



UNIVERSIDAD DE SONORA

DEPARTAMENTO DE FÍSICA

DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS DE
UNA MUESTRA DE CÚMULOS ABIERTOS
JÓVENES UTILIZANDO FOTOMETRÍA $UBV(RI)_c$

T E S I S
PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
Licenciado en Física

PRESENTA:
Jesús Manuel Higuera Valdenebro

TUTOR:
DR. LORENZO OLGUÍN RUIZ
DRA. MARÍA EUGENIA CONTRERAS

HERMOSILLO, SONORA, 2016

Universidad de Sonora

Repositorio Institucional UNISON



**"El saber de mis hijos
hará mi grandeza"**



Excepto si se señala otra cosa, la licencia del ítem se describe como openAccess

*No me lo vas a creer,
verás, jamás me tuve fé
pero tu sí
así que esto es para ti...*

Agradecimientos

A mis papás por siempre apoyarme en todas y cada una de mis decisiones aún cuando no debían hacerlo.

Al Dr. Lorenzo Olguín que terminó convirtiéndose en más que un maestro, un amigo a lo largo de estos años y apoyarme en todos los proyectos.

A la Dra. Brenda Pérez, por todo su apoyo a lo largo de este tiempo.

Al Dr. Julio Saucedo por estar apoyándome desde que entré a la carrera y siempre estar dispuesto a ayudarme.

A la Dra. María Eugenia Contreras por sus consejos y su apoyo.

Al Dr. Ezequiel Rodríguez por aceptar ser sinodal de esta tesis y siempre brindarme su apoyo en los viajes de observación y congresos.

Al Área de Astronomía por iniciarme en este camino y ser un gran apoyo para mi aprendizaje.

A los maestros del Departamento de Física, M.C. Sergio Gutiérrez y M.C. Horacio Munguía por aconsejarme siempre y regañarme cuando era necesario.

A los amigos y compañeros que tuve a lo largo de la carrera.

Al Departamento de Física por la educación y aguantarme a lo largo de este tiempo.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Asociaciones OB	2
1.2. Cúmulos Globulares	2
1.3. Cúmulos Abiertos	2
2. Marco Teórico	5
2.1. Luminosidad, Flujo y Magnitud	5
2.1.1. Magnitud Aparente	6
2.1.2. Magnitud Absoluta	6
2.2. Clasificación Estelar	7
2.2.1. Clasificación por tipos espectrales	7
2.2.2. Clasificación por clases de luminosidad	7
2.3. Color	8
2.4. Sistemas Fotométricos	8
2.4.1. Sistema de 13 Colores	9
2.4.2. Sistema Strömgren	9
2.4.3. Sistema $UBV(RI)_c$	9
2.5. Diagrama Color-Magnitud	9
2.6. Diagrama Color-Color	10
2.7. Enrojecimiento Interestelar	11
2.8. Trayectoria Evolutiva	14
2.8.1. Isócronas	15
3. Obtención de Parámetros Físicos	17
3.1. Muestra	17
3.2. Derivación de parámetros físicos	18
3.3. Observaciones	18
3.4. Fotometría	19
3.5. Berkeley 4	19
3.5.1. Diagrama Color-Color	19
3.5.2. Diagramas Color-Magnitud	20
3.6. Berkeley 65	21
3.6.1. Diagrama Color-Color	22

ÍNDICE GENERAL

3.6.2. Diagramas Color-Magnitud	22
3.7. Berkeley 87	24
3.7.1. Diagrama Color-Color	25
3.7.2. Diagramas Color-Magnitud	25
3.8. Berkeley 94	27
3.8.1. Diagrama Color-Color	28
3.8.2. Diagramas Color-Magnitud	28
3.9. Berkeley 95	30
3.9.1. Diagrama Color-Color	31
3.9.2. Diagramas Color-Magnitud	31
3.10. Berkeley 96	33
3.10.1. Diagrama Color-Color	34
3.10.2. Diagramas Color-Magnitud	34
3.11. Berkeley 97	36
3.11.1. Diagrama Color-Color	37
3.11.2. Diagramas Color-Magnitud	37
3.12. King 12	39
3.12.1. Diagrama Color-Color	40
3.12.2. Diagramas Color-Magnitud	40
3.13. King 16	42
3.13.1. Diagrama Color-Color	43
3.13.2. Diagramas Color-Magnitud	43
3.14. King 21	45
3.14.1. Diagrama Color-Color	46
3.14.2. Diagramas Color-Magnitud	46
3.15. NGC 366	48
3.15.1. Diagrama Color-Color	49
3.15.2. Diagramas Color-Magnitud	49
4. Discusión y Conclusiones	53
4.1. Conclusiones	56
Bibliografía	59

Introducción

Las estrellas nacen dentro de grandes nubes interestelares de gas y polvo, si la densidad del material es lo suficientemente grande dentro de un volumen de espacio, la atracción gravitacional de la masa de gas hace que supere los efectos de dispersión de las partículas, en este momento es cuando la masa de gas empieza a contraerse dentro de la nube y pasa a ser una protoestrella que con el tiempo se convertirá en una estrella. Este proceso ocurre generalmente en varias regiones de la misma nube. Así dentro de una misma región de formación estelar nacen varias estrellas.

Los cúmulos estelares son grupos de estrellas relacionados físicamente cuyos miembros están menos espaciados que las estrellas a su alrededor. Las estrellas de un cúmulo tienen un origen común y se mueven juntas a través de los campos estelares, por lo que el grupo mantiene su identidad durante mucho tiempo. Aunque los miembros de un grupo son de la misma edad, las estrellas más masivas tienen vidas más cortas y evolucionan más rápido que las menos masivas. Juntas, proporcionan información importante sobre el curso de la evolución estelar y son excelentes herramientas para entenderla. Su ubicación en el espacio nos lleva a una idea del tamaño y forma de la Vía Láctea.

Podemos suponer que todas las estrellas en un grupo determinado nacieron al mismo tiempo. Se podría esperar entonces que cúmulos extremadamente jóvenes aún tengan estrellas que se mueven en la secuencia principal inferior, cúmulos de mediana edad tengan todas sus estrellas en la secuencia principal, mientras que grupos de más edad sus estrellas de tipo temprano evolucionadas estén alejándose de la secuencia principal.

Algunos tipos de cúmulos estelares son las asociaciones OB, los globulares y los abiertos o galácticos.

1.1. Asociaciones OB

Las asociaciones OB son asociaciones jóvenes que contienen de 10 a 100 estrellas masivas de clase O y B, débilmente ligadas gravitacionalmente, pero que aún se mueven juntas a través del espacio. Además, contienen cientos o miles de estrellas de masa baja e intermedia. Se cree que la mayoría de las estrellas en la Vía Láctea se formaron dentro de asociaciones OB. Las estrellas O son de corta duración y finalizan su vida como supernovas después de aproximadamente un millón de años, por lo que las asociaciones OB viven generalmente unos pocos millones de años.

1.2. Cúmulos Globulares

Los cúmulos globulares son agrupaciones compuestas de 100,000 a 1,000,000 de estrellas viejas gravitacionalmente ligadas. Tienen una distribución aproximadamente esférica y se encuentran en el halo galáctico, orbitando alrededor de la galaxia similar a un satélite, típicamente a una distancia de 100 kpc. En la Vía Láctea se conocen al menos 150 cúmulos globulares, mientras que galaxias más grandes tienen una mayor cantidad.

1.3. Cúmulos Abiertos

Los cúmulos abiertos tienen una morfología más dispersa que los cúmulos globulares, además se encuentran fuertemente concentrados hacia el plano de la Vía Láctea por lo tanto también se les conoce como cúmulos galácticos.

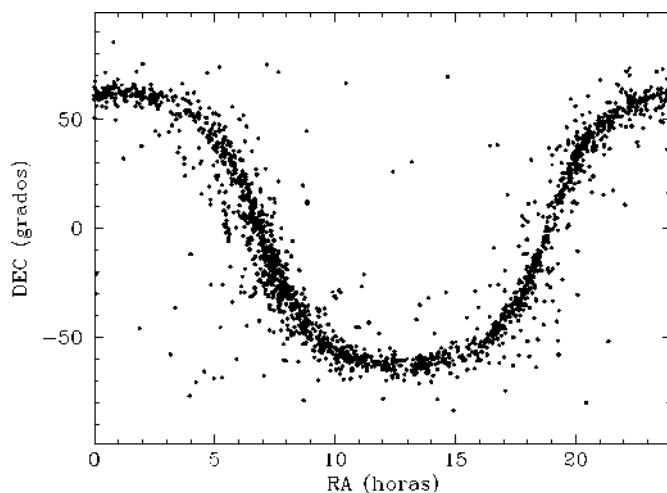


Figura 1.1: Distribución de cúmulos abiertos a lo largo del plano de la Vía Láctea. Los datos mostrados en la gráfica fueron tomados del catálogo de Dias et al. (2002)

Los cúmulos abiertos más brillantes son a menudo llamados por nombres especiales, como el cúmulo de las Pléyades, pero en general, se designan por los números asignados en los catálogos en que aparecen. Los cúmulos conocidos desde hace mucho tiempo, se enumeran junto con nebulosas y galaxias. Así, el gran cúmulo de Hércules es conocido como M 13 o NGC 6205. La primera designación es el número 13 del catálogo de 103 objetos brillantes, que C. Messier publicó en 1784. La segunda designación corresponde a su número en el Nuevo Catálogo General (Dreyer, 1888), que, con sus extensiones en el Index Catalogue (IC), enumera más de 13,000 objetos. Además existen varios catálogos más, como el Berkeley open cluster list, cuya designación es Be y cuenta con 104 objetos, Dolidze-Dzimselejsvili open clusters catalogue con 11 objetos y se designa DoDz, el Dolidze clusters list cuenta con 57 objetos, Stock open clusters list con 24 objetos, el Robert Julius Trumpler's open cluster list conocido como Trumpler (Tr) cuenta con 37 objetos y el catálogo FSR nombrado así por sus autores Froebrich, Scholz & Raftery que cuenta con 1,788 objetos entre cúmulos abiertos y globulares (Froebrich et al., 2007).

A causa de su aspecto tan diverso y baja concentración central, los cúmulos abiertos no son reconocidos fácilmente a ojo. Ya que nacen cerca del plano galáctico, tienden a estar fuertemente oscurecidos por el polvo y pueden perderse fácilmente entre la alta densidad de estrellas de campo. En la actualidad se conocen alrededor de 4,000 cúmulos, si sumamos todos los catálogos como los 2,100 de Dias et al. (2002) y los 1,100 de Frommert and Kronberg (2007), además de los otros catálogos antes mencionados.

Los cúmulos abiertos cubren un amplio espectro de tamaño, luminosidad y morfología. Puesto que son objetos bastante grandes y que por lo general sólo podemos

1. INTRODUCCIÓN

detectar objetos relativamente cercanos que con frecuencia cubren grandes áreas de cielo.

Las propiedades de un cúmulo abierto pueden ser resumidas por su clasificación Trumpler (Trumpler, 1930):

1. Su grado de concentración con un número romano I . . . IV, donde los números más bajos indican un mayor grado de concentración central;
2. El rango en el brillo de las estrellas medidas en una escala de 1 a 3, donde los números más bajos indican un rango menor de brillo estelar;
3. Su riqueza, especificado como p , m , o r en función de si el sistema es pobre (menos de 50 estrellas), moderado (50 a 100 estrellas) o rico (más de 100 estrellas).

Una n se anexa a la clasificación si hay nebulosa, emisión difusa proveniente de gas alrededor de las estrellas del cúmulo.

La presencia de emisión difusa alrededor de las estrellas en muchos cúmulos abiertos ofrece un fuerte contraste con la emisión puramente estelar de los cúmulos globulares. Esta nebulosidad surge de la luz estelar que ha sido reflejada por las partículas de polvo en el cúmulo, este polvo se acompaña de material gaseoso, por lo que los cúmulos abiertos contienen material interestelar significativo.

Un mayor apoyo al origen reciente de la mayoría de los cúmulos abiertos proviene de la determinación de sus metalicidades. Estudios espectrales de estas estrellas muestran una abundancia de elementos pesados que se dispersan alrededor del valor solar, con valores comprendidos entre $-0.75 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.25$. Tales metalicidades tan altas son de esperarse en objetos pequeños que se han formado a partir de material en el disco galáctico que ya ha sido enriquecido por generaciones estelares previas. Dado que no existen cúmulos abiertos pobres en metales, las variaciones en metalicidad son un factor menos importante para interpretar las propiedades de estos sistemas.

Marco Teórico

La principal materia de la cual se forman las estrellas es el gas interestelar. La formación estelar es un proceso lento que se desarrolla en muy largos períodos de tiempo. Al inicio se acoplan grandes masas de gas que al irse acumulando se transforman en nubes muy frías y densas llamadas nubes moleculares. Las nubes después se fragmentan en condensaciones contraídas por la gravedad, hasta formar núcleos de protoestrellas. La estrella que nace a partir de este proceso, es una esfera de plasma que mantiene su forma esférica por el equilibrio hidrostático que ocurre en su interior. El equilibrio hidrostático se da entre la fuerza de gravedad que atrae la materia hacia el centro y el gradiente de presión ejercida hacia fuera por el plasma. Mientras la estrella mantenga el mismo ritmo de producción energética el equilibrio se mantendrá básicamente igual, sin embargo, a lo largo del tiempo el ritmo cambia por lo que se van dando variaciones físicas en la estrella lo cual constituye su evolución. Las estrellas emiten energía desde su superficie en forma de radiación electromagnética, que básicamente viaja a través del espacio y es gracias a esto que podemos conocer sus características.

2.1. Luminosidad, Flujo y Magnitud

La luminosidad es la cantidad de energía que emite una estrella por unidad de tiempo [erg/s], mientras que el flujo es la cantidad de energía que pasa a través de una cierta área por unidad de tiempo [erg/cm^2s]. La siguiente ecuación relaciona la luminosidad y el flujo de una estrella,

$$F = \frac{L}{4\pi R^2}$$

donde L es la luminosidad de la estrella, R su radio y F es el flujo en la superficie de la estrella.

Dado que el espacio es vasto y las distancias recorridas por la radiación estelar son enormes, es probable que antes de llegar a nosotros sea afectada por varios factores

2. MARCO TEÓRICO

como absorción y dispersión en el medio interestelar y por la turbulencia y diferencias en la densidad de la atmósfera terrestre. Así, de acuerdo con la ecuación anterior, el flujo de energía que llega al observador será:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

donde d es la distancia a la estrella.

2.1.1. Magnitud Aparente

La forma como percibimos el flujo (brillo) de energía de una estrella cambia con la distancia a la que esta se encuentra de nosotros. Dos estrellas de igual luminosidad pero que se encuentran a diferente distancia, las veríamos con diferente brillo. De la misma manera, dos estrellas con el mismo brillo, no necesariamente están a la misma distancia. Así, el flujo observado desde la Tierra depende de la distancia al objeto y la magnitud asociada a él se le llama magnitud aparente.

Desde la antigüedad se desarrolló un sistema para expresar el brillo de una estrella, utilizando las magnitudes. Originalmente se designó como magnitud 1 a las estrellas más brillantes a simple vista y como magnitud 6 a las estrellas apenas perceptibles para el ojo humano. Con el paso del tiempo el sistema se formalizó de una manera más objetiva, tal como se describe a continuación.

Si tenemos dos magnitudes m_1 y m_2 asignadas a estrellas con flujos de energía f_1 y f_2 , entonces:

$$m_1 - m_2 = -k \log \frac{f_1}{f_2} \quad (2.1)$$

El sistema de magnitudes está definido de forma tal que una diferencia de 5 magnitudes corresponde exactamente a un factor de 100 en la razón de los flujos de radiación, es decir, $\frac{f_1}{f_2} = 100$ y $m_1 - m_2 = 5$, por lo tanto la constante k de (2.1) tiene un valor de 2.5 y la ec. (2.1) queda de la siguiente forma:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{f_1}{f_2} \quad (2.2)$$

2.1.2. Magnitud Absoluta

Si F es el flujo del objeto a una distancia D , el flujo f que sería recibido si estuviera a una distancia d , está dada por la ley del inverso del cuadrado:

$$f = \left(\frac{D}{d}\right)^2 F \quad (2.3)$$

Entonces definimos la magnitud absoluta M como la magnitud aparente que tendría el objeto si se localizara a una distancia estándar D . Entonces de las ecuaciones (2.2) y (2.3) obtenemos:

$$m - M = -2.5 \log \frac{f}{F} = 5 \log \frac{d}{D} \quad (2.4)$$

si la distancia D es de 10 pc, entonces:

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad (2.5)$$

donde d debe expresarse en pc. La distancia $d = 10^{0.2(m-M+5)}$ y la diferencia $m - M$ se conoce como el módulo de distancia de un objeto, también es representado por la letra griega μ .

La magnitud bolométrica de una estrella se obtiene del flujo que incluye la radiación electromagnética emitida en todas las longitudes de onda.

2.2. Clasificación Estelar

2.2.1. Clasificación por tipos espectrales

Al observar las estrellas vemos que son de diversos colores, hay estrellas azules y rojas, esto se debe a sus diferentes temperaturas superficiales. Una de estas clasificaciones es la propuesta por Edward Pickering, Annie Cannon y Williamina Fleming conocida como la Clasificación Espectral de Harvard. La relación entre esta clasificación y la temperatura efectiva correspondiente es:

Tipo Espectral	Temperatura (K)	Color
O	30000 - 60000	Azul
B	10000 - 30000	Blanco azulado
A	7500 - 10000	Blanco
F	6000 - 7500	Blanco amarillento
G	5000 - 6000	Amarillo
K	3500 - 5000	Amarillo anaranjado
M	2000 - 3500	Rojo

2.2.2. Clasificación por clases de luminosidad

El diagrama desarrollado por Ejnar Hertzsprung (1909) y Henry Norris Russell (1914), llamado diagrama Hertzsprung-Russell o H-R, muestra la correlación entre la

temperatura y la luminosidad de las estrellas. Durante la realización del primer diagrama concluyeron que las estrellas de un tipo espectral podían tener diferentes luminosidades, por los diferentes radio y densidades atmosféricas.

El sistema actual fue desarrollado por Morgan et al. (1943) denominado Sistema de Clasificación Espectral MKK. El sistema clasifica estrellas de acuerdo a su tipo espectral, la sensibilidad de las líneas de su espectro y de su luminosidad. Los tipos espectrales en el sistema MKK se denotan por letras y se ordenan de acuerdo al decrecimiento de temperatura: *O*, *B*, *A*, *F*, *G*, *K* y *M*, siendo *O* la temperatura más alta y *M* la más baja. Además las agrupa en seis clases de luminosidad denotadas por números romanos que van del *I* al *VI*.

I	Supergigantes
II	Gigantes brillantes
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Enanas
VI	Subenanas

2.3. Color

El índice de color, o simplemente color, es una expresión numérica que determina en el caso de una estrella su temperatura. Mientras menor sea el índice de color, el objeto es más azul o caliente, de modo también que mientras mayor sea el color será más rojo o frío. Esto es consecuencia de la escala logarítmica de magnitudes, en la que objetos más brillantes tienen magnitudes menores o negativas y viceversa.

Para medir el índice de color, se observa la magnitud del objeto en dos filtros diferentes, como U y B o B y V. La diferencia de magnitudes encontrada con estos filtros es llamada el índice de color U–B o B–V, respectivamente.

2.4. Sistemas Fotométricos

En la fotometría se mide el brillo aparente en diversas bandas del espectro electromagnético. Para poder definir un sistema fotométrico debemos establecer una combinación de filtro-detector y un grupo de estrellas de referencia o estándares. Las estrellas de referencia tiene un brillo conocido y constante, además están distribuidas a lo largo de la bóveda celeste. A continuación se describirán algunos de los sistemas más utilizados.

2.4.1. Sistema de 13 Colores

Es un sistema de banda intermedia desarrollado por Johnson and Mitchell (1975). Está separado en dos partes. La primera consiste en ocho filtros "azules", 33, 35, 37, 40, 45, 52, 58 y 63, llamado el sistema 8-C y la segunda son cinco filtros "rojos" 72, 80, 86, 99 y 110, más uno que se sobrepone (filtro 58'), llamado el sistema 6-RC.

2.4.2. Sistema Strömgren

El sistema Strömgren o *uvby*, es un sistema de cuatro colores de banda intermedia, iniciado por el astrónomo danés Bengt Strömgren (1956) y extendido por su colega David L. Crawford (1958).

Filtro	$\delta\lambda$ (nm)	λ_{eff} (nm)
<i>u</i>	30	350
<i>v</i>	19	411
<i>b</i>	18	467
<i>y</i>	23	547

2.4.3. Sistema UBV(*RI*)_c

El sistema fotométrico más usado es el UBV desarrollado por Johnson and Morgan (1953) junto con los filtros RI, desarrollados por Cousins (1976), dando lugar al sistema UBV(*RI*)_c. Las letras UBVR_I corresponden al color de cada filtro y la luz que permiten filtrar, así, U es ultravioleta, B es azul, V es la banda del visual, R es rojo e I es infrarrojo. Cada uno de los filtros del sistema está centrado en determinadas longitudes de onda y tienen un ancho determinado, como lo muestra la siguiente tabla.

Filtro	$\delta\lambda$ (nm)	λ_{eff} (nm)
<i>U</i>	300-400	360
<i>B</i>	360-550	440
<i>V</i>	480-680	550
<i>R_c</i>	530-950	700
<i>I_c</i>	700-900	800

Este es el sistema fotométrico usado en este trabajo para la obtención de datos.

2.5. Diagrama Color-Magnitud

El diagrama color-magnitud (en adelante, diagrama CM) es un diagrama en el cual el índice de color se representa frente a la magnitud aparente. El índice de color depende de la temperatura y es simplemente la diferencia numérica entre dos magnitudes

diferentes. Las estrellas más frías son rojas y el índice de color es positivo, para las estrellas de tipo espectral A0, $(B-V)=0$ y estrellas más calientes, el índice de color es negativo. Dado que el tipo espectral también depende de la temperatura de una estrella, el tipo espectral y el índice de color realmente representan lo mismo.

Al ser relativamente próximos entre sí, los miembros de un cúmulo se encuentran aproximadamente a la misma distancia del Sol. Por esta razón, los miembros que son realmente los más brillantes son los que presentan una magnitud aparente de menor valor. En otras palabras, habrá una relación directa entre las magnitudes absolutas y aparentes de las estrellas miembro de la agrupación y para los miembros del cúmulo, la magnitud aparente es una indicación de la magnitud absoluta. Cuando la magnitud aparente es representada frente al índice de color, el diagrama CM resultante debe parecerse al diagrama H-R. Por lo que a este diagrama se le conoce también como diagrama H-R observacional o empírico.

El diagrama CM nos dice dónde se encuentran las estrellas en el diagrama H-R. Si se sospecha que una estrella pertenece al cúmulo y cae en una porción imposible del diagrama CM, claramente la estrella no es parte de la agrupación. El aspecto más significativo del diagrama CM es que la distancia al cúmulo se puede determinar con un alto grado de precisión. Sabiendo que el diagrama CM debe parecerse al diagrama H-R teórico, es posible sobreponer un diagrama sobre el otro. Asumiendo que nada ha afectado los colores $(B-V)$ observados de las estrellas, el diagrama CM sólo necesita ser ajustado verticalmente hasta que su secuencia principal coincida con la del diagrama H-R. Una vez hecho esto la magnitud absoluta de cualquier estrella individual puede tomarse a partir del diagrama.

Las ubicaciones de los cúmulos abiertos cercanos al plano galáctico significa que sus diagramas CM son susceptibles de ser altamente contaminados por estrellas de campo no relacionadas, y puesto que los cúmulos abiertos se encuentran cerca del plano galáctico están muy afectados por el medio interestelar y se requiere de una corrección cuidadosa.

2.6. Diagrama Color-Color

El diagrama color-color es una forma de comparar los colores de las estrellas a diferentes longitudes de onda. En los diagramas color-color (en adelante, diagrama CC), el color definido por dos longitudes de onda diferentes es graficado en el eje horizontal y el color definido por otra diferencia de brillo se grafica en el eje vertical. El diagrama CC es usado para estimar el grado de afectación del brillo de un cúmulo estelar por el polvo interestelar y se puede usar independientemente de la distancia a la que se encuentre. Adicionalmente, el CC con el índice de color $U - B$, puede utilizarse para obtener una estimación de la metalicidad del cúmulo estelar. La metalicidad se puede

obtener mediante el ajuste de isócronas de diferente metalicidad a la distribución de estrellas. Existen también estimaciones empíricas como las descritas por Karatas and Schuster (2010).

2.7. Enrojecimiento Interestelar

El espacio entre las estrellas, llamado medio interestelar, está compuesto por gas y polvo que dispersa o absorbe los fotones según sea su tamaño comparado con la longitud de onda de la radiación incidente y convierte la energía de esos fotones en calor. A este fenómeno de disminución de la intensidad de la luz, ya sea por dispersión o absorción, se le conoce como extinción interestelar.

El medio interestelar absorbe mayormente la luz de longitudes de onda corta, por lo que la luz estelar además de ser atenuada por la extinción interestelar, es también enrojecida. Como consecuencia, las estrellas parecen más débiles y rojas de lo que serían, considerando sólo el efecto de la distancia. Así que es necesario corregir los colores y magnitudes observadas por la extinción interestelar para obtener las magnitudes y colores intrínsecos. Denotaremos esta corrección como A_X , y será la diferencia entre la magnitud observada en la banda X (m_X) y la magnitud que sería observada en ausencia de polvo interestelar (m_{X0}), esto es:

$$A_X \equiv (m - m_0)_X \quad (2.6)$$

$$m_{X0} = m_X - A_X \quad (2.7)$$

En el sistema UBV la extinción más común corresponde a la del filtro V , A_V , la cual se define como:

$$A_V \equiv (m - m_0)_V = V - V_0 \quad (2.8)$$

al incluir esta corrección en la ecuación (2.5), obtenemos:

$$m_X - M_X = 5 \log d - 5 + A_X \quad (2.9)$$

donde A_X es la extinción en la banda X , M_X la magnitud absoluta y $5 \log d - 5$, el módulo de distancia. De la ecuación (2.9) podemos despejar la magnitud aparente en el filtro V :

$$m_V = M_V + A_V + 5 \log d - 5 \quad (2.10)$$

en general, si conocemos la distancia d a una estrella con tipo espectral conocido, la extinción A_X sería conocida midiendo m_X , porque M_X está calibrada como función del tipo espectral.

El enrojecimiento interestelar $E(X - Y)$ en algún color $X - Y$, está definido por la diferencia entre el color observado y el color intrínseco, $E(X - Y) = A_X - A_Y$. $E(X - Y)$ también es conocido como el exceso de color X menos Y . En el sistema UBV el exceso de color puede ser:

$$E(U - B) \equiv (U - B) - (U - B)_0 = A_U - A_B \quad (2.11)$$

$$E(B - V) \equiv (B - V) - (B - V)_0 = A_B - A_V \quad (2.12)$$

Por convención los colores son definidos de manera que la banda de longitud de onda más corta está a la izquierda y como la extinción interestelar generalmente decrece hacia longitudes de onda larga, el exceso de color usualmente es positivo. Esto significa que los colores se vuelven más rojos en presencia de la extinción interestelar.

El enrojecimiento interestelar, medido por el exceso de color, puede ser determinado directamente de la observación, mediante el análisis de estrellas de un determinado tipo espectral, tal como lo hicieron Hiltner and Johnson (1956). Ellos analizaron una amplia muestra de estrellas tipo O y B determinaron con precisión el tipo espectral MKK de todas las estrellas de la muestra y midieron sus colores UBV , además encontraron que la razón de absorción es $R=3$.

Aunque los vectores de enrojecimiento para estrellas de diferente tipo MKK se originan en distintos puntos del diagrama de dos colores, basándose en estrellas O y B se ha encontrado que todas las estrellas tienen pendientes similares. Así que la pendiente del vector de enrojecimiento está dada por:

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72 + 0.05E(B - V) \quad (2.13)$$

El segundo término de la ecuación (2.13) es pequeño y puede ser despreciado. Éste se incrementa por cambios en la distribución de energía estelar debido al enrojecimiento que modifica la longitud de onda efectiva de los filtros. Asumiendo que conocemos el tipo espectral de las estrellas que estamos estudiando, podemos determinar el exceso de color comparando el color observado de cada estrella con aquél de una estrella no enrojida del mismo tipo espectral.

Así mismo, basándose en estrellas tipo O y B, se encontró que la razón de absorción total en magnitudes es universal para la galaxia y es la siguiente:

$$R_V \equiv \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (2.14)$$

donde A_V es la extinción en la banda visual y $E(B - V)$ es el exceso de color.

La ecuación (2.14) establece que la extinción A_V es proporcional al exceso de color $E(B - V)$ y que el valor de la constante de proporcionalidad R_V es fijado por la curva de enrojecimiento interestelar.

Mediante estudios de extinción como los de Schultz and Wiemer (1975) y Sneden et al. (1978), se encontró que existe un valor de R_V que puede ser usado en muchas regiones, pero también hay otras regiones anómalas donde el valor de R_V es diferente. Por ejemplo, en regiones de formación estelar como Orión, la distribución de tamaños de granos de polvo es diferente, lo que lleva a tener una curva de enrojecimiento interestelar anómala, donde $R_V \approx 4 - 6$. Suponiendo que las propiedades físicas del material interestelar son las mismas en toda la galaxia, se tiene que para una región normal su valor es:

$$R_V \approx 3.1 \quad (2.15)$$

Utilizando el valor de R_V de la ecuación (2.15) y despejando A_V de la ecuación (2.14), obtenemos:

$$A_V = 3.1E(B - V) \quad (2.16)$$

La ecuación (2.16) permite estimar A_V a partir de la cantidad $E(B - V)$ que se puede medir con facilidad. Como A_V es proporcional a cualquier exceso de color, entonces para los otros excesos tenemos de Straižys (1992):

$$\begin{aligned} A_V &= 4.3E(U - B) \\ A_V &= 2.48E(V - I) \\ A_V &= 1.99E(B - R) \\ A_V &= 5.54E(V - R) \end{aligned}$$

usando estas equivalencias, expresamos los excesos de cualquier color en función de $E(B - V)$:

$$\begin{aligned} E(U - B) &= 0.72E(B - V) \\ E(V - R) &= 0.56E(B - V) \\ E(V - I) &= 1.25E(B - V) \\ E(B - R) &= 1.56E(B - V) \\ E(R - I) &= 0.69E(B - V) \end{aligned}$$

2.8. Trayectoria Evolutiva

La trayectoria evolutiva de una estrella es el camino que sigue a lo largo del diagrama H-R por cambios en su luminosidad y temperatura a medida que va evolucionando. La evolución y el fin de la estrella depende de su masa. Si la estrella tiene alrededor de la misma masa del Sol, terminará siendo una enana blanca, si es un poco más masiva, aproximadamente entre 5 y 8 masas solares, puede terminar en una supernova y dejar atrás una estrella de neutrones, pero si la estrella colapsante es mayor a 8 ó 10 veces la masa del Sol, nada puede detener su colapso y terminará como un agujero negro.

Las estrellas pueden tener un amplio intervalo de masas, todas estas diferentes masas definen la secuencia principal, que es donde pasan la mayor parte de su vida. El límite inferior de la secuencia principal es de $M \sim 0.08M_{\odot}$, que es la masa más pequeña que puede encender reacciones nucleares que convierten hidrógeno en helio (M_{\odot} representa la masa del Sol). Para el límite superior se han propuesto masas de varios cientos de M_{\odot} , sin embargo, actualmente las estrellas más masivas conocidas se ubican en la Nube Mayor de Magallanes con $M \sim 315 \pm 55M_{\odot}$ (Crowther et al., 2016).

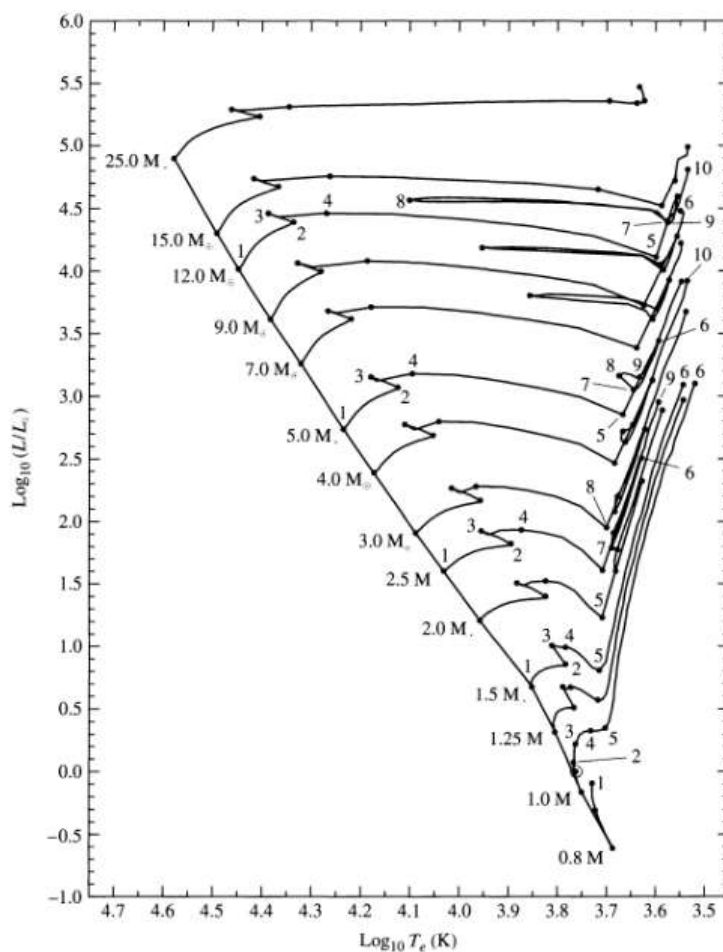


Figura 2.1: Ejemplo de trayectorias evolutivas de estrellas en secuencia principal y post-secuencia principal, donde los números 1, 2, 3, ..., representan etapas características de la estrella. (Schaller et al., 1992)

2.8.1. Isócronas

Una isócrona es una curva en el diagrama H-R que muestra la región que ocupa un grupo de estrellas de diferentes masas a una edad determinada, asumiendo que todas nacieron al mismo tiempo. Ajustando isócronas a los diagramas H-R de los cúmulos abiertos podemos estimar la edad del cúmulo y otros parámetros, como veremos más adelante.

Existen varios grupos alrededor del mundo que calculan isócronas como, el grupo de Padua (Girardi et al., 2000), Ginebra (Lejeune and Schaerer, 2001), Siess (Siess et al., 2000) y PARSEC (Bressan et al., 2012), estas últimas realizadas con el código

2. MARCO TEÓRICO

de evolución estelar de Padua y Trieste (PAdova and tRIeste Stellar Evolution Code, PARSEC) fueron las utilizadas para realizar los ajustes y obtener parámetros de los cúmulos bajo estudio.

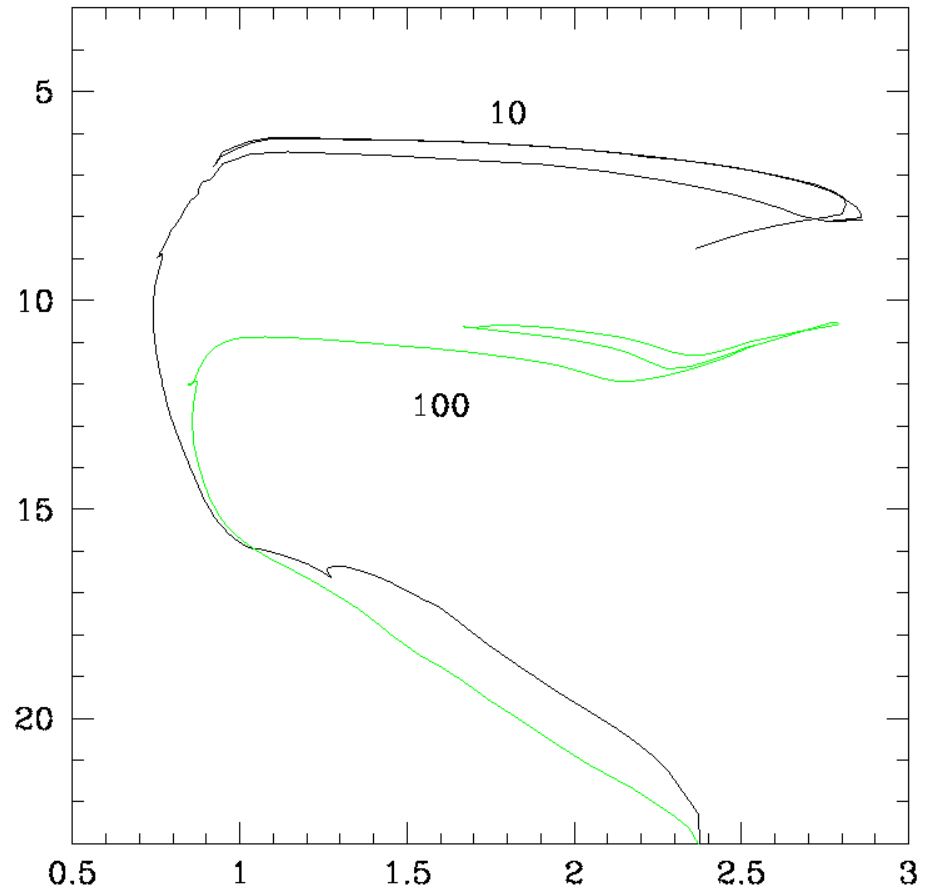


Figura 2.2: Ejemplo de isócronas, de 10 y 100 millones de años respectivamente. Ambas isócronas tienen metalicidad solar, $Z=0.0152$ ($[Fe/H]=0$).

Obtención de Parámetros Físicos

En este capítulo presentamos los parámetros físicos obtenidos para una muestra de cúmulos abiertos de nuestra galaxia. Para varios de los cúmulos conocidos se pueden encontrar sus parámetros en la literatura, sin embargo, provienen de datos fotométricos muy variados: con diferentes sistemas de filtros, con calidades muy variables y cubriendo diferentes regiones del objeto. Además, las isócronas teóricas utilizadas provienen de fuentes diversas lo que tiende a incrementar la dispersión en los parámetros estimados. Esto ha dado lugar a la necesidad de estimar de una manera uniforme todos aquellos parámetros físicos que caracterizan a los cúmulos.

Para determinar los parámetros físicos presentados aquí, utilizamos datos fotométricos del San Pedro Mártir Open Cluster Project (SPM-OCP), llevado a cabo por los Dres. A. Moitinho, W. Schuster, R. Michel y C. Chavarría, investigadores del Instituto de Astronomía de la UNAM – Ensenada. El SPM-OCP pretende crear una base de datos fotométrica lo más uniforme posible, obtenida con un sólo conjunto instrumental (telescopio + detector) y un mismo proceso de reducción y análisis.

3.1. Muestra

Los cúmulos abiertos estudiados en este trabajo fueron seleccionados del catálogo de Dias et al. (2002), e incluye objetos con estimación inicial de edad menor a 30 millones de años y que puedan observarse desde el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, Baja California (OAN-SPM)¹, por lo que todos los objetos tienen declinación en el intervalo $-30 < \delta < 60$. Adicionalmente, se inspeccionaron las imágenes en filtros infrarrojos del satélite WISE (Wright et al., 2010) para buscar evidencia de la juventud de los objetos, como la presencia de gas y polvo en el cúmulo o en las inmediaciones del mismo. Las coordenadas de los objetos se muestran en la tabla 3.1.

¹El Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir (OAN-SPM) es administrado por el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM).

3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

Cúmulo	α	δ	l	b
Berkeley 4	00 45 08.1	+64 23 31	122.2507	+01.5286
Berkeley 65	02 39 00.0	+60 24 00	135.8411	+00.2525
Berkeley 87	20 21 43.0	+37 22 13	075.7199	+00.3037
Berkeley 94	22 22 57.1	+55 52 12	103.1352	-01.1867
Berkeley 95	22 28 17.3	+59 08 24	105.4728	+01.2095
Berkeley 96	22 29 49.0	+55 23 47	103.7096	-02.0995
Berkeley 97	22 39 28.0	+58 59 51	106.6430	+00.3642
King 12	23 53 01.0	+61 56 45	116.1210	-00.1509
King 16	00 43 51.6	+64 10 48	122.1067	+01.3204
King 21	23 49 51.6	+62 42 00	115.9381	+00.6674
NGC 366	01 06 32.4	+62 13 26	124.6905	-00.5962

Tabla 3.1: Coordenadas de los objetos estudiados.

3.2. Derivación de parámetros físicos

Los ajustes se hicieron con apreciación visual utilizando el programa SuperMongol (SM) por lo que se derivaron parámetros de forma independiente en cada diagrama. Se utilizó un macro de SM realizado por el equipo de trabajo, el cual utiliza las isócronas de PARSEC (Bressan et al., 2012), (Tang et al., 2014), (Chen et al., 2015) para poder estimar los parámetros físicos de los cúmulos. Del diagrama color-color se estimó el exceso de color $E(B-V)$ y metalicidad, después utilizando esos parámetros en los diagramas color-magnitud se pudo estimar la edad y distancia de los cúmulos.

3.3. Observaciones

Las observaciones fueron realizadas a lo largo de varias temporadas en el OAN-SPM utilizando el telescopio de 0.84m y filtros UBVRl por los Dres. C. Chavarría, A. Moitinho, W. Schuster y R. Vázquez.

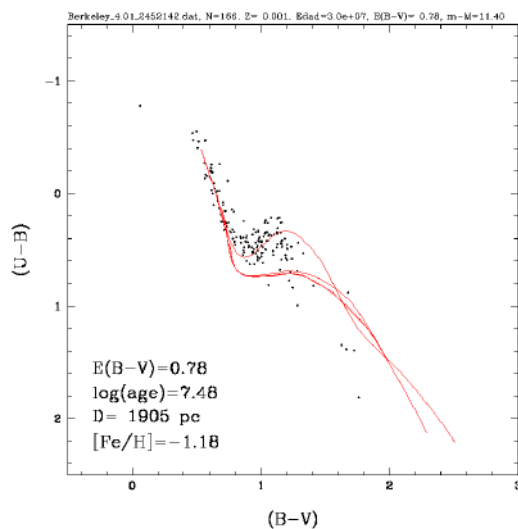
3.4. Fotometría

La fotometría utilizada en este trabajo fue realizada por el Dr. Raúl Michel del Instituto de Astronomía UNAM campus Ensenada, como parte del San Pedro Mártir Open Cluster Project, utilizando el programa Image Reduction and Analysis Facility (IRAF)² y una serie de programas propios escritos en lenguaje AWK.

3.5. Berkeley 4

El cúmulo Berkeley 4 es también conocido como C 0042+641, OCISM 67, [KPR2004b] 11, OCl 307 y [KPS2012] MWSC 0073 en otros catálogos. Se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Kharchenko et al. (2005) y Piskunov et al. (2008) y encontraron los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B-V)=0.70$ y una distancia de 3200 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es I2p.

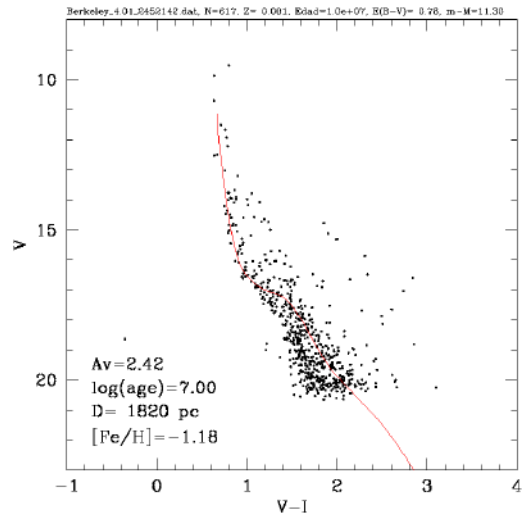
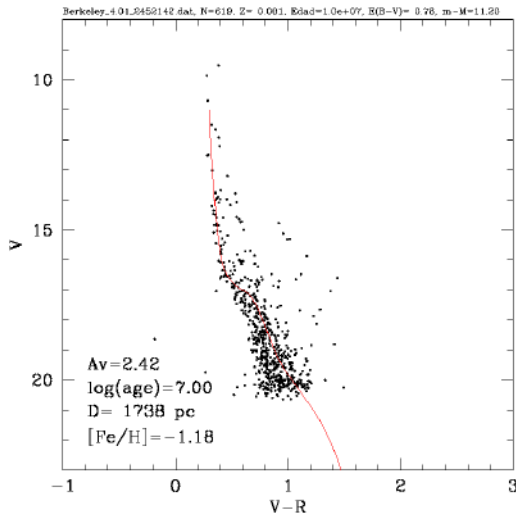
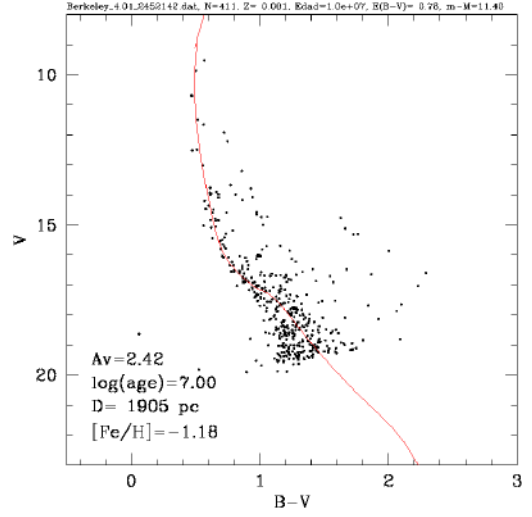
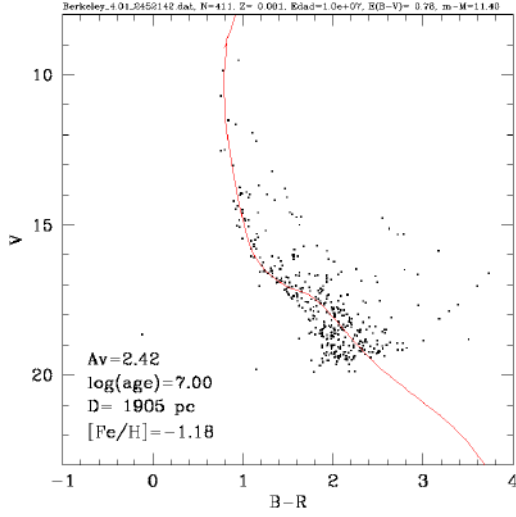
3.5.1. Diagrama Color-Color



²IRAF, the Image Reduction and Analysis Facility, es distribuido por el National Optical Astronomy Observatory, que es administrado por la Association of Universities for Research in Astronomy bajo un acuerdo de cooperación con la National Science Foundation de los Estados Unidos de América.

3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.5.2. Diagramas Color-Magnitud



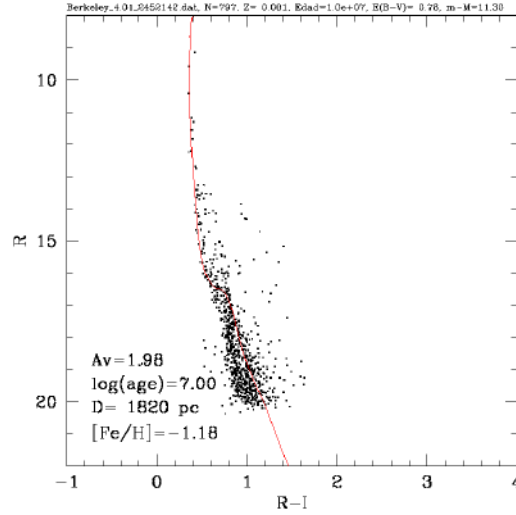


Tabla 3.2: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.78 \pm 0.05$ y $Z=0.001$.

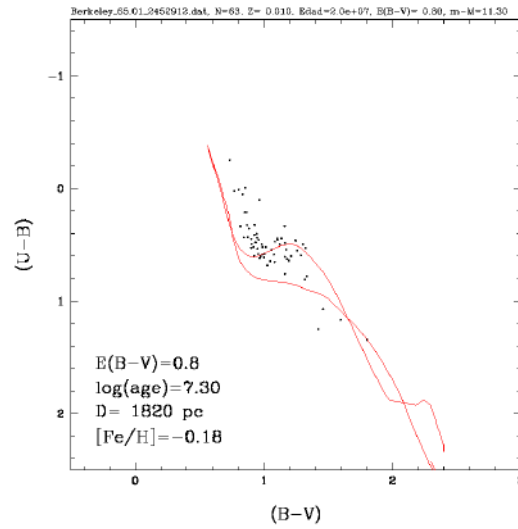
Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	1905 ± 90	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(B-R) vs. V	1905 ± 90	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(V-R) vs. V	1738 ± 80	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(V-I) vs. V	$1820 \pm_{80}^{170}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(R-I) vs. R	$1820 \pm_{80}^{170}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
	$1838 \pm_{100}^{67}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$

3.6. Berkeley 65

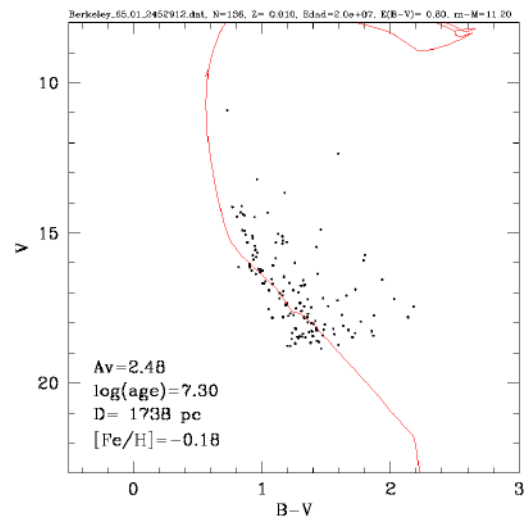
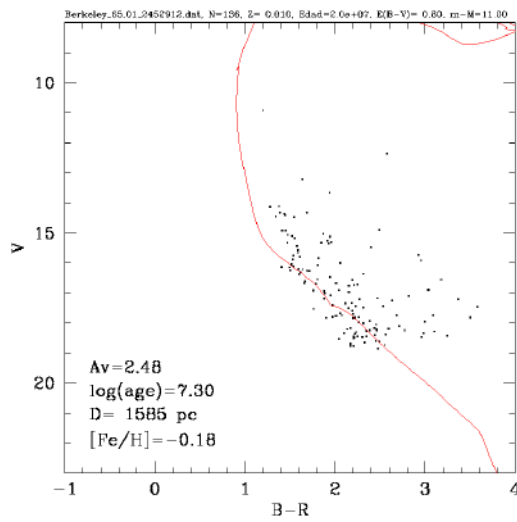
El cúmulo Berkeley 65 es también conocido como C 0235+602, OCISM 90, [KPS2012] MWSC 0221 y OC1 360 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 3.31 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por van den Bergh (2006) que encontró los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B - V)=1.12$ y una distancia de 2274 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es II3p.

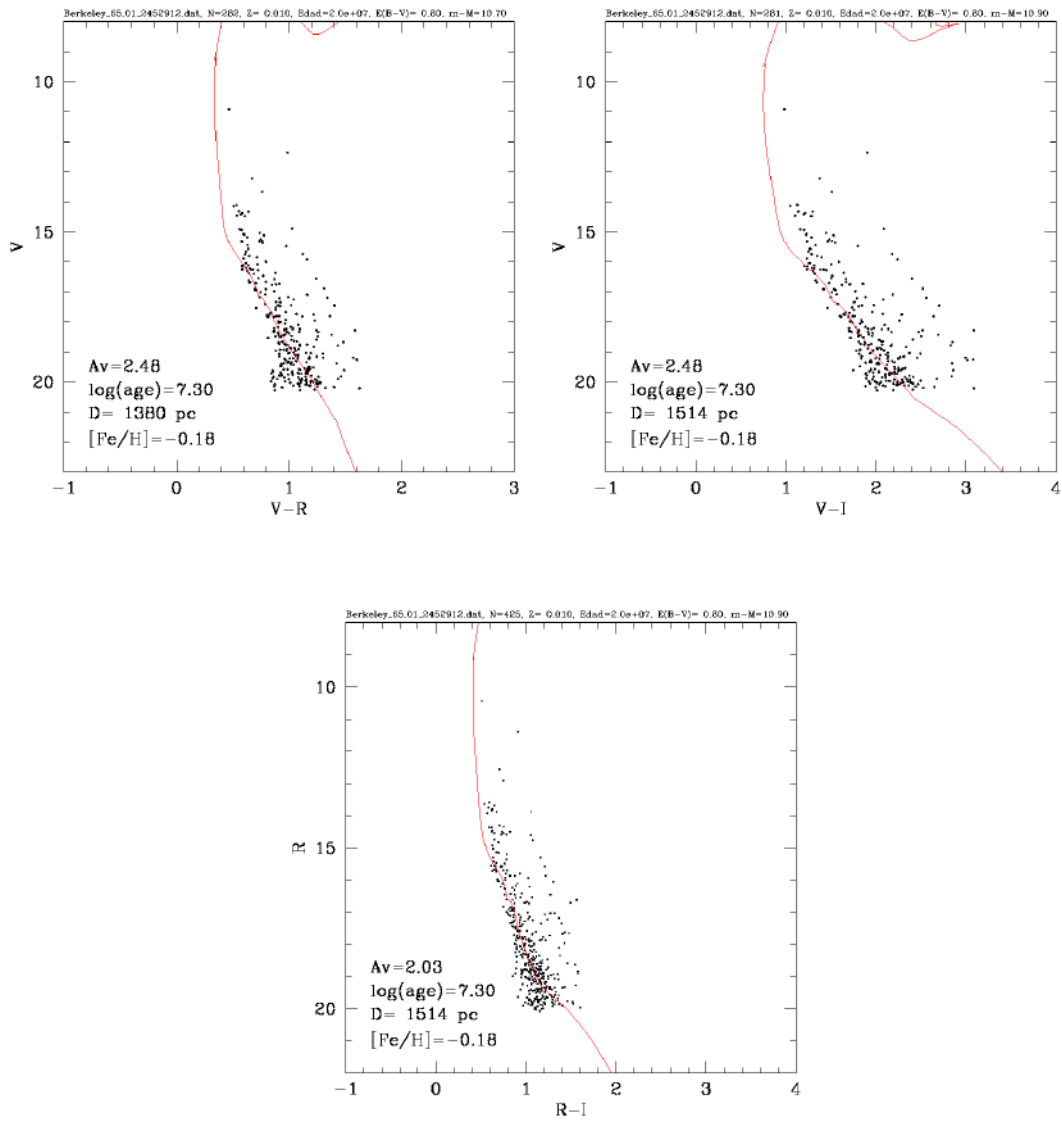
3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.6.1. Diagrama Color-Color



3.6.2. Diagramas Color-Magnitud





3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

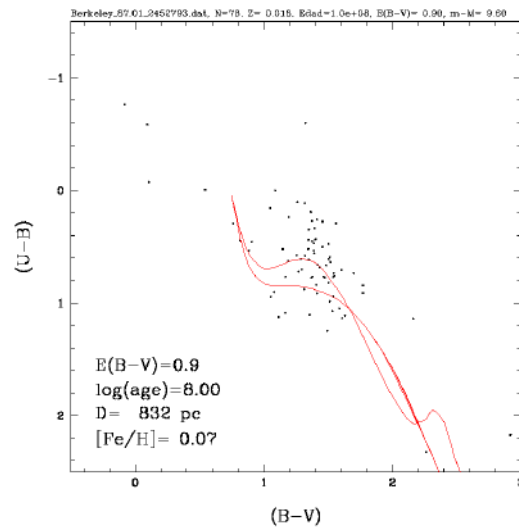
Tabla 3.3: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.80 \pm 0.05$ y $Z=0.010$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$1738 \pm_{153}^{167}$	$2e7 \pm 1e7$
(B-R) vs. V	$1585 \pm_{140}^{153}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-R) vs. V	$1380 \pm_{49}^{206}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-I) vs. V	$1514 \pm_{134}^{146}$	$2e7 \pm 1e7$
(R-I) vs. R	$1514 \pm_{134}^{146}$	$2e7 \pm 1e7$
	$1546 \pm_{166}^{192}$	$2e7 \pm 1e7$

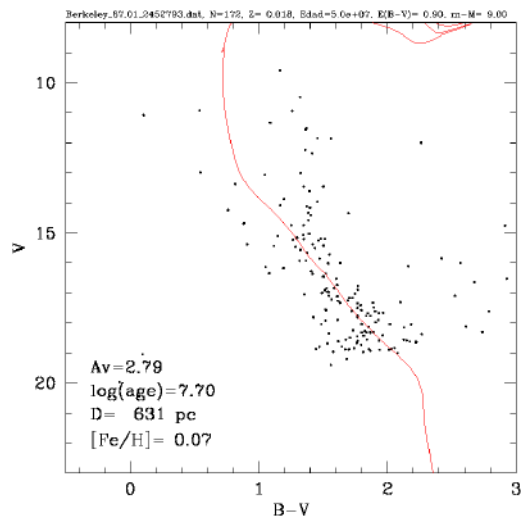
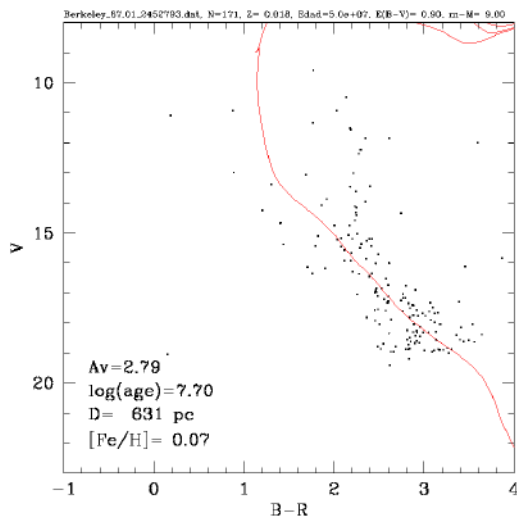
3.7. Berkeley 87

El cúmulo Berkeley 87 es también conocido como C 2019+372, OCISM 34, [KPS2012] MWSC 3325, Cl Dolidze 7 y OCl 161 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 1.84 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por van den Bergh (2006) que encontró los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B-V)=1.37$ y una distancia de 633 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es III2m.

3.7.1. Diagrama Color-Color



3.7.2. Diagramas Color-Magnitud



3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

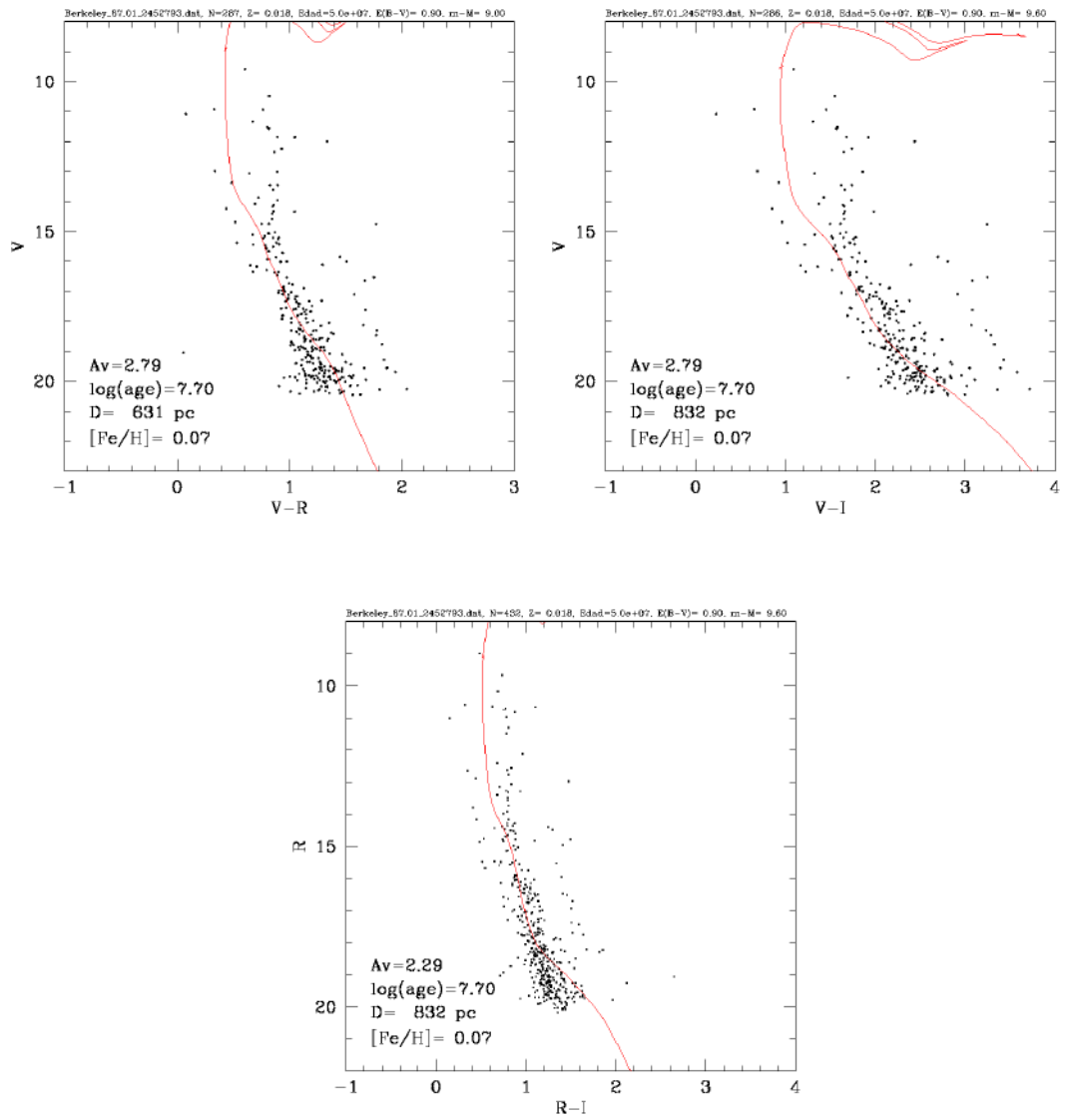


Tabla 3.4: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.90 \pm 0.10$ y $Z=0.018$.

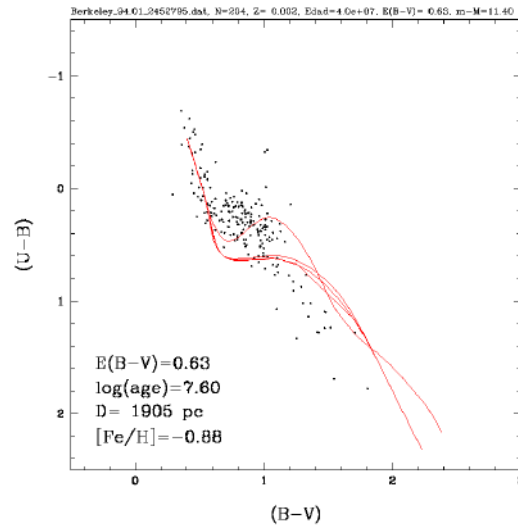
Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$631 \pm_{56}^{61}$	$5e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
(B-R) vs. V	$631 \pm_{106}^{61}$	$5e7$
(V-R) vs. V	$631 \pm_{81}^{61}$	$5e7$
(V-I) vs. V	$832 \pm_{73}^{80}$	$5e7$
(R-I) vs. R	$832 \pm_{73}^{80}$	$5e7$
	$711 \pm_{80}^{121}$	$5e7 \pm_{1e7}^{3e7}$

3.8. Berkeley 94

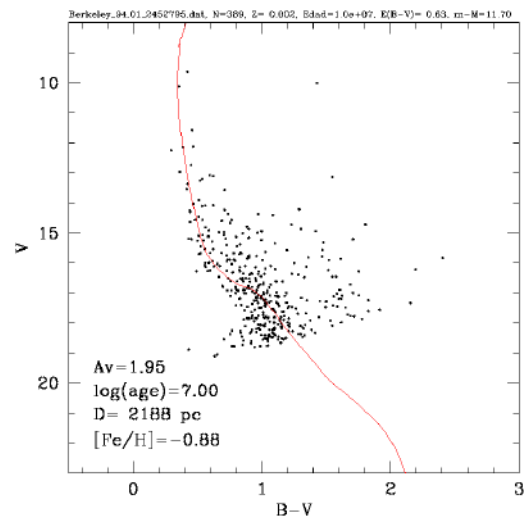
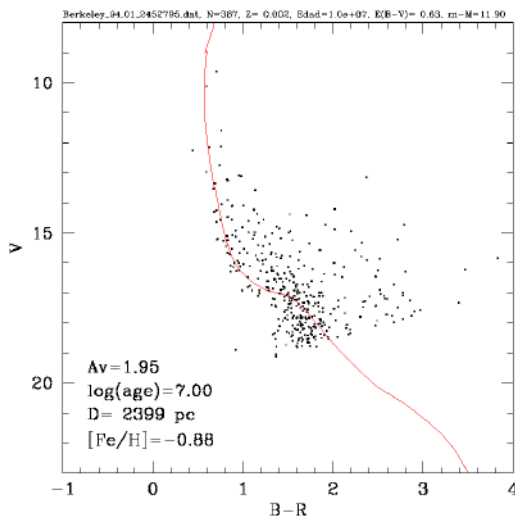
El cúmulo Berkeley 94 es también conocido como C 2220+556, OCISM 49, [KPS2012] MWSC 3618 y OCl 231 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 2.3 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Loktin et al. (2001) que estimó un $E(B-V)=0.608$ y van den Bergh (2006) estimó un $E(B-V)=0.61$, ambos encontraron una distancia de 2630 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es II3pn.

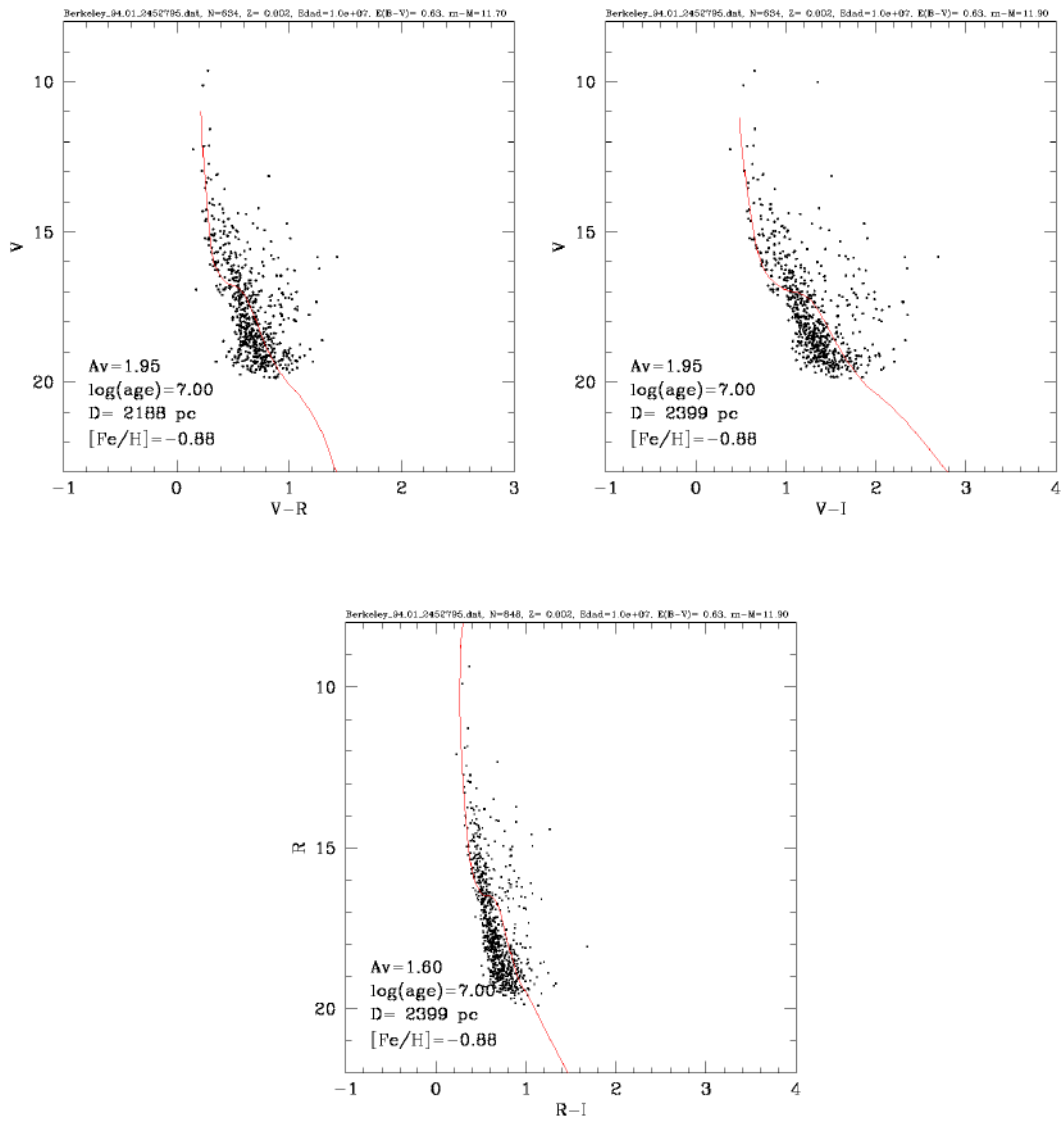
3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.8.1. Diagrama Color-Color



3.8.2. Diagramas Color-Magnitud





3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

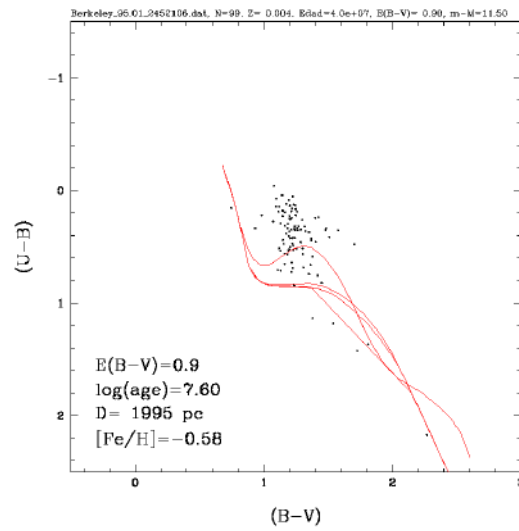
Tabla 3.5: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.63 \pm 0.20$ y $Z=0.002$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$2188 \pm_{193}^{211}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(B-R) vs. V	$2399 \pm_{211}^{231}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(V-R) vs. V	$2188 \pm_{193}^{211}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(V-I) vs. V	$2399 \pm_{211}^{231}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
(R-I) vs. R	$2399 \pm_{211}^{231}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
	$2315 \pm_{127}^{84}$	$1e7 \pm_{1e6}^{2e7}$

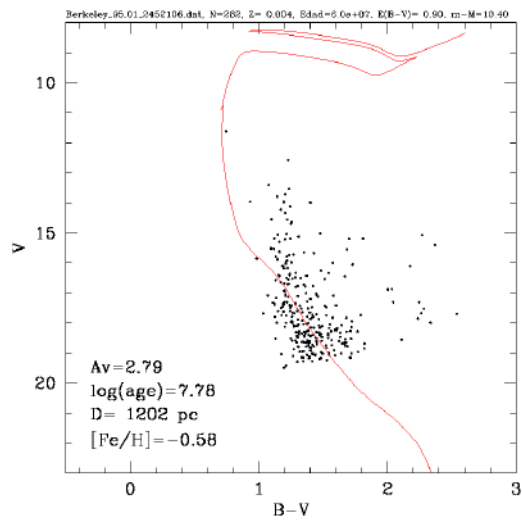
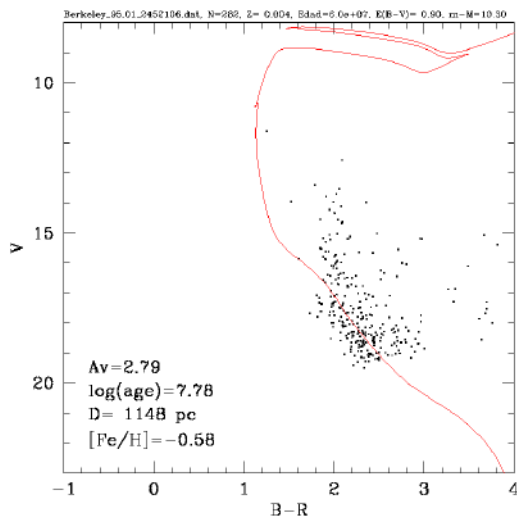
3.9. Berkeley 95

El cúmulo Berkeley 95 es también conocido como C 2226+588, [FSR2007] 0375 y [KPS2012] MWSC 3626 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 13.3 pc (Maciejewski, 2008) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Maciejewski (2008) que estimó un $E(B-V)=1.36$ y una distancia de 3260 pc y Tadross (2008) estimó un $E(B-V)=1.21$ y una distancia de 1900 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es IV2p.

3.9.1. Diagrama Color-Color



3.9.2. Diagramas Color-Magnitud



3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

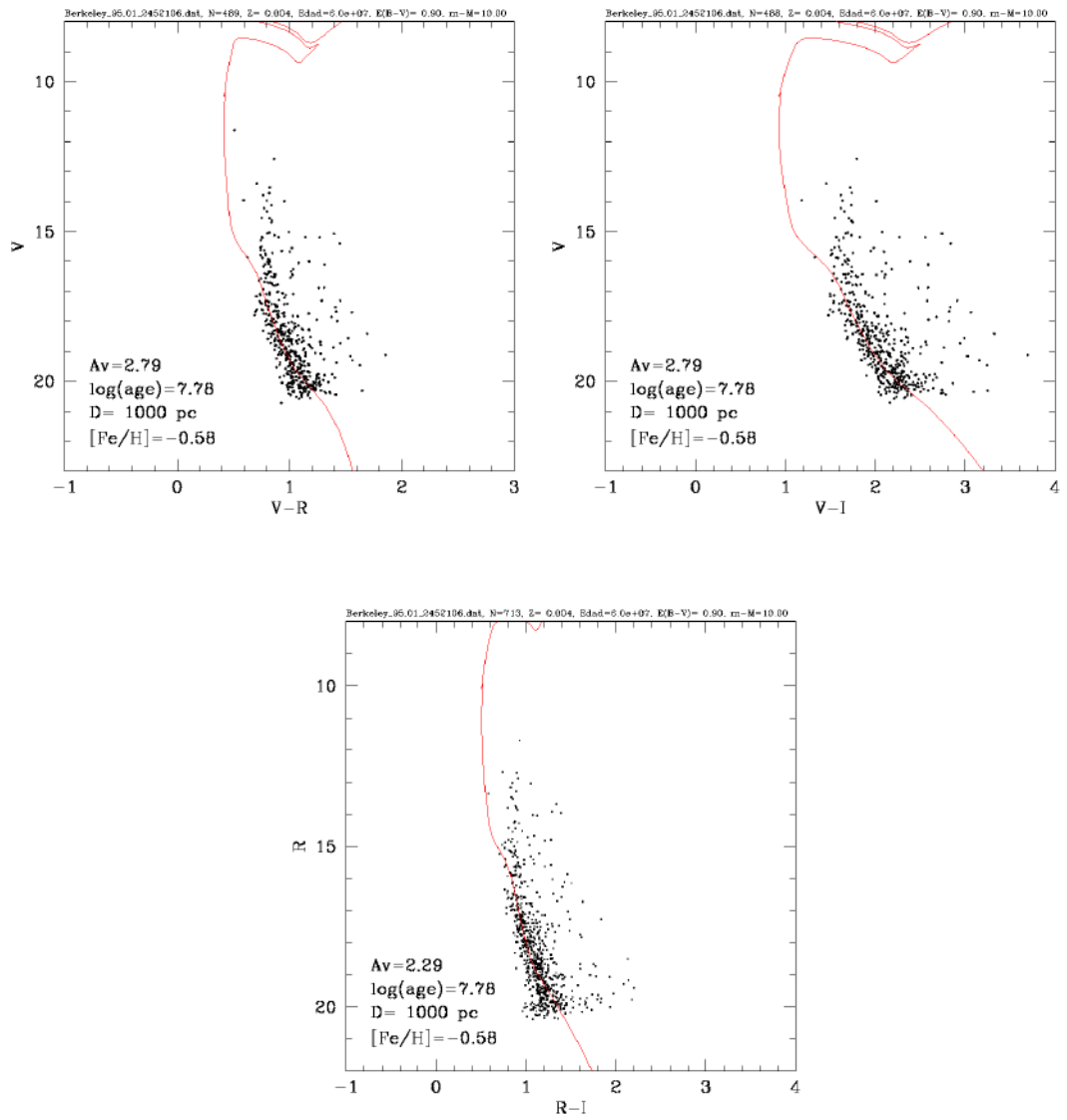


Tabla 3.6: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.90 \pm 0.10$ y $Z=0.004$.

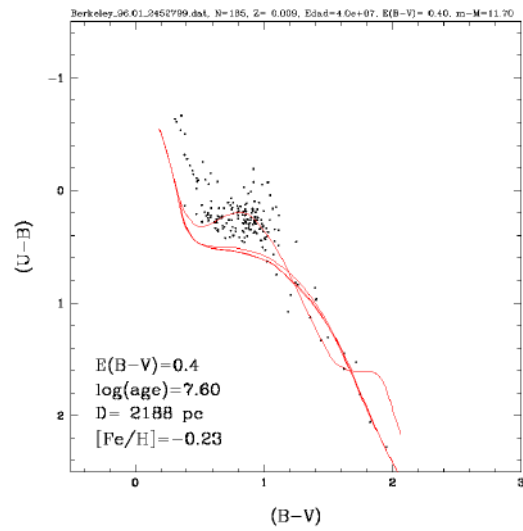
Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$1202 \pm_{106}^{116}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
(B-R) vs. V	$1148 \pm_{101}^{111}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
(V-R) vs. V	$1000 \pm_{88}^{96}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
(V-I) vs. V	$1000 \pm_{88}^{96}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
(R-I) vs. R	$1000 \pm_{88}^{96}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
	$1070 \pm_{70}^{130}$	$6e7 \pm_{3e7}^{2e7}$

3.10. Berkeley 96

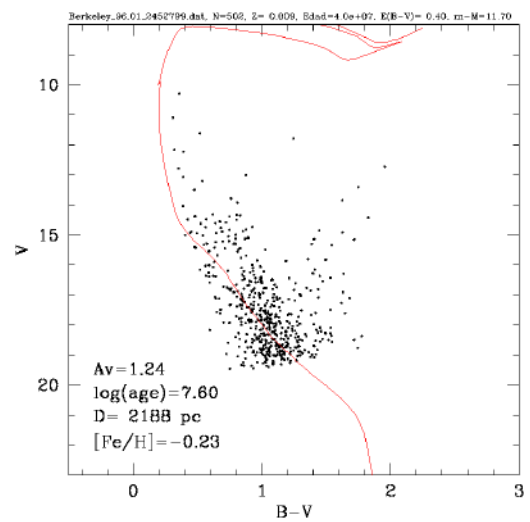
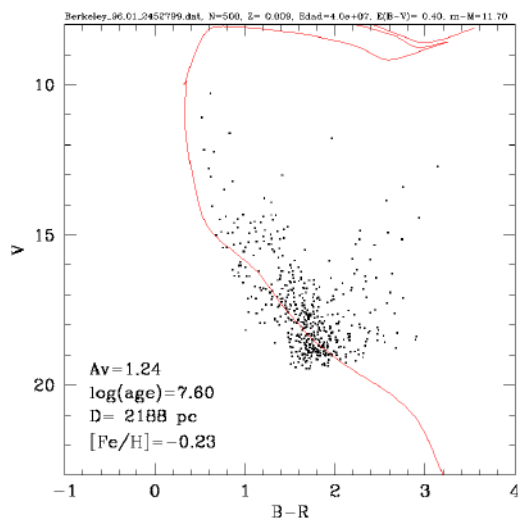
El cúmulo Berkeley 96 es también conocido como C 2227+551, OCl 232 y [KPS2012] MWSC 3630 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 1.8 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Loktin et al. (2001) y van den Bergh (2006) y encontraron los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B-V)=0.63$ y una distancia de 3087 pc, Glushkova et al. (2013) encontró un exceso de color $E(B-V)=0.54$ y una distancia de 3180 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es I2p.

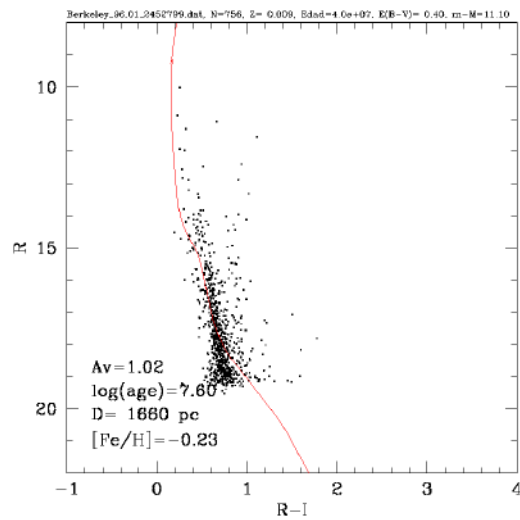
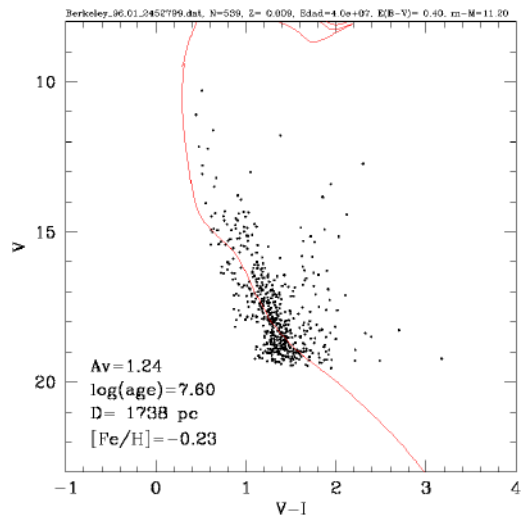
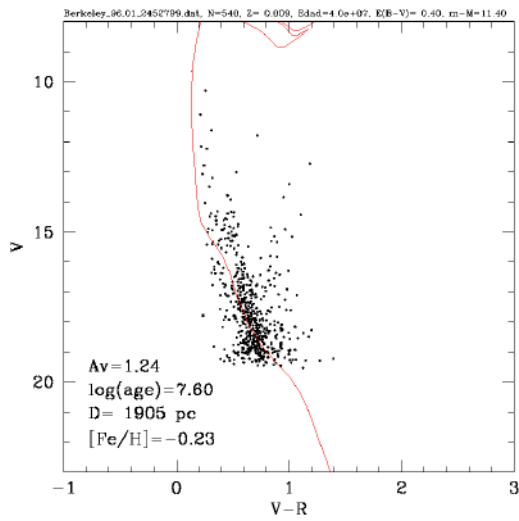
3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.10.1. Diagrama Color-Color



3.10.2. Diagramas Color-Magnitud





3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

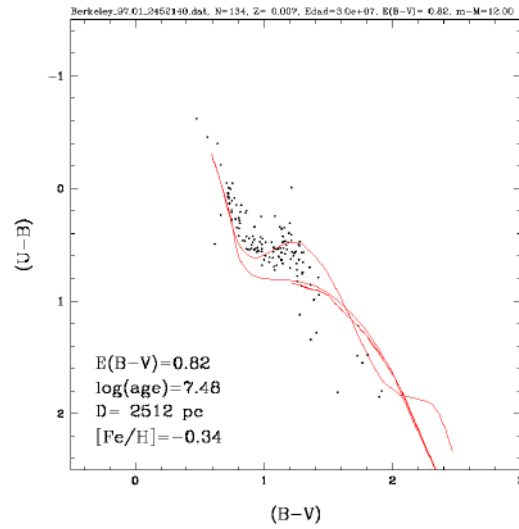
Tabla 3.7: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.40 \pm 0.15$ y $Z=0.009$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$2188 \pm_{283}^{324}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
(B-R) vs. V	$2188 \pm_{283}^{211}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
(V-R) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
(V-I) vs. V	$1738 \pm_{153}^{167}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
(R-I) vs. R	$1660 \pm_{146}^{160}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
	$1936 \pm_{276}^{252}$	$4e7 \pm_{1e7}^{2e7}$

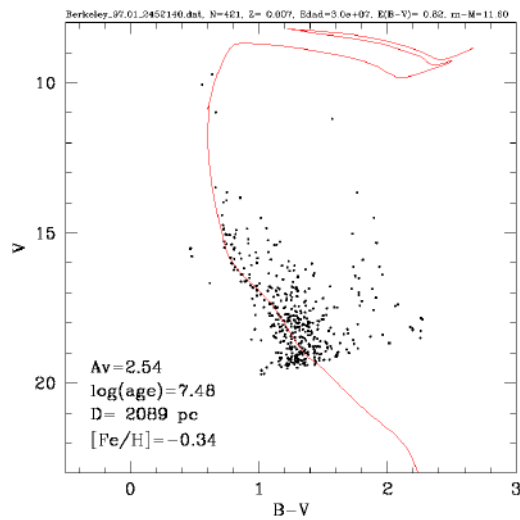
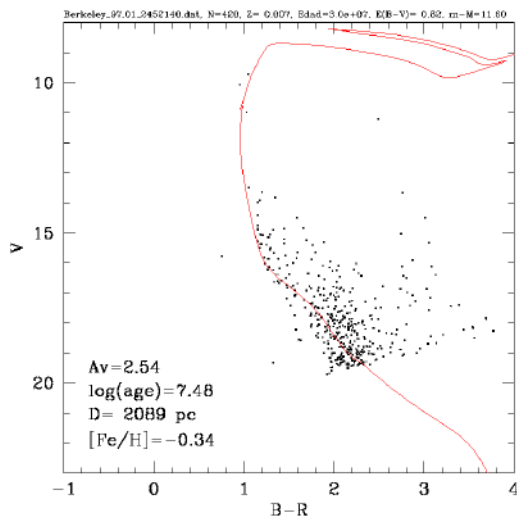
3.11. Berkeley 97

El cúmulo Berkeley 97 es también conocido como C 2237+587, OCl 243, [KPS2012] MWSC 3648 y [FSR2007] 0382 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 1.04 pc (Tadross, 2008) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Tadross (2008) que estimó un $E(B-V)=0.75$ y una distancia de 1800 pc y Glushkova et al. (2013) estimó un $E(B-V)=0.77$ y una distancia de 2410 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es IV2p.

3.11.1. Diagrama Color-Color



3.11.2. Diagramas Color-Magnitud



3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

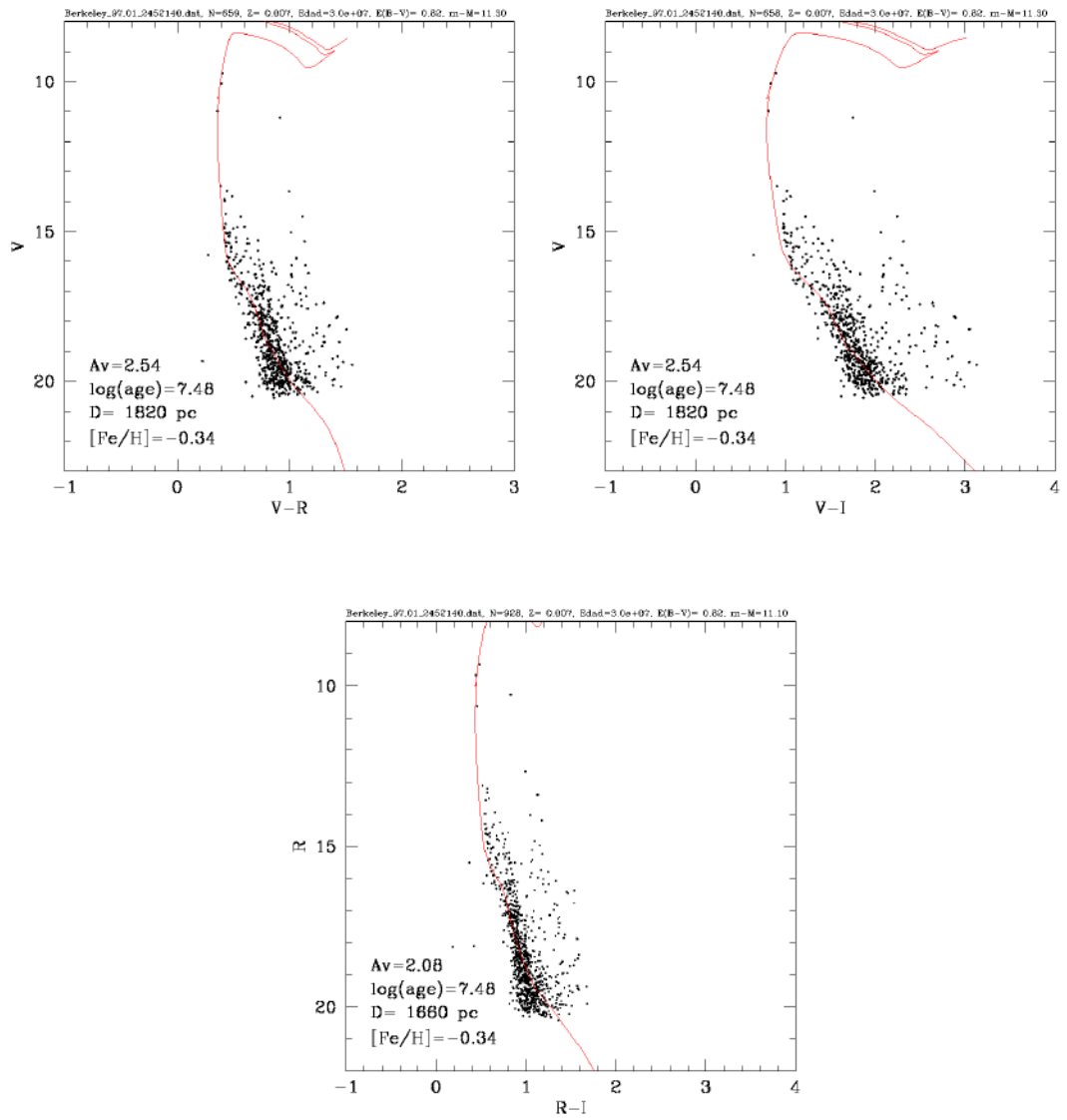


Tabla 3.8: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.82 \pm 0.08$ y $Z=0.007$.

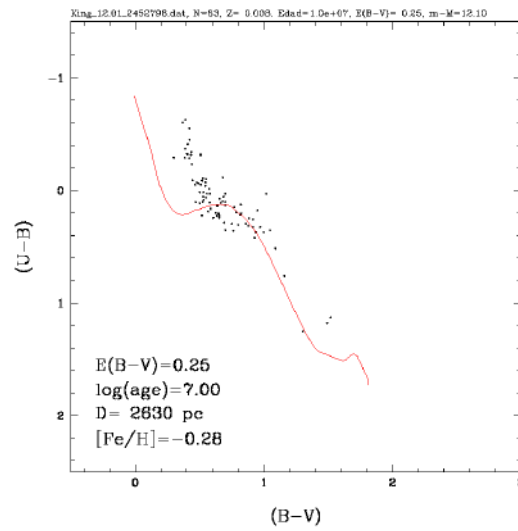
Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$2089 \pm_{184}^{202}$	$3e7 \pm 1e7$
(B-R) vs. V	$2089 \pm_{184}^{202}$	$3e7 \pm 1e7$
(V-R) vs. V	$1820 \pm_{160}^{269}$	$3e7 \pm 1e7$
(V-I) vs. V	$1820 \pm_{160}^{269}$	$3e7 \pm 1e7$
(R-I) vs. R	$1660 \pm_{146}^{160}$	$3e7 \pm 1e7$
	$1896 \pm_{236}^{193}$	$3e7 \pm 1e7$

3.12. King 12

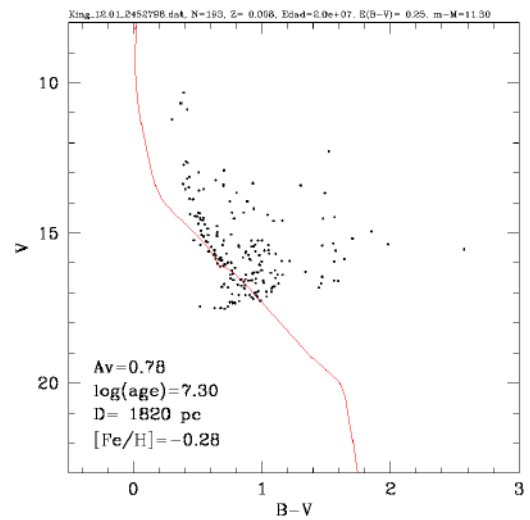
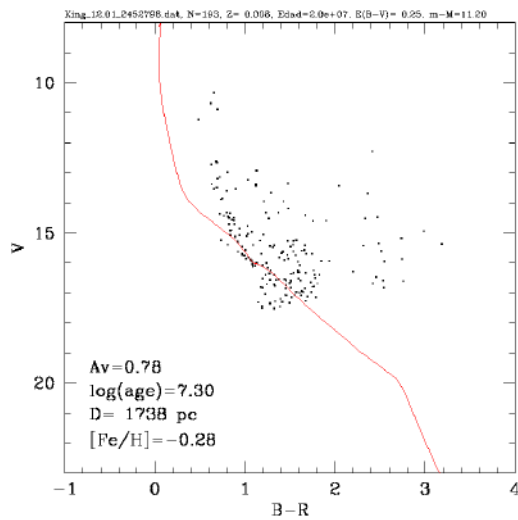
El cúmulo King 12 es también conocido como C 2350+616, [KPR2004b] 516 y [KPS2012] MWSC 3771 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 2.08 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Loktin et al. (2001), Kharchenko et al. (2005) y van den Bergh (2006) y encontraron los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B-V)=0.59$ y una distancia de 2378 pc, Glushkova et al. (2013) encontró un $E(B-V)=0.51$ y una distancia de 2490 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es IIIp.

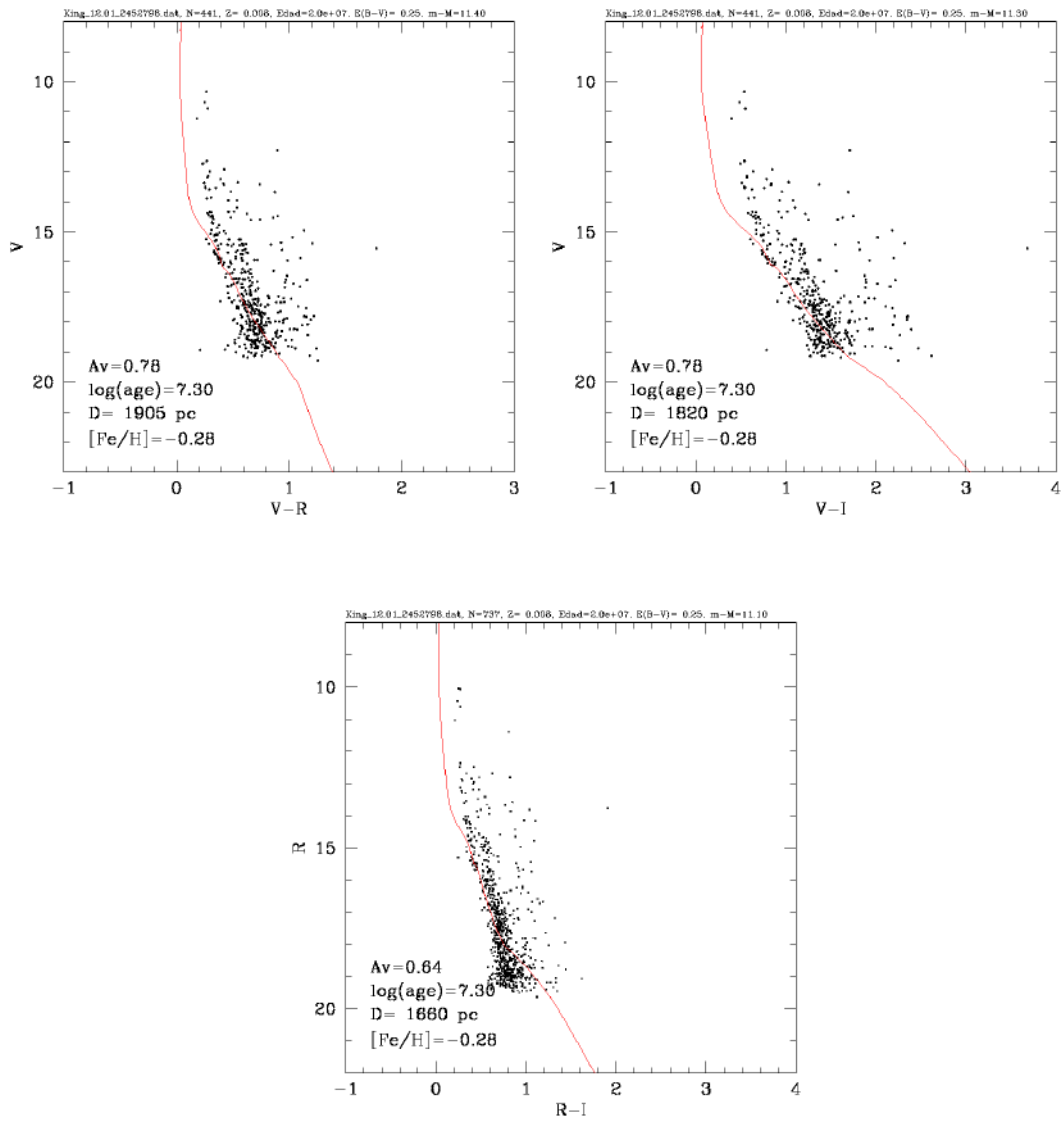
3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.12.1. Diagrama Color-Color



3.12.2. Diagramas Color-Magnitud





3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

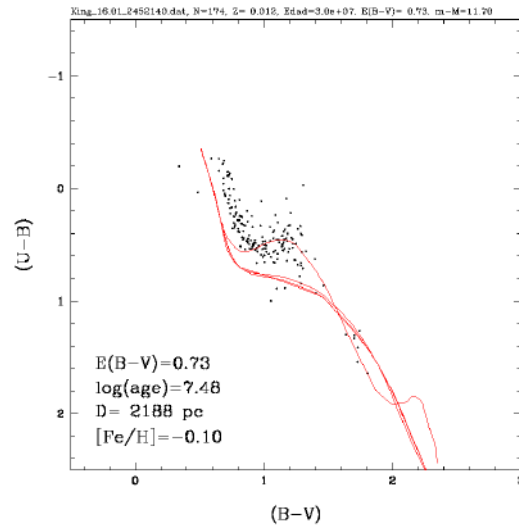
Tabla 3.9: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.25 \pm 0.05$ y $Z=0.008$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$1820 \pm_{160}^{269}$	$2e7 \pm 1e7$
(B-R) vs. V	$1738 \pm_{153}^{167}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-R) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-I) vs. V	$1820 \pm_{160}^{269}$	$2e7 \pm 1e7$
(R-I) vs. R	$1660 \pm_{146}^{160}$	$2e7 \pm 1e7$
	$1789 \pm_{129}^{116}$	$2e7 \pm 1e7$

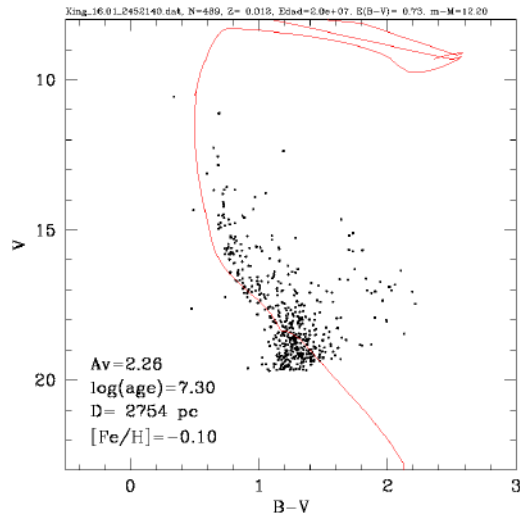
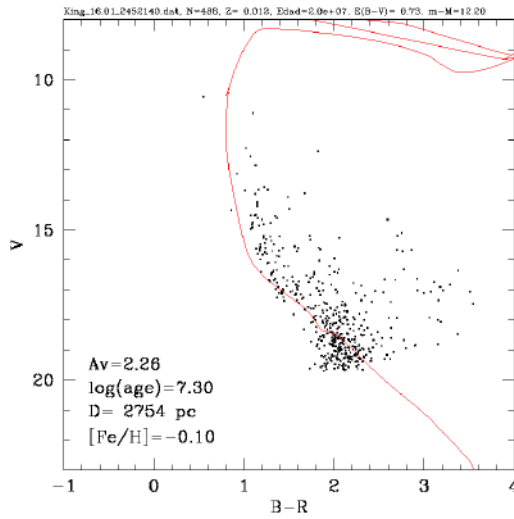
3.13. King 16

El cúmulo King 16 es también conocido como C 0040+639, OCISM 66, [KPS2012] MWSC 0070 y OCl 306 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 9.13 pc (Hasan et al., 2008) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Maciejewski and Niedzielski (2007) que estimó un $E(B-V)=0.89$ y un distancia de 1920 pc y por Hasan et al. (2008) que estimó un $E(B-V)=0.85$ y una distancia de 1786 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es I2m.

3.13.1. Diagrama Color-Color



3.13.2. Diagramas Color-Magnitud



3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

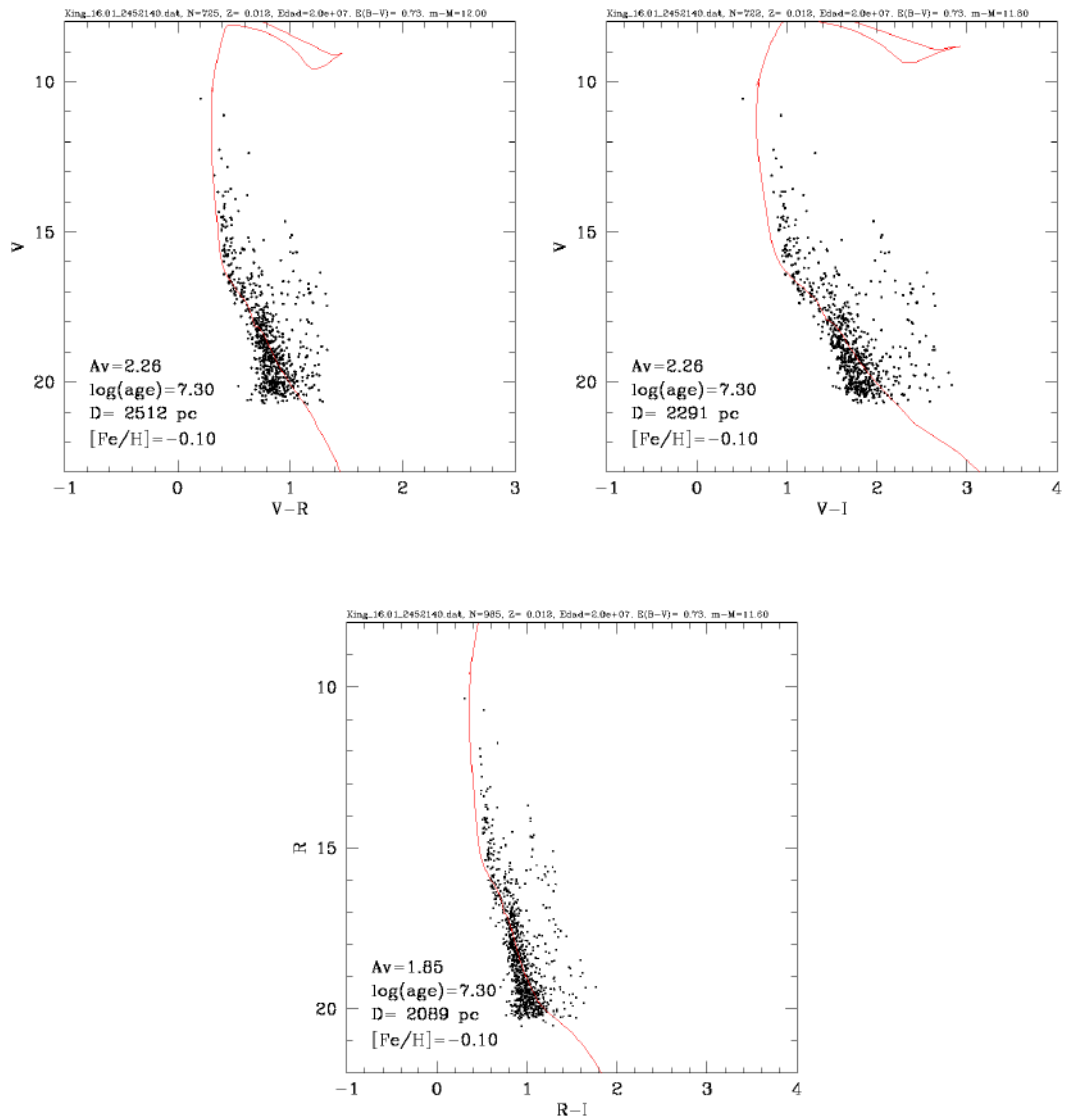


Tabla 3.10: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.73 \pm 0.07$ y $Z=0.012$.

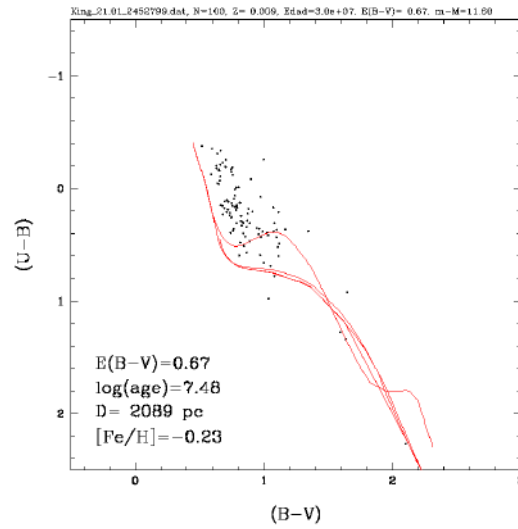
Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$2754 \pm_{242}^{266}$	$2e7 \pm 1e7$
(B-R) vs. V	$2754 \pm_{242}^{266}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-R) vs. V	$2512 \pm_{221}^{242}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-I) vs. V	$2291 \pm_{202}^{221}$	$2e7 \pm 1e7$
(R-I) vs. R	$2089 \pm_{184}^{202}$	$2e7 \pm 1e7$
	$2480 \pm_{391}^{274}$	$2e7 \pm 1e7$

3.14. King 21

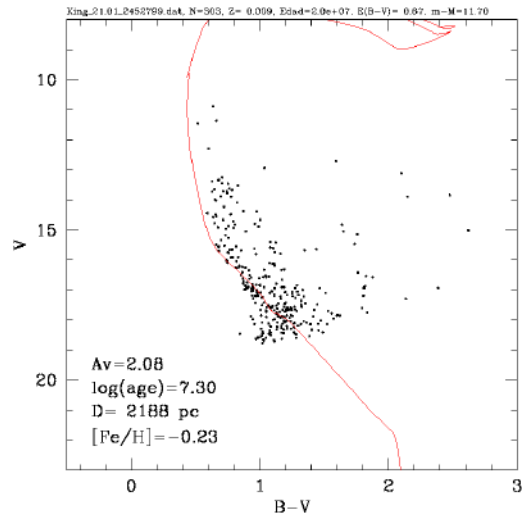
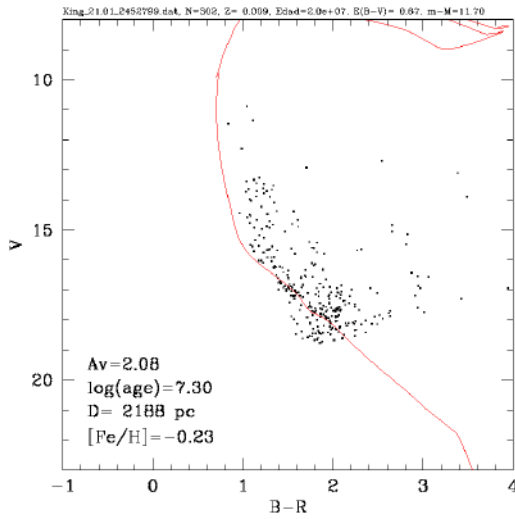
El cúmulo King 21 es también conocido como C 2347+624 y [KPS2012] MWSC 3762 en otros catálogos. Se ha estimado un diámetro de 2.45 pc (van den Bergh, 2006) y se encuentra en el plano galáctico hacia la parte externa de la sección sur. Fue estudiado por Loktin et al. (2001) y van den Bergh (2006) y encontraron los siguientes parámetros físicos: exceso de color $E(B-V)=0.89$ y una distancia de 2103 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es I2p.

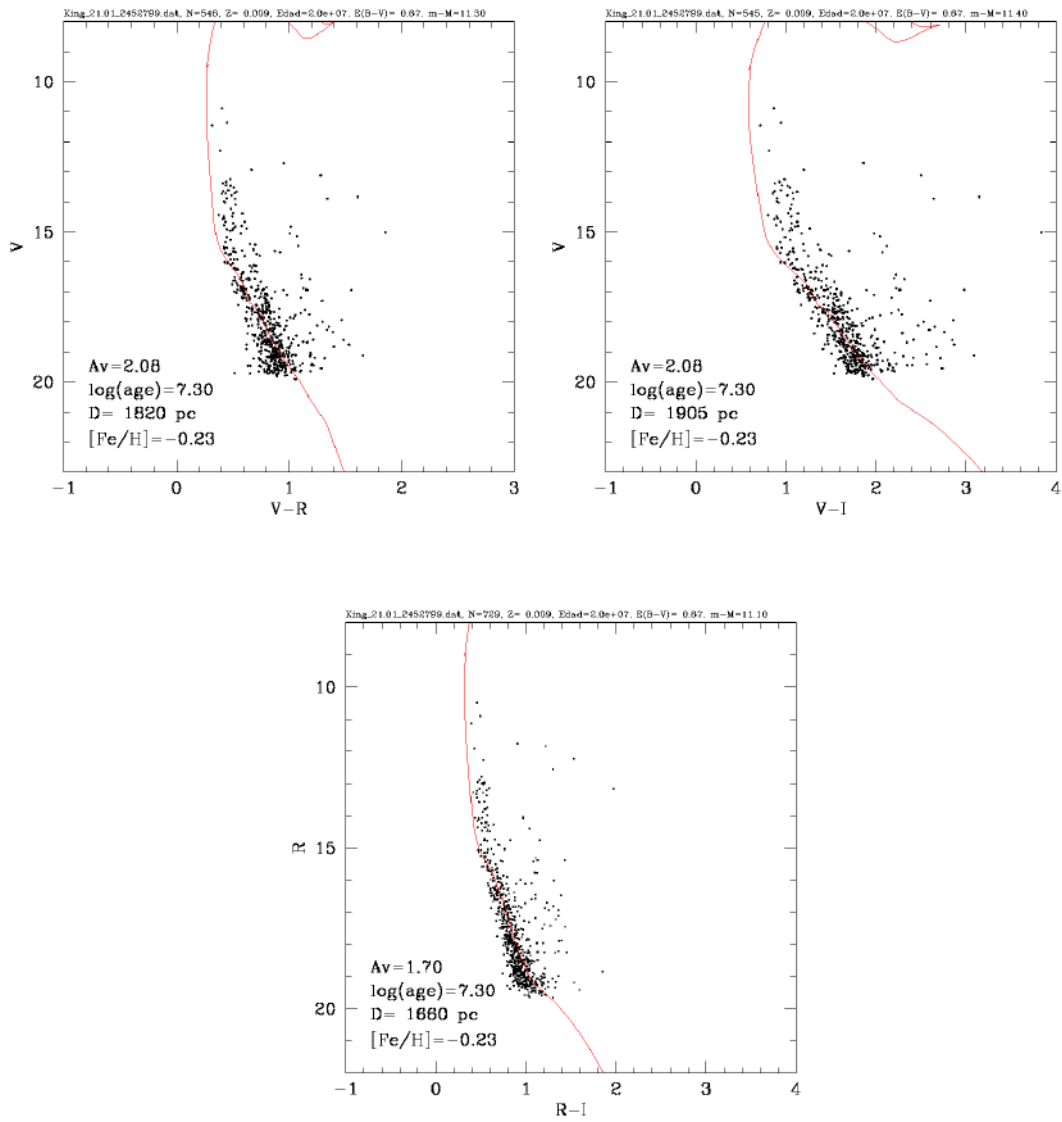
3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

3.14.1. Diagrama Color-Color



3.14.2. Diagramas Color-Magnitud





3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

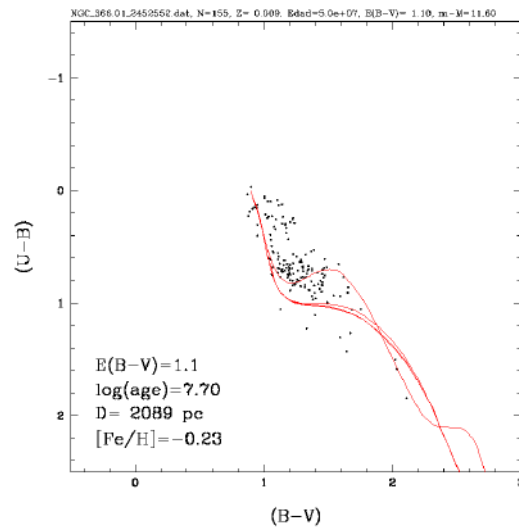
Tabla 3.11: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=0.67 \pm 0.10$ y $Z=0.009$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$2188 \pm_{193}^{211}$	$2e7 \pm 1e7$
(B-R) vs. V	$2188 \pm_{193}^{211}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-R) vs. V	$1820 \pm_{160}^{175}$	$2e7 \pm 1e7$
(V-I) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$2e7 \pm 1e7$
(R-I) vs. R	$1660 \pm_{146}^{160}$	$2e7 \pm 1e7$
	$1952 \pm_{292}^{236}$	$2e7 \pm 1e7$

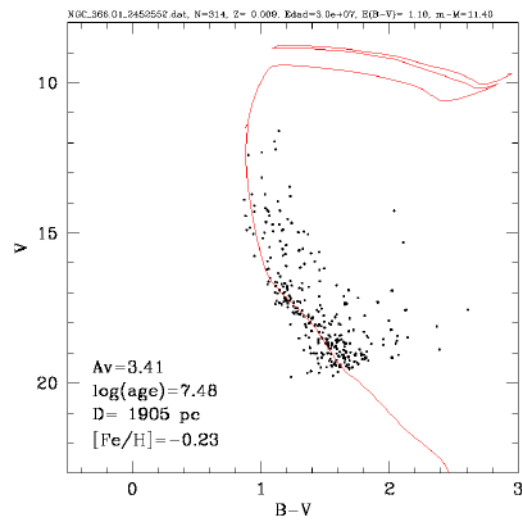
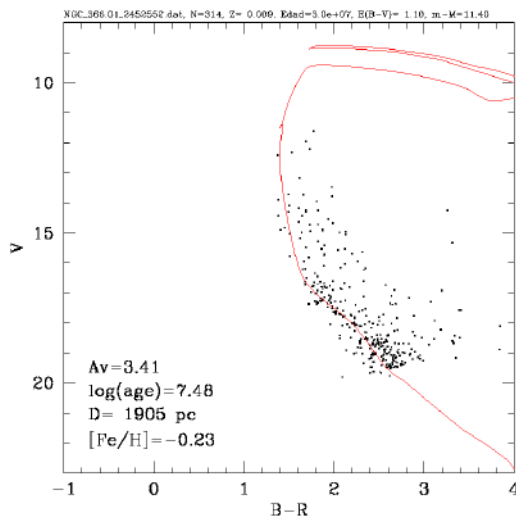
3.15. NGC 366

El cúmulo NGC 366 es también conocido como OCISM 70, [FSR2007] 0528, C 0103+619, OCl 316 y [KPS2012] MWSC 0102 en otros catálogos. Fue estudiado por Tadross et al. (2002) que estimó un diámetro de 2.82 pc, un $E(B-V)=1.18$ y una distancia de 2588 pc, así como por van den Bergh (2006) que estimó un diámetro de 1.82 pc, un $E(B-V)=1.26$ y una distancia de 1785 pc. La clasificación Trumpler del cúmulo es II3m.

3.15.1. Diagrama Color-Color



3.15.2. Diagramas Color-Magnitud



3. OBTENCIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

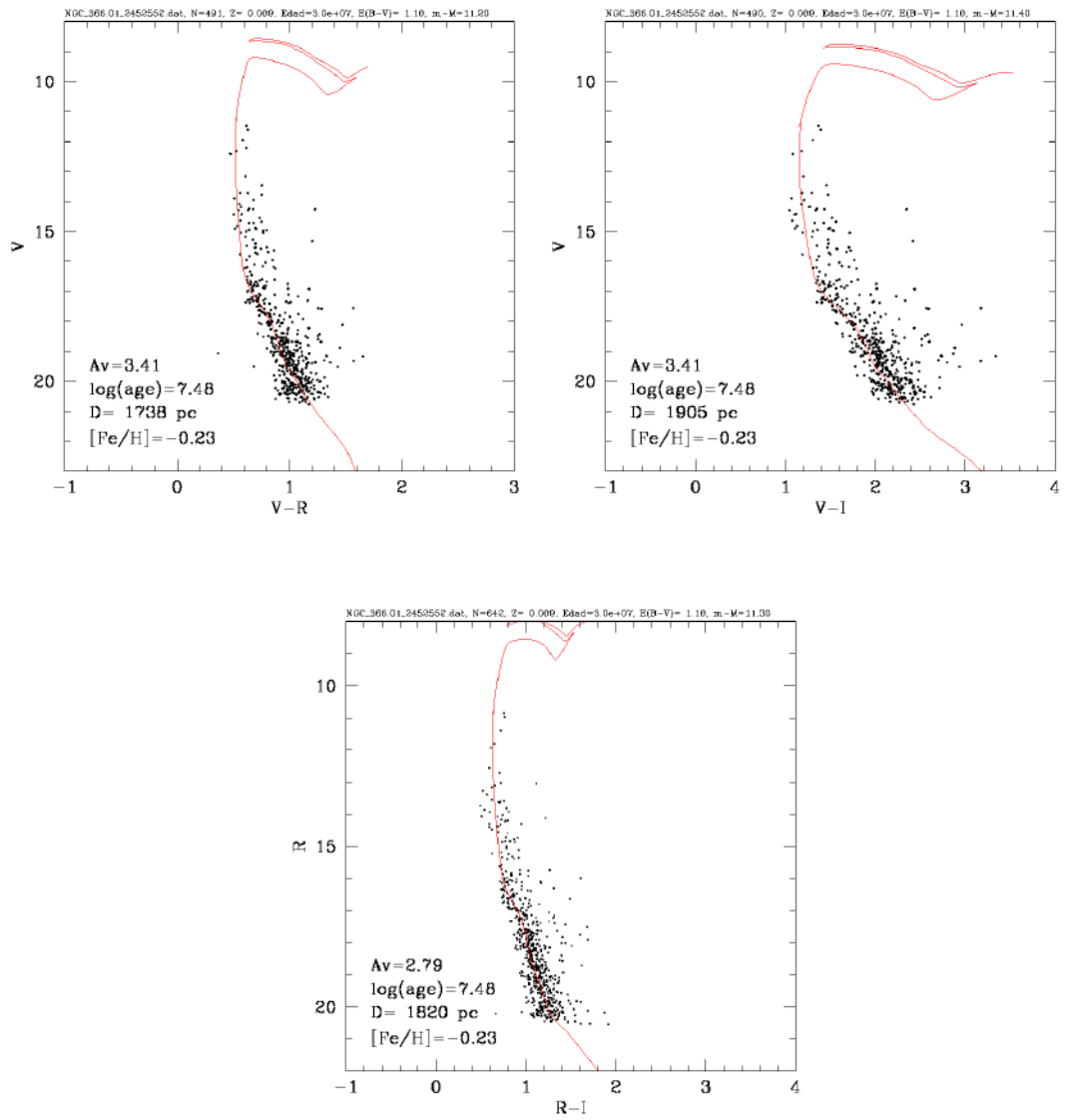


Tabla 3.12: Parámetros obtenidos de los diagramas color-magnitud, del diagrama color-color se obtuvo $E(B - V)=1.10 \pm 0.10$ y $Z=0.009$.

Diagrama	D (pc)	Edad
(B-V) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
(B-R) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
(V-R) vs. V	$1738 \pm_{153}^{167}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
(V-I) vs. V	$1905 \pm_{167}^{184}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
(R-I) vs. R	$1820 \pm_{160}^{269}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
	$1855 \pm_{117}^{50}$	$3e7 \pm_{1e7}^{3e7}$

Discusión y Conclusiones

En el siguiente capítulo presentamos los resultados obtenidos del análisis y comparamos con parámetros reportados en la literatura.

Berkeley 4				
	E(B–V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.78 ± 0.05	0.001	$1838 \pm_{100}^{67}$	$1.0e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
Kharchenko et al. (2005)	0.70		3200	1.2e7
Piskunov et al. (2008)	0.70		3200	1.2e7

En el cúmulo Berkeley 4 vemos que nuestro valor E(B–V) es bastante parecido a lo encontrado en la literatura, pero la distancia y edad del cúmulo es bastante diferente. En el caso de Kharchenko et al. (2005), usaron datos de las observaciones Tycho-2 de la misión Hipparcos y ajustaron utilizando las isócronas de Girardi et al. (2000) y en Piskunov et al. (2008) utilizaron la fotometría del catálogo ASCC-2.5.

Berkeley 65				
	E(B–V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.80 ± 0.05	0.010	$1546 \pm_{166}^{192}$	$2.0e7 \pm 1e7$
van den Bergh (2006)	1.12		2274	1.0e7

En el cúmulo Berkeley 65 tenemos una muestra con bastante ruido sobre todo cuando se usó el filtro B, pero en general los datos tienen mucho ruido, lo que hace que sea más difícil de lograr un buen ajuste. Para tener datos de mayor calidad y que se puedan obtener datos más precisos sería necesario una nueva temporada de observación y cuidar mucho al momento de tomar imágenes en el filtro B. Al compararlo con la literatura realmente no hay mucho como compararlo dado que sólo van den Bergh (2006) lo ha estudiado y aún así nuestro valor E(B–V) se acerca bastante al estimado por ella.

4. DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

Berkeley 87				
	E(B-V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.90 ± 0.10	0.018	$711 \pm_{80}^{121}$	$5.0e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
van den Bergh (2006)	1.37		633	1.4e7

En el cúmulo Berkeley 87 una vez más el filtro B nos hace tener una muestra con mucho ruido y hace que los datos estén muy dispersos lo que hace bastante difícil el análisis, además al trabajar con el filtro B reduce la cantidad de estrellas a trabajar a 171 mientras que con el filtro R esa cantidad se duplica. Una vez más la única información de la literatura que tenemos para comparar es van den Bergh (2006) y nos dan valores bastante cercanos para E(B-V) y la distancia.

Berkeley 94				
	E(B-V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.63 ± 0.20	0.002	$2315 \pm_{127}^{84}$	$1.0e7 \pm_{1e6}^{2e7}$
Loktin et al. (2001)	0.61		2630	1.0e7
van den Bergh (2006)	0.61		2630	1.0e7

En el cúmulo Berkeley 94 tenemos buenos datos pero aún así tienen bastante ruido y dificulta mucho el análisis, aún así comparando nuestros valores con Loktin et al. (2001) y van den Bergh (2006) vemos que E(B-V) es muy cercano y la distancia también es bastante cercana a su estimado.

Berkeley 95				
	E(B-V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.90 ± 0.10	0.004	$1070 \pm_{70}^{130}$	$6.0e7 \pm_{3e7}^{2e7}$
Maciejewski (2008)	1.36		3260	3.5e7
Tadross (2008)	1.21		1900	1.5e8

En el cúmulo Berkeley 95 tenemos una muestra bastante pobre en el filtro B una vez más resultando en que el análisis sea difícil ya que también reduce la cantidad de estrellas con las que se puede ajustar la isócrona, pero en general todos los filtros meten bastante ruido por lo que se tendría que volver a tomar imágenes y rehacer la fotometría. Comparando con Maciejewski (2008) y Tadross (2008) vemos que aún cuando el E(B-V) es bastante cercano, el valor de distancia de Maciejewski (2008) es bastante más alejado que el nuestro y Tadross (2008).

Berkeley 96				
	E(B-V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.40 ± 0.15	0.009	$1936 \pm_{276}^{252}$	$4.0e7 \pm_{1e7}^{2e7}$
Loktin et al. (2001)	0.63		3087	6.6e7
van den Bergh (2006)	0.63		3087	6.6e7
Glushkova et al. (2013)	0.54		3180	4.0e7

En el cúmulo Berkeley 96 los datos tienen mucho ruido en especial el filtro B y son muy pocas las estrellas con las que se puede ajustar la isócrona aún así tenemos un valor $E(B-V)$ bastante cercano a lo reportado en la literatura y una edad estimada bastante cercana a Glushkova et al. (2013).

Berkeley 97				
	$E(B-V)$	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.82 ± 0.08	0.007	$1896 \pm_{236}^{193}$	$3.0e7 \pm 1e7$
Tadross (2008)	0.75		1800	$2.0e7$
Glushkova et al. (2013)	0.77		2410	$2.5e8$

En el cúmulo Berkeley 97 tenemos un ruido bastante grande lo que hace que los datos estén más dispersos, el filtro B es el que más ruido genera. Comparando en la literatura nuestro valor $E(B-V)$ es muy cercano a lo reportado y nuestro estimado de distancia es justo a la mitad de lo reportado por Tadross (2008) y Glushkova et al. (2013), en cuanto a la edad la diferencia con Glushkova et al. (2013) es mucha, reporta que el cúmulo es bastante más viejo que lo estimado en este trabajo y en Tadross (2008).

King 12				
	$E(B-V)$	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.25 ± 0.05	0.008	$1789 \pm_{129}^{116}$	$2.0e7 \pm 1e7$
Loktin et al. (2001)	0.59		2378	$1.0e7$
Kharchenko et al. (2005)	0.59		2378	$1.3e7$
van den Bergh (2006)	0.59		2378	$1.0e7$
Glushkova et al. (2013)	0.51		2490	$7.0e7$

En el cúmulo King 12 tenemos una muestra de datos bastante pobre y con mucho ruido, es muy difícil estimar parámetros con una muestra tan dispersa, para tener datos más confiables se debería realizar una nueva observación y una fotometría más cuidadosa. Conociendo que el filtro B de por sí es malo y complicado de usar para la obtención de datos, los otros filtros también fueron malos en estos datos.

King 16				
	$E(B-V)$	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.73 ± 0.07	0.012	$2480 \pm_{391}^{274}$	$2.0e7 \pm 1e7$
Maciejewski and Niedzielski (2007)	0.89		1920	$1.0e7$
Hasan et al. (2008)	0.85		1786	$6.0e6$

En el cúmulo King 16 la muestra es bastante ruidosa en especial el filtro B, por lo que realizar el ajuste es complicado. En el análisis obtuvimos valores $E(B-V)$ y distancia bastante cercanos a lo reportado por Maciejewski and Niedzielski (2007) y Hasan et al. (2008).

4. DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

King 21				
	E(B–V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	0.67 ± 0.10	0.009	$1952 \pm_{292}^{236}$	$2.0e7 \pm 1e7$
Loktin et al. (2001)	0.89		2103	1.5e7
van den Bergh (2006)	0.89		2103	1.4e7

En el cúmulo King 21 los datos son muy dispersos con mucho ruido, una vez más el filtro B mete mucho ruido a los datos y hace que sea difícil la obtención de parámetros, por estas razones sólo la distancia estimada en la tesis es parecida a la reportada en la literatura.

NGC 366				
	E(B–V)	Z	D (pc)	Edad
Tesis	1.10 ± 0.10	0.009	$1855 \pm_{117}^{50}$	$3.0e7 \pm_{1e7}^{3e7}$
Tadross et al. (2002)	1.18		2588	2.2e7
van den Bergh (2006)	1.26		1785	2.6e7

En el cúmulo NGC 366 tenemos mucho ruido en los datos, aún así se pudo estimar un E(B–V) bastante cercano a lo reportado en la literatura. El valor estimado de la distancia cae entre los valores que reportan Tadross et al. (2002) y van den Bergh (2006).

4.1. Conclusiones

Los diagramas color-color de 7 de 11 de los cúmulos son buenos o muy buenos, en el sentido de que se define apropiadamente una secuencia de cúmulo y se puede ajustar una isócrona para obtener una estimación confiable de la extinción E(B–V). La metalicidad Z puede estimarse con mayor claridad para dos de estos cúmulos y para el resto con cierto grado de fiabilidad. Por otra parte, cuatro de los cúmulos presentan una dispersión alta de las estrellas observadas. Esto imposibilita la obtención de un buen ajuste de la secuencia del cúmulo para derivar el parámetro de extinción E(B–V) y aún más problemático para derivar de manera apropiada la metalicidad Z . De esta manera, no es conveniente usar la metalicidad derivada de estos diagramas. Esto en general parece ser consecuencia de la poca profundidad de las imágenes en el filtro U , que hace que tengamos pocas estrellas que tengan el color (U–B), que son generalmente sólo las estrellas más brillantes. Para mejorar esta parte, es necesario obtener imágenes con mayores tiempos de exposición o en telescopios de mayor apertura. Adicionalmente, en algunos cúmulos parece ser necesario incluir un término adicional en el color (U–B), que pudiera ser consecuencia de la calibración en el filtro U , que es el filtro más difícil de calibrar.

Los diagramas color-magnitud, en sus diferentes versiones, parecen definir mejor una secuencia principal y por lo tanto son mejores para derivar los parámetros de edad y distancia. Esto debe ser resultado de la mejor calidad de la fotometría en los filtros B , V , R e I . En este trabajo no se ha intentado establecer la membresía de las estrellas a los cúmulos y en la literatura aún no se está de acuerdo con el método ideal para determinarlo y sería un trabajo a futuro.

Con respecto a la metalicidad, en aquellos cúmulos donde se puede estimar del diagrama CC nos damos cuenta que siempre es mucho menor a la metalicidad solar, lo que nos sorprende tomando en cuenta que son cúmulos jóvenes por lo cual esperamos que estuvieran más enriquecidos con metales y entonces tener una metalicidad mayor a la del Sol. Solamente el cúmulo Berkeley 87 tiene una metalicidad mayor a la solar, pero su diagrama CC es muy malo. Esto puede ser un indicativo del problema con la fotometría en el filtro U o el color $(U-B)$, así como en diferencias relacionadas con la metalicidad en los modelos utilizados para construir las isócronas.

Bibliografía

- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., and Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427:127–145.
- Chen, Y., Bressan, A., Girardi, L., Marigo, P., Kong, X., and Lanza, A. (2015). PARSEC evolutionary tracks of massive stars up to $350 M_{\odot}$ at metallicities $0.0001 \leq z \leq 0.04$. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452:1068–1080.
- Cousins, A. W. J. (1976). VRI standards in the E regions. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 81:25.
- Crawford, D. L. (1958). Two-Dimensional Spectral Classification by Narrow-Band Photometry for B Stars in Clusters and Associations. *Astrophysical Journal*, 128:185.
- Crowther, P. A., Caballero-Nieves, S. M., Bostroem, K. A., Maíz Apellániz, J., Schneider, F. R. N., Walborn, N. R., Angus, C. R., Brott, I., Bonanos, A., de Koter, A., de Mink, S. E., Evans, C. J., Gräfener, G., Herrero, A., Howarth, I. D., Langer, N., Lennon, D. J., Puls, J., Sana, H., and Vink, J. S. (2016). The R136 star cluster dissected with Hubble Space Telescope/STIS. I. Far-ultraviolet spectroscopic census and the origin of He II $\lambda 1640$ in young star clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 458:624–659.
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., and Lépine, J. R. D. (2002). New catalogue of optically visible open clusters and candidates. *Astronomy and Astrophysics*, 389:871–873.
- Dreyer, J. L. E. (1888). A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, being the Catalogue of the late Sir John F. W. Herschel, Bart, revised, corrected, and enlarged. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 49:1.
- Froebrich, D., Scholz, A., and Raftery, C. L. (2007). A systematic survey for infrared star clusters with $|b| < 20^{\circ}$ using 2MASS. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 374:399–408.

BIBLIOGRAFÍA

- Frommert, H. and Kronberg, C. (2007). Open Star Clusters. *SEDS. University of Arizona, Lunar and Planetary Lab*.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., and Chiosi, C. (2000). Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{\odot} , and from $Z=0.0004$ to 0.03. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 141:371–383.
- Glushkova, E. V., Zabolotskikh, M. V., Kopusov, S. E., Spiridonova, O. I., Leonova, S. I., Vlasyuk, V. V., and Rastorguev, A. S. (2013). Photometric study of open clusters Berkeley 96, Berkeley 97, King 12, NGC 7261, NGC 7296 and NGC 7788. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 429:1102–1112.
- Hasan, P., Hasan, S. N., and Shah, U. (2008). The structure and dynamics of young star clusters: King 16, NGC 1931, NGC 637 and NGC 189. *Astrophysics and Space Science*, 318:25–33.
- Hertzsprung, E. (1909). Über die Sterne der Unterabteilungen c und ac nach der Spektralklassifikation von Antonia C. Maury. *Astronomische Nachrichten*, 179:373.
- Hiltner, W. A. and Johnson, H. L. (1956). The Law of Interstellar Reddening and Absorption. *Astrophysical Journal*, 124:367.
- Johnson, H. L. and Mitchell, R. I. (1975). Thirteen-color photometry of 1380 bright stars. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 1:299–324.
- Johnson, H. L. and Morgan, W. W. (1953). Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *Astrophysical Journal*, 117:313.
- Karatas, Y. and Schuster, W. J. (2010). *New Astronomy*, pages 444–449.
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., and Scholz, R. (2005). Astrophysical parameters of Galactic open clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 438:1163–1173.
- Lejeune, T. and Schaerer, D. (2001). Database of Geneva stellar evolution tracks and isochrones for (UBV)J(RI)C JHKLL’M, HST-WFPC2, Geneva and Washington photometric systems. *Astronomy and Astrophysics*, 366:538–546.
- Loktin, A. V., Gerasimenko, T. P., and Malysheva, L. K. (2001). The catalogue of open cluster parameters-second version. *Astronomical and Astrophysical Transactions*, 20:607–633.
- Maciejewski, G. (2008). Photometric Studies of Open Clusters: Be 95, Cze 21, Cze 38, Ju 11, King 17, and King 18. *Acta Astronomica*, 58:389.
- Maciejewski, G. and Niedzielski, A. (2007). CCD BV survey of 42 open clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 467:1065–1074.

-
- Morgan, W. W., Keenan, P. C., and Kellman, E. (1943). *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification*. The University of Chicago Press.
- Piskunov, A. E., Schilbach, E., Kharchenko, N. V., Röser, S., and Scholz, R. (2008). Tidal radii and masses of open clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 477:165–172.
- Russell, H. N. (1914). Relations Between the Spectra and Other Characteristics of the Stars. *Popular Astronomy*, 22:275–294.
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., and Maeder, A. (1992). New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z=0.020$ and $Z=0.001$. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96:269–331.
- Schultz, G. V. and Wiemer, W. (1975). Interstellar reddening and IR-excess of O and B stars. *Astronomy and Astrophysics*, 43:133–139.
- Siess, L., Dufour, E., and Forestini, M. (2000). An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars. *Astronomy and Astrophysics*, 358:593–599.
- Snedden, C., Gehrz, R. D., Hackwell, J. A., York, D. G., and Snow, T. P. (1978). Infrared colors and the diffuse interstellar bands. *Astrophysical Journal*, 223:168–179.
- Straizys, V. (1992). *Multicolor Stellar Photometry*. Pachart Publishing House.
- Strömberg, B. (1956). Two-dimensional spectral classification of F stars through photoelectric photometry with interference filters. *Vistas in Astronomy*, 2:1336–1346.
- Tadross, A. L. (2008). A Catalogue of previously unstudied Berkeley clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 389:285–291.
- Tadross, A. L., Werner, P., Osman, A., and Marie, M. (2002). Morphological analysis of open clusters' properties. II. Relationships projected onto the galactic plane. *New Astronomy*, 7:553–575.
- Tang, J., Bressan, A., Rosenfield, P., Slemmer, A., Marigo, P., Girardi, L., and Bianchi, L. (2014). New PARSEC evolutionary tracks of massive stars at low metallicity: testing canonical stellar evolution in nearby star-forming dwarf galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445:4287–4305.
- Trumpler, R. J. (1930). Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters. *Lick Observatory Bulletin*, 14:154–188.
- van den Bergh, S. (2006). Diameters of Open Star Clusters. *The Astronomical Journal*, 131:1559–1564.
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., Ressler, M. E., Cutri, R. M., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Padgett, D., McMillan, R. S., Skrutskie, M., Stanford,

BIBLIOGRAFÍA

S. A., Cohen, M., Walker, R. G., Mather, J. C., Leisawitz, D., Gautier, Thomas N., I., McLean, I., Benford, D., Lonsdale, C. J., Blain, A., Mendez, B., Irace, W. R., Duval, V., Liu, F., Royer, D., Heinrichsen, I., Howard, J., Shannon, M., Kendall, M., Walsh, A. L., Larsen, M., Cardon, J. G., Schick, S., Schwalm, M., Abid, M., Fabinsky, B., Naes, L., and Tsai, C.-W. (2010). The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance. *The Astronomical Journal*, 140:1868–1881.