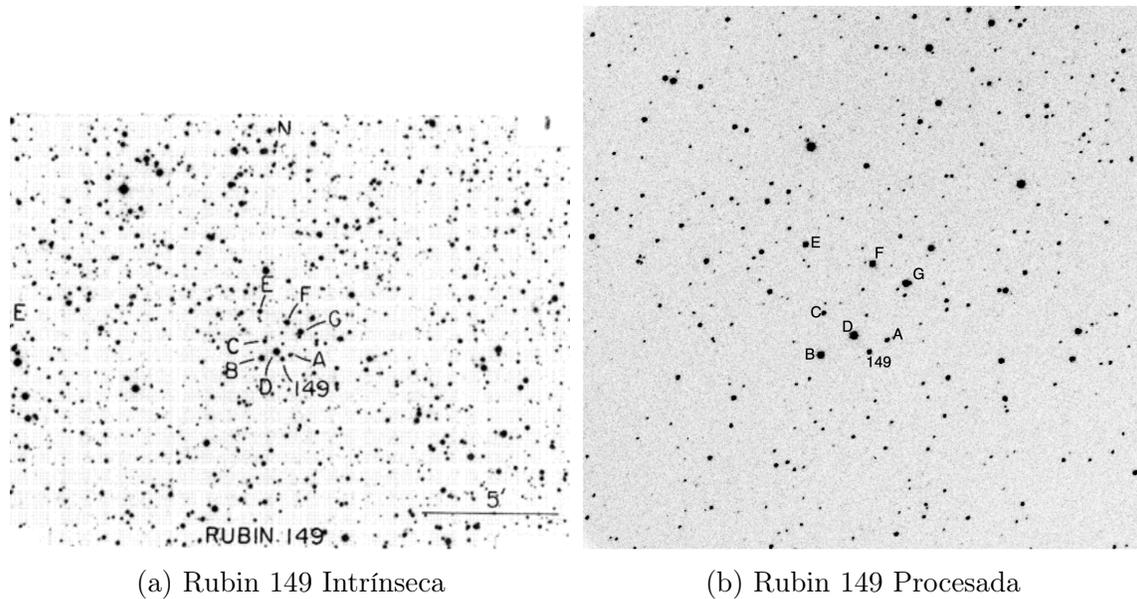


Figura 2.2: Imagen del campo estándar RUBIN 149.

2.3. Masa de aire

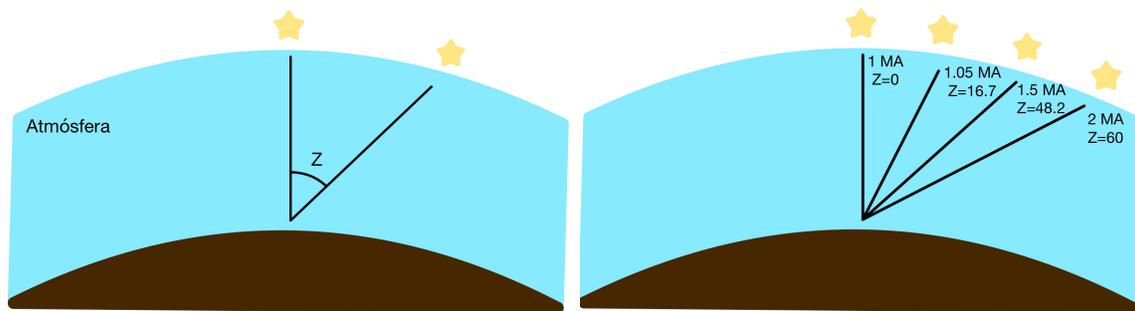
La Masa de Aire (MA) es una columna vertical de aire desde la superficie terrestre hasta donde se extiende la atmósfera. La masa de aire es el volumen de tropósfera contenido en esta columna y está compuesta por cantidades variables de los diferentes

gases que forman nuestra atmósfera como el oxígeno, nitrógeno y otros gases. La masa de aire tiene un efecto secundario sobre la calibración con estrellas estándar de Landolt, ya que cambia ligeramente la intensidad de la luz que recibimos de estas estrellas. El aire presente en la atmósfera terrestre absorbe y desvía la luz procedente del espacio, lo cual puede afectar a la exactitud de la calibración.

La distancia cenital z es el ángulo formado entre la posición de la estrella y el cenit. La Figura 2.3a ilustra z . Por definición la masa de aire es igual a 1 cuando $z = 0^\circ$. De esta manera se puede deducir que:

$$MA = \frac{1}{\sec z} \quad (2.1)$$

La Figura 2.3b muestra algunos valores de masa de aire conforme crece la distancia cenital.



(a) Distancia cenital z para una estrella fuera del cenit. (b) Valor de masa de aire para distintos tipos de distancia angular.

Figura 2.3: Masa de Aire

2.4. Método de mínimos cuadrados

El método de mínimos cuadrados lo aplicaremos a una ecuación empírica que pretende modelar la forma en que la magnitud de una estrella disminuye su brillo a medida que atraviesa la atmósfera terrestre. Las ecuaciones que usaremos, cada una correspondiente a cada filtro del sistema de Johnson, son de la siguiente forma:

$$U_{int} - U_{obs} = A_U * X + K_U * (U - B)_{obs} + C_U. \quad (2.2)$$

$$B_{int} - B_{obs} = A_B * X + K_B * (B - V)_{obs} + C_B. \quad (2.3)$$

$$V_{int} - V_{obs} = A_V * X + K_V * (B - V)_{obs} + C_V. \quad (2.4)$$

$$R_{int} - R_{obs} = A_R * X + K_R * (R - I)_{obs} + C_R. \quad (2.5)$$

$$I_{int} - I_{obs} = A_I * X + K_I * (R - I)_{obs} + C_I. \quad (2.6)$$

Donde X es la masa de aire y los coeficientes de transformación al sistema estándar son A , K y C , donde A es el coeficiente de absorción atmosférica, K es el término de color y C es una constante que define el punto cero de la ecuación.

Sin pérdida de generalidad tomemos la ecuación para V y llamemos delta a la diferencia entre magnitud intrínseca y observada ($\Delta = V_{int} - V_{obs}$) y color a la diferencia de magnitudes observadas entre B y V ($Co = (B - V)_{obs}$), la ecuación 2.4 se puede escribir como:

$$\Delta = A_V * X + K_V * (Co) + C_V. \quad (2.7)$$

Las medidas que se toman de cada estrella, en general, no se ajustan de manera exacta a la ecuación anterior, por lo que habrá una diferencia que en general es pequeña entre el miembro izquierdo (Δ) y el miembro derecho ($A_V * X + K_V * (Co) + C_V$). La diferencia entre estos términos se denomina δ y se muestra en la ecuación siguiente:

$$\delta = \Delta - A_V * X - K_V * (Co) - C_V. \quad (2.8)$$

El método de mínimos cuadrados nos asegura que la suma del cuadrado de estas diferencias (δ) será mínimo, por lo que al elevar al cuadrado ambos lados de la ecuación se llega a que:

$$\begin{aligned} \delta^2 = & \Delta^2 - 2Co\Delta K_V + Co^2 K_V^2 - 2C_V\Delta_V + 2C_V k_V Co \\ & + C_V^2 - 2A_V\Delta X + 2A_V Co K_V X + 2A_V C_V X + A_V^2 X^2 \end{aligned} \quad (2.9)$$

Y sacando las derivadas parciales para cada incógnita se obtiene:

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial K_V} = \Sigma(2C_o^2 k_V - 2C_o \Delta + 2C_o C_V + 2A_V C_o X). \quad (2.10)$$

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial A_V} = \Sigma(-2\Delta X + 2C_o K_V X + 2C_V X + A_V X^2). \quad (2.11)$$

$$\frac{\partial \delta^2}{\partial C_V} = \Sigma(-2\Delta + 2C_o K_V + 2C_V + 2A_V X). \quad (2.12)$$

Para asegurarnos que la suma del cuadrado de las deltas (δ) sea mínimo, estas ecuaciones deben igualarse a cero, lo que nos dará un sistema de ecuaciones donde las incógnitas serán A , K y C . Estas tres ecuaciones forman un sistema de 3×3 que se puede resolver por cualquier método.

$$\begin{aligned} A \Sigma(C_o X) + K \Sigma(C_o^2) + C \Sigma(C_o) &= \Sigma(C_o \Delta) \\ A \Sigma(X^2) + K \Sigma(C_o X) + C \Sigma(X) &= \Sigma(X \Delta) \\ A \Sigma(X) + K \Sigma(C_o) + C \Sigma(i) &= \Sigma(\Delta) \end{aligned} \quad (2.13)$$

El desarrollo anterior ha sido únicamente para V, pero el proceso es análogo para los cinco filtros del sistema de Johnson.

2.4.1. Programa Python de Mínimos Cuadrados

La Ecuación 2.13 puede ser resuelta por diversos métodos. Es importante notar que el símbolo Σ hace referencia a la suma de todos los datos recolectados de una cierta estrella en un cierto filtro.

Al ser un gran número de datos, lo más conveniente es automatizar el proceso, de esta manera, se decidió realizar un programa en Python que resuelve el problema de mínimos cuadrados.

El código siguiente, muestra la solución a la Ecuación 2.13, en el cual se ha utilizado únicamente la librería numpy y se ha usado la función `np.linalg.solve` para resolver la ecuación, la cual resuelve el sistema a partir del método de Crout.

```

1 import numpy as np
2
3 #A continuacion leo mi archivo, el cual tiene formato:
4 #color(co), masa de aire(x), Mag_intrinseca-Mag_observacional (delta)
5
6 co, x, delta= np.transpose(np.loadtxt('Archivo.txt'))
7
8
9 #Aqui hago las sumas de:
10
11 Sum_cox=sum(co*x)      #color por masa de aire
12 Sum_coco=sum(co**2)   #color por color
13 Sum_co=sum(co)        #color
14 Sum_xx=sum(x*x)       #masa de aire al cuadrado
15 Sum_x=sum(x)          #masa de aire
16 Sum_i=len(co)         #cuento el numero de datos
17 Sum_cod=sum(co*delta) #color por delta
18 Sum_xd=sum(x*delta)   #masa de aire por delta
19 Sum_d=sum(delta)      #delta
20
21
22 #Creo mi sistema de ecuaciones
23 a=np.array([[Sum_cox,Sum_coco,Sum_co],[Sum_xx,Sum_cox,Sum_x],[Sum_x,
24           Sum_co,Sum_i]])
25
26 #Indico que lo resuelva
27 sol=np.linalg.solve(a,b)
28
29 #Imprimo la solucion
30 print(sol)

```

Las Figura 2.4 muestra una gráfica de residuo contra color, en la cual se puede ver una posible dependencia cúbica, por lo cual se decide resolver el modelo de mínimos cuadrados, considerando una variación cúbica del color, de esta manera la ecuación

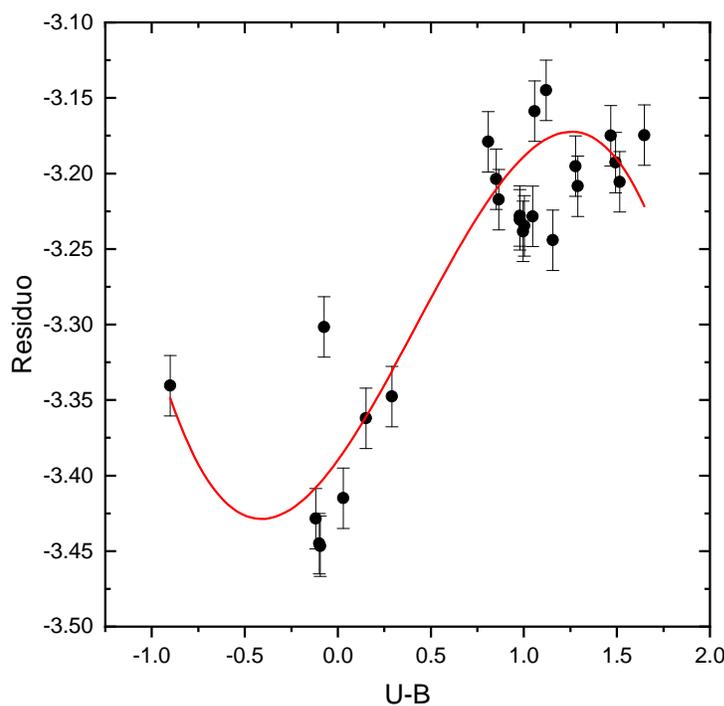


Figura 2.4: Gráfica de residuo contra color con filtro en U para la temporada de junio, en la cual se puede ver una posible dependencia cúbica del color.

2.13 se modifica y pasa a ser de la siguiente forma:

$$\begin{aligned}
 A \sum(Co^3 X) + K \sum(Co^6) + C \sum(Co^3) &= \sum(Co^3 \Delta) \\
 A \sum(X^2) + K \sum(Co^3 X) + C \sum(X) &= \sum(X \Delta) \\
 A \sum(X) + K \sum(Co^3) + C \sum(i) &= \sum(\Delta)
 \end{aligned} \tag{2.14}$$

El código 2.4.1 se puede modificar de las líneas 11 a 19 para considerar una variación del color de forma cúbica y así resolver la ecuación 2.14. La corrección de las líneas de código se muestra a continuación.

```

1 Sum_cox=sum((co**3)*x) #color al cubo por masa de aire
2 Sum_coco=sum(co**6) #color a la sexta
3 Sum_co=sum(co**3) #color al cubo
4 Sum_xx=sum(x*x) #masa de aire al cuadrado
5 Sum_x=sum(x) #masa de aire
6 Sum_i=len(co**3) #cuento el numero de datos

```

```

7 Sum_cod=sum((co**3)*delta)#color al cubo por delta
8 Sum_xd=sum(x*delta)      #masa de aire por delta
9 Sum_d=sum(delta)        #delta

```

Las imágenes de residuo contra color expuestas en el Apéndice, muestran que sólo algunas de las observaciones presentan esta posible variación cúbica de color. En general, para todas las noches de observación el ajuste lineal que se suele utilizar será suficiente, pues al realizar los cálculos con ambos códigos para las imágenes que no presenten variaciones cúbicas tan evidentes, se observa que los coeficientes A, K y C no varían más de lo considerado en nuestras cifras significativas, por lo que se decidió tomar los coeficientes obtenidos a partir del color lineal, dejando la investigación de la variación de color para un futuro, cuando se tengan más observaciones.

2.5. Coeficientes de transformación

En las Tablas 2.1, 2.2, 2.3, 2.4, y 2.5 se muestran los resultados obtenidos para los coeficientes de absorción (A), términos de color (K) y términos de punto cero (C) para todas las magnitudes observadas.

La Tabla 2.1 muestra los coeficientes de transformación para el filtro U. En la noche del 13 al 14 de diciembre no se observaron estrellas estándar, por lo que no se muestran datos. Además, las observaciones del 14 al 15 de diciembre son muy pocas, por lo que la estadística es mala, así, se decidió no utilizar estos coeficientes.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 13-14 de junio 2019	-0.56	0.13	23.51
Noche 10-11 de diciembre 2019	-0.44	0.18	23.49
Noche 12-13 de diciembre 2019	-1.20	0.06	24.47
Noche 13-14 de diciembre 2019	-	-	-
Noche 14-15 de diciembre 2019	17.07	-85.51	46.00
Noche 15-16 de diciembre 2019	-0.49	0.14	23.60

Tabla 2.1: Coeficientes obtenidos para el filtro U

La Tabla 2.2 presenta los coeficientes A, K y C en el filtro B. Durante la noche de observación del 13-14 de diciembre 2019 en la que se observaron apenas 2 estrellas

estándar, por lo que los coeficientes que se obtuvieron de esta noche no son apropiados para hacer cualquier tipo de corrección.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 13-14 de Junio 2019	-0.28	0.04	25.42
Noche 10-11 de Diciembre 2019	-0.26	0.04	25.39
Noche 12-13 de Diciembre 2019	-0.30	0.02	25.40
Noche 13-14 de Diciembre 2019	664.84	3.79	-693.02
Noche 14-15 de Diciembre 2019	-0.14	-0.08	25.14
Noche 15-16 de Diciembre 2019	-0.31	0.04	25.42

Tabla 2.2: Coeficientes obtenidos para el filtro B

La Tabla 2.3 muestra los coeficientes de transformación para el filtro V. En la cual se verifica que la noche del 13 al 14 de diciembre no ha sido una noche con condiciones óptimas para las observaciones astronómicas, pues los coeficientes A, K y C son demasiado grandes en comparación a las demás noches.

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 13-14 de junio 2019	-0.17	-0.07	25.04
Noche 10-11 de diciembre 2019	-0.14	-0.07	25.05
Noche 12-13 de diciembre 2019	-0.10	-0.08	24.97
Noche 13-14 de diciembre 2019	-39.46	0.75	63.66
Noche 14-15 de diciembre 2019	-0.14	-0.09	25.04
Noche 15-16 de diciembre 2019	-0.17	-0.06	25.10

Tabla 2.3: Coeficientes obtenidos para el filtro V

La Tabla 2.4 expone los coeficientes A, K y C para el filtro R. Una vez más, los coeficientes de transformación de la noche del 13-14 de diciembre 2019 presentan una variación considerable respecto a las demás observaciones.

La Tabla 2.5 presenta los datos obtenidos para el filtro I. En la cual todas las noches parecen tener coeficientes razonablemente correctos físicamente, con excepción de la noche del 13 al 14 de diciembre.

Es claro que los coeficientes de transformación A, K y C no son los adecuados para las noches del 13 al 14 de diciembre, sin importar el filtro. Esto se debe a que

Sistema de Estándares	A	K	C
Noche 13-14 de junio 2019	-0.14	-0.05	25.09
Noche 10-11 de diciembre 2019	-0.10	-0.07	25.16
Noche 12-13 de diciembre 2019	-0.14	-0.03	25.15
Noche 13-14 de diciembre 2019	19.33	-2.21	5.28
Noche 14-15 de diciembre 2019	-0.09	-0.07	25.10
Noche 15-16 de diciembre 2019	-0.19	-0.07	25.22

Tabla 2.4: Coeficientes obtenidos para el filtro R

Noche de observación	A	K	C
Noche 13-14 de junio 2019	-0.10	0.11	24.95
Noche 10-11 de diciembre 2019	-0.04	0.11	25.06
Noche 12-13 de diciembre 2019	-0.34	0.14	25.47
Noche 13-14 de diciembre 2019	-3.51	-1.37	29.93
Noche 14-15 de diciembre 2019	-0.06	0.07	25.11
Noche 15-16 de diciembre 2019	-0.12	0.05	25.17

Tabla 2.5: Coeficientes obtenidos para el filtro I

las condiciones de observación para esta noche no fueron buenas. De aquí en adelante no se trabajará con datos recopilados en cualquier filtro para esa noche.

Capítulo 3

Análisis fotométrico de los trapecios

Los sistemas tipo trapecio son cúmulos abiertos en los cuales las estrellas interactúan dinámicamente. Cada estrella dentro del trapecio recibe el nombre de componente y se enumeran alfabéticamente, donde la “componente A” suele ser la estrella más brillante.

La fotometría de cada componente se realiza análogamente a la fotometría realizada en el Capítulo 2, es decir, en el radio fotométrico de menor apertura se coloca la estrella componente, en el segundo radio se registra el hueco y finalmente, el último radio registra la corona de cielo.

El software de APT cuenta con una interfaz gráfica que resulta intuitiva para el usuario, por lo cual se decidió realizar la fotometría de estrellas estándar con dicho programa, sin embargo, para las imágenes de sistemas tipo trapecio, se cuenta con más de mil imágenes, por lo que hacer fotometría con APT no es lo más indicado, pues sólo permite hacer fotometría imagen por imagen, al ser bastantes datos se optó por buscar un segundo software que pudiera hacer fotometría a un grupo de imágenes, así, se optó por el programa AstroImageJ.

Con el fin de comprobar que este nuevo software realizara fotometría de la misma manera que APT, se realizó la fotometría de un trapecio con ambos programas.

La Tabla 3.1 muestra una comparación del número de cuentas obtenido con AstroImageJ y el registrado por APT. Esto para dos mediciones de las 6 componentes

(A, B, C, D, E y F) del trapecio ADS 1329.

Se puede observar que la diferencia de cuentas entre mediciones es tan sólo una pequeña parte de la cantidad total. Como se registra en la última columna, la diferencia de mediciones entre un programa y el otro varía en 0.1% en los casos más altos.

	No. de cuentas (AstroImageJ)	No. de cuentas (APT)	Diferencia (cuentas)	Diferencia(%) (Porcentaje)
A	163657.5663	163640	17.566316	0.01073358012
B	1505427.035	1503700	1727.034662	0.1147205824
C	72591.87383	72488.6	103.273825	0.1422663716
D	58946.5638	59003	56.436205	0.09574129748
E	123743.0788	123762	18.921178	0.015290696
F	1170320.58	1169260	1060.580108	0.09062304176
A	40307.63323	40359.5	51.866766	0.1286772798
B	94842.91829	94752.7	90.218291	0.0951239087
C	871463.4746	870522	941.474566	0.1080337379
D	80068.28323	80192.9	124.616769	0.1556381178
E	150244.2993	150189	55.299313	0.0368062637
F	1175990.939	1175830	160.93914	0.01368540646

Tabla 3.1: Diferencia de cuentas usando los programas AstroImageJ y APT.

Al no haber una variación relevante entre los dos programas utilizados, se procedió a hacer fotometría con AstroImageJ, para el cual se puede obtener fácilmente el número de cuentas y a partir de la Ecuación 1.4 se puede transformar dicho número a magnitud aparente.

3.1. Análisis del trapecio ADS 15184

El trapecio ADS 15184 (también conocido como WDS 21390+5729) tiene coordenadas 21h 38m +57^o 29' y cuenta con cuatro componentes: A, B, C, y D, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.1.

Se tomaron 70 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, alternando entre 0.1 y 8 segundos de tiempo de integración entre cada medida, con el fin de que las imágenes tomadas al tiempo de exposición

más pequeño no saturan las componentes más brillantes, mientras que las imágenes tomadas a 8 segundos cumplen el papel de recolectar suficientes fotones para visualizar las estrellas más débiles.

La Figura 3.2 muestra la imagen observada del trapecio ADS 15184 en el filtro V. En la parte central de la imagen se puede apreciar el trapecio, mostrando a la izquierda la componente C, arriba a la derecha la componente D y al centro las componentes A y B, las cuales observando cualitativamente no alcanzan una separación suficiente como para hacer fotometría de cada una de ellas por separado. Analizando con el programa APT y haciendo cortes verticales y horizontales (ver Figura 3.3) se puede verificar que el CCD no distingue entre las componentes A y B, por lo que la fotometría de estas componentes se realiza como si fuera una sola estrella, la cual se denota como componente AB.

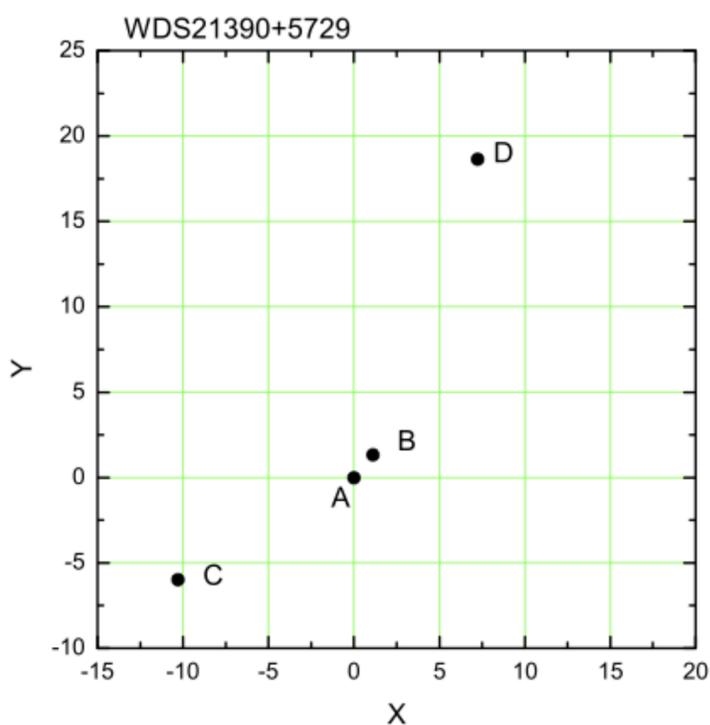


Figura 3.1: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 15184. Las unidades de los ejes se encuentran en segundos de arco.

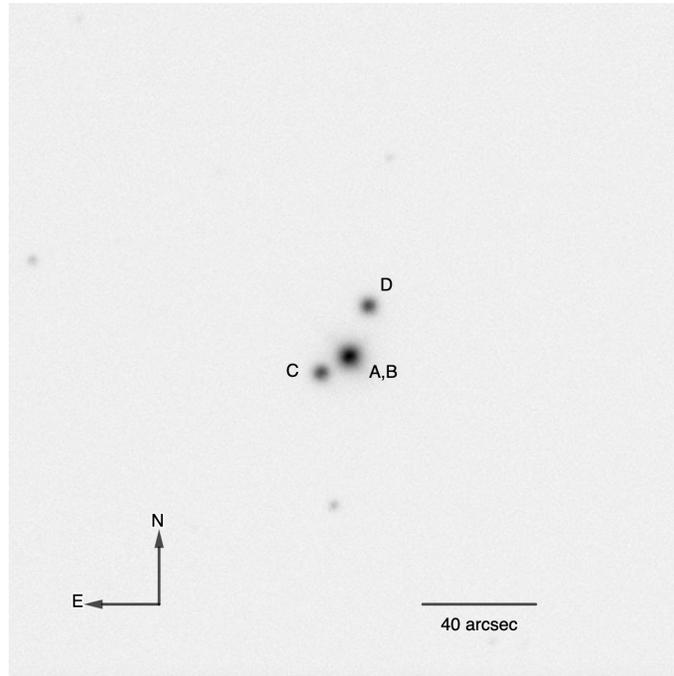
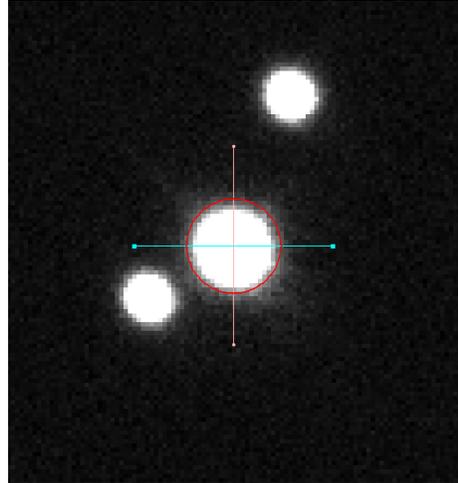
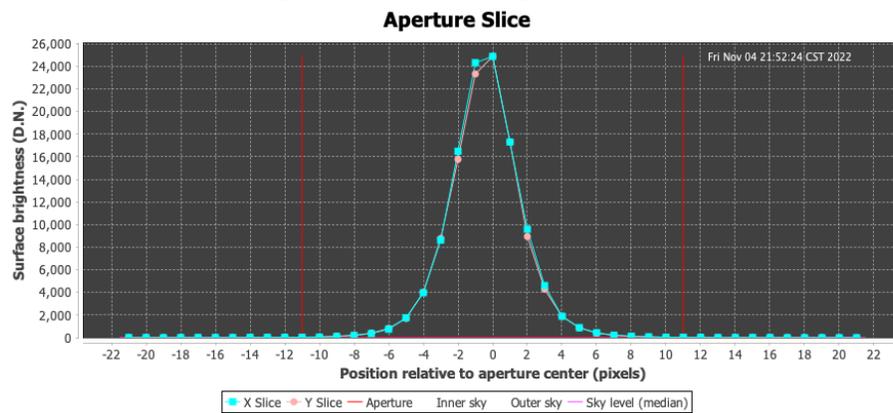


Figura 3.2: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 15184 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 0.2 segundos.



(a) Corte horizontal y vertical a la componente AB del trapecio.



(b) Gráfica del número de cuentas en función del radio de apertura.

Figura 3.3: Cortes vertical y horizontal para la estrella central del trapecio ADS 15184. Los cortes muestran que nuestras observaciones no tienen la resolución suficiente para separar las componentes A y B, identificando ambas estrellas como una misma (Componente AB).

Una vez que se ha decidido la forma en la cual se llevará a cabo la fotometría, se procede a usar el programa AstroImageJ, variando el radio de apertura fotométrica, según lo requiera la estrella. La Tabla 3.2 muestra el valor de los radios tomados para cada componente, dónde r_1 es el radio de apertura de la estrella, r_2 el del hueco y r_3 el de la corona del cielo.

	r_1	r_2	r_3
AB	8	12	16
C	8	11	14
D	8	11	14

Tabla 3.2: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 15184.

Los datos fotométricos obtenidos están en unidades de número de cuentas (ADU), los cuales son directamente proporcionales al tiempo de exposición. Para el trapecio ADS 15184, se cuenta con imágenes con dos tiempos de exposición distintos (0.2 s y 8 s) por lo que es necesario normalizar el número de cuentas a un mismo tiempo, que por convención escogeremos como 10 s, para esto se utiliza la siguiente ecuación:

$$I_{10} = \frac{10}{t} I_{obs}. \quad (3.1)$$

I_{10} representa la intensidad de la estrella al tiempo normalizado, t es el tiempo de observación e I_{obs} es la intensidad observada. La intensidad normalizada se puede convertir a magnitud tal como se explica al principio de este capítulo.

Utilizando las ecuaciones [2.2-2.6] para cada filtro y tomando los coeficientes A, K y C correspondientes a la noche del 10 al 11 de diciembre, los cuales se muestran en las Tablas [2.1 - 2.5] se puede obtener el valor de las magnitudes y colores observados para los cuales se estima un error de ± 0.02 y ± 0.03 respectivamente, donde la magnitud de la estrella AB representa el brillo que tendría una estrella resultante de la unión de las componentes A y B.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
AB	5.29	5.62	5.37	5.28	5.10	-0.33	0.24	0.09	0.18	0.27
C	7.93	8.18	7.87	7.66	7.49	-0.25	0.32	0.20	0.17	0.37
D	7.83	8.05	7.80	7.67	7.52	-0.22	0.25	0.13	0.15	0.28

Tabla 3.3: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 15184.

Utilizando los valores de cada color observado se puede determinar el índice Q , que se sabe es independiente del enrojecimiento (ver Ec. 1.22). A los diferentes valores de Q se les puede asociar un tipo espectral diferente dependiendo de si la estrella es de clase de Luminosidad I (Supergigante) o V (Enana o de Secuencia Principal) (ver Tabla 1.5).

La Tabla 3.4 muestra el tipo espectral que se asocia a cada estrella de este trapecio basado en los valores calculados para el índice Q . En el caso de la componente AB, el tipo espectral obtenido representa el tipo de espectro que tendría una estrella resultante de la unión de A y B.

	Q	Tipo Espectral
AB	-0.50	B5
C	-0.48	B5
D	-0.40	B6

Tabla 3.4: Valores de tipo espectral con relación a Q para ADS 15184.

A partir de los valores $U-B$ y $B-V$ observados, mostrados en la Tabla 3.3 se puede trazar un diagrama de dos colores ($U-B$ vs $B-V$) (ver imagen 3.4) donde los puntos rojos representan las componentes AB, C y D. En azul y verde se pueden encontrar las curvas de secuencia principal y de supergigantes, respectivamente. Sobre el diagrama de dos colores se puede trazar la línea de enrojecimiento (línea de color rojo en la Fig. 3.4), la cual presenta una pendiente de ~ 0.72 (ver Johnson and Morgan (1953)). Esta línea nos permite desenrojecer los colores observados de una estrella moviéndolos en una dirección paralela a la línea de enrojecimiento hasta intersectar alguna de las dos curvas intrínsecas.

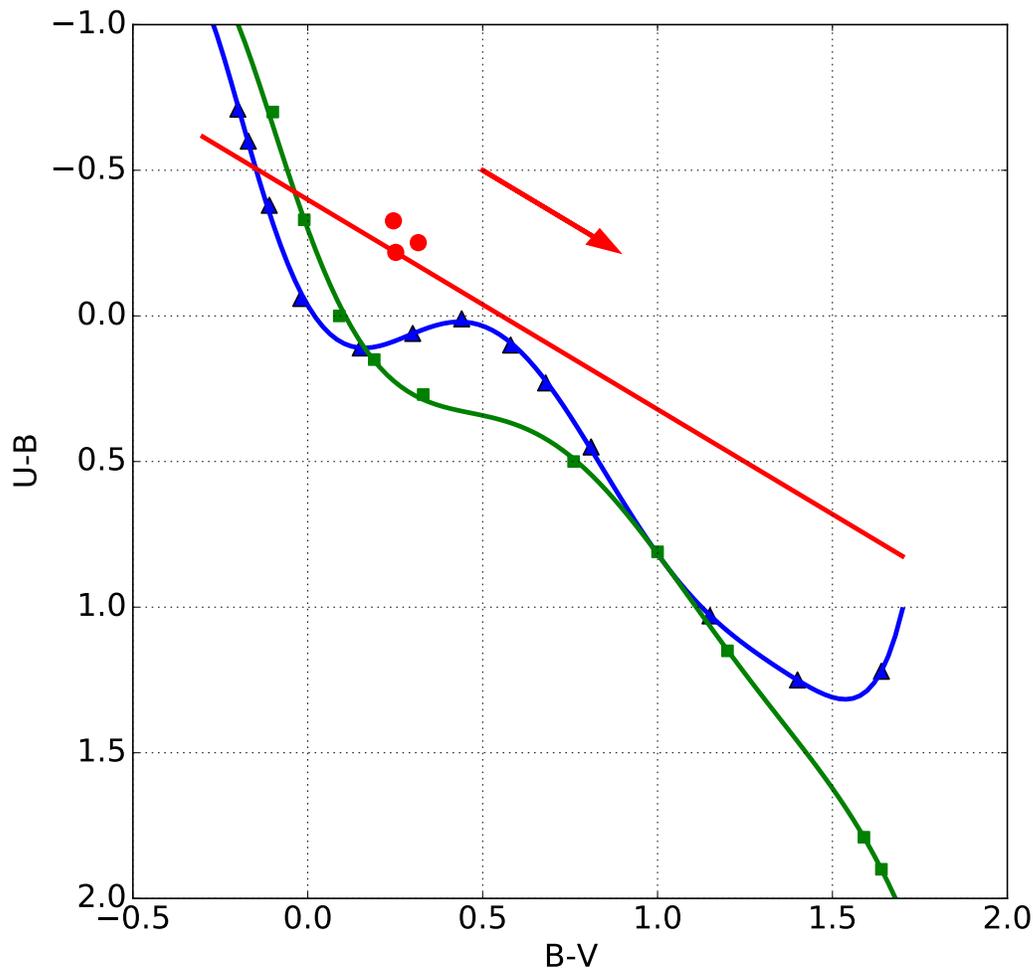


Figura 3.4: Diagrama de dos colores (U-B vs B-V) para el trapecio ADS 15184. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.

Encontrando la intersección entre la recta y las curvas de secuencia principal y supergigantes se puede conocer el color intrínseco de cada estrella. Haciendo la resta entre el color intrínseco y el color observado se determina el exceso de color, lo que permite calcular la absorción y a su vez la distancia (Ecuación 1.20.)

La Tabla 3.5 presenta los datos obtenidos de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias suponiendo que las estrellas son de tipo supergigante, mientras que la Tabla 3.6 muestra los resultados suponiendo estrellas de secuencia principal.

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
AB	-0.56	-0.07	0.23	0.32	0.99	1380.43	0.72
C	-0.53	-0.07	0.27	0.38	1.18	3975.93	0.25
D	-0.43	-0.04	0.21	0.29	0.90	4349.30	0.23

Tabla 3.5: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 15184 (Suponiendo estrellas supergigantes).

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
AB	-0.63	-0.18	0.31	0.42	1.31	135.51	7.38
C	-0.60	-0.17	0.35	0.49	1.51	389.58	2.57
D	-0.51	-0.15	0.29	0.40	1.24	355.85	2.81

Tabla 3.6: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 15184 (Suponiendo estrellas de secuencia principal).

Al comparar los resultados obtenidos de nuestras observaciones con datos reportados en la base de datos astronómicos SIMBAD Astronomical Database (Tabla 3.7) se puede ver que el valor de nuestras magnitudes difiere a lo más una magnitud en el peor de los casos.

En el caso de la componente AB, SIMBAD muestra por separado las magnitudes de las componentes A y B, siendo de 5.62 y 13.30 respectivamente. Convirtiendo dichas magnitudes a valores de intensidades (Ecuación 1.4) se obtienen valores de 6.65×10^{-3} para la componente A y 4.79×10^{-6} para B. Dado que la intensidad es lineal, se puede sumar y así obtener la magnitud de AB (magnitud con datos de SIMBAD), tal como se muestra en la siguiente ecuación:

$$m_{AB} = -2.5 \log(I_A + I_B) \quad (3.2)$$

Tras realizar el cálculo se obtiene una magnitud en V de 5.62, la cual tiene sentido físico, pues, A es mucho más brillante que B, por lo que $m_{AB} \approx m_A$. En nuestras

observaciones se encuentra que AB tiene una magnitud en V de 5.37 que difiere de tan solo 0.25 magnitudes del cálculo realizado.

Magnitud			
	AB	C	D
U	5.29	7.93	7.83
U*	-	7.72	7.53
B	5.62	8.18	8.05
B*	-	7.63	-
V	5.37	7.87	7.80
V*	-	7.46	-
R	5.28	7.66	7.67
R*	-	-	8.73
I	5.10	7.49	7.52
I*	-	7.67	-
Tipo Espectral			
	AB	C	D
St	B5	B5	B6
St*	-	B1.5V	B1V
Paralaje			
	AB	C	D
P_{sg}	0.72	0.25	0.23
P_{sp}	7.38	2.57	2.81
P*	-	0.8589	1.1051

Tabla 3.7: Comparación de ADS 15184 con datos reportados en SIMBAD (se muestran acompañados de un asterisco).

Utilizando la curva teórica de enrojecimiento llamada número 15 de van De Hulst descrita en el Capítulo 5 de (Middlehurst and Aller, 1968) se puede obtener el valor desenrojecido de la magnitud para cada componente y a su vez el color intrínseco.

Los resultados se muestran en las Tablas 3.8 y 3.9, nótese que el valor intrínseco de color obtenido coincide con los datos reportados en las Tablas 3.5 y 3.6.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
AB	3.76	4.31	4.39	4.55	4.63	-0.55	-0.07	-0.16	-0.08	-0.25
C	6.10	6.62	6.68	6.78	6.93	-0.52	-0.07	-0.10	-0.14	-0.25
D	6.44	6.86	6.90	7.00	7.09	-0.42	-0.04	-0.10	-0.09	-0.19

Tabla 3.8: Magnitudes y colores desrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 15184 suponiendo estrellas supergigantes.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
AB	3.25	3.88	4.06	4.31	4.48	-0.63	-0.18	-0.25	-0.17	-0.42
C	5.58	6.18	6.35	6.54	6.77	-0.60	-0.17	-0.19	-0.23	-0.42
D	5.91	6.41	6.56	6.75	6.93	-0.50	-0.15	-0.19	-0.18	-0.37

Tabla 3.9: Magnitudes y colores desrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 15184 suponiendo estrellas de secuencia principal.

3.2. Análisis del trapecio ADS 4728

El trapecio ADS 4728 (también conocido como WDS 06085+13358) tiene coordenadas $6^{\text{h}} 8^{\text{m}} +13^{\circ} 58'$ y cuenta con once componentes: A, B, C, D, E, F, G, H, J, K, y L, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.5.

Se tomaron 110 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins.

A diferencia del trapecio anterior, ADS 4728, éste tiene más estrellas, por lo que es necesario tomar imágenes en las cuales se varíe aún más los tiempos de exposición. Se decide tomar imágenes a 0.5, 1 y 8 segundos entre cada medición. Así, las imágenes tomadas al menor tiempo de exposición desempeñan el papel de no saturar las componentes más brillantes, las imágenes tomadas a 1 segundo buscan capturar

las estrellas con magnitud intermedia dentro del trapecio y las imágenes tomadas a 8 segundos buscan recolectar los suficientes fotones para visualizar las estrellas más débiles.

La Figura 3.6 muestra la imagen observada del trapecio en el filtro V. Al centro de la imagen se presentan las componentes más brillantes (A y B), rodeadas de estrellas con una magnitud intermedia (C, D y E) y más alejadas, en la parte inferior se encuentra las componentes más débiles (F, G, H, I, y J).

Se puede observar de manera cualitativa que las componentes A y B no tienen la separación suficiente como para hacer fotometría de dichas estrellas por separado. Analizando con el programa APT (ver Figura 3.7) y haciendo cortes verticales y horizontales similares a los presentados en la Figura 3.3 se puede verificar que además de no distinguir entre componentes, el CCD se encuentra saturado. Caso contrario para la componente K, la cual cuenta con una magnitud aparente baja, por lo cual el CCD no alcanza a recolectar los fotones necesarios para detectarla. Así, se decidió no hacer la fotometría de las componentes A, B y K.

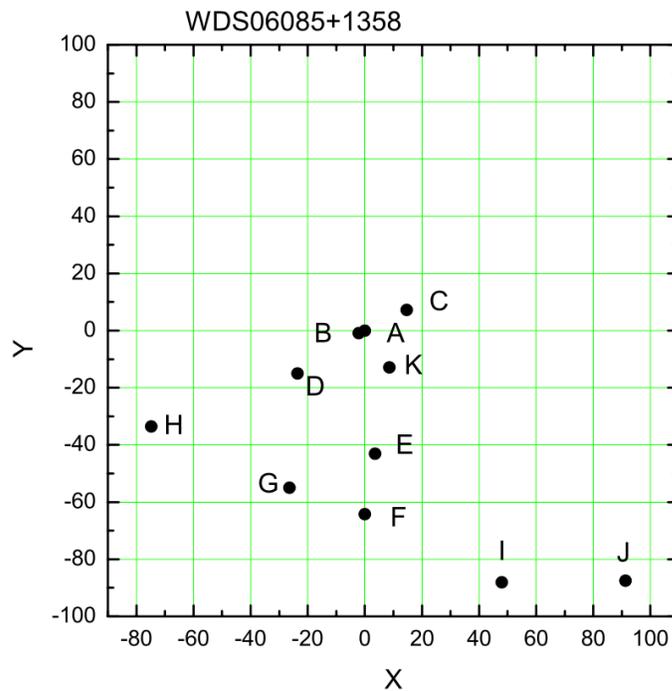


Figura 3.5: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 4728.

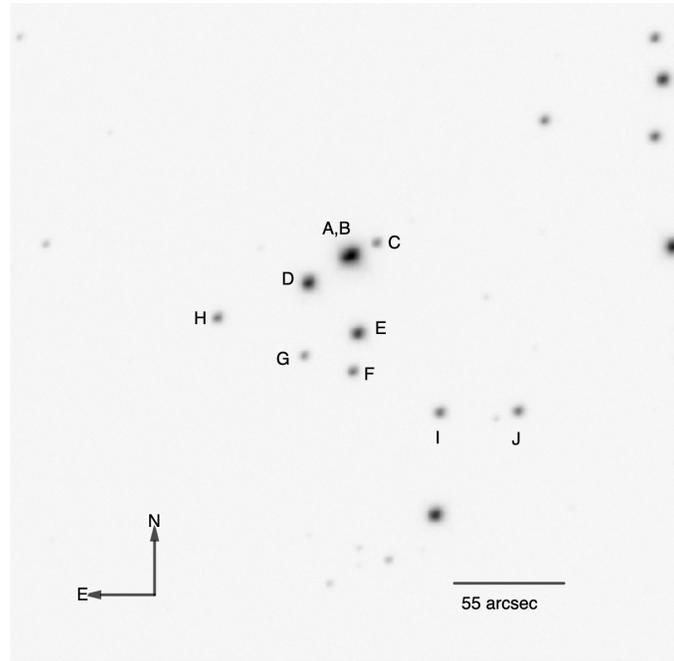
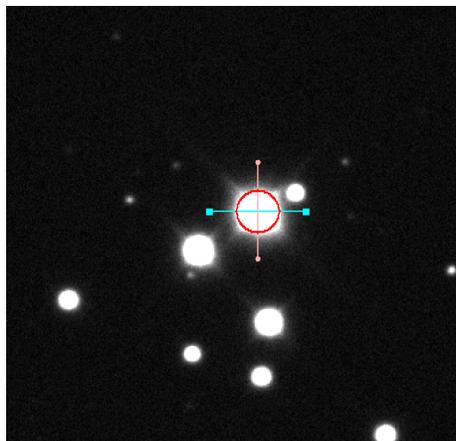
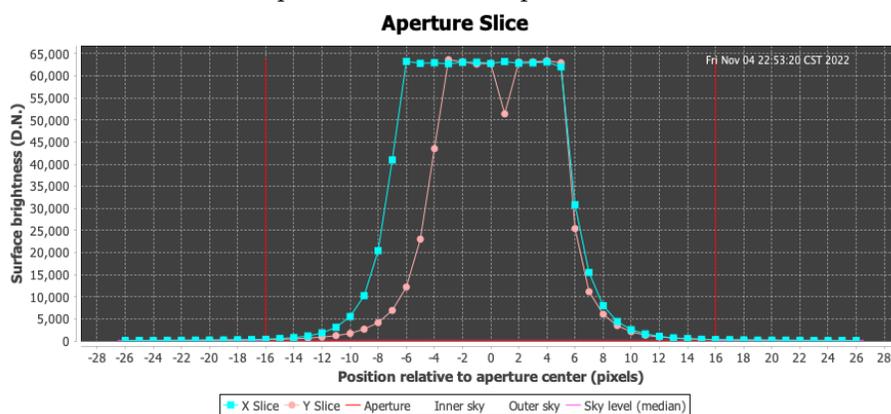


Figura 3.6: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 4728 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 1 segundo.



(a) Corte horizontal y vertical a la componente AB del trapecio



(b) Gráfica de el número de cuentas en función del radio de apertura

Figura 3.7: Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 4728, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65 mil cuentas

Una vez que se ha decidido la forma en la cual se llevará a cabo la fotometría, se procede a usar el programa AstroImageJ, variando el radio de apertura fotométrica, según lo requiera la estrella. La Tabla 3.10 muestra el valor de los radios tomados para cada componente y se normaliza los datos fotométricos a 10 s con la Ecuación 3.1.

	r_1	r_2	r_3
C	9	11	13
D	10	11	14
E	9	11	14
F	9	11	14
G	11	13	16
H	11	13	16
I	10	12	14
J	10	12	14

Tabla 3.10: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 4728.

De manera análoga a como se hizo para el trapecio ADS 15184, tomando los coeficientes A, K y C para la misma noche de observación, se pueden obtener el valor de las magnitudes y colores observados (ver Tabla 3.11) para los cuales se estima un error de ± 0.02 y ± 0.03 respectivamente.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	11.66	11.72	11.51	11.46	11.31	-0.05	0.21	0.04	0.15	0.20
D	7.98	8.60	8.59	8.64	8.62	-0.62	0.01	-0.05	0.02	-0.03
E	8.88	9.22	9.12	9.13	9.04	-0.35	0.10	-0.00	0.08	0.08
F	11.16	11.08	10.87	10.83	10.68	0.08	0.21	0.04	0.15	0.19
G	12.11	11.98	11.76	11.72	11.57	0.13	0.22	0.04	0.15	0.18
H	12.25	11.08	9.88	9.34	8.76	1.17	1.21	0.54	0.58	1.12
I	10.70	10.87	10.75	10.74	10.65	-0.17	0.12	0.01	0.09	0.09
J	10.72	10.95	10.81	10.76	10.64	-0.22	0.13	0.05	0.12	0.17

Tabla 3.11: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 4728.

La Tabla 3.12 muestra el tipo espectral que se asocia a cada estrella de este trapecio. El cálculo se hace a partir del parámetro Q.

	Q	Tipo Espectral
C	-0.20	B8
D	-0.63	B3
E	-0.42	B5
F	-0.08	B9
G	-0.03	A0
H	0.30	A0
I	-0.26	B8
J	-0.32	B7

Tabla 3.12: Valores de tipo espectral en relación con Q para ADS 4728

A partir de los valores $U-B$ y $B-V$ observados, mostrados en la tabla 3.11 se puede trazar un diagrama de dos colores ($U-B$ vs $B-V$) (ver imagen 3.8) donde los puntos rojos representan las componentes C, D, E, F, G, H, I y J. En azul y verde se pueden encontrar las curvas de secuencia principal y de supergigantes respectivamente. Sobre el diagrama de dos colores se traza la línea de enrojecimiento (línea de color rojo en la Fig. 3.8).

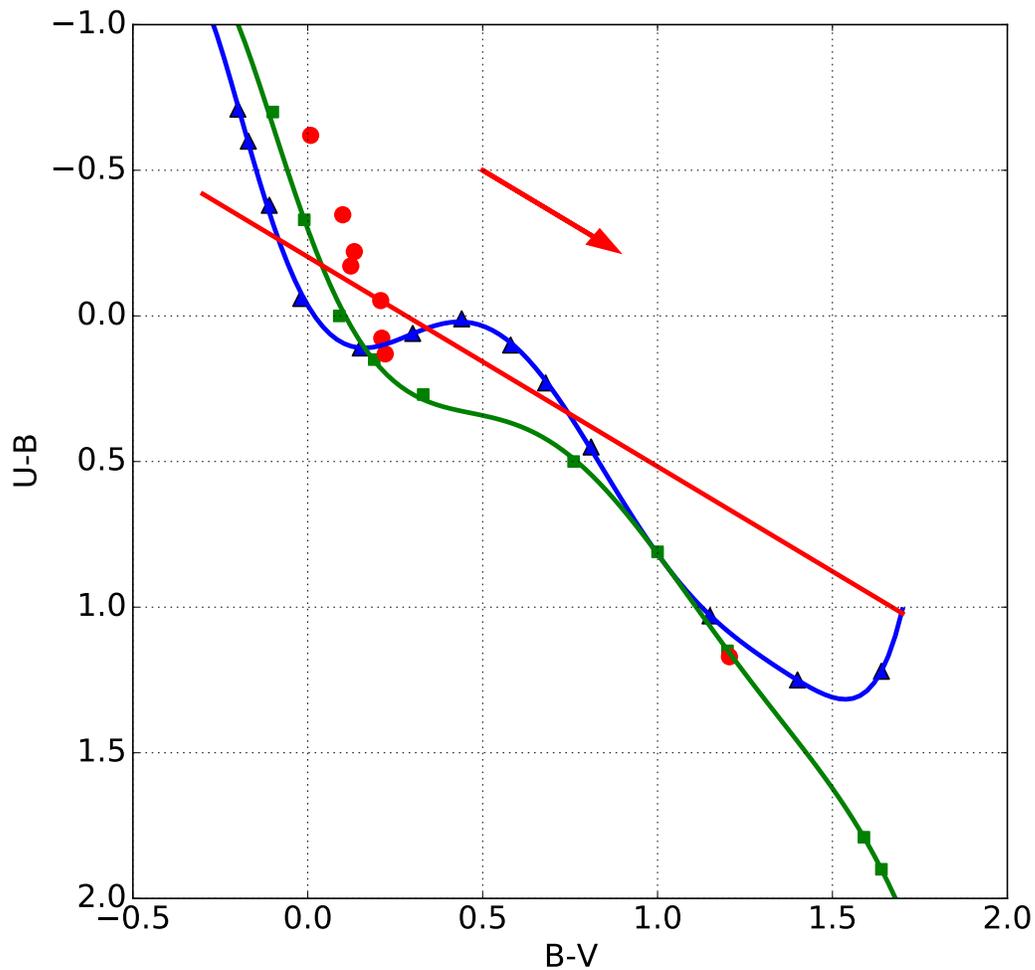


Figura 3.8: Diagrama de dos colores (U-V vs B-V) para el trapecio ADS 4728. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.

La Tabla 3.13 presenta los datos obtenidos de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias, suponiendo que las estrellas son de tipo supergigante, mientras que la Tabla 3.14 muestra los resultados suponiendo estrellas de secuencia principal.

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{B-V}	E_{U-B}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
C	-0.17	0.04	0.17	0.12	0.52	27948.93	0.04
D	-0.71	-0.11	0.12	0.09	0.38	8201.46	0.12
E	-0.45	-0.04	0.14	0.10	0.45	9945.13	0.10
F	0.00	0.11	0.10	0.07	0.32	22636.52	0.04
G	0.07	0.14	0.08	0.06	0.25	34886.01	0.03
H	-	-	-	-	-	-	-
I	-0.25	0.02	0.11	0.08	0.33	21454.01	0.05
J	-0.32	-0.01	0.14	0.10	0.44	21340.38	0.05

Tabla 3.13: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 4728 (Suponiendo estrellas supergigantes).

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{B-V}	E_{U-B}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
C	-0.26	-0.08	0.29	0.21	0.91	1466.26	0.68
D	-0.78	-0.21	0.22	0.16	0.69	1261.05	0.79
E	-0.53	-0.15	0.25	0.18	0.79	969.79	1.03
F	-0.09	-0.03	0.24	0.17	0.74	931.28	1.07
G	-0.02	0.01	0.22	0.16	0.67	866.56	1.15
H	-	-	-	-	-	-	-
I	-0.34	-0.10	0.23	0.16	0.71	1132.09	0.88
J	-0.41	-0.12	0.26	0.18	0.80	1483.90	0.67

Tabla 3.14: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 4728 (Suponiendo estrellas de secuencia principal).

La Tabla 3.15 muestra los datos de nuestras observaciones comparados con los de SIMBAD (Se muestran con *).

Magnitud								
	C	D	E	F	G	H	I	J
U	11.66	7.98	8.88	11.16	12.11	12.25	10.70	10.72
U*	-	7.75	-	-	10.94	-	-	-
B	11.72	8.60	9.22	11.08	11.98	11.08	10.87	10.95
B*	11.51	8.239	9.051	11.02	11.882	11.03	10.82	-
V	11.51	8.59	9.12	10.87	11.76	9.88	10.75	10.81
V*	11.529	8.659	9.265	10.968	11.892	9.905	10.825	-
R	11.46	8.64	9.13	10.83	11.72	9.34	10.74	10.76
R*	11.32	8.89	9.10	10.86	11.69	9.65	-	-
I	11.31	8.63	9.04	10.68	11.57	8.76	10.65	10.64
I*	-	-	-	-	12.40	-	-	-
Tipo Espectral								
	C	D	E	F	G	H	I	J
St	B8	B3	B5	B9	A0	A0	B8	B7
St*	B9V	B1V	B3V	B9V	-	G8	B5	-
Paralaje								
	C	D	E	F	G	H	I	J
P_{sg}	0.04	0.12	0.10	0.04	0.03	0.24	0.05	0.05
P_{sp}	0.68	0.79	1.03	1.07	1.15	10.27	0.88	0.67
P*	1.0671	0.96	0.9537	1.0783	1.0151	1.657	1.086	-

Tabla 3.15: Comparación de ADS 4728 con datos reportados en SIMBAD.

Las Tablas 3.16 y 3.17 muestran los resultados de las magnitudes y colores des-
 rojeados para estrellas supergigantes y de secuencia principal. En donde se observa
 que los datos de colores coinciden con los reportados en las Tablas 3.13 y 3.14.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	10.85	11.03	10.99	11.08	11.06	-0.17	0.04	-0.09	0.01	-0.08
D	7.39	8.1	8.21	8.36	8.44	-0.71	-0.11	-0.15	-0.08	-0.23
E	8.18	8.63	8.67	8.79	8.83	-0.45	-0.04	-0.12	-0.04	-0.15
F	10.66	10.66	10.55	10.59	10.53	0	0.11	-0.04	0.07	0.02
G	11.73	11.65	11.51	11.54	11.46	0.07	0.14	-0.03	0.08	0.06
H	7.59	7.11	6.88	7.11	7.33	0.48	0.24	-0.23	-0.22	-0.45
I	10.18	10.43	10.41	10.49	10.49	-0.25	0.02	-0.08	0	-0.08
J	10.05	10.37	10.38	10.44	10.43	-0.32	-0.01	-0.06	0.01	-0.05

Tabla 3.16: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 4728 suponiendo estrellas supergigantes.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	10.26	10.52	10.6	10.79	10.88	-0.26	-0.08	-0.19	-0.09	-0.28
D	6.91	7.69	7.9	8.13	8.29	-0.78	-0.21	-0.23	-0.16	-0.39
E	7.65	8.18	8.33	8.54	8.67	-0.53	-0.15	-0.21	-0.13	-0.33
F	10.02	10.11	10.14	10.28	10.33	-0.09	-0.03	-0.15	-0.04	-0.19
G	11.07	11.09	11.09	11.22	11.25	-0.02	0.01	-0.13	-0.03	-0.17
H	6.77	6.41	6.34	6.71	7.07	0.36	0.06	-0.37	-0.36	-0.73
I	9.6	9.93	10.04	10.22	10.31	-0.33	-0.1	-0.18	-0.1	-0.28
J	9.49	9.89	10.02	10.17	10.26	-0.4	-0.12	-0.15	-0.09	-0.24

Tabla 3.17: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 4728 suponiendo estrellas de secuencia principal.

3.3. Análisis del trapecio ADS 2843

El trapecio ADS 2843 (También conocido como WDS 03541+3153) tiene coordenadas $3^{\text{h}} 54^{\text{m}} +31^{\circ} 53'$ y cuenta con cinco componentes: A, B, C, D, y E, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.9.

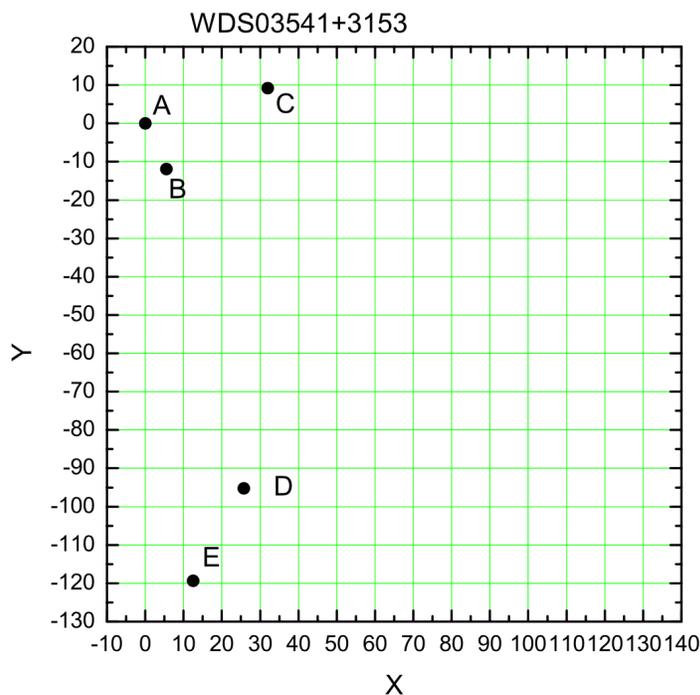


Figura 3.9: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 2843.

Se tomaron 148 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, alternando entre 0.2 y 0.5 el tiempo de exposición para todos los filtros y un tercer tiempo de integración que varía dependiendo del filtro.

Filtro	Tiempo
U	10
B	5
V	3
R	2
I	1

Tabla 3.18: Tiempos de integración correspondiente a cada filtro del sistema de Johnson-Cousins para el trapecio ADS 2843

Nótese que los tiempos de integración en los dos primeros casos son exposiciones pequeñas, buscando no saturar las componentes más brillantes, mientras que las

exposiciones al tercer tiempo de integración buscan visualizar las componentes de magnitud más débil.

La Figura 3.10 muestra la imagen observada del trapecio en el filtro V. Al centro de la imagen se observa claramente saturada la componente A y de manera cualitativa se puede ver que dicha saturación afecta a B. A la derecha se encuentra la componente C y en la zona inferior de la imagen se muestran las componentes D y E.

Analizando con el software de APT y haciendo cortes verticales y horizontales (ver Figura 3.11) se puede verificar que la componente A está saturada, de manera que produce aberraciones causando que intersecten a B y afectando la fotometría, por lo cual se decidió no hacer el análisis fotométrico de las componentes A y B.

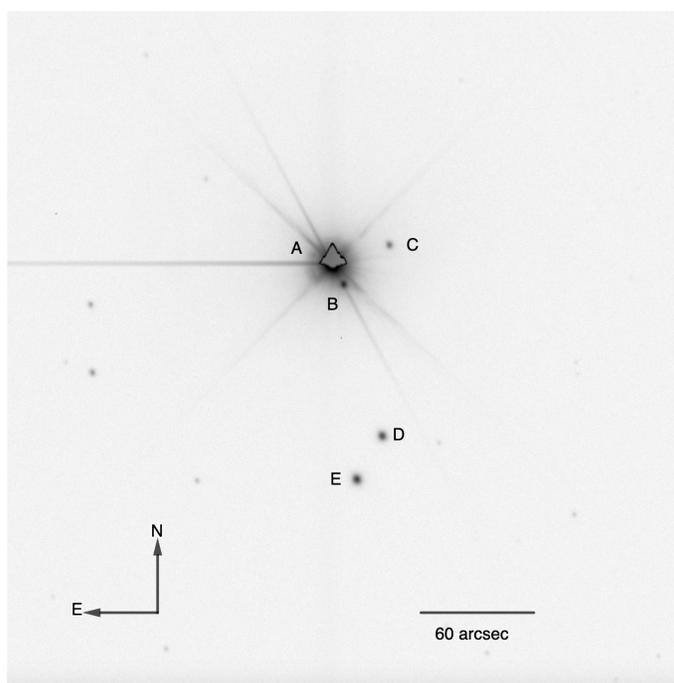
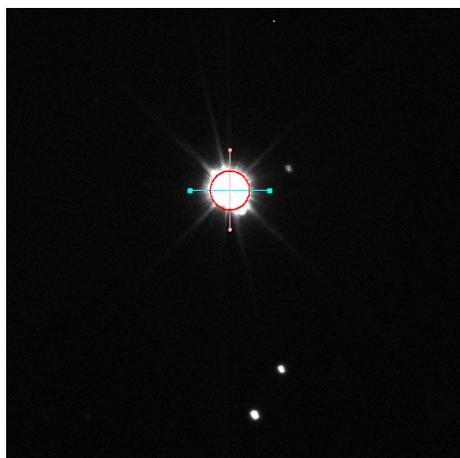
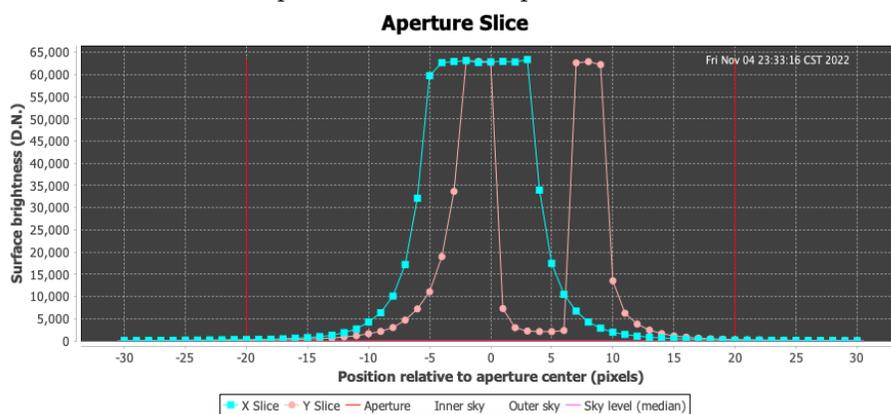


Figura 3.10: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 2843 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 3 segundos.



(a) Corte horizontal y vertical a la componente AB del trapecio.



(b) Gráfica del número de cuentas en función del radio de apertura.

Figura 3.11: Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 2843, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65 mil cuentas.

Una vez se ha decidido las componentes a las cuales hacer fotometría, se escoge utilizar los radios de apertura fotométrica mostrados en la Tabla 3.19.

	r_1	r_2	r_3
C	8	10	12
D	12	14	16
E	12	14	16

Tabla 3.19: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 2843.

De igual manera que para los trapecios anteriores, se utiliza las Ecuaciones [2.2-

2.6] para cada filtro, tomando los coeficientes A, K y C correspondientes a la noche del 11 al 12 de diciembre. La Tabla 3.20 muestra los resultados de magnitud y color para ADS 2843.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	12.79	12.39	11.44	11.00	10.69	0.40	0.95	0.44	0.31	0.75
D	11.49	11.07	10.22	9.87	9.67	0.41	0.85	0.35	0.20	0.55
E	10.62	10.27	9.79	9.66	9.61	0.35	0.48	0.13	0.05	0.18

Tabla 3.20: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 2843.

La Tabla 3.21 muestra el tipo espectral que se asocia a cada estrella de este trapecio basado en los valores calculados para el índice Q.

	Q	Tipo Espectral
C	-0.28	B8
D	-0.20	B9
E	0.00	A0

Tabla 3.21: Valores de tipo espectral en relación a Q para ADS 2843

La Figura 3.12 muestra el diagrama color-color para el trapecio ADS 2843, donde los puntos rojos representan las componentes C, D y E.

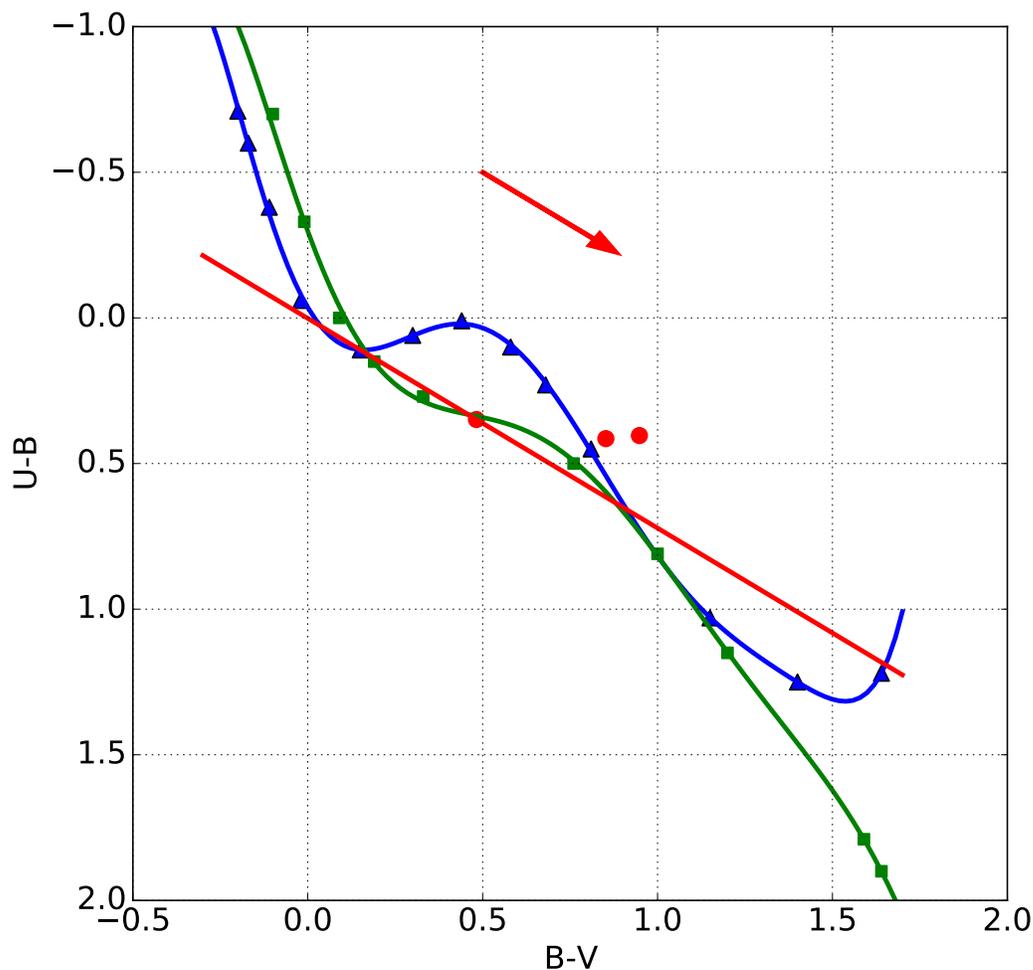


Figura 3.12: Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapecio ADS 2843. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.

A partir del diagrama de dos colores se construye los colores intrínsecos, excesos, absorción y distancia. Como se puede observar, en este caso las componentes cruzan más de una vez a las curvas de secuencia principal y de supergigantes, por lo que se ha tomado la intersección que haga el exceso más parecido posible. Las Tablas 3.22 y 3.23 muestran los resultados para cada uno de los casos.

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (más)
C	-0.27	0.01	0.68	0.94	2.92	8989.06	0.11
D	-0.17	0.04	0.58	0.81	2.51	6119.40	0.16
E	0.12	0.17	0.22	0.31	0.96	10113.19	0.10

Tabla 3.22: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 2843 (Suponiendo estrellas supergigantes).

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (más)
C	-0.36	-0.11	0.76	1.06	3.28	475.21	2.10
D	-0.26	-0.08	0.67	0.93	2.90	255.21	3.92
E	0.03	0.04	0.32	0.45	1.38	251.98	3.97

Tabla 3.23: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 2843 (Suponiendo estrellas de secuencia principal).

Una vez que se tienen los resultados de magnitud, tipo espectral y paralaje, se comparan con datos reportados en la base astronómica SIMBAD. La Tabla 3.24 muestra el cotejo de datos obtenidos con los reportados en la web (se acompañan de un asterisco ‘*’, para una rápida identificación).

Magnitud			
	C	D	E
U	12.79	11.49	10.62
U*	-	-	-
B	12.39	11.07	10.27
B*	-	11.05	10.21
V	11.44	10.22	9.79
V*	11.24	10.36	9.92
R	11.00	9.87	9.66
R*	-	10.21	-
I	10.69	9.67	9.61
I*	-	-	-
Tipo Espectral			
	C	D	E
St	B8	B9	A0
St*	-	-	A2V
Paralaje			
	C	D	E
P_{sg}	0.11	0.16	0.10
P_{sp}	2.10	3.92	3.97
P	3.4918	7.3793	3.5114

Tabla 3.24: Comparación de ADS 2843 con datos reportados en SIMBAD.

Se utiliza la curva 15 de van De Hulst para obtener las magnitudes desenrojadas. Las Tablas 3.25 y 3.26 muestran respectivamente los valores obtenidos suponiendo estrellas supergigantes y de secuencia principal. Nótese que los valores de color coinciden con los reportados en las Tablas 3.22 y 3.23.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	8.27	8.53	8.52	8.84	9.3	-0.26	0.01	-0.31	-0.46	-0.78
D	7.59	7.75	7.71	8	8.47	-0.16	0.04	-0.29	-0.46	-0.76
E	9.12	8.99	8.82	8.94	9.15	0.13	0.17	-0.12	-0.21	-0.33

Tabla 3.25: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 2843 suponiendo estrellas supergigantes.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
C	7.7	8.04	8.15	8.56	9.12	-0.35	-0.11	-0.41	-0.56	-0.97
D	6.99	7.24	7.32	7.72	8.28	-0.25	-0.08	-0.39	-0.57	-0.96
E	8.48	8.44	8.41	8.63	8.95	0.03	0.04	-0.22	-0.32	-0.54

Tabla 3.26: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 2843 suponiendo estrellas de secuencia principal.

3.4. Análisis del trapecio ADS 16795

El trapecio ADS 16795 (también conocido como WDS 23300+5833) tiene coordenadas 23h 30m +58^o 32' y cuenta con seis componentes: AB, C, E, F, G e I, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.13.

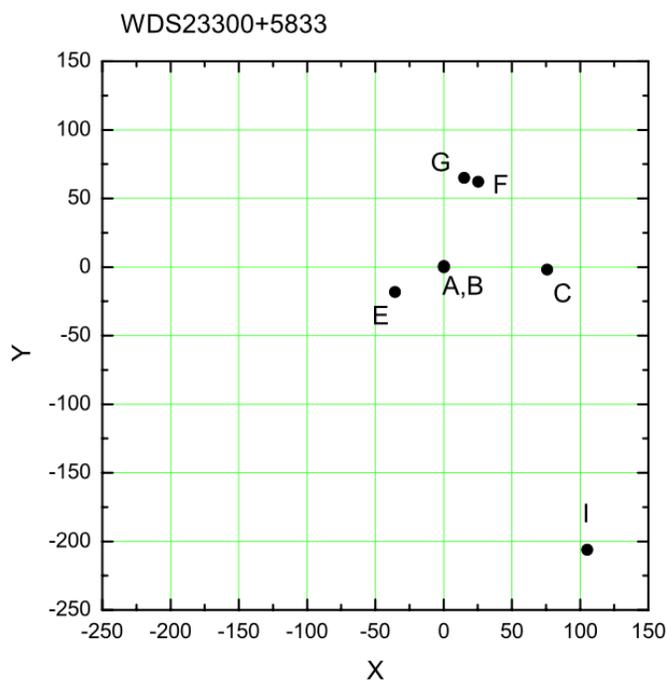


Figura 3.13: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 16795

Se tomaron 144 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, sin embargo, este trapecio corresponde a la noche del 14 al 15 de diciembre, noche en la cual los coeficientes A, K y C no tienen sentido físico para el filtro U (ver Tabla 2.1), por lo cual se delibera no hacer fotometría a imágenes observadas en este filtro.

La Figura 3.14 muestra la imagen observada del trapecio en el filtro V. Ligeramente arriba a la derecha se encuentra la componente binaria AB, a los costados de esta se observan C y E, en la zona posterior de la imagen se pueden ver las componentes F y G y finalmente en la zona inferior a la derecha se encuentra la componente I.

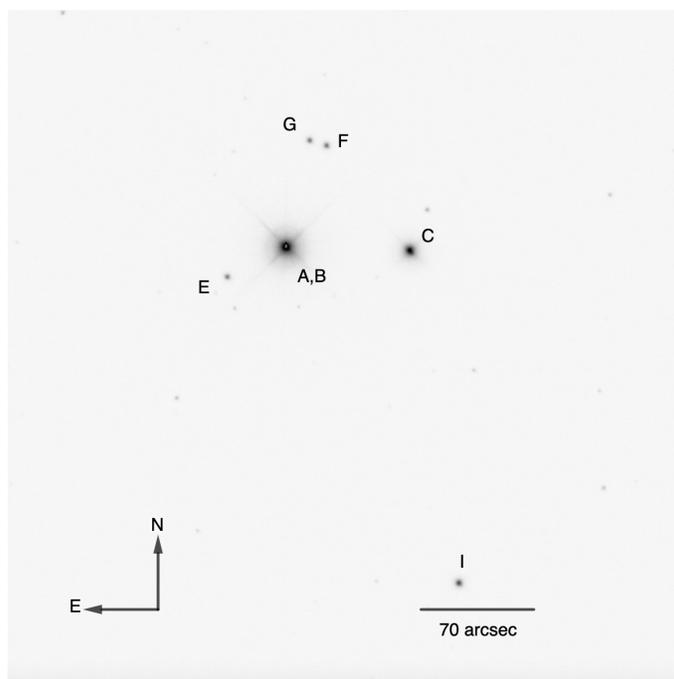
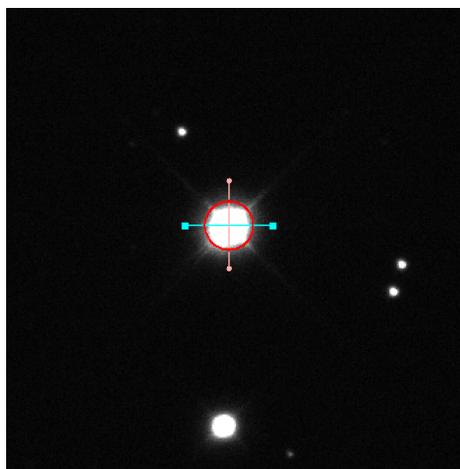
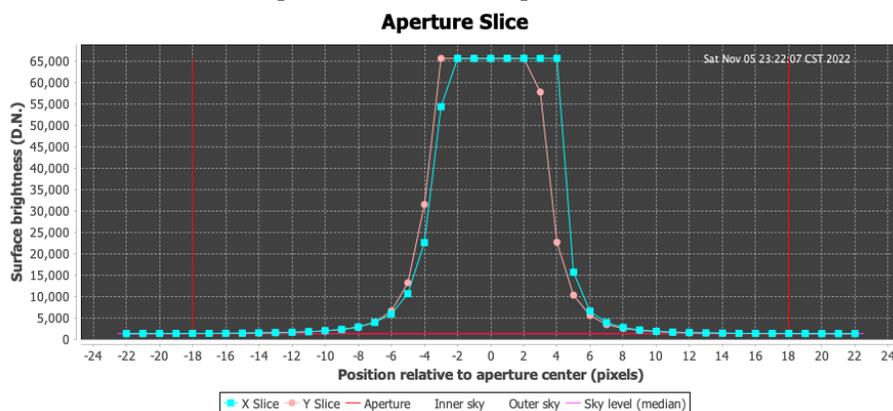


Figura 3.14: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 16795 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 5 segundos.

Se puede observar de manera cualitativa que la componente AB se encuentra saturada. Analizando con el software de APT en el cual se realizan cortes verticales y horizontales 3.15 se puede verificar que el CCD está saturado a 65000 cuentas. Concluyendo que la fotometría se ha de realizar únicamente a las componentes C, E, F, G e I.



(a) Corte horizontal y vertical a la componente AB del trapecio



(b) Gráfica del número de cuentas en función del radio de apertura

Figura 3.15: Corte vertical y horizontal para el trapecio ADS 16795, el cual muestra que el CCD se encuentra saturado a 65000 cuentas.

La Tabla 3.27 muestra los radios de apertura fotométrica utilizados para cada componente.

	r_1	r_2	r_3
C	14	16	20
E	10	12	14
F	9	11	13
G	9	11	13
I	11	13	15

Tabla 3.27: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 16795.

La Tabla 3.28 muestra los resultados de magnitudes y colores observados para los filtros B, V, R e I. Se han utilizado los coeficientes A, K y C de la noche del 14 al 15 de diciembre, donde la Tabla 2.1 muestra que los resultados para U surgen de una mala estadística por lo que se ha omitido este filtro.

	B	V	R	I	B-V	V-R	R-I	V-I
C	7.81	7.79	8.45	8.26	0.01	0.18	-0.65	-0.47
E	11.83	11.18	10.74	10.34	0.65	0.40	0.44	0.84
F	11.52	10.98	10.59	10.32	0.54	0.27	0.38	0.65
G	11.64	11.08	10.68	10.40	0.56	0.28	0.40	0.67
I	10.19	9.74	9.41	9.20	0.45	0.22	0.33	0.55

Tabla 3.28: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 16795.

Dado que se carece de datos en U, es imposible obtener el color $U - B$, el cual es fundamental para encontrar los parámetros que se han utilizado en los demás trapecios. Índices como Q, tipo espectral, distancia, excesos, etc.

La Tabla 3.29 compara los datos obtenidos con los datos reportados en SIMBAD, en donde para datos reportados, los resultados difieren a los nuestros en a lo más 0.4 magnitudes.

Magnitud					
	C	E	F	G	I
B	7.81	11.83	11.52	11.64	10.19
B*	-	11.93	-	-	-
V	7.79	11.18	10.98	11.08	9.74
V*	-	11.19	-	-	-
R	8.45	10.74	10.59	10.68	9.41
R*	8.15	11.14	10.94	11.03	-
I	8.26	10.34	10.32	10.40	9.20
I*	-	-	-	-	-

Tabla 3.29: Comparación de datos obtenidos con datos reportados en SIMBAD (se acompañan con un asterisco) para ADS 16795.

3.5. Análisis del trapecio ADS 719

El trapecio ADS 719 (también conocido como WDS 00528+5638) tiene coordenadas $0^{\text{h}} 52^{\text{m}} +56^{\circ} 37'$ y cuenta con trece componentes: A, B, C, D, E, F, I, K, L, M, N, O y Q, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.16.

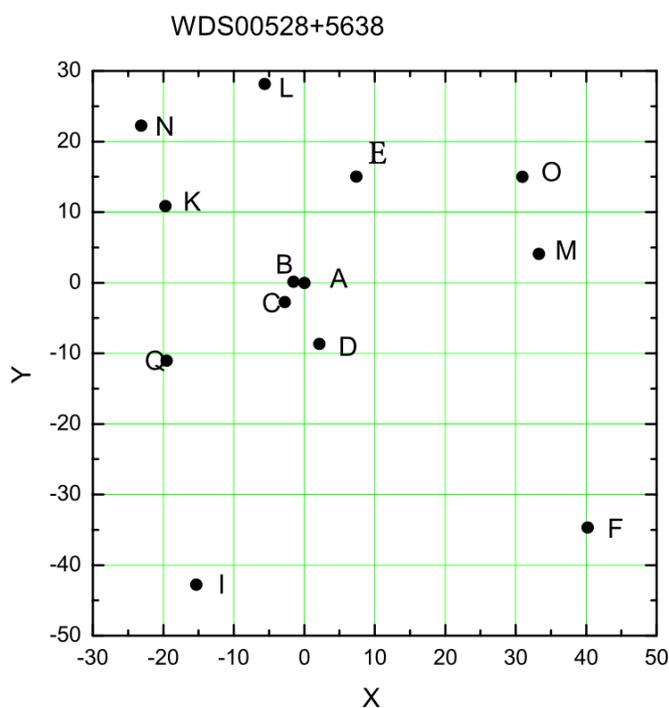


Figura 3.16: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 719

Se tomaron 166 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, sin embargo, este trapecio corresponde a la noche del 14 al 15 de diciembre, noche en la cual los coeficientes A, K y C no tienen sentido físico para el filtro U (ver Tabla 2.1), por lo cual se delibera no hacer fotometría a imágenes observadas en este filtro.

La Figura 3.17 muestra la imagen observada del trapecio en el filtro V. Al centro se muestra una zona repleta de estrellas indistinguibles y claramente brillantes, por lo cual se asume como la unión de las componentes más brillantes (A, B y C), ligeramente abajo de esta zona se encuentra la componente D y rodeando esta zona se distinguen claramente las demás componentes.

Se puede observar que las componentes A, B y C se encuentran juntas, lo cual restringe su fotometría por separado. Analizando con el programa APT se concluye que las componentes A, B, C y D están saturadas, caso contrario para la componente K, que resulta débil para la mayoría de filtros y tiempos de exposición, por lo cual se decide no hacer fotometría a estas componentes.

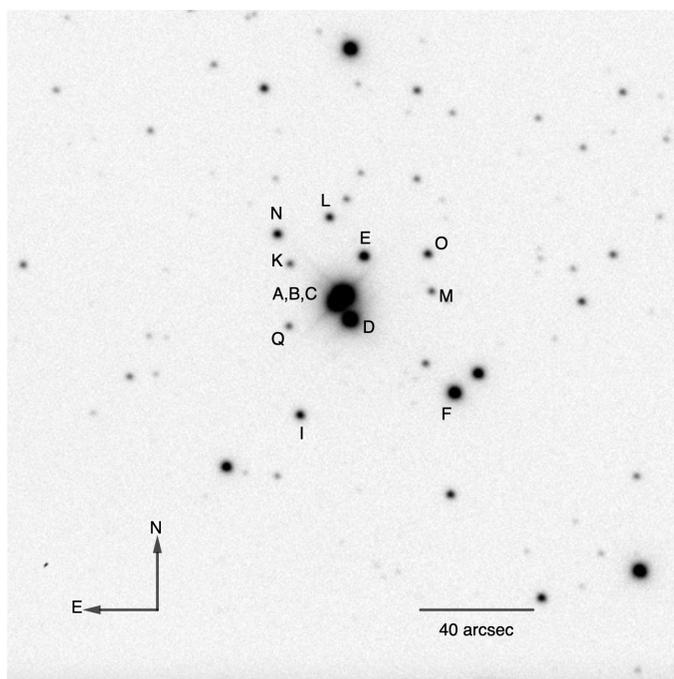


Figura 3.17: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 719 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 5 segundos.

La Tabla 3.30 expone los radios de software que se utilizaron para cada una de las componentes.

	r_1	r_2	r_3
E	9	11	13
F	10	11	13
I	10	11	13
L	7	9	11
M	6	7	9
N	6	7	9
O	6	7	9
Q	6	7	9

Tabla 3.30: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 719.

Utilizando los coeficientes de transformaciones para la noche del 14 al 15 de diciembre expuestos en las tablas [2.2-2.5] se obtienen las magnitudes y colores observados

para ADS 719. Los valores se exponen en la tabla 3.31.

	B	V	R	I	B-V	V-R	R-I	V-I
D	9.89	9.82	9.67	9.64	0.07	0.03	0.15	0.18
E	12.74	12.57	12.38	12.27	0.17	0.11	0.19	0.30
F	11.29	11.16	10.99	10.91	0.12	0.08	0.18	0.26
I	13.74	13.42	13.04	12.71	0.32	0.33	0.38	0.71
L	14.21	13.89	13.59	13.31	0.31	0.28	0.30	0.58
M	15.71	14.83	14.19	13.61	0.88	0.58	0.64	1.22
N	13.79	13.54	13.28	13.06	0.26	0.21	0.26	0.47
O	14.16	13.89	13.58	13.33	0.28	0.26	0.30	0.56
Q	15.27	14.92	14.61	14.31	0.36	0.30	0.30	0.61

Tabla 3.31: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 719.

Al igual que como ocurre en el trapecio ADS 16795, es imposible obtener el valor de $U - B$, lo que dificulta el cálculo de los demás parámetros.

La Tabla 3.32 muestra los valores de magnitud observada comparados con los valores reportados en SIMBAD. Los datos encontrados son coherentes con los de la literatura, para datos reportados se obtiene una diferencia de a lo más 0.47 magnitudes.

Magnitud									
	D	E	F	I	L	M	N	O	Q
B	9.89	12.74	11.29	13.74	14.21	15.71	13.79	14.16	15.27
B*	9.84	12.74	11.18	13.84	-	-	13.92	14.13	-
V	9.82	12.57	11.16	13.42	13.89	14.83	13.54	13.89	14.92
V*	9.78	12.10	10.97	13.45	-	-	13.67	13.83	-
R	9.67	12.38	10.99	13.04	13.59	14.19	13.28	13.58	14.61
R*	-	12.63	11.27	-	13.914	-	-	-	-
I	9.64	12.27	10.91	12.71	13.31	13.61	13.06	13.33	14.31
I*	-	-	-	-	-	-	-	-	-

Tabla 3.32: Comparación de ADS 719 con datos reportados en SIMBAD.

3.6. Análisis del trapecio ADS 1869

El trapecio ADS 1869 (también conocido como WDS 02291+6207) tiene coordenadas $2^{\text{h}} 29^{\text{m}} +62^{\circ} 6'$ y cuenta con once componentes: A, B, C, D, E, F, G, H, J, K y L, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.18.

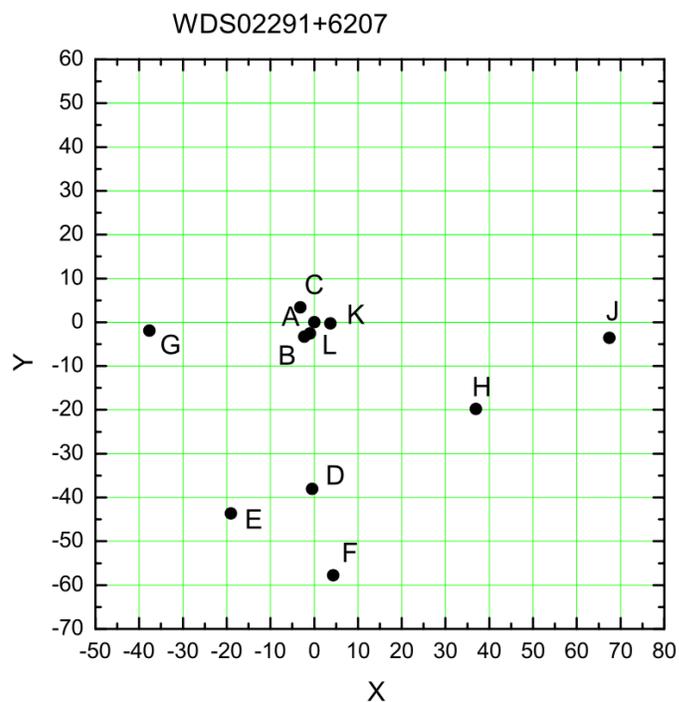


Figura 3.18: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 1869.

Se tomaron 62 imágenes de este trapecio y es el único trapecio observado que no cuenta con observaciones en el filtro U, a diferencia de los dos trapecios anteriores (ADS 16795 y ADS 719) que si contaban con imágenes pero no con buenos coeficientes de transformación.

La Figura 3.19 muestra la imagen observada del trapecio en el filtro V. Al centro de la imagen, muy juntas, se encuentran las componentes A, B, C y L, en la parte izquierda se observa la componente G y en la parte derecha las componentes J y H. En la parte inferior se encuentran las componentes D, E y F, mientras que la componente K es indistinguible para nuestro CCD.

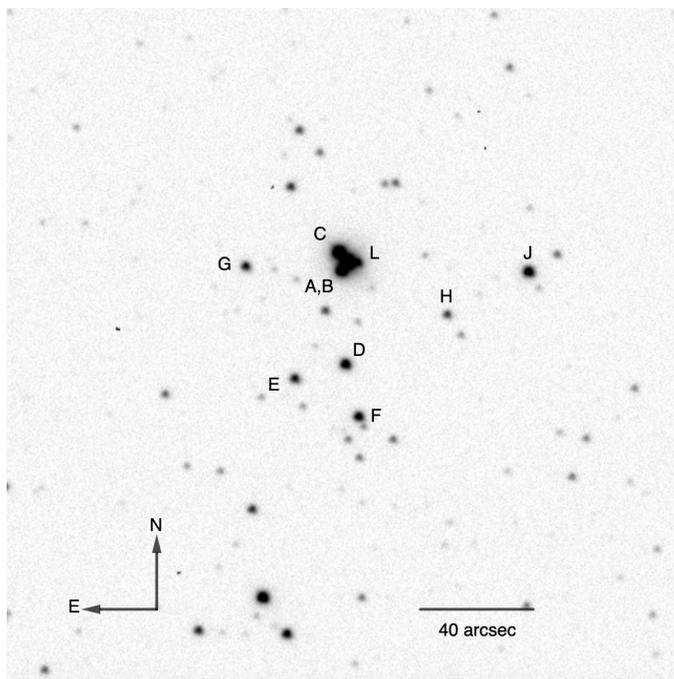


Figura 3.19: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 1869 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 15 segundos.

Se puede observar de manera cualitativa que las componentes A, B, C, L y K se encuentran juntas, lo cual restringe su fotometría por separado. Analizando con un software y haciendo cortes verticales y horizontales se puede verificar que el CCD no sólo no distingue entre componentes, sino que también registra una saturación en la zona central, por lo cual se decide no hacer fotometría en dicha zona.

La Tabla 3.33 muestra los radios utilizados para las componentes a las cuales se les ha de realizar fotometría.

	r_1	r_2	r_3
D	7	9	11
E	7	9	11
F	6	10	12
G	7	9	11
H	6	8	10
J	7	9	11

Tabla 3.33: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 1869.

Los coeficientes de transformación utilizados corresponden a la noche del 14 al 15 de diciembre y se pueden encontrar en las Tablas [2.2-2.5]. Tras llevar nuestras estrellas al sistema estándar, se obtiene que las magnitudes y colores observados están dados por los valores mostrados en la Tabla 3.34.

	B	V	R	I	B-V	V-R	R-I	V-I
D	14.50	13.93	13.57	13.21	0.57	0.35	0.36	0.72
E	15.47	14.84	14.44	14.00	0.63	0.45	0.40	0.85
F	14.84	14.32	13.99	13.65	0.51	0.35	0.33	0.68
G	15.69	14.88	14.35	13.80	0.80	0.55	0.53	1.08
H	16.31	15.65	15.22	14.76	0.66	0.46	0.43	0.89
J	15.05	13.65	12.79	11.99	1.41	0.80	0.85	1.66

Tabla 3.34: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 1869.

La Tabla 3.35 muestra los datos de magnitud comparados con los de SIMBAD. En este caso, SIMBAD no reporta ningún dato de magnitud para las estrellas estudiadas.

Magnitud						
	D	E	F	G	H	J
B	14.50	15.47	14.84	15.69	16.31	15.05
B*	-	-	-	-	-	-
V	13.93	14.84	14.32	14.88	15.65	13.65
V*	-	-	-	-	-	-
R	13.57	14.44	13.99	14.35	15.22	12.79
R*	-	-	-	-	-	-
I	13.21	14.00	13.65	13.80	14.76	11.99
I*	-	-	-	-	-	-

Tabla 3.35: Comparación de ADS 1869 con datos reportados en SIMBAD.

3.7. Análisis del trapecio ADS 13292

El trapecio ADS 13292 (también conocido como WDS 20024+3519) tiene coordenadas $20^{\text{h}} 2^{\text{m}} +35^{\circ} 16'$ y cuenta con seis componentes: A, B, C, D, E y F, las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.20

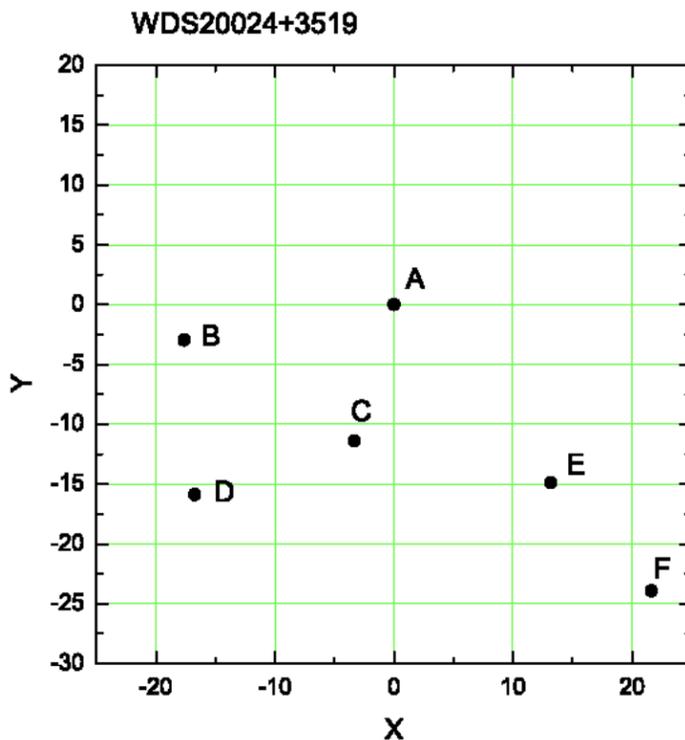


Figura 3.20: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 13292.

Se tomaron 83 imágenes de este trapecio en los cinco filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, alternando entre 0.1, 0.2 y 1 segundos de tiempo de integración entre cada medida, con el fin de que las imágenes tomadas al tiempo de exposición más pequeño no saturan las componentes más brillantes, mientras que las imágenes tomadas a 1 segundo cumplen el papel de recolectar suficientes fotones para visualizar las estrellas más débiles.

La Figura 3.21 muestra la imagen observada del trapecio ADS 13292 en el filtro V. En la parte central se pueden observar las 4 estrellas más brillantes, A, B, C y D, mientras que a un costado a la derecha se presentan las componentes más débiles E y F.

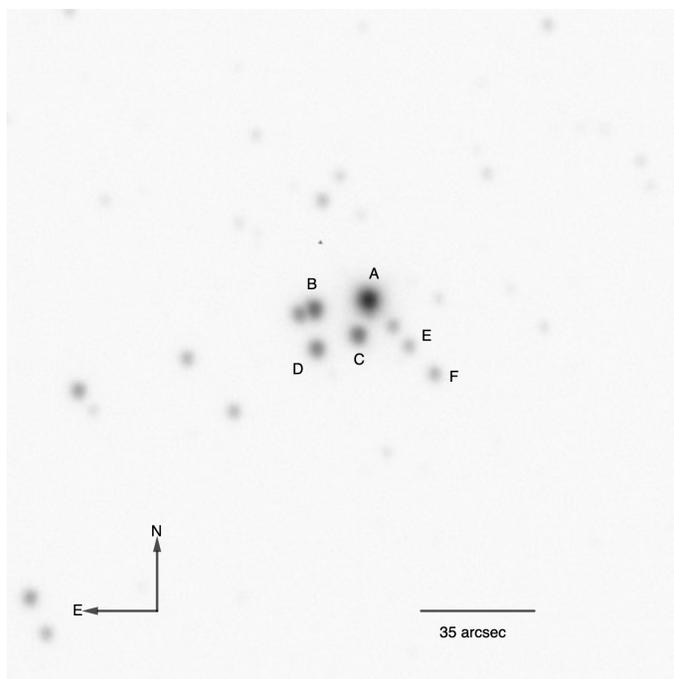


Figura 3.21: Imagen observada del sistema tipo trapezio ADS 13292 con el filtro V y con un tiempo de exposición de 1 segundo.

Tras realizar cortes con el software APT, se descubre que ADS 13292 no tiene ninguna componente saturada y que todas se encuentran con una separación suficiente como para hacer el análisis de cada una de ellas por separado. La Tabla 3.36 muestra los radios utilizados para cada una de las componentes.

	r_1	r_2	r_3
A	7	10	13
B	8	14	15
C	9	11	14
D	9	11	14
E	9	11	13
F	9	11	13

Tabla 3.36: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapezio ADS 13292.

Se utilizan los coeficientes A, K y C correspondientes a la noche del 15 al 16 de

diciembre listados en las tablas [2.1-2.5]. La Tabla 3.37 presenta los datos de magnitud y color observados.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	9.10	9.48	9.18	8.90	8.73	-0.38	0.30	0.28	0.17	0.45
B	11.36	11.57	11.25	10.95	10.76	-0.21	0.32	0.30	0.19	0.49
C	11.63	11.84	11.49	11.18	10.98	-0.21	0.35	0.31	0.20	0.51
D	12.10	12.33	12.00	11.70	11.50	-0.23	0.33	0.30	0.19	0.49
E	14.49	14.36	13.90	13.52	13.26	0.13	0.46	0.37	0.26	0.64
F	14.49	14.24	13.80	13.38	13.07	0.25	0.44	0.42	0.32	0.73

Tabla 3.37: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 13292.

Conocer los índices de color $U - B$ y $B - V$ permite conocer el parámetro Q , a partir del cual se obtiene el tipo espectral. La Tabla 3.38 muestra el tipo espectral asociado a cada componente.

	Q	Tipo Espectral
A	-0.60	B3
B	-0.44	B5
C	-0.46	B5
D	-0.47	B5
E	-0.20	B8
F	-0.07	B9

Tabla 3.38: Valores de tipo espectral en relación a Q para ADS 13292

La Figura 3.22 muestra un diagrama de $U - B$ vs $B - V$ en la cual se han ubicado en puntos rojos las 6 componentes de ADS13292. El diagrama de dos colores permite encontrar los colores intrínsecos, los cuales varían dependiendo de si se habla de estrellas supergigantes o de secuencia principal. La Tabla 3.39 muestran los datos de

colores, excesos, absorciones y distancias suponiendo estrellas supergigantes, mientras que la Tabla 3.40 supone estrellas de secuencia principal.

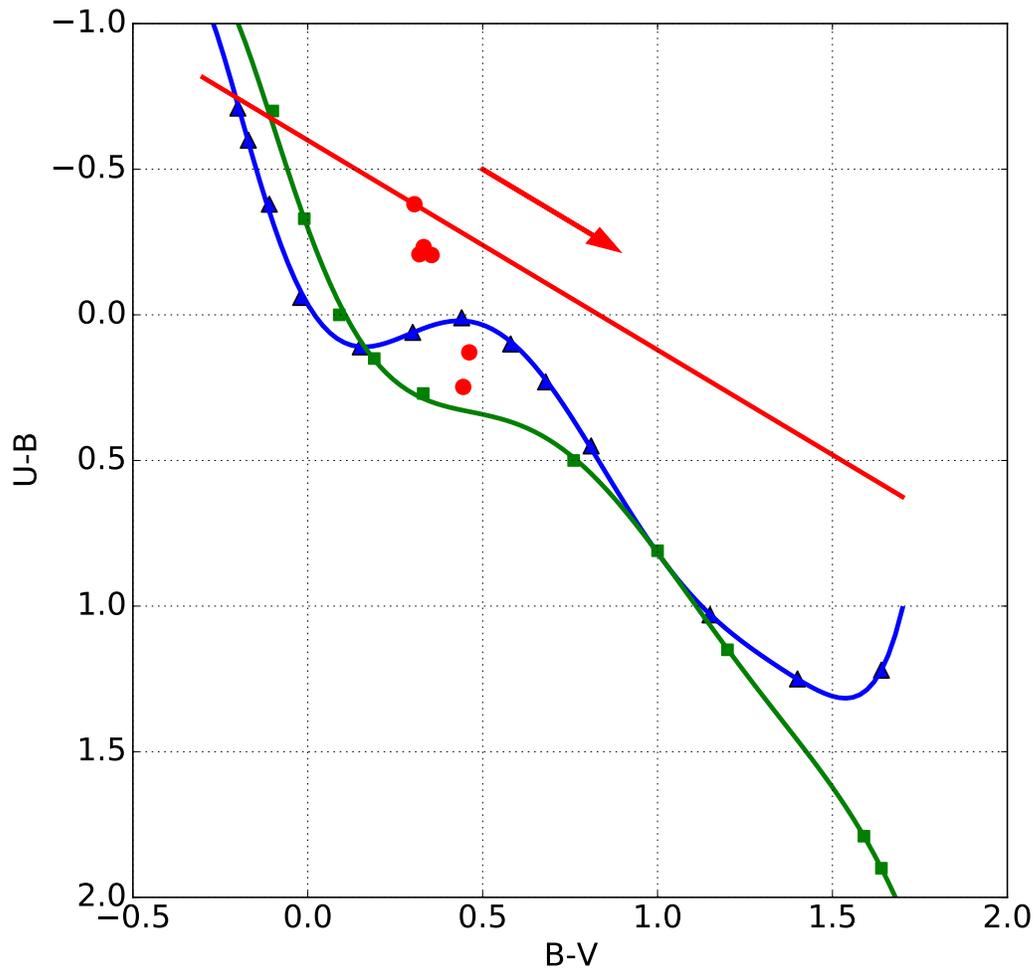


Figura 3.22: Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapezio ADS 13292. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapezio.

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
A	-0.68	-0.11	0.30	0.41	1.27	7116.62	0.14
B	-0.47	-0.05	0.27	0.37	1.15	19191.70	0.05
C	-0.50	-0.06	0.30	0.41	1.28	20136.01	0.05
D	-0.52	-0.06	0.28	0.39	1.22	26186.86	0.04
E	-0.18	0.04	0.30	0.42	1.31	58435.40	0.02
F	0.01	0.11	0.24	0.33	1.04	62604.80	0.02

Tabla 3.39: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 13292 (Suponiendo estrellas supergigantes).

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
A	-0.75	-0.21	0.37	0.51	1.58	1092.23	0.92
B	-0.55	-0.16	0.35	0.48	1.49	1874.31	0.53
C	-0.58	-0.17	0.37	0.52	1.61	1970.08	0.51
D	-0.59	-0.17	0.36	0.50	1.55	2564.40	0.39
E	-0.26	-0.08	0.39	0.55	1.69	3065.93	0.33
F	-0.09	-0.02	0.34	0.47	1.45	2574.69	0.39

Tabla 3.40: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 13292 (Suponiendo estrellas de secuencia principal).

A continuación, se presenta la tabla de comparación entre nuestros datos y los reportados en la Data Base de SIMBAD. En donde las magnitudes difieren a lo más 0.43 unidades.

Magnitud						
	A	B	C	D	E	F
U	9.10	11.36	11.63	12.10	14.49	14.49
U*	8.94	-	-	-	-	-
B	9.48	11.57	11.84	12.33	14.36	14.24
B*	9.42	-	-	-	-	13.811
V	9.18	11.25	11.49	12.00	13.90	13.80
V*	9.15	-	-	-	-	13.397
R	8.90	10.95	11.18	11.70	13.52	13.38
R*	-	11.13	11.48	11.98	13.652	13.512
I	8.73	10.76	10.95	11.50	13.26	13.07
I*	-	-	-	-	-	-
Tipo Espectral						
	A	B	C	D	E	F
St	B3	B5	B5	B5	B8	B9
St*	B1V	0B-E	-	-	-	-
Paralaje						
	A	B	C	D	E	F
P_{sg}	0.14	0.05	0.05	0.04	0.02	0.02
P_{sp}	0.92	0.53	0.51	0.39	0.33	0.39
P	0.5715	0.5173	0.4893	0.4336	0.5173	0.4899

Tabla 3.41: Comparación de ADS 13292 con datos reportados en SIMBAD.

Las Tablas 3.42 y 3.43 muestra los datos de magnitudes y colores desenrojados. En la primera tabla se supone que son estrellas supergigantes, mientras que la segunda supone de secuencia principal. Los datos de color obtenidos con la curva 15 de van de Hulst coinciden con los reportados en las Tablas 3.39 y 3.40.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	7.12	7.8	7.9	7.95	8.12	-0.67	-0.11	-0.05	-0.17	-0.22
B	9.58	10.05	10.1	10.1	10.21	-0.47	-0.05	0.01	-0.12	-0.11
C	9.65	10.15	10.21	10.23	10.37	-0.50	-0.06	-0.02	-0.14	-0.16
D	10.2	10.71	10.78	10.79	10.92	-0.51	-0.06	-0.01	-0.13	-0.14
E	12.46	12.63	12.59	12.55	12.63	-0.17	0.04	0.04	-0.08	-0.04
F	12.88	12.87	12.76	12.61	12.57	0.01	0.11	0.15	0.04	0.19

Tabla 3.42: Magnitudes y colores desrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 13292 suponiendo estrellas supergigantes.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	6.64	7.39	7.59	7.72	7.97	-0.74	-0.21	-0.13	-0.25	-0.38
B	9.06	9.6	9.76	9.85	10.05	-0.55	-0.16	-0.08	-0.21	-0.29
C	9.13	9.71	9.87	9.98	10.21	-0.57	-0.17	-0.11	-0.23	-0.34
D	9.69	10.28	10.44	10.54	10.76	-0.59	-0.17	-0.1	-0.22	-0.32
E	11.86	12.12	12.2	12.27	12.45	-0.26	-0.08	-0.06	-0.18	-0.25
F	12.23	12.32	12.34	12.3	12.37	-0.09	-0.02	0.04	-0.07	-0.03

Tabla 3.43: Magnitudes y colores desrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 13292 suponiendo estrellas de secuencia principal.

3.8. Análisis del trapecio ADS 13374

El trapecio ADS 13374 (también conocido como WDS 20060+3547) tiene coordenadas 20h 5m +35o 47' y cuenta con ocho componentes: A, B, C, D, E, F, G y H las cuales se distribuyen como se muestra en la Figura 3.23.

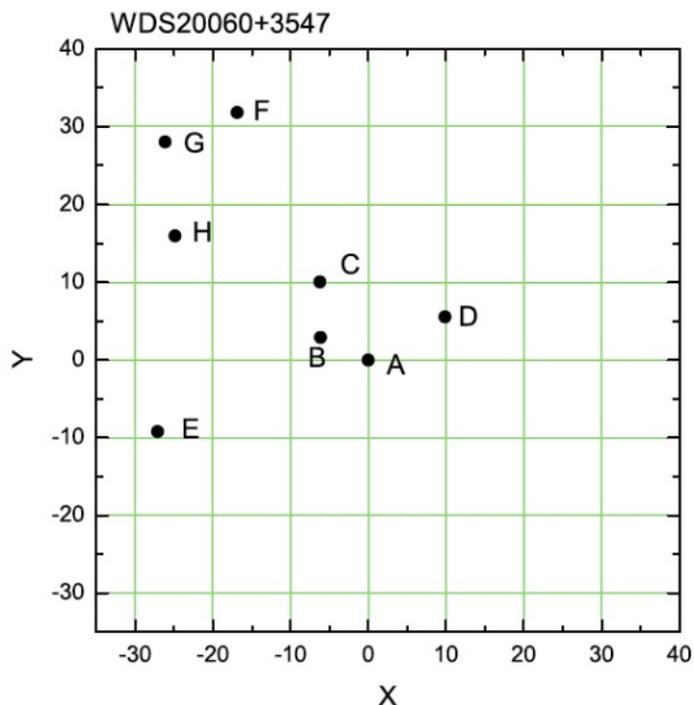


Figura 3.23: Componentes del sistema tipo trapecio ADS 13374.

Se tomaron 74 imágenes de este trapecio en los filtros U, B, V, R e I del sistema de Johnson-Cousins, alternando entre 0.2, 0.5 y 1 segundos de tiempo de integración entre cada medida, con el fin de que las imágenes tomadas al tiempo de exposición más pequeño no saturan las componentes más brillantes, mientras que las imágenes tomadas a 1 segundo cumplen el papel de recolectar suficientes fotones para visualizar las estrellas más débiles.

La Figura 3.24 muestra la imagen observada del trapecio ADS 13374 en el filtro V. Al centro se muestra la componente A, ligeramente arriba de ésta se encuentran C y D y a un costado a la izquierda se encuentran las componentes E y F. La componente B, al ser muy débil no se logra identificar.

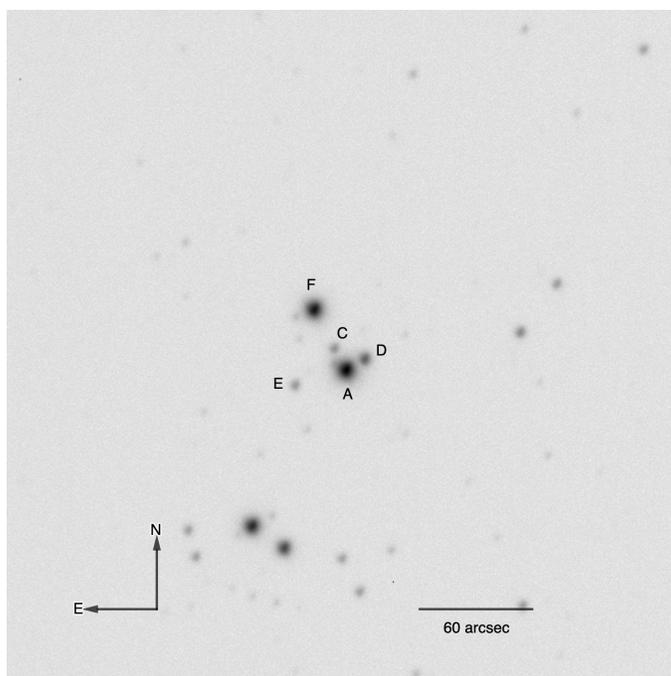


Figura 3.24: Imagen observada del sistema tipo trapecio ADS 13374 con el filtro V y con un tiempo de exposición de segundos.

La Tabla 3.44 muestra los radios de apertura fotométrica utilizados para las componentes del trapecio.

	r_1	r_2	r_3
A	7	11	16
D	7	10	14
E	7	12	16
F	10	15	20

Tabla 3.44: Radios de apertura fotométrica en pixeles para el trapecio ADS 13374.

Utilizando los coeficientes de transformación, listados en las tablas [2.1-2.5], correspondientes a la noche del 15 al 16 de diciembre, se puede obtener los valores de magnitud y color listados en la Tabla 3.45. Al igual que todos los trapecios, se estima un error de ± 0.02 magnitudes y ± 0.03 para el color.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	6.35	6.94	6.82	6.61	6.56	-0.60	0.12	0.21	0.05	0.26
D	9.41	9.89	9.72	9.51	9.44	-0.48	0.18	0.20	0.07	0.28
E	11.41	11.66	11.41	11.15	11.02	-0.25	0.25	0.26	0.13	0.39
F	6.99	7.50	7.27	7.05	6.95	-0.51	0.23	0.23	0.09	0.32

Tabla 3.45: Magnitudes y colores observados para el trapecio ADS 13374.

La Tabla 3.46 presenta los datos de tipo espectral asociado a cada componente.

	Q	Tipo Espectral
A	-0.68	B2
D	-0.61	B3
E	-0.43	B5
F	-0.67	B2

Tabla 3.46: Valores de tipo espectral en relación con Q para ADS 13374

Los datos de color de la Tabla 3.45 se pueden ubicar en un diagrama de dos colores (ver Fig. 3.25) a partir de la cual se pueden obtener parámetros de color intrínseco y excesos.

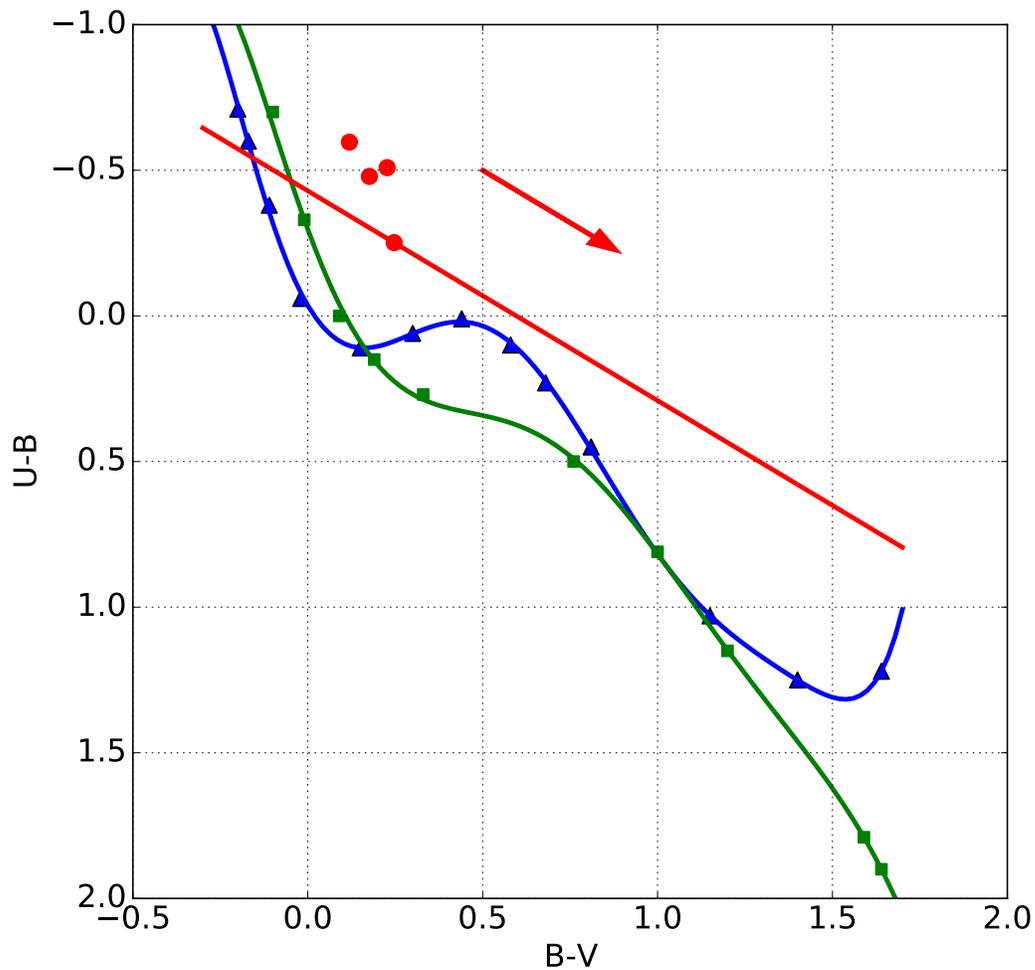


Figura 3.25: Diagrama de dos colores (B-V vs U-V) para el trapecio ADS 13292. Se presenta en verde la curva de estrellas supergigantes, en azul la curva de secuencia principal y en puntos rojos los colores asociados a las componentes del trapecio.

Las tablas 3.47 y 3.48 muestran datos de colores, excesos, absorciones y distancias suponiendo que las componentes son supergigantes o de secuencia principal.

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
A	-0.78	-0.13	0.18	0.25	0.78	3050.14	0.33
D	-0.68	-0.11	0.20	0.28	0.88	10943.76	0.09
E	-0.46	-0.05	0.21	0.30	0.92	23001.89	0.04
F	-0.77	-0.13	0.26	0.36	1.11	3234.27	0.31

Tabla 3.47: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 13374 (Suponiendo estrellas supergigantes).

	$(U - B)_0$	$(B - V)_0$	E_{U-B}	E_{B-V}	A_V	Distancia (pc)	Paralaje (mas)
A	-0.85	-0.23	0.25	0.35	1.08	809.62	1.24
D	-0.76	-0.21	0.28	0.38	1.19	1680.35	0.60
E	-0.54	-0.16	0.29	0.40	1.25	2244.87	0.45
F	-0.84	-0.23	0.33	0.45	1.41	857.94	1.17

Tabla 3.48: Resultados de colores intrínsecos, excesos, absorciones y distancias para ADS 13374 (Suponiendo estrellas de secuencia principal).

La Tabla 3.49 compara nuestros datos de observación con los reportados en la web de SIMBAD. En la cual se observa que las magnitudes difieren a lo más en 0.31 unidades.

Magnitud				
	A	D	E	F
U	6.35	9.41	11.41	6.99
U*	6.11	9.21	-	6.99
B	6.94	9.89	11.66	7.50
B*	6.88	9.58	11.62	7.63
V	6.82	9.72	11.41	7.27
V*	6.75	9.72	11.34	7.38
R	6.61	9.51	11.15	7.05
R*	-	9.39	11.38	-
I	6.56	9.44	11.02	6.95
I*	-	-	-	-
Tipo Espectral				
	A	D	E	F
St	B2	B3	B5	B2
St*	WN5+O91	B1V	-	B0.7Iab
Paralaje				
	A	D	E	F
P_{sg}	0.33	0.09	0.04	0.31
P_{sp}	1.24	0.60	0.45	1.17
P	0.538	0.4723	0.4682	0.5499

Tabla 3.49: Comparación de ADS 13374 con datos reportados en SIMBAD.

Las Tablas 3.50 y 3.51 muestra los datos de magnitudes y colores desenrojados utilizando la Curva No. 15 de van de Hulst. La primera Tabla supone que las estrellas son de clase de luminosidad I, mientras que la segunda Tabla supone que las estrellas tienen una clase de luminosidad V. Los valores obtenidos son congruentes con los reportados en las tablas 3.47 y 3.48.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	5.13	5.91	6.04	6.03	6.18	-0.78	-0.13	0.01	-0.15	-0.14
D	8.05	8.73	8.84	8.86	9.02	-0.68	-0.11	-0.02	-0.16	-0.18
E	9.99	10.45	10.49	10.47	10.58	-0.46	-0.05	0.02	-0.11	-0.09
F	5.27	6.04	6.17	6.22	6.42	-0.76	-0.13	-0.06	-0.2	-0.26

Tabla 3.50: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 13374 suponiendo estrellas supergigantes.

	U	B	V	R	I	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
A	4.67	5.51	5.74	5.81	6.04	-0.84	-0.23	-0.07	-0.23	-0.3
D	7.57	8.32	8.53	8.63	8.87	-0.75	-0.21	-0.1	-0.24	-0.34
E	9.46	10	10.16	10.22	10.42	-0.54	-0.16	-0.07	-0.2	-0.27
F	4.81	5.64	5.87	6	6.28	-0.83	-0.23	-0.13	-0.28	-0.41

Tabla 3.51: Magnitudes y colores desenrojados con la curva 15 de van de Hulst para el trapecio ADS 13374 suponiendo estrellas de secuencia principal.

Capítulo 4

Conclusiones

En esta tesis se estudian diferentes características físicas de las estrellas, tales como la magnitud, el color, el tipo espectral y la distancia.

Los datos encontrados de magnitud aparente concuerdan con los datos reportados en SIMBAD dentro del rango de error que se ha estimado.

Dado que los colores intrínsecos permanecen constantes, independientemente del método de obtención (que puede ser por la línea de desenrojecimiento o por la curva 15 de van De Hulst) podemos concluir que los colores obtenidos también son adecuados.

Como se muestra en la tabla de comparación de tipo espectral para cada trapecio, los valores obtenidos no concuerdan en muchos de los casos con los reportados en la literatura. Esto se debe a que el método utilizado para la obtención del tipo espectral fue mediante el parámetro Q . El problema radica en que para utilizar este método estamos suponiendo dos cosas. La primera es que las estrellas tienen un tipo espectral ubicado en el sistema de Morgan–Keenan, lo cual no tiene por qué ser así (por ejemplo SIMBAD reporta que la componente A de ADS 13374 tiene tipo espectral Wolf-Rayet, el cual no entra en la clasificación de MK). La segunda suposición viene de que los tipos espectrales MK son de tipo temprano, pues como se menciona en el capítulo 1 el parámetro Q deja de ser una buena aproximación para estrellas con tipos espectrales posteriores a A0.

La Tabla 4.1 muestra una recopilación de tipos espectrales obtenidos e intrínsecos con el valor de Q asociado a este para los trapecios estudiados durante este trabajo.

Objeto	STobs	Qobs	STint	Qint
ADS15184AB	B5	-0.50	-	-
ADS15184C	B5	-0.48	B1.5	-0.74
ADS15184D	B6	-0.40	B1	-0.78
ADS4728C	B8	-0.20	B9	-0.13
ADS4728D	B3	-0.63	B1	-0.78
ADS4728E	B5	-0.42	B3	-0.57
ADS4728F	B9	-0.08	B9	-0.13
ADS4728G	A0	-0.03	-	-
ADS4728H	A0	0.30	G8	-
ADS4728I	B8	-0.26	B5	-0.44
ADS4728J	B7	-0.32	-	-
ADS2843C	B8	-0.28	-	-
ADS2843D	B9	-0.20	-	-
ADS2843E	A0	0.00	A2	-
ADS13292A	B3	-0.6	B1	-0.78
ADS13292B	B5	-0.44	OB	-
ADS13292C	B5	-0.46	-	-
ADS13292D	B5	-0.47	-	-
ADS13292E	B8	-0.20	-	-
ADS13292F	B9	-0.07	-	-
ADS13374A	B2	-0.68	WN	-
ADS13374D	B3	-0.61	B1	-0.78
ADS13374E	B5	-0.43	-	-
ADS13374F	B2	-0.67	B0	-0.90

Tabla 4.1: Valores del parámetro Q asociado a cada tipo espectral observado e intrínseco (En este caso, la palabra intrínseco se utiliza para referirse a los valores reportados en la literatura).

La Figura 4.1 muestra la relación entre la Q observada (Q_{obs}) y la Q asociada al tipo espectral reportado por SIMBAD (Q_{int}). Se puede observar una tendencia lineal por lo que un ajuste de mínimos cuadrados indica que.

$$Q_{int} = 1.29 Q_{obs} - 0.04. \quad (4.1)$$

El parámetro Q se define a partir de la ecuación 1.22, de esta forma, Q_{obs} y Q_{int} se pueden escribir como:

$$Q_{obs} = (U - B)_{obs} - 0.72(B - V)_{obs}$$

$$Q_{int} = (U - B)_{int} - 0.72(B - V)_{int}$$

por lo que la diferencia es:

$$Q_{obs} - Q_{int} = E(U - B) - 0.72E(B - V). \quad (4.2)$$

La determinación de los excesos de color $E(U - B)$ y $E(B - V)$ supone un Medio Interestelar homogéneo e igual en todas direcciones. Si hay variaciones de densidad o una distribución inhomogénea del Medio Interestelar, las determinaciones de los excesos de color no serán iguales en todas las direcciones por lo que la diferencia $Q_{obs} - Q_{int}$ puede variar un poco produciendo las diferencias que hemos reportado en la tesis.

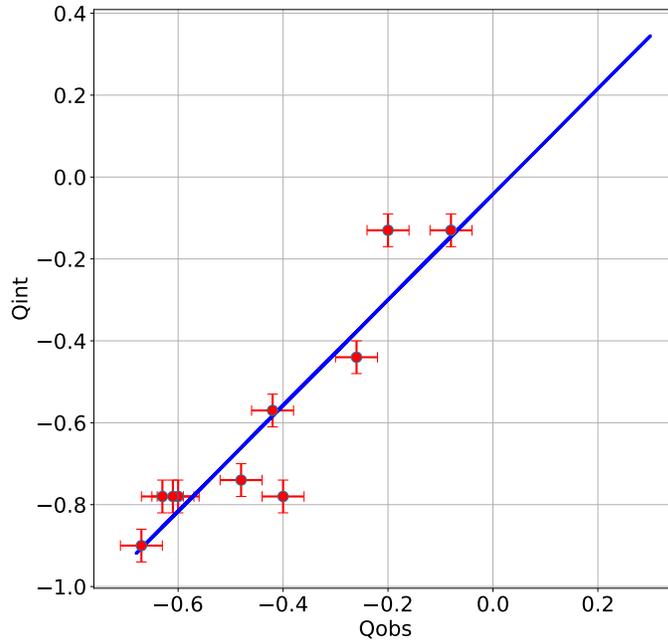


Figura 4.1: Representación gráfica de los valores mostrados en la Tabla 4.1.

La Ecuación 4.1 permite encontrar un valor de Q coherente con los de la literatura a partir de la Q observada, lo cual da acceso a encontrar los valores de tipo espectral para las estrellas no reportadas en SIMBAD. La Tabla 4.1 muestra los valores de Q y el tipo espectral asociado para las estrellas no reportadas en la literatura. Nótese

que únicamente se han tomado diez de las catorce estrellas no reportadas, esto se hace ya que ADS4728H, ADS2843E, ADS13292B y ADS13374A cuentan con un tipo espectral para el cual Q carece de sentido.

Objeto	Q	Tipo Espectral
ADS15184AB	-0.69	B2
ADS4728G	-0.08	B9
ADS4728J	-0.45	B5
ADS2843C	-0.40	B6
ADS2843D	-0.30	B7
ADS13292C	-0.64	B2
ADS13292D	-0.65	B2
ADS13292E	-0.30	B7
ADS13292F	-0.13	B9
ADS13374E	-0.60	B3

Tabla 4.2: Tipo espectral resultante tras el ajuste descrito por la Ecuación 4.1 para las estrellas no reportadas en la literatura.

Apéndice A

Ejemplos de códigos

El siguiente código muestra el cálculo de la escala de placa por observación. El proceso consiste en leer un archivo, el cual cuenta con las coordenadas ecuatoriales y las coordenadas en pixeles para algunas estrellas. Mediante la de la Ecuación 1.12 se determina la longitud de arco entre dos estrellas (línea 14) y el Teorema de Pitágoras permite conocer la distancia en pixeles de las mismas(línea 23). Finalmente, el cociente permite calcular la escala de placa.

```
1 #Se importan las librerías
2 import numpy as np
3 import pandas as pd
4
5 #Se lee el archivo con las coordenadas de dos estrellas
6 datos = pd.read_csv('EscalaDePlaca.csv')
7 df = pd.DataFrame(datos)
8
9 #Diferencia de angulos en radianes
10 df['a'] = (df['Ar1']-df['Ar2'])*np.pi/180
11 df['d'] = (df['Dec1']-df['Dec2'])*np.pi/180
12
13 #Distancia angular con resultado esta en radianes
14 df['arcrad'] = np.sqrt((df['a']*np.cos(df['Dec2'])*np.pi/180)**2+(df['d']
    )**2)
```

```

15
16 #El resultado en grados es:
17 df[ 'arcgrad' ]=df[ 'arcrad' ]*180/(np.pi)
18
19 #El resultado en segundos es
20 df[ 'arcsec' ]=3600*df[ 'arcgrad' ]
21
22 #Distancia entre estrellas en pix
23 df[ 'd' ]=np.sqrt((df[ 'x2' ]-df[ 'x1' ]) **2+(df[ 'y2' ]-df[ 'y1' ]) **2)
24
25 #La escala de placa (en seg por pix) es
26 df[ 'escala' ]=df[ 'arcsec' ]/df[ 'd' ]
27
28 #El CCD puede observar un campo de (En minutos):
29 df[ 'campo' ]=df[ 'escala' ]*(1024/60)

```

A continuación, se muestran un fragmento del código utilizado para calcular las propiedades (magnitud, color, tipo espectral, etc.) del trapecio ADS 15184. Nótese que para otros trapecios únicamente se tendrían que cambiar los archivos a leer y los coeficientes de transformación según la noche de observación.

```

1
2 #Se importan las librerias
3 import numpy as np
4 import pandas as pd
5 import matplotlib.pyplot as plt
6
7 #Se agregan los archivos a leer con formato: filtro Tiempo Masa Cuentas
8 archivo = [ 'ADS15184AB.csv', 'ADS15184C.csv', 'ADS15184D.csv' ]
9 Asx = []
10 for i in archivo:
11     #Se obtiene la magnitud a 10 segundos
12     datos = pd.read_csv(i)
13     df = pd.DataFrame(datos)
14     df[ 'Cuentas10' ]=(10/df[ 'Tiempo' ]) *df[ 'Cuentas' ]

```

```

15 df[ 'Magnitud' ]= -2.5*np.log10(df[ 'Cuentas10' ])
16
17 #Se Hacen los dataframe para cada filtro
18 dfI=pd.DataFrame(df[ df[ 'Filtro' ] == 'vacío + I3' ])
19 dfR=pd.DataFrame(df[ df[ 'Filtro' ] == 'vacío + R3' ])
20 dfV=pd.DataFrame(df[ df[ 'Filtro' ] == 'vacío + V3' ])
21 dfB=pd.DataFrame(df[ df[ 'Filtro' ] == 'vacío + B3' ])
22 dfU=pd.DataFrame(df[ df[ 'Filtro' ] == 'vacío + U3' ])
23
24 #Se reinician los indices
25 dfI=dfI.rename_axis( 'index' ).reset_index()
26 dfR=dfR.rename_axis( 'index' ).reset_index()
27 dfV=dfV.rename_axis( 'index' ).reset_index()
28 dfB=dfB.rename_axis( 'index' ).reset_index()
29 dfU=dfU.rename_axis( 'index' ).reset_index()
30
31 #Se hacen Arreglos con las masas de aire
32 arrI = dfI[ 'Masa' ].to_numpy()
33 arrR = dfR[ 'Masa' ].to_numpy()
34 arrV = dfV[ 'Masa' ].to_numpy()
35 arrB = dfB[ 'Masa' ].to_numpy()
36 arrU = dfU[ 'Masa' ].to_numpy()
37 #####
38
39 #En este apartado se crea el arreglo
40 #donde se guarda la magnitud en B
41 #mas parecida en masa de aire a I
42 AsxI = []
43 for i in arrI:
44     result_indexI = dfR[ 'Masa' ].sub(i).abs().idxmin()
45     Mag2I = dfR[ 'Magnitud' ].iloc[ result_indexI ]
46     AsxI.append( Mag2I )
47 #Se convierte a un DataFrame
48 dfnI=pd.DataFrame( AsxI )
49 #Se crea una nueva columna con el color
50 dfI[ 'Color' ]=dfnI[0] - dfI[ 'Magnitud' ]

```

```

51 #Se calcula la magnitud intrinseca en I
52 dfI['Magint'] = dfI['Magnitud']-0.04256484 *dfI['Masa']+0.10671767*(
    dfI['Color'])+25.05748309
53 #Se calcula el promedio de la mag intrinseca en I
54 mean_dfI = dfI['Magint'].mean()
55 #####
56
57 #En este apartado se crea el arreglo
58 #donde se guarda la magnitud en I
59 #mas parecida en masa de aire a R
60 AsxR = []
61 for i in arrR:
62     result_indexR = dfI['Masa'].sub(i).abs().idxmin()
63     Mag2R=dfI['Magnitud'].iloc[result_indexR]
64     AsxR.append(Mag2R)
65 #Se convierte a un DataFrame
66 dfnR=pd.DataFrame(AsxR)
67 #Se crea una nueva columna con el color
68 dfR['Color']=dfR['Magnitud']-dfnR[0]
69 #se calcula la magnitud intrinseca en R
70 dfR['magint'] = dfR['Magnitud']-0.09666404 *dfR['Masa']-0.06686209 *(
    dfR['Color'])+25.16318151
71 mean_dfR = dfR['magint'].mean()
72 #####
73
74 #En este apartado se crea el arreglo
75 #donde se guarda la magnitud en B
76 #mas parecida en masa de aire a V
77 AsxV = []
78 for i in arrV:
79     result_indexV = dfB['Masa'].sub(i).abs().idxmin()
80     Mag2V=dfB['Magnitud'].iloc[result_indexV]
81     AsxV.append(Mag2V)
82 #Se convierte a un DataFrame
83 dfnV=pd.DataFrame(AsxV)
84 #Se crea una nueva columna con el color

```

```

85  dfV[ 'Color ']=dfnV[0]-dfV[ 'Magnitud ']
86  #se calcula la magnitud intrinseca en V
87  dfV[ 'magint ' ] = dfV[ 'Magnitud ']-0.13943306*dfV[ 'Masa ']-0.07242878 *(
      dfV[ 'Color ']) +25.0520098
88  mean_dfV = dfV[ 'magint '].mean()
89  #####
90
91  #En este apartado se crea el arreglo
92  #donde se guarda la magnitud en V
93  #mas parecida en masa de aire a B
94  AsxB = []
95  for i in arrB:
96      result_indexB = dfV[ 'Masa '].sub(i).abs().idxmin()
97      Mag2B=dfV[ 'Magnitud '].iloc[result_indexB]
98      AsxB.append(Mag2B)
99  #Se convierte a un DataFrame
100 dfnB=pd.DataFrame(AsxB)
101 #Se crea una nueva columna con el color
102 dfB[ 'Color ']=dfB[ 'Magnitud ']-dfnB[0]
103 #se calcula la magnitud intrinseca en B
104 dfB[ 'magint ' ] = dfB[ 'Magnitud ']-0.2559693 *dfB[ 'Masa ']+0.04165493 *(
      dfB[ 'Color ']) +25.38548456
105 mean_dfB = dfB[ 'magint '].mean()
106 #####
107
108 #En este apartado se crea el arreglo
109 #donde se guarda la magnitud en B
110 #mas parecida en masa de aire a U
111 AsxU = []
112 for i in arrU:
113     result_indexU = dfB[ 'Masa '].sub(i).abs().idxmin()
114     Mag2U=dfB[ 'Magnitud '].iloc[result_indexU]
115     AsxU.append(Mag2U)
116 #Se convierte a un DataFrame
117 dfnU=pd.DataFrame(AsxU)
118 #Se crea una nueva columna con el color

```

```

119 dfU[ 'Color ']=dfU[ 'Magnitud ']-dfnU[0]
120 #se calcula la magnitud intrinseca en U
121 dfU[ 'magint ' ] = dfU[ 'Magnitud ']-0.4420726 *dfU[ 'Masa ']+0.17804673*(dfU
    [ 'Color ' ]) +23.49069964
122 mean_dfU = dfU[ 'magint '].mean()
123 #####
124
125 #guardamos todos los promedios en un arreglo llamado Asx
126 dat = np.array([
127     mean_dfU, mean_dfB, mean_dfV, mean_dfR, mean_dfi
128     ])
129 Asx.append(dat)
130
131 #convertimos el arreglo a un DataFrame
132 # definimos los nombres de las columnas
133 columnas = [ 'U', 'B', 'V', 'R', 'I' ]
134 dff=pd.DataFrame(Asx, columns=columnas)
135
136 #Enconntramos los colores
137 dff[ 'U-B' ]=dff[ 'U' ]-dff[ 'B' ]
138 dff[ 'B-V' ]=dff[ 'B' ]-dff[ 'V' ]
139 dff[ 'R-I' ]=dff[ 'R' ]-dff[ 'I' ]
140 dff[ 'V-R' ]=dff[ 'V' ]-dff[ 'R' ]
141 dff[ 'V-I' ]=dff[ 'V' ]-dff[ 'I' ]
142
143 #Calculamos el valor de Q
144 dff[ 'Q' ]=dff[ 'U-B' ]-0.72*dff[ 'B-V' ]
145
146 datos2 = pd.read_csv( 'SpectralTypeVsQ.csv' )
147 dfST = pd.DataFrame(datos2)
148 arrQ = dff[ 'Q' ].to_numpy()
149 AsxQ = []
150 for i in arrQ:
151     result_indexQ = dfST[ 'Q' ].sub(i).abs().idxmin()
152     STmasCercano=dfST[ 'Spectral Type' ].iloc[ result_indexQ ]
153     AsxQ.append( STmasCercano)

```

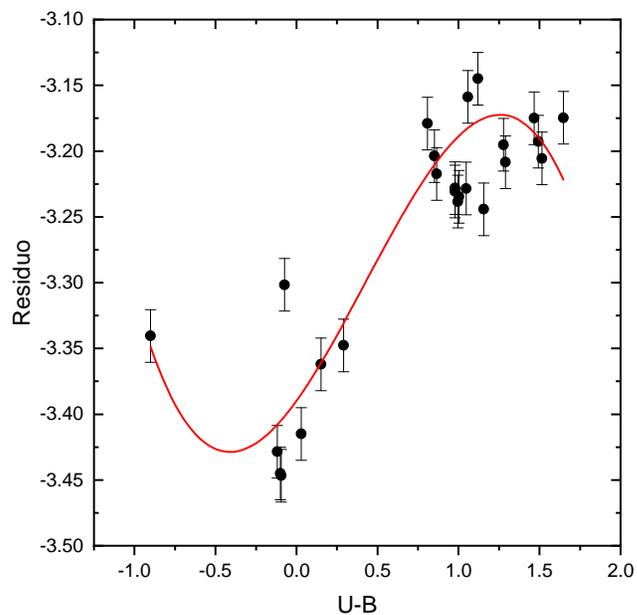
```
154 dff[ 'Tipo Espectral' ]=pd.DataFrame(AsxQ)
155
156 #Hacemos la grafica color color
157
158 #Hacemos los puntos del eje x
159 x1 = np.linspace(-.3, 1.7, 100)
160
161 #Hacemos punntos para graficar la secuencia principal
162 datosms = pd.read_csv( 'MSstars.csv' )
163 ms=pd.DataFrame(datosms)
164 x2=ms[ 'B-V' ]
165 y2=ms[ 'U-B' ]
166 p= np.poly1d (np.polyfit (x2, y2, 8))
167
168 #Hacemos los puntos para graficar las supergigantes
169 datoss = pd.read_csv( 'Supergigants.csv' )
170 sg=pd.DataFrame(datoss)
171 x3=sg[ 'B-V' ]
172 y3=sg[ 'U-B' ]
173 p2=np.poly1d (np.polyfit (x3, y3, 7))
174 p5=np.poly1d (np.polyfit (x3, y3, 3))
175
176 #Hacemos los puntos para graficar B-V vs U-B
177 x4=df[ 'B-V' ]
178 y4=df[ 'U-B' ]
179
180 #Hacemos los puntos para graficar la recta
181 y5=0.72*(x1-dff[ 'B-V' ].iloc [2])+dff[ 'U-B' ].iloc [2]
182
183 #Graficamos
184 plt.style.use( 'classic' )
185 # %matplotlib inline
186 fig = plt.figure(figsize=(10, 10))
187
188 ax = fig.subplots(1,1)
189 ax.scatter(x2,y2, marker ="^",s= 100)
```

```
190 ax.scatter(x3,y3, marker ="s", s= 50, color='green')
191 plt.plot(x1, p(x1), linewidth =3)
192 plt.plot(x1, p2(x1), linewidth =3)
193 ax.scatter(x4, y4, s= 100, color='red')
194 ax.plot(x1,y5, linewidth =3)
195 ax.arrow(0.5,-0.5, 0.32,.2304 , head_width=0.05, linewidth =3, color='
    red')
196 plt.ylim(-1,2)
197 ax.invert_yaxis()
198 ax.set_xlabel('B-V', fontsize=20)
199 ax.set_ylabel('U-B', fontsize=20)
200 ax.tick_params(labelsize=20)
201 ax.grid()
```

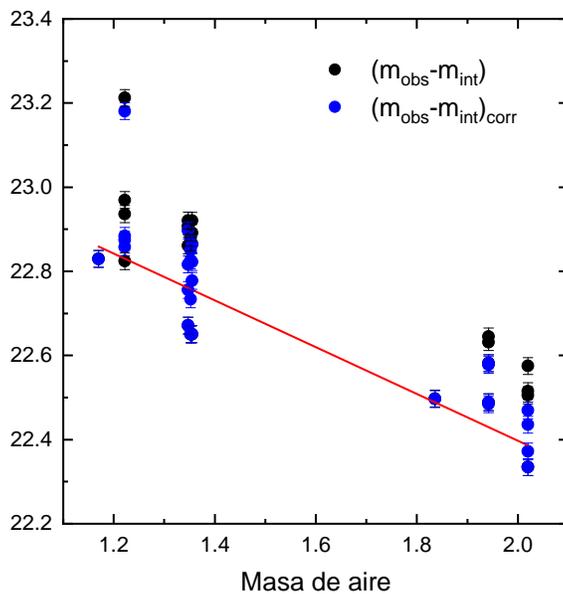
Apéndice B

Análisis de ajuste cúbico en gráficas residuo-color

A continuación se muestran las Tablas de residuo contra color y delta contra masa de aire para los cinco filtros del sistema de Johnson-Cousins correspondientes a las noches del 13 de junio y del 15 de diciembre. Se puede observar que la imagen B.1a es la única que presenta una dependencia clara de color al cubo, para el resto de las imágenes de residuo contra color se puede notar que el ajuste cúbico no se justifica y un ajuste lineal puede ser suficiente.

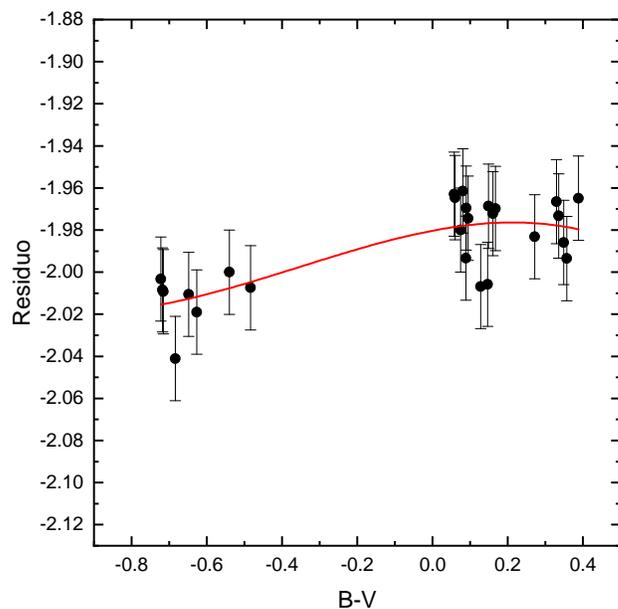


(a) Residuo contra color

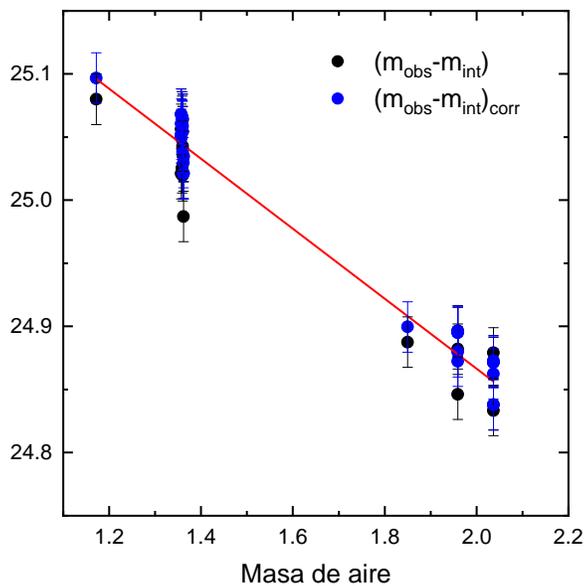


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.1: Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro U.

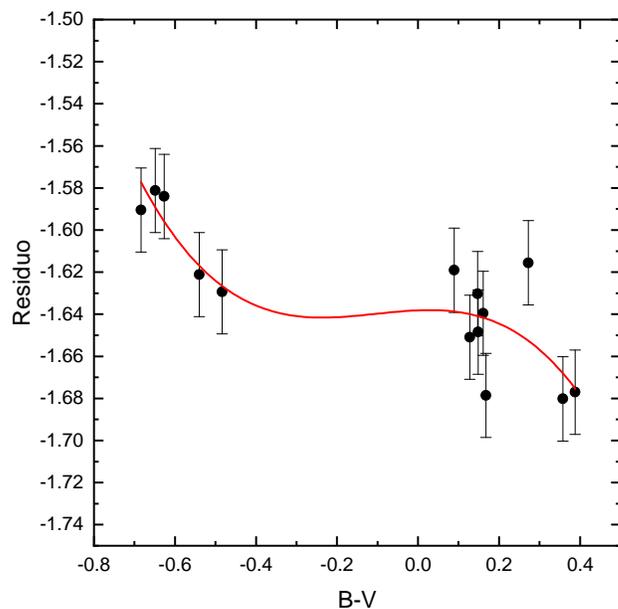


(a) Residuo contra color

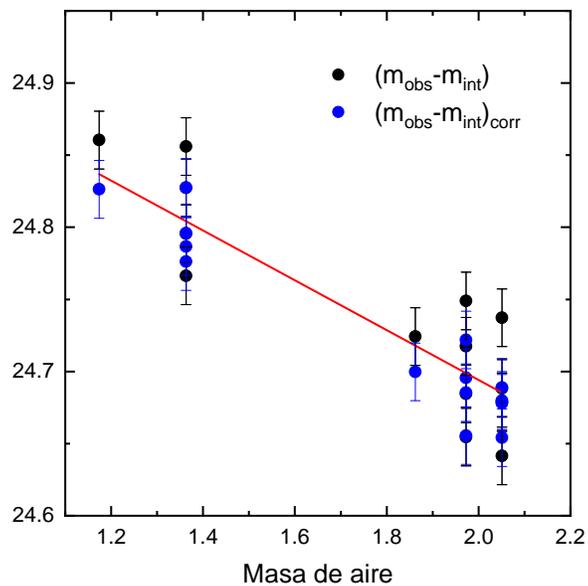


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.2: Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro B.

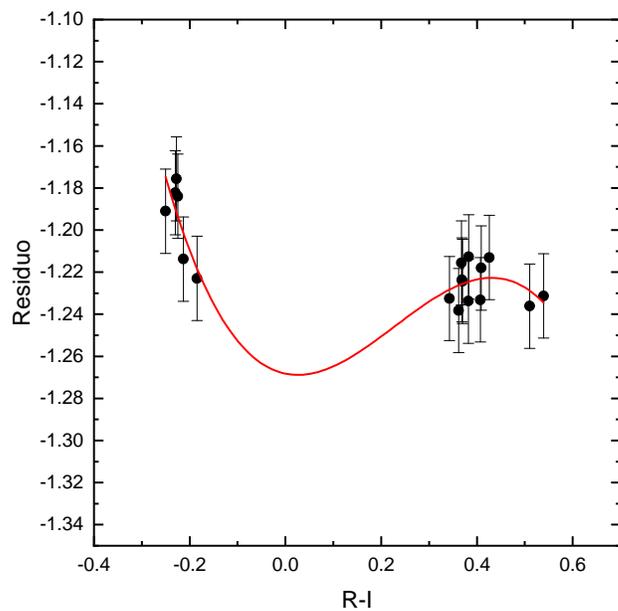


(a) Residuo contra color

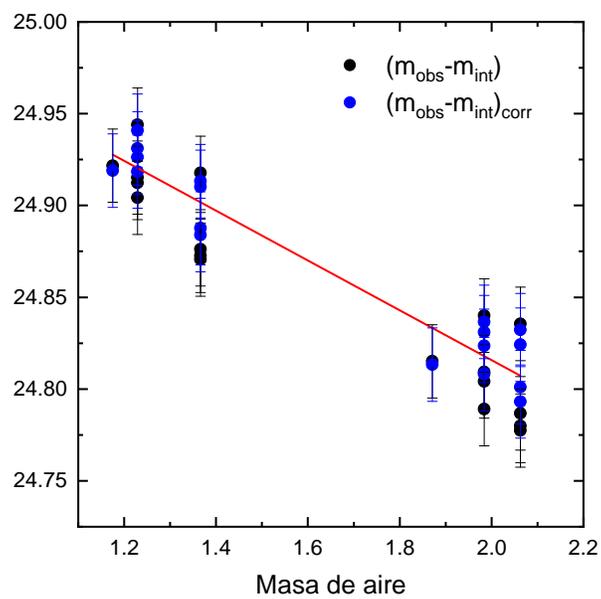


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.3: Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro V.

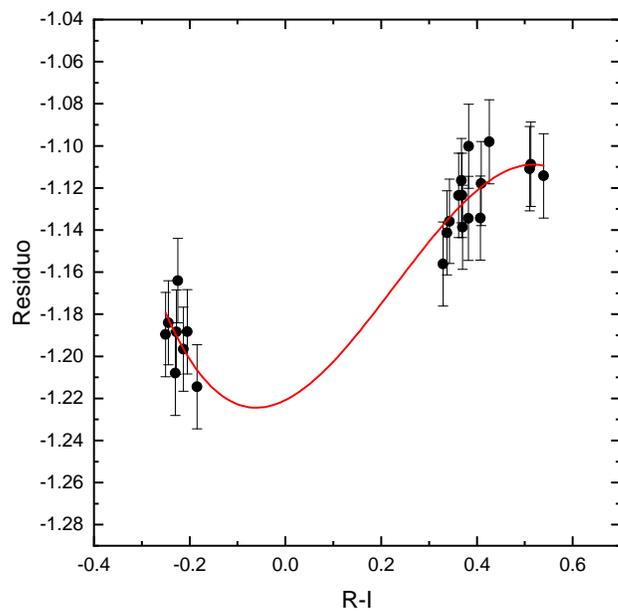


(a) Residuo contra color

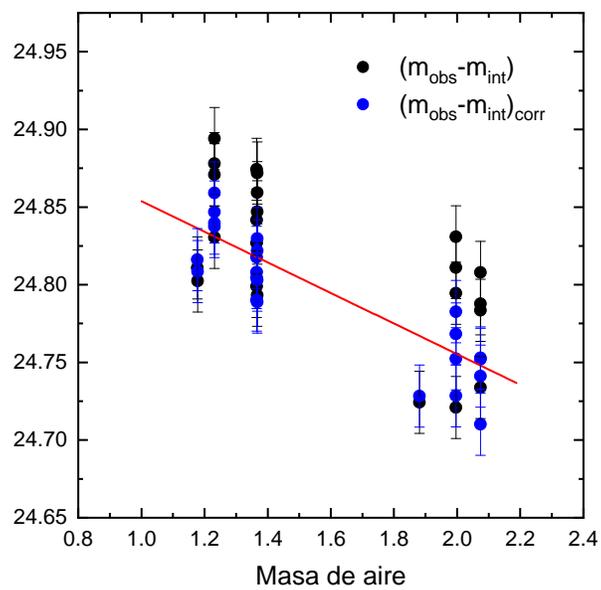


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.4: Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro R.

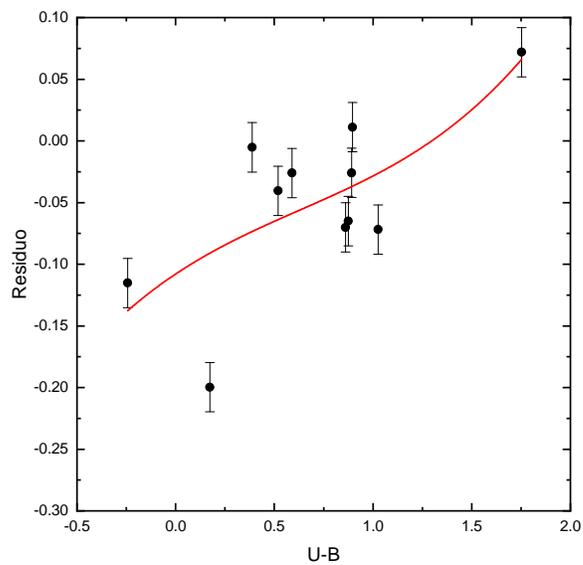


(a) Residuo contra color

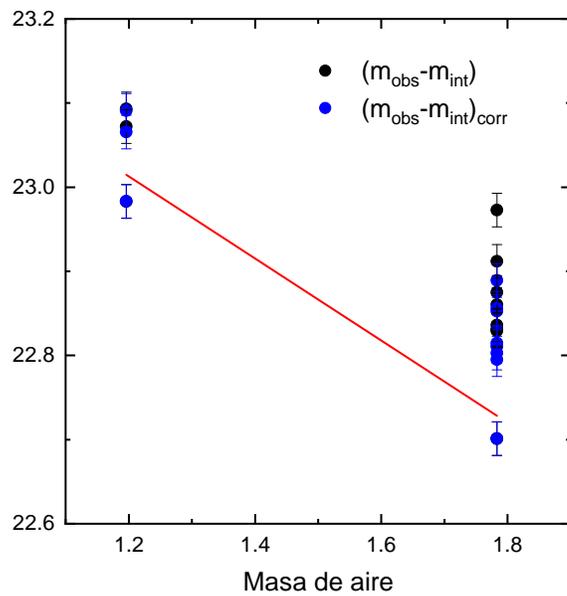


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.5: Imágenes de la noche del 13 de junio, correspondientes al filtro I.

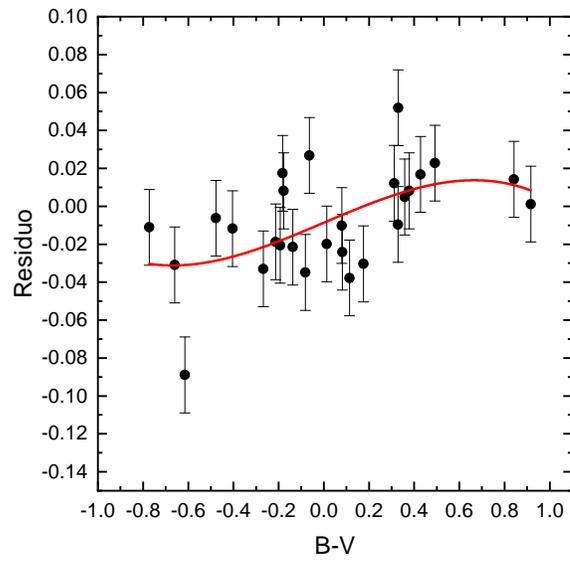


(a) Residuo contra color

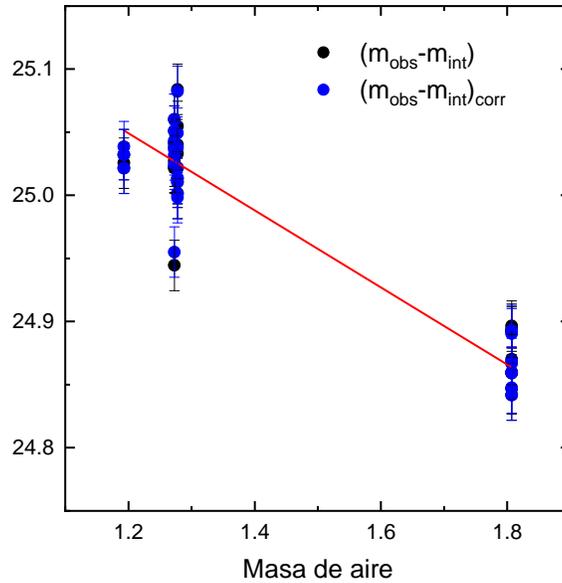


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.6: Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro U.

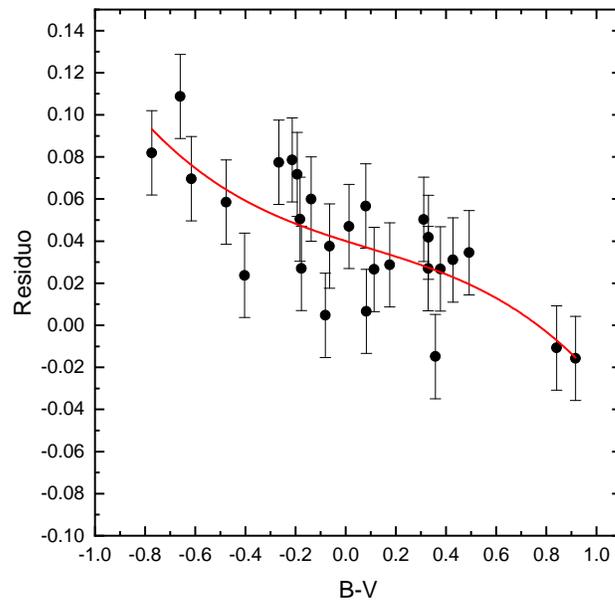


(a) Residuo contra color

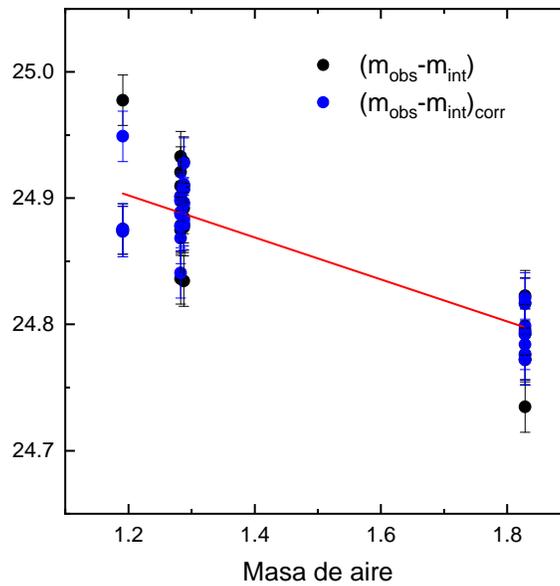


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.7: Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro B.

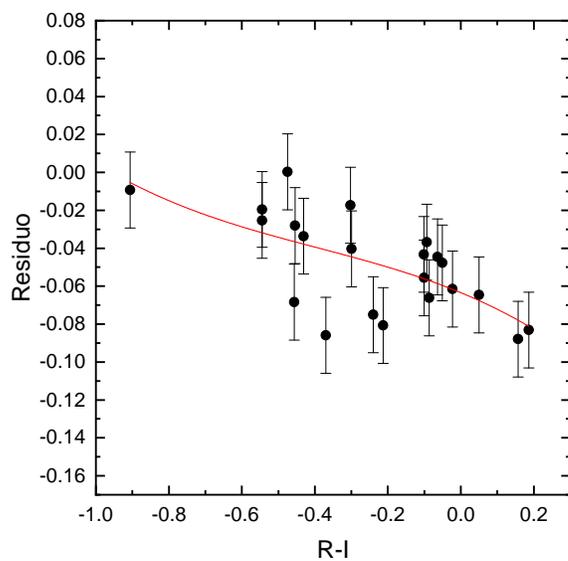


(a) Residuo contra color

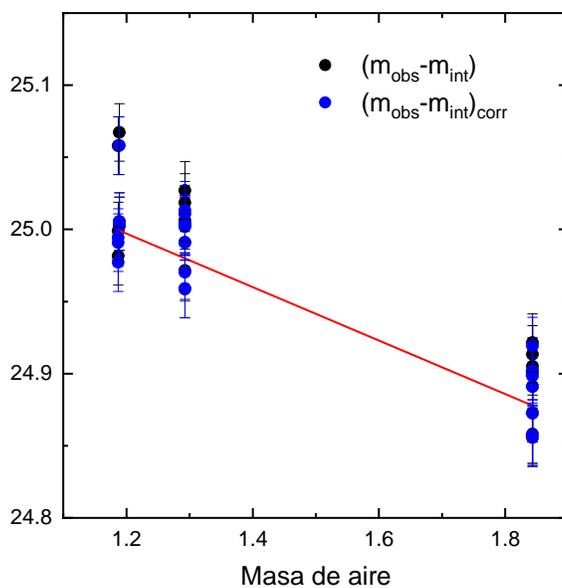


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.8: Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro V.

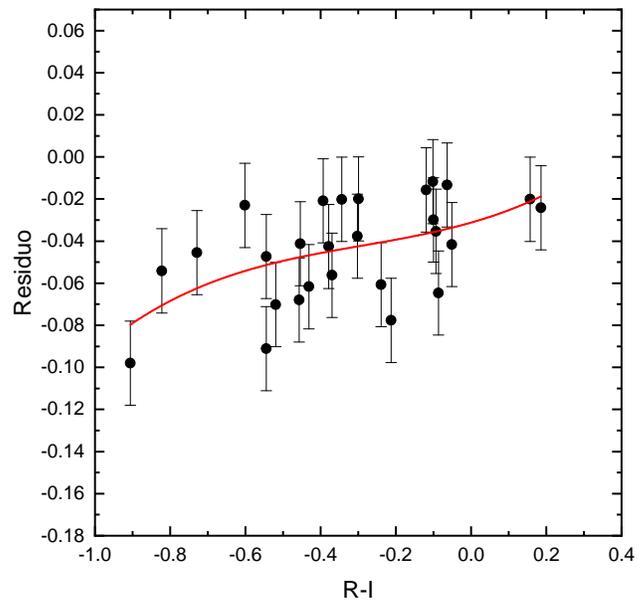


(a) Residuo contra color

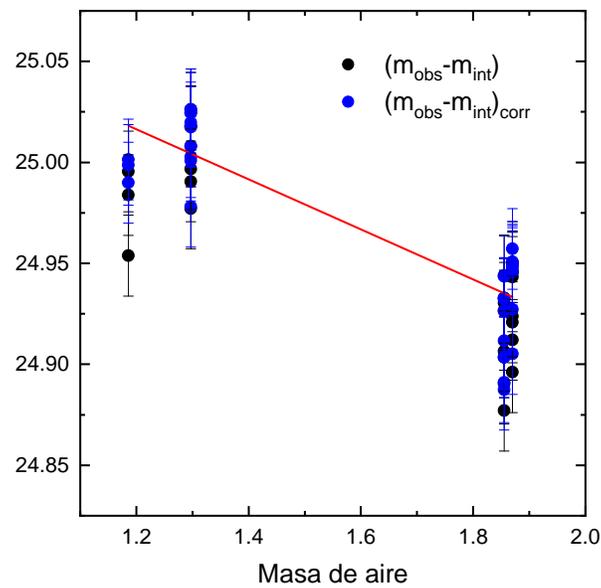


(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.9: Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro R.



(a) Residuo contra color



(b) Diferencia de magnitudes (delta) contra Masa de Aire

Figura B.10: Imágenes de la noche del 15 de diciembre, correspondientes al filtro I.

Bibliografía

- AAVSO. *The AAVSO Guide to CCD Photometry Version 1.1*. American Association of Variable Star Observers, 1st edition, 2014.
- H. A. Abt. The Ages and Dimensions of Trapezium Systems. *Astrophysical Journal*, 304:688, May 1986. doi: 10.1086/164207.
- H. A. Abt and C. J. Corbally. The Maximum Age of Trapezium Systems. *Astrophysical Journal*, 541(2):841–848, Oct. 2000. doi: 10.1086/309467.
- C. Allen, A. Ruelas-Mayorga, L. J. Sánchez, and R. Costero. The dynamical evolution of multiple systems of trapezium type. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 481(3):3953–3965, Dec. 2018. doi: 10.1093/mnras/sty2502.
- C. Allen, L. J. Sánchez, A. Ruelas-Mayorga, and R. Costero. The importance of historical measures for dynamical models of the evolution of Trapezium-type multiple systems. *Journal of Astronomical History and Heritage*, 22(2):201–210, Aug. 2019.
- V. A. Ambartsumian. Stellar systems of positive total energy. *The Observatory*, 75:72–78, Apr. 1955.
- M. S. Bessell. Standard Photometric Systems. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 43(1):293–336, Sept. 2005. doi: 10.1146/annurev.astro.41.082801.100251.
- J. Binney and M. Marrifield. *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, 1st edition, 1998.

- B. W. Carroll and D. A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Pearson-Education, 2nd edition, 2014.
- 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.
- S. C. Howell. *Handbook of CCD Astronomy*. Cambridge University Press, 2nd edition, 2006.
- H. L. Johnson and W. W. Morgan. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas. *Astrophysical Journal*, 117:313, May 1953. doi: 10.1086/145697.
- W. A. Joye and E. Mandel. New Features of SAOImage DS9. In H. E. Payne, R. I. Jedrzejewski, and R. N. Hook, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XII*, volume 295 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 489, Jan. 2003.
- 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.
- K. R. Lang. *Essential Astrophysics*. Springer, 2013. doi: 10.1007/978-3-642-35963-7.
- L. Loinard. Notas de estructura de galaxias, 2020. URL <https://www.iryia.unam.mx/gente/1.loinard/Galactic-2020/>. Última vez visitada enero 2023.
- B. M. Middlehurst and L. H. Aller. *Nebulae and interstellar matter*. The University of Chicago Press, 1968.

- M. A. Seeds and D. E. Backman. *Foundations of Astronomy*. Cengage Learning, 13th edition, 2016.
- D. Tody. IRAF in the Nineties. In R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, and J. Barnes, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, volume 52 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 173, Jan. 1993.
- M. Wenger, F. Ochsenbein, D. Egret, P. Dubois, F. Bonnarel, S. Borde, F. Genova, G. Jasniewicz, S. Laloë, S. Lesteven, and R. Monier. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *Astronomy and Astrophysics, Supplement*, 143:9–22, Apr. 2000. doi: 10.1051/aas:2000332.