



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO**

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
Instituto de Astronomía, Ciudad Universitaria.

**ESTUDIO FOTOMÉTRICO DE LOS
CÚMULOS ABIERTOS NGC 2335 y NGC
2302**

TESIS

**QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)**

PRESENTA:

ORIANA TREJO ÁLVAREZ

TUTOR PRINCIPAL

M.C. JOSE PEÑA SAINT-MARTIN,
Instituto de Astronomía, Ciudad Universitaria.

CIUDAD DE MÉXICO JULIO 2017



Universidad Nacional
Autónoma de México



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.

Resumen.

Dentro de este trabajo se busca obtener los parámetros físicos de los cúmulos abiertos NGC2335 y NGC2302 empleando fotometría de *Strömgren*; destacando la distancia a los cúmulos, su edad y enrojecimiento y la determinación de sus estrellas miembro (membresía).

Buscando cumplir con este objetivo, a partir de la fotometría *uvby- β* de las estrellas en la dirección de los cúmulos abiertos: NGC 2335 (32 estrellas), NGC2302 (10 estrellas) se determinaron las correspondientes distancias, su membresía al cúmulo, edad y enrojecimiento; se obtuvieron los siguientes resultados: distancia ($1453\text{pc} \pm 39$) ; ($1200\text{pc} \pm 30$) log edad (7.96 yr), (7.88 yr); y enrojecimiento $E(b-y)=(0.327, \pm .049)$, $E(b-y)=(0.192, \pm .024)$, respectivamente.

Igualmente, se obtuvieron valores de enrojecimiento $E(B-V)$ y módulo de distancia empleando fotometría de Johnson, y se realizó una comparación entre los resultados obtenidos por ambos métodos (Cap 5).

A lo largo de este trabajo, presento en detalle las observaciones que se realizaron en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de San Pedro Martir (SPM), México, empleando los telescopios de 1.5m y 0.84m en conjunto con un espectrofotómetro de tipo *Strömgren*; y describo la metodología utilizada haciendo especial énfasis en el proceso de reducción y procesamiento de datos.

Índice general

Resumen	3
Lista de figuras	7
Lista de tablas	13
1. Cúmulos Estelares abiertos seleccionados	15
1.0.1. NGC2335	16
1.0.2. NGC2302.	18
2. Observaciones.	21
2.1. Fotometría Strömgren.	21
3. Reducción de Datos.	29
3.0.1. NABAPHOT.	29
3.0.2. Archivo Objetos.	30
3.0.3. TACZU.	31
3.0.4. ATMOS.	32
3.0.5. TRANS.	35
3.0.6. CONS.	35
3.0.7. REDU.	36
3.1. Reducción de datos observacionales	37
3.2. Comparación de los datos con los valores encontrados en la literatura	38
3.3. Clasificación espectral de las estrellas	40
3.3.1. Strömgren	40
3.3.2. Alpha Per	42
3.4. Desenrojecimiento	46
3.4.1. Estrellas tempranas	47

3.4.2. Estrellas Tardías	48
4. Determinación de temperaturas efectivas (Lester, Gray, Kurucz(1986))	51
5. Resultados.	55
5.1. Fotometría Strömgen	55
5.1.1. NGC2335	55
5.1.2. NGC2302	63
5.2. Validez de los datos	70
5.2.1. Errores observacionales	70
5.2.2. Errores derivados	76
5.2.3. Comprobación de los resultados del método de determinación de distancias aplicado al cúmulo de las Hyadas	82
5.3. Fotometría de Johnson	93
5.3.1. Diagramas Color-Color	93
5.3.2. Diagramas Color-Magnitud	99
6. Conclusiones.	103
Apéndice	104
A. Clasificación de Trumpler para cúmulos abiertos	109
A.1. Índice de color.	110
A.2. Fotometría	111
A.2.1. Fotometría de Johnson.	111
A.2.2. Fotometría Strömgen.	112
A.2.3. Fotometría H BETA.	115

Índice de figuras

1.1. Cúmulo NGC2335 imagen obtenida de la base de datos WEB-DA, a una escala de 10x10min de $arco^2$, orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.	16
1.2. Cúmulo NGC2302 imagen obtenida de la base de datos WEB-DA, a una escala de 10x10min de $arco^2$.Orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.	18
2.1. Descripción del fotómetro danés mostrando la mayoría de sus componentes.	23
2.2. Mapa de identificación del Cúmulo NGC2335 obtenido de Webda en el cual se aprecian las estrellas fotométricas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-32). El mapa se encuentra limitado a estrellas de magnitud 13 y se encuentra a una escala de 13.85 min de arco y con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.	25
2.3. Mapa de identificación del Cúmulo NGC2335 obtenido de Webda en el cual se aprecian algunas de las estrellas fotométricas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-23). El mapa se encuentra a una escala de 12 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo. .	26

2.4.	Mapa de identificación del Cúmulo NGC2302 obtenido de Webda, en el cual se aprecian las estrellas observadas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-10). El mapa se encuentra limitado a estrellas de magnitud 13 y se encuentra a una escala de 16.55 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.	27
2.5.	Mapa de identificación del Cúmulo NGC2302 obtenido de Webda en el cual se aprecian las estrellas observadas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-10). Se encuentra a una escala de 2.5 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.	28
3.1.	Esquema NABAPHOT	30
3.2.	Representación del archivo Objetos, por columna observamos: los datos de 1 ó 0 si la estrella es estándar o problema, respectivamente. El nombre, coordenadas, la magnitud e índices fotométricos (v , $b-y$, m_1 , c_1) para las estrellas estándar siguen a continuación. Las estrellas problema carecen de los valores estándares.	31
3.3.	Representación del TZU de salida, por columna observamos: el nombre de la estrella, coordenadas: ascensión recta y declinación, tiempo sidereal, índices fotométricos: u , v , b , y , fecha (dma).	32
3.4.	Representación del archivo ATU, por columna observamos: el nombre de las estrellas, índices fotométricos instrumentales: v , $b-y$, m_1 y c_1 , tiempo sidereal y fecha (dm).	34
3.5.	Representación del archivo TRU, por columna observamos: nombre, índices fotométricos de la literatura: V , $b-y$, m_1 , c_1 e índices fotométricos instrumentales: V , $b-y$, m_1 , c_1	35
3.6.	Representación del archivo SALU donde se aprecian los coeficientes de transformación para cada índice fotométrico: primer renglón corresponde al índice v , el segundo a $b-y$, el tercero a m_1 y el cuarto a c_1 ($*m_1$ y c_1 están definidos en la sección 3.3.1).	36
3.7.	Representación del archivo RDU, por columna observamos: nombre, índices fotométricos reducidos: v , $b-y$, m_1 , c_1 , tiempo sidereal y fecha (dm).	37

3.8. Comparación de los valores V de Clariá [5] con los V observados, para NGC2335	39
3.9. Comparación de los valores V de Moffat y Vogt [25] con los V observados, para NGC2302	40
3.10. Diagrama de <i>Strömgren</i> [40]	42
3.11. Diagrama de Strömgren para el cúmulo NGC2335 mostrando $[m_1]$ vs $[c_1]$	43
3.12. Diagramas de Strömgren para las estrellas α de Perseo mostrando $[m_1]$ vs $[c_1]$. En la gráfica superior se presenta la clasificación espectral de estrellas A0V a G0V en un rango de 0.05 a 0.45 en $[m_1]$ y de -0.2 a 1.2 en $[c_1]$.En la gráfica inferior se aprecia la clasificación espectral de estrellas A0V a F7V en un rango de 0 a 1 en $[m_1]$ y -0.4 a 1.6 en $[c_1]$	45
4.1. Ejemplo de los valores para construir una mallas LGK [22]	53
5.1. Histogramas del módulo de distancia del cúmulo NGC 2335. En el eje x se muestra el módulo de distancia y en el eje y, la frecuencia (número de estrellas por módulo de distancia). El histograma superior muestra las estrellas de tipo espectral A y F, el histograma intermedio, las estrellas de tipo espectral B y el histograma inferior, la compilación de las estrellas de tipo espectral B,A,F. El cúmulo se ubica a MD=10.8	59
5.4. Comparación de isocronas donde se pueden observar la posición del BTO y RTO. En los ejes, encontramos el log de la temperatura efectiva, eje x y el logaritmo de la luminosidad / luminosidad solar en el eje y. Igualmente, se muestran las magnitudes M_v iniciales para el Blue loop. [24]	61
5.5. Ejemplo de las gráficas realizadas por [24] a partir de calibraciones teóricas, en el eje x apreciamos el logaritmo de edad en años, y en el eje y, el logaritmo de la temperatura efectiva. Para ambos parámetros se presentan isócronas que remarcan el Blue Turnoff (BTO) y el Red Turnoff (RTO).	62
5.6. Relaciones analíticas de [24] donde se muestra: columna 1- la relación empleada y el rango de edad donde es válido, columna 2- las expresiones analíticas empleadas, columna 3- el rango de validez y columna 4- la desviación máxima entre los valores obtenidos de las isócronas teóricas y las expresiones analíticas.	63

- 5.7. Histograma del módulo de distancia de NGC2302 65
- 5.8. Composición de histogramas para el cúmulo NGC2302. Histograma superior: distancia contra frecuencia mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma intermedio: módulo de distancia contra frecuencia mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma inferior: Enrojecimiento contra frecuencia para NGC2302. . . . 66
- 5.9. Ubicación de los puntos desenrojecidos del cúmulo NGC 2302 en las mallas LGK86 para $(b - y)_0$ vs c_0 . Los números 1000-16000 k representan la temperatura efectiva, y los valores 2,2.5,3,4 y 4.5 son log g. 68
- 5.10. Ubicación de los puntos desenrojecidos del cúmulo NGC 2302 en las mallas LGK86 para $(b - y)_0$ vs β . Los números 1000-16000 k representan la temperatura efectiva, y los valores 2,2.5,3,4 y 4.5 son log g. 69
- 5.2. composición de histogramas para el cúmulo NGC2335. Histograma superior izquierdo: Módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335, histograma superior derecho: módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma inferior izquierdo: distancia pc (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335 e histograma inferior derecho: distancia pc (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335 mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. La incertidumbre se obtiene directamente del ajuste gaussiano, el cual se realiza tomando en consideración las agrupaciones de estrellas con mayor conglomeración. Finalmente, el ancho de cada gráfica se modifica para observar con mayor precisión los ajustes. 71
- 5.3. Ubicación de los puntos desenrojecidos de NGC 2335 en las mallas LGK86. Los números 12000-25000 representan la temperatura efectiva, y los valores 2.5,3.5 y 4.5 son log g. 72

5.11. Composición de histogramas para las Hyadas. Histograma superior: Módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada para las Hyadas. Histograma inferior: distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) para las Hyadas mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. El valor promedio y su desviación estándar, indicado en la gráfica, se obtiene directamente del ajuste gaussiano. 92

5.12. Diagrama color-color desrojecido para NGC2335 y secuencia principal desfasada. 95

5.13. Diagrama color-color desrojecido para NGC2335 y secuencia principal ajustada al cúmulo. 96

5.14. Diagrama color-color desrojecido para NGC2302 y secuencia principal desfasada. 97

5.15. Diagrama color-color desrojecido para NGC2302 y secuencia principal ajustada al cúmulo. 98

5.16. Diagrama color-magnitud para NGC2335 y secuencia principal. 100

5.17. Diagrama color-magnitud para NGC2302 y secuencia principal. 101

A.1. Esquema de clasificación de cúmulos abiertos según Trumpler [43] 110

A.2. Curvas de transmisión para los filtros u,b,v,y [42] En el eje x tenemos la longitud de onda, y en el y, el porcentaje de luz que se puede captar en cada filtro, de acuerdo a la posición en que se ubique. 113

A.3. Representación de un espectro estelar mostrando los efectos de la discontinuidad de Balmer y el bloqueo ocasionado por los metales, destacando la posición central de los filtros de Strömgren. 114

A.4. Bandas de la Fotometría $H\beta$, por Crawford y Mander [42] . . 115

Índice de tablas

1.1. Características principales de NGC2335	18
1.2. Características principales de NGC2302	19
2.1. Temporadas de observación y observadores.	24
3.1. Coeficientes de extinción Atmosférica de SPM	34
3.2. Coeficientes de transformación obtenidos para las temporadas observacionales, con sus incertidumbres asociadas.	38
5.1. Fotometría Fotoeléctrica de NGC 2335	57
5.2. Enrojecimiento y parámetros desenrojados de las estrellas en la dirección del cúmulo NGC 2335	58
5.3. fotometría fotoeléctrica de NGC 2302	64
5.4. parámetros enrojados y desenrojados del cúmulo NGC 2302	65
5.5. Promedio de valores fotométricos y desviación estándar para las estrellas de NGC2302	73
5.6. Coeficientes de transformación promedio y valores estandar para NGC2335	75
5.7. cúmulo NGC2335	79
5.8. Incertidumbres asociadas a las estrellas candidatas a ser miem- bro del cúmulo NGC2335	80
5.9. cúmulo NGC2302	81
5.10. Incertidumbres asociadas a las estrellas candidatas a ser miem- bro del cúmulo NGC2302	82
5.11. Índices fotométricos para las Hyadas	83
5.12. Índices fotométricos desenrojados de las Hyadas obtenidas mediante la técnica de Nissen	89

5.13. Enrojecimientos encontrados para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson	94
5.14. Enrojecimientos encontrados para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson	99
5.15. Módulo de distancia encontrado para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson (valores obtenidos de la recopilación de Webda) y Fotometría Strömgren	102
A.1. Características de los filtros de Johnson	111
A.2. Características de los filtros de Strömgren	112

Capítulo 1

Cúmulos Estelares abiertos seleccionados

Los cúmulos estelares representan uno de los pilares de las galaxias y son excelentes trazadores de formación, evolución y ensamble de las mismas. Particularmente, se pueden emplear como trazadores de la estructura galáctica y representan ambientes únicos para los estudios de dinámica estelar. Por ello, son de suma importancia en estudios galácticos y particularmente en el estudio de la Vía láctea [4]. En los últimos años, se han desarrollado grandes avances en la materia, y actualmente poseemos una gran información respecto al comportamiento de los cúmulos estelares y la manera en que podemos trabajar con ellos a distintas longitudes de onda.

En el caso de los cúmulos abiertos, han recibido interés especial debido a que al estudiarlos es posible hacer sugerencias en la cinemática y estructura del disco galáctico y la dinámica y evolución química de la galaxia. Al estudiarlos, nos enfrentamos a diversos obstáculos [4]: en primera instancia, únicamente existen muestreos completos de cúmulos estelares abiertos a distancias de 800-1000pc y en segundo lugar, dentro de la literatura no existe una colección (catálogo) homogénea que presente los parámetros fundamentales de esta clase de cúmulos. Para elaborar este catálogo es necesario establecer métodos observacionales homogéneos, para determinar parámetros físicos de los cúmulos abiertos: distancias, enrojecimiento y edad.

El objetivo de la presente tesis es estudiar los cúmulos abiertos NGC2335 y NGC2302 y determinar algunos de los parámetros físicos de cada uno de

16CAPÍTULO 1. CÚMULOS ESTELARES ABIERTOS SELECCIONADOS

ellos empleando fotometría $uvby-\beta$. Esta fotometría es relevante debido a que a diferencia de los parámetros obtenidos con fotometría de banda ancha como la de Johnson, la fotometría de Strömgen permite determinar el enrojecimiento y la temperatura estrella por estrella.

Estudios anteriores de nuestros cúmulos muestran discrepancias en los resultados obtenidos respecto a la edad, distancia y la membresía de las estrellas. En este trabajo se busca proponer valores mas precisos para los parámetros físicos de estos cúmulos.

A continuación daré una introducción sobre lo que se sabe de los cúmulos estudiados en este trabajo.

1.0.1. NGC2335



Figura 1.1: Cúmulo NGC2335 imagen obtenida de la base de datos WEBDA, a una escala de $10 \times 10 \text{ min de } \text{arco}^2$, orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.

NGC2335 (figura 1.1), es un cúmulo abierto situado al norte de la región HII S296.

Fue estudiado por primera vez por Trumpler, quien clasificó este cúmulo como tipo II2p [43] [23], lo que representa un cúmulo pobremente poblado con un rango mínimo en el brillo de sus estrellas y una pequeña concentración central (en el apéndice se presenta una explicación mas detallada de la clasificación de Trumpler). El propuso una distancia de 1170pc.

Posteriormente, en 1949 Ambartsumian lo considera como un posible núcleo de la asociación del Can Mayor OB I y en 1966 Ruprecht [35] lo clasificó como un cúmulo de clase III3m.

El mayor estudio del cúmulo fue desarrollado por Clariá [5] quien reporta que el cúmulo se supone conformado por 60 estrellas, todas observadas en el sistema fotométrico UBV, empleando un telescopio reflector de 36 pulgadas en el observatorio de Cerro Tololo . Clariá, determina un exceso de color promedio $E(B-V)$ de 0.40 (no reporta incertidumbres). De las 60 estrellas estudiadas, empleando diagramas de color, confirmó la membresía de 19 estrellas; obtuvo un módulo de distancia promedio de 10m.05 y una distancia de 1020 parsecs. Igualmente, estimó una edad de 1.5×10^8 yr. Clariá sugiere que NGC 2335 junto con NGC 2343, son miembros de un sistema doble que se encuentra conectado con la región HII S296 y la asociación OB 1 del Can Mayor.

Dentro de la compilación de la base de datos WEBDA [30] se encuentran los siguientes valores para el cúmulo: distancia [pc] 1417; enrojecimiento 0.393, módulo de distancia 11.98, log edad 8.210 yr. Los cuales se basan en los trabajos de [5] y de [45]. Características particulares de NGC2335 se encuentran en la tabla 1.1

Tabla 1.1: Características principales de NGC2335

Magnitud aparente	7.20
Tamaño aparente	12' arc min
Brillo superficial	21.49
Sub-clase*	III 3 m n
Ascensión recta (2000)	7h06m47s
Declinación (2000)	-10 deg 02'00''
Distancia	1417pc
log Edad	8.210 yr

Los datos fueron obtenidos de la base de datos WEBDA [45], la subclase se define de acuerdo a la clasificación de Trumpler [43].

1.0.2. NGC2302.



Figura 1.2: Cúmulo NGC2302 imagen obtenida de la base de datos WEBDA, a una escala de 10x10min de $arco^2$. Orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.

NGC2302 (figura 1.2) es un cúmulo abierto ubicado en la constelación Monoceros. Fue observado por primera vez por Moffat y Vogt [25] quienes, empleando la fotometría de Johnson, realizaron mediciones de 15 estrellas; además, observaron una en $H\beta$. Calcularon una extinción promedio de $E(B-V)$ de 0.25 ± 0.03 , un $V-M_v=10.96$ mag, una distancia $d=1.08$ kpc y empleando diagramas de color, realizaron clasificación espectral de 12 estrellas, reconociendo a todas ellas como miembros del cúmulo. Ésta es la única referencia que se presenta en Webda [30] y la que tomamos como base para hacer nuestras comparaciones fotométricas.

Otros dos trabajos que estudian este cúmulo son el de R.P. Fenkart y Binggeli [17], como parte de un estudio de 190 cúmulos; y el de Moitinho [26]. En ambos casos se muestra únicamente la distancia al cúmulo y el tipo espectral mas temprano.

WEBDA [30] reporta los siguientes valores para el cúmulo: distancia [pc] 1182; enrojecimiento 0.207, módulo de distancia 11, log edad 7.847 yr. Basados en los trabajos de [25] y de [20]. Características particulares de NGC2302 se encuentran en la tabla 1.2

Tabla 1.2: Características principales de NGC2302

Magnitud aparente	8.9
Tamaño aparente	2.5' arcmin
Sub-clase*	III 2 m n
Ascensión recta (2000)	06h51m55s
Declinación (2000)	-07 deg 05'00''
Distancia	1182pc
Log edad	7.847 yr

Los datos fueron obtenidos del catálogo de WEBDA y [20], la subclase se define de acuerdo a la clasificación de Trumpler [43].

Capítulo 2

Observaciones.

2.1. Fotometría Strömgen.

Las observaciones fotométricas presentadas en este trabajo fueron realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de San Pedro Martir (SPM) México, empleando los telescopios de 1.5m y 0.84m en conjunto con un espectrofotómetro de tipo Strömgen.

Descripción Instrumental

El espectrofotómetro empleado para las observaciones de la presente tesis posee, como característica primordial, la capacidad de medir distintas longitudes de onda al mismo tiempo, empleando una rejilla. Las mediciones se realizan primero para los filtros *wby* y, posteriormente, en los filtros N y W que definen $H\beta$ (en el apéndice se presenta la fotometría $H\beta$ con mayor detalle).

Además de la rejilla, el espectrofotómetro se encuentra formado por diversos componentes instrumentales; en la figura 2.1 se muestran los elementos del fotómetro de seis canales que son descritos como sigue (manual del fotómetro danés):

A. Placa giratoria con tres posiciones (cerrado, abierto y filtro de densidad neutra con transmisión del $10 = 2.5$ magnitudes).

- B. Depolarizador, que puede ser insertado en el rayo de luz de H β .
- C. Diafragmas de entrada sobre una rueda giratoria, que solo deja pasar la luz seleccionada.
- D. Espejo que refleja la luz a la sección H β .
- E. Lentes acromáticas f/6, longitud focal 402 mm. Coliman el haz y lo envían a la rejilla de difracción.
- F. Rejilla de 1200 líneas /mm. Descompone al haz de luz seleccionando las distintas longitudes de onda a observar.
- G. Unidad de aperturas en el plano focal de las lentes acromáticas. Permiten el paso de 4 intervalos de longitud de onda que corresponden a los anchos espectrales de las bandas *uvby*.
- H. Espejos. Reflejan la luz que pasa por las aberturas hacia los filtros de interferencia.
- I. Filtros de densidad neutra con 50 por ciento de transmisión de los canales v y b.
- J. Lentes de Fabry que son usados como lentes auxiliares para proyectar la imagen del objetivo sobre el detector, los filtros de interferencia definen las bandas espectrales que pasan por los canales.
- K. Fotomultiplicadores tipo EMI 9789 QA, con fotocátodos de metal alcalino, que es la capa sensible a la luz donde los fotones inciden liberando electrones.

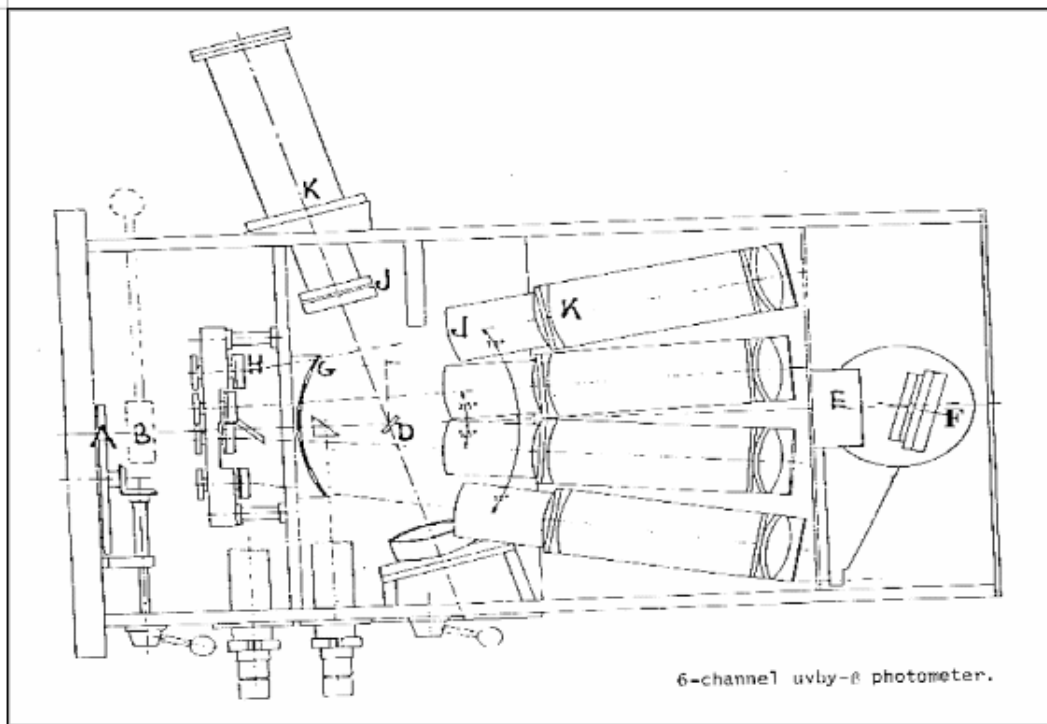


Figura 2.1: Descripción del fotómetro danés mostrando la mayoría de sus componentes.

Adquisición de datos.

Los datos recabados se obtuvieron durante siete temporadas de observación llevadas a cabo en noviembre de 2006, marzo, septiembre y octubre de 2008 y octubre y noviembre de 2015 (tabla 2.1).

En cada temporada se observaron estrellas problema y estrellas con valores fotométricos conocidos para poder realizar una conversión al sistema estándar. Las estrellas problema observadas, fueron obtenidas de las tablas de identificación de Paunzen [30]. El criterio de selección de las estrellas fue determinado por el límite del fotómetro-telescopio, con el que se decidió tomar estrellas hasta magnitud 13.5. Este límite nos permite tener el número suficiente de cuentas para tener un cociente s/n (señal contra ruido) del 100

Tabla 2.1: Temporadas de observación y observadores.

fecha	Cúmulos Observados	observadores
06103101	NGC2302- NGC2335	jhp, jps
06110102	NGC2335	jhp, jps
06110203	NGC2335	jhp, jps, js
06110304	NGC2335	jhp, jps, js
06110405	NGC2302 -NGC2335	jhp, jps, js
06110506	NGC2302	jhp, jps, js
06110607	NGC2302	jps, yr
06110708	NGC2302	jps, yr
06110809	NGC2335	jps, yr
15103031	NGC 2302- NGC2335	jps,ota,dsp
15110405	NGC2335	ota

jhp, J. H. Peña; jps, J. P. Sareyan; js, J. Segura; yr, Y. Rosas;ota, O.Trejo.
La fecha se identifica por el año de observación, el mes y el día (aammdd).

porciento.

Como parte del proceso de observación y reducción de los datos, se llevó a cabo el siguiente procedimiento: a cada estrella, se le tomaron 5 integraciones de 10s y 3 integraciones de 10s del cielo, empleando los filtros *uvby*; y respectivamente 5 integraciones de 10s y 3 integraciones de 10s del cielo, empleando el filtro $H\beta$. La precisión de cada medición es función del brillo y del tipo espectral de cada estrella, teniendo en consideración las cuentas medidas para tener una buena relación señal/ruido: N/\sqrt{N} (donde N es el número de cuentas), que por al menos sea igual a 10000 cuentas.

En las figuras (2.2,2.4) se presentan los mapas de identificación empleados durante las noches de observación, indicando el orden en que fueron observadas las estrellas y los comentarios del observador. Igualmente, se presentan imágenes de cada cúmulo, obtenidas de WEBDA, donde se señalan la mayoría las estrellas observadas, por cúmulo (fig 2.3,2.5).

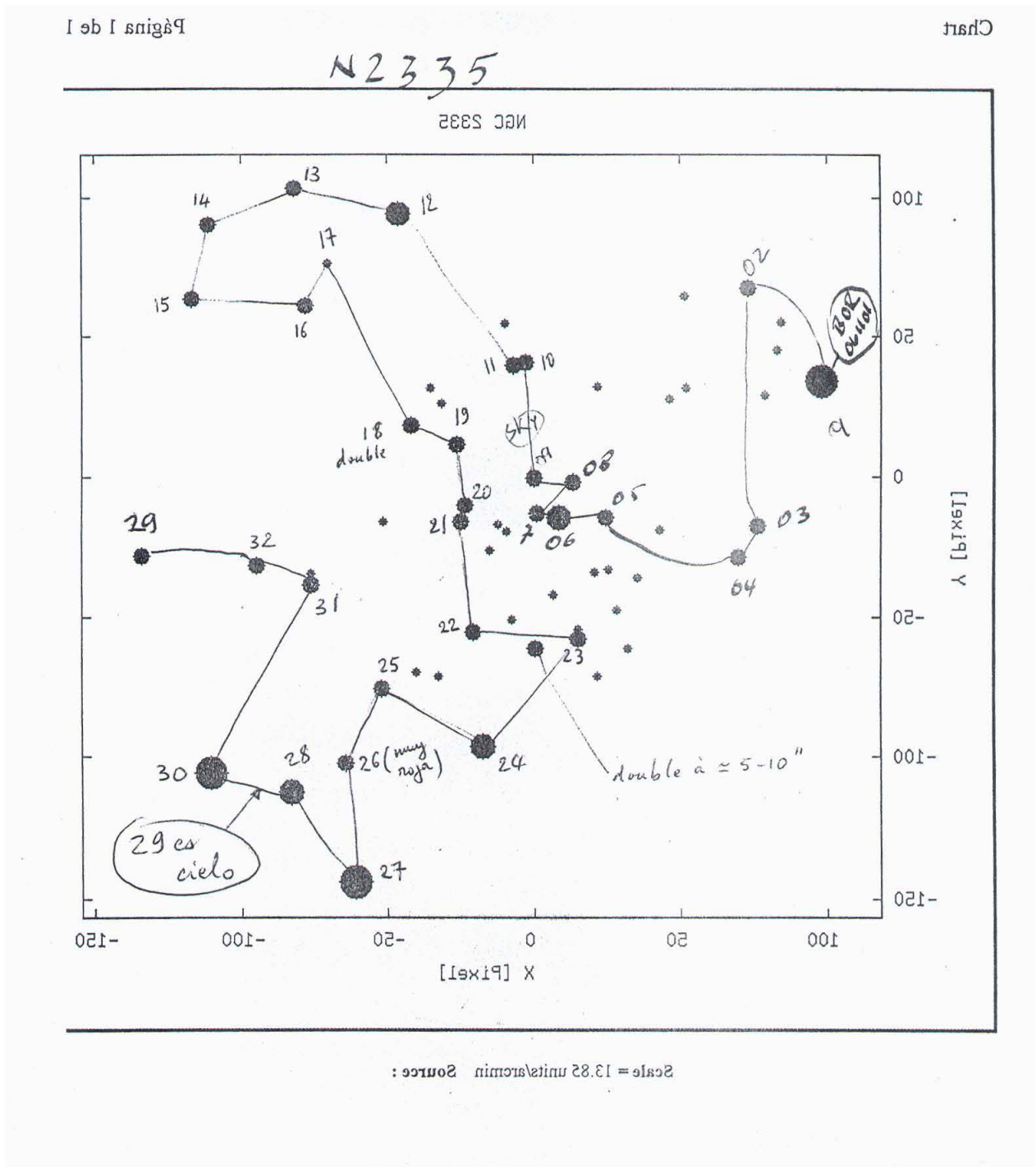


Figura 2.2: Mapa de identificación del Cúmulo NGC2335 obtenido de Webda en el cual se aprecian las estrellas fotométricas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-32). El mapa se encuentra limitado a estrellas de magnitud 13 y se encuentra a una escala de 13.85 min de arco y con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.

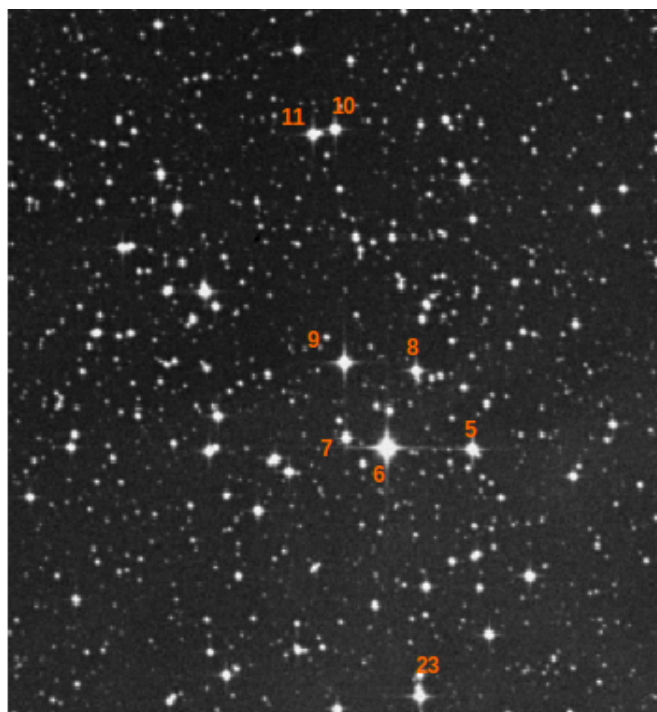
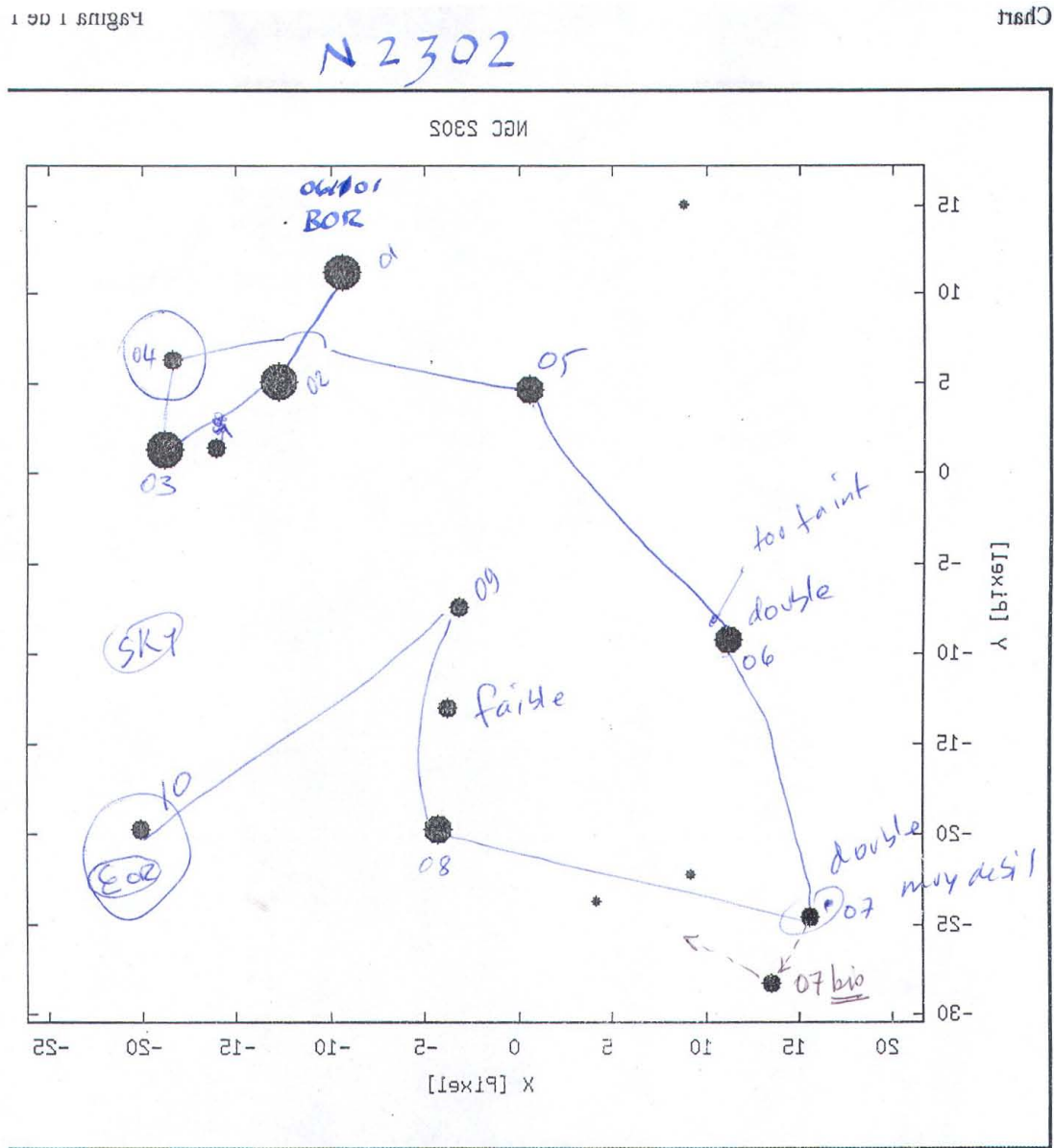


Figura 2.3: Mapa de identificación del Cúmulo NGC2335 obtenido de Webda en el cual se aprecian algunas de las estrellas fotométricas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-23). El mapa se encuentra a una escala de 12 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.



Scale = 16.55 min of arc/pixel Source: X, Y measured on the chart from Moffat A&A 20, 82

Figura 2.4: Mapa de identificación del Cúmulo NGC2302 obtenido de Webda, en el cual se aprecian las estrellas observadas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-10). El mapa se encuentra limitado a estrellas de magnitud 13 y se encuentra a una escala de 16.55 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.

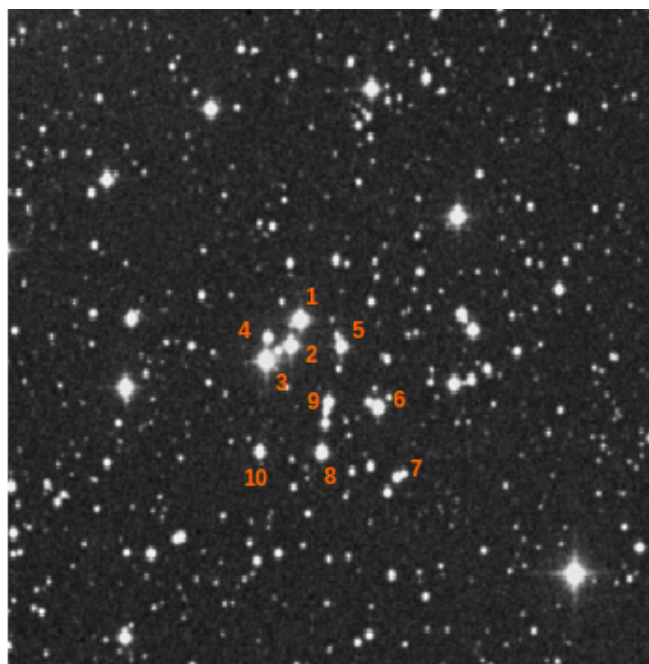


Figura 2.5: Mapa de identificación del Cúmulo NGC2302 obtenido de Webda en el cual se aprecian las estrellas observadas a lo largo de las noches y el orden en que fueron observadas (reconocidas por los números 1-10). Se encuentra a una escala de 2.5 min de arco con una orientación norte en la parte superior, oeste al lado derecho y este al lado izquierdo.

Capítulo 3

Reducción de Datos.

El proceso de reducción para la sección de fotometría que se desarrolló a lo largo de este trabajo se constituye por una serie de programas que facilitan la transformación de los datos instrumentales a datos estándar. A continuación detallaré los pasos realizados durante la reducción de los datos.

3.0.1. NABAPHOT.

Una vez obtenidos los datos 'crudos' del telescopio es necesario desarrollar un proceso de limpieza y reducción de los mismos, con el cual podamos obtener los datos adecuados para el estudio y su posterior análisis.

El proceso de reducción de las estrellas estándares observadas se realizó utilizando la paquetería numérica NABAPHOT [2], que reduce los datos instrumentales a un sistema estándar; por sistema estándar, consideramos un grupo de estrellas con valores fotométricos bien definidos. Algunas de las estándares más brillantes fueron seleccionadas del Astronomical Almanac [44], tomando los valores estándar de Olsen (1983) [29] y las ecuaciones de transformación definidas por Crawford y Barnes [12] y por Crawford y Mander [13].

Esta paquetería fue desarrollada y diseñada en el Instituto de Astronomía de la UNAM por (Arellano-Parrao) [2] y al finalizar la reducción, se obtienen los valores corregidos transformados al sistema estándar de Olsen.

En la siguiente sección detallaré cada uno de los pasos que sigue la pa-

quetería, los cuales se representan gráficamente en la figura 3.1:

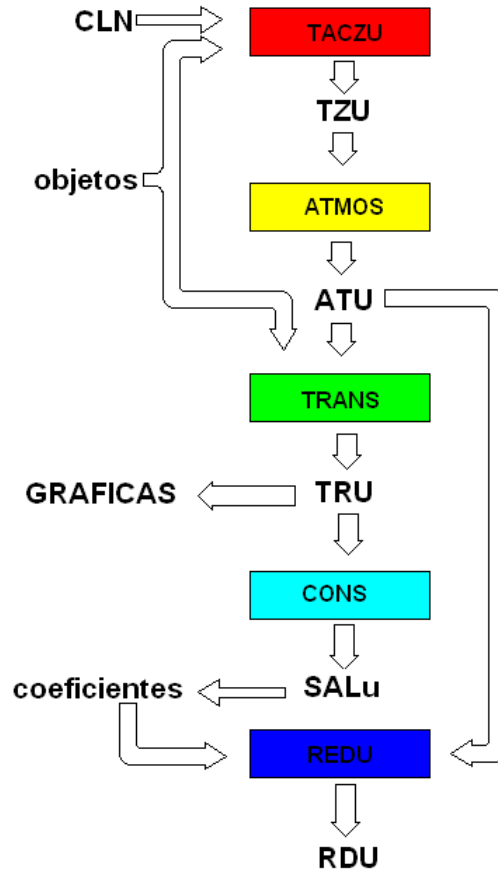


Figura 3.1: Esquema NABAPHOT

3.0.2. Archivo Objetos.

En primera instancia debemos crear un archivo llamado *Objetos* que contenga los datos de entrada del telescopio, el cual debe incluir todos los objetos problema que observaremos así como las estrellas estándares que consideraremos en la noche de observación (fig 3.2) Es recomendable tener una gran cantidad de estrellas estándares que presenten un amplio rango de valores en m_1 , c_1 y $b-y$ para tener una recta extensa en la que podamos asegurar que

caigan nuestros valores de m_1 y c_1 .

ID	Nombre	Ascensión hms J2000	Dec °' " J200	Magnitud	v	b-y	m1	c1
1	STBS8085	21.06.	55.0+38. 44.9	5.210	.656	.677	.136	
1	STBS8086	21.06.	64.0+38. 44.6	6.044	.792	.673	.063	
1	ST204132	21.25.	21.0+42. 47.0	7.560	.377	.0681	.2902	.728
1	ST207608	21.48.	54.0+46. 54.1	8.050	.318	.1540	.5152	.644
1	ST207687	21.51.	05.0-10. 02.1	7.504	.495	.224	.2922	.550
1	STBS1140	03.44.	48.0+24. 17.3	5.448	.005	.097	.6502	.750
1	ST210752	22.12.	43.0-06. 28.0	7.442	.361	.132	.3902	.585
1	ST210461	22.10.	22.0+14. 37.8	6.362	.639	.445	.441	
1	STBS1144	03.45.	09.0+24. 50.0	5.651	.021	.107	.6382	.750
1	ST19445	03.08.	25.0+26. 20.3	8.051	.351	.058	.2082	.584
1	ST19983	03.13.	03.0+11. 16.0	7.800	.468	.081	.6792	.650
1	ST20427	03.18.	31.0+38. 27.0	7.334	.331	.117	.3892	.609
1	ST27875	04.24.	39.0+37. 14.3	8.510	.355	.109	.9122	.759
1	HD11235	01.51.	23.0+43. 28.5	8.460	-.007	.149	.6102	.734
0	RAAAQR	22.36.	03.0-10. 00.9					
0	RBNAQR	22.27.	48.0-07. 29.0					
0	RBOAQR	22.54.	08.0-12. 21.5					
0	CSWTAU	04.24.	32.0+04. 07.3					
0	RDEAND	23.17.	26.0+48. 33.0					
0	RDEAND2	23.17.	26.0+48. 33.0					
0	DGPAND	00.55.	18.0+23. 09.9					
0	DGPAND2	00.55.	18.0+23. 09.9					
0	N233501	07.07.	21.0-09. 59.0					
0	N233502	07.07.	21.0-09. 59.0					

Figura 3.2: Representación del archivo Objetos, por columna observamos: los datos de 1 ó 0 si la estrella es estándar o problema, respectivamente. El nombre, coordenadas, la magnitud e índices fotométricos (v , $b-y$, m_1 , c_1) para las estrellas estándar siguen a continuación. Las estrellas problema carecen de los valores estándares.

3.0.3. TACZU.

El primer programa que empleamos para la reducción de datos es conocido como TACZU. Este programa se inicializa tomando como base el archivo Objetos.

En esta primera fase realizamos un promedio de las múltiples observaciones obtenidas para cada objeto. A este promedio se le sustrae el valor del cielo.

TACZU también nos permite realizar correcciones por tiempo muerto (tiempo que transcurre entre una lectura instrumental y otra), con lo que al finalizar tendremos un archivo nombrado como TZU que nos dará todas las correcciones realizadas y el promedio de las integraciones (fig 3.3).

Nombre	Ascención hms J2000	Dec ° ' " J200	Tiempo sideral	v	b-y	m1	c1	Fecha
1ST20427	31831+3827	0 43233	15726.93	34286.30	45244.52	15932.03	021115	
1HR1024	32318- 74730	440 2	26120.60	66168.73	107821.64	43200.68	021115	
1HD22993	34125- 81312	44314	7471.64	26273.68	28844.82	8013.01	021115	
1HR1201	35310+171936	44641	55978.75	142274.82	178521.17	57109.63	021115	
0CSWTAU	42432+ 4 718	45142	652.16	2754.23	4281.02	1742.60	021115	
0CSZTAU	43714+183230	45631	10712.60	43366.11	76117.61	34039.78	021115	
0CSTTAU	545 3+133430	5 441	1365.75	5292.07	10659.27	5253.14	021115	
0CRSORI	62213+144036	51211	1745.69	7654.81	14087.55	6729.56	021115	
0N233501	7 721- 959	0 54244	14493.02	67667.12	72667.65	20647.67	021115	
0N233502	7 721- 959	0 55815	159.95	406.16	547.72	193.38	021115	

Figura 3.3: Representación del TZU de salida, por columna observamos: el nombre de la estrella, coordenadas: ascensión recta y declinación, tiempo sideral, índices fotométricos: u, v, b, y, fecha (dma).

3.0.4. ATMOS.

El segundo programa que empleamos en la reducción se conoce como ATMOS. Para poder correr este programa debemos tener el archivo Objetos y el archivo TZU como archivos de entrada. Dentro de este programa calculamos las magnitudes y colores instrumentales realizando una corrección por extinción atmosférica (pérdida de luz de una estrella al atravesar la atmósfera terrestre). ATMOS utiliza los coeficientes de extinción medios, por temporada (época del año) para el observatorio de San Pedro Mártir (tabla 3.1) con los cuales se calculan los valores fuera de la atmósfera según la ecuación 3.1. Estos datos se encuentran integrados al programa, en una compilación que contiene datos desde 1980 y que ha sido obtenida por diversos observadores. Entre los trabajos más destacados donde se puede revisar la obtención de la extinción atmosférica para el observatorio de San Pedro Martir, están [36]

y [37].

$$m_0 = m_a - kx - L - M \text{sen}H. \quad (3.1)$$

donde los términos son magnitud instrumental (m_0), magnitud o color fuera de la atmósfera (m_a), masa de aire (x), L es el término de de la corrección de noche calculado en magnitudes, k es el coeficiente de extinción calculado en magnitudes, $M(H)$ es la corrección de noche calculada en función del tiempo para corregir por la asimetría de la atmósfera y H es el ángulo horario. La masa de aire se calcula mediante:

$$x = \text{sec}(z)(1 - 0.0012(\text{sec}^2 z) - 1) \quad (3.2)$$

y

$$\text{sec}(z) = \text{sen}(\theta)\text{sen}(\delta) + \text{cos}(\theta)\text{cos}(\delta)\text{cos}(h) \quad (3.3)$$

donde θ es la latitud del observatorio, δ es la declinación del objeto y h es el ángulo horario.

Nombre	v	b-y	m1	C1	Tiempo sideral	Fecha
1ST20427	-10.638	-1.191	1.376	.434	43233	02111
1HR1024	-11.734	-1.056	1.459	.357	440 2	02111
1HD22993	-9.913	-1.457	1.424	1.136	44314	02111
1HR1201	-12.025	-1.295	1.425	.654	44641	02111
0CSWTAU	-8.246	-1.038	1.391	.965	45142	02111
0CSZTAU	-11.460	-.930	1.427	.798	45631	02111
0CSTTAU	-9.436	-.827	1.469	.597	5 441	02111
0CRSORI	-9.708	-.862	1.403	.827	51211	02111
0N233501	-10.932	-1.429	1.379	1.474	54244	02111
0N233502	-5.858	-1.192	1.392	.568	55815	02111

Figura 3.4: Representación del archivo ATU, por columna observamos: el nombre de las estrellas, índices fotométricos instrumentales: v, b-y, m_1 y c_1 , tiempo sideral y fecha (dm).

Tabla 3.1: Coeficientes de extinción Atmosférica de SPM

FECHA	K_v	K_{b-y}	K_{m1}	K_{c1}
Oct-84	0.116	0.063	0.062	0.088
Feb-85	0.146	0.058	0.065	0.092
Jun-88	0.118	0.050	0.042	0.139
•	K_v	K_{b-y}	L_{m1}	L_{c1}
Oct-84	0.006	0.009	-0.025	0.034
Feb-85	-0.032	0.008	-0.026	0.040
Jun-88	0.010	-0.007	0.008	-0.004
•	L_v	L_{b-y}	L_{m1}	M_{c1}
Oct-84	0.006	-0.013	0.028	-0.031
Feb-85	-0.032	-0.006	-0.026	-0.038
Jun-88	-0.010	0.007	-0.008	0.004

[36], [37]

Este programa nos dará un archivo de salida que denominaremos como ATU (fig 3.4).

3.0.5. TRANS.

En secuencia, el tercer programa que empleamos se demonima TRANS. Para inicializarlo debemos tener el archivo Objetos y el archivo ATU, el cual nos ayudará a localizar las estrellas estándares observadas. Este programa nos generará un archivo de salida al que denominaremos TRU (fig 3.5).

Los valores obtenidos por este programa (v , $b-y$, m_1 , c_1 (definidos en la sección 3.3.1) β) deben ser graficados contra sus homónimos encontrados en la literatura para asegurarse que la relación entre los sistemas sea lineal y que no exista ninguna estrella fuera de la tendencia. En caso de encontrarlos en esta última situación, es posible que estemos frente a un problema de localización de la estrella o de posicionamiento.

Para ayudarnos en esta labor es importante apoyarnos en la bitácora de observación y los archivos de salida del telescopio, además de tener una buena base de datos astronómicos (ej. SIMBAD).

Nombre	v	b-y	m1	C1	v0	b-y0	m1°	c1°
ST210752	7.442	.361	.132	.390	-10.519	-1.145	1.391	.359
ST212029	8.510	.365	.101	.280	-9.474	-1.156	1.355	.342
ST213802	7.950	.409	.184	.390	-10.010	-1.108	1.431	.426
HD216261	8.160	.071	.179	1.032	-9.812	-1.424	1.425	1.086
ST858826	5.157	.075	.164	1.092	-12.825	-1.446	1.436	1.149
HD223617	6.952	.670	.644	.092	-11.045	-.824	1.845	.087
HD19346	7.980	.073	.128	1.126	-10.003	-1.439	1.414	1.165
ST19445	8.051	.351	.058	.208	-9.926	-1.165	1.311	.245

Figura 3.5: Representación del archivo TRU, por columna observamos: nombre, índices fotométricos de la literatura: V , $b-y$, m_1 , c_1 e índices fotométricos instrumentales: V , $b-y$, m_1 , c_1 .

3.0.6. CONS.

Como cuarto programa emplearemos el programa CONS, el cual nos permite realizar ajustes lineales para calcular los coeficientes de transformación

de los sistemas. Este programa nos generará un archivo de salida que conoceremos como SALU (fig 3.6).

Los coeficientes de transformación que aquí encontramos serán muy importantes para nuestro análisis, por lo que es relevante que los guardemos de forma separada.

```

B1=  12.5123  B2=  1.0000  B3=  -4.1781
B1=   .7098  B2=   .3574  B3=   .0000
B1=  -.2745  B2=   .4851  B3=   .1854
B1=   .6808  B2=  1.0885  B3=   .6264

```

Figura 3.6: Representación del archivo SALU donde se aprecian los coeficientes de transformación para cada índice fotométrico: primer renglón corresponde al índice v , el segundo a $b-y$, el tercero a m_1 y el cuarto a c_1 (* m_1 y c_1 están definidos en la sección 3.3.1).

3.0.7. REDU.

El último programa empleado se denomina REDU. Para inicializarlo debemos tener el archivo que contiene los coeficientes de transformación (CONS) y el archivo ATU, que nos muestra las magnitudes corregidas por extinción. Ambos archivos deben de integrarse al programa, lo que nos permitirá transformar las magnitudes y colores instrumentales al sistema estándar. El documento que aquí obtendremos se llamará RDU (fig 3.7).

Nombre	v	b-y	m1	C1	Tiempo Sideral	fecha
1ST20427	6.850	.284	-1.828	.407	43233	2111
1HR1024	5.190	.332	-1.763	.408	440 2	2111
1HD22993	8.687	.189	-1.854	1.005	44314	2111
1HR1201	5.898	.247	-1.823	.581	44641	2111
0CSWTAU	8.603	.339	-1.792	1.081	45142	2111
0CSZTAU	4.938	.377	-1.755	.967	45631	2111
0CSTTAU	6.532	.414	-1.715	.813	5 441	2111
0CRSORI	6.406	.402	-1.754	1.041	51211	2111
0N233501	7.551	.199	-1.870	1.390	54244	2111
0N233502	11.635	.284	-1.820	.552	55815	2111

Figura 3.7: Representación del archivo RDU, por columna observamos: nombre, índices fotométricos reducidos: v, b-y, m_1 , c_1 , tiempo sideral y fecha (dm).

3.1. Reducción de datos observacionales

Para realizar un ajuste correcto de las estrellas al sistema estándar se emplean los coeficientes propuestos por [12] y [13]. Los coeficientes obtenidos para nuestra temporada de observación se pueden ver en la tabla 3.2.

$$\begin{aligned}
 V_{\text{std}} &= A + B(b - y)_{\text{inst}} + y_{\text{inst}} \\
 (b - y)_{\text{std}} &= C + D(b - y)_{\text{inst}} \\
 m_{1\text{std}} &= E + F(m_1)_{\text{inst}} + J(b - y)_{\text{inst}} \\
 c_{1\text{std}} &= G + H(c_1)_{\text{inst}} + I(b - y)_{\text{inst}} \\
 H\beta_{\text{std}} &= K + L(H\beta)_{\text{inst}}
 \end{aligned}$$

Donde los índices D,F,H,L son los coeficientes correspondientes para (b-y), m_1 , c_1 (definidos en la sección 3.3.1) y β respectivamente. B,J e I son términos de color de V, m_1 y c_1 , el sub índice std representa valores estándar, y el sub índice inst representa valores instrumentales.

Tabla 3.2: Coeficientes de transformación obtenidos para las temporadas observacionales, con sus incertidumbres asociadas.

season	B	D	F	J	H	I	L
2006 (2335-2302)	-0.031	0.983	0.990	0.056	0.945	-0.017	-1.280
σ	0.159	0.052	0.074	0.028	0.044	0.068	0.093
2015 (2335-2302)	-0.003	0.978	1.102	-0.061	1.015	0.127	-1.189
σ	0.076	0.025	0.081	0.154	0.023	0.051	0.123

En su mayoría, los valores fotométricos fueron medidos en mas de una ocasión para obtener los valores con mayor probabilidad de estar cerca del valor real, con una precisión mejor que centésimas y una pequeña desviación estándar para cada estrella y sus índices de color.

3.2. Comparación de los datos con los valores encontrados en la literatura

Para verificar la bondad de la reducción y en vista de que no hay datos $uvby-\beta$ de las estrellas de estos cúmulos, realizamos una comparación con los datos disponibles en la literatura, WEBDA.

Para NGC2335, la fotometría de las estrellas observadas en este trabajo, fue comparada con la literatura que presenta WEBDA, la cual presenta dos fuentes: Clariá [5] y algunos puntos de Seggewiss [38]. Para poder hacer una comparación con datos procesados homogeneamente elegimos solo aquellas de [5] (fig 3.8). La intersección está consituida de un conjunto de 32 entradas (todas nuestras estrellas observadas) con un rango límite de (7.05, 12.39) en V y (-.09, 1.185) en (b-y). El ajuste lineal nos da la ecuación $V_{Webda} = -0.191 + 1.016V$ con un coeficiente de correlación de 0.999 y una desviación estándar de 0.056. Para el índice de color la ecuación fue $(B - V) = -0.126 + 1.628(b - y)$ con un coeficiente de correlación de 0.998 y una desviación estándar de 0.058. Con esto, obtenemos una buena calidad de datos en ambos grupos.

3.2. COMPARACIÓN DE LOS DATOS CON LOS VALORES ENCONTRADOS EN LA LITERATURA

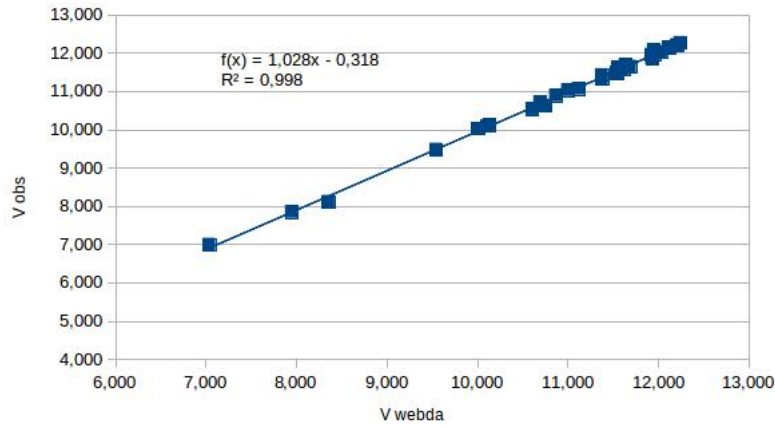


Figura 3.8: Comparación de los valores V de Clariá [5] con los V observados, para NGC2335

En el caso de NGC2302, se realiza una comparación entre nuestros valores de V y los presentados por WEBDA, correspondientes a [25]. La intersección está constituida por 10 estrellas, con un rango entre 10.2 y 13.4 (fig 3.9). El ajuste lineal nos da la ecuación $V=1.023 \pm 0.206$ con un coeficiente de correlación de 0.999.

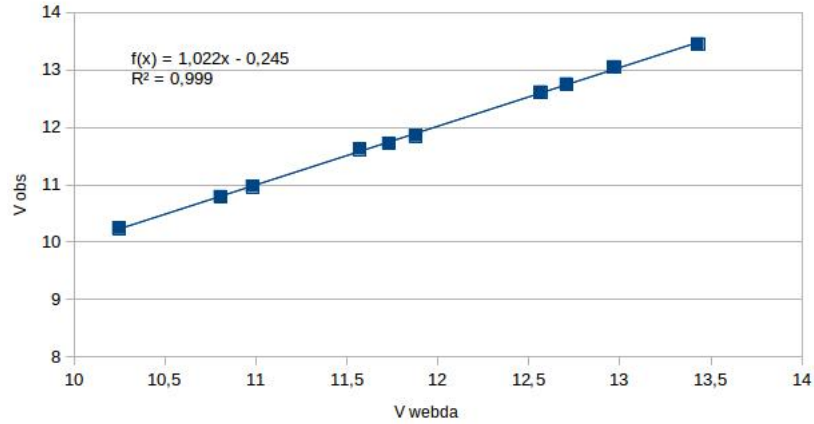


Figura 3.9: Comparación de los valores V de Moffat y Vogt [25] con los V observados, para NGC2302

3.3. Clasificación espectral de las estrellas

En vista de que los tipos espectrales de las estrellas de los cúmulos no han sido determinados espectroscópicamente, lo realizaremos mediante datos fotométricos. Para ello consideraremos el diagrama $[m_1]$ y $[c_1]$, el cual explicaré a continuación.

3.3.1. Strömgren

En el artículo original, Strömgren [40] describe la fotometría de banda angosta y presenta las características de los filtros *ubvy* que la caracterizan (en el apéndice de este trabajo se explica en detalle esta fotometría) además, define dos parámetros que serán muy importantes para el estudio y análisis de nuestras observaciones; el índice c_1 y el m_1 :

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (3.4)$$

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (3.5)$$

donde c_1 da una medición de la discontinuidad de Balmer, y m_1 es una medición del bloqueo del continuo, ocasionado por presencia de líneas metálicas. Respectivamente $(v-b)$ y $(b-y)$, nos definen un gradiente de color y c_1 y m_1 nos dice que tanto difieren u y v de ese gradiente.

$$[c_1] = c_1 - 0.20(b - y) \quad (3.6)$$

$$[m_1] = m_1 + 0.18(b - y) \quad (3.7)$$

y para una ley de enrojecimiento estándar:

$$E(c_1) = 0.20E(b - y) \quad (3.8)$$

$$E(m_1) = -0.18E(b - y) \quad (3.9)$$

los índices $[c_1]$ y $[m_1]$ no se ven afectados por el enrojecimiento interestelar; y en el caso de las estrellas calientes de tipo espectral B (como las que estudiamos a lo largo de este trabajo), el índice de color intrínseco $(u - b)_o$ es conocido como un indicador de temperatura efectiva T_{eff} y se relaciona con el índice de color $[u-b]$ de la siguiente manera:

$$[u - b] = (u - b) - 1.84(b - y) = (u - b)_o - 1.84(b - y)_o. \quad (3.10)$$

De donde podemos fácilmente verificar que:

$$[u - b] = [c_1] + 2[m_1]. \quad (3.11)$$

En su artículo original Strömgren construye el diagrama $[m_1]$ (abscisa) vs $[c_1]$ (ordenada) (fig 3.10) el cual nos permite realizar una clasificación bidimensional de las estrellas B,A,F y G considerando su clasificación espectral y clase de luminosidad; estos parámetros estelares determinarán la posición de las estrellas en el diagrama $[m_1]$ vs $[c_1]$.

El conocimiento de estos índices hace posible realizar una clasificación espectral adecuada [40]. En la presente tesis, se lleva a cabo la clasificación espectral de cada estrella observada de nuestros cúmulos empleando este diagrama (fig 3.11).

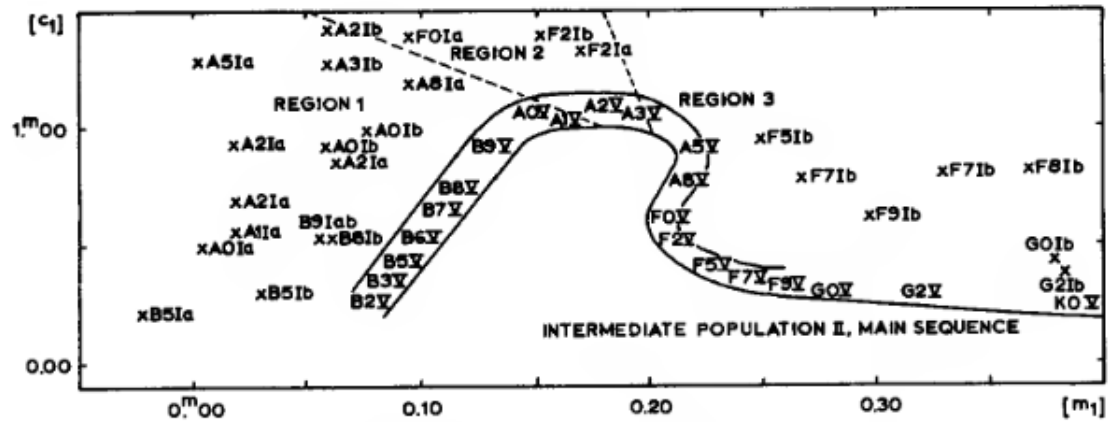


Figura 3.10: Diagrama de *Strömgren* [40]

3.3.2. Alpha Per

De una manera mas actualizada, para clasificar espectroscopicamente a las estrellas utilizaremos las observaciones de Peña y Sareyan. Ellos, Peña

H

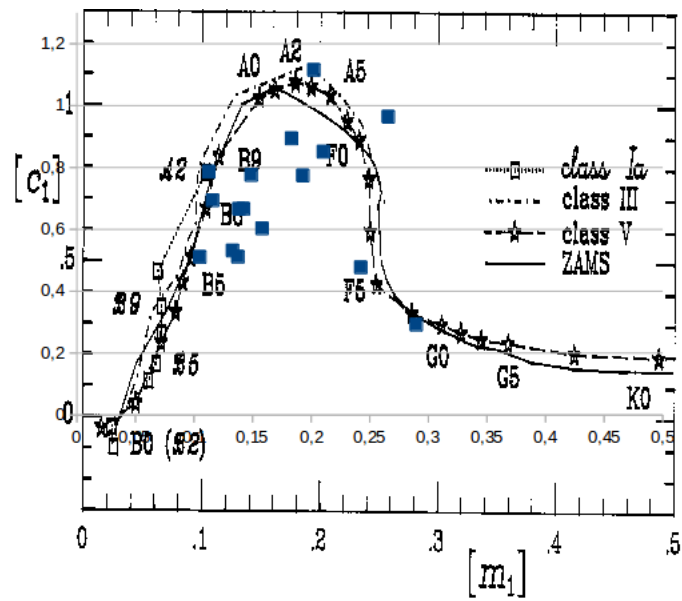


Figura 3.11: Diagrama de Strömgen para el cúmulo NGC2335 mostrando $[m_1]$ vs $[c_1]$.

y Sareyan [32] observaron en el sistema Strömgren, 175 estrellas del cúmulo α de Perseo. Este cúmulo ha sido ampliamente estudiado espectroscópicamente; Peña-Sareyan consideran las referencias espectroscópicas reportadas por WEBDA, quien recopila las observaciones de [18], [33], [27] y [1]. Estas referencias incluyen la mayor cantidad de estrellas clasificadas. El resto de las clasificaciones, obtenidas de otras fuentes, no se especifican en este trabajo debido a que únicamente reportan una o dos estrellas cada una. En la tabla 6 del artículo [32] se encuentran todas las estrellas observadas con las diversas clasificaciones espectrales.

Peña y Sareyan (2005) [32] presentan tipos espectrales bien determinados para 54 estrellas. En el presente trabajo consideramos como regla que una estrella con una buena clasificación espectral determinada debe tener al menos tres clasificaciones espectrales equivalentes. Con estos tipos espectrales se recalibra, en este trabajo, al diagrama $[m_1]$ vs $[c_1]$. A este diagrama de Strömgren que incluye a las estrellas de α Perseo, le denominamos diagrama de α Per y, junto al diagrama original de Strömgren serán empleados para obtener la clasificación espectral de las estrellas observadas en esta tesis (fig 3.12).

Con α Per podemos tener una mejor interpretación de las estrellas peculiares y debido a que su clasificación es llevada a cabo por expertos en espectroscopía, los resultados que nos arroja son más precisos que los que se tienen con Strömgren.

Nuestra Clasificación

El procedimiento para clasificar nuestras estrellas consiste en realizar una superposición entre los diagramas de los índices desrojados y nuestras observaciones. Las variables que se consideran en los ejes son los parámetros $[m_1]$ en el eje x y $[c_1]$ en el eje y.

La clasificación de las estrellas problema la llevamos a cabo localizando su posición en el diagrama $[m_1]$ vs $[c_1]$.

Una vez realizada la determinación de la posición de las estrellas en el mencionado diagrama, procedemos a clasificar cada una de las estrellas. Esto

H

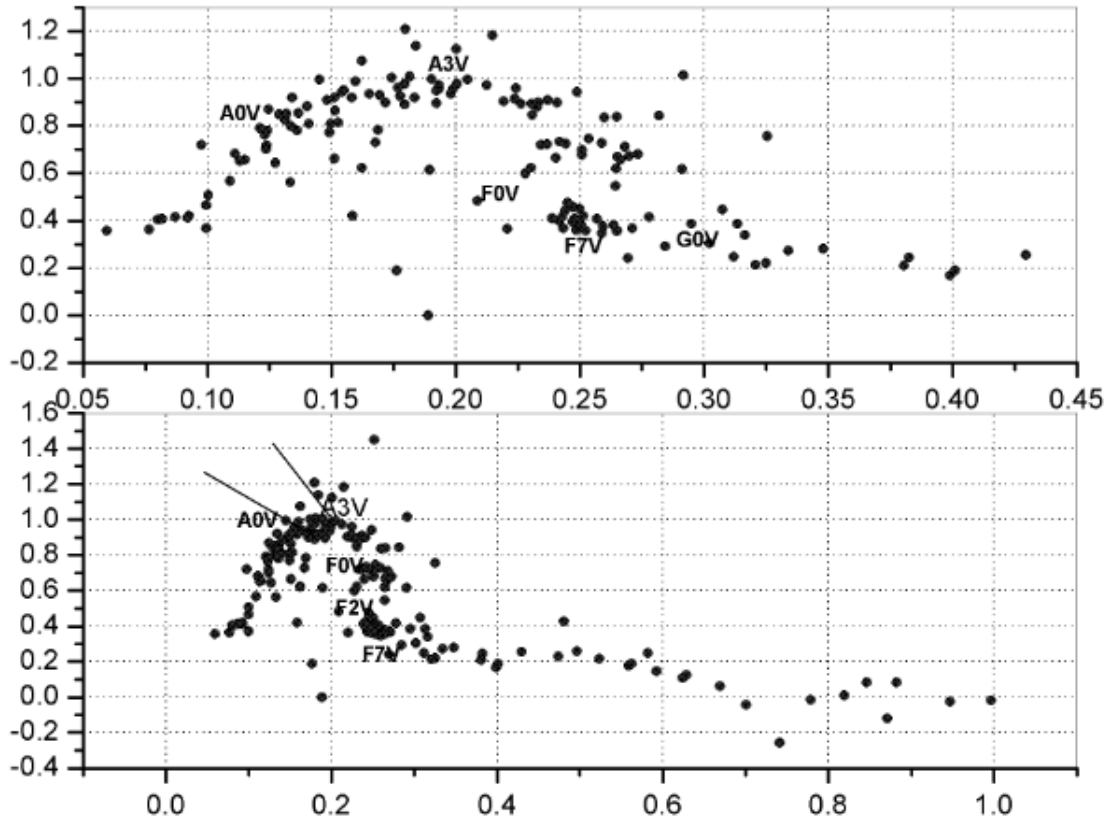


Figura 3.12: Diagramas de Strömgen para las estrellas α de Perseo mostrando $[m_1]$ vs $[c_1]$. En la gráfica superior se presenta la clasificación espectral de estrellas A0V a G0V en un rango de 0.05 a 0.45 en $[m_1]$ y de -0.2 a 1.2 en $[c_1]$. En la gráfica inferior se aprecia la clasificación espectral de estrellas A0V a F7V en un rango de 0 a 1 en $[m_1]$ y -0.4 a 1.6 en $[c_1]$

se realiza de manera independiente con Strömgren y α Per y posteriormente se comparan ambas clasificaciones. En el caso de poseer la clasificación espectral reportada en la compilación de WEBDA, también se realiza una comparación entre nuestra clasificación y la referencia presentada en la página de WEBDA. Todas las clasificaciones obtenidas para cada estrella están listadas en las tablas (5.1,5.3).

Ya clasificadas todas las estrellas, les asignamos un único tipo espectral. Posteriormente, procedemos a separarlas en estrellas tempranas de tipo O a A2 y tardías, de A2 en adelante; con el objetivo de poderlas estudiar con los procedimientos de análisis de Balona-Shobbrook [3], Shobbrook [39] y Nissen [28], respectivamente, que nos permitirán obtener el enrojecimiento de nuestras estrellas observadas, los índices de color desenrojados y la distancia; A continuación explicaré estos procedimientos.

3.4. Desenrojecimiento

El trabajo de Nissen y Shobbrook se basa en el realizado previamente por Crawford [7] para estrellas tipo F, [8] para estrellas tipo B y [9] para estrellas tipo A.

Crawford propone su propia calibración, considerando los filtros de Strömgren $uvby-\beta$ y considerando los parámetros m_1 y c_1 . Para cada caso, propone un enrojecimiento de: $E(b-y) \simeq 0.73E(B-V)$, $E(m_1) \simeq -0.3 E(b-y)$ y $E(c_1) \simeq 0.2E(b-y)$ y una extinción de $A_v=3.2E(B-V)$ y de $A_v=4.3E(b-y)$. Además, para los diferentes índices considera que:

β se relaciona con la temperatura efectiva y no se encuentra afectado por efectos de blanketing ni por el enrojecimiento interestelar.

$(b-y)$ se relaciona razonablemente con la temperatura efectiva pero es afectado por el enrojecimiento interestelar y por efectos de blanketing.

δm_1 mide la diferencia de cobertura que se presenta entre las distintas estrellas para un β dado y se relaciona bien con la gravedad superficial.

δm_1 y δc_1 son independientes, δc_1 no se ve afectada por efectos de cobertura y δm_1 no se ve afectada por diferencias de luminosidad.

Considerando lo anterior, Crawford realiza una calibración de *wby* β en términos del color intrínseco, la magnitud absoluta y la abundancia metálica. Los resultados y procedimientos obtenidos en cada caso pueden ser revisados en: [12] [13] [8] [7]

3.4.1. Estrellas tempranas

Para el caso de las estrellas tempranas, principalmente de tipo espectral B-A2, emplearemos las calibraciones de Balona-Shobbrook [3] y Shobbrook [39]. La calibración de Shobbrook estudia 28 estrellas del cúmulo abierto: NGC2422 ubicado en Monoceros, con una población de estrellas muy brillantes que alcanzan magnitudes de 5-6. Los trabajos de Balona-Shobbrook y Shobbrook consisten principalmente en realizar una nueva calibración de luminosidades, empleando la fotometría *wby* β y verificar la corrección existente para la evolución de estrellas tempranas.

El índice de color intrínseco $(b-y)_0$ se encuentra, en el artículo de Shobbrook [39] mediante la relación empírica:

$$(b-y)_0 = 0.1146 + 0.0805c_1 + 0.0616c_1^2 + 0.2791c_1^3 + 0.7801c_1^4 + 0.4679c_1^5. \quad (3.12)$$

Esta expresión se resuelve numéricamente de manera iterativa y se emplea para derivar $(b-y)_0$ y $E(b-y)-(b-y)_0$. En primer lugar, se calcula $(b-y)'_0$ sustituyendo c_1 por c_0 en la ecuación anterior. Para la primera iteración, $E'(b-y) = (b-y) - (b-y)'_0$ y $c'_0 = c_1 - 0.19 E'(b-y)$. Sustituyendo c'_0 por c_0 en el polinomio, nos da un nuevo valor de $(b-y)_0$, el cual, para un enrojecimiento moderado, converge a 0.001mag. A partir de esto, tenemos cuatro ecuaciones diferentes:

$$m_0 = m_1 + 0.30E(b-y) \quad (3.13)$$

$$c_0 = c_1 - 0.19E(b - y) \quad (3.14)$$

$$(u - b)_0 = (u - b) - 1.53E(b - y) \quad (3.15)$$

$$V_0 = V - 4.3E(b - y) \quad (3.16)$$

Para el caso de la magnitud absoluta, Balona-Shobbrook ([3]) proponen:

$$M_v = 3.499 + 7.203 * \log(\beta - 2.515) - 2.319[g] + 2.938[g]^3 \quad (3.17)$$

Por último, para la gravedad, proponen:

$$[g] = \log(\beta - 2.515) - 1.60\log(c_0 + 0.322) \quad (3.18)$$

donde $[g]$ es un parámetro de gravedad.

Considerando las ecuaciones anteriormente planteadas, es posible determinar el enrojecimiento, calcular los índices desenrojados y, por ende, la magnitud absoluta y la distancia para cada estrella.

3.4.2. Estrellas Tardías

Para el estudio de estrellas tardías con clasificación espectral del tipo A2 a F, empleamos la técnica de Nissen [28]. En este programa, se consideran tardías las estrellas a partir de A2.

Nissen nos presenta una calibración de la fotometría $uvby-\beta$ para cúmulos abiertos en los hemisferios norte y sur, formados por estrellas tardías [28].

Esta fotometría se emplea para obtener los parámetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ de estrellas A2-F, y además, $[F_e/H]$ para estrellas F y G tempranas.

La temperatura efectiva se encuentra relacionada con el índice $H\beta$. El enrojecimiento determinado nos permite calcular los otros índices desenrojados: los índices de color $(b-y)_0$, m_{10} y $(c1)_0$. Los parámetros físicos los determinamos ubicando los índices desenrojados en el diagrama $c_0 - \beta$ y la abundancia metálica del diagrama $m_0 - \beta$.

Para cada estrella de los distintos cúmulos de la muestra, se obtiene el índice intrínseco de color $(b-y)_0$:

La gravedad superficial se puede derivar de la posición de las estrellas en:

$$(b-y)_0 = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\Delta\beta^2 - 0.05\delta c_0 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_0 \quad (3.19)$$

para estrellas de tipo F ($2.59 \leq \beta \leq 2.72$), y

$$(b-y)_0 = 2.946 - 1.00\beta - 0.1\delta c_0 \quad (3.20)$$

para estrellas A ($2.72 < \beta < 2.88$) donde $\Delta\beta = 2.72 - \beta$ y $K=0.222$

los demás índices, como se dijo, se pueden determinar a partir del enrojecimiento $E(b-y)$, $m_0 = m_1 + 0.3E(b-y)$ con el índice $\delta m_0 = m_{1,Hyades}(\beta) - m_{0,Hyades}(\beta)$ y $c_0 = c_1 - 0.20 E(b-y)$, el índice desenrojado.

Determinado δm_0 obtendremos la abundancia $[Fe/H] = -(10.5 + 50(\beta - 2.626))\delta m_0 + 0.12$, válida para estrellas de secuencia principal en el rango $2.59 < \beta < 2.72$.

La magnitud absoluta se calcula como:

$$M_v = M_{v_{zams}}(\beta) - \delta c_0 \quad (3.21)$$

donde $\delta c_0 = c_0 - c_{1_{Hyades}}(\beta)$.

En el caso de δc_0 y de δm_0 se emplean los valores m_1 y c_1 obtenidos para el cúmulo de las estrellas Hyadas ($m_{1,Hyades}$ y $c_{1_{Hyades}}$) debido a que es uno de los mas conocidos y estudiados y se tienen sus valores certeros.

Capítulo 4

Determinación de temperaturas efectivas (Lester, Gray, Kurucz(1986))

Para obtener la temperatura efectiva y la gravedad superficial de manera individual para las estrellas de nuestros cúmulos, realizamos una comparación entre modelos teóricos como el de *John B. Lester, Richard O. Gray y Robert L. Kurucz* [22]. En su artículo presentan, para una composición química dada, mallas con los valores de gravedad superficial y temperatura efectiva como función de los índices desrojados.

En cada una de estas mallas se muestran los índices ($b-y$), c_1 , m_1 y β considerando temperaturas efectivas que van de 5500 a 50 000 K y $\log g$, que de acuerdo a la temperatura efectiva, se pueden encontrar con valores de 0 a 4.5. Estos valores los determinan para diversas composiciones químicas: $[M/H]=0$, $[M/H]=-1.0$, $[M/H]=-2.0$. Igualmente, [22] emplean mallas de Kurucz no publicadas, que utilizan composiciones químicas con los siguientes valores: $[M/H]=1.0$, $[M/H]=0.5$, $[M/H]=-0.5$, $[M/H]=-1.0$, $[M/H]=-1.5$, $[M/H]=-2.5$ y $[M/H]=-3.0$.

También calculan los parámetros desrojados $(u - b)_0$, $[c_1]$ y $[m_1]$ que se definen como:

$$[c_1] = c_1 - 0.2(b - y) \quad (4.1)$$

$$[m_1] = m_1 + 0.32(b - y) \quad (4.2)$$

$$(u - b) = [c_1] + 2.0[m_1] \quad (4.3)$$

El resultado de estas calibraciones y una muestra de los valores que podemos encontrar en este método se aprecian en la tabla 4.1; donde se muestran los índices desenrojados para una malla de composición solar en estrellas con una T_{eff} de entre 5500 y 12 000 k.

En la misma tabla (4.1) observamos los valores dados de $\log g$, $(b-y)$, c_1 , m_1 , $(u-b)$, $[c_1]$, $[m_1]$ y β .

En el presente trabajo, empleamos estas mallas para identificar la estrella más caliente de nuestros cúmulos, encontrar su temperatura y, a partir de ella, proponer la edad del cúmulo. En la siguiente sección observaremos las mallas (fig 5.3, 5.9 5.10) generadas a partir de este método.

NORMALIZED INDICES: SOLAR COMPOSITION GRID, $[M/H] = 0.0$

T_{eff}	$\log g$	$(b-y)$	c_1	m_1	$[u-b]$	$[c_1]$	$[m_1]$	β	T_{eff}	$\log g$	$(b-y)$	c_1	m_1	$[u-b]$	$[c_1]$	$[m_1]$	β
5500	0.00	0.441	1.053	0.313	1.873	0.965	0.454	2.638	9500	1.50	0.036	0.996	0.065	1.142	0.989	0.077	2.631
5500	0.50	0.429	0.957	0.290	1.726	0.871	0.427	2.636	9500	2.00	0.010	1.182	0.077	1.340	1.180	0.080	2.684
5500	1.00	0.419	0.856	0.270	1.580	0.772	0.404	2.634	9500	2.50	-0.003	1.239	0.092	1.422	1.240	0.091	2.739
5500	1.50	0.411	0.758	0.254	1.447	0.676	0.386	2.630	9500	3.00	-0.008	1.224	0.111	1.442	1.226	0.108	2.796
5500	2.00	0.405	0.661	0.238	1.315	0.580	0.368	2.627	9500	3.50	-0.006	1.162	0.135	1.429	1.163	0.133	2.850
5500	2.50	0.401	0.572	0.228	1.204	0.492	0.356	2.621	9500	3.90	-0.003	1.087	0.159	1.404	1.088	0.158	2.887
5500	3.00	0.397	0.499	0.230	1.134	0.420	0.357	2.617	9500	4.00	-0.002	1.065	0.165	1.394	1.065	0.164	2.896
5500	3.50	0.393	0.436	0.242	1.093	0.357	0.368	2.612	9500	4.50	0.007	0.938	0.202	1.345	0.937	0.204	2.928
5500	4.00	0.390	0.389	0.258	1.077	0.311	0.383	2.608									
5500	4.50	0.387	0.356	0.279	1.084	0.279	0.403	2.604									
5770	4.44	0.355	0.359	0.235	0.985	0.288	0.349	2.618	10000	1.50	0.033	0.807	0.061	0.944	0.800	0.072	2.617
6000	0.50	0.318	1.205	0.235	1.815	1.141	0.337	2.663	10000	2.00	0.005	1.022	0.073	1.170	1.021	0.075	2.664
6000	1.00	0.320	1.088	0.222	1.673	1.024	0.324	2.663	10000	2.50	-0.009	1.106	0.086	1.274	1.108	0.083	2.713
6000	1.50	0.321	0.961	0.207	1.516	0.897	0.310	2.661	10000	3.00	-0.016	1.120	0.102	1.317	1.123	0.097	2.766
6000	2.00	0.323	0.837	0.195	1.369	0.772	0.298	2.656	10000	3.50	-0.016	1.086	0.124	1.327	1.089	0.119	2.821
6000	2.50	0.326	0.716	0.189	1.237	0.651	0.293	2.652	10000	4.00	-0.015	1.019	0.152	1.316	1.022	0.147	2.874
6000	3.00	0.327	0.604	0.187	1.122	0.539	0.292	2.646	10000	4.50	-0.010	0.917	0.187	1.287	0.919	0.184	2.918
6000	3.00	0.327	0.604	0.187	1.122	0.539	0.292	2.646	10500	4.00	-0.026	0.955	0.143	1.230	0.960	0.135	2.850
6000	3.50	0.329	0.506	0.190	1.031	0.440	0.295	2.640	11000	2.00	-0.003	0.758	0.069	0.895	0.759	0.068	2.639
6000	4.00	0.329	0.425	0.198	0.966	0.359	0.303	2.635	11000	2.50	-0.018	0.864	0.080	1.016	0.868	0.074	2.681
6000	4.50	0.330	0.363	0.211	0.930	0.297	0.317	2.629	11000	3.00	-0.026	0.907	0.094	1.084	0.912	0.086	2.725
6500	1.00	0.228	1.348	0.182	1.812	1.302	0.255	2.694	11000	3.50	-0.030	0.911	0.112	1.122	0.917	0.102	2.774
6500	1.50	0.238	1.211	0.176	1.668	1.163	0.252	2.697	11000	4.00	-0.032	0.880	0.135	1.136	0.886	0.125	2.825
6500	2.00	0.246	1.066	0.171	1.516	1.017	0.250	2.697	11000	4.50	-0.031	0.822	0.165	1.138	0.828	0.155	2.877
6500	2.50	0.253	0.924	0.165	1.365	0.873	0.246	2.694	11500	4.00	-0.037	0.803	0.129	1.045	0.810	0.117	2.803
6500	3.00	0.261	0.779	0.163	1.220	0.727	0.247	2.690	12000	2.00	-0.012	0.568	0.067	0.697	0.570	0.063	2.622
6500	3.50	0.267	0.642	0.164	1.087	0.589	0.249	2.682	12000	2.50	-0.027	0.678	0.076	0.818	0.683	0.067	2.659
6500	4.00	0.273	0.520	0.166	0.972	0.465	0.253	2.675	12000	3.00	-0.035	0.727	0.089	0.890	0.734	0.078	2.699
6500	4.50	0.278	0.419	0.173	0.887	0.363	0.262	2.667	12000	3.50	-0.040	0.742	0.105	0.934	0.750	0.092	2.742
7000	1.00	0.131	1.644	0.137	1.976	1.618	0.179	2.727	12000	4.00	-0.042	0.728	0.124	0.958	0.736	0.111	2.787
7000	1.50	0.159	1.449	0.149	1.817	1.417	0.200	2.733	12000	4.50	-0.043	0.693	0.149	0.972	0.702	0.135	2.834

Figura 4.1: Ejemplo de los valores para construir una mallas LGK [22]

Capítulo 5

Resultados.

5.1. Fotometria Strömngren

5.1.1. NGC2335

Empleando la paquetería de reducción de datos (NABAPHOT) mencionada anteriormente, obtenemos la tabla 5.1 para NGC2335, en la que se lista, al final, la clasificación espectral asociada a cada una de las estrellas obtenida fotométricamente, así como la reportada por la compilación WEBDA. Posteriormente, con los algoritmos de desenrojecimiento de Nissen (1988) [28] y Shobbrook (1984) [39] y Balona y Shobbrook (1984) obtuvimos el enrojecimiento y los índices desenrojados, la magnitud desenrojada, la magnitud absoluta, módulo de distancia y la distancia a cada estrella. Estos valores están listados en la tabla 5.2. Entre la tabla 5.1 y la 5.2 se presenta una diferencia entre las estrellas que se listan, esto se debe a que en la segunda tabla aparecen únicamente las estrellas clasificadas espectralmente como tipo O, B, A, y F tempranas, ya que las técnicas de Nissen y Shobbrook presentan resultados más certeros en estos tipos espectrales.

Para establecer la membresía, se construyen histogramas de distancia o módulo de distancia. En general, cuando los cúmulos se encuentran bien definidos, la mayoría de sus estrellas se ajustan a una distribución gaussiana. Sin embargo, en algunos casos se presentan distribuciones que no pueden ajustarse a esta función. En pocos casos, los histogramas de distancia no muestran una acumulación significativa de estrellas que determinen el cúmulo, un ejemplo de este caso (NGC2129) se ha reportado en [31].

En el caso de NGC2335, al elaborar el histograma de distancia encontramos una distribución muy dispersa de las estrellas (histograma inferior gráfica 5.1). En la cual, no se aprecia claramente la membresía. Para definirla mejor, se elaboraron dos histogramas de distancia en los que se aplicó el método BAF, que consiste en separar a las estrellas en dos agrupaciones distintas entre sí: la primera corresponde a estrellas tipo A tardías y F, en nuestro caso representa la agrupación que se encuentra más cercana a nosotros (histograma superior gráfica 5.1); la segunda corresponde a estrellas tipo A tempranas y B y en nuestro caso corresponde a una agrupación que se encuentra a una distancia mayor(histograma intermedio gráfica 5.1). Esta agrupación es la que consideramos como nuestro cúmulo; como criterio de membresía, consideramos que las estrellas debían encontrarse a un sigma de la distancia media del cúmulo, tomando nuestro sistema solar como punto de referencia. Para determinar de una manera mas certera la membresía, desarrollamos los histogramas de distancia y módulo de distancia contra frecuencia, incluyendo el ajuste gaussiano (Gráfica 5.2).

Con estos resultados podemos concluir que NGC2335 está compuesto de un pequeño número de estrellas tempranas pero se encuentra inmerso en una región de estrellas de masa intermedia. Es importante senalar que el muestreo abarcó todas las estrellas más brillantes que magnitud 13 del cúmulo.

En la Tabla 5.2, M representa las estrellas miembro del cúmulo, y NM estrellas que no son miembro, las estrellas identificadas como M: y NM: son estrellas con una posibilidad marginal de ser parte del cúmulo.

Tabla 5.1: Fotometría Fotoeléctrica de NGC 2335

ID	V	($b-y$)	m_1	c_1	β	σV	$\sigma(b-y)$	σm_1	σc_1	$\sigma \beta$	N	TeT	TeW
1	07.051	0.095	0.163	1.404	2.806	0.063	0.015	0.052	0.058	0.021	5	A3	A2
2	07.949	0.719	0.558	0.363	2.563	0.094	0.015	0.037	0.047	0.002	3	K3III	K2
3	08.132	0.001	0.096	0.531	2.724	0.035	0.003	0.006	0.024	0.021	3	B6V	B9
4	09.545	0.921	0.416	0.316	2.621	0.026	0.009	0.007	0.059	0.035	4	K0	K0
5	10.010	0.015	0.133	0.783	2.780	0.073	0.012	0.057	0.013	0.037	3	B8	B9
6	10.134	0.429	0.169	0.355	2.574	0.056	0.019	0.037	0.019	0.001	3	G0	-
7	10.107	0.599	0.377	0.37	2.575	0.042	0.008	0.036	0.025	0.032	4	G9	-
8	10.607	0.276	0.062	0.766	2.732	0.101	0.014	0.05	0.034	0.016	4	B6	-
9	10.756	1.066	0.840	0.262	2.557	0.150	0.009	0.051	0.122	0.02	3	M	-
10	10.693	0.399	0.131	1.122	2.769	0.111	0.017	0.049	0.113	0.034	4	AP	-
11	10.892	0.720	0.290	0.369	2.577	0.033	0.020	0.042	0.013	0.033	3	G8	-
12	11.001	0.266	0.174	0.684	2.741	0.064	0.016	0.060	0.021	0.029	3	F1	-
13	11.120	0.116	0.101	0.533	2.740	0.075	0.013	0.055	0.006	0.071	2	B6V	-
14	11.379	0.279	0.063	0.615	2.701	0.081	0.028	0.108	0.059	0.035	2	B5	-
15	11.377	0.395	0.129	0.347	2.591	0.102	0.004	0.093	0.019	0.004	4	G0	-
16	11.541	0.185	0.088	0.486	2.712	0.135	0.026	0.065	0.046	0.022	5	B5V	-
17	11.541	0.264	0.091	0.567	2.725	0.066	0.014	0.041	0.034	0.021	4	B5V	-
18	11.625	0.306	0.057	0.696	2.701	0.072	0.023	0.052	0.038	0.024	3	B6V	-
19	11.573	0.283	0.049	0.699	2.726	0.049	0.054	0.108	0.026	0.011	2	B6V	-
20	11.555	0.438	0.102	0.465	2.608	0.068	0.060	0.058	0.001	0.032	3	F6	-
21	11.689	0.249	0.092	0.719	2.719	0.092	0.044	0.021	0.020	0.038	4	B6V	-
22	11.637	0.68	0.339	0.334	2.575	0.170	0.039	0.066	0.058	0.033	4	G9	-
23	11.931	1.185	0.596	0.036	2.586	0.211	0.062	0.054	0.002	0.057	3	K-M	-
25	11.846	0.286	0.052	0.722	2.742	0.120	0.014	0.005	0.004	0.011	2	B5	-
26	11.956	0.658	-0.048	0.855	2.730	0.104	0.070	0.094	0.061	0.045	4	B6	-
27	12.030	0.36	0.145	0.506	2.690	0.077	0.052	0.077	0.043	0.043	5	F6	-
28	11.949	0.258	0.100	0.830	2.798	0.090	0.004	0.006	0.028	0.042	3	A6	-
29	12.172	0.387	0.192	0.407	2.634	0.058	0.006	0.033	0.036	0.043	3	G0	-
30	12.115	0.277	0.062	0.737	2.749	0.067	0.019	0.057	0.057	0.017	4	B7V	-
31	12.209	0.286	0.052	1.100	2.792	0.109	0.018	0.145	0.075	0.047	3	A0V	-
32	12.242	0.232	0.214	0.947	2.834	0.121	0.001	0.070	0.058	0.151	3	A6	-
35	12.397	1.159	0.620	0.066	2.579	0.067	0.063	0.018	0.165	0.081	4	K-M	-

Tet- Tipo espectral obtenido en la tesis empleando los diagramas [m_1] vs [c_1] de Strömgren y α Per (las estrellas clasificadas como V, fueron identificadas en fase de secuencia principal), TeW- Tipo espectral reportado por Webda

Tabla 5.2: Enrojecimiento y parámetros desenrojados de las estrellas en la dirección del cúmulo NGC 2335

ID	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	m_0	c_0	β	V_0	M_V	DM	Dist	Membresía
12	0.063	0.266	0.193	0.671	2.741	10.7	2.8	8.0	393	NM
27	0.106	0.360	0.177	0.485	2.690	11.6	3.3	8.3	459	NM
03	0.058	-0.057	0.113	0.520	2.724	7.9	-0.6	8.5	500	NM:
20	0.106	0.438	0.134	0.444	2.608	11.1	2.2	8.9	593	NM
28	0.109	0.248	0.159	0.846	2.798	11.5	1.9	9.5	810	NM
26	0.700	-0.042	0.162	0.722	2.730	9.0	-0.7	9.6	844	NM
32	0.200	0.301	0.187	0.907	2.834	11.4	1.7	9.7	863	NM
05	0.054	-0.039	0.149	0.773	2.780	9.8	0.1	9.7	877	NM
08	0.319	-0.043	0.158	0.705	2.732	9.2	-0.6	9.9	940	NM
10	0.291	0.428	0.218	1.064	2.769	9.4	-0.8	10.2	1108	NM
17	0.342	-0.059	0.164	0.502	2.725	10.1	-0.6	10.7	1358	NM
13	0.175	-0.059	0.154	0.500	2.740	10.4	-0.4	10.7	1406	M:
31	0.350	-0.004	0.157	1.034	2.792	10.7	-0.1	10.8	1428	M:
19	0.330	-0.047	0.148	0.636	2.726	10.2	-0.7	10.8	1454	M
30	0.369	-0.046	0.112	0.657	2.749	10.5	-0.3	10.8	1466	M
25	0.332	-0.046	0.152	0.659	2.742	10.4	-0.4	10.8	1467	M
14	0.333	-0.054	0.163	0.552	2.701	10.0	-1.0	11.0	1578	M
18	0.354	-0.048	0.163	0.629	2.701	10.1	-1.1	11.2	1770	M:
21	0.295	-0.046	0.143	0.663	2.719	10.4	-0.8	11.2	1771	M:
16	0.251	-0.066	0.163	0.438	2.712	10.5	-0.8	11.3	1780	M:

M representa las estrellas miembro del cúmulo y NM estrellas que no son miembro, las estrellas M: y NM: son estrellas con posibilidad de ser miembro del cúmulo, miembros marginales. Los valores de $E(b-y)$, $(b-y)_0$, m_0 , c_0 , v_0 , M_v , DM y la distancia se obtuvieron mediante las técnicas de Nissen y Shobbrook (1984).

Una vez que encontramos la membresía, determinamos la edad del cúmulo mediante el cálculo de la temperatura efectiva de las estrellas más calientes. Esta temperatura se obtuvo de graficar la posición de las estrellas en las mallas teóricas LGK86 [22] (fig 5.2), después de evaluar los colores desenrojados para la metalicidad reportada por WU [45] (con un valor de -0.3). Con este procedimiento se encontró una temperatura de 15000 K, 14200 K y 13900 K para las estrellas 16, 13 y 14. Sin embargo, las estrellas 16 y 13 parecen estar fuera de nuestro cúmulo, debido a que tiene una membresía

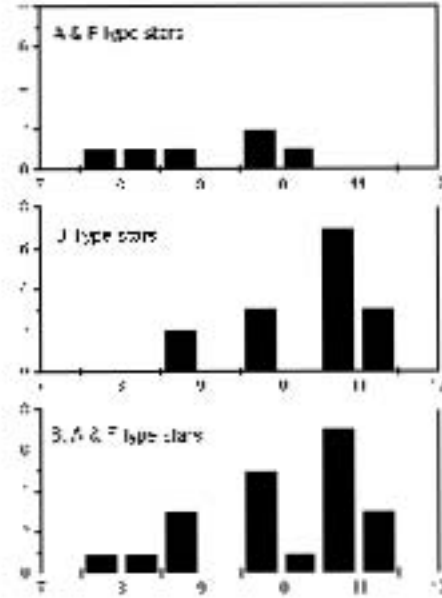


Figura 5.1: Histogramas del módulo de distancia del cúmulo NGC 2335. En el eje x se muestra el módulo de distancia y en el eje y, la frecuencia (número de estrellas por módulo de distancia). El histograma superior muestra las estrellas de tipo espectral A y F, el histograma intermedio, las estrellas de tipo espectral B y el histograma inferior, la compilación de las estrellas de tipo espectral B,A,F. El cúmulo se ubica a MD=10.8 .

marginal por lo que consideramos la estrella 14 como la más caliente del mismo. Finalmente, tomando esta estrella como base y empleando la calibración de Meynet, Mermillod y Maeder [24] y la relación:

$$\log(age) = -3.611\log Te + 22.956 \quad (5.1)$$

(válida en el rango Log Te entre 3.98 y 4.25) con una precisión de 3×10^{-3} , encontramos el logaritmo de la edad de 7.96 años para nuestro cúmulo abierto. En comparación, [45] presenta un logaritmo de la edad de 8.20 años.

Las relaciones de Meynet, Mermilliod y Maeder (1986), de las que se obtiene la ec 5.1, se originan a partir del empleo de relaciones teóricas entre la edad y características importantes de isocronas, como la temperatura efectiva del punto más enrojecido de la secuencia principal. Para llegar a estos valores, se consideran el Blue turn off (BTO) o el Red turn off (RTO). La expresión analítica empleada, dependerá del rango de la temperatura efectiva en que se encuentre la estrella más caliente del cúmulo a estudiar (fig 5.5).

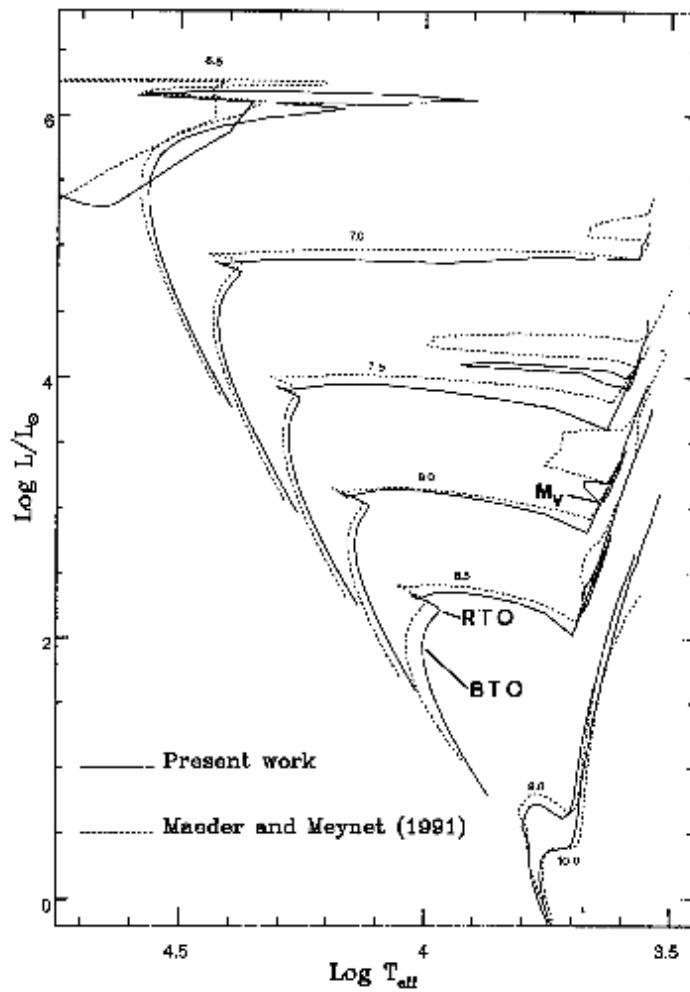


Figura 5.4: Comparación de isocronas donde se pueden observar la posición del BTO y RTO. En los ejes, encontramos el log de la temperatura efectiva, eje x y el logaritmo de la luminosidad / luminosidad solar en el eje y. Igualmente, se muestran las magnitudes M_v iniciales para el Blue loop. [24]

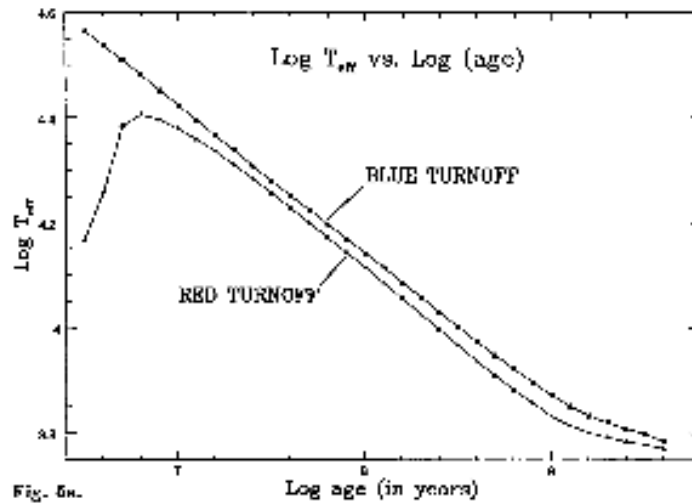


Figura 5.5: Ejemplo de las gráficas realizadas por [24] a partir de calibraciones teóricas, en el eje x apreciamos el logaritmo de edad en años, y en el eje y, el logaritmo de la temperatura efectiva. Para ambos parámetros se presentan isócronas que remarcan el Blue Turnoff (BTO) y el Red Turnoff (RTO).

ANALYTIC RELATIONS			
Relations	Analytic Expressions	Range of Validity	Precision
log (age) vs log T_{eff} at the BTO log (age) ϵ [6.6 ; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = -3.499 log $T_{eff, bt}$ + 22.476 • log (age) = -3.611 log $T_{eff, bt}$ + 22.956 • log (age) = 15.142 (log $T_{eff, bt}$)² - 122.810 log $T_{eff, bt}$ + 257.518 	log $T_{eff, bt}$ ϵ [4.25 ; 4.56] [3.98 ; 4.25] [3.79 ; 3.98]	< 3 10 ⁻³ < 3 10 ⁻³ < 40 10 ⁻³
log (age) vs log T_{eff} at the RTO log (age) ϵ [6.8 ; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = -0.216 (log $T_{eff, rt}$)² - 2.990 log $T_{eff, rt}$ + 24.199 • log (age) = -3.477 log $T_{eff, rt}$ + 22.304 • log (age) = 66.801 (log $T_{eff, rt}$)² - 518.817 (log $T_{eff, rt}$) + 1016.140 	log $T_{eff, rt}$ ϵ [4.28 ; 4.41] [3.88 ; 4.28] [3.77 ; 3.88]	< 40 10 ⁻³ < 6 10 ⁻³ < 90 10 ⁻³
log (age) vs (B-V) at the BTO log (age) ϵ [6.6 ; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = 8.060 (B-V)_{bt} + 9.208 • log (age) = -14.368 (B-V)_{bt}² + 1.861 (B-V) + 8.589 • log (age) = 1.726 (B-V)_{bt} + 8.604 • log (age) = 2.387 (B-V)_{bt} + 8.365 	(B-V) _{bt} ϵ [-0.32 ; -0.18] [-0.18 ; 0.00] [0.00 ; 0.35] [0.35 ; 0.52]	< 45 10 ⁻³ < 20 10 ⁻³ < 30 10 ⁻³ < 15 10 ⁻³
log (age) vs (B-V) at the RTO log (age) ϵ [7.0 ; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = 8.696 (B-V)_{rt} + 9.252 • log (age) = -12.434 (B-V)_{rt}² + 1.876 (B-V)_{rt} + 8.461 • log (age) = 1.805 (B-V)_{rt} + 8.452 • log (age) = 4.400 (B-V)_{rt} - 1.295 (B-V)_{rt} + 8.889 	(B-V) _{rt} ϵ [-0.26 ; -0.17] [-0.17 ; -0.03] [-0.03 ; 0.19] [0.19 ; 0.57]	< 30 10 ⁻³ < 15 10 ⁻³ < 20 10 ⁻³ < 40 10 ⁻³
log (age) vs (U-B) at BTO log (age) ϵ [6.6 ; 8.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = -1.603 (U-B)_{bt}² - 0.970 (U-B)_{bt} + 7.625 • log (age) = -0.999 (U-B)_{bt}² + 0.692 (U-B)_{bt} + 8.578 	(U-B) _{bt} ϵ [-1.16 ; -0.79] [-0.79 ; 0.01]	< 40 10 ⁻³ < 35 10 ⁻³
log (age) vs (U-B) at the RTO log (age) ϵ [7.0 ; 8.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = 2.331 (U-B)_{rt} + 9.141 • log (age) = 1.317 (U-B)_{rt} + 8.556 • log (age) = 1.940 (U-B)_{rt}² + 1.554 (U-B)_{rt} + 8.476 	(U-B) _{rt} ϵ [-0.92 ; -0.57] [-0.57 ; -0.27] [-0.27 ; -0.07]	< 20 10 ⁻³ < 15 10 ⁻³ < 30 10 ⁻³
Actual mass at RTO vs log (age)	<ul style="list-style-type: none"> • log (M/M_⊙)_{ac} = 0.337 (log (age))² - 5.509 log (age) + 23.278 • log (M/M_⊙)_{ac} = -0.411 log (age) + 3.980 • log (M/M_⊙)_{ac} = -0.342 log (age) + 3.396 	log (age) ϵ [6.6 ; 7.6] [7.6 ; 8.4] [8.4 ; 9.6]	< 60 10 ⁻³ < 7 10 ⁻³ < 7 10 ⁻³
log (age) vs M_v at the RTO log (age) ϵ [6.5 ; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = 0.077 M_v + 7.205 • log (age) = 0.031 M_v^2 + 0.528 M_v + 8.848 • log (age) = 0.409 M_v + 8.775 • log (age) = 0.275 M_v + 8.685 	M_v ϵ [-9.18 ; -6.57] [-6.57 ; -3.12] [-3.12 ; -0.67] [-0.67 ; 3.33]	< 5 10 ⁻³ < 20 10 ⁻³ < 25 10 ⁻³ < 25 10 ⁻³
log (age) vs M_v beg. of blue loop log (age) ϵ [7.2 ; 9.0]	<ul style="list-style-type: none"> • log (age) = 0.277 M_v + 8.661 • log (age) = 0.415 M_v + 8.604 	M_v ϵ [-5.21 ; 0.47] [0.47 ; 0.95]	< 25 10 ⁻³ < 30 10 ⁻³

Figura 5.6: Relaciones analíticas de [24] donde se muestra: columna 1- la relación empleada y el rango de edad donde es válido, columna 2- las expresiones analíticas empleadas, columna 3- el rango de validez y columna 4- la desviación máxima entre los valores obtenidos de las isócronas teóricas y las expresiones analíticas.

5.1.2. NGC2302

En el caso del cúmulo NGC2302 empleamos el mismo procedimiento utilizado para NGC2335; como resultado, obtenemos la tabla 5.3 donde se lista la clasificación espectral fotométrica de las estrellas. En la literatura no se proporciona mucha información respecto a la clasificación espectral de las estrellas por lo que no podemos hacer una comparación directa. Sin embargo,

con los diagramas de Strömngren y la adaptación de α Per, podemos hacer una buena clasificación espectral de las estrellas e identificar las estrellas miembro. Posteriormente obtenemos la tabla 5.4. En ella listamos el identificador, el enrojecimiento, índices desenrojados, beta, magnitud absoluta, módulo de distancia, distancia y membresía. Entre la tabla 5.3 y la 5.4 se presenta una diferencia entre las estrellas que se listan, esto se debe a que en la segunda tabla aparecen únicamente las estrellas clasificadas espectralmente como tipo B y A.

Tabla 5.3: fotometría fotoeléctrica de NGC 2302

ID	V	$(b-y)$	m_1	c_1	β	σV	$\sigma(b-y)$	σm_1	σc_1	$\sigma \beta$	N	Tet	TeW
1	10.8045	0.144	0.140	0.691	2.7545	0.016	0.008	0.001	0.018	0.004	2	B9aIb	-
2	10.981	0.110	0.165	0.537	2.733	0.016	0.012	0.008	0.011	0.021	2	B5Ia	-
3	10.247	0.128	0.129	0.641	2.750	0.001	0.008	0.005	0.014	0.003	2	B8Ib	-
4	12.969	0.148	0.319	0.713	2.773	0.034	0.144	0.199	0.088	0.136	2	B8V	-
5	11.57	0.130	0.202	0.789	2.780	0.052	0.066	0.090	0.057	0.005	2	A2	-
8	11.731	0.141	0.188	0.942	2.843						1	A0IV	-
12	13.429	0.326	0.329	0.749	2.763						1	F	-
7	11.877	0.166	0.189	0.889	2.888						1	XA0	-
6	12.565	0.202	0.239	0.925	2.916						1	B9V	-
9	12.707	0.205	0.216	0.992	2.853						1	B9III	-

Tet- Tipo espectral obtenido en la tesis empleando los diagramas $[m_1]$ y $[c_1]$, TeW- Tipo espectral reportado por Webda

Para identificar la membresía de nuestro cúmulo y las características de sus miembros, se realizaron histogramas de distancia y módulo de distancia contra frecuencia; En la figura 5.7 encontramos un histograma donde les graficamos. Como complemento para determinar la membresía, se desarrollo un histograma de distancia y módulo de distancia contra frecuencia, al cual se le realizó un ajuste gaussiano (figura 5.8).

En el caso de NGC2302 podemos claramente distinguir un pequeño cúmulo de estrellas que se encuentran a un módulo de distancia de aproximadamente 10.3 pc, y que corresponden a un tipo de estrellas B y A tempranas (hasta A2). De las 10 estrellas observadas, 8 forman parte de nuestro cúmulo y dos no pertenecen.

Tabla 5.4: parámetros enrojecidos y desenrojecidos del cúmulo NGC 2302

ID	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	m_0	c_0	β	V_0	M_V	DM	Dist	Membresía
9	.234	-.032	.309	.881	2.916	11.56	1.43	10.13	1060.	M
8	.2	-.034	.249	.851	2.888	11.02	1.2	9.81	917.	M
10	.228	-.023	.284	.949	2.853	11.73	.82	10.9	1516.	M
6	.169	-.028	.239	.91	2.843	11	.74	10.26	1129.	M
5	.17	-.04	.253	.757	2.779	10.84	.06	10.78	1432.	M
4	.193	-.045	.376	.676	2.772	12.14	.02	12.12	2660.	NM
1	.19	-.046	.197	.655	2.754	9.99	-.23	10.21	1103.	M
3	.178	-.05	.182	.607	2.75	9.48	-.26	9.74	888.	M
2	.169	-.059	.216	.505	2.733	10.26	-.47	10.73	1399.	M
7	.147	.179	.373	.72	2.763	12.8	2.48	10.31	1154.	NM

M representa las estrellas miembro del cúmulo, y NM las que no lo son. Los valores de $E(b-y)$, $(b-y)_0$, m_0 , c_0 , v_0 , M_v , DM y la distancia se obtuvieron mediante las técnicas de Nissen y Shobbrook.

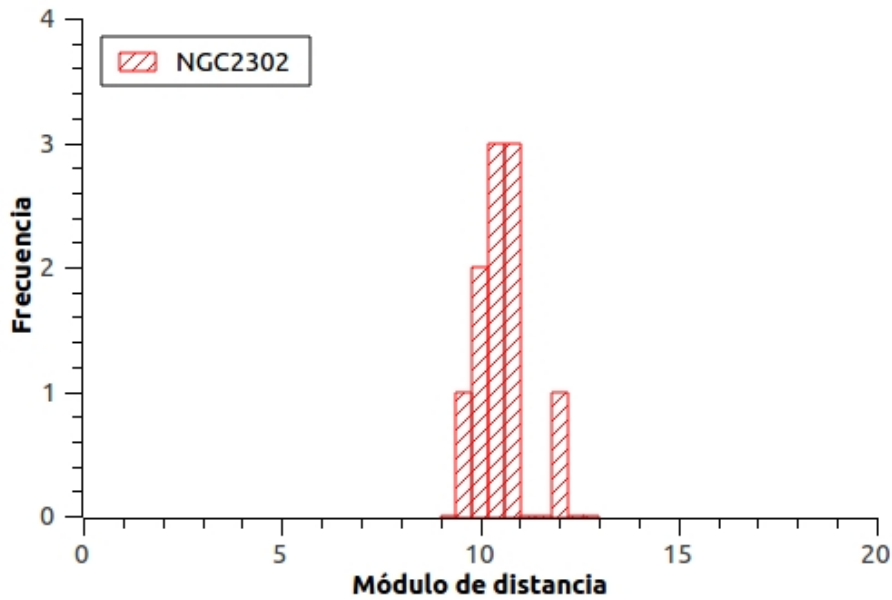


Figura 5.7: Histograma del módulo de distancia de NGC2302

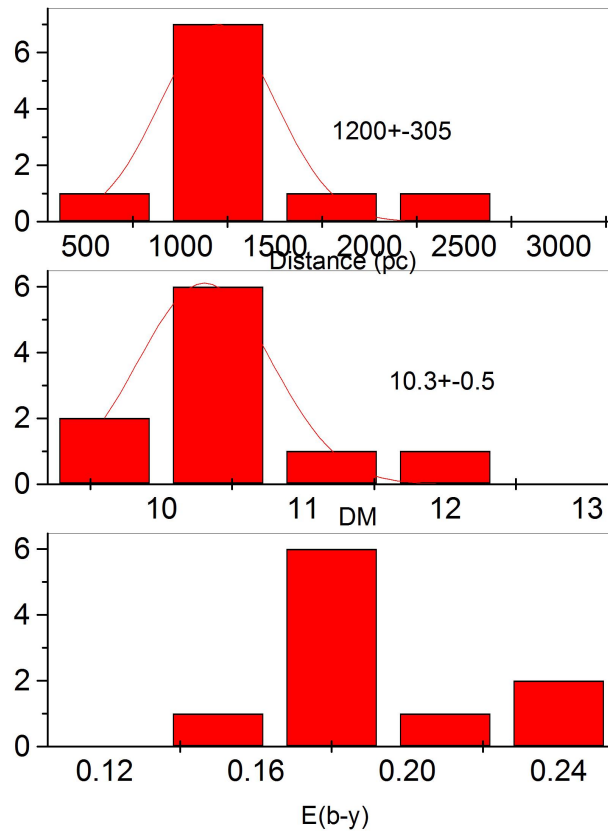


Figura 5.8: Composición de histogramas para el cúmulo NGC2302. Histograma superior: distancia contra frecuencia mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma intermedio: módulo de distancia contra frecuencia mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma inferior: Enrojecimiento contra frecuencia para NGC2302.

Una vez que encontramos la membresía, determinamos la edad del cúmulo calculando primero la temperatura efectiva de las estrellas más calientes. Esta temperatura se obtuvo, como en el caso de NGC2335, de graficar la

ubicación de las estrellas en las mallas teóricas LGK86. En nuestro caso, en la literatura no se presenta una metalicidad para el cúmulo, por lo que para el análisis vamos a considerar una metalicidad solar. Esto se justifica de obtener la metalicidad del cúmulo NGC2301 que se encuentra muy cercano al nuestro, y que tiene un valor de +0.06 [30]. Con este procedimiento, se encontró una temperatura de 14 000 K para las estrellas 01, 02 y 03. Tomando la estrella 01 como base ($T_e=4.146$) y empleando la calibración de Meynet, Mermilliod y Maeder (1993) [24], y la relación 4.1 encontramos un logaritmo de la edad de $7.88 \pm 3 \times 10^{-3}$ para nuestro cúmulo abierto. En comparación, [25] propone 7.847.

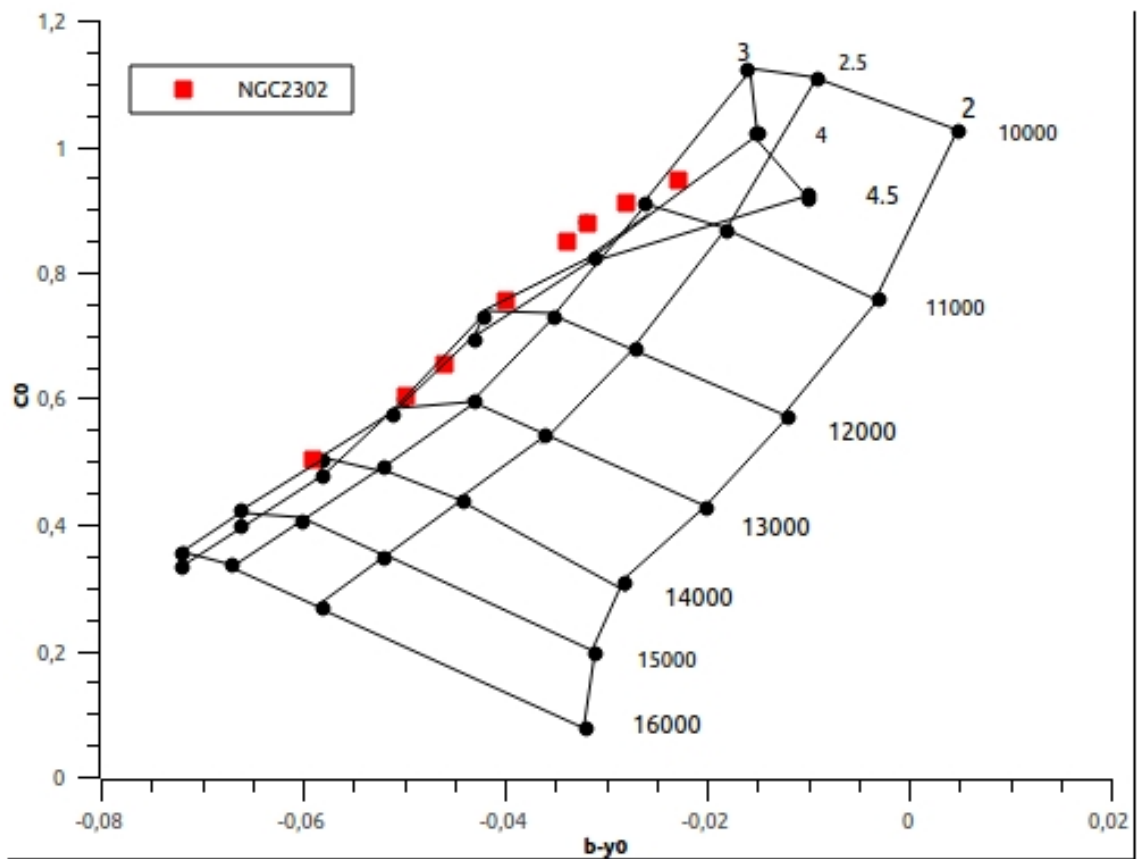


Figura 5.9: Ubicación de los puntos desenrojecidos del cúmulo NGC 2302 en las mallas LGK86 para $(b-y)_0$ vs c_0 . Los números 1000-16000 k representan la temperatura efectiva, y los valores 2,2.5,3,4 y 4.5 son $\log g$.

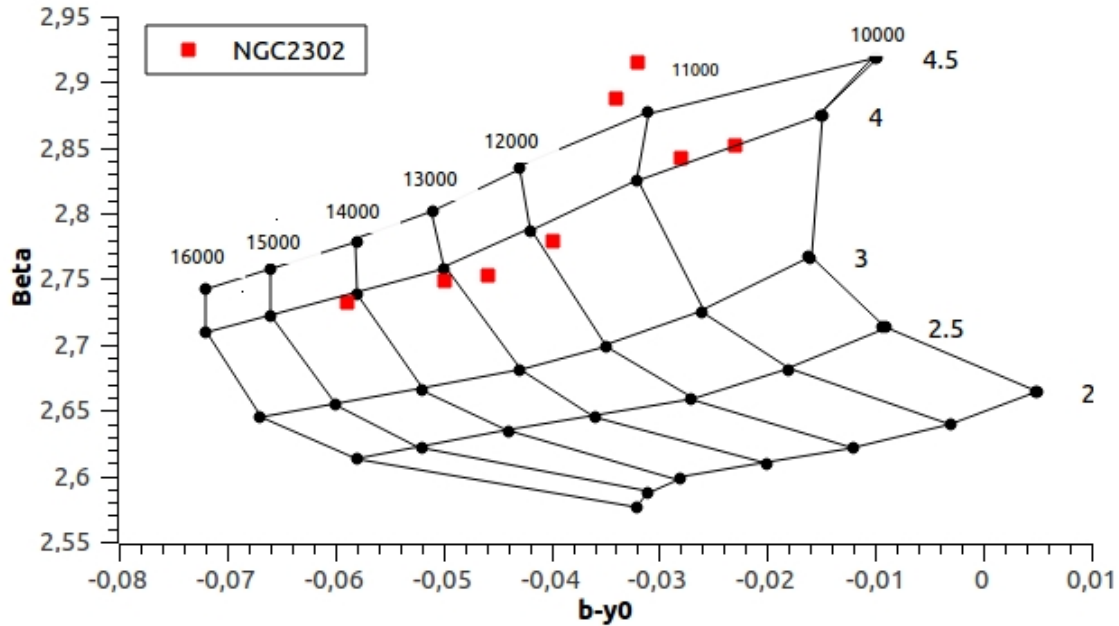


Figura 5.10: Ubicación de los puntos desenrojados del cúmulo NGC 2302 en las mallas LGK86 para $(b - y)_0$ vs β . Los números 1000-16000 k representan la temperatura efectiva, y los valores 2,2.5,3,4 y 4.5 son $\log g$.

En la gráfica 5.9, se aprecian los puntos desenrojados para el cúmulo NGC2302. Sin embargo, existen dos puntos que aparecen fuera de esta malla y resulta difícil precisar su $\log g$ debido a que existe un empalme entre $\log g$ 4 y $\log g$ 4.5. Para tener una mayor claridad de lo que ocurre con ambos puntos, se realiza la gráfica 5.10, en la cual se puede apreciar claramente que los dos puntos que aparecen fuera de la malla corresponden a un $\log g$ de 4.5 y una T_{eff} aproximada de 11000 k. De acuerdo a estas características y empleando un diagrama H-R, las dos estrellas se consideran gigantes.

A pesar de la diferencia en gravedad, por la distancia y temperatura que presentan, aún podemos considerarlos como posibles miembros del cúmulo.

5.2. Validez de los datos

La determinación de membresía de las estrellas es uno de los pilares del trabajo aquí desarrollado. Para asegurar la certeza de las mediciones obtenidas y fortalecer la clasificación de las estrellas miembro de nuestros cúmulos de estudio, es necesario realizar una evaluación de incertidumbres para lo cual empleamos propagación de errores mediante dos métodos diferentes: Precisión de punto y Dispersión en las estándares. La incertidumbre total de nuestra fotometría vendrá dada por la propagación de ambos métodos.

5.2.1. Errores observacionales

Precisión de punto

La precisión de punto se obtiene de realizar un promedio de los valores fotométricos medidos por noche para cada estrella así como de obtener la desviación estándar para cada uno de ellos. Como se explicó en el capítulo 2, durante las noches de observación, a cada estrella se le tomaron 5 integraciones de 10s y 3 integraciones de 10s del cielo, empleando los filtros *uvby*; y respectivamente 5 integraciones de 10s y 3 integraciones de 10s del cielo, empleando el filtro $H\beta$. Posteriormente, calculamos el valor medio y la desviación estándar, lo que nos permite determinar la tasa de señal/ruido. En todas las mediciones, se asegura un número suficiente de cuentas para tener una precisión mejor que 0.01mag.

En su artículo de 1988, Nissen [28] nos dice que 'Como es esperado, en las consideraciones de la estadística de fotones, los errores promedio incrementan conforme la magnitud se debilita' por lo que es esperado que las estrellas con una magnitud débil tengan mayor imprecisión que las estrellas brillantes. Para reducir estas incertidumbres es deseable realizar mediciones de una misma estrella en distintas noches de observación. La Tabla 5.5 presenta un ejemplo de los valores fotométricos y sus desviaciones para las estrellas del cúmulo NGC2302.

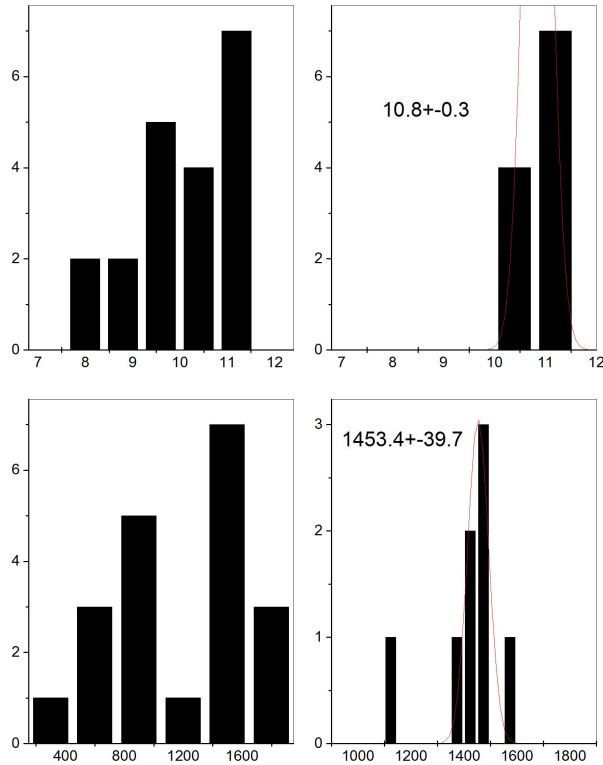


Figura 5.2: composición de histogramas para el cúmulo NGC2335. Histograma superior izquierdo: Módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335, histograma superior derecho: módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. Histograma inferior izquierdo: distancia pc (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335 e histograma inferior derecho: distancia pc (eje x) contra frecuencia (eje y) para cúmulo NGC2335 mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. La incertidumbre se obtiene directamente del ajuste gaussiano, el cual se realiza tomando en consideración las agrupaciones de estrellas con mayor conglomeración. Finalmente, el ancho de cada gráfica se modifica para observar con mayor precisión los ajustes.

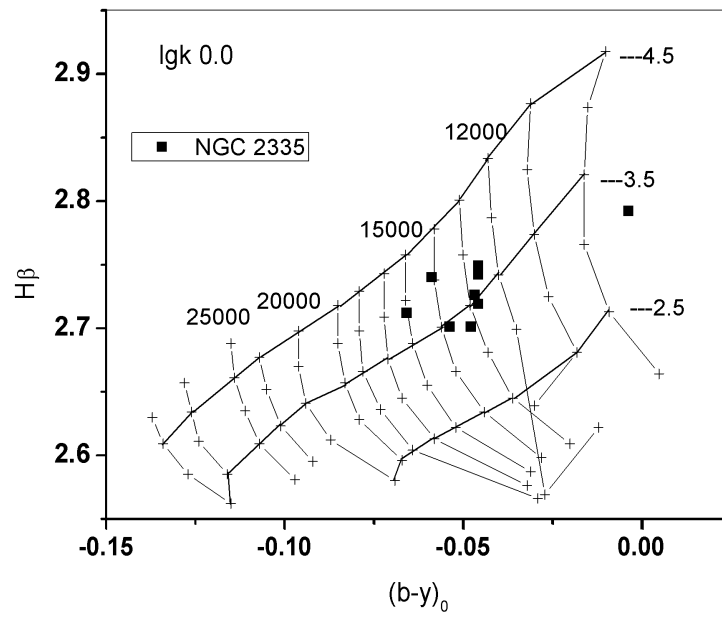


Figura 5.3: Ubicación de los puntos desenojados de NGC 2335 en las mallas LGK86. Los números 12000-25000 representan la temperatura efectiva, y los valores 2.5,3.5 y 4.5 son $\log g$.

Tabla 5.5: Promedio de valores fotométricos y desviación estándar para las estrellas de NGC2302

ID	u	v	b	y	σ_u	σ_v	σ_b	σ_y	$\sigma_{u/u}$	$\sigma_{v/v}$	$\sigma_{b/b}$	$\sigma_{y/y}$
N230201	9545.333	21557.417	23226.500	6953.750	33.470	8.603	59.868	47.965	0.004	0.000	0.003	0.007
N230202	9822.000	19400.417	20654.000	6016.000	25.927	52.679	43.841	27.106	0.003	0.003	0.002	0.005
N230203	16644.417	36054.333	37896.917	11159.083	37.595	263.279	319.494	44.194	0.002	0.007	0.008	0.004
N230204	2113.500	4221.417	5002.917	1537.583	283.786	433.339	639.578	86.149	0.134	0.103	0.128	0.056
N230205	4787.467	11376.367	12680.400	3773.033	557.389	985.754	1262.044	190.023	0.116	0.087	0.100	0.050
N230206	3813.500	9944.333	11032.833	3314.833	36.209	74.425	154.680	70.121	0.009	0.007	0.014	0.021
N230207	1560.500	2905.000	3549.667	1208.500	69.457	90.598	100.671	62.759	0.045	0.031	0.028	0.052
N230208	3470.333	8566.000	9654.500	2983.833	55.062	66.329	83.342	76.794	0.016	0.008	0.009	0.026
N230209	2204.167	5047.667	5911.833	1887.500	34.266	61.033	70.055	15.030	0.016	0.012	0.012	0.008
N230210	2058.833	4685.167	5415.000	1735.333	54.440	62.195	50.821	41.380	0.026	0.013	0.009	0.024

por columna encontramos los valores fotométricos u, b, v, y, las incertidumbres asociadas a cada uno de los valores y la tasa entre la desviación estándar y su valor fotométrico.

Dispersión de estándares

El segundo método para identificar fuentes de error que se presenten en nuestras mediciones es el de dispersión de estándares, en el cual se emplean las ecuaciones de transformación de Crawford y Maender 1966 y Crawford y Barnes 1966 [1], presentados con antelación en la sección 3.1. (como recordatorio se incluyen en esta sección). En estas ecuaciones podemos identificar tres coeficientes: Intrínseco, instrumental y el coeficiente de color que se encuentra en términos de V , m_1 y c_1 .

Los errores de la temporada fueron evaluados a través de las estrellas estandar observadas. Estas incertidumbres se calcularon como las diferencias entre los valores estándar y los valores de transformación en magnitud y color para (V , $b-y$, m_1 , c_1 y β). En la tabla 5.6 observamos los coeficientes de transformación obtenidos para cada noche, con su desviación estándar asociada, igualmente se presenta el valor promedio de estos coeficientes con su desviación.

$$\begin{aligned}
 V_{\text{std}} &= A + B(b - y)_{\text{inst}} + y_{\text{inst}} \\
 (b - y)_{\text{std}} &= C + D(b - y)_{\text{inst}} \\
 m_{1\text{std}} &= E + F(m_1)_{\text{inst}} + J(b - y)_{\text{inst}} \\
 c_{1\text{std}} &= G + H(c_1)_{\text{inst}} + I(b - y)_{\text{inst}} \\
 H\beta_{\text{std}} &= K + L(H\beta)_{\text{inst}}
 \end{aligned}$$

Tabla 5.6: Coeficientes de transformación promedio y valores estándar para NGC2335

V	V_c	b_p	b_{gp}	m_1	m_{1p}	m_{1c1}	c_1	c_{1p}	c_{1c1}	bt	btp	Sv	Sbv	Sm1	Sc1	hbrr	NUVB	$N\beta$
17.8425	-0.0759	1.5381	1.0128	-1.6567	1.2794	-0.0008	-0.031	1.0415	0.0187	2.356	-1.3748	0.040	0.006	0.004	0.012	0.0158	14	13
17.8188	-0.0929	1.4569	0.9441	-1.2954	1.0429	0.0278	0.1544	0.984	0.144	0.093	0.006	0.010	0.028	0.01058	5	13		
17.879	-0.0551	1.511	0.9947	-1.3982	1.091	-0.0044	0.1497	0.9981	0.1538	0.032	0.013	0.032	9					
18.0614	0.1046	1.4864	0.9766	-1.4272	1.0952	-0.0276	0.0993	1.0098	0.1242	2.3713	-1.2698	0.068	0.013	0.015	0.014	0.01567	12	15
17.9639	0.0082	1.4901	0.9814	-1.356	1.0566	-0.0206	0.1024	1.0295	0.124	2.3979	-1.1539	0.054	0.010	0.020	0.050	0.02666	15	20
18.0579	0.075	1.4614	0.947	-1.4238	1.0837	-0.407	0.1502	1.001	0.1553	0.014	0.007	0.012	0.034	7				
17.9243	0.0156	1.5061	0.9908	-1.3412	1.0632	0.0053	0.1442	1.0415	0.1721	2.4513	-1.2139	0.008	0.014	0.025	0.02127	17	14	
17.9354	-0.0029	1.4929	0.9782	-1.4141	1.1017	-0.0610	0.1099	1.0151	0.1274	2.3941	-1.2531	0.0493	0.0087	0.0130	0.0278	0.0180	65	62
0.09765	0.0755	0.0285	0.0250	0.1170	0.0806	0.1536	0.0663	0.0226	0.0509	0.0418	0.0939	0.0257	0.0030	0.0051	0.0128	0.0061		

Por columna encontramos los índices fotométricos V, b-y, m_1 , c_1 y beta con sus correspondientes términos de color, definidos como V_c , m_{1c1} , c_{1c1} , sus pendientes, definidas como m_{1p} , c_{1p} , btp y sus desviaciones estándar Sv, Sbv, Sm1 y Sc1. Finalmente, NUVBY y $N\beta$ representan el número de mediciones realizadas para cada estrella, por filtro.

Haciendo una comparación entre los valores obtenidos para la desviación estándar y los valores medios de cada coeficiente podemos ver que la incertidumbre de la fotometría presenta una valía de décimas.

5.2.2. Errores derivados

Para encontrar la precisión de la distancia y de los parametros físicos. hacemos uso de los métodos de propagación de errores aplicados a las ecuaciones de Nissen [28] y Balona-Shobbrook [3], mediante las ecuaciones 5.2-5.7 (Equivalentes a ec.3.12-3.17) para las estrellas tempranas O y B:

$$(b-y)_0 = 0.1146 + 0.0805c_1 + 0.0616c_1^2 + 0.2791c_1^3 + 0.7801c_1^4 + 0.4679c_1^5. \quad (5.2)$$

$$m_0 = m_1 + 0.30E(b-y) \quad (5.3)$$

$$c_0 = c_1 - 0.19E(b-y) \quad (5.4)$$

$$(u-b)_0 = (u-b) - 1.53E(b-y) \quad (5.5)$$

$$V_0 = V - 4.3E(b-y) \quad (5.6)$$

$$M_v = 3.499 + 7.203 * \log(\beta - 2.515) - 2.319[g] + 2.938[g]^3 \quad (5.7)$$

y las ec 5.8 y 5.9 (equivalentes a ec.3.20-3.21) para las estrellas tardías A y F:

$$(b-y)_0 = 2.946 - 1.00\beta - 0.1\delta c_0 \quad (5.8)$$

para estrellas A ($2.72 < \beta < 2.88$) donde $\Delta\beta = 2.72 - \beta$ y $K=0.222$

$$M_v = M_{v_{zams}}(\beta) - f\delta c_0 \quad (5.9)$$

donde $\delta c_0 = c_0 - c_{1_{Hyades}}(\beta)$.

El término $(b - y)_0$ nos permite determinar los excesos de color de manera individual: $E(b-y)=(b-y)-(b - y)_0$, la propagación de errores se realiza asumiendo errores fotométricos promedio. Para el caso de las estrellas tempranas, obtenemos la diferencial de $(b - y)_0$, ec 5.10:

$$(b-y)'_0 = 0.085*\sigma c + 2(0.0616)*\sigma c + 3(0.2791)c_1^2*\sigma c + 4(0.7801)c_1^3*\sigma c + 5(0.4679)c_1^4*\sigma c \quad (5.10)$$

Donde σc se obtiene de los errores observacionales y tiene un valor de 0.023.

A partir de la ecuación derivada de $(b-y)$, desarrollamos las ec 5.3,5.4,5.5, 5.6 y 5.7 empleando el siguiente script:

Para el caso de Nissen:

```

EBY=BY
ABY=EBY
C0=C1-0.20*EBY
DC0=C1-C1IN
DM0=SM1IN-TM0
BY0=0.218+1.11*DBT+2.7*DBT*DBT-0.05*DC0
BY0=BY0-(0.1+3.6*DBT)*DM0
EBY=BY-BY0
DBY=ABS(ABS-EBY)

```

Empleando parámetros desenrojados:

```

C10=C1-0.20*EBY
TM0=SM1+0.3*EBY
V0=V-4.3*EBY
VM=VMIN-(9+50*DBT)*DC0

```

$$\begin{aligned} DM &= V0 - VM \\ DST &= 10^{**}((DM/5.) + 1) \\ HEF &= -(10.5 + 50*(BETA - 2.626)) * DM0 + 0.12 \end{aligned}$$

En el caso de Shobbrook , se emplean las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned} CI2 &= CI * CI \\ CI3 &= CI2 * CI \\ CI4 &= CI3 * CI \\ CI5 &= CI4 * CI \\ BY0 &= -.1146 + .0805 * CI + .0616 * CI2 + .2719 * CI3 \\ BY0 &= BY0 - .7801 * CI4 + .4679 * CI5 \\ EBY &= BY - BY0 \\ C0 &= C1 - 0.19 * EBY \\ DIF &= (CI - C0) \\ SIL &= ABS(DIF) \end{aligned}$$

los parámetros desenrojados

$$\begin{aligned} C10 &= C0 \\ TM &= SM1 + 0.33 * EBY \\ V0 &= V - 4.3 * EBY \\ A &= BETA - 2.515 \\ X &= A \text{LOG}_{10}(A) \\ B &= C10 + 0.322 \\ Y &= A \text{LOG}_{10}(B) \\ G &= X - 1.60 * Y \\ G3 &= G * G * G \\ VM0 &= 3.499 + 7.203 * X - 2.319 * G + 2.938 * G3 \\ DM &= V0 - VM0 \\ DST &= 10^{**}((DM/5.) + 1.) \end{aligned}$$

con lo que obtenemos los errores para cada término, mismos que se presentan en las tablas 5.7 y 5.9:

Tabla 5.7: cúmulo NGC2335

ID	V	m1	c1	β	SpecTyp	(b-y)	0 dE(b-y)	δc_0	δm_0	δv_0	Vm	DM	DST
1	7.051	0.163	1.404	2.806	A3	0.000	0.095	1.385	0.192	6.641	-5.585	12.227	2789.280
3	8.132	0.096	0.531	2.724	B6V	0.0049	-0.004	0.532	0.095	8.149	2.753	5.402	120.342
5	10.01	0.133	0.783	2.78	B8	0.0052	0.010	0.781	0.136	9.968	2.786	7.188	273.922
10	10.693	0.131	1.122	2.769	Ap	0.0051	2.764	1.120	0.960	1.191	2.885	4.072	100.533
12	11.001	0.174	0.684	2.741	F1	0.005	2.735	0.159	0.995	0.761	2.533	3.280	200.208
13	11.12	0.101	0.533	2.74	B6V	0.0049	0.111	0.512	0.134	10.643	2.724	7.926	384.773
14	11.379	0.063	0.615	2.701	B5	0.0047	0.274	0.563	0.145	10.200	2.799	7.406	302.856
16	11.541	0.088	0.486	2.712	B5	0.0048	0.180	0.452	0.142	10.767	2.742	8.031	403.840
17	11.541	0.061	0.567	2.725	B5	0.0047	0.278	0.514	0.144	10.345	2.745	7.606	332.041
18	11.625	0.057	0.696	2.701	B6	0.0047	0.301	0.639	0.147	10.330	2.821	7.513	318.101
19	11.573	0.049	0.699	2.726	B6	0.0047	0.278	0.646	0.132	10.376	2.789	7.593	329.994
20	11.555	0.102	0.465	2.608	F6	0.0049	0.433	0.449	0.232	9.693	2.993	6.703	219.076
21	11.689	0.055	0.719	2.719	B6V	0.0047	0.244	0.673	0.128	10.639	2.806	7.837	369.393
25	11.846	0.052	0.722	2.742	B5	0.0047	0.281	0.669	0.136	10.637	2.778	7.864	373.927
26	11.956	-0.048	0.855	2.73	B6	0.004	0.653	0.382	0.148	9.147	2.680	6.473	197.039
27	12.03	0.145	0.506	2.69	F6	0.0053	2.685	0.345	0.950	0.486	2.744	2.250	300.548
28	11.949	0.126	0.868	2.798	A6	0.0014	0.247	0.819	0.200	10.889	4.137	6.752	224.043
30	12.115	0.001	0.727	2.749	B7V	0.0046	0.318	0.667	0.096	10.746	5.572	7.982	394.746
31	12.209	0.052	1.1	2.792	A0V	0.001	0.345	1.031	0.155	10.726	2.309	8.417	482.292
32	12.242	0.127	0.947	2.834	A6	0.0004	0.301	0.887	0.217	10.949	3.719	7.230	279.307

Donde DM representa el módulo de distancia y DST la distancia asociada a cada estrella del cúmulo.

Centrando nuestra atención en los valores obtenidos para la distancia y conjuntando las tabla 5.2 y 5.7 podemos reforzar la determinación de las estrellas miembro de el cúmulo NGC2335, lo cual se refleja en la tabla 5.8.

Tabla 5.8: Incertidumbres asociadas a las estrellas candidatas a ser miembro del cúmulo NGC2335

ID	Dist	Membresía
12	393 ± 200	NM
27	549 ± 300	NM
03	500 ± 120	NM
20	593 ± 219	NM
28	810 ± 224	NM
26	844 ± 197	NM
32	863 ± 279	NM
05	877 ± 273	NM
10	1108 ± 100	NM
17	1358 ± 332	NM
13	1406 ± 384	M
31	1428 ± 252	M
19	1454 ± 387	M
30	1466 ± 394	M
25	1467 ± 373	M
14	1578 ± 302	M
18	1770 ± 318	M
21	1771 ± 369	M
16	1780 ± 403	M

En la tabla 5.8 apreciamos las incertidumbres asociadas a la distancia de las estrellas observadas. Con nuestro análisis anterior (sección 5.1.1) sin considerar incertidumbres y únicamente tomando en consideración que las estrellas miembro se encontraban a un σ del valor medio, los valores que encontramos dentro de nuestro cúmulo consideraban estrellas miembro con 300pc de distancia entre ellas, teniendo 1406pc la estrella mas cercana y 1780 la estrella mas lejana.

Con el análisis de incertidumbres podemos presentar una explicación de esta elevada diferencia en los valores de la distancia. En la segunda columna de la tabla 5.8 apreciamos las incertidumbres asociadas a los valores de las distancias individuales, las cuales oscilan entre 252 y 403pc. Para la estrella más cercana tenemos una incertidumbre de ± 384 pc, teniendo un valor máximo posible de 1792pc y uno mínimo de 1022pc. por otro lado, para la

estrella mas lejana tenemos una incertidumbre de $\pm 403\text{pc}$, teniendo un valor máximo posible de 2183pc y uno mínimo de 1377pc . Estos valores continúan siendo un poco disímiles sin embargo considerando la cota máxima de la estrella más cercana y la mínima de la estrella mas lejana, vemos que se encuentran dentro del rango de validez.

Con este análisis de incertidumbres podemos explicar los resultados presentados en el trabajo.

Para NGC2302 hacemos uso de las ecuaciones de Nissen [28], Shobbrook [39] y Balona- Shobbrook [3] , y conjuntamos las tablas 5.4 y 5.9 para reforzar la determinación de las estrellas miembro lo cual se refleja en la tabla 5.10.

Tabla 5.9: cúmulo NGC2302

ID	V	m1	c1	β	SpecTyp	(b-y)0	dE(b-y)	δc_0	δm_0	δv_0	vm	DM	DST
1	10.805	0.140	0.691	2.745	b9aib	0.0024	0.142	0.664	0.182	10.196	2.775	7.428	305.917
2	10.981	0.165	0.537	2.733	b51a	0.0026	0.107	0.517	0.197	10.520	2.737	7.792	361.666
3	10.247	0.129	0.641	2.750	b8ib	0.0024	0.126	0.617	0.167	9.707	2.753	6.961	246.748
4	12.969	0.319	0.713	2.773	b8v	0.0052	0.143	0.686	0.362	12.355	2.766	9.605	833.686
5	11.570	0.202	0.789	2.780	a2	0.0020	0.141	0.914	0.230	11.126	3.253	7.873	375.417
8	11.731	0.188	0.942	2.843	a0	0.0002	0.141	0.914	0.230	11.126	3.253	7.873	375.417
12	13.429	0.329	0.749	2.763	f	0.0055	0.320	0.688	0.425	12.051	2.775	9.292	721.759
7	11.877	0.189	0.889	2.888	xa0	0.0029	0.163	0.858	0.238	11.176	2.804	8.382	474.700
6	12.565	0.239	0.925	2.916	b9	0.0041	0.198	0.887	0.298	11.714	2.831	8.898	601.941
9	12.707	0.216	0.992	2.853	b9	0.0033	0.202	0.954	0.276	11.840	2.834	9.016	635.567

Donde DM representa el módulo de distancia y DST la distancia asociada a cada estrella del cúmulo

Tabla 5.10: Incertidumbres asociadas a las estrellas candidatas a ser miembro del cúmulo NGC2302

ID	DM	Dist	Membresía
9	1060 ± 635	M	
8	917 ± 375	M	
10	1516 ± 721	M	
6	1129 ± 601	M	
5	1432 ± 375	M	
4	2660 ± 834	NM	
1	1103 ± 306	M	
3	888 ± 246	M	
2	1399 ± 361	M	
7	1154 ± 474	NM	

En la tabla 5.10 apreciamos las incertidumbres asociadas a la distancia para las estrellas observadas. Con nuestro análisis anterior sin considerar incertidumbres y únicamente tomando en consideración que las estrellas miembro se encontraban a un σ del valor medio, los valores que encontramos dentro de nuestro cúmulo consideraban estrellas miembro con 500pc de distancia entre ellas, teniendo 88pc la estrella mas cercana y 1516 la estrella mas lejana.

Con el análisis de incertidumbres podemos clarificar esta elevada diferencia y presentar una justificación. En la tercera columna de la tabla 5.10 apreciamos las incertidumbres asociadas a la distancia, las cuales oscilan entre 246 y 834pc. Para la estrella más cercana tenemos una incertidumbre de ± 246 pc, teniendo un valor máximo posible de 1134pc y uno mínimo de 642pc. por otro lado, para la estrella mas lejana tenemos una incertidumbre de ± 721 pc, teniendo un valor máximo posible de 2237pc y uno mínimo de 795pc.

5.2.3. Comprobación de los resultados del método de determinación de distancias aplicado al cúmulo de las Hyadas

Como última herramienta para comprobar la validez del método seguido y la confianza en los datos, consideramos uno de los cúmulos mas estudiados,

fotométricamente, que se conocen a la fecha: Las Hyadas, y realizamos el tratamiento de datos a este cúmulo equivalente al desarrollado para NGC2335 y NGC230.

A partir de la compilación de WEBDA (tabla 5.11), se consideraron los parámetros fotométricos de las Hyadas y se realizó una clasificación de sus estrellas, encontrando únicamente una estrella temprana que no pertenece al cúmulo, y el resto fueron consideradas estrellas tardías. Considerando esta clasificación, analizamos el cúmulo empleando el método de Nissen [28], correspondiente a estrellas tardías, con lo cual se obtuvieron los valores de módulo de distancia y distancia asociados a cada estrella (tabla 5.12). Finalmente, se obtuvo un histograma donde se aprecian los valores de módulo de distancia y distancia para las estrellas miembro, y se realizó un ajuste gaussiano, con su incertidumbre asociada (figura 5.11).

Tabla 5.11: Índices fotométricos para las Hyadas

ID	V	b-y	m1	c1	β
56	4.307	0.020	0.193	1.046	2.889
104	4.268	0.067	0.197	1.048	2.870
54	4.217	0.069	0.199	1.054	2.867
47	4.800	0.083	0.208	0.983	2.857
82	4.782	0.088	0.217	0.965	2.856
169	4.122	0.093	0.200	0.981	2.853
108	4.673	0.088	0.193	1.019	2.852
129	4.629	0.079	0.202	1.034	2.847
112	5.370	0.091	0.252	0.955	2.845
74	5.023	0.115	0.225	0.909	2.832
72	3.408	0.100	0.197	1.012	2.831
130	5.426	0.136	0.250	0.836	2.824
123	5.101	0.122	0.207	0.900	2.813
33	5.263	0.129	0.204	0.871	2.812
107	5.378	0.145	0.229	0.827	2.810
83	5.480	0.142	0.234	0.796	2.809
168	5.517	0.132	0.203	0.854	2.809
95	4.652	0.145	0.200	0.830	2.796
131	6.002	0.149	0.245	0.803	2.796

ID	V	b-y	m1	c1	β
84	5.402	0.154	0.200	0.815	2.795
111	5.400	0.150	0.195	0.813	2.791
45	5.635	0.179	0.242	0.733	2.783
55	5.274	0.149	0.192	0.840	2.783
67	5.710	0.164	0.213	0.771	2.775
24	5.641	0.172	0.187	0.785	2.767
141	4.485	0.153	0.183	0.934	2.767
30	5.583	0.171	0.194	0.770	2.766
38	5.705	0.196	0.204	0.719	2.756
103	5.780	0.191	0.186	0.741	2.754
60	4.283	0.165	0.175	0.947	2.753
68	5.898	0.207	0.170	0.696	2.745
80	5.575	0.200	0.192	0.717	2.740
126	6.341	0.180	0.189	0.743	2.740
89	6.007	0.215	0.176	0.654	2.725
137	5.879	0.206	0.172	0.695	2.724
6	5.963	0.223	0.167	0.608	2.713
14	5.709	0.230	0.165	0.596	2.710
100	6.010	0.246	0.180	0.569	2.708
53	5.966	0.243	0.176	0.598	2.704
98	9.230	0.309	0.129	0.500	2.700
11	6.023	0.261	0.171	0.539	2.693
32	6.117	0.240	0.171	0.588	2.693
20	6.305	0.259	0.176	0.525	2.690
160	5.470	0.249	0.147	0.557	2.688
154	5.790	0.277	0.166	0.483	2.680
37	6.602	0.270	0.162	0.482	2.677
85	6.511	0.285	0.164	0.468	2.676
8	6.349	0.275	0.166	0.487	2.675
101	6.636	0.291	0.166	0.464	2.675
13	6.606	0.276	0.169	0.472	2.674
16	7.054	0.274	0.168	0.477	2.674
90	6.362	0.275	0.173	0.478	2.671
94	6.615	0.283	0.163	0.459	2.663
34	6.170	0.294	0.177	0.437	2.661
44	7.172	0.300	0.174	0.436	2.661

ID	V	b-y	m1	c1	β
51	6.973	0.294	0.166	0.450	2.660
78	6.909	0.301	0.160	0.438	2.659
128	6.750	0.294	0.165	0.439	2.658
35	6.791	0.285	0.161	0.461	2.656
86	7.026	0.311	0.166	0.408	2.656
157	5.794	0.288	0.171	0.498	2.655
36	6.831	0.284	0.170	0.448	2.652
81	7.092	0.308	0.174	0.412	2.651
124	6.255	0.324	0.180	0.439	2.649
121	7.281	0.328	0.168	0.403	2.642
57	6.452	0.319	0.175	0.389	2.640
77	7.022	0.326	0.166	0.400	2.637
75	6.580	0.345	0.180	0.384	2.634
61	7.342	0.332	0.170	0.387	2.632
19	7.105	0.332	0.177	0.399	2.631
88	7.768	0.350	0.183	0.372	2.629
48	7.125	0.338	0.172	0.382	2.628
62	7.362	0.343	0.183	0.402	2.628
40	6.977	0.363	0.194	0.368	2.626
29	6.861	0.352	0.192	0.370	2.624
65	7.410	0.347	0.176	0.382	2.623
31	7.457	0.357	0.184	0.366	2.621
59	7.460	0.350	0.190	0.360	2.621
66	7.505	0.359	0.184	0.359	2.620
113	7.243	0.360	0.186	0.358	2.619
118	7.729	0.370	0.189	0.372	2.618
1	7.386	0.366	0.193	0.406	2.617
119	7.106	0.359	0.193	0.353	2.617
122	6.756	0.352	0.182	0.359	2.615
18	8.036	0.406	0.210	0.354	2.612
49	8.223	0.376	0.206	0.348	2.612
105	7.530	0.345	0.206	0.359	2.612
10	7.850	0.377	0.206	0.337	2.610
52	7.798	0.385	0.200	0.337	2.605
102	7.542	0.385	0.210	0.341	2.605
125	9.310	0.342	0.142	0.304	2.605

ID	V	b-y	m1	c1	β
172	10.150	0.399	0.197	0.320	2.605
2	7.760	0.393	0.208	0.392	2.603
50	7.569	0.384	0.200	0.330	2.603
63	8.040	0.406	0.217	0.333	2.601
39	7.854	0.421	0.238	0.312	2.600
148	8.896	0.395	0.200	0.295	2.600
73	7.842	0.387	0.203	0.351	2.598
64	8.100	0.411	0.233	0.336	2.597
23	7.539	0.420	0.245	0.322	2.596
15	8.047	0.407	0.223	0.337	2.594
106	7.975	0.409	0.221	0.362	2.588
43	9.393	0.531	0.411	0.285	2.586
71	3.847	0.582	0.392	0.389	2.586
70	3.533	0.615	0.452	0.411	2.584
27	8.466	0.440	0.272	0.324	2.580
41	3.761	0.596	0.428	0.402	2.578
17	8.463	0.431	0.248	0.328	2.575
28	3.651	0.596	0.428	0.382	2.575
3	8.312	0.455	0.295	0.301	2.566
46	9.091	0.500	0.385	0.296	2.558
178	9.016	0.499	0.363	0.303	2.557
1191	12.191	0.642	0.359	0.242	2.553
79	8.930	0.486	0.361	0.300	2.552
25	9.559	0.546	0.525	0.268	2.551
1174	7.524	0.606	0.431	0.381	2.551
183	9.653	0.529	0.452	0.278	2.548
190	10.619	0.761	0.716	0.086	2.540
189	11.010	0.772	0.772	0.045	2.527
1407	10.443	0.653	0.698	0.128	2.518
181	10.270	0.649	0.695	0.172	2.517
177	10.287	0.615	0.623	0.187	2.515
1035	10.002	0.629	0.626	0.214	2.515
174	9.988	0.591	0.611	0.226	2.507
1068	10.646	0.695	0.752	0.097	2.506
1294	11.801	0.730	0.804	0.069	2.506
1072	11.458	0.793	0.793	-0.055	2.502

ID	V	b-y	m1	c1	β
173	10.421	0.693	0.764	0.119	2.491
1404	10.538	0.785	0.781	0.020	2.471
191	10.986	0.740	0.786	0.139	2.462
7	8.996	0.523	0.427	0.305	
21	9.138	0.480	0.351	0.306	
22	8.316	0.465	0.279	0.289	
26	8.593	0.455	0.276	0.333	
42	8.833	0.458	0.294	0.313	
58	7.519	0.424	0.251	0.329	
69	8.606	0.449	0.284	0.310	
87	8.587	0.457	0.289	0.313	
92	8.657	0.454	0.288	0.311	
93	9.379	0.516	0.420	0.286	
97	7.916	0.397	0.203	0.347	
99	9.371	0.506	0.401	0.289	
110	8.844	0.429	0.236	0.327	
114	8.525	0.446	0.268	0.336	
116	8.975	0.496	0.367	0.309	
120	7.731	0.448	0.278	0.333	
127	8.883	0.447	0.284	0.337	
135	8.979	0.515	0.420	0.300	
136	7.406	0.690	0.406	0.446	
138	8.278	0.519	0.328	0.303	
140	8.926	0.465	0.285	0.284	
142	8.313	0.415	0.236	0.321	
143	7.893	0.342	0.175	0.395	
146	7.219	0.352	0.162	0.419	
149	8.493	0.395	0.193	0.301	
150	8.788	0.693	0.183	0.527	
151	9.924	0.542	0.476	0.250	
158	8.013	0.391	0.181	0.408	
162	7.826	0.435	0.268	0.318	
163	7.970	0.250	0.152	0.620	
175	10.255	0.583	0.587	0.203	
176	9.013	0.540	0.447	0.264	
179	9.465	0.535	0.452	0.310	

ID	V	b-y	m1	c1	β
180	9.075	0.504	0.387	0.317	
182	8.903	0.500	0.354	0.285	
185	9.438	0.633	0.571	0.184	
187	8.984	0.457	0.305	0.317	
1013	14.150	0.031	0.358	-0.195	
1051	9.147	0.418	0.209	0.311	
1135	9.968	0.625	0.639	0.172	
1292	14.270	-0.058	0.275	-0.233	
1490	14.050	-0.096	0.245	-0.287	
1627	9.537	0.561	0.508	0.248	
1673	13.900	0.220	0.135	-0.299	
1684	8.917	0.522	0.385	0.275	
1722	14.110	-0.097	0.276	-0.241	
1727	8.493	0.506	0.355	0.276	
1751	7.901	0.275	0.154	0.474	
2010	9.297	0.515	0.432	0.263	
2016	9.907	0.580	0.558	0.217	
2033	9.776	0.662	0.732	0.133	
2059	9.424	0.593	0.550	0.220	
2080	10.013	0.607	0.633	0.190	
2083	10.119	0.643	0.681	0.153	
2092	9.570	0.555	0.495	0.279	
2096	10.556	0.650	0.712		
4003	13.860	-0.116	0.192	-0.263	
4011	14.470	-0.005	0.364	-0.247	
7021	14.135	0.604	-0.090	0.779	
7023	9.420	0.507	0.347	0.100	
8065	9.825	0.572	0.534	0.234	

Por columna encontramos los índices fotométricos de las Hyadas: V, b-y, m1, c1 y β recopilados por WEBDA, considerando las observaciones de: [41] [14] [10] [11] [34] [16]

Tabla 5.12: Índices fotométricos desrojados de las Hyadas obtenidas mediante la técnica de Nissen

ID	E(b-y)	(b-y) ₀	m ₀	c ₀	β	V ₀	M _V	DM	DST	FE/H
72	0.003	0.097	0.198	1.011	2.831	3.4	1.09	2.31	28.97	
95	0.001	0.144	0.2	0.83	2.796	4.65	2.25	2.4	30.18	
154	0.011	0.266	0.169	0.481	2.68	5.74	3.28	2.46	31.04	0.112
169	0.01	0.083	0.203	0.979	2.853	4.08	1.6	2.47	31.23	
45	0.015	0.164	0.246	0.73	2.783	5.57	2.93	2.64	33.79	
57	0	0.32	0.175	0.389	2.64	6.45	3.79	2.66	34.03	0.03
34	0.001	0.293	0.177	0.437	2.661	6.17	3.49	2.67	34.24	0.164
83	0.005	0.137	0.235	0.795	2.809	5.46	2.75	2.71	34.81	
75	0.014	0.331	0.184	0.381	2.634	6.52	3.79	2.73	35.16	0.093
160	0.001	0.248	0.147	0.557	2.688	5.47	2.68	2.79	36.07	-0.199
14	0.004	0.226	0.166	0.595	2.71	5.69	2.87	2.83	36.74	0.003
107	0.012	0.133	0.233	0.825	2.81	5.33	2.49	2.84	36.99	
100	0.014	0.232	0.184	0.566	2.708	5.95	3.08	2.87	37.49	0.273
122	0	0.354	0.182	0.359	2.615	6.76	3.88	2.87	37.53	-0.059
124	0.014	0.31	0.184	0.436	2.649	6.19	3.26	2.94	38.7	0.187
74	0.008	0.107	0.227	0.907	2.832	4.99	2.03	2.96	39.14	
11	0.012	0.249	0.175	0.537	2.693	5.97	3.01	2.96	39.17	0.166
82	0.006	0.082	0.219	0.964	2.856	4.75	1.78	2.97	39.34	
29	0.004	0.348	0.193	0.369	2.624	6.84	3.85	2.99	39.61	0.12
84	0.007	0.147	0.202	0.813	2.795	5.37	2.37	3	39.81	
40	0.015	0.348	0.199	0.365	2.626	6.91	3.91	3	39.89	0.191
38	0.009	0.187	0.207	0.717	2.756	5.67	2.65	3.01	40.08	
111	0	0.15	0.195	0.813	2.791	5.4	2.33	3.07	41.14	
85	0.014	0.271	0.168	0.465	2.676	6.45	3.38	3.07	41.07	0.092
104	0.005	0.062	0.198	1.047	2.87	4.25	1.16	3.09	41.48	
119	0.002	0.357	0.194	0.353	2.617	7.1	4	3.1	41.7	0.071
54	0.005	0.064	0.2	1.053	2.867	4.2	1.08	3.12	41.99	
33	0.002	0.127	0.205	0.871	2.812	5.26	2.12	3.13	42.36	
80	0	0.2	0.192	0.717	2.74	5.57	2.45	3.13	42.23	
6	0	0.223	0.167	0.608	2.713	5.96	2.82	3.14	42.55	0.003
47	0.004	0.079	0.209	0.982	2.857	4.78	1.63	3.15	42.72	
101	0.018	0.273	0.171	0.46	2.675	6.56	3.41	3.15	42.62	0.131
157	0	0.295	0.171	0.498	2.655	5.79	2.64	3.15	42.73	0.06

ID	E(b-y)	$(b-y)_0$	m_0	c_0	β	V_0	M_V	DM	DST	FE/H
68	0.009	0.198	0.173	0.694	2.745	5.86	2.71	3.16	42.76	
8	0.004	0.271	0.167	0.486	2.675	6.33	3.15	3.18	43.24	0.078
90	0	0.278	0.173	0.478	2.671	6.36	3.18	3.18	43.26	0.147
86	0.013	0.298	0.17	0.405	2.656	6.97	3.76	3.21	43.87	0.051
53	0.008	0.235	0.179	0.596	2.704	5.93	2.71	3.22	44.07	0.202
20	0.005	0.254	0.178	0.524	2.69	6.28	3.07	3.22	43.99	0.211
123	0	0.124	0.207	0.9	2.813	5.1	1.88	3.23	44.18	
67	0	0.167	0.213	0.771	2.775	5.71	2.47	3.24	44.55	
30	0	0.174	0.194	0.77	2.766	5.58	2.34	3.24	44.52	
113	0.008	0.352	0.188	0.356	2.619	7.21	3.95	3.26	44.77	0.034
168	0.001	0.131	0.203	0.854	2.809	5.51	2.23	3.29	45.4	
13	0.003	0.273	0.17	0.471	2.674	6.6	3.3	3.29	45.53	0.109
55	0	0.154	0.192	0.84	2.783	5.27	1.97	3.31	45.9	
103	0.004	0.187	0.187	0.74	2.754	5.76	2.43	3.33	46.44	
128	0.001	0.293	0.165	0.439	2.658	6.74	3.42	3.33	46.29	0.006
23	0.009	0.411	0.248	0.32	2.596	7.5	4.17	3.33	46.3	0.38
89	0	0.216	0.176	0.654	2.725	6.01	2.66	3.35	46.68	
37	0.002	0.268	0.163	0.482	2.677	6.59	3.24	3.35	46.75	0.021
94	0	0.285	0.163	0.459	2.663	6.61	3.27	3.35	46.76	-0.005
48	0.004	0.334	0.173	0.381	2.628	7.11	3.74	3.36	47.09	-0.062
77	0.006	0.32	0.168	0.399	2.637	7	3.61	3.38	47.47	-0.069
108	0.008	0.08	0.196	1.017	2.852	4.64	1.25	3.39	47.54	
50	0.006	0.378	0.202	0.329	2.603	7.54	4.14	3.4	47.94	0.033
39	0.017	0.404	0.243	0.309	2.6	7.78	4.37	3.41	48.14	0.387
24	0	0.172	0.187	0.785	2.767	5.64	2.22	3.42	48.32	
78	0.01	0.291	0.163	0.436	2.659	6.87	3.45	3.42	48.28	-0.018
81	0.003	0.305	0.175	0.411	2.651	7.08	3.62	3.46	49.16	0.086
59	0	0.351	0.19	0.36	2.621	7.46	3.95	3.51	50.27	0.066
66	0.009	0.35	0.187	0.357	2.62	7.47	3.95	3.51	50.43	0.024
102	0.004	0.381	0.211	0.34	2.605	7.52	4.01	3.52	50.52	0.142
19	0.001	0.331	0.177	0.399	2.631	7.1	3.55	3.55	51.27	0
31	0.008	0.349	0.187	0.364	2.621	7.42	3.87	3.55	51.32	0.03
129	0	0.082	0.202	1.034	2.847	4.63	1.06	3.57	51.71	
121	0.012	0.316	0.172	0.401	2.642	7.23	3.63	3.59	52.33	0.004
61	0.004	0.328	0.171	0.386	2.632	7.32	3.73	3.6	52.46	-0.06
141	0	0.157	0.183	0.934	2.767	4.49	0.88	3.61	52.63	

ID	E(b-y)	(b-y) ₀	m ₀	c ₀	β	V ₀	M _V	DM	DST	FE/H
137	0	0.213	0.172	0.695	2.724	5.88	2.27	3.61	52.72	
32	0	0.246	0.171	0.588	2.693	6.12	2.5	3.62	52.91	0.116
44	0.007	0.293	0.176	0.435	2.661	7.14	3.5	3.64	53.35	0.15
51	0.004	0.29	0.167	0.449	2.66	6.96	3.32	3.64	53.39	0.036
36	0	0.301	0.17	0.448	2.652	6.83	3.19	3.64	53.36	0.035
35	0	0.292	0.161	0.461	2.656	6.79	3.11	3.68	54.41	-0.055
105	0	0.369	0.206	0.359	2.612	7.53	3.84	3.69	54.7	0.155
10	0.004	0.373	0.207	0.336	2.61	7.83	4.13	3.7	55.06	0.151
52	0.009	0.376	0.203	0.335	2.605	7.76	4.06	3.7	54.85	0.06
65	0.006	0.341	0.178	0.381	2.623	7.39	3.67	3.71	55.24	-0.048
60	0	0.167	0.175	0.947	2.753	4.28	0.56	3.72	55.56	
16	0.001	0.273	0.168	0.477	2.674	7.05	3.25	3.8	57.6	0.091
88	0.011	0.339	0.186	0.37	2.629	7.72	3.89	3.83	58.31	0.085
62	0.005	0.338	0.185	0.401	2.628	7.34	3.47	3.87	59.39	0.059
63	0.015	0.391	0.222	0.33	2.601	7.97	4.07	3.91	60.41	0.199
118	0.015	0.355	0.193	0.369	2.618	7.66	3.74	3.92	60.86	0.078
18	0.03	0.376	0.219	0.348	2.612	7.91	3.91	3.99	62.89	0.284
73	0.003	0.384	0.204	0.35	2.598	7.83	3.76	4.07	65.14	0.007
1	0.01	0.356	0.196	0.404	2.617	7.34	3.25	4.09	65.9	0.097
64	0.008	0.403	0.236	0.334	2.597	8.06	3.97	4.09	65.81	0.282
15	0.007	0.4	0.225	0.336	2.594	8.02	3.92	4.1	66.05	0.155
126	0	0.198	0.189	0.743	2.74	6.34	2.21	4.13	66.93	
49	0.006	0.37	0.208	0.347	2.612	8.2	4	4.2	69.18	0.172
148	0.011	0.384	0.203	0.293	2.6	8.85	4.63	4.22	69.96	0.021
2	0.013	0.38	0.212	0.389	2.603	7.71	3.22	4.49	78.91	0.127
98	0.07	0.239	0.15	0.486	2.7	8.93	3.59	5.34	116.89	-0.193
172	0.021	0.378	0.203	0.316	2.605	10.06	4.32	5.74	140.77	0.068

Por columna encontramos los valores de E(b-y), (b-y)₀, m₀, c₀, v₀, M_v; DM, la distancia (DST) y la metalicidad (FE/H) se obtuvieron mediante las técnicas de Nissen [28].

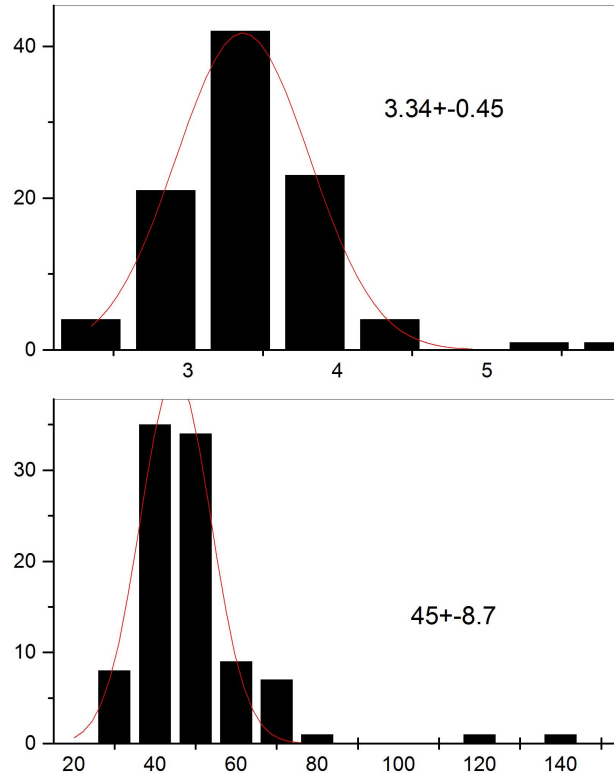


Figura 5.11: Composición de histogramas para las Hyadas. Histograma superior: Módulo de distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada para las Hyadas. Histograma inferior: distancia (eje x) contra frecuencia (eje y) para las Hyadas mostrando un ajuste gaussiano e indicando el punto máximo con su incertidumbre asociada. El valor promedio y su desviación estándar, indicado en la gráfica, se obtiene directamente del ajuste gaussiano.

Los resultados obtenidos son equivalentes a los presentados en la literatura. Teniendo un MD de 3.34 ± 0.45 contra reportado en la literatura de 3.30.

Esta congruencia en los resultados obtenidos entre nuestro procedimiento y el reportado en la literatura, nos permite tener certeza en los resultados obtenidos en nuestros cúmulos mediante nuestro análisis.

5.3. Fotometría de Johnson

La manera tradicional para determinar algunos de los parámetros físicos de los cúmulos, se basaba en la fotometría UB V de Johnson. Como ejemplo: el enrojecimiento se obtiene a partir del diagrama de color-color que permite ajustar la secuencia principal y determinar el módulo de distancia y el punto de salida de las estrellas de la secuencia principal (turn off point) que fija la edad del cúmulo.

Como explicamos anteriormente, la fotometría de Strömgren permite determinar el enrojecimiento y la determinación de la distancia estrella por estrella.

En esta sección, realizamos una comparación de los resultados obtenidos por nosotros con fotometría $uvby-\beta$ y lo que se obtiene con fotometría UB V de Johnson. Para realizar este comparativo, se hacen dos procedimientos. En el primero, se obtienen los diagramas color-color a partir de los cuales podemos conocer el enrojecimiento $E(B-V)$ de nuestro cúmulo. En segundo lugar, se construye un diagrama color-magnitud para nuestros cúmulos, considerando el resultado obtenido previamente de $E(B-V)$, lo que nos permite obtener la distancia al cúmulo y su edad.

5.3.1. Diagramas Color-Color

Los diagramas color-color (fig 5.12, 5.13, 5.14 y 5.15) se construyen mediante una comparación entre los filtros U-B y B-V. Los datos para estos diagramas fueron obtenidos de la compilación de WEBDA [30], que considera las referencias: [5] y [38] para NGC2335 y [21] para NGC2302.

En las gráficas 5.12 y 5.14 observamos una composición de dos gráficas: en primer lugar, en color negro, se encuentran graficadas las estrellas

de los cúmulos NGC2335 y NGC2302, respectivamente, con su diagrama color-color, y en segundo lugar, en color azul, se encuentra graficado el diagrama color-color de una secuencia principal con valores conocidos [6]. Con la superposición de ambas gráficas podemos apreciar que las estrellas correspondientes a nuestros cúmulos, presentan un corrimiento hacia la derecha respecto a la secuencia principal debido al enrojecimiento del medio.

Una vez que tenemos ambas gráficas procedemos a calcular el enrojecimiento $E(B-V)$, el cual se obtiene de empalmar la gráfica de nuestro cúmulo con la secuencia principal, encontrando el mejor ajuste. Este ajuste se lleva a cabo 'a ojo', buscando empatar la Secuencia principal con nuestros cúmulos observados y depende del observador, lo que incrementa su incertidumbre y errores en las mediciones. Por otra parte, con este método resulta muy complicado identificar las estrellas de manera individual y realizar una caracterización de las mismas.

En las gráficas 5.13 y 5.15 se presenta la superposición del cúmulo NGC2335 y NGC2302, respectivamente, sobrepuestos a la secuencia principal. Estas gráficas consideran los valores desenrojecidos que se encontraron mediante el proceso explicado en la sección anterior. Para cada caso se encontraron los valores mostrados en la tabla 5.13.

Tabla 5.13: Enrojecimientos encontrados para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson

Cúmulo	$E(B-V)$
NGC2302	0.23
NGC2335	0.39

Restando estos enrojecimientos a los datos originales de las estrellas observadas, encontramos un ajuste entre nuestras estrellas observadas y las estrellas conocidas de secuencia principal. Los resultados obtenidos son coherentes con los presentados por [25] y los obtenidos con la fotometría de Strömgen, y concuerdan con las observaciones ya que nuestras estrellas empalman con la sección de la secuencia principal acorde a su tipo espectral. En el caso del enrojecimiento para NGC2302, existe una discrepancia entre nuestros valores y los de [25] (tabla 5.14), esto puede deberse a la presencia de estrellas que

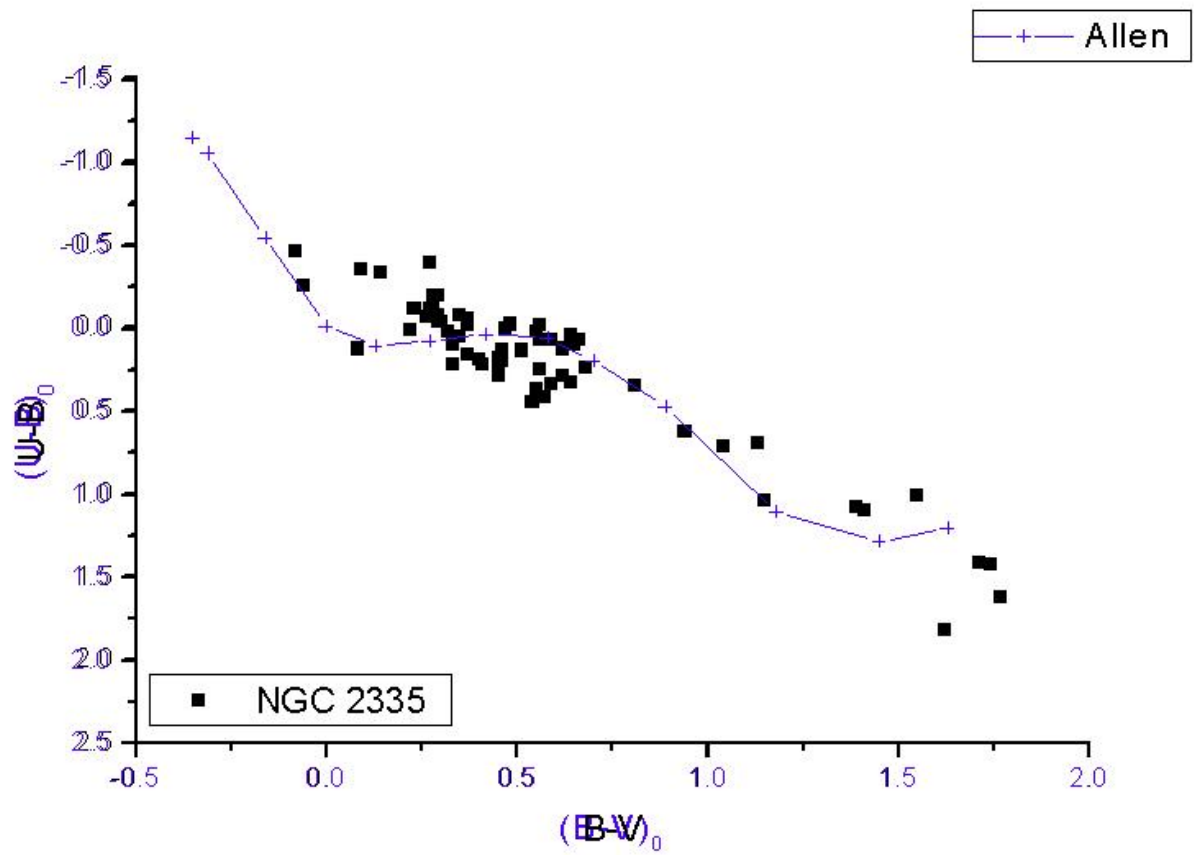


Figura 5.12: Diagrama color-color desenrojado para NGC2335 y secuencia principal desfasada.

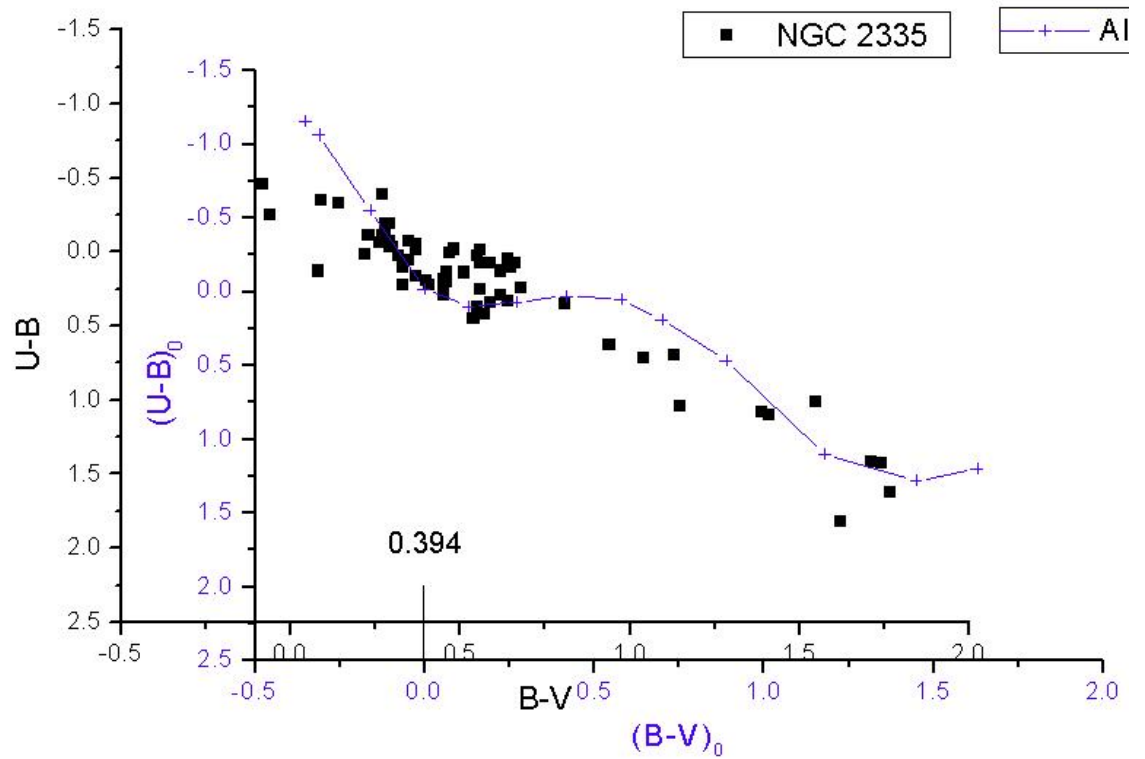


Figura 5.13: Diagrama color-color desenrojecido para NGC2335 y secuencia principal ajustada al cúmulo.

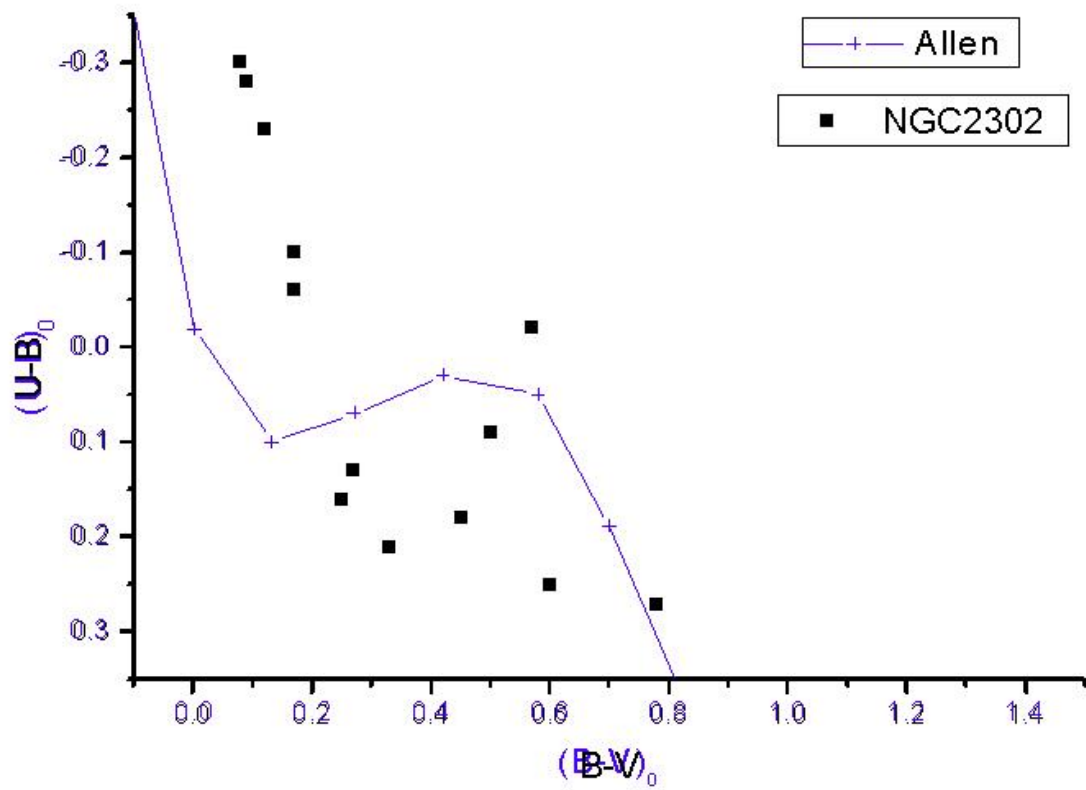


Figura 5.14: Diagrama color-color desrojecido para NGC2302 y secuencia principal desfasada.

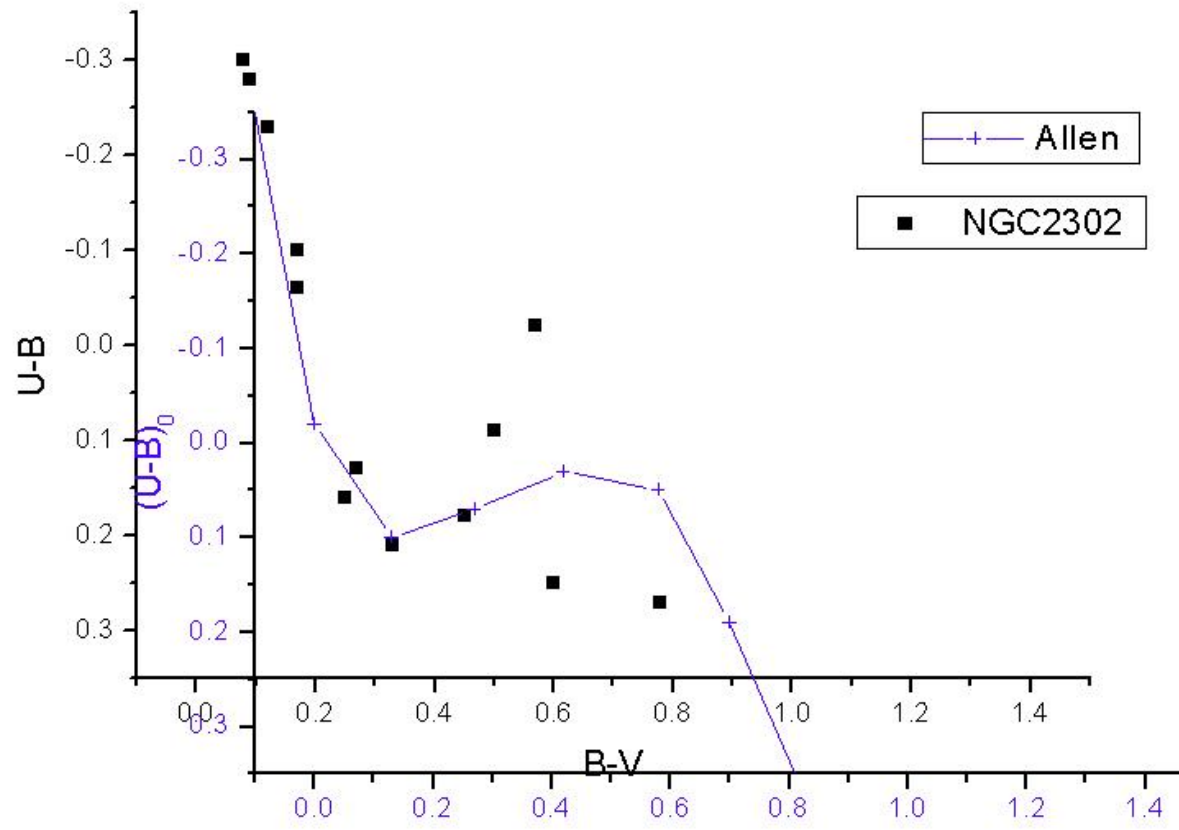


Figura 5.15: Diagrama color-color desenrojecido para NGC2302 y secuencia principal ajustada al cúmulo.

nosotros no consideramos como miembros del cúmulo.

Tabla 5.14: Enrojecimientos encontrados para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson

Cúmulo	E(B-V)W	E(B-V)S
NGC2302	0.20	0.26
NGC2335	0.39	0.44

E(B-V)W- Enrojecimiento encontrado con fotometría Johnson (reportado en Webda), E(B-V)S- Enrojecimiento encontrado con fotometría de Strömgren* (los índices de b-y se encuentran transformados a B-V mediante la ecuación $E(b-y)=0.74E(B-V)$)

5.3.2. Diagramas Color-Magnitud

Una vez que obtenemos el enrojecimiento de nuestros cúmulos, realizamos los diagramas color-magnitud para cada uno de ellos; con lo que obtenemos una estimación de la edad del cúmulo y su distancia.

Para realizar los diagramas Color-Magnitud empleamos los datos obtenidos por [5] y [21], recopilados por WEBDA [30], considerando las mismas referencias que en el caso de los diagramas color-color. En las gráficas 5.16 y 5.17 se presenta un arreglo, donde podemos observar los ajustes que se emplean para obtener la distancia de nuestros cúmulos, mediante el empleo del diagrama color-magnitud.

De los diagramas color-magnitud podemos observar que existe un desfase entre nuestros cúmulos y las estrellas de la secuencia principal, el cual es generado por el enrojecimiento de los cúmulos. En la sección anterior establecimos el valor de este enrojecimiento, por lo que para encontrar nuestra magnitud, basta con realizar un corrimiento de los valores sobre el eje x hasta empalmar el 0 de B-V con el valor del enrojecimiento estimado previamente. Una vez sobrepuestos estos valores haremos un corrimiento sobre el eje y , lo que nos dará un nuevo valor para M_v , el cual determinará el módulo de distancia al cúmulo.

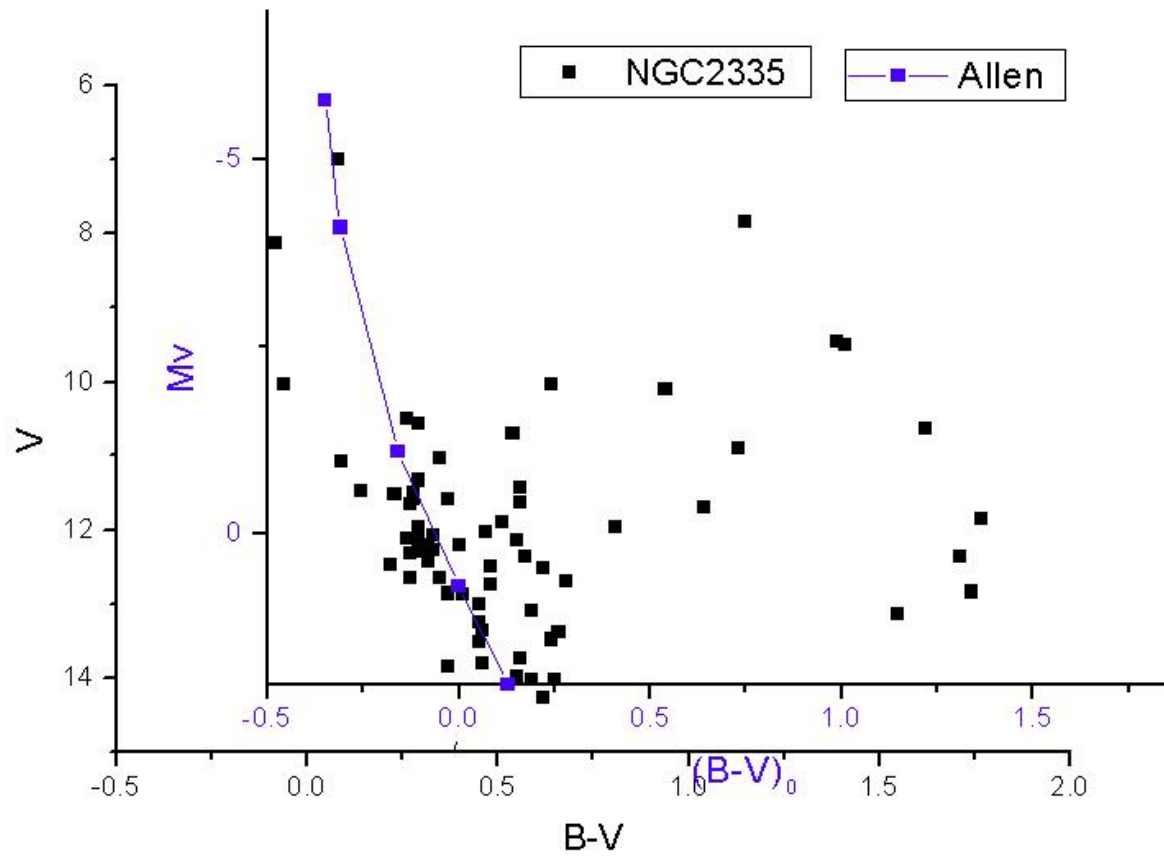


Figura 5.16: Diagrama color-magnitud para NGC2335 y secuencia principal.

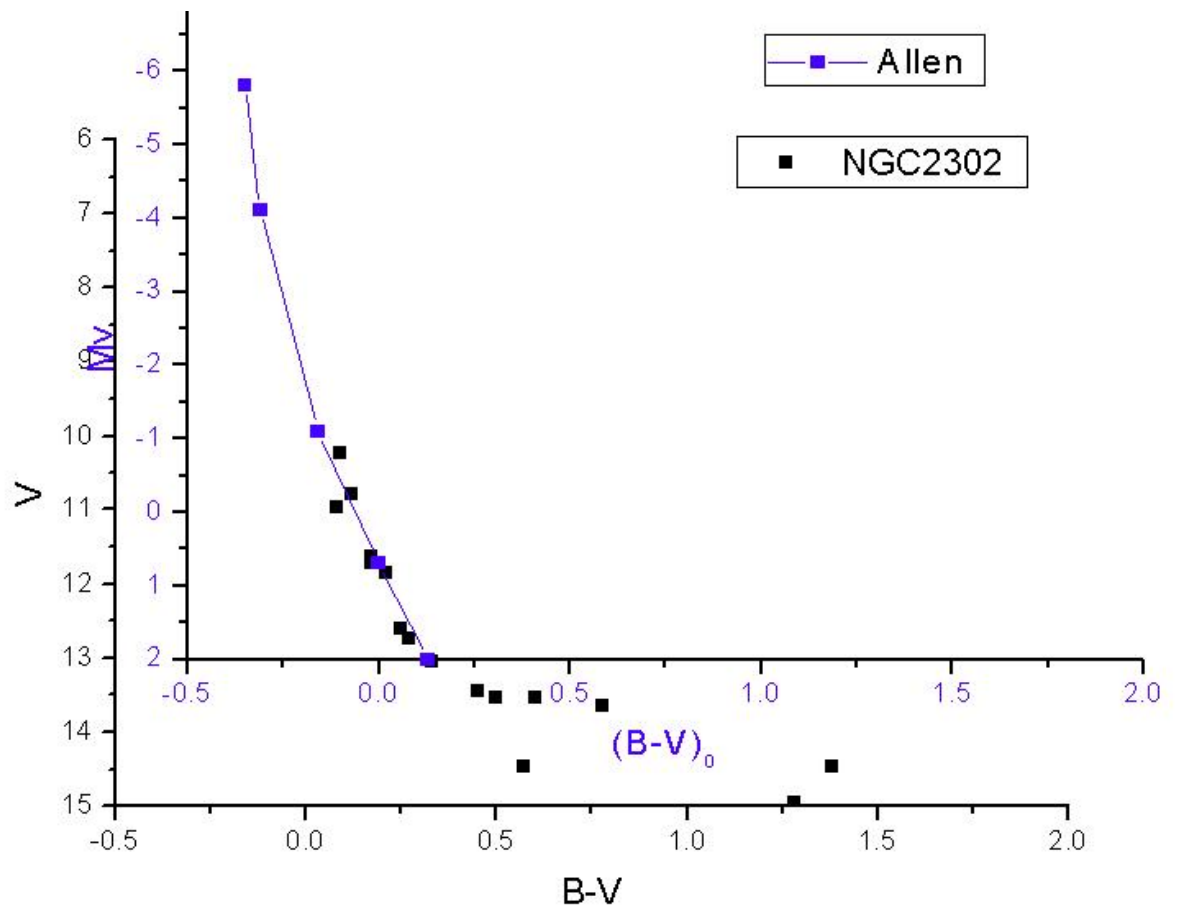


Figura 5.17: Diagrama color-magnitud para NGC2302 y secuencia principal.

Con este procedimiento obtenemos los módulos de distancia para nuestros cúmulos, que se muestran en la tabla (5.15).

Tabla 5.15: Módulo de distancia encontrado para NGC2302 y NGC2335 mediante Fotometría de Johnson (valores obtenidos de la recopilación de Webda) y Fotometría Strömgren

Cúmulo	MDW	MDS
NGC2302	11.0	10.3
NGC2335	11.98	10.8

MDW- Módulo de distancia encontrado con Johnson (Valores reportados por Webda), MDS- Módulo de distancia encontrado con fotometría de Strömgren.

Al igual que ocurre en la determinación del enrojecimiento, cuando empleamos el método de Johnson nos enfrentamos a un proceso en el que no podemos tener con certeza los mejores valores para nuestros datos, debido a que el procedimiento es realizado a ojo y considera todas las estrellas, sin discriminar las que son miembros del cúmulo, de las que no lo son.

Capítulo 6

Conclusiones.

Se midió y presentó una nueva fotometría $uvby-\beta$ para el cúmulo NGC2335, de 35 estrellas observadas 7 se designan como miembros del cúmulo y 3 más como posibles miembros. El resto de las estrellas, pertenecen a tipos espectroscópicos tardíos y se propone en la literatura que forman parte de una región HII. Para el cúmulo, se determina un módulo de distancia de 10.8 ± 0.10 , i.e, una distancia de $1453 \pm 39\text{pc}$ y un $E(b-y)=0.33 \pm 0.05$, lo que corresponde a un $E(B-V)$ de 0.41, y el logaritmo de la edad, expresada en años es de 7.8. Nuestros resultados se ajustan a las observaciones realizadas previamente y a los datos presentados en [5]. Estos resultados pueden resultar útiles para una selección futura de estrellas estándares en un proyecto de cúmulos con fotometría CCD.

En el caso del cúmulo NGC2302, de 10 estrellas observadas, 8 se consideran parte del cúmulo, una como estrella F y otra estrella, ambas consideradas de campo. Después del análisis detallado, podemos concluir que se trata de un cúmulo joven con estrellas de tipo A y B que se encuentra vinculado a otras agrupaciones estelares, como el cúmulo NGC2301. Determinamos un módulo de distancia de 10.3 ± 0.5 , i.e, una distancia de $1200 \pm 30\text{pc}$ y un $E(b-y)=(0.192, \pm .024)$. Por último, se calcula un logaritmo de la edad de 7.88 yr. WEBDA, presenta un módulo de distancia de 11, una distancia de 1182, un $E(b-y)=(0.207)$ y un logaritmo de la edad de 7.847yr.

En ambos casos, existen diferencias, principalmente en la distancia presentada entre nosotros y [5] [25], recopiladas por WEBDA, esto se debe a que los autores de estos trabajos, contemplan para su análisis fotometría UVB

de todas las estrellas observadas y no discriminan las que son miembros del cúmulo de las que no lo son.

Finalmente, la fotometría de Strömgren proporciona datos con mas sentido fisico que la UBV y nos permite obtener características particulares de las estrellas miembro de los cúmulos, como la temperatura efectiva y la gravedad superficial. En las estrellas de tipo espectral F, arroja datos sobre su metalicidad que nos da un estudio mas cercano a la realidad.

Apéndice

Como apéndice de este trabajo, se incluye una explicación detallada de las fotometrías de Johnson y de Strömberg, describiendo los filtros empleados en cada caso y las características de cada sistema fotométrico. Igualmente, se incluye la explicación de algunos conceptos útiles de los que se hace mención en las fotometrías, como el uso de los índices de color.

Apéndice A

Clasificación de Trumpler para cúmulos abiertos

La clasificación de Trumpler (fig 1), inventada por R.J.Trumpler en 1930 [43] toma en consideración tres parámetros de los cúmulos abiertos:

1. Grado de concentración:

- I- Cúmulos separados con concentraciones centrales intensas.
- II- Cúmulos separados con concentraciones centrales pequeñas.
- III- Cúmulos separados sin concentración central aparente.
- IV- Cúmulos con una separación poco definida respecto a las estrellas de campo que se ubican en el medio interestelar.

2. Grado de Brillo:

- 1. La mayoría de las estrellas en el cúmulo presentan un brillo aparente muy similar entre ellas.
- 2. Presentan un rango moderado en brillo.
- 3. El cúmulo se encuentra compuesto tanto por estrellas brillantes como por estrellas débiles.

3. Número de estrellas en el cúmulo:

- p. Pobre (menos de 50 estrellas)
- m. Intermedio (entre 50-100 estrellas).
- r. Rico (Más de 100 estrellas).



Figura A.1: Esquema de clasificación de cúmulos abiertos según Trumpler [43]

A.1. Índice de color.

En la astronomía observacional se define "índice de color" (color) a la cantidad que se obtiene de restar dos filtros, como el índice $b-y$ en donde restamos la magnitud en el filtro azul (b) menos la magnitud en el filtro amarillo (y), o los más empleados en fotometría de Johnson: $U-B$ y $V-B$. Estos índices de color nos permiten cuantificar a grosso modo propiedades tales como la temperatura efectiva, la luminosidad y el tipo espectral. El diagrama $H-R$ toma los índices de color como uno de sus identificadores en su abscisa, mientras que en la ordenada muestra la magnitud aparente.

A.2. Fotometría

A.2.1. Fotometría de Johnson.

La fotometría de Johnson, mejor conocida como fotometría UB λ V (por los filtros ultravioleta (U), azul (B) y visible (V)), fue el primer sistema fotométrico en emplearse ampliamente y fue propuesto por los astrónomos americanos *Harold Lester Johnson* y *William Wilson*.

Tabla A.1: Características de los filtros de Johnson

Rango Espectral	Filtro	λ_0
Ultravioleta	U	350nm
Azul	B	430nm
Visual	V	550nm

Es un sistema que permite clasificar a las estrellas de acuerdo a sus índices de color, U-B y el B-V, mismos que nos proporcionan información sobre la intensidad del salto de Balmer y la pendiente del continuo. El primero de ellos es un parámetro de baja sensibilidad frente al salto de Balmer, ya que el filtro U coincide con el salto de Balmer. En el segundo caso, el filtro B incluye a la línea de Balmer del hidrógeno cercano al límite de la serie; haciendo al índice B-V más sensible a la luminosidad y a la temperatura para las estrellas A. Por último, Johnson propone un parámetro denominado como Q, el cuál se define como:

$$Q = (U - B) - 0.72(B - V) \quad (\text{A.1})$$

donde 0.72 representa el valor de la pendiente de la línea de enrojecimiento en el diagrama U-B vs B-V. Este parámetro, es útil para corregir el enrojecimiento interestelar en estrellas de tipo O-B y es empleado para derivar la temperatura en estrellas de tipos espectrales tempranos (O-B). [19].

Este sistema fotométrico presenta algunas desventajas, ya que el filtro U está centrado en una longitud de onda muy corta. Igualmente, los filtros al

ser muy anchos se traslapan, lo que ocasiona que obtengamos incertidumbres elevadas y mediciones imprecisas. Y, en el caso de estrellas tardías, FGK el índice B-V resulta muy sensible a la temperatura, metalicidad y gravedad efectiva, mientras que U-B resulta sensible a la metalicidad y la gravedad superficial.

A.2.2. Fotometría Strömgen.

La fotometría de Strömgen está definida a través de una selección de filtros y fototubos que definiremos como *ubvy*, donde: u(ultraviolet) v(violet), b(blue), y(yellow). Los cuales poseen las siguientes propiedades:

Tabla A.2: Características de los filtros de Strömgen

FILTRO	LONGITUD DE ONDA (λ) CENTRAL	ANCHO MEDIO
u	3500 Å	380 Å
b	4100 Å	200 Å
v	4700 Å	100 Å
y	5500 Å	200 Å

Los anchos de banda empleados son elegidos de manera que las líneas de enrojecimiento interestelar son prácticamente rectas, cuya pendiente únicamente depende de la ley de extinción adoptada. Las curvas de respuesta (fig 7.5) nos muestran que el límite inferior del filtro *u* así como el límite máximo del filtro *y*, se encuentran en una región de pocas líneas, lo que los torna transparentes a nuestra atmósfera.

Strömgen eligió estos filtros ya que cumplían con cuatro características primordiales:

1. Permitían construir **diagramas de color** relacionados principalmente con las diferencias de temperatura y la longitud de onda de nuestro interés. Ejemplos de estos son los u-b y b-y.

2. El límite superior de *u* se encuentra a $\lambda > 3700\text{Å}$ y el límite inferior de *v* a $\lambda < 3700\text{Å}$, lo que implica que ambos filtros recaen ligeramente sobre

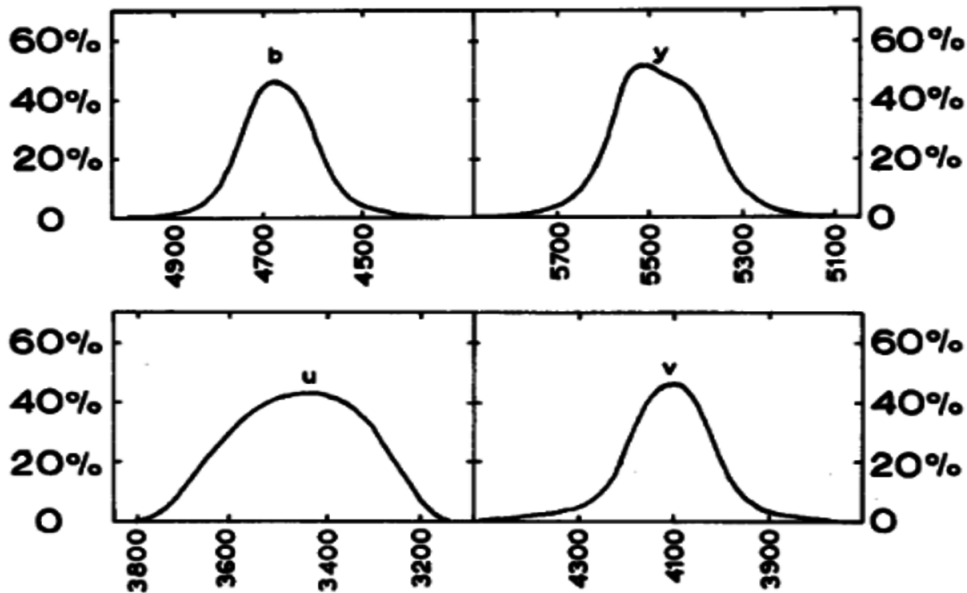


Figura A.2: Curvas de transmisión para los filtros u,b,v,y [42] En el eje x tenemos la longitud de onda, y en el y, el porcentaje de luz que se puede captar en cada filtro, de acuerdo a la posición en que se ubique.

la **discontinuidad de Balmer**. Esto simplifica el análisis de la información que nos provee cada filtro [42].

3. Los filtros b y y se localizan debajo del punto donde el **blanketing** (efecto ocasionado por la presencia de líneas metálicas que ocasiona una distribución aparente de la energía radiada por la estrella y un bloqueo del continuo) se vuelve importante, esto ocurre aproximadamente a 4500 \AA para estrellas más calientes que el Sol. Este índice se encuentra mas libre de efectos de cobertura que el B-V en el sistema UBV, por lo que puede ser considerado mejor [15].

4. La longitud de onda central de los filtros y el ancho de los mismos, dependiendo la longitud del tipo espectral, permite detectar **líneas de absorción individuales y fuertes**, lo que a su vez permitirá tener una mejor interpretación de nuestras observaciones.

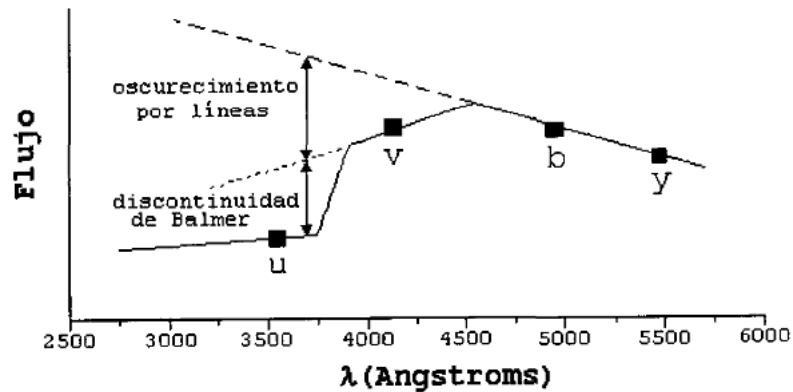


Figura A.3: Representación de un espectro estelar mostrando los efectos de la discontinuidad de Balmer y el bloqueo ocasionado por los metales, destacando la posición central de los filtros de Strömgen.

En conjunto debemos ser capaces de determinar el brillo aparente y el brillo absoluto de la estrella, el cual es dependiente de la distancia. De igual forma, obtenemos una medición de la temperatura, que está calibrada con el tipo espectral y una medición de la abundancia de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Haciendo una combinación de estos resultados conocemos la edad de la estrella y estimamos el enrojecimiento y la absorción.

En el caso de nuestros distintos parámetros, tenemos que:

β es el indicador de luminosidad para las estrellas de tipo O a las estrellas de tipo A y a su vez, es indicador de temperatura de estrellas de tipo espectral A a tipo espectral G.

c_1 , es un indicador de temperatura para estrellas O a estrellas G, y es un indicador de luminosidad para estrellas del tipo A, a estrellas de tipo F.

m_1 es un indicador de metalicidad alrededor de estrellas de tipo espectral A, y es un indicador de la composición química de estrellas de tipo F a

estrellas de tipo G.

β es independiente de la cantidad de materia interestelar que exista entre la estrella y el observador lo cual nos permite obtener los parámetros $[c_1]$ y $[m_1]$ [42].

A.2.3. Fotometría H BETA.

La fotometría β es uno de los sistemas de banda angosta más utilizados actualmente. Este sistema se basa principalmente en el estudio de las líneas H_β y H_γ , líneas que son especialmente importantes ya que permiten determinar la magnitud absoluta (M) de estrellas calientes; igualmente son útiles en la clasificación espectral de dos dimensiones.

La fotometría h_β se caracteriza por tener dos filtros: un filtro angosto (n) de un ancho aproximado de 30 \AA y un filtro intermedio con un ancho promedio de aproximadamente 150 \AA (w). El pico de transmisión de estos filtros se encuentra lo más cercano posible a la longitud de onda de la línea H_β a los 4861 \AA

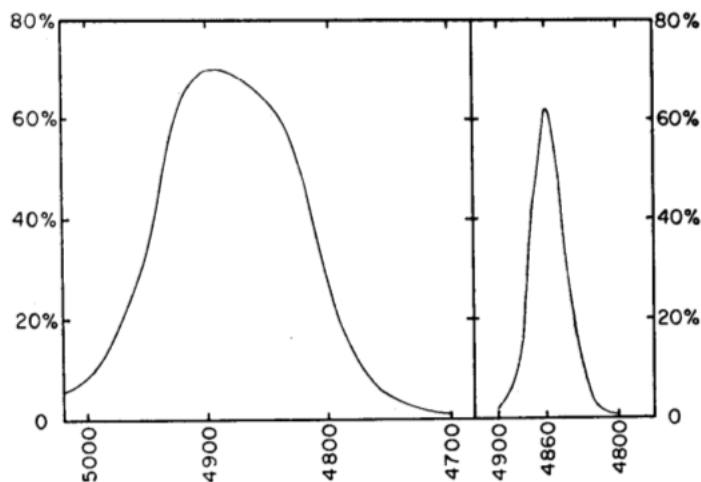


Figura A.4: Bandas de la Fotometria H_β , por Crawford y Mander [42]

El parámetro $h\beta$ es el índice de color obtenido de hacer la diferencia entre las magnitudes obtenidas con el filtro ancho y el filtro angosto, y es una medida del ancho equivalente de la línea $h\beta$, además es uno de los mejores identificadores de temperatura que poseemos. En conjunto con el sistema fotométrico de Strömgren obtenemos una información muy completa y detallada de nuestros objetos de estudio.

Bibliografía

- [1] HELMUT A. ABT. Spectral types in the persei cluster. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 90(538):692–696, 1978.
- [2] Parrao Arellano. *Reporte Técnico 57 NABAPHOT*, 1988.
- [3] L. A. Balona and R. R. Shobbrook. A re-calibration of the luminosities of early-type stars - Its effect on the Cepheid luminosity scale. , 211:375–390, November 1984.
- [4] G. Carraro, R. de Grijs, B. Elmegreen, P. Stetson, B. Anthony-Twarog, S. Goodwin, D. Geisler, and D. Minniti. Highlights of Commission 37 Science Results. *Transactions of the International Astronomical Union, Series A*, 29:502–521, April 2016.
- [5] J. J. Claria. Photometric study of the galactic cluster NGC 2335. , 9:251, February 1973.
- [6] A. N. Cox. *Allen's astrophysical quantities*. 2000.
- [7] D. L. Crawford. Empirical calibration of the ubvy,beta systems. I. The F-type stars. , 80:955–971, November 1975.
- [8] D. L. Crawford. Empirical calibrations of the uvby, beta systems. II. The B-type stars. , 83:48–63, January 1978.
- [9] D. L. Crawford. Empirical Calibrations of the UVBY, Beta Systems - Part Three - the A-Type Stars. , 84:1858, December 1979.
- [10] D. L. Crawford and J. V. Barnes. Four-color and H-Beta photometry of open clusters. II. Coma and Ursa Major. , 74:407–412, April 1969.

- [11] D. L. Crawford and J. V. Barnes. Interstellar reddening for globular clusters M3 and M13. , 74:1008–1010, October 1969.
- [12] D. L. Crawford and J. V. Barnes. Standard stars for uvby photometry. , 75:978–998, November 1970.
- [13] D. L. Crawford and J. Mander. Standard stars for photoelectric H-beta photometry. , 71:114–118, March 1966.
- [14] D. L. Crawford and C. L. Perry. Four-colour and H-beta photometry of open clusters. I. The Hyades. , 71:206–215, April 1966.
- [15] DL Crawford. A short tutorial on strömgren four-color photometry. In *New Generation Small Telescopes*, volume 1, pages 345–350, 1987.
- [16] I. Epstein. Four-color photoelectric photometry of two high-latitude clusters. , 73:556–565, September 1968.
- [17] R. P. Fenkart and B. Binggeli. A catalogue of galactic clusters observed in three colours. , 35:271–275, March 1979.
- [18] J. F. Heard and R. M. Petrie. Radial Velocities of Stars in the X Persei Cluster. In A. H. Batten and J. F. Heard, editors, *Determination of Radial Velocities and their Applications*, volume 30 of *IAU Symposium*, page 179, 1967.
- [19] J.B. Hearnshaw. *The Measurement of Starlight: Two Centuries of Astronomical Photometry*. Cambridge University Press, 1996.
- [20] N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, S.öser@, E. Schilbach, and R.-D. Scholz. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. , 438:1163–1173, August 2005.
- [21] B. M. Lasker, C. R. Sturch, B. J. McLean, J. L. Russell, H. Jenkner, and M. M. Shara. The Guide Star Catalog. I - Astronomical foundations and image processing. , 99:2019–2058, June 1990.
- [22] J. B. Lester, R. O. Gray, and R. L. Kurucz. Theoretical uvby-beta indices. , 61:509–529, July 1986.
- [23] B. T. Lynds. The Diameters of Open Clusters. , 79:448, October 1967.

- [24] G. Meynet, J.-C. Mermilliod, and A. Maeder. New dating of galactic open clusters. , 98:477–504, May 1993.
- [25] A. F. J. Moffat and N. Vogt. Southern open star clusters IV. UBV-Hbeta photometry of 26 clusters from Monoceros to Vela. , 20:85–124, April 1975.
- [26] A. Moitinho. Open clusters in the third galactic quadrant. I. Photometry. , 370:436–446, May 2001.
- [27] W. W. Morgan, W. A. Hiltner, and R. F. Garrison. The H-R diagram of the Alpha Persei cluster. , 76:242–245, April 1971.
- [28] P. E. Nissen. The fourth-parameter problem in uvby-beta photometry of open clusters. , 199:146–160, June 1988.
- [29] E. H. Olsen. Four-colour UVBY and H-beta photometry of A5 to G0 stars brighter than 8.3 M. , 54:55–134, October 1983.
- [30] E. Paunzen. WEBDA - a tool for CP star research in open clusters. *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 38:435–436, April 2008.
- [31] J. H. Peña and R. Peniche. uvby- β photometry of open clusters. IV. NGC 1444, NGC 1662, NGC 2129, NGC 2169, and NGC 7209. , 28:139–152, October 1994.
- [32] J. H. Peña and J.-P. Sareyan. uvby - β Photoelectric Photometry of the Open Cluster α Per. , 42:179–194, October 2006.
- [33] R. M. Petrie and J. F. Heard. The radial velocities and luminosities of 77 stars in the field of the Alpha Persei cluster. *Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria*, 13:329–346, 1970.
- [34] A. G. D. Philip. Photoelectric photometry of A-type stars near the north galactic pole. , 73:1000–1007, December 1968.
- [35] J. Ruprecht, B. Balazs, and R. E. White. VizieR Online Data Catalog: Star Clusters/Associations. III. Open Clusters (Ruprecht+ 1983). *VizieR Online Data Catalog*, 7101, July 1996.

- [36] W. J. Schuster and L. Parrao. The Atmospheric Extinction of San Pedro Mártir. , 37:187–200, October 2001.
- [37] W. J. Schuster, L. Parrao, and J. Guichard. The atmospheric extinction at San Pedro Martir, Mexico: Individual observations, monthly and yearly averages. *Journal of Astronomical Data*, 8, December 2002.
- [38] W. Seggewiss. Photoelectric observations of stars in the Southern open clusters. NGC 2335, 2343, 2453, 4439 and H5. *Veroeffentlichungen des Astronomisches Institute der Universitaet Bonn*, 83, 1971.
- [39] R. R. Shobbrook. UVBY beta photometry of southern clusters. V - NGC 2422. , 211:659–666, December 1984.
- [40] B.ömgren@. Spectral Classification Through Photoelectric Narrow-Band Photometry. , 4:433, 1966.
- [41] Perry C.L. Stromgren B. Photoelectric Hbeta photometry for 1217 stars brighter than $V = 6.5$ mag.
- [42] G.J. Thornley and M. Golay. *Introduction to Astronomical Photometry*. Astrophysics and Space Science Library. Springer Netherlands, 2012.
- [43] R. J. Trumpler. Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters. *Lick Observatory Bulletin*, 14:154–188, 1930.
- [44] S. E. Urban, S. Bell, G. H. Kaplan, C. Y. Hohenkerk, S. G. Stewart, J. A. Bangert, and J. L. Hilton. The Astronomical Almanac 2006: Changes Resulting from IAU Resolutions. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 37 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 1200, December 2005.
- [45] Z.-Y. Wu, X. Zhou, J. Ma, and C.-H. Du. The orbits of open clusters in the Galaxy. , 399:2146–2164, November 2009.