



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

Detección de nuevas estrellas variables de período corto en el
cúmulo abierto NGC 6913

TESIS

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICA

PRESENTA :

MARISOL SÁNCHEZ FLORES

Director de tesis:

M. EN C. JOSE HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTIN



FACULTAD DE CIENCIAS
UNAM

2008



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Hoja de datos del jurado

1. Datos del alumno

Sánchez

Flores

Marisol

55 69 49 03

Universidad Nacional autónoma de

México

Facultad de Ciencias

Física

2. Datos del tutor

M. en C. José Hermenegildo

Peña

Saint Martin

3. Datos del sinodal 1

M. en C.

Ignacio

Campos

Flores

4. Datos del sinodal 2

Dra.

Guadalupe

Cordero

Tercero

5. Datos del sinodal 3

M. en C.

Julieta Norma

Fierro

Gossman

6. Datos del sinodal 4

Dr.

Víctor Manuel

Velasco

Herrera

7. Datos del trabajo escrito

Detección de nuevas estrellas variables
de período corto en el Cúmulo abierto

NGC 6913

76 p

2008



IN MEMORIAM

Armando[†] aunque me duele el corazón cuando recuerdo lo triste de tu partida, me agrada pensar que tú, así como el sol te marchaste con la belleza del atardecer, dejándonos la promesa de su regreso donde renacerá alegre y resplandeciente iluminando la existencia de quienes lo esperan con ansia.

Robert crece y se desarrolla cual hermoso roble de resistente madera. Espero siga tus pasos y aprenda a ser excelente ser humano como lo fue su padre, tú.
Todavía te extraño...

[†] Armando S. F. Estudiante de la máxima casa de estudio

AGRADECIMIENTOS

A las instituciones que me brindaron la formación académica, CCH Naucalpan, excelentísima Facultad de Ciencias, Instituto de Astronomía y a su personal que tan amablemente me apoyó para resolver mis dudas.

En especial al Instituto de Astronomía por las facilidades brindadas para realizar este trabajo y por costear mi viaje y visita al Observatorio Astronómico Nacional.

A todos y cada uno de mis profesores, en especial a José Peña por dirigir esta tesis y la enorme paciencia que tuvo conmigo.

A los sinodales por sus comentarios y valiosas atenciones.

A mis padres Paz y Gerardo por su apoyo y ejemplo de lucha constante. Con todo mi cariño.

A mi hermano Everardo por su ejemplo de inteligencia y descubrir por él mi vocación científica. A mi hermana Graciela, Pedro y Miriam por el invaluable tiempo compartido en familia. A mis sobrinos, cuya ternura y alegría me recuerdan que la gente nace siendo buena, especialmente a Rober quien siendo tan pequeño me dio la lección más grande de entereza y valor ante la adversidad y seguir hacia adelante tratando de ser feliz. A Rosa por su ayuda en los tiempos necesarios.

A mi queridísimo Gabriel por nunca dejar de creer en mí, por tanto tiempo de apoyo, cariño incondicional y comprensión.

A todos mis amigos y compañeros encontrados a lo largo de mi vida, sin ustedes habría sido imposible concluir esta difícil carrera, gracias por su estimación, por la infinidad de gratos y bellos recuerdos. Especialmente a: Lulú, Vero, Noguchi, Riverol, Israel, Carlos, Bety, Paty, Lety, Zhenia, Tania y los que me faltan mencionar, no por ingratitud sino por falta de espacio.

A los que se marcharon antes que yo, dejando profunda huella en mi memoria. Gracias tía Glafi por brindarme en su hogar cuando lo necesite.

A todas las personas que me apoyaron económicamente durante este largo tiempo, comprándome mis manualidades, recomendándome para algún empleo o clase. Gracias a las tías: Sara, Cecilia, Rosa a las primas que nunca fallan.

A Dios por permitirme conocer lo hermoso de la naturaleza, las bendiciones de una familia, un hogar, el irremplazable cariño y compañía de un amigo en los momentos difíciles.

ÍNDICE

	Página
INTRODUCCIÓN	VI
CAPÍTULO 1 CONCEPTOS ASTRONÓMICOS	
1.1 PARALAJE ESTELAR	1
1.2 MAGNITUDES	2
1.2.1 MAGNITUD APARENTE (m)	3
1.2.2 MAGNITUD ABSOLUTA (M)	4
1.2.3 MÓDULO DE DISTANCIA	4
1.3 EXTINCIÓN ATMOSFÉRICA	5
1.3.1 COEFICIENTE DE EXTINCIÓN	5
1.3.2 EXTINCIÓN INTERESTELAR	6
1.4 MAGNITUD BOLOMÉTRICA	8
CAPÍTULO 2 FOTOMETRÍA ESTELAR	
2.1 FOTOMETRÍA	10
2.1.1 SISTEMA UVB	12
2.1.2 FOTOMETRÍA DIFERENCIAL	14
CAPÍTULO 3 ESTRELLAS	
3.1 ¿QUE ES UNA ESTRELLA?	16
3.1.1 GENERACIÓN, EVOLUCIÓN Y MUERTE	16
3.1.2 CUERPO NEGRO	17
3.1.3 LEY DE STEFAN-BOLTZMAN	18
3.1.4 LEY DE DESPLAZAMIENTO DE WIEN	19
3.1.5 TEMPERATURA EFECTIVA	20
3.2 CLASIFICACIÓN DE ESTRELLAS	21
3.3 DIAGRAMA H-R	22
3.4 ESTRELLAS VARIABLES	24
3.4.1 CLASIFICACIÓN Y NOMENCLATURA	25
3.4.2 ESTRELLAS RR LIRA	27
3.4.3 ESTRELLAS CEFEIDAS	28
3.4.4 ESTRELLAS DELTA SCUTI	29
3.4.5 ESTRELLAS EN LA ZONA DE INESTABILIDAD EN EL DIAGRAMA H-R	30

ÍNDICE

3.4.5.1	Determinación de frecuencias de pulsación en estrellas de periodos relativamente corto	30
3.3.5.2	¿Cómo determinar las frecuencias de pulsación en las estrellas Delta Scuti?	31
3.4.6	MECANISMOS DE PULSACIÓN DE LAS ESTRELLAS VARIABLES	32
3.5	RELACION PERÍODO-LUMINOSIDAD	34
CAPÍTULO 4 CÚMULOS ESTELARES Y ASOCIACIONES		
4.1.	CÚMULOS ESTELARES	36
4.1.1	CÚMULOS GLOBULARES	36
4.1.2	CÚMULOS ABIERTOS	37
4.1.3	ASOCIACIONES	39
4.1.4	DETERMINACIÓN DE EDADES Y DISTANCIAS A LOS CÚMULOS	40
CAPITULO 5 ANTECEDENTES DEL CÚMULO		
	ANTECEDENTES PARA NGC 6913 O M29	42
CAPITULO 6 OBSERVACIONES, ANÁLISIS Y REDUCCIÓN DE DATOS		
6.1	DATOS Y ANÁLISIS DE RESULTADOS	46
6.2	FOTOMETRÍA DIFERENCIAL	48
6.3	RESULTADOS	50
CONCLUSIONES		57
APÉNDICES		
	APÉNDICE AI	59
	APÉNDICE AII	63
	APÉNDICE AIII	66
REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS		68

INTRODUCCIÓN

INTRODUCCIÓN

La motivación para elaborar este trabajo de tesis surge debido a mi interés por conocer las propiedades de las estrellas variables y a la recomendación, bastante acertada, del maestro José Peña, quién cuenta con amplia experiencia y conocimiento sobre este tema. Para este trabajo observamos cinco estrellas que se encuentran en la dirección del cúmulo NGC 6913, cuyos tipos espectrales son poco avanzados tempranos y muy calientes, entre las cuales se podrían encontrar alguna o algunas variables de período corto. La observación se hizo en el filtro V del sistema fotométrico UBV. Con el telescopio de 0.84 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, en Baja California, durante la temporada de observación del 13 al 17 de junio de 2004

El cúmulo abierto NGC 6913 o M29, descubierto por Charles Messier el 12 de julio de 1764, se encuentra situado a aproximadamente 1.15 Kpc en una zona de alta densidad estelar de la Vía Láctea en la constelación del cisne (A.R. 20h 23m 57s, declinación $+38^{\circ} 30' 30''$). Su magnitud conjunta V es igual a 7.3 mag * y está formado por estrellas jóvenes del tipo espectral O y B.

Estudios del cúmulo realizados en 1930 por el astrónomo Robert J. Trumpler arrojaron una distancia de 7.20 años luz y un diámetro de 15 años luz. En 1954 W.A. Hiltner del observatorio de Yerkes realizó un estudio de polarización del grupo que reveló la existencia de gran cantidad de polvo interestelar en esa zona de la Vía Láctea, con un valor 1000 veces superior al existente en otras zonas de nuestra galaxia, tal cantidad de polvo puede llegar a absorber tanta luz que el cúmulo podría ser ¡3 magnitudes más brillante si pudiese ser visto directamente!. En este mismo año Harris notó debilitamientos irregulares de la luminosidad de sus estrellas, provocados

INTRODUCCIÓN

tal vez, por el paso por delante del cúmulo de nubes muy densas de materia interestelar.

Como indica Mallas (catálogo Charles Messier, 2005) Las 4 estrellas más brillantes de M29 forman un trapezoide, los segmentos con los cuales se forma este cuadrilátero tienen una longitud de 140' de arco, en dirección Noroeste-Suroeste. Hay otras 3 estrellas formando un triángulo al norte de las anteriores, los vértices de estas figuras están compuestos por estrellas azules y blancas, equidistantemente distribuidas sobre un fondo de estrellas débiles de magnitud 11. M29 Contiene a la estrella variable V 1322 tipo Gamma Casiopea, de color azul, cuyo intervalo de variación oscila desde la magnitud 8.8 a la 9.6. El cúmulo aparece bastante aislado, sobre todo al observarlo en pequeños telescopios. Las fotografías muestran en segundo plano a un gran número de estrellas débiles de la Vía Láctea. (Ver Figura 1 tomada del artículo de Tiff, 1958). M29 Forma parte de la asociación Cyg. OB 1*.

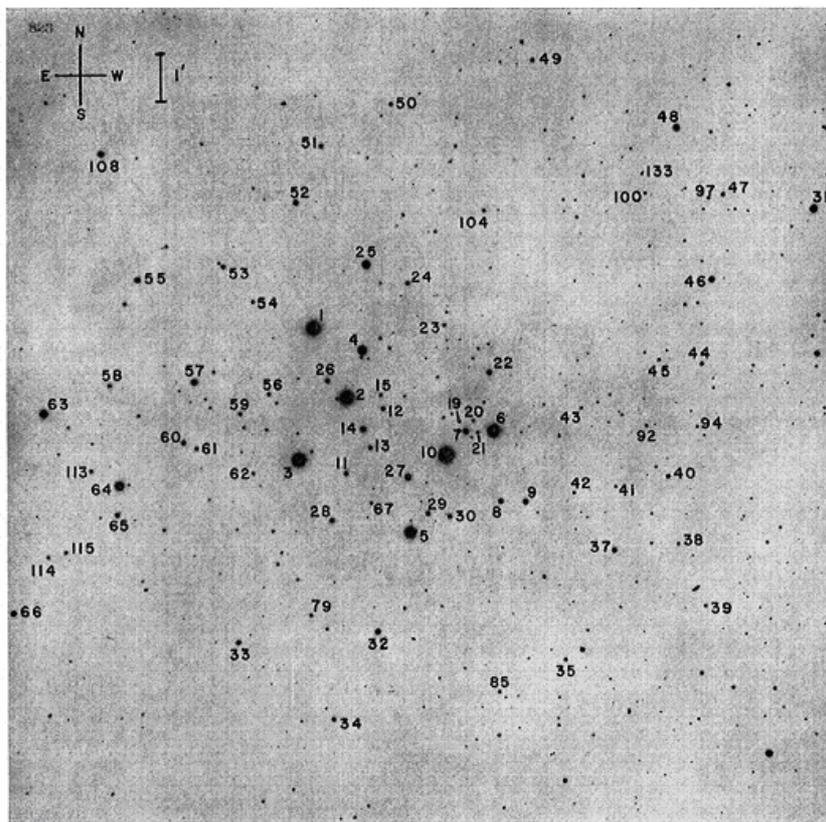


Figura 1 NGC 6913 tomada del artículo de Tiff 1958.

CONCEPTOS

CAPITULO 1. CONCEPTOS ASTRONOMICOS

1.1 PARALAJE ESTELAR

La paralaje, P' es un ángulo cuyos lados indican el cambio de un objeto respecto de otros más lejanos cuando se ve desde puntos diferentes.

A una distancia de un parsec (pc) corresponde a una paralaje de 1 segundo de arco (secarc) o equivalente a, 206,265 U.A. o 3.26 años luz.

Por medio de la paralaje estelar podemos encontrar la distancia a la que se encuentra un objeto celeste a través de la relación trigonométrica tangente de un ángulo, en este caso el ángulo p (en segundos de arco).

En la figura 2 vemos a la Tierra en dos momentos distintos sobre su trayectoria de traslación alrededor del Sol (con una diferencia de seis meses) y una estrella cercana (esta última con respecto al sol). De aquí se aprecia cómo cambia la posición de la estrella cercana respecto de las estrellas distantes, a este cambio se le conoce como paralaje.

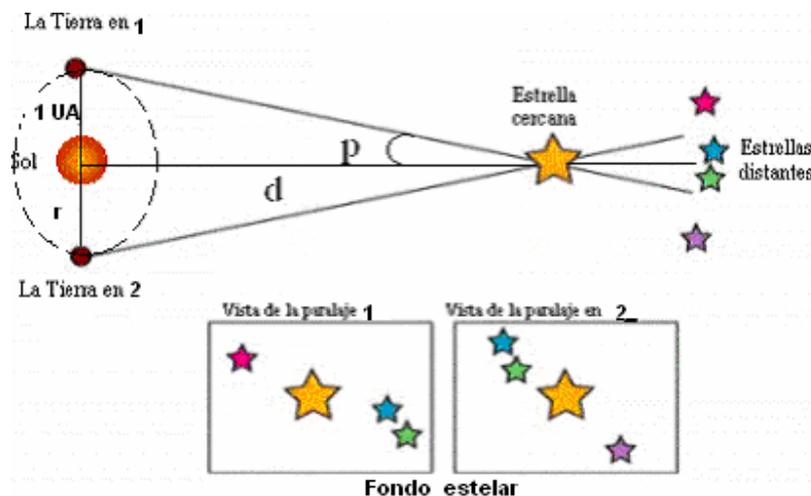


Figura 2. Muestra la posición relativa entre el objeto de observación y una estrella que se encuentra a una distancia d , cuando el ángulo que subtende es p . en la parte inferior, el movimiento aparente de la estrella próxima con relación a dos estrellas de fondo.

CONCEPTOS

De la figura 2 se observa que

$$\text{tg } (p) = r/d \quad (1)$$

Expresión de la cual se obtiene $d = 206265/p''$ (2)

Con d en unidades astronómicas (U.A.)

1.2 MAGNITUDES

Los brillos de las estrellas se miden en un valor denominado magnitud. Una persona no solo necesita un instrumento especial para poder cuantificar el brillo aparente de una estrella, sino un sistema de referencia de brillos estelares con los cuales compararlo para asignarle un valor. La necesidad de medir el brillo aparente de una estrella surgió hace dos mil años con los griegos cuando Hiparco de Nicea (aproximadamente en el año 120 a.C.) clasificó a las estrellas que observaba de acuerdo con su brillo aparente, de esta forma definió una escala de seis magnitudes estelares que consistía en la que las estrellas más brillantes eran de magnitud $m= 1$ y las estrellas más débiles tenían una magnitud $m= 6$, con estos datos realizó uno de los primeros catálogos estelares donde agrupó a más de 1000 estrellas. Posteriormente Ptolomeo (año 180 d.C.) extendió el trabajo de Hiparco. Tanto Hiparco como Ptolomeo realizaron sus “mediciones” a simple vista, lo que generaría problemas posteriormente ya que la respuesta de la visión humana no es lineal.

En 1856 N.R. Pogson confirmó lo que Herschel encontró en sus primeros descubrimientos: una estrella de magnitud uno emite aproximadamente cien veces más flujo de luz que una estrella de magnitud seis. Pogson redefinió las magnitudes de tal manera que la diferencia de estas varía en un factor de $10^{2/5}$ para una magnitud, para dos magnitudes $(10^{2/5})^2$, para tres $(10^{2/5})^3$, en general:

$$F_1/F_2 = 10^{2/5(m-M)} \quad (3)$$

Donde F_1 , F_2 , m y M son los flujos y magnitudes de las estrellas 1 y 2 respectivamente. Si dos estrellas tienen flujos F_1 y F_2 , existe entre las dos una diferencia de magnitud $\Delta m = m - M$ tal que:

CONCEPTOS

$$\log (F_1/F_2) = 2/5 (m-M) \text{ donde } m - M = - 2.5 (\log F_1 - \log F_2) = -2.5 \log (F_1/F_2) \quad (4)$$

El signo negativo nos indica que las magnitudes se hacen mayores a medida que los flujos se hacen más pequeños. Además como en el ojo humano la respuesta al estímulo luminoso es logarítmico y como en el caso anterior la expresión obtenida es en general (Unsöld, 1991).

Con la ecuación (4) se obtiene la siguiente tabla donde $m - M = \Delta m$, $\log(F_1/F_2) = \Delta \log F$ y F_1/F_2 es la razón de flujo de radiación.

Tabla 1 cálculos sencillos que nos permiten tener un panorama más amplio del comportamiento de la ecuación (4).

Δm	1	2.5	5	10	15	20
$\Delta \log F$	0.4	1	2	4	6	8
F_1/F_2	2.512	10	10^2	10^4	10^6	10^8

El cero de la escala fue fijado originalmente en base a la secuencia polar internacional. Esta es una serie de estrellas en la cercanía del polo norte, cuyos brillos fueron medidas con gran precisión y examinadas en cuanto a la constancia de su luminosidad (Unsöld 1991).

Otros factores que afectan el brillo que percibimos de las estrellas pueden ser el efecto de la atmósfera terrestre, el material interestelar, la distribución espectral de cada estrella y la distancia a la que se encuentran. A continuación se presenta una breve descripción de estos efectos.

1.2.1 MAGNITUD APARENTE (m)

En el libro de *Astronomical Photometry* de los autores Henden y Kaitchuck se señala que la clase de brillo o magnitud se define en términos de la densidad de flujo (F) observado. Si la magnitud cero o 0 mag corresponde a la densidad F_0 , todas las otras magnitudes se definen como

$$m = -2.5 \log F/F_0 \quad (5)$$

Si las magnitudes para dos estrellas son m y M y sus densidades de flujo son F_m y F_M respectivamente obtenemos:

$$m - M = - 2.5 \log (F_m / F_M) = - 2.5 \log_{10} (F_m/F_M) \quad (6)$$

CONCEPTOS

Donde F_m es el flujo estándar del punto cero de la escala.

1.2.2 MAGNITUD ABSOLUTA (M)

La energía que se mide de la estrella depende del brillo verdadero y de la distancia de ésta. Si pudiésemos tener a todas las estrellas a la misma distancia se podrían comparar sus brillos intrínsecos y su luminosidad usando sus características fotométricas. La magnitud absoluta, M , de una estrella define el brillo que ésta tendría si estuviera a una distancia de 10 parsecs.

Para estrellas cuyas distancias sean mayores a 10 pc m mayor que M

Para estrellas a distancias menores a 10 pc m menor que M

Para estrellas a 10 pc la magnitud aparente es igual a la magnitud absoluta $m = M$

La expresión que relaciona las magnitudes aparente y absoluta con el concepto de paralaje se detalla a continuación.

1.2.3 MODULO DE DISTANCIA

La diferencia entre magnitud aparente y magnitud absoluta ($m - M$) se conoce como módulo de distancia.

Si tenemos dos estrellas de la misma luminosidad pero a diferentes distancias sean estas d y D . La primera tendrá un flujo de $f_m = f_0/d^2$ la segunda tendrá un flujo $f_M = f_0/D^2$. La diferencia de magnitud entre las dos estrellas será, como se vio en la ecuación (4), entonces:

$$m - M = -2.5 \log_{10} [F_m/F_M] = -2.5 \log_{10} [D/d]^2 = -5 \log_{10} [D/d] \quad (7)$$

Si $D = 10$ pc entonces

$$m - M = -5 \log (10/d) = 5 \log_{10} d - 5 \quad (8)$$

$$M = m - 5 \log_{10} (d) + 5 \quad (9)$$

utilizando el concepto de paralaje donde $d = 1/p$ (p en secarc)

CONCEPTOS

$$M = m + 5 + 5 \log_{10} p \quad (10)$$

$$m - M = -5 - 5 \log p \quad (11)$$

La relación obtenida es la más común utilizada en los libros de Astronomía conocida como módulo de distancia como previamente se había mencionada en este capítulo. Para ser más precisos la relación para encontrar la distancia de un objeto se da en la ecuación (12).

$$10^{(m-M+5)/5} = d \quad (12)$$

1.3 EXTINCIÓN ATMOSFÉRICA

Esta extinción es el debilitamiento de la luz de los objetos celestes, debido a la absorción y dispersión que sufre la luz durante su paso a través de nuestra atmósfera. La extinción es mayor cuanto menor sea la altura del astro sobre el horizonte y es inversamente proporcional a la longitud de onda, lo que provoca que los astros se vean más rojizos cerca del horizonte.

$$m - M = 5 \log_{10} d - 5 + A \quad (13)$$

donde A denominada la extinción, es el número de magnitudes generada a la longitud de onda considerada por el polvo, atmósfera o medio que encuentre la luz a su paso

1.3.1 COEFICIENTE DE EXTINCIÓN

La magnitud observada depende de la posición del observador y de la distancia cenital del objeto, pues estos factores determinan la distancia que recorre la luz de las estrellas a través de la atmósfera.

Si la distancia cenital z no es muy grande, podemos considerar a la atmósfera como una placa plana de espesor constante H , si suponemos $H=1$, entonces la luz atraviesa una masa de aire de longitud x dada por:

$$x = 1 / \cos z = \sec z \quad (14)$$

CONCEPTOS

La magnitud aumenta linealmente con la masa de aire atravesada

$$M = m_0 + kx \quad (15)$$

donde k es el coeficiente de extinción que se puede determinar observando la estrella varias veces durante la noche.

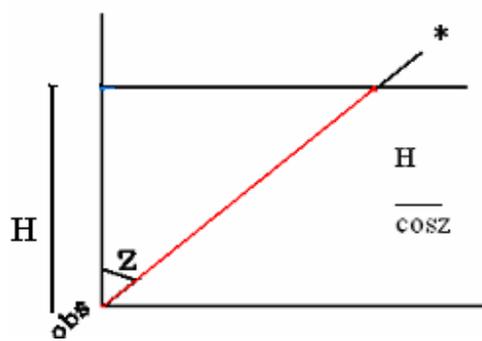


Figura 3. Ésta figura muestra la configuración geométrica para calcular la extinción que sufre la luz al atravesar nuestra atmósfera

1.3.2 EXTINCIÓN INTERESTELAR

En la tesis de María Teresa Valdéz se señala que la extinción interestelar es la disminución del brillo y enrojecimiento de un objeto celeste debido a la absorción del medio interestelar (ver figura 4).

CONCEPTOS

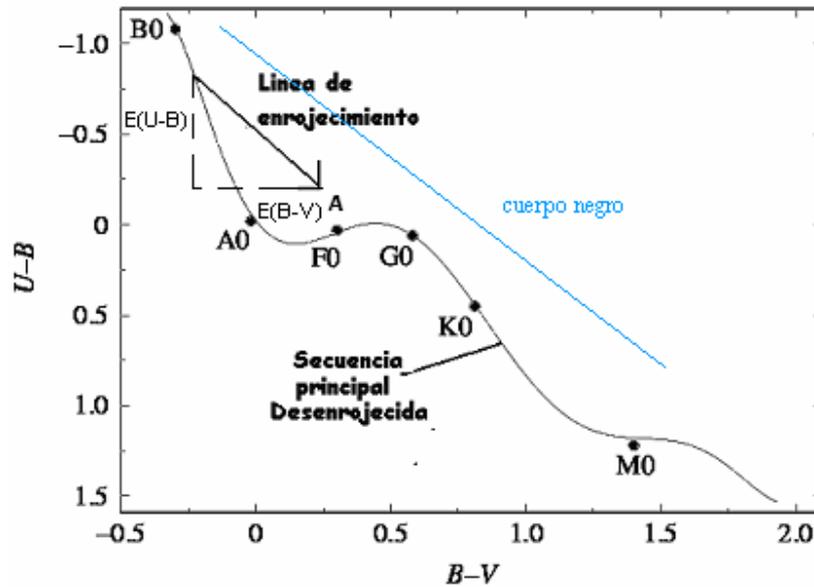


Figura 4 Efectos del enrojecimiento en el diagrama de dos colores.

El exceso de color es uno de los efectos que causa el medio interestelar sobre la luz que proviene del objeto, en este caso la luz azul se dispersa y se absorbe más al rojo produciendo un cambio en el índice de color (B-V). La magnitud absoluta visual de una estrella es:

$$V = M_V + 5 + 5 \log_{10}(p) + A_V \quad (16)$$

Donde A_V es la extinción estelar en el visual. La magnitud absoluta en el azul está dada por:

$$B = M_B + 5 + 5 \log_{10}(p) + A_B \quad (17)$$

Haciendo los cálculos necesarios llegamos a

$$(B-V) = M_B - M_V + A_B - A_V \quad (18)$$

o bien

$$(B-V) = (B-V)_0 + E_{B-V} \quad (19)$$

donde $E_{B-V} = A_B - A_V$ es el exceso de color o enrojecimiento de la estrella.

Ya que el enrojecimiento proviene de una dispersión selectiva más que de un oscurecimiento, se debe aumentar el índice de color observado para la estrella.

CONCEPTOS

Estimando el enrojecimiento de un objeto se puede calcular la correspondiente absorción total A_v (en magnitudes) en la región visual del espectro

Existe otra relación llamada razón de extinción total, dada por

$$R = A_v / (A_B - A_v) = A_v / E_{(B-V)} \sim 3 \quad (20)$$

Donde A_v es la absorción en la magnitud V (visible), A_B es la absorción en la magnitud B y $E_{(B-V)}$ es el exceso de color. De acuerdo con la ley de absorción interestelar, tanto A_v como $E_{(B-V)}$ dependen de la profundidad óptica y R es independiente de ésta, por tanto R es medible directamente de la absorción actual del medio interestelar. El valor promedio de esta R en el filtro V para nuestra galaxia es de $R = 3.05 \pm 0.15$ (Whittet, 1992)

1.4 MAGNITUD BOLOMETRICA

Con los índices de color de las estrellas hacemos referencia a las magnitudes para varias longitudes de onda efectivas, pero se puede buscar la magnitud obtenida cuando tomamos en cuenta la radiación total de la estrella. Esta magnitud se conoce como bolométrica y puede ser aparente (m_b) o absoluta (M_b).

Como la magnitud bolométrica se refiere a la radiación total emitida por la estrella, la expresaremos en términos del radio de ésta y de su temperatura efectiva. Si le asignamos a la superficie de dicha estrella la temperatura efectiva T_e , entonces la luminosidad total, L, de la estrella está dada por:

$$L = 4\pi R^2 k T_e^4 \quad (21)$$

Donde R= radio de la estrella, k es la cte. de Stefan-Boltzman = $5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ grad}^{-4} \text{ s}^{-1}$

A partir de la siguiente relación se pueden calcular los parámetros de una estrella a partir de los parámetros conocidos de otra, estos últimos denotados por el subíndice s.

CONCEPTOS

$$L / L_s = R^2 / R_s^2 (T_e^4 / T_{e-s}^4) \quad (22)$$

y con $M_{bol} = -2.5\log L + c$

$$= M_{bol} - 5\log R + 5\log R_s - 10\log T_e + 10\log T_{e-s} \quad (23)$$

Normalmente no se mide en magnitudes bolométricas si no en corrección bolométrica (BC) que se define como

$$BC = M_{bol} - M_v = m_b - m_v \quad (BC < 0)$$

donde M_v es la magnitud visual absoluta como se definió anteriormente y (BC) es la corrección bolométrica que se puede obtener directamente o mediante interpolaciones a partir de tablas (ver el capítulo 9 del libro *Astrophysical Data: Planets and Star*). Una forma efectiva de hacerlo es graficar una curva suave que pase por los puntos de BC y su correspondiente temperatura así, dada la temperatura de una estrellas, se obtiene una aproximación de la BC asociada.

FOTOMETRÍA

CAPITULO 2. FOTOMETRÍA ESTELAR

2.1 FOTOMETRÍA

El objetivo de la fotometría astronómica es medir el flujo de luz proveniente de un objeto celeste, ya sea estrella, cúmulo, galaxia, etc. A través de esta medición, y dependiendo del sistema fotoeléctrico que se utilice, se pueden determinar ciertos parámetros de interés como son la temperatura, la metalicidad y el enrojecimiento, entre otros.

Para estudiar con precisión las magnitudes estelares es necesario usar un fotómetro. Estos pueden ser placas fotográficas, fotómetros fotoeléctricos y, más recientemente, detectores CCD que miden la intensidad de la radiación en longitudes de onda específicas.

Un sistema fotométrico se define por un conjunto de estrellas (que se denominan estándares de ese sistema) a cada una de las cuales se le asigna una magnitud. Cada sistema fotométrico tiene un conjunto de regiones espectrales, definidas por función de respuesta, en las cuales la intensidad estelar media nos proporciona información sobre las propiedades físicas de las estrellas u objetos de observación. El aspecto más importante de un sistema fotométrico estándar es que una vez hechas las calibraciones se tiene una relación entre las magnitudes e índices de color en ese sistema. Las propiedades físicas de las estrellas en estos sistemas se obtienen a partir de la información recabada en diferentes anchos de banda. Los sistemas de banda ancha nos dan las características del espectro, los sistemas de banda intermedia y los sistemas de banda estrecha nos dan información de las características de la atmósfera estelar.

FOTOMETRÍA

Tabla de sistemas	Fotométricos
Tipo de banda	Intervalo de definición en (Å)
Banda ancha	$\Delta\lambda > 400 \text{ \AA}$
Banda intermedia	$90 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 400 \text{ \AA}$
Banda angosta	$\Delta\lambda < 90 \text{ \AA}$

Tabla 2. Muestra los sistemas fotométricos que existen para estudiar la luz proveniente e los objetos celestes

En el presente trabajo se utilizó un fotómetro fotoeléctrico. La parte más importante de este fotómetro es el detector de luz. Al incidir luz proveniente de cualquier objeto, se produce en el fototubo del fotómetro una corriente eléctrica que es proporcional al flujo de luz que golpeó su superficie. El detector es montado en el telescopio de tal forma que se garantiza que la luz que llega del objeto alcance a dicho detector del fotómetro. La base de operación para los fotomultiplicadores es el efecto fotoeléctrico descubierto por Heinrich Hertz en 1887. El descubrió que cuando la luz de cierto tipo incide en una superficie metálica se libera cierta cantidad de electrones por unidad de tiempo. Además, el número de electrones emitidos es proporcional a la intensidad de luz que incide sobre el metal. En el efecto fotoeléctrico la energía de los fotoelectrones depende de la frecuencia de luz que incide en el metal, así para un metal dado existe una frecuencia umbral ν_{\min} de la luz incidente por debajo de la cual no hay liberación de electrones.

FOTOMETRÍA

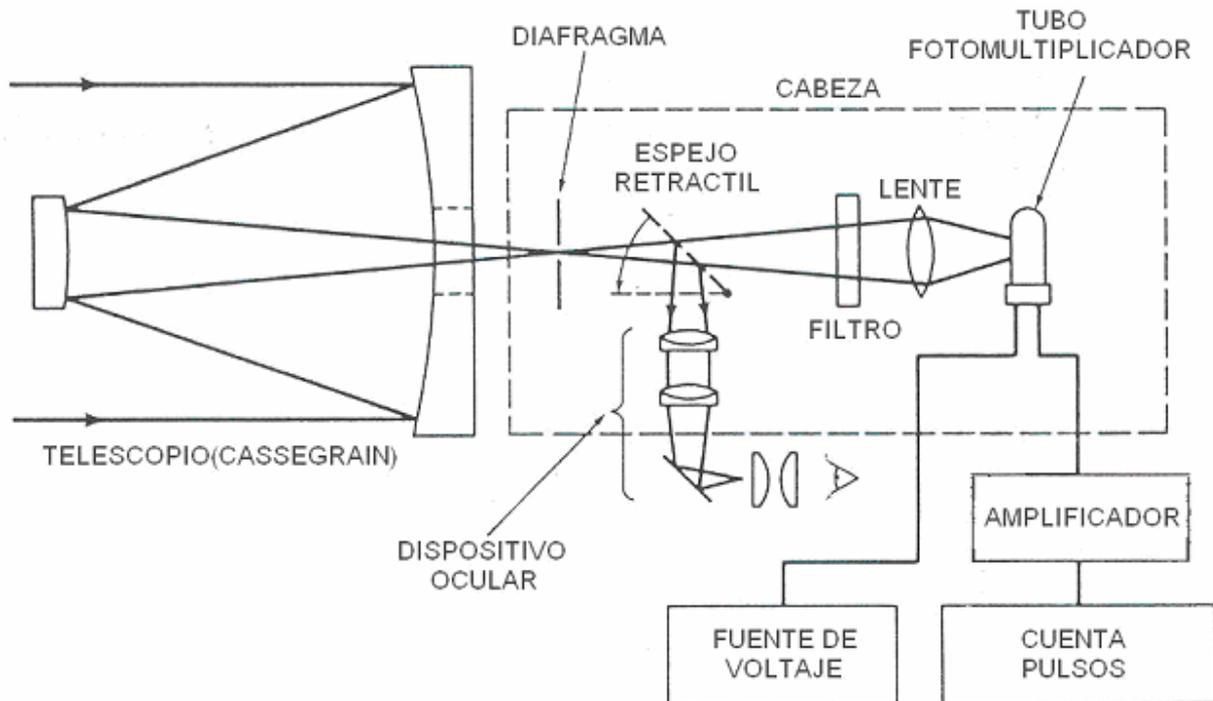


Figura 5 Muestra un diagrama de fotómetro similar al utilizado en este trabajo.

La explicación del efecto fotoeléctrico fue dada por Albert Einstein en 1905. Él encontró que la luz viaja como cuantos de energía, tales que cada cuanto de energía es proporcional a la frecuencia de la luz, ν que incidía sobre el metal ($E \propto \nu$), e inversamente proporcional a la longitud de onda de la misma ($E \propto \lambda^{-1}$). Adicionalmente, encontró que un electrón gana energía cuando absorbe un fotón, sin embargo a menos que la ν sea superior a un cierto valor umbral, no empezará a extraer electrones del metal.

2.1.1 EL SISTEMA UBV

Como sistema patrón para la medición de magnitudes y colores estelares se emplea frecuentemente el sistema UBV (U= ultravioleta B= azul, V= visual), definido y propuesto por Harold L. Johnson y William W. Morgan en 1953 para poder establecer un sistema fotométrico que produjera resultados comparables a las magnitudes amarilla y azul del sistema internacional. El filtro V se eligió para que la magnitud fuera casi idéntica a la magnitud fotovisual, la magnitud B corresponde a la azul fotográfica, este filtro B actualmente se divide en dos: uno azul y otro que bloquea el ultravioleta; el

FOTOMETRÍA

filtro U fue elegido para un rango de longitudes más cortas que 3650 Å (que es la longitud de onda de la discontinuidad de Balmer). A los filtros anteriores se anexaron posteriormente el R= rojo = red y el I = infrarrojo = infrared.

U = de 3000 a 4000 Å

V = de 3600 a 5500 Å

B = de 4800 a 6800 Å

R = de 6800 a 7000 Å

I = de 2400 a 9000 Å

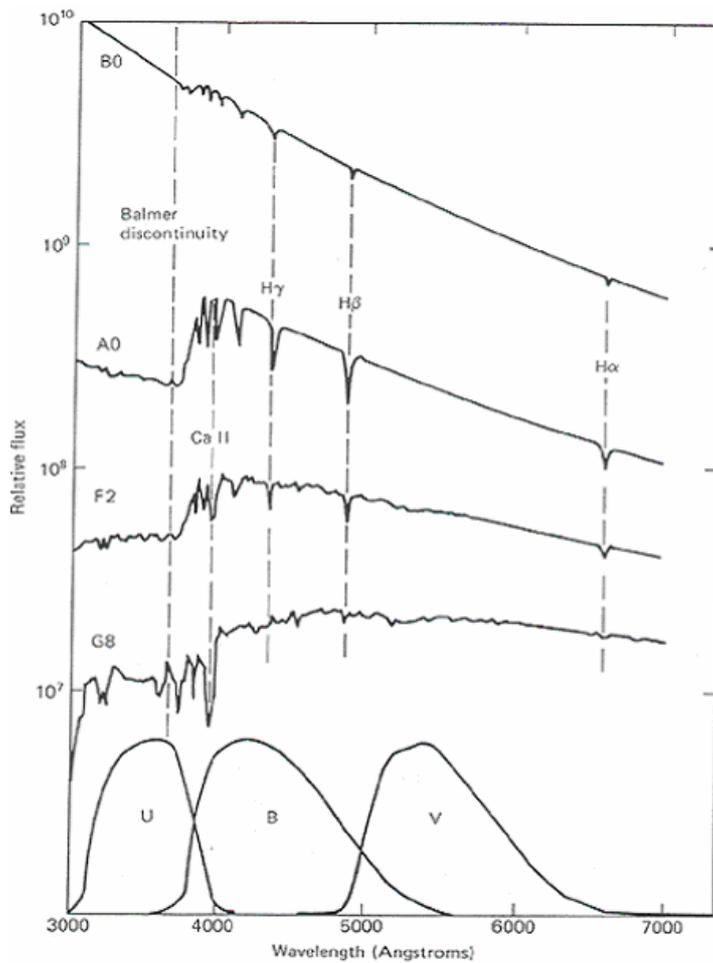


Figura 6. Esquema de los espectros de algunas estrellas que se encuentran en la secuencia principal

FOTOMETRÍA

En este sistema se definen los índices de color (B-V) y (U-B) donde (U-B) da esencialmente una medida de la cantidad de radiación ultravioleta emitida por la estrella y (B-V) mide la temperatura de la estrella, siendo negativo para muchas estrellas azules y positivo para estrellas rojas .

En el presente trabajo solo se midió con el filtro V del sistema de banda ancha propuesto por Harold L. Johnson y William W. Morgan.

La fotometría UBV hace posible medir los colores intrínsecos de las estrellas, determinando primero la cantidad de enrojecimiento interestelar (el polvo interestelar absorbe más luz azul que roja, haciendo que un objeto se vea más rojo de lo que es en realidad , como se menciona en la sección 2.3 de esta tesis). Al graficar los índices (B-V) vs. (U-B) se observa el efecto de enrojecimiento. El cambio en la cantidad de color producido por el polvo se llama exceso de color y se denota por $E(B-V)$ y $E(U-B)$, (este da una medida directa del enrojecimiento). Con estos datos se generó una serie de escalas: (B-V) y (U-B) cuanto mayor sea el número resultado del análisis, más roja es la estrella.

2.1.2 FOTOMETRIA DIFERENCIAL

Es la técnica más adecuada para la observación de estrellas variables de período corto (ciclos de variación del orden de horas), con la cual se miden las pequeñas variaciones de brillo (milésimas a centésimas de magnitud) de las estrellas variables.

Para esta técnica se utiliza una segunda estrella de casi el mismo color y brillo que la variable, esta segunda estrella es usada como estrella de comparación y debe estar tan cerca de la variable como sea posible. Una de las razones por las que se busca cercanía es que la corrección por extinción puede ser ignorada pues la luz de ambas pasa a través de las mismas capas atmosféricas. Todos los cambios de la variable se determinan como la diferencia entre la magnitud de ésta y la magnitud de la estrella de comparación. Otra razón para este procedimiento es que si se escoge una estrella de prueba podemos comparar variabilidad o no variabilidad de la estrella de comparación. Otra ventaja de usar la técnica fotométrica diferencial es que no es necesaria la calibración de un sistema

FOTOMETRÍA

fotométrico estándar y los resultados son suficientes para determinar, con la precisión deseada, las curvas de luz.

El proceso de observación es alternar entre la variable y la estrella de comparación, midiéndolas continuamente a lo largo de la noche durante el máximo tiempo posible. Para eliminar la posibilidad de haber utilizado como estrella de referencia una posible no reportada estrella variable, se utilizan como estándares al menos dos estrellas de referencia. Si su comportamiento es análogo durante la observación, con diferencias del orden de milésimas de magnitud, se consideran entonces como estrellas constantes. El proceso de la medición consiste en centrar cada estrella en un diafragma para que la luz incida en el detector después se registra la medición y el tiempo. Una vez que se ha hecho esto se mueve la estrella y se mide el fondo del cielo, este paso es necesario pues las mediciones de la estrella en realidad incluyen la estrella y el fondo del cielo. El proceso anterior se repite para cada estrella.

ESTRELLAS

CAPITULO 3. ESTRELLAS

3.1 ¿QUÉ ES UNA ESTRELLA?

Las estrellas son inmensas esferas de gas, las cuales tienen una gran masa y emiten energía por medio de ondas electromagnéticas. Una estrella está compuesta de plasma en equilibrio hidrostático.

Como la estrella posee masa tiene un campo gravitacional que provocaría que la estrella se colapsara si no existiese alguna otra fuerza que la equilibre, ésta es la presión de radiación, la resultante se llama equilibrio hidrostático.

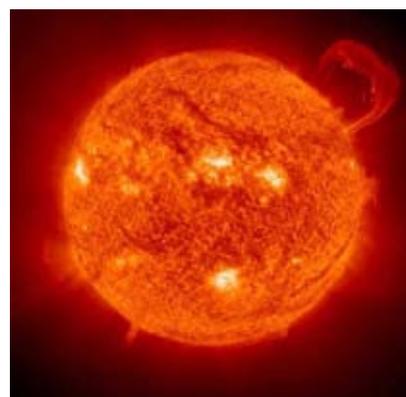


Figura 7 Sol: Estrella de Estrellas.

3.1.1 GENERACIÓN, EVOLUCIÓN Y MUERTE

Una estrella genera energía mediante reacciones termonucleares de fusión. Esta energía es emitida al espacio como ondas electromagnéticas las cuales nos permiten detectar las estrellas. Las radiaciones emitidas son de diferentes tipos y van desde ondas de radio, pasando por luz visible y ultravioleta hasta frecuencias aún mayores.

Las reacciones de fusión nuclear se inician con el hidrógeno el cual es convertido en helio. Cuando quede muy poco hidrógeno en el centro, la estrella comenzará a fusionar átomos de helio, por lo que aumentará su temperatura y tamaño considerablemente transformándose en una estrella gigante roja; después, dependiendo de la masa que ésta tenga, se podrá convertir en una enana blanca, una estrella de neutrones, un agujero negro u otro objeto.

3.1.2 CUERPO NEGRO

Un cuerpo negro se define como un cuerpo capaz de absorber toda la radiación que le llega a una cierta frecuencia, pero no la emite en esa misma frecuencia a cualquier temperatura, aunque esto no quiere decir que no la emita en otro tipo de frecuencia del espectro electromagnético, de hecho emite una radiación térmica característica que depende exclusivamente de la temperatura a la que se encuentre el objeto. La radiación emitida por el cuerpo negro puede ser explicada por la ley de la radiación de Max Plank

La expresión de Plank para la densidad espectral del campo está dada por

$$\rho(\omega) = (\hbar\omega^3/\pi c^3) (1/e^{\hbar\omega/k T} - 1) \quad (24)$$

donde $k = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ grad}^{-4} \text{ s}^{-1}$ (constante de Boltzman), $\hbar = 1.05 \times 10^{-27} \text{ erg s}^{-1}$ (constante de Plank), $c = 3 \times 10^{10} \text{ ms}^{-1}$ (velocidad de la luz), $\omega = 2\pi\nu = 2\pi c/\lambda =$ frecuencia angular o frecuencia de la radiación emitida por la estrella (donde $\nu = c/\lambda$) y $T =$ temperatura a la cual se encuentra la estrella. En esta relación podemos ver que la densidad de energía de un cuerpo negro $\rho(\omega)$, depende de la frecuencia de la radiación emitida del cuerpo (que en astronomía es una estrella) y la temperatura a la cual se encuentra ese objeto.

En la figura 8 se muestra cómo hay un máximo de emisión para cada temperatura en esa longitud de onda.

ESTRELLAS

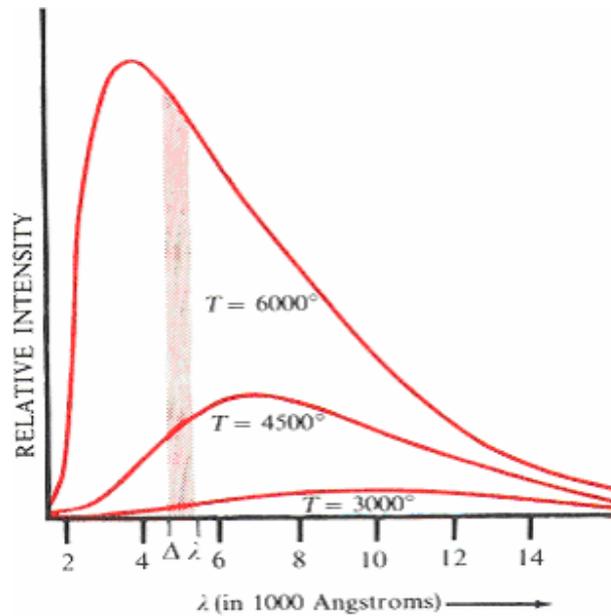


Figura 8. La gráfica muestra la intensidad de la radiación emitida por un cuerpo negro en función de su longitud de onda.

Muestra también el desplazamiento de la longitud de onda en el máximo de intensidad junto con su incremento de temperatura. El segmento sombreado representa la energía emitida por segundo en un intervalo $\Delta\lambda$.

Las estrellas pueden compararse con un cuerpo negro, si conocemos su luminosidad podemos calcular su temperatura efectiva mediante la ley de Stefan-Boltzman, también podemos obtener la longitud de onda en que hay un máximo de emisión mediante la ley de Wien (ver secciones siguientes).

3.1.3 LEY DE STEFAN-BOLTZMANN

La ley de Stefan-Boltzmann nos permite relacionar la luminosidad intrínseca de un cuerpo negro y su temperatura. Su expresión es:

$$L = skT^4 \quad (25)$$

donde L es la luminosidad intrínseca del objeto, s es su área superficial y k es la constante de Stefan-Boltzmann que se mencionó en la sección anterior.

ESTRELLAS

3.1.4 LEY DE DESPLAZAMIENTO DE WIEN

La figura 8 muestra la densidad de energía de Plank donde se encuentra la relación entre la intensidad relativa y la longitud de onda para cuerpos negros a distintas temperaturas. Si se varía la temperatura entonces la longitud de onda en la cual la estrella emite con mayor intensidad también varía, esta es en sí la ley de desplazamiento de Wien.

$$\lambda_{m\acute{a}x} T_{ef} = 0,29 \text{ [cm}\cdot\text{K]} \quad (27)$$

λ_{max} indica la longitud de onda para la cual la estrella tiene su máxima emisión y T_{ef} la temperatura efectiva del cuerpo negro.

$$\rho(\omega) = \omega^3 f(\omega/T) \quad (28)$$

donde para frecuencias altas (bajas temperaturas), con $\lambda = \lambda_{max}$ (o $hc/\lambda kT \gg 1$) tenemos que $e^{hc/\lambda kT} \gg 1$ o lo que es igual $e^{\hbar\omega/kT} \gg 1$ obtenemos:

$$\rho(T) = \hbar\omega^3 / \pi^2 c^3 (e^{-(\hbar\omega/kT)}) \quad (28.1)$$

conocida como la Ley de Wien.

Existe otro caso límite para frecuencias bajas (altas temperaturas) con $\lambda \gg \lambda_{max}$ o $(hc/\lambda kT) \ll 1$, se tiene entonces $e^{hc/\lambda kT} = 1 + hc/\lambda kT$ o de forma similar $e^{\hbar\omega/kT} - 1 = \hbar\omega/kT$ con lo cual:

$$\rho(\omega) = (\omega^2 / \pi^2 c^3) kT \quad (29)$$

$$\rho(\omega) = \hbar\omega^3 / \pi^2 c^3 (kT / \hbar\omega) = \omega^2 / \pi^2 c^3 (kT) \quad (29.1)$$

llamada Ley de Rayleigh-Jeans.

ESTRELLAS

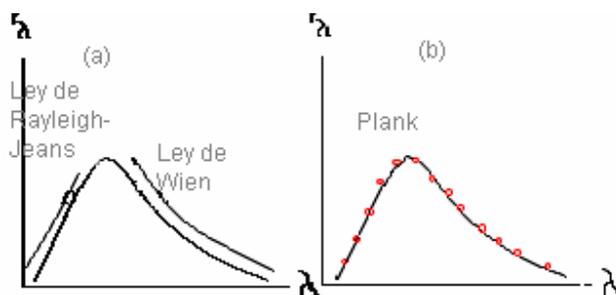


Figura 9. (a) Esta gráfica muestra los casos límites de las leyes de Wien y Rayleigh-Jeans (b) La Ley de Planck mostró que las leyes de Wien y Rayleigh-Jeans eran los casos límite de una expresión que explicaba el comportamiento de la radiación de cuerpo negro

La ley de Wien coincidía con los resultados experimentales solo para el caso de longitudes de onda corta, mientras que para el caso de longitudes de onda larga los resultados experimentales coincidían con la Ley de Rayleigh-Jeans. Fue hasta que Max Planck explicó que las ondas electromagnéticas no radian/emiten en forma continua sino en “paquetes” de energía llamados Cuantos de energía (ver figura 9).

3.1.5 TEMPERATURA EFECTIVA

La temperatura efectiva de una estrella es la temperatura que tendría un cuerpo negro si éste pudiera emitir el mismo flujo que una estrella, esta definición permite aproximar una estrella a un cuerpo negro y, así, saber más de la estrella u objeto celeste que emite radiación.

Si conocemos la luminosidad de una estrella y su radio podemos calcular su temperatura efectiva, con la ley de Stefan-Boltzmann

$$T_{ef} = \sqrt[4]{\frac{L}{4\pi R^2 \sigma}} \quad (30)$$

Para obtener la longitud de onda en la cual le estrella emite el máximo de su luminosidad relativa se aplica la ley de desplazamiento de Wien.

ESTRELLAS

3.2 CLASIFICACIÓN DE ESTRELLAS

Se denomina espectro electromagnético o radiación electromagnética de una estrella a la distribución energética del conjunto de ondas electromagnéticas que nos envía un objeto. En un espectro se diferencian dos partes: el continuo y las líneas. La radiación emite o absorbe se detecta por medio de un espectrógrafo, el cual es un dispositivo que dispersa la luz de modo que detecta la intensidad de la longitud de onda de la información que recibe, éste aparato nos permite medir la longitud de onda, la intensidad, la frecuencia, entre otras características, de cada línea en el espectro de una estrella dichas líneas corresponden a los diferentes elementos presentes en la atmósfera de las estrellas, tienen un ancho natural y único debido a las propiedades atómicas de cada elemento.

En 1943 los astrónomos W.W. Morgan, P.C. Keenan y E. Kellerman, para definir las clases de luminosidad en las cuales se basa la clasificación espectral bidimensional o de dos parámetros, formularon un sistema donde la luminosidad de las estrellas se pone función del diagrama H-R. Es así como se define la clasificación espectral MK, dicho trabajo fue realizado en el observatorio de Yerkes de la Universidad de Chicago. Posteriormente, en la Universidad de Harvard se perfeccionó este método que es el más utilizado actualmente por los astrónomos. La clasificación espectroscópica de Harvard es:

O - B - A - F - G - K - M - S - C

Azules amarillas rojas

Esta clasificación cataloga las estrellas de acuerdo a su temperatura superficial y su tipo espectral, permitiendo conocer las características de cada estrella que estudiamos.

ESTRELLAS

Tipo	Temp.[K]	Características:
O	35 000 a 20 000	Estrellas azul-violetas y blancas muy calientes. Poseen fuertes líneas de absorción de He II (que son de emisión en algunos casos). Líneas de absorción de He I comienzan a hacerse visibles.
B	20 000 a 12 000	Estrellas azules y blancas calientes. Poseen fuertes líneas de absorción de He I. Líneas de absorción de H I, comienzan a hacerse visibles.
A	12000 a 8000	Son estrellas blancas que poseen fuertes líneas de absorción que se van haciendo más tenues a medida que el índice de color va hacia F.
F	8000 a 7000	Estrellas de color blanco y amarillo, que tienen líneas Fe I y metales neutros.
G	7000 a 5000	Corresponden a estrellas de color amarillo, que poseen un espectro similar a nuestro Sol. Al igual que las de tipo F, tiene línea de Ca II que van disminuyendo a medida que nos acercamos al tipo K.
K	5000 a 3500	Son estrellas anaranjadas y frías, que poseen líneas de Ca II, H y K que van atenuándose a medida que el índice de color va hacia K.
M	menores que 3500	Estrellas muy frías y de color rojo. Su espectro está constituido principalmente por bandas de absorción molecular, especialmente de Óxido de Titanio (TiO). También poseen líneas de absorción de metales neutros.
S	3000	Dominante óxido de zirconio (ZrO)
C	2500	Intensas bandas de moléculas de carburos CH, CN

Tabla 3. En esta tabla se muestra en la primera columna el tipo espectral, en la segunda columna la temperatura y en la tercera las características estelares con la clasificación de Harvard.

3.3 DIAGRAMA H-R

Se le llama así por haber sido elaborado por dos astrónomos Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell. El diagrama muestra la evolución estelar por medio de los tipos espectrales o la temperatura en el eje X y la magnitud absoluta o aparente en el eje Y. Las estrellas que se encuentran quemando hidrógeno en su centro se encuentran en una banda conocida como la secuencia principal y a lo largo de la cual las estrellas evolucionan y posteriormente se separan de ella, originando cambios en los diagramas de color magnitud.

ESTRELLAS

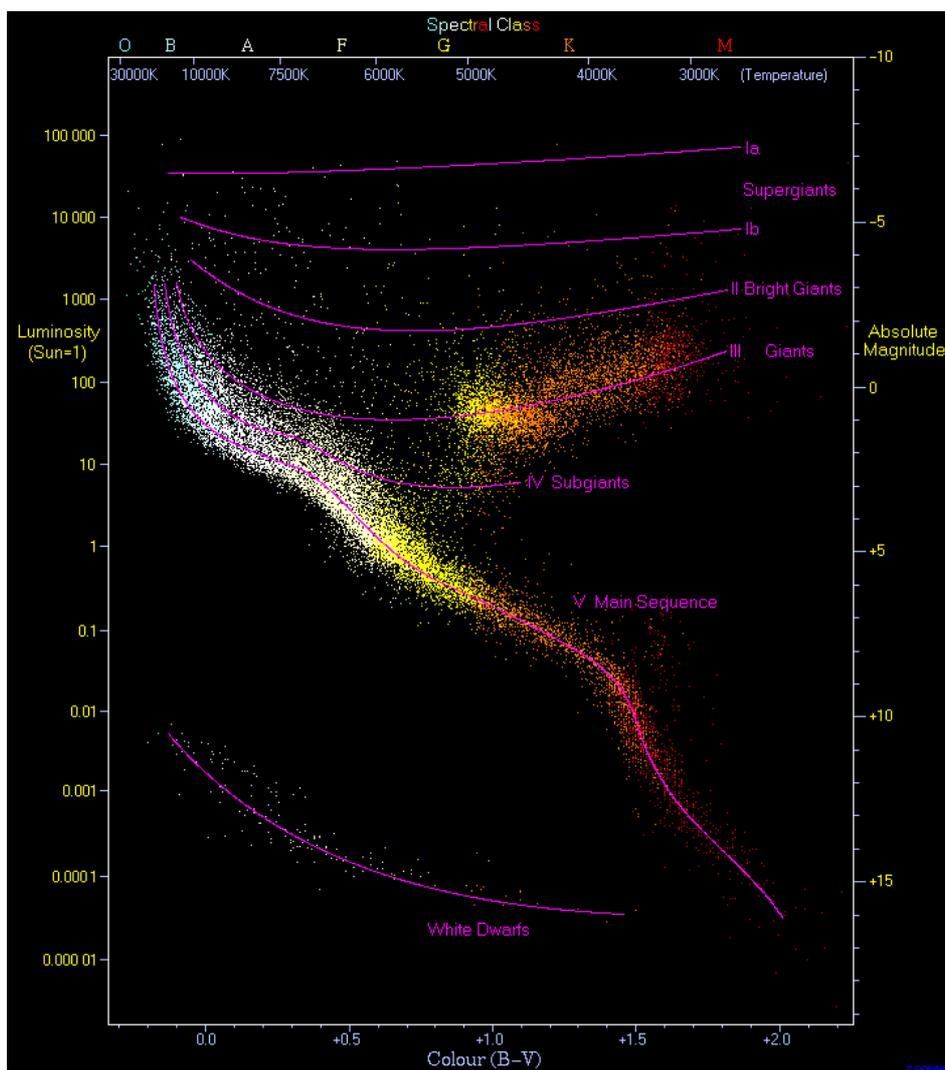


Figura 10. Ésta grafica muestra la evolución de las estrellas a lo largo de la secuencia principal, en el eje horizontal superior se encuentra el tipo espectral o temperatura, en el horizontal inferior el índice de color (B-V), en el eje vertical izquierdo la luminosidad (comparado con el Sol) y en derecho la magnitud absoluta.

Las estrellas más masivas evolucionan más rápido separándose de la secuencia principal, es por eso que en la parte superior izquierda del diagrama se ve menos poblado; las estrellas menos masivas, mucho menos brillantes, permanecerán por largo tiempo en la secuencia principal (ver figura 10).

Al observar la figura 10 encontramos que hay grupos, cada uno con características bien definidas, éstas son las llamadas poblaciones, actualmente hay dos poblaciones bien establecidas y es sobre éstas en las que centraremos nuestro estudio. Las de Población I contienen cantidades significativas de elementos más pesados que el Helio (metales), se encuentran en los brazos espirales de la

ESTRELLAS

galaxia y en cúmulos estelares abiertos, son estrellas jóvenes. Las estrellas de población II tienen una gran deficiencia en metales, son estrellas viejas que se encuentran en cúmulos globulares y en el núcleo de la Vía Láctea.

3.4 ESTRELLAS VARIABLES

Existen estrellas cuyo brillo varía con el tiempo, debido a las condiciones físicas como temperatura superficial, brillo, volumen, presión interna, etc. imperantes en la estrella, estos objetos se denominan estrellas variables. Existen otras variables cuyos cambios no se deben a sus propiedades sino a agentes externos. Estas son las **extrínsecas** o geométricas cuyas variaciones no dependen de sus propiedades físicas internas, sino de factores externos, como por ejemplo tener una o más compañeras están son llamadas eclipsantes, o también pueden presentar obscurecimiento de su luz por el polvo estelar, etc.

Las estrellas variables **intrínsecas** son aquellas cuyas variaciones dependen de sus propiedades físicas internas como las descritas anteriormente. La variación del brillo aparente es la propiedad que se detecta más fácilmente en este tipo de estrellas. Esta variación, junto con el tiempo, nos proporciona la información de la naturaleza del objeto, para clasificarla y estudiarla

Las intrínsecas pueden dividirse en dos tipos básicamente: las pulsantes y las eruptivas. Las primeras se encuentran en una etapa de evolución más avanzada que la del sol debido a que han quemado la mayor parte del hidrógeno en su núcleo, por lo que la mayoría son gigantes, aunque también se les puede encontrar en la secuencia principal y con las enanas blancas. El otro tipo de estrellas variables del tipo intrínseco son las variables eruptivas (o cataclísmicas), en las cuales el brillo aumenta abruptamente seguido de una erupción la cual afecta a toda la atmósfera de la estrella. En este incremento de brillo se produce un aumento de temperatura de la estrella. Cuando el máximo en el brillo ha pasado, la temperatura baja lentamente, ejemplos de esto son las estrellas novas o supernovas. En cuanto a estas últimas, sus variaciones se deben a que no están en equilibrio hidrostático, es decir, aquí la gravedad actuando en la masa superficial de la estrella no esta

ESTRELLAS

balanceada con la presión, entonces si la estrella se expande por la presión del gas, la densidad disminuye hasta que se rompe el equilibrio hidrostático, si domina la gravedad entonces la estrella se contrae y aumenta de nuevo la presión del gas en las capas superficiales y el ciclo comienza de nuevo. Como es de suponer en este tipo de objetos hay movimientos dinámicos donde los más simples son los movimientos radiales, debidos al desequilibrio entre la presión de radiación y la contracción gravitacional.

3.4.1 CLASIFICACIÓN Y NOMENCLATURA

La clasificación de las estrellas variables pulsantes se basa en la forma de sus curvas de luz que son registros gráficos del cambio de su magnitud contra el tiempo. El periodo de pulsación es el parámetro básico que nos define de que tipo es la variable, aunque existen varios tipos aquí solo se especifican algunos cuyo periodo varia de algunas semanas hasta unas pocas horas o incluso minutos. Las características principales de las estrellas pulsantes se resumen en la tabla 4.

estrellas pulsantes			
tipo	periodo	Pop	SpT
cefeidas	1-50 d	I	F6-K2
W Vir	2-45 d	II	F2-G6
RR Lira	1.5-24 h	II	A2-F6
Delta Scuti	1-3 h	I	A2-F5
SX Phe	1-3 h	II	A2-F5

Tabla 4. Esta tabla muestra las propiedades físicas de las estrellas variables pulsantes de período corto: son tipo de variable, periodo, tipo de población y clase espectral.

En la siguiente gráfica se muestra la evolución estelar para las estrellas variables, de acuerdo con su tipo espectral.

ESTRELLAS

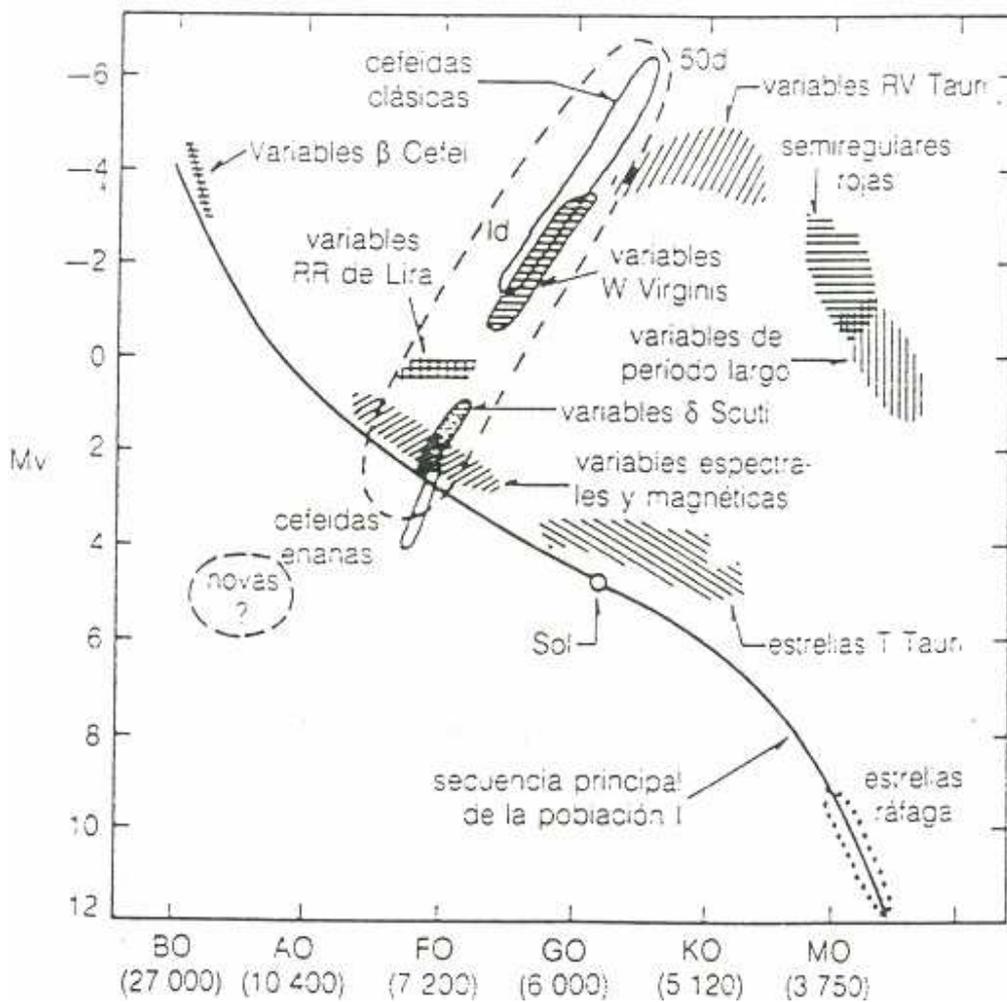


Figura 11. Esta figura muestra la ubicación de las estrellas variables en el diagrama H-R.

Las variables intrínsecas al ser graficadas en el diagrama H-R (ver figura 11) muestran una distribución bien definida en áreas divididas en cuatro grupos:

- una franja vertical desde la magnitud visual +1 hasta la -6, que contiene la mayor parte de las estrellas variables periódicas (regulares). A esta franja se le conoce como franja de inestabilidad.
- a la derecha de la franja de inestabilidad, que es casi a la derecha de la secuencia principal entre magnitudes 9 y 10, aquí se encuentran estrellas de diferentes tipos y grados de irregularidad.
- cerca de la secuencia principal hay diversos tipos de estrellas pulsantes de periodos cortos y

ESTRELLAS

amplitudes de oscilación pequeñas.

- (d) las variables ZZ ceti, en la posición de las enanas blancas, colindando con la secuencia principal

En el caso de estrellas variables regulares o periódicas también existen subdivisiones como las siguientes:

- las de periodo corto: con un periodo desde horas hasta aproximadamente 50 días
- las de largo periodo: tienen un periodo de más de 50 días hasta años.

Nomenclatura: Cuando una nueva estrella variable es descubierta su nombre va de acuerdo a la constelación donde se localiza. El nombre de la primera estrella variable identificada en una constelación inicia con r y luego el nombre de la constelación, el de la segunda localizada es s y así sucesivamente hasta Z si hay más variables y las letras se acaban se procederá a poner RR a la siguiente RS y así hasta RZ, si todavía hacen falta procedemos de la misma forma hasta ZZ, continua la siguiente con AA hasta cerrar con QZ y a continuación las siguientes se denotan anteponiendo la letra V al numero de variable de la estrella en dicha constelación.

3.4.2 ESTRELLAS RR LIRA

Conny Aerts (2000) establece que las estrellas RR lira son considerada junto con las Cefeidas, estrellas pulsantes radiales clásicas, monoperiódicas cuyo periodo de oscilación es de aproximadamente 1.5 a 24 h. Esta clase de variables se puede dividir en tres tipos RRa, RRb, RRc.

Las estrellas RR lira fueron descubiertas en cúmulos globulares por Baley en 1895. Su distribución espacial esférica y sus propiedades cinéticas las colocan como estrellas de población II. Cuando tenemos datos muy precisos sobre el nacimiento de este tipo de estrellas, podemos obtener información sobre la nube o cúmulo al cual pertenece y la abundancia de elementos pesados que hay en esa zona (cuyos valores suelen estar entre 0.0001 y 0.01 con respecto a la abundancia que se encuentra en nuestra vecindad solar). La información que estas estrellas brindan hace que sean

ESTRELLAS

usadas para calcular las edades del cúmulo al cual pertenecen e inclusive son consideradas estándares de la evolución galáctica.

La magnitud absoluta visual de las estrella RR Lira varía de cero a uno y su tipo espectral de A2 a F6. Todas las estrellas que tienen entre 0.5 y 2 masas solares queman Helio degenerado en su núcleo, pero solo las que tienen 0.75 masas solares se convertirán en RR Lira.

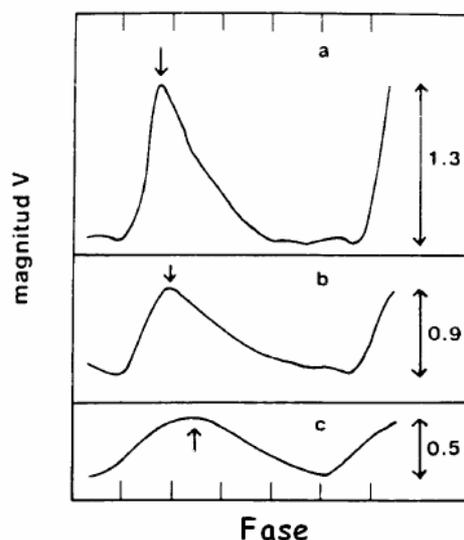


FIGURA 12. Estas son las curvas de luz típicas de las estrellas RR Lira y muestra cómo se dividen de acuerdo a su período

Dentro de las estrellas pulsantes destacan los siguientes grupos.

3.4.3 ESTRELLAS CEFÉIDAS

Estas estrellas fueron descubiertas a principios del siglo XX por Henrietta Leavitt (ella también encontró las RR Lira). Las estrellas Cefeidas clásicas también llamadas δ Cefeo o Cefeidas tipo I, se nombran así por haber sido descubiertas en la constelación de Cefeo, son las más brillantes y tal vez el grupo mejor conocido y homogéneo de las estrellas pulsantes. Existen Cefeidas de largo período y Cefeidas de corto período

ESTRELLAS

Las Cefeidas tienen un periodo que va de 1 a 50 días y una clase espectral de F5 a K2, es decir, son gigantes y súpergigantes. En nuestra galaxia se encuentran situadas en el plano galáctico y participan de la rotación de la galaxia.

Las Cefeidas tipo II o W Virginis situadas en el núcleo y halo galáctico tienen características similares a las Cefeidas, pero con magnitudes absolutas de 1 a 2 y masas del orden de 0.4 a 0.6 masas solares. Son estrellas viejas que pertenecen a cúmulos globulares y se encuentran en el halo y regiones centrales de la galaxia perteneciendo a las estrellas de población II.

Existe una relación, llamada ley período-luminosidad, que vincula directamente la magnitud absoluta de una estrella cefeida (calculada en el máximo de su curva de luz) con el valor de su período de pulsación. El aumento de la luminosidad de las Cefeidas en función del período, tomado de la relación período-luminosidad, es compatible con la teoría de la pulsación estelar según la cual la luminosidad depende del radio y, a su vez, este último es proporcional al período. La consecuencia más importante de la relación período-luminosidad es que proporciona un método razonablemente seguro para evaluar la magnitud absoluta de una Cefeida, una vez conocida ésta, es posible conocer la distancia calculando la diferencia respecto a la magnitud aparente por medio del llamado módulo de distancia mencionado anteriormente (ver figura 14). Por este motivo, las Cefeidas tienen también el importante papel de indicadores de distancia. Como tales, su importancia en astronomía para la medida de las distancias extragalácticas es enorme. Por ejemplo, identificar una Cefeida en una galaxia distante y medir su período de pulsación permite conocer inmediatamente su distancia, y con ella, la de la galaxia misma.

3.4.4 ESTRELLAS DELTA SCUTI

Estas estrellas forman un grupo muy numeroso, en el diagrama H-R se encuentran en los límites donde la franja de inestabilidad corta la secuencia principal, entre los tipos espectrales A2 y F5, los límites de la franja de inestabilidad indican dónde las pulsaciones serán más probables.

ESTRELLAS

El periodo de pulsación de las estrellas Delta Scuti es varía de 0.03^d hasta 0.30^d , con una amplitud de 0.02 mag. Las propiedades de las estrellas Delta Scuti que se encuentran en la secuencia principal (SP) difieren de aquellas que tienen mayor luminosidad. En la SP los períodos son de alrededor de una hora y las amplitudes generalmente son pequeñas (menor o igual que 0.02 mag); las más luminosas tienen periodos más largos y casi siempre muestran amplitudes grandes.

3.4.5 ESTRELLAS EN LA ZONA DE INESTABILIDAD EN EL DIAGRAMA H-R

La pulsación es una de las características más importantes en una fase bien definida en la vida de una estrella (durante su permanencia en la franja de inestabilidad del diagrama Hertzsprung Russell). Dependiendo del número y del tipo de oscilaciones excitadas se definirán casos de pulsación relativamente sencillos o casos más complicados. En los casos más sencillos solo se excitan los modos radiales cuyas frecuencias de pulsación son relativamente fáciles de determinar. Sin embargo, la detección de pulsaciones no radiales requiere un mayor esfuerzo del que puede desarrollarse desde un solo observatorio por lo que es necesaria la observación desde al menos dos sitios de observación y, preferentemente, desde más sitios observacionales. Este campo, que en la terminología científica se conoce con el nombre de Astrosismología, se hace cada vez más importante a medida que se va descubriendo que el número de modos excitados es mayor del que se suponía.

3.4.5.1 Determinación de frecuencias de pulsación en estrellas de periodos relativamente corto.

En general, si se trata de encontrar frecuencias estables en series de tiempo se requiere contar con grandes cadenas de datos. Estas condiciones se pueden encontrar en las curvas de luz de las estrellas antes mencionadas.

Las estrellas Delta Scuti están situadas en la extensión de la franja de inestabilidad que atraviesa a la secuencia principal entre los tipos espectrales A2 y F5. Sus periodos de pulsación varían entre unos 30 minutos y varias horas. Las amplitudes de las curvas de luz y de sus velocidades radiales son pequeñas, de unas cuantas centésimas de magnitud. La mayoría de ellas son estrellas de

ESTRELLAS

población I, aunque hay ejemplos de población II. Cálculos teóricos y comparaciones con las observaciones en los últimos veinte años apuntan fuertemente a que los mecanismos de ionización en las envolturas sean la causa principal de la pulsación. Zhevakin (1963) y Cox (1974) propusieron que la pulsación se debía a la segunda ionización del Helio ($\text{He} \rightleftharpoons \text{He}^{++}$).

Esta teoría, junto con la de la difusión del Helio hacia el centro de una estrella propuesta por Baglin y Vauclair, explica los distintos tipos de estrellas encontradas en la franja de inestabilidad tales como las estrellas constantes, las Delta Scuti de pequeña amplitud y las de, relativamente, mayor amplitud RR Lira y Cefeidas. Sin embargo, no todas las estrellas dentro de la franja de inestabilidad muestran el buen comportamiento de las Cefeidas. En la actualidad aun no se sabe si las pulsaciones en las Delta Scuti son o no oscilaciones radiales simples pues cabe la posibilidad que exista complicaciones tales como modulación de mareas en sistemas binarios, modulación de la pulsación primaria por acoplamiento magnético, excitación simultánea de uno o más modos no radiales o variación de composición debido a un sistema binario de variables intrínsecas.

3.3.5.2 ¿Cómo determinar las frecuencias de pulsación en las estrellas Delta Scuti?

Como la mayoría de éstas son estrellas cuyos periodos son menores de tres horas es posible observar cada noche varios ciclos. En principio, el periodo se puede deducir encontrando los tiempos de máximo o de mínimo, pero esto se complica si la estrella pulsa con más de un periodo. En estos casos se requieren técnicas más sofisticadas que un mero recuento de ciclos. En particular, el método de la transformada de Fourier y el de ajuste por frecuencias múltiples son comúnmente utilizados.

En principio al menos, cualquier componente identificada en los datos se podría sustraer antes de obtener el periodograma. Sin embargo, esta componente tiene que haberse determinado con la mayor precisión posible. Teóricamente el método es preciso y debe de proporcionar todas las frecuencias presentes en la secuencia de datos observacionales, aunque se debe de tener mucho cuidado con el significado de los picos de menor amplitud.

ESTRELLAS

3.4.6 MECANISMOS DE PULSACIÓN DE LAS ESTRELLAS VARIABLES

La luminosidad de una estrella depende de su temperatura superficial y de las dimensiones de la superficie emisora. Las variaciones periódicas de su temperatura pueden producir las modulaciones de luminosidad observadas. En el caso de las Cefeidas, las variaciones de temperatura pueden darse como consecuencia de una serie de contracciones y expansiones radiales de la propia estrella en torno a un valor medio del radio. El período de pulsación de una cefeida sería proporcional al valor medio del radio que, a su vez, depende intrínsecamente de las características de la propia estrella. Según este modelo, la contracción de la estrella produce un aumento de temperatura en las regiones centrales y, por consiguiente, del número de reacciones nucleares, lo cual a su vez, provoca un aumento global de la luminosidad. El aumento de energía liberada tiende a detener la contracción de la estrella y a producir una dilatación de las capas más externas. Después de la expansión la estrella se enfría con la consiguiente disminución de su luminosidad. Alcanzada cierta temperatura mínima, la expansión se detiene y el radio de la estrella se ajusta en torno a una posición de equilibrio. Así pues, la luminosidad de una variable cefeida es inversamente proporcional a sus dimensiones lo que significa que es máxima cuando el radio es mínimo y viceversa.

El hecho de que las estrellas pulsantes ocupen regiones bien definidas en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R) (diagrama que muestra, por ejemplo, la luminosidad de una estrella contra su temperatura efectiva, ver figura 11) implica que la aparición de las pulsaciones depende de las condiciones de equilibrio de la estrella y de su estado evolutivo lo que proporciona una forma de comprobar las trazas evolutivas predichas por los modelos de evolución (figura 13).

ESTRELLAS

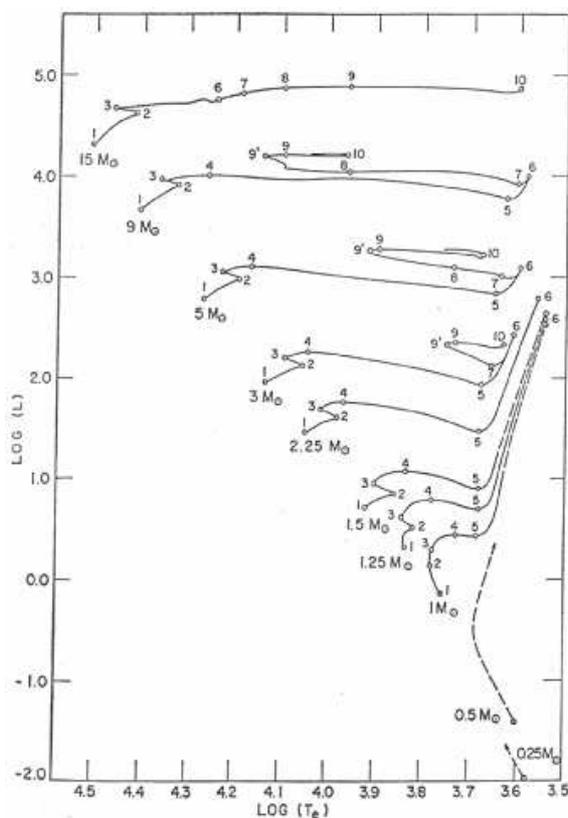


Figura 13. Trazas de Hayashi o trazas evolutivas de estrella de pop I y diferentes masas en el diagrama H-R en las fases previas a la SP

Además, un aspecto muy importante de la teoría de pulsación estelar es que provee al astrónomo de una prueba adicional sobre la estructura interna estelar ya que la forma en que una estrella oscila depende de su estructura interna, siendo probablemente complementado con otros factores como la rotación, metalicidad y la presencia o ausencia de campos magnéticos. De hecho, la interacción entre teoría y observación ha llevado a la definición de una región del diagrama H-R donde la pulsación, producida por mecanismos similares (la segunda ionización del helio a una profundidad crítica en la envoltura), tiene lugar para estrellas en diferentes estados evolutivos. Esta región recibe el nombre de banda de inestabilidad de las Cefeidas, extendiéndose desde la secuencia principal (y perpendicularmente a ella) hasta la región de las súpergigantes, comprendiendo las llamadas variables pulsantes clásicas (pulsantes tipo SX Phoenix, delta Scuti, RR Lira y cefeidas) según se recorre la banda de inestabilidad en sentido ascendente.

ESTRELLAS

3.5 RELACIÓN PERIODO-LUMINOSIDAD

Probablemente, una de las contribuciones más importantes de las Cefeidas (como se menciona en la sección 3.3.3) sea la existencia de una relación entre sus períodos de pulsación y sus luminosidades (relación P-L) de tal forma que si conocemos el período de una cefeida conoceremos su luminosidad y, por tanto, su distancia (ver figura 14). Este hecho sirve de base para el establecimiento de una escala de distancias básica del Universo. Sin embargo, el grado de fiabilidad de dicha escala de distancias depende del grado de ajuste de la relación P-L. En el caso particular de las Cefeidas clásicas, los ajustes P-L encontrados para ellas han sido recientemente enlazados con los ajustes P-L determinados para las estrellas tipo Delta Scuti, llegándose a una única relación P-L varias veces más fiable que las versiones anteriores.

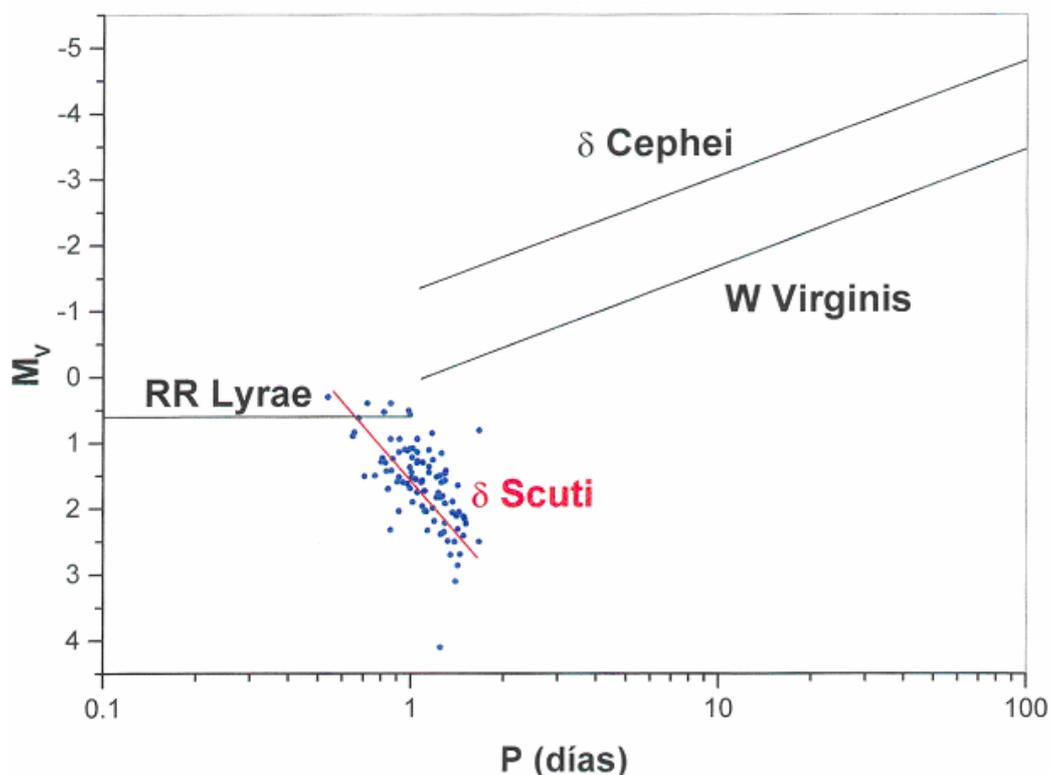


Figura 14. Relación período luminosidad para diferentes grupos de estrellas variables. Los puntos azules corresponden a las estrellas Delta Scuti, mismos que fueron obtenidos por Breger en 1979 (en ese momento se consideraba que el período para las δ Scuti era de 0.02^d a 0.3^d)

ESTRELLAS

En esta parte se mide la magnitud aparente y se obtiene la magnitud absoluta al medir el periodo, por lo que es inmediato obtener la distancia en parsecs a la estrella, por medio de la ecuación (11) de la sección 1.2.3.

CÚMULOS

CAPITULO 4. CÚMULOS ESTELARES Y ASOCIACIONES

4.1 CÚMULOS ESTELARES

En el siglo XIX sir William Herschel introdujo el término cúmulo para designar agregados estelares en nuestra galaxia. Hay dos tipos: los globulares y los abiertos.

4.1.1 CÚMULOS GLOBULARES

Generalmente estos cúmulos contienen aproximadamente 10^5 estrellas y una distribución esférica simétrica, la densidad central es mucho mayor que la presente en los cúmulos abiertos. Hay cúmulos globulares casi tan viejos como la vía Láctea; estos son muy importantes para el estudio de la evolución estelar. Existen aproximadamente entre 150-200 de ellos en nuestra galaxia y sus estrellas son muy bajas en metales. Un ejemplo de cúmulo globular o cerrado es el que se muestra en la figura 15.

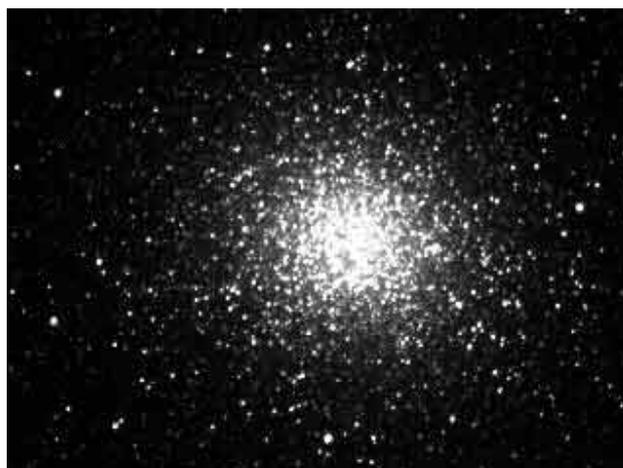


Figura 15 Cúmulo globular ω del centauro

CÚMULOS

4.1.2 CUMULOS ABIERTOS

En el libro “Fundamental Astronomy” escrito por Karttuner y Kröger se describe que estos cúmulos contienen de unas decenas hasta unas miles de estrellas las cuales tienen un nacimiento común, están ligadas gravitacionalmente, tienen el mismo movimiento propio y la misma velocidad radial. La energía cinética, la rotación diferencial de la galaxia y las perturbaciones por la gravedad externa causan que el cúmulo gradualmente se disperse produciendo la forma irregular del conjunto. El diámetro de estos cúmulos es de aproximadamente 4-20 pc, la mayoría de ellos son jóvenes ya que están formados por estrellas jóvenes o nubes de formación estelar, la magnitud aparente aproximada de estos objetos va desde 0.6 (como el cúmulo que se encuentra en el trapecio de Orión), hasta una magnitud de 14.9 (ejemplo de esto es el cúmulo NGC 6820) las distancias de estos cúmulos con respecto al sol varían desde 40 pc hasta 3.3 Kpc.

El nacimiento de estos cúmulos está relacionado posiblemente con las nubes moleculares de polvo, que al ser impactadas por ondas o perturbaciones, propicia la formación estelar. Los cúmulos abiertos se encuentran preferencialmente en el plano de la Vía Láctea.



Figura 16 Cúmulo Estelar Abierto M45 también llamado las Pléyades

CÚMULOS

En este trabajo se hace alusión a este tipo de objetos. Como ejemplo aparece en la figura 16 el cúmulo estelar abierto M45 (Pléyades).

Rosa Maria Salinas en su tesis describe lo siguiente: “Trumpler encontró que el diámetro lineal de los cúmulos parecía aumentar con la distancia, lo cual no es físicamente razonable. La explicación a esto es que como las distancias a los cúmulos son tan grandes y debido al obscurecimiento, dado por el abundante medio interestelar y al polvo cósmico, se incrementan sus magnitudes aparentes, por otra parte si las distancias son sobrestimadas debido a que el polvo las hace verse más débiles y suponiendo que los cúmulos tienen la misma estructura general, composición, con igual tamaño, se obtienen dimensiones más grandes conforme se ven cúmulos más débiles”. Esta cita nos ayuda a entender el por qué se realizan todos los cálculos necesarios para obtener los parámetros físicos de los objetos en estudio y así poder determinarlos lo más preciso que sea posible.

En la siguiente figura se presenta el objeto de estudio para la elaboración de esta tesis: el cúmulo estelar abierto NGC6913, también conocido como M29.



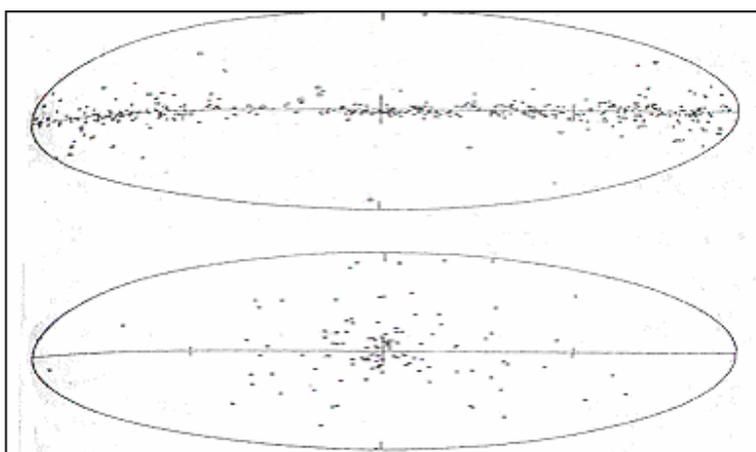
Figura 17 Cúmulo estelar abierto NGC 6913 o M29

CÚMULOS

4.1.3 ASOCIACIONES

En 1947 el astrónomo soviético Víktor Amazaspovich Ambartsumyan descubrió que existen grupos de estrellas jóvenes dispersos por todo el cielo, estos agrupan desde 10 hasta algunos cientos de estrellas. Estas agrupaciones se llaman asociaciones y van desde el tipo OB hasta asociaciones T tauri. Estos grupos tienen periodos de vida cortos ya que la fuerza de atracción entre sus miembros es muy débil para que la asociación permanezca unida, dichas asociaciones pudieron formarse en el medio interestelar a partir de gas y polvo cósmico.

Estas asociaciones se encuentran, por ejemplo en los brazos de la Vía Láctea, en la dirección de Orión y en la de Cefeo.



Distribución de los cúmulos abiertos (figura superior) y de los cúmulos globulares (figura inferior).

PROPIEDAD	CÚMULOS GLOBULARES	CUMULOS ABIERTOS	ASOCIACIONES
Número conocido	125	1055	70
Localización en la Galaxia	Halo y Núcleo	Disco	Brazos
Diámetro (pc)	20 a 100	≤ 10	30 a 200
Masa (M_{\odot})	10^4 a 10^5	10^2 a 10^3	10^4 a 10^5
Número de estrellas	10^5 a 10^7	50 a 10^3	10 a 100
Color de las estrellas más brillantes	Rojo	Rojo o Azul	Azul
Densidad de estrellas (M_{\odot}/pc^3)	0.5 a 1000	0.1 a 10	≤ 0.01

Figura 18 este esquema presenta la distribución de cúmulos estelares y asociaciones que existen en nuestra galaxia

CÚMULOS

4.1.4 DETERMINACION DE EDADES Y DISTANCIAS A LOS CÚMULOS

Para determinar con precisión la distancia al cúmulo primero es necesario conocer el enrojecimiento de sus colores. Para esto se hace un ajuste del diagrama color-color, (U-B) vs (B-V), utilizando la curva teórica u observacional de algún cúmulo del cual se conozca su distancia, calculada por algún otro método (Híadas o el método de cúmulo en movimiento son los más usuales).

Para los cúmulos existe un diagrama color-magnitud absoluta análogo al diagrama H-R de las estrellas que se describió en la sección 3.2.1 (ver figura 10 de la sección mencionada y figura 19 de este capítulo) por medio del cual se pueden calcular algunos parámetros de los cúmulos. La técnica consiste en observar fotométricamente el cúmulo y obtener sus diagramas color-magnitud (**B-V vs. M_v**), entonces utilizamos un diagrama H-R calibrado M_v vs (B-V)₀ el cual se sobrepone a cada una de las gráficas hasta encontrar el mejor ajuste, es decir, aquel donde queden el mayor número de estrellas o puntos posibles al mismo tiempo, pero sin dejar de respetar la forma de la curva calibrada. La diferencia entre magnitudes aparentes (eje vertical del diagrama color-magnitud) del cúmulo observado y las magnitudes absolutas del diagrama calibrado ($m-M_v$) es casi la misma para cada estrella del cúmulo, el número que nos da la comparación es la distancia del cúmulo (o su módulo de distancia). El valor numérico de este dato está localizado en el diagrama del cúmulo y depende directamente del lugar sobre el cual se sitúa el cero del diagrama H-R calibrado. La técnica aquí descrita se conoce como ZAMS (Zero age Main Sequence por sus siglas en inglés) o “ajuste de la secuencia principal” de Meynet et. al (1993), también se determina el enrojecimiento y la extinción debidos al polvo interestelar por medio de la fotometría multicolor, en el capítulo 5 se ampliará la información sobre los parámetros físicos que se encontraron para este cúmulo.

CÚMULOS

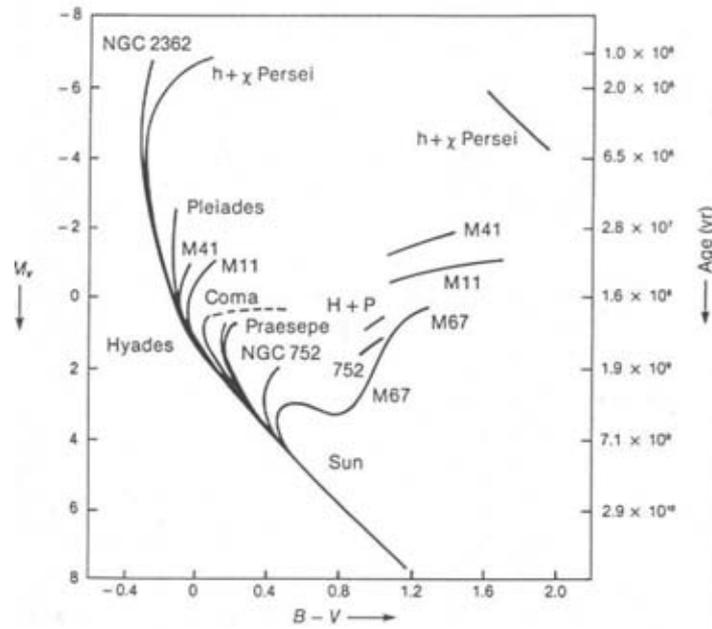


Figura 19 muestra el diagrama H-R para diferentes cúmulos abiertos

ANTECEDENTES DE NGC 6913

CAPITULO 5. ANTECEDENTES DEL CÚMULO

ANTECEDENTES PARA NGC6913 o M29

Este cúmulo se encuentra localizado en la asociación del cisne y ha sido objeto de varios estudios. Un resumen de los trabajos previos se presenta en la tabla 5. En 1973 Sanders calculó las probabilidades de pertenencia al cúmulo de 228 estrellas (basándose en sus movimientos propios), y encontró que 105 tienen más del 50% de probabilidad de pertenecer a éste. Antes de 1980 solo se tenía información fotoeléctrica en UBV de unas cuantas estrellas, pero Joshi et al. (1983) realizaron un estudio más completo en fotometría UBV con la ayuda del telescopio reflector de 104 cm. del observatorio de Uttar Pradesh; estos datos tienen una desviación estándar de ± 0.025 mag en las magnitudes (U-V), (B-V) y B. Con base en estos estudios Joshi et al. (1983) calcularon el módulo de distancia del cúmulo obteniendo 10.85 ± 0.15 mag que equivale a 1.5 kpc; también encontraron que sus estrellas tienen edades de 0.3 hasta 1.75 Myr (millones de años), con lo que se concluye que el cúmulo es joven y tiene muchas estrellas de presecuencia principal.

De los estudios de varios autores se tiene una estimación del módulo de distancia cuyos valores van de 0.8 hasta 2.8 kpc. En un estudio más completo y reciente, Wang y Hu (2000) encuentran un valor para el módulo de distancia de 10.17 ± 0.14 unidades equivalente a 1.08 kpc. Actualmente se estima que el valor es 1.5 ± 0.12 kpc equivalente a 10.85 ± 0.15 mag.

ANTECEDENTES DE NGC 6913

Tabla 5 Muestra algunos de los estudios realizados para NGC6913 y cuyos resultados han sido publicados (NR significa no reportado).

REFERENCIA	MODULO DE DISTANCIA (m – M)	DISTANCIA kpc	ENROJECIMIENTO E(V-B) mag	EDAD
Crawford et.al (1977)	10.2	NO REPORTA	0.75	NR
Joshi et.al (1983)	10.85 ± 0.15	1.5	0.78	Solo reporta edades de sus estrellas (0.3,1.75) Myr
Lata et.al (2002)	13.47	NR	0.78	Log 7.19años
Wang & Hu (2000)	10.17 ± 0.14	1.08	(0.3,1.48)	Solo reporta edades de sus estrellas (0.3,1.75) Myr
WEBDA	12.61	1.148	0.744	Log 7.111años
Tiff (1958)	NR	1.6	Solo reporta Av/E (B-V) = 3.14	NR
Tesis	10.5± 0.8	1.26	0.47	Log 8.1

En un trabajo pionero con fotometría de Strömgen, Crawford, Barnes & Hill (1977) encuentran que de las 25 estrellas observadas, 17 pertenecen al cúmulo. Su enrojecimiento E (B-V) es de 0.75 y su módulo de distancia es de 10.2 mag. Encuentran asimismo, que el modulo de distancia fotométrico no coincide con el determinado con los espectros MK.

ANTECEDENTES DE NGC 6913

Todo esto lo ejemplificaremos con el cúmulo de las Pléyades

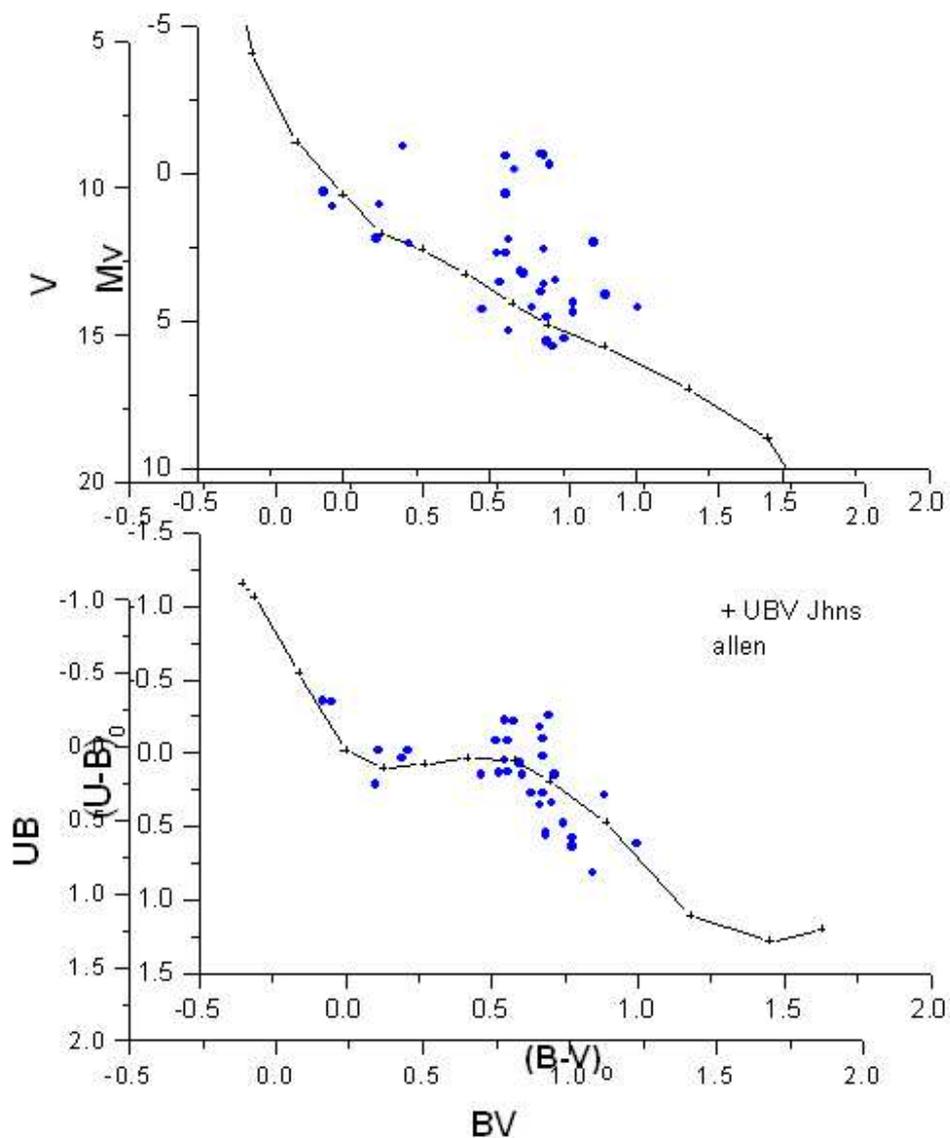


Figura 20. Diagramas color magnitud color-color y color magnitud con valores en la fotometría UB V Hoag et al 1961 (puntos) comparados con los diagramas estándar de Allen (líneas discontinua) para el cúmulo NGC6913

Para la aplicación de las técnicas descritas en la sección 4.1.4 a NGC 6913, empleamos los datos fotométricos de magnitud y colores compilados en WEBDA, que es una sitio Web donde se tiene una

ANTECEDENTES DE NGC 6913

base de datos bastante completa para cúmulos estelares conocida como BDA, es administrada por el Instituto de Astronomía de la Universidad de Viena.

Para determinar la distancia a NGC 6913 se calculó primero la magnitud corregida V_O (adoptando una absorción $A_V = 0.33 E(B-V)$). Luego se utilizó este dato para ajustar el punto en los diagramas V_O vs. $(B-V)_O$. El mejor ajuste indica para el módulo de distancia un valor $V_O - M_V = 10.5 \pm 0.2 \text{ mag}$ (error por inspección, ver gráfica ZAMS para NGC 6913 que se muestra en la figura 20) que corresponde a 1.26 kpc, tiene un enrojecimiento de 0.47 mag el cual se calculó con este mismo método pero para este se observó el valor que está debajo de la curva calibrada y que además cae sobre el eje horizontal de la gráfica del cúmulo. Así mismo se obtuvo un logaritmo de la edad de 8.1 correspondiente a 1.3×10^8 años, para calcular este parámetro se utiliza el turn off point que es el punto donde las estrellas de este cúmulo inician la separación de la secuencia principal. También se realizó la diferencia entre la magnitud corregida V_O y la magnitud absoluta M_V que les correspondería de acuerdo con su tipo espectral. Se encuentra así que $\langle V_O - M_V \rangle = 9.5 \pm 0.4 \text{ mag}$, notándose que la dispersión en este último caso es bastante elevada, lo que se puede deber tanto a la dispersión intrínseca de la M_V para estrellas tempranas (Conti, 1988) como al alto porcentaje de variables que puede haber en el cúmulo (Feast, 1958). Analizando la tabla 5 se observa los valores medios obtenidos y los resultados concuerdan bastante bien entre sí.

DATOS Y RESULTADOS

CAPITULO 6. OBSERVACIONES, ANÁLISIS Y REDUCCIÓN DE DATOS

6.1 DATOS Y ANÁLISIS DE RESULTADOS

El descubrimiento de nuevas estrellas variables, en particular variables de periodo corto ocurre en diferentes formas: Por medio de investigaciones dedicadas especialmente a la detección de nuevas estrellas variables, accidentalmente cuando tomamos como referencia para la observación estrellas variables bien conocidas y cuando las estrellas son sistemáticamente observadas.

Las observaciones fotométricas se realizaron en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, durante la temporada de observación del 13 al 17 de junio de 2004. Se empleó el telescopio de 0.84 m de diámetro al cual se le adaptó un fotómetro de un canal, enfriado y se observó en el filtro V (visual).

Con el arreglo anterior se observaron 5 estrellas que se encuentran en la dirección del cúmulo NGC 6913. En este caso, la campaña de observación fue planeada para la detección de nuevas estrellas variables de periodo corto. Se sabe de las investigaciones de Breger (1979), las estrellas que se encuentran dentro de los límites de la franja de inestabilidad tienen un 30 % de probabilidades de ser variables.

Para las observaciones lo que nos importa es contar la cantidad de fotones provenientes de la estrella, para esto el fotómetro debe tener un diafragma que no permita la llegada de luz de otra región del cielo que pudiera contaminar los resultados. Por esta razón, al observar la estrella debemos posicionarla de tal forma que no se encuentre otro objeto cerca. Una vez hecho esto, para observar cualquier objeto a través del telescopio se debe de efectuar lo siguiente:

1. Antes de encender cualquier aparato del sistema, es necesario checar los datos atmosféricos, como son humedad del aire, nubes en el cielo, temperatura atmosférica etc. por medio de una computadora vía satélite para garantizar la seguridad de los instrumentos ópticos.

DATOS Y RESULTADOS

2. Se procede a abrir la cúpula del telescopio que cuenta con un sistema eléctrico-electrónico y se mantiene abierta durante un tiempo antes de iniciar las observaciones para estabilizar la temperatura de la cúpula y el fotómetro.
3. Encender la consola, computadora de automatización del telescopio y fotómetro. En la computadora se ajusta el tiempo universal y sideral según los datos que nos indique la consola en esos momentos, además de crear un archivo adicional en el que se salvarán todos los datos que se obtienen por cada temporada de observación.
4. En catalogo que está disponible en la computadora se elige una estrella estándar de magnitud 4 o 5, ésta estrella se observa para obtener foco y calibrar el seguimiento de la ascensión recta (α) y declinación (δ).
5. Del la sección de objetos, se indican en la computadora los objetos estelares de interés tales como las estrellas de nuestra muestra.
6. Se busca la estrella de interés, y con el fotómetro se mide o integra el flujo de ésta durante 10 segundos. Con este procedimiento se obtienen las medidas de las cuentas por segundo que serán promediadas en ese intervalo de tiempo. Esto se repite varias veces para garantizar un gran numero de cuentas y obtener así errores pequeños. También es muy importante medir el cielo, sky, así como el tiempo de integración (TINT) en cada caso.
7. Además de medir el flujo de luz de cada estrella en cada filtro (V para esta tesis), también se mide el cielo circundante varias veces en integraciones de 10 s. El objetivo de esta acción es que al llegar a la fase de reducción de datos, lo que nos importa es solo el flujo de luz de nuestro objeto, lo que se obtiene al restar al flujo medido el flujo de luz del cielo circundante.
8. el ciclo de observaciones se repite para cada una de las estrellas durante toda la noche.
10. Se repite toda esta rutina para cada día de observación.

DATOS Y RESULTADOS

6.2 FOTOMETRÍA DIFERENCIAL

Se observaron cinco estrellas suficientemente brillantes para ser medidas en el sistema fotómetro-telescopio, utilizando el procedimiento descrito anteriormente.

Para esta secuencia de observaciones se consideró utilizar la nomenclatura dada por Hoag et al (1961) que para dichas estrellas es h01, h07, h09, h10, h11 y el cielo.

Las tablas que contienen los datos registrados, con los cuales se construyeron las gráficas de las curvas de luz de las figuras 21 (a) hasta 21 (d) que se presentan a continuación, se encuentran en la sección AI de los apéndices tablas de la AI(a) hasta AI(d).

(a)

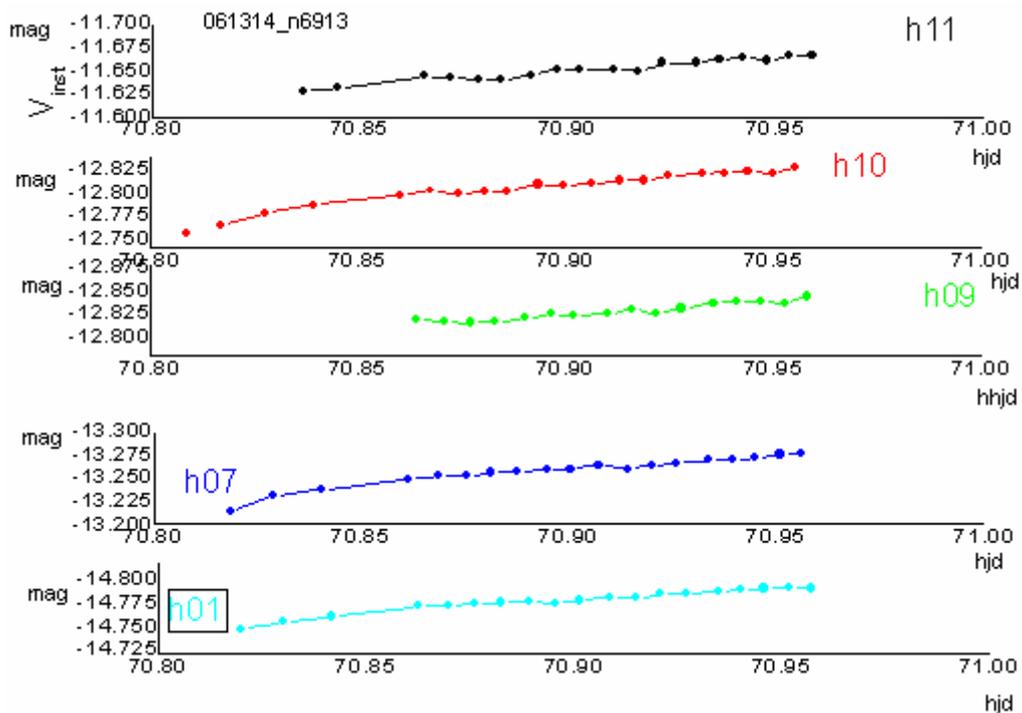


Figura 21 (a) Curvas de luz noche 13-14 junio 2004

DATOS Y RESULTADOS

(b)

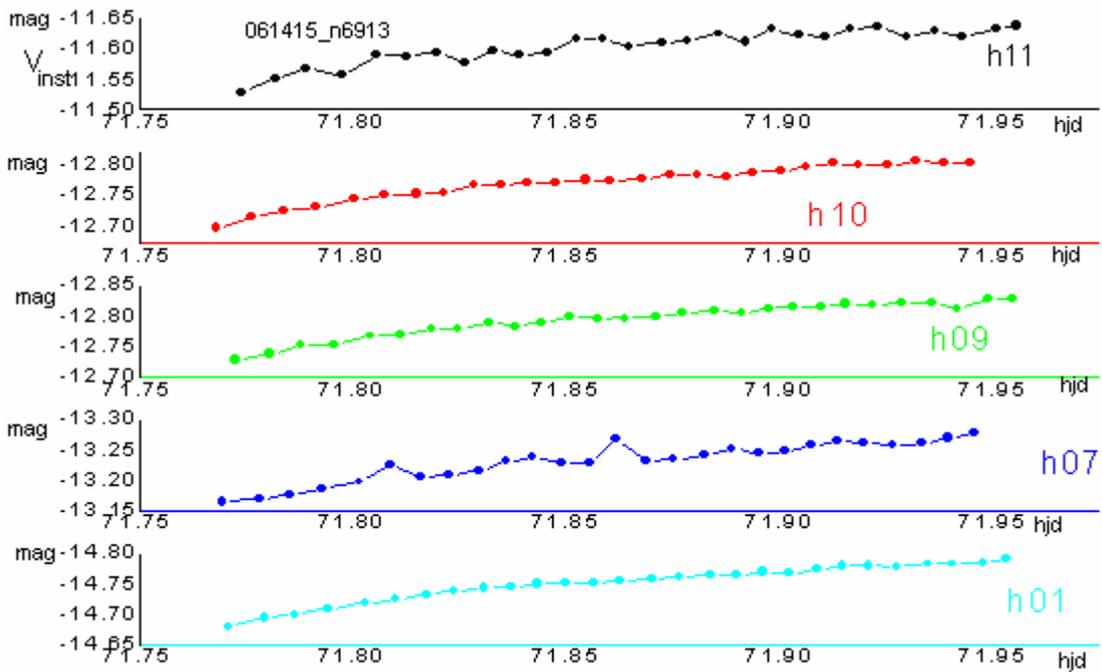


Figura 21 (b) Curvas de luz noche 14-15 junio 2004

(c)

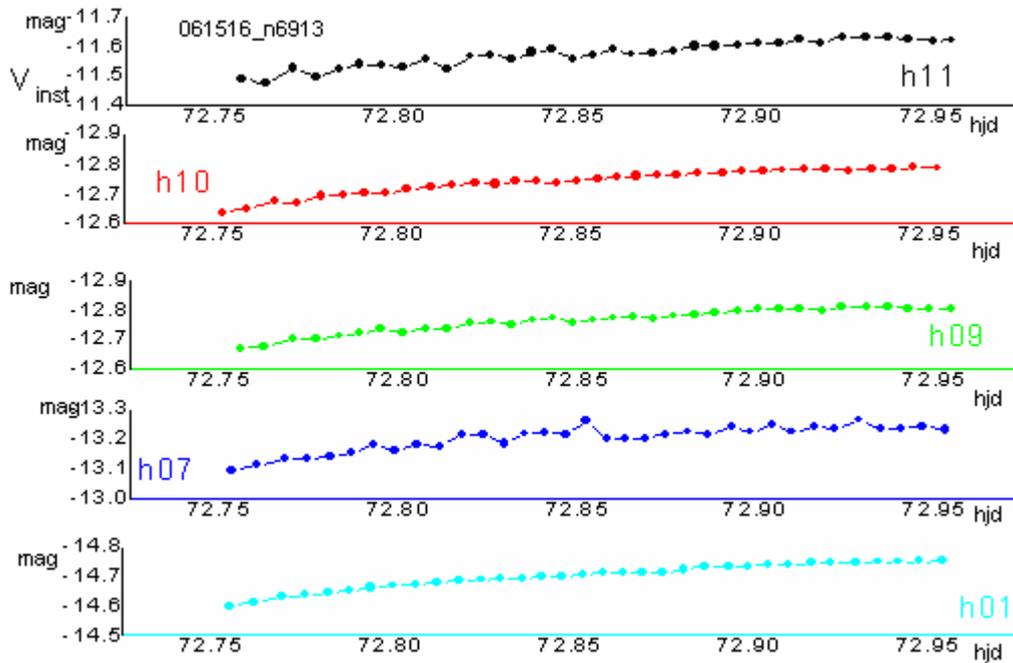


Figura 21 (c) Curvas de luz noche 15-16 junio 2004

DATOS Y RESULTADOS

(d)

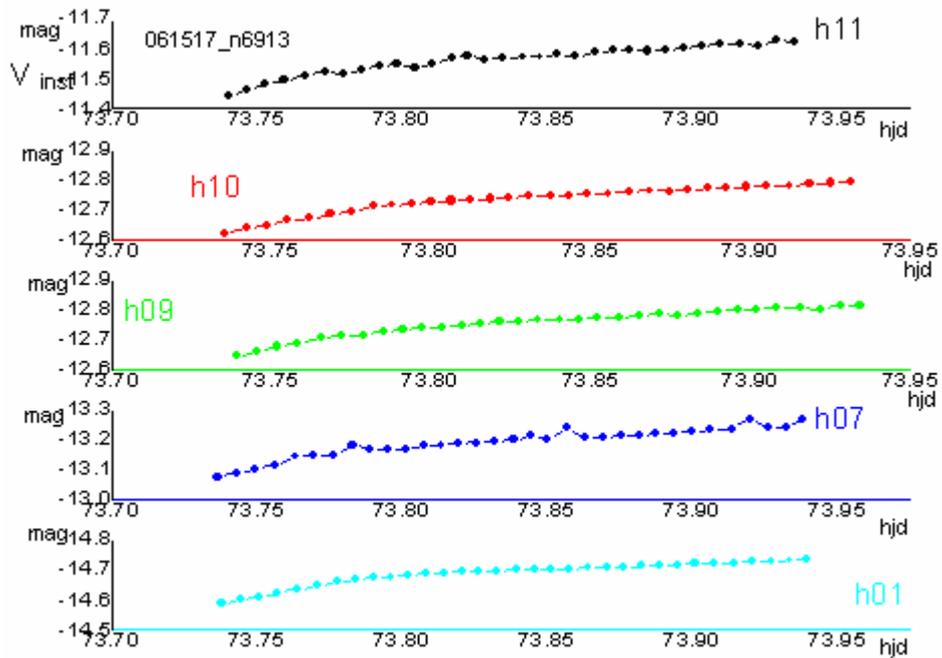


Figura 21 (d) Curvas de luz noche 16-17 junio 2004

6.3 RESULTADOS

Dadas las curvas de luz para h01, h07, h09, h10 y h11, de las cuatro noches de observación, es evidente que h01, h09 y h10 son constantes, mientras que h07 presenta variaciones, aunque se determinó que eran debidas a otra estrella al sur a solo 1 minuto de arco de ella: la estrella 65 en el catalogo de WEBDA, la cual contaminó las observaciones. Sin embargo, h11 que esta aislada de cualquier otra estrella, presenta una variabilidad sistemática durante las cuatro noches de observación. Debido a que h07 presentaba contaminación y h01 es muy similar a h10 y h09, para el análisis se decidió tomar solo las observaciones de éstas dos últimas sin considerar la estrella h01 y la estrella contaminada, h07.

Cada punto graficado es el resultado de promediar cinco integraciones de diez segundos a las cuales, a su vez, se les sustrajeron cinco integraciones de diez segundos del cielo. Las incertidumbres para cada punto en magnitud y tiempo las calculamos mediante la desviación estándar del flujo neto y son de 0.002^{mag} y 0.001^{d}

DATOS Y RESULTADOS

respectivamente. Las incertidumbres las calculamos a partir de los valores obtenidos descritos a continuación.

Tabla 6. Manera en que se adquirieron los datos en el telescopio

TU (1)	Ind (2)	Filtro (3)	Diaf (4)	T _{int} (6)	Flujo (7)	Disp (8)
U062725	E	F03	D01	10	761900	5.79
U062736	E	F03	D01	10	755744	-2.86
U062746	E	F03	D01	10	756673	-3.24
U062756	E	F03	D01	10	756630	-0.53
U062806	E	F03	D01	10	756680	-3.16

La primera columna indica el tiempo universal al inicio de la integración, la segunda señala si se observó cielo o estrella, el filtro y el diafragma se indican en las columnas 3 y 4, en la columna 5 el tiempo de integración. La columna 6 muestra el flujo adquirido y, finalmente, la última columna proporciona estadísticas sobre las medidas en el tiempo de integración. Las cantidades importantes registradas en la Tabla 6, son: el tiempo universal, TU y las cuentas. Cada medida es el resultado del tiempo de integración T_{int} , de 10 segundos.

El valor de la incertidumbre se calculó a partir de la desviación estándar y el promedio de las cuentas para las cinco medidas de cada estrella.

Para calcular la magnitud instrumental se utilizó la definición estándar dada en la sección 1.2 donde $m = -2.5 \log(\text{flujo estelar} - \text{flujo cielo})$. A partir de estos, se construyó la curva de luz para cada estrella y tomando la gráfica de una estrella se comparó con

DATOS Y RESULTADOS

el resto para establecer si eran constantes. Determinadas las estrellas constantes, se consideró una línea media que describiera el comportamiento de ellas. La estrella cuya curva de luz no se ajusta al comportamiento de al menos dos constantes, la consideramos como variable, puesto que durante la observación todas fueron afectadas por las mismas condiciones atmosféricas y estas estrellas se encuentran muy próximas entre sí.

Como ya se mencionó anteriormente, dadas las curvas de luz obtenidas de la fotometría instrumental para las cinco estrellas observadas en las cuatro noches: h01, h07, h09, h10, y h11 (números de WEBDA 2, 64, 25, 63 y 170 respectivamente), se hizo evidente que h1, h9 y h10 son constantes en todas las noches. La estrella h7 mostró variaciones pero estas fueron provocadas por la contaminación lumínica debido a una estrella cercana y el mal seeing de las noches. (El seeing, proveniente esta palabra del verbo en inglés *to see*, ver, se debe a la calidad atmosférica y produce la pérdida o degradación de la resolución espacial de la imagen de objetos. Esta es la capacidad de percibir detalles apreciar los objetos pequeños o débiles o apreciar, de forma separada, dos o más objetos muy próximos entre sí). Hubo una, sin embargo, h11, que mostró sistemáticamente variaciones durante todas las noches.

Al calcular las diferencias $V(h_{10}) - V(h_{09})$ de la magnitud instrumental V para h10 menos la magnitud instrumental V interpolada de h09 en el tiempo de observación de $V(h_{10})$ se obtiene una precisión por noche de milésimas de magnitud. Haciendo lo mismo con $V(h_{11}) - V(h_{09})$ se obtiene la variación intrínseca de h11. Estas diferencias se presentan en la Tabla AII en de la sección AII, junto con una gráfica ilustrativa del método aplicado para el análisis que se encuentra en la sección AIII. Nótese en los resultados que se presentan en las tablas de los apéndices mencionados que la amplitud de la variación de la amplitud de h11 con respecto a h09 es de 0.02 mag, un factor de 10 sobre la diferencia de las magnitudes de las estrellas constantes.

DATOS Y RESULTADOS

Determinada ya la variación de la estrella h11, su periodicidad se determinó midiendo los tiempos donde se detectan los picos de las curvas de luz y obteniendo la diferencia de tiempo entre máximos consecutivos. Estos máximos se presentan en la tabla AII del apéndice AII. A partir de los 15 máximos encontrados, calculamos un valor medio de las diferencias el cual arrojó un valor de 0.026^d que corresponde a 37.4 minutos o una frecuencia de 38.97 ciclos / día (c/d).

Características físicas de la variable.

La información compilada de WEBDA para h11 es la siguiente:

Las coordenadas de h11 son 20h 24m 25.95 s y $+38^{\circ}35' 58.7''$ (2000); su $V = 11.72$, $B-V = +0.34$, $U-B$ de $+0.26$ y su tipo espectral es A5 III/II con una probabilidad de membresía al cúmulo de .05. El periodo determinado por nosotros es de 0.026^d .

En la tabla 7 se muestran distintos valores de magnitud visual e indican índices de color compilados de la literatura para h11.

Tabla 7. Resumen de las observaciones fotométricas UB_V de h11 de la literatura

	ID de la estrella	Número de Referencia	V	B-V	U-B
Fot	0170	152 Voroshilov	11.72	0.34	NR
UBV	0170	1341 Hoag	11.72	0.34	0.26
UBV	0170	1602 Heiser	11.70	0.37	0.29
CCD	0170	158 Massey	11.77	0.32	0.26

Num. Ref. 152 = Voroshilov V.I. (1969)

Num. Ref. 158 = Massey P., Johnson K.E., DeGioia-Eastwood K. (1995)

Num. Ref. 1341 = Hoag A.A., Johnson H.L., Iriarte B., Mitchell R.I., Hallam K.L., Sharpless S. (1961)

Num. Ref. 1602 = Heiser A.M. (1978)

DATOS Y RESULTADOS

A partir de los datos compilados por WEBDA construimos el diagrama color-magnitud, presentado en la figura 21. Dada la fotometría de h11, determinamos su posición en este diagrama que es muy próxima a las estrellas w101 y w1199 (el punto rojo nos da una idea de la posición que debería tener la estrella h11 o w170 si perteneciera al cúmulo) cuyos datos fotométricos listamos a continuación en la tabla 8:

Tabla 8. Muestra la información fotométrica disponible en WEBDA para estrellas muy similares a h11 pertenecientes al cúmulo.

Id	Ref	V	B-V	U-B	Espectro
W101	1308	11.62	0.35	0.23	A2V
W1199	158	12.12	0.27	0.22	NR

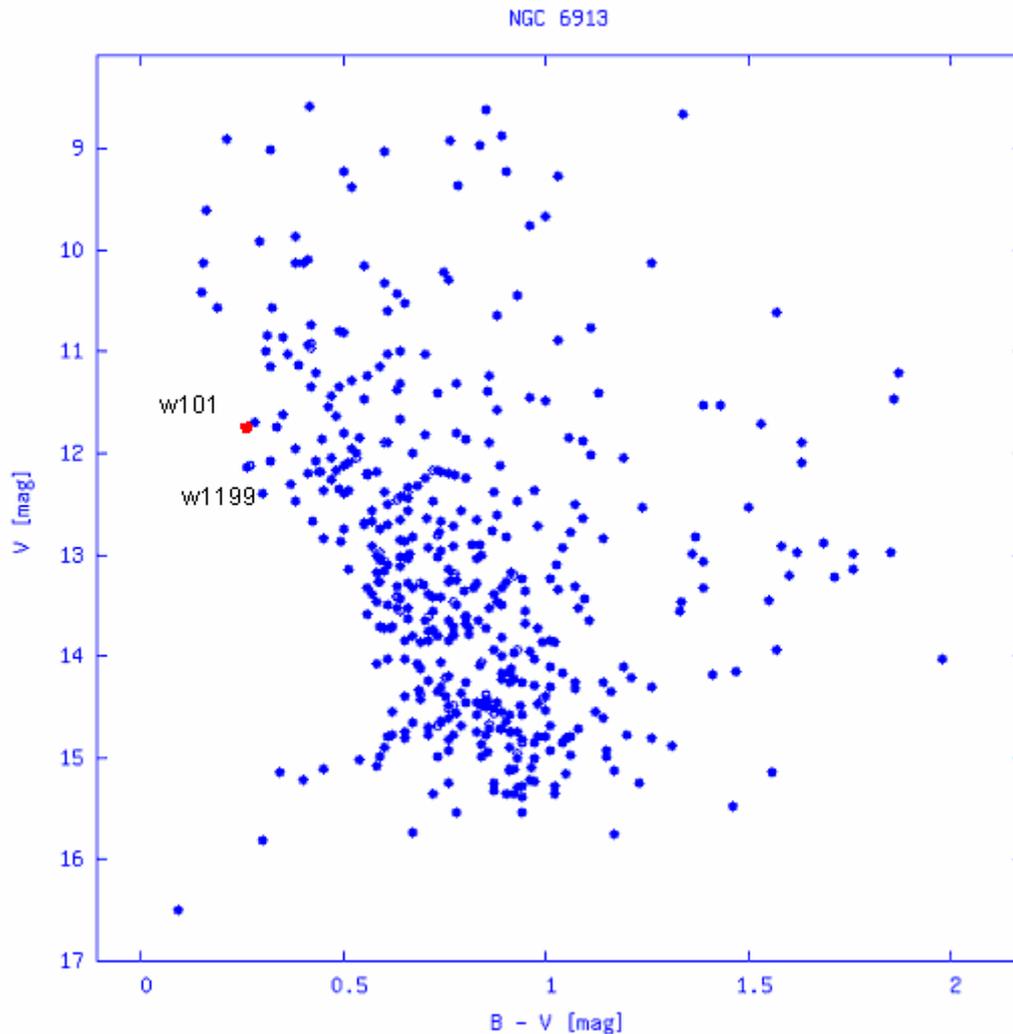


Figura 21. Diagrama color-magnitud construido a partir de la información compilada en WEBDA

DATOS Y RESULTADOS

Por su posición en el diagrama de la figura 21 concluimos que la estrella h11 es una estrella temprana del tipo espectral A. WEBDA la reporta como del tipo A5III/II mientras que la estrella próxima de los mismos colores, w101, es del tipo A2V. Sin embargo, sin poder determinar con solo fotometría UBV el enrojecimiento, no es posible determinar los colores intrínsecos de la estrella y, por tanto, su posición exacta en el diagrama color magnitud. De acuerdo con los datos que podemos determinar, ésta es una estrella temprana sin poder establecer ni su posición precisa ni en el eje de los colores, ni en el eje de las magnitudes, aunque si se puede decir que es una estrella temprana de tipo espectral o A2 o más tardío. Por la tabla 4 del capítulo 3, que resume las características de las estrellas pulsantes, ésta podría ser (por su tipo espectral) o una RR de Lira, o una SX Phe o una Delta Scuti. Para determinar el tipo de variable que es, usaremos las demás características fotométricas tales como la amplitud y el periodo. Como se mencionó, la amplitud de la variación es de 0.02^{mag} y el periodo de 0.026^{d} . Estas cantidades excluyen la posibilidad de que ésta sea una estrella del tipo RR de Lira. La metalicidad de la zona excluye, asimismo, el que sea una estrella SX Phe. Por tanto, concluimos que ésta es una estrella del tipo Delta Scuti.

En resumen, dada la fotometría de h11, determinamos su posición en el diagrama color magnitud de NGC6913, y notamos que es muy próxima a w101 y w1199. Los datos fotométricos de estas estrellas se observan en la tabla 9.

Tabla 9 Resultados fotométricos de H11 obtenidos de este estudio y de W101 y W1199

Id	V	B-V	U-B	Espectro
W101	11.62	0.35	0.23	A2V
W1199	12.12	0.27	0.22	NR
H11	11.72	0.34	0.26	A5III/II (WEBDA)

DATOS Y RESULTADOS

Como hemos visto, la probabilidad de membresía dada por Crawford et al. (1977) usando fotometría de Stromgren, sugiere que la nueva estrella variable encontrada en este trabajo, h11, no pertenece al cúmulo. La determinación exacta de sus características físicas implica la determinación del enrojecimiento de esta estrella, un estudio diferente al que llevamos a cabo en este trabajo el cual simplemente buscaba, la detección de nuevas estrellas variables de periodo corto en la dirección del cúmulo NGC 6913.

CONCLUSIONES

CONCLUSIONES

Del presente trabajo podemos concluir que:

- 1) NGC6913 tiene un módulo de distancia de $m-M = V_O - M_V = 10.3 \pm 0.2 \text{ mag}$ que corresponde a 1150 pc con un enrojecimiento de 0.47 mag y edad aproximada de 1.3×10^8 años ($\log 8.1$ o $10^{8.1}$). Se determinó una magnitud corregida V_O (adoptando una absorción $A_V = 0.33 E(B-V)$) y se hizo también la diferencia entre la magnitud corregida V_O y la magnitud absoluta M_V que les correspondería de acuerdo con su tipo espectral. Se encuentra, así, que $\langle V_O - M_V \rangle = 9.5 \pm 0.4 \text{ mag}$.
- 2) Dadas las curvas de luz obtenidas de la fotometría diferencial para las cinco estrellas observadas: h01, h07, h09, h10 y h11 (números de Webda 2, 64, 25, 63 y 170) se determinó que h01, h09 y h10 son estrellas constantes y aunque h07 presenta variaciones, estas son debidas a contaminación lumínica provocada por la cercanía de otra estrella. Por otra parte, h11 si mostró sistemáticamente variaciones durante todas las observaciones.
- 3) H11 es una estrella variable de periodo corto no reportada anteriormente.
- 4) Según WEBDA (2000), los colores de h11 en el sistema de Johnson son $V = 11.72$, $B-V = 0.34$ y $U-B = 0.26$ con probabilidad de membresía al cúmulo NGC 6913 de 0.05.
- 5) El periodo de la estrella (determinado a partir del lapso de tiempo entre 15 máximos) es de 0.026^d con una frecuencia correspondiente de 38.97 c/d.
- 6) La amplitud de la variación de h11 es de 0.02 mag, un factor de 10 sobre la diferencia de las magnitudes de las estrellas constantes.

CONCLUSIONES

- 7) Crawford, Barnes & Hill (1977) encuentran, con fotometría de Strömgren, que h11 no pertenece al cúmulo
- 8) Dada la fotometría de h11, determinamos su posición en el diagrama color magnitud de NGC6913, y notamos que es muy próxima a w101 y w1199. Por tanto concluimos que h11 es una estrella temprana de tipo espectral A. Webda la reporta como del tipo A5III/II. Con fotometría UBV no podemos determinar el enrojecimiento de la estrella puesto que es de campo y, por lo tanto, tampoco podemos determinar sus colores intrínsecos. Lo que si se pueden concluir es que, por su similitud en sus colores a W101, es una estrella temprana de tipo espectral A2.
- 9) El módulo de distancia espectroscópica para h11 lo determinamos a partir de la Mv para una estrella A2V que tiene (Lang, 1991) $M_v = 1.3$ mag. Dado que la magnitud aparente que se le asigna es 11.72, el módulo de distancia es de 1.2 kpc, suponiendo una extinción nula
- 10) Dadas las propiedades de la estrella, tales como la amplitud de variación de 0.02 y el periodo 0.026 d, y su tipo espectral, para clasificarla podemos decir que por su tipo espectral podría ser o una RR de Lira, o una SX Phe o una delta Scuti. Por su periodo, no puede ser una variable del tipo RR de Lira. La metalicidad de la zona excluye que sea una variable SX Phe. Por tanto, se concluye que es una estrella variable del tipo Delta Scuti.

Trabajo futuro: La determinación exacta de las características físicas de la estrella implican un estudio fotométrico diferente al que se llevó a cabo en este trabajo, que buscaba, únicamente, la detección de nuevas estrella variables de periodo corto en la dirección del cúmulo.

APÉNDICES

APÉNDICE AI

TABLAS DE DATOS CON LAS QUE SE ELABORARON LAS GRAFICAS 21 (a) – (d) Y SE HIZO LA FOTOMETRÍA DIFERENCIAL DEL CAPÍTULO 6

Dado que la estrella h07 tenía contaminación lumínica no se tomo en cuenta para el análisis. La estrella h01 se observa que tiene características muy similares a h09 y h10 por lo que se decidió que el análisis se llevaría a cabo solo con h09, h10 y la candidata a variable h11.

A continuación se muestran los datos observados por noche, donde el tiempo es medido en día juliano (hjd) y V en magnitud (mag).

Tabla AI(a) Datos correspondientes a la figura 21(a) noche 13-14 de junio 2004.

T09 (hjd)	V09 (mag)	t10 (hjd)	V10 (mag)	M mag	Dif fot
70.831	-14.549	70.808	-12.755	3.0	0.007
70.843	-14.558	70.813	-13.201	2.5	0.006
70.864	-12.819	70.817	-12.764	1.0	0.002
70.871	-12.816	70.827	-12.778	1.0	0.002
70.877	-12.816	70.839	-12.786	2.0	0.004
70.883	-12.817	70.860	-12.797	2.5	0.006
70.890	-12.820	70.867	-12.802	2.0	0.004
70.896	-12.825	70.874	-12.799	1.0	0.002
70.902	-12.823	70.880	-12.801	2.5	0.006
70.910	-12.826	70.886	-12.801	0.5	0.001
70.916	-12.830	70.893	-12.809	0.0	0.000
70.922	-12.826	70.899	-12.807	2.5	0.006
70.928	-12.831	70.906	-12.810	3.0	0.007
70.935	-12.837	70.913	-12.812	2.5	0.006
70.941	-12.839	70.919	-12.813	0.0	0.000
70.947	-12.838	70.925	-12.817	0.0	0.000
70.952	-12.836	70.933	-12.820	0.0	0.000
70.958	-12.844	70.938	-12.821	0.0	0.000
		70.944	-12.822	0.0	0.000
		70.950	-12.820	0.0	0.000
		70.955	-12.826	0.0	0.000
		suma total		26	
		promedio		1.238	

t11 (hjd)	v11 (mag)	m mag	Dif fot
70.836	-11.628	5.0	0.011
70.845	-11.631	3.0	0.007
70.865	-11.643	4.0	0.009
70.872	-11.642	4.0	0.009
70.878	-11.640	3.0	0.007
70.884	-11.639	2.0	0.004
70.891	-11.645	2.0	0.004
70.897	-11.651	5.0	0.011
70.903	-11.650	3.0	0.007
70.911	-11.650	2.5	0.006
70.917	-11.649	2.0	0.004
70.923	-11.658	4.5	0.010
70.931	-11.658	3.5	0.008
70.936	-11.661	4.0	0.009
70.942	-11.663	3.5	0.008
70.948	-11.660	2.5	0.006
70.953	-11.665	3.0	0.007
70.959	-11.666	3.0	0.007
	Suma total	59.5	
	promedio	3.306	

APÉNDICES

Continuación apéndice I

Tabla AI (b) Datos correspondientes a la figura 21(b) noche 14-15 de junio 2004

T09 (hjd)	V09 (mag)	t10 (hjd)	v10 (mag)	M mag	Dif fot
71.773	-12.729	71.768	-12.696	1.0	0.005
71.780	-12.738	71.776	-12.715	1.0	0.005
71.788	-12.751	71.784	-12.724	0.0	0.000
71.795	-12.753	71.791	-12.729	0.5	0.003
71.804	-12.768	71.800	-12.742	0.5	0.003
71.811	-12.769	71.807	-12.748	1.0	0.005
71.818	-12.778	71.815	-12.751	0.0	0.000
71.825	-12.779	71.821	-12.752	0.0	0.000
71.832	-12.788	71.828	-12.764	1.0	0.005
71.838	-12.783	71.835	-12.766	2.0	0.010
71.844	-12.789	71.841	-12.768	2.0	0.010
71.851	-12.798	71.847	-12.770	0.0	0.000
71.857	-12.796	71.854	-12.774	1.0	0.005
71.864	-12.797	71.860	-12.773	1.0	0.005
71.871	-12.800	71.868	-12.774	0.0	0.000
71.877	-12.805	71.874	-12.782	1.0	0.005
71.884	-12.810	71.881	-12.783	0.0	0.000
71.891	-12.804	71.887	-12.779	0.5	0.003
71.897	-12.813	71.894	-12.786	0.5	0.003
71.903	-12.816	71.900	-12.787	0.0	0.000
71.910	-12.815	71.906	-12.796	2.0	0.010
71.915	-12.819	71.912	-12.800	2.0	0.010
71.922	-12.817	71.918	-12.798	2.0	0.010
71.928	-12.822	71.925	-12.798	1.0	0.005
71.935	-12.821	71.932	-12.804	2.5	0.013
71.941	-12.813	71.938	-12.802	3.0	0.015
71.949	-12.828	71.944	-12.801	0.0	0.000
71.954	-12.828			0.0	0.000
			suma total	25.5	
			promedio	0.911	

t11 (hjd)	v11 (mag)	M mag	Dif fot
71.774	-11.528	2.0	0.010
71.782	-11.551	4.0	0.020
71.789	-11.567	5.0	0.025
71.797	-11.556	3.0	0.015
71.805	-11.589	7.0	0.035
71.813	-11.587	7.0	0.035
71.819	-11.593	5.0	0.025
71.826	-11.577	2.0	0.010
71.833	-11.596	4.0	0.020
71.839	-11.589	3.0	0.015
71.845	-11.593	3.0	0.015
71.852	-11.616	6.0	0.030
71.858	-11.615	6.0	0.030
71.865	-11.603	3.0	0.015
71.872	-11.609	4.5	0.023
71.878	-11.611	4.0	0.020
71.885	-11.623	5.0	0.025
71.892	-11.610	4.0	0.020
71.898	-11.632	6.5	0.033
71.904	-11.621	3.0	0.015
71.911	-11.619	3.0	0.015
71.916	-11.632	5.0	0.025
71.923	-11.634	5.0	0.025
71.930	-11.619	2.0	0.010
71.936	-11.629	4.0	0.020
71.942	-11.620	4.0	0.020
71.950	-11.632	3.0	0.015
71.955	-11.636	4.0	0.020
	Suma total	117	
	promedio	4.179	

APÉNDICES

Continuación apéndice I

Tabla AI(c) Datos correspondientes a la figura 21(c) noche 15-16 junio 2004.

th09 (hjd)	Vh09 (mag)	th10 (hjd)	Vh10 (mag)	M mag	Dif fot
72.756	-12.670	72.752	-12.636	1.0	0.007
72.763	-12.678	72.759	-12.650	2.0	0.014
72.770	-12.701	72.767	-12.672	3.0	0.021
72.777	-12.701	72.773	-12.667	1.0	0.007
72.783	-12.712	72.780	-12.692	3.0	0.021
72.789	-12.718	72.786	-12.698	3.0	0.021
72.795	-12.733	72.792	-12.705	3.0	0.021
72.801	-12.723	72.798	-12.700	2.0	0.014
72.808	-12.736	72.804	-12.716	4.0	0.029
72.814	-12.738	72.810	-12.721	4.0	0.029
72.820	-12.752	72.816	-12.730	4.0	0.029
72.826	-12.759	72.823	-12.738	3.0	0.021
72.831	-12.750	72.828	-12.732	3.0	0.021
72.837	-12.766	72.834	-12.741	4.0	0.029
72.843	-12.771	72.840	-12.740	2.0	0.014
72.848	-12.758	72.845	-12.738	2.0	0.014
72.854	-12.765	72.851	-12.744	3.0	0.021
72.860	-12.771	72.857	-12.750	3.0	0.021
72.865	-12.776	72.862	-12.754	3.0	0.021
72.871	-12.769	72.868	-12.758	3.0	0.021
72.876	-12.778	72.874	-12.761	4.0	0.029
72.882	-12.784	72.879	-12.761	3.0	0.021
72.888	-12.789	72.885	-12.766	3.0	0.021
72.895	-12.795	72.892	-12.770	3.0	0.021
72.900	-12.799	72.897	-12.774	3.0	0.021
72.906	-12.802	72.903	-12.775	2.0	0.014
72.912	-12.800	72.909	-12.778	2.0	0.014
72.918	-12.798	72.915	-12.780	3.0	0.021
72.924	-12.806	72.921	-12.783	3.0	0.021
72.930	-12.806	72.927	-12.776	2.0	0.014
72.936	-12.812	72.933	-12.784	2.0	0.014
72.942	-12.804	72.939	-12.781	2.0	0.014
72.948	-12.801	72.945	-12.788	4.0	0.029
72.954	-12.803	72.952	-12.785	4.0	0.0286
			suma total	96	
			promedio	2.824	

th11 (hjd)	vh11 (mag)	M mag	Dif fot
72.757	-11.491	6.0	0.043
72.764	-11.473	1.0	0.007
72.771	-11.526	6.0	0.043
72.778	-11.498	2.0	0.014
72.784	-11.520	4.0	0.029
72.790	-11.538	5.0	0.036
72.796	-11.535	3.0	0.021
72.802	-11.527	4.0	0.029
72.809	-11.555	6.0	0.043
72.815	-11.521	0.0	0.000
72.821	-11.565	4.0	0.029
72.827	-11.569	3.0	0.021
72.833	-11.556	4.0	0.029
72.838	-11.578	4.0	0.029
72.844	-11.587	5.0	0.036
72.849	-11.557	3.0	0.021
72.855	-11.570	3.0	0.021
72.861	-11.587	4.0	0.029
72.866	-11.572	2.0	0.014
72.872	-11.576	4.0	0.029
72.878	-11.584	3.0	0.021
72.884	-11.599	4.0	0.029
72.889	-11.599	4.0	0.029
72.896	-11.605	4.0	0.029
72.901	-11.608	4.0	0.029
72.907	-11.607	3.0	0.021
72.913	-11.620	5.0	0.036
72.919	-11.612	4.0	0.029
72.925	-11.632	7.0	0.050
72.931	-11.628	6.0	0.043
72.937	-11.630	6.0	0.043
72.943	-11.623	6.0	0.043
72.950	-11.617	5.0	0.036
72.9551	-11.61868	5.0	0.036
		suma total	139
		promedio	4.088

APÉNDICES

Continuación apéndice I

Tabla AI (d) Datos correspondientes a la figura 21(d) noche 16-17 junio de 2004.

th09 (hjd)	Vh09 (mag)	th10 (hjd)	Vh10 (mag)	M mag	Dif fot
73.739	-12.645	73.735	-12.616	0.0	0
73.745	-12.658	73.742	-12.638	2.0	0.011
73.752	-12.675	73.748	-12.646	1.0	0.006
73.758	-12.687	73.755	-12.664	1.5	0.008
73.765	-12.704	73.762	-12.669	0.0	0
73.772	-12.714	73.768	-12.685	0.5	0.003
73.779	-12.715	73.775	-12.692	1.0	0.006
73.785	-12.727	73.782	-12.709	3.0	0.017
73.791	-12.732	73.788	-12.714	2.5	0.014
73.797	-12.741	73.794	-12.719	2.0	0.011
73.803	-12.741	73.800	-12.723	1.5	0.008
73.809	-12.744	73.806	-12.727	2.0	0.011
73.815	-12.750	73.812	-12.732	2.5	0.014
73.821	-12.760	73.818	-12.734	1.0	0.006
73.827	-12.761	73.824	-12.737	0.5	0.003
73.833	-12.765	73.830	-12.742	1.0	0.006
73.840	-12.764	73.837	-12.746	1.5	0.008
73.846	-12.769	73.843	-12.746	1.5	0.008
73.852	-12.771	73.849	-12.753	2.5	0.014
73.858	-12.774	73.855	-12.754	2.5	0.014
73.865	-12.779	73.862	-12.757	1.5	0.008
73.871	-12.786	73.868	-12.761	0.5	0.003
73.877	-12.777	73.874	-12.760	1.5	0.008
73.884	-12.786	73.880	-12.763	2.0	0.011
73.890	-12.795	73.886	-12.768	1.0	0.006
73.896	-12.798	73.893	-12.769	0.0	0
73.902	-12.800	73.898	-12.774	0.5	0.003
73.908	-12.807	73.905	-12.778	0.5	0.003
73.915	-12.803	73.912	-12.778	0.0	0
73.922	-12.799	73.918	-12.784	2.0	0.011
73.928	-12.813	73.925	-12.788	1.5	0.008
73.934	-12.813	73.931	-12.789	0.5	0.003
73.940	-13.144	73.937	-12.788	0.0	0
		Suma total		41.5	
		Promedio		1.258	

th11 (hjd)	vh11 (mag)	m mag	Dif fot
73.740	-11.440	1.0	0.006
73.747	-11.465	3.5	0.019
73.753	-11.484	3.0	0.017
73.759	-11.496	3.5	0.019
73.767	-11.510	3.0	0.017
73.773	-11.522	3.0	0.017
73.780	-11.517	2.5	0.014
73.786	-11.531	3.0	0.017
73.792	-11.545	4.0	0.022
73.798	-11.547	4.0	0.022
73.804	-11.538	2.0	0.011
73.810	-11.549	3.0	0.017
73.817	-11.569	5.5	0.031
73.822	-11.577	6.0	0.033
73.828	-11.565	3.0	0.017
73.834	-11.570	4.0	0.022
73.841	-11.572	3.5	0.019
73.847	-11.573	3.0	0.017
73.853	-11.580	4.0	0.022
73.860	-11.577	2.0	0.011
73.866	-11.589	4.0	0.022
73.872	-11.595	4.5	0.025
73.878	-11.597	5.0	0.028
73.885	-11.593	3.5	0.019
73.891	-11.598	3.0	0.017
73.897	-11.602	3.0	0.017
73.903	-11.610	4.5	0.025
73.909	-11.619	4.5	0.025
73.916	-11.616	4.5	0.025
73.923	-11.607	3.0	0.017
73.929	-11.628	5.0	0.028
73.935	-11.622	3.5	0.019
	suma total	114.5	
	promedio	3.578	

APÉNDICES

APÉNDICE AII

Tabla AII. Datos a partir de los cuales se determinó el período medio entre dos máximos consecutivos de la variación de la estrella h11.

Tiempo (hjd)	Vinst (mag)	cuadritos	dif mag	dif-prom	prom-dif	tmax	Periodo (días)
70.8362	-11.628	5	0.011	0.004	-0.004		
70.8447	-11.631	3	0.007	-0.001	0.001	máximo	
70.8654	-11.643	4	0.009	0.002	-0.002		
70.8718	-11.642	4	0.009	0.002	-0.002		0.03916
70.8783	-11.64	3	0.007	-0.001	0.001		
70.8839	-11.639	2	0.004	-0.003	0.003	máximo	
70.8909	-11.645	2	0.004	-0.003	0.003		
70.8973	-11.651	5	0.011	0.004	-0.004		
70.9027	-11.65	3	0.007	-0.001	0.001		0.03298
70.911	-11.65	2.5	0.006	-0.002	0.002		
70.9169	-11.649	2	0.004	-0.003	0.003	máximo	0.01368
70.9228	-11.658	4.5	0.01	0.003	-0.003		
70.9305	-11.658	3.5	0.008	0	0	máximo	
70.9365	-11.661	4	0.009	0.002	-0.002		
70.942	-11.663	3.5	0.008	0	0		0.01712
70.9477	-11.66	2.5	0.006	-0.002	0.002	máximo	
70.9533	-11.665	3	0.007	-0.001	0.001		
70.9587	-11.666	3	0.007	-0.001	0.001		
71.774	-11.528	2	0.01	-0.0109	0.011		
71.7817	-11.551	4	0.02	-0.0009	0.001		
71.7891	-11.567	5	0.025	0.00411	-0.004		
71.7974	-11.556	3	0.015	-0.0059	0.006	máximo	
71.8054	-11.589	7	0.035	0.01411	-0.014		
71.8126	-11.587	7	0.035	0.01411	-0.014		0.02884
71.8194	-11.593	5	0.025	0.00411	-0.004		
71.8262	-11.577	2	0.01	-0.0109	0.011	máximo	
71.8329	-11.596	4	0.02	-0.0009	0.001		0.01912
71.839	-11.589	3	0.015	-0.0059	0.006		
71.8454	-11.593	3	0.015	-0.0059	0.006	máximo	
71.8522	-11.616	6	0.03	0.00911	-0.009		0.01921
71.8584	-11.615	6	0.03	0.00911	-0.009		
71.8646	-11.603	3	0.015	-0.0059	0.006	máximo	
71.8722	-11.609	4.5	0.0225	0.00161	-0.002		
71.8783	-11.611	4	0.02	-0.0009	0.001		0.03964

APÉNDICES

71.8853	-11.623	5	0.025	0.00411	-0.004		
71.8919	-11.61	4	0.02	-0.0009	0.001		
71.8981	-11.632	6.5	0.0325	0.01161	-0.012		
71.9042	-11.621	3	0.015	-0.0059	0.006	máximo	
71.9105	-11.619	3	0.015	-0.0059	0.006		0.02535
71.9163	-11.632	5	0.025	0.00411	-0.004		
71.923	-11.634	5	0.025	0.00411	-0.004		
71.9296	-11.619	2	0.01	-0.0109	0.011	máximo	
71.9362	-11.629	4	0.02	-0.0009	0.001		0.02081
71.9423	-11.62	4	0.02	-0.0009	0.001		
71.9504	-11.632	3	0.015	-0.0059	0.006	máximo	
71.9552	-11.636	4	0.02	-0.0009	0.001		
72.7572	-11.491	6	0.043	-0.014	0.014		
72.7639	-11.473	1	0.007	0.022	-0.022		
72.7714	-11.526	6	0.043	-0.014	0.014	máximo	
72.778	-11.498	2	0.014	0.015	-0.015		0.013
72.7844	-11.52	4	0.029	0	0	máximo	
72.7902	-11.538	5	0.036	-0.007	0.007		
72.7961	-11.535	3	0.021	0.008	-0.008		
72.8022	-11.527	4	0.029	0	0		0.02435
72.8087	-11.555	6	0.043	-0.014	0.014	máximo	
72.8146	-11.521	0	0	0.029	-0.029		
72.821	-11.565	4	0.029	0	0		
72.8267	-11.569	3	0.021	0.008	-0.008		
72.8325	-11.556	4	0.029	0	0		0.03504
72.8382	-11.578	4	0.029	0	0		
72.8437	-11.587	5	0.036	-0.007	0.007	máximo	
72.8495	-11.557	3	0.021	0.008	-0.008		
72.8552	-11.57	3	0.021	0.008	-0.008		
72.8607	-11.587	4	0.029	0	0		
72.8661	-11.572	2	0.014	0.015	-0.015		
72.8718	-11.576	4	0.029	0	0		
72.8775	-11.584	3	0.021	0.008	-0.008		
72.8835	-11.599	4	0.029	0	0		
72.8891	-11.599	4	0.029	0	0		
72.8956	-11.605	4	0.029	0	0		
72.9013	-11.608	4	0.029	0	0		
72.907	-11.607	3	0.021	0.008	-0.008		
72.9129	-11.62	5	0.036	-0.007	0.007		
72.9189	-11.612	4	0.029	0	0		
72.9249	-11.632	7	0.05	-0.021	0.021		
72.9313	-11.628	6	0.043	-0.014	0.014		

APÉNDICES

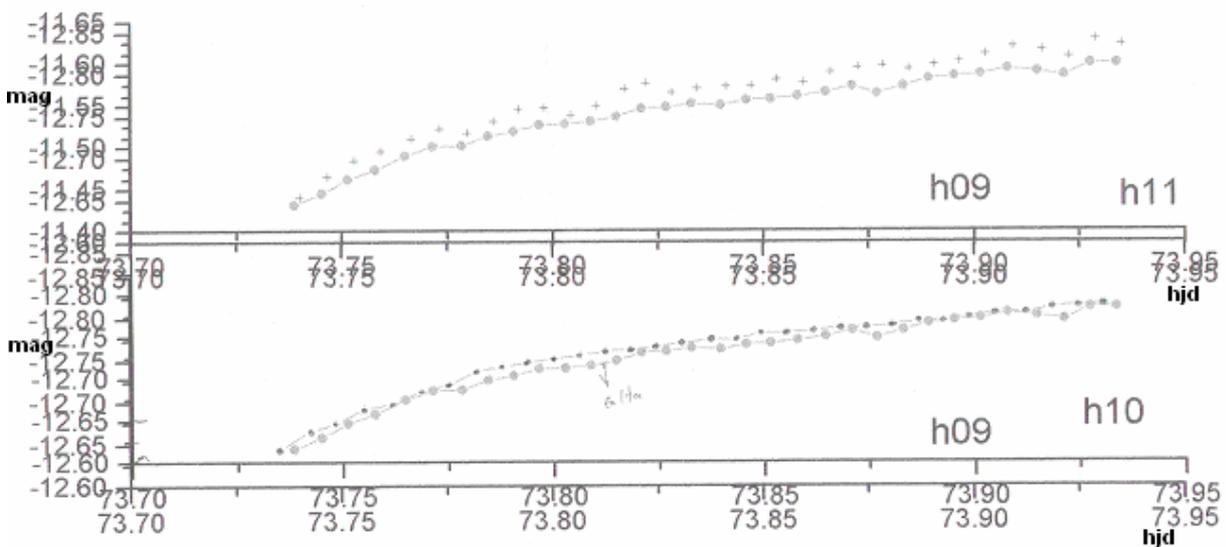
72.9374	-11.63	6	0.043	-0.014	0.014		
72.9431	-11.623	6	0.043	-0.014	0.014		
72.9499	-11.617	5	0.036	-0.007	0.007		
72.9551	-11.619	5	0.036	-0.007	0.007		
73.8044	-11.538	2	0.011	-0.009	0.009		
73.8104	-11.549	3	0.017	-0.003	0.003		
73.8172	-11.569	5.5	0.031	0.011	-0.011		
73.8224	-11.577	6	0.033	0.013	-0.013		
73.8283	-11.565	3	0.017	-0.003	0.003		
73.8345	-11.57	4	0.022	0.002	-0.002		
73.8414	-11.572	3.5	0.019	0	0		
73.8472	-11.573	3	0.017	-0.003	0.003		
73.8532	-11.58	4	0.022	0.002	-0.002		
73.8596	-11.577	2	0.011	-0.009	0.009	máximo	
73.8661	-11.589	4	0.022	0.002	-0.002		
73.8725	-11.595	4.5	0.025	0.005	-0.005		0.03107
73.8784	-11.597	5	0.028	0.008	-0.008		
73.8846	-11.593	3.5	0.019	0	0		
73.8907	-11.598	3	0.017	-0.003	0.003	máximo	
73.8966	-11.602	3	0.017	-0.003	0.003		
73.9028	-11.61	4.5	0.025	0.005	-0.005		0.02555
73.9093	-11.619	4.5	0.025	0.005	-0.005		
73.9162	-11.616	4.5	0.025	0.005	-0.005	máximo	
73.9227	-11.607	3	0.017	-0.003	0.003		
73.9289	-11.628	5	0.028	0.008	-0.008		
73.935	-11.622	3.5	0.019	0	0		
						período	0.02566
						freq	38.9691

APÉNDICES

APÉNDICE AIII

Con esta figura se ilustra el método de cuadritimetría que consiste en lo siguiente: Con ayuda de papel milimétrico transparente, se contabiliza la diferencia de alturas que existe entre cada punto de una curva con respecto a la otra, después se aplican conceptos estadísticos que nos ayudan a realizar el análisis. Este método se aplicó a todas la graficas de las curvas de luz sobrepuestas respetando el orden de las noches de observación. La siguiente gráfica se muestra como ejemplo

Esta es la gráfica que corresponde a la noche de observación 16-17 junio 2004.



REFERENCIAS BIBLIOGRAFICAS

Introducción

Cruz Manuel, Atlas Catálogo de Cúmulos Abiertos (Equipo Sirius S.A.)
Tiff, W. G., 1958 AJ 63, 127

Capítulo 1

Abell, G.O. 1993 Exploration of the Universe. (Saunders College Publishing)
Lang, K.R. 1991 Astrophysical Data: Planets and Star (Springer-Verlag)
DBC Whittet, 1992 Dust in the galatic Enviroment (Bristol)
Henden & Kaitchuck 2004 Astronomical Photometry (VNR)
Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Unsöld A. & Baschek B.1991. The New Cosmos (Springer-Verlag)

Capítulo 2

Arne A. Henden & Ronald H. Kaitchuck 2004 Astronomical Photometry (VNR)
DBC Whittet, 1992 Dust in the Galatic Enviroment (Bristol)
Gonzalez, Domitila. 1996, tesis de Maestria IAUNAM
Johnson, H.L., Morgan, W.W. 1953, Ap. J., 117,313

Capítulo 3

Abell, G.O. 1993 Exploration of the Universe. (Saunders College Publishing)
Aerts, C. 2004-2005 Asteroseismology lectures & notes (Catholic University of Leuven Belgium)
Breger, Michel. 1970 Ap.j, 162,597-604
Breger, Michel. 1972 Ap.j, 171,539
Breger, Michel. 1998 A.S.P. Conf.ser.135,460
Cox J.P. 1974 RPPh,37,563C
De la Peña Luis 1991, Introducción a la Mecánica Cuántica (Fondo de Cultura Económica)
Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Rodríguez, M. 2001. Tesis de Licenciatura "Determinación de parámetros físicos de la estrella Delta Scuti V1719 Cyg". Facultad de Ciencias UNAM
Unsöld A. & Baschek B.1991. The New Cosmos (Springer-Verlag)
Zhevakin S.A.1963 ARA&A,1,367Z
<http://adswwww.harvard.edu/>
www.redastro.cl/universo/clasificacion_estrellas.php

Capítulo 4

Johnson, H.L., Morgan, W.W. 1953, Ap. J., 117,313
Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Meynet G., Mermilliod J. C., Maeder A., 1993 A&AS, 98, 477
<http://adswwww.harvard.edu/>
<http://www.univie.ac.at/webda/>

BIBLIOGRAFIA

Capítulo 5

Conti, Peter S. 1988 oswr.book, 119C
Crawford, D. L., Barnes, J. V. and Hill, G. 1977 AJ, 82, 606
Feast, M.W. 1958 MNSSA, 17, 48F
Joshi, V. C., Sanwall, D. V., Sagar, R. 1983 PASJ 35, 405
Lata, S., Pandey, A. K., Sagar, R. Mohan V., 2002 AA., 388, 158
Sanders W. L. 1973 A&AS, 9, 213S
Tiff, W. G., 1958 AJ 63, 127
Wang, J. J., & Hu, J. Y. 2000 A.A., 356, 118
<http://adswww.harvard.edu/>
<http://www.univie.ac.at/webda/>

Capítulo 6

Breger, Michel. 1979 P.A.SP., 91, 5
Crawford D.L., Barnes J.V. Four-color and Hbeta photometry of open clusters. XII. NGC 6910 and NGC 6913 1977 Astron. J. 82, 606
Heiser A.M. (1978) Private communication
Hoag A.A., Johnson H.L., Iriarte B., Mitchell R.I., Hallam K.L., Sharpless S. 1961 Publ. US. Nav. Obs. 17, 347 Photometry of stars in galactic cluster fields 1961PUSNO..17..347H
Massey P., Johnson K.E., DeGioia-Eastwood K. 1995ApJ...454..151M
Sanders W.L. 1973 Astron. Astrophys. Suppl. 9, 221
Voroshilov V.I., 1969 Kiev, Catalog B and V for 12000 stars
<http://adswww.harvard.edu/>
<http://www.univie.ac.at/webda/>

Las figuras fueron tomadas de los siguientes textos, artículos científicos y direcciones WEB:

Figura 1 Tiff, W. G., 1958 AJ 63, 127
Figura 2 www.supercable.es/~jlc/ch/imaginario/contenidos/astronomia/paralaje.png
Figura 4 Rodríguez, M. 2001. Tesis de Licenciatura "Determinación de parámetros físicos de la estrella Delta Scuti V1719 Cyg". Facultad de Ciencias UNAM
Figura 6 Arne A. Henden & Ronald H. Kaitchuck 2004 Astronomical Photometry (VNR)
Figura 7 http://es.geocities.com/el_sistema_solarweb/sol.htm
Figura 8 Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Figura 10 http://es.wikipedia.org/wiki/Diagrama_de_Hertzprung-Russell
Figura 11 Rodríguez, M. 2001. Tesis de Licenciatura "Determinación de parámetros físicos de la estrella Delta Scuti V1719 Cyg". Facultad de Ciencias UNAM
Figura 12 Aerts, C. 2004-2005 Asteroseismology lectures & notes (Catholic University of Leuven Belgium)
Figura 13 Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Figura 14 Rodríguez, M. 2001. Tesis de Licenciatura "Determinación de parámetros físicos de la estrella Delta Scuti V1719 Cyg". Facultad de Ciencias UNAM
Figuras 15, 16, 17 <http://www.univie.ac.at/webda/>
Figura 19 Karttunen H. et.al. 1994. Fundamental Astronomy (Springer-Verlag)
Figura 21 http://www.univie.ac.at/webda/cgi-bin/chart_frame.cgi?ngc6913

Para este trabajo de tesis se utilizó frecuentemente la base de datos webda que es operada y administrada por el Instituto de astronomía de la Universidad de Viena