

24. 33

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

"LA LEY DE LA EXTINCION INTERESTELAR EN LA GALAXIA
A PARTIR DE OBSERVACIONES ASTRONOMICAS".

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE
F I S I C O
PRESENTA
MARIA AZUCENA LEYVA

MEXICO, D. F.

1988



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 está 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.

INDICE GENERAL

CAPITULOS	PAGINAS
Introducción.....	1
I Colores Intrínsecos.....	6
I.1 Colores de las estrellas, 7. I.2 Espectro de un cuerpo negro, 8. I.3 Métodos para la determinación de Colores Intrínsecos, 10. I.4. Colores Intrínsecos de estrellas pertenecientes a la Secuencia Principal, 14. I.5 Colores Intrínsecos de estrellas Gigantes, 23. I.6 Colores Intrínsecos de estrellas Supergigantes, 29.	
II Método de Diámetro de Cúmulos.....	33
II.1 Primeros indicios de polvo en la Vía Láctea, 33. II.2 Diámetros de Cúmulos definidos por Wallenquist, 36. II.3 Relación entre diámetros y distancia, 38.	
III Método de Extinción Variable.....	54
III.1 Relación entre el Módulo de distancia aparente y el Exceso de Color, 54. III.2 Resultados, 56.	
IV Método de Diferencia de Colores.....	73
IV.1 Curvas de Extinción Teóricas, 74. IV.2 Curvas de Extinción para diversas regiones celestes, 76.	
V Conclusiones.....	100
ANEXOS	
A Clasificación de Espectros Estelares.....	106
B Fotometría de Estrellas Brillantes.....	109
C Granos Interestelares.....	130
C.1 Indicios de polvo en la Vía Láctea, 130. C.2 Polarización, 132. C.3 Bases teóricas de la Polarización y Extinción producidas por granos, 133. C.4 Procesos físicos y químicos relativos a los granos, 136. C.5 Efectos de la orientación de las partículas con respecto a la radiación incidente, 137.	

C.6 Partículas con un núcleo rodeado por un manto, 139. C.7 Interpretación de la Extinción y Polarización interestelares, 140. C.8 Teorías recientes acerca de la Extinción, 146.

REFERENCIAS.....149

INTRODUCCION

Es de todos conocido que el brillo de las estrellas es debilitado por las distancias que nos separan de ellas. Se podría pensar que éste es el único factor que amortigua su brillantez; no obstante, el espacio interestelar no está vacío, existen diminutos granos de polvo que constituyen cerca de la milésima parte de la masa de nuestra galaxia. Aunque esta cantidad puede parecer insignificante, el efecto acumulado del polvo a lo largo de vastas distancias llega a ser tan importante que la luz estelar es absorbida y dispersada, por lo que la radiación luminosa que llega a nosotros es menor que la esperada al considerar sólo la distancia a que se encuentran las estrellas. Este fenómeno se conoce como Extinción Interestelar. Además de palidecer la luz, ésta tiende a enrojecerse, siendo el efecto más pronunciado en longitudes de onda cortas; este cambio de color es llamado Extinción Selectiva.

Una de las primeras demostraciones de la existencia de la extinción interestelar se encuentra en el trabajo de Trumpler (1930). Al comparar los diámetros aparentes de algunos cúmulos abiertos con su distancia calculada de tipos espectrales y fotometría fotográfica, Trumpler encontró que los diámetros de los cúmulos aumentaban con la distancia. No convencido de este resultado Trumpler supuso un diámetro lineal promedio para todos los cúmu--

los de un mismo grupo morfológico y postuló que existía material absorbente entre cada uno de los cúmulos y la Tierra, y que la luz era absorbida cerca de 0.67 magnitudes fotográficas por kiloparsec.

Una cantidad importante que debe determinarse en el estudio de la extinción interestelar, es el cociente de la extinción total a la extinción selectiva. Este cociente, denotado por R , es una comparación entre la absorción que se presenta en determinada longitud de onda y el exceso de color en dos longitudes de onda distintas. Se acostumbra elegir la extinción total en la región visual del espectro electromagnético: absorción total = A_v .

Se han calculado valores de R en los cuales el exceso de color utilizado es el correspondiente al azul y al visual (E_{B-V}^1). Los trabajos de Sharpless (1952), Johnson y Borgman (1963) y Johnson (1968), entre otros muchos, indican que el valor de R no es el mismo en todas las regiones del cielo. Por mucho tiempo se consideró como constante un valor de $R=3$; las observaciones actuales indican que éste es un valor mínimo, aunque válido para muchas regiones celestes.

Es de fundamental importancia conocer el valor de R en la Vía Láctea, ya que esto nos permite estimar la magnitud absoluta de las estrellas, su distancia, y determinar por lo tanto, el

tamaño, forma y estructura de nuestra galaxia, así como la posición que el Sol ocupa en ella.

El objetivo principal de esta tesis es determinar el valor de la absorción de luz como función de la longitud de onda. El trabajo se dividió en cinco capítulos y tres anexos, los cuales detallaremos a continuación.

En el capítulo I se hace una recopilación de los colores observados de aproximadamente 780 estrellas, desde longitudes de onda correspondientes al ultravioleta (0.36 micras) hasta longitudes de onda de 11, 11,4 y en algunos casos de 22 micras. En base a estos datos observacionales se calculan los colores intrínsecos U, B, V, R, I, J, H, K, L, M, N de estrellas pertenecientes a tipos espectrales O5-M6, clases de luminosidad I, III y V.

En el capítulo II se hace una tabulación de los diámetros, excesos de color y módulos de distancia fotométricos aparentes para 66 cúmulos. Con estas cantidades se calcula el valor del cociente R en diversos cúmulos hallando primeramente una relación matemática entre el diámetro de los mismos y su módulo de distancia fotométrico aparente. A partir de esta relación se calcula el módulo de distancia de diámetro, el cual se sustrae del fotométrico, obteniendo así la absorción A_v , la cual se divide entre el exceso de color E_{B-V} lo que nos da R.

En el capítulo III se determina R por el método de Extinción Variable aplicado a 9 cúmulos. Este método sólo nos da un valor para la extinción que es variable dentro del cúmulo, no nos informa acerca de la extinción entre el cúmulo y la Tierra. La técnica consiste en calcular el E_{B-V} de cada estrella miembro del cúmulo y su módulo de distancia aparente $V-M_V$ (magnitud aparente visual menos magnitud absoluta). Se halla una relación lineal entre estas cantidades, siendo la pendiente de la recta que mejor se ajuste a los datos el valor del cociente R , y la ordenada a la cual el E_{B-V} es cero, el módulo de distancia verdadero.

En el capítulo IV se determinan los excesos de color en diferentes longitudes de onda, de estrellas pertenecientes a 15 regiones celestes. Los excesos de color se normalizaron a $E_{B-V} = 1$. Siguiendo el método de Diferencia de Colores, se grafican los excesos de color contra el recíproco de la longitud de onda efectiva de la luz. La curva resultante nos informará acerca de la dependencia de la extinción de la longitud de onda, esto es, la ley de la extinción interestelar. Teóricamente, el polvo es prácticamente transparente a la radiación infrarroja mayor de 10 micras de longitud de onda, por lo que si extrapolamos la curva de extinción a longitudes de onda infinitas, obtendremos el punto cero de la escala de absorción. El punto cero al cual ya no hay absorción nos da directamente el valor de R .

En el capítulo V se discuten los resultados obtenidos con los diversos métodos y se dan las conclusiones.

En el anexo A se da una breve explicación de la clasificación de los espectros estelares, presentando algunas características de los tipos espectrales y clases de luminosidad, según el sistema de Morgan y Keenan.

En el anexo B se presenta una tabla con los colores observados de las estrellas utilizadas en el capítulo I para determinar los colores intrínsecos. Estos colores también se emplearon en el capítulo IV.

Finalmente en el anexo C se presenta un resumen de algunas propiedades de la materia causante de la extinción.

CAPITULO I

COLORES INTRINSECOS

La luz emitida por las estrellas de nuestra galaxia debe viajar enormes distancias para llegar a nuestro planeta, desde unos cuantos años luz, hasta varias decenas de miles de ellos. En ese largo camino hacia nosotros, la luz sufre absorción y enrojecimiento debido al polvo que se encuentra diseminado en el espacio. La luz radiada por objetos cuyo máximo de emisión cae en la banda ultravioleta es la más afectada por el enrojecimiento. Algunas moléculas de polvo tienen resonancias en la banda ultravioleta por lo que al incidir sobre ellas una radiación de esta frecuencia van a ser forzadas a oscilar con una amplitud mayor que la normal. Por lo tanto, tomarán energía y reemitirán la componente correspondiente a longitudes de onda cortas en todas direcciones, en cambio transmitirán el extremo rojo del espectro con prácticamente ninguna alteración.

Si la luz de las estrellas no ha sufrido enrojecimiento por absorción interestelar decimos que los colores que presentan son los intrínsecos. En este capítulo mencionaremos algunos métodos para calcular dichos colores intrínsecos y posteriormente los calcularemos para estrellas de tipos espectrales O,B,A,F,G,K,M, y clase de luminosidad I, III y V.

I.1- Colores de las estrellas.

Uno de los objetivos de los astrónomos es medir el brillo o magnitud aparente de las estrellas en distintas regiones del espectro electromagnético; para ello se utilizan filtros que dejan pasar radiación luminosa (proveniente de una estrella) en una estrecha región espectral. Los filtros más comunes son denominados U, B, V, que respectivamente, transmiten sólo luz ultravioleta, azul y amarilla. Las magnitudes aparentes medidas a través de estos filtros son designadas de igual manera. En la tabla I.1 se dan las características de éstos y de otros filtros, según el sistema fotométrico definido por Johnson (1964), adicionando la banda H.

TABLA I.1
FILTROS DE COLOR

Magnitud aparente		Longitud de onda de transmisión pico.
Nombre	Banda de transmisión	(Åm)
U	ultravioleta	0.36
B	azul	0.44
V	visible	0.55
R	rojo	0.70
I	infrarrojo cercano	0.90
J	infrarrojo	1.25
H	"	1.62
K	"	2.20
L	"	3.40
M	"	5.00
N	"	10.20

Naturalmente, también existen otros filtros que permiten medir el brillo de las estrellas en otras regiones del espectro electromagnético, en longitudes de onda pico más cortas y más largas que las listadas en la tabla 1.1.

El flujo luminoso F_λ lo expresamos en magnitudes m_λ de la forma

$$m_\lambda = -2.5 \log F_\lambda + C_\lambda \quad (1.1)$$

la constante C_λ se fija con una estrella conocida. El color de una estrella es una comparación de su flujo en una longitud de onda λ_1 con respecto al flujo en otra λ_2 y queda expresado como

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2.5 \log F_{\lambda_1}/F_{\lambda_2} - C_{12} \quad (1.2)$$

por convención $\lambda_1 < \lambda_2$ y C_{12} se fija de tal modo que el color de una estrella AO V no enrojecida por material interestelar sea igual a cero. Una estrella más azul que una estrella AO V tiene colores U-V, B-V negativos, y una estrella más roja que la AO V tiene colores U-V, B-V positivos.

1.2.-Espectro de un cuerpo negro.

Como primera aproximación, el astrónomo compara la radiación de las estrellas con la de cuerpos negros, que a continuación discutiremos brevemente.

La forma de la curva del espectro de un cuerpo caliente depende en primera instancia, de su temperatura, por lo que al medir la intensidad de su luz en dos bandas diferentes, lo que hace

mos es medir la altura de la curva en dos puntos. Cuando restamos una banda de otra, entonces obtenemos la pendiente de la línea que une los puntos. La pendiente está estrechamente relacionada con la forma de la curva y por lo tanto con la temperatura. Así, al medir los colores de una estrella tenemos una idea de su temperatura, siempre y cuando su luz no esté afectada por absorción o por otros factores, tales como composición química anómala.

La figura 1.1 nos muestra la distribución de energía o espectro de cuerpos negros de diferentes temperaturas efectivas. Esta gráfica sería similar, en principio, para estrellas de diversas temperaturas.

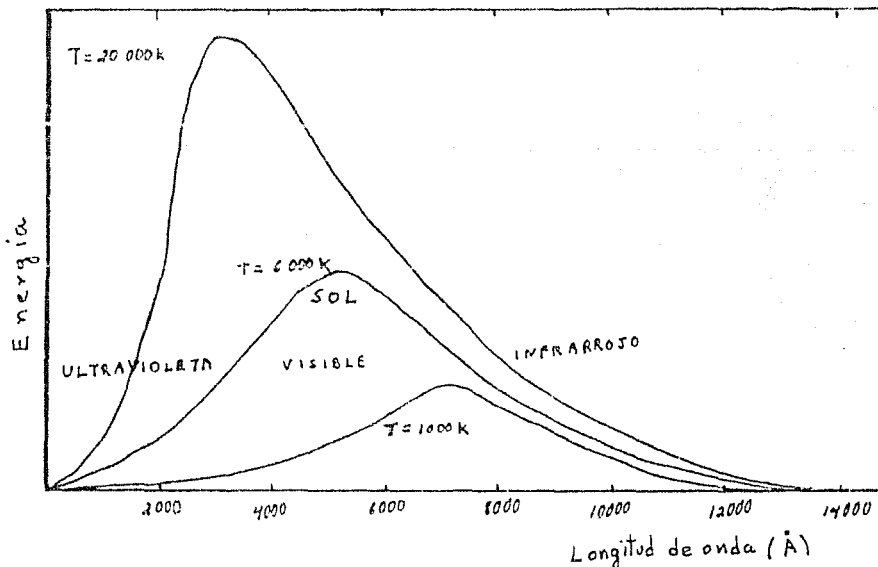


Fig.1.1 Distribución de energía (espectro) emitida por tres cuerpos negros de diferente temperatura.

Nuestra estrella, el Sol, tiene una temperatura superficial de $6\,000^{\circ}\text{K}$ y su pico de intensidad cae alrededor de los $5\,500\text{ \AA}$ de longitud de onda. El color de nuestro astro nos parece amarillo. Es notorio que para estrellas más calientes que el Sol, el máximo de la curva de distribución de energía cae en la región ultravioleta y nos parecen de color azul a simple vista; por el contrario, para estrellas muy frías el pico de emisión se encuentra en la parte infrarroja del espectro electromagnético y las vemos de color rojo. Conforme la temperatura aumenta, el máximo de intensidad se corre hacia longitudes de onda más cortas, es decir, hacia altas frecuencias (Ley de desplazamiento de Wien) y la energía radiada total es mayor. En un cuerpo negro la radiación es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura (Ley de Stefan-Boltzmann).

1.3.-Métodos para la determinación de Colores intrínsecos.

Existen varios métodos para calcular los colores intrínsecos de las estrellas, como los empleados por Johnson (1966) y Fitzgerald (1970), que a continuación discutiremos de una forma breve.

para estrellas con clase de luminosidad III, Johnson (1966) seleccionó 225 estrellas con tipos espectrales entre G5 y M6 (para la clasificación espectral de las estrellas ver Anexo A). Cada tipo espectral fue dividido en dos grupos: estrellas con magnitud visual (V) mayor que 4.1 (grupo débil) y aquellas con magnitud V menor que dicho número (grupo brillante). Para los tipos espectra

les (K1, K2, K3) Johnson encontró que los colores medios del grupo más débil eran ligeramente más rojos que los del otro grupo; asimismo, para los tipos espectrales (K5, M0, M3,) el grupo con V menor que 4.1 era más azul, también ligeramente. Para el resto de tipos espectrales no hubo diferencia entre los grupos débil y brillante. De todo esto, Johnson concluyó que los colores intrínsecos de estas estrellas se podían obtener tomando el promedio de los colores observados, ya que la diferencia media para esos tipos espectrales era igual a cero. Con este método, Johnson calculó los colores intrínsecos U-V, B-V, V-R, V-I, V-J, V-K, y V-L para estrellas G5 III a M6 III. Por no tener suficientes datos observacionales, no aplicó el mismo método para calcular los índices V-M y V-N. Su técnica para hallar estos colores fue la de graficar K-M contra V-K y K-N contra V-K y obtuvo relaciones medias entre ellos.

Los colores intrínsecos para estrellas de la secuencia principal los calculó Johnson en base a los colores medios observados de los miembros de las Hyadas, ya que se les considera como estrellas standard de sus tipos por estar relativamente cerca de la Tierra (147 años luz) y por no presentar evidencia conclusiva de estar enrojecidas. Johnson obtuvo los colores intrínsecos U-V, B-V, V-R, V-I para tipos espectrales A5 a K2; para los colores V-J, V-K, V-L, V-M y V-N utilizó estrellas brillantes del campo general, graficando sus colores observados entre sí y halló relaciones entre ellos. El mismo procedimiento lo empleó para tipos espectrales más tardíos que K2 V.

Los colores intrínsecos de estrellas más tempranas que A0 V los determinó Johnson graficando los colores observados (estrellas O5 a B9). Las relaciones obtenidas presentaban una forma de cuña, definida por dos rectas que se intersectan (ver figura 1.2). Johnson y Borgman (1963) supusieron que los valores de los colores en la punta de la cuña son los intrínsecos.

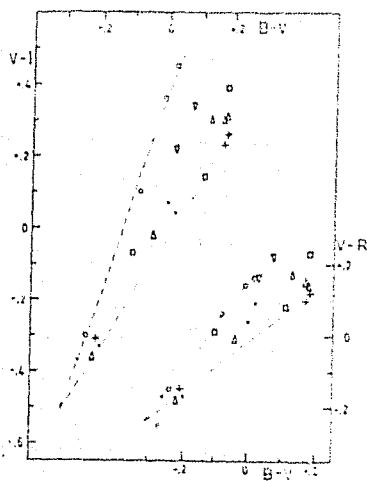


Fig. 1.2 Se muestra el método de cuña de Johnson y Borgman (1963) para determinar los colores intrínsecos. Los diferentes símbolos representan los colores V-I y V-R contra B-V para estrellas O de diversas regiones celestes. (Diagrama tomado de Johnson y Borgman (1963))

En cuanto a las estrellas de clase Ia y Ib, Johnson no es muy explícito al decir cómo determinó los colores intrínsecos de estas supergigantes, sólo menciona el hecho de que hay que aprovechar que el enrojecimiento debido a la temperatura y el enrojecimiento interestelar tienen distintos efectos sobre los colores.

Por su parte, FitzGerald (1970) determinó los colores intrínsecos B-V y U-B para estrellas de tipo espectral A0 a M6, con clase de luminosidad III a V, promediando los colores observados de entre 10 y 40 estrellas con distancias de 50 a 100 pcs del Sol.

Para obtener los colores intrínsecos de estrellas de luminosidad I y II, FitzGerald no empleó el método anterior ya que estas estrellas son intrínsecamente muy luminosas y hasta las más brillantes de ellas están considerablemente enrojecidas. Además no son muy comunes en cúmulos ni en el campo general. Según FitzGerald estos colores se pueden determinar por alguno de los dos métodos que relacionan la curva envolvente más azul con las observaciones graficadas: ya sea en un diagrama color-color o de color contra tipo espectral (ver figura 1.3)

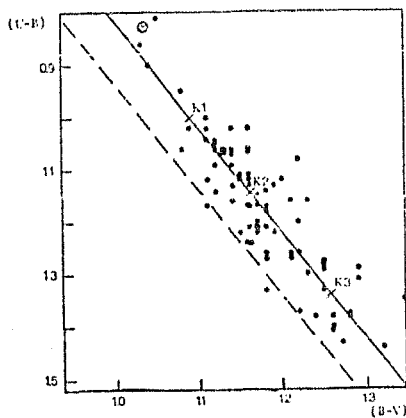


Fig.1.3 Diagrama de dos colores para estrellas K2 III. La línea sólida representa la localización de los colores intrínsecos de estrellas de clase III, determinada para estrellas con distancias hasta de 50 parsecs. Los colores medios de K1, K2 y K3 están marcados sobre esta línea.

La línea de rayas representa la envolvente más azul en el diagrama de dos colores. El punto \otimes indica la posición del color más azul tal como sería encontrado en una gráfica de tipo espectral contra color. Diagrama tomado de FitzGerald (1970).

FitzGerald menciona en su artículo dos principales fuentes de error en las dos versiones del método de envolventes más azules:

Para obtener los colores intrínsecos de estrellas de luminosidad I y II, FitzGerald no empleó el método anterior ya que estas estrellas son intrínsecamente muy luminosas y hasta las más brillantes de ellas están considerablemente enrojecidas. Además no son muy comunes en cúmulos ni en el campo general. Según FitzGerald estos colores se pueden determinar por alguno de los dos métodos que relacionan la curva envolvente más azul con las observaciones graficadas: ya sea en un diagrama color-color o de color contra tipo espectral (ver figura 1.3)

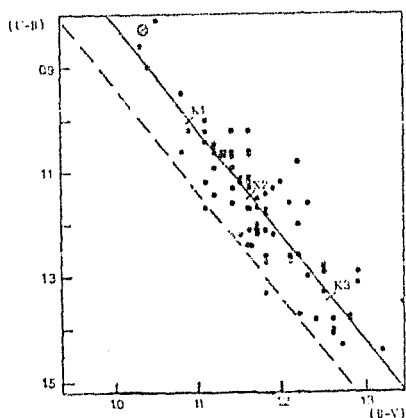


Fig.1.3 Diagrama de dos colores para estrellas K2 III. La línea sólida representa la localización de los colores intrínsecos de estrellas de clase III, determinada para estrellas con distancias hasta de 50 parsecs. Los colores medios de K1, K2 y K3 están marcados sobre esta línea.

La línea de rayas representa la envolvente más azul en el diagrama de dos colores. El punto \odot indica la posición del color más azul tal como sería encontrado en una gráfica de tipo espectral contra color. Diagrama tomado de FitzGerald (1970).

FitzGerald menciona en su artículo dos principales fuentes de error en las dos versiones del método de envolventes más azules:

i) si las estrellas elegidas para determinar los colores intrínsecos están en su gran mayoría enrojecidas, entonces la envolvente más azul que se dibuje estará corrida más hacia el rojo de lo que debería estar; ii) si por el contrario, se cuenta con muchas estrellas no enrojecidas, la envolvente será más azul que lo indicado por la relación intrínseca. Esta última fuente de error se debe tanto a la inexacta determinación de las clases espectrales como a la dispersión en los colores intrínsecos reales (dispersión cósmica).

FitzGerald empleó el método de envolventes más azules en diagramas color-color para obtener los colores intrínsecos B-V y U-B para estrellas clase Ia, IaB, Ib, II y para tipos espectrales desde O9 hasta M4.5. También utilizó este método para determinar los colores intrínsecos U-B y B-V de estrellas de la secuencia principal tipos espectrales O5 a B9.5.

1.4.-Colores intrínsecos de estrellas pertenecientes a la secuencia principal.

En esta parte se han calculado los colores intrínsecos de estrellas de clase de luminosidad V, en base a los colores que presentan los miembros de las Hyadas, ya que como dijimos anteriormente, se les considera estrellas no enrojecidas y por lo tanto sus colores pueden tomarse como modelo o patrón.

Para los colores U-V (tipos A3-K4), B-V (A3-M1), V-R y V-I (A3-K4, M1-M3), V-J, V-H y V-K (A3, A6-F0, F2-G8, K0-K8) y V-L (A7, A9,

TABLA 1.2
 Fotometría multicolor de las Hyadas.

VB	VA	Espectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L
11-12	-	F3 V	6.01	0.42	0.40	0.38	0.58				
14	-	F4 V	5.73	0.35	0.36	0.35	0.54				
15	-	G3 V	8.05	0.86	0.66	0.56	0.89	1.17	1.52	1.57	1.67
16	-	F5 V	7.05	0.43	0.42	0.38	0.58				
17	-	G5 V	8.46	0.94	0.70	0.55	0.93	1.28	1.58	1.64	
18	60	G0 V	8.06	0.81	0.64	0.54	0.87	1.19	1.47	1.50	
20	79	F3 V	6.32	0.42	0.40	0.38	0.59	0.77	0.93	0.95	
21	-	K0 V	9.15	1.28	0.89	0.65	1.05				
-	68	K5.5V	10.74	-	0.62	1.04	2.37	2.94	3.04		
-	106	M3 V	15.14	-	1.40	1.32	2.46				
22	108	G0 V	8.35	1.10	0.77	0.64	1.06	1.47	1.89	1.90	
-	112	M2 V	15.32	-	1.78	1.54	2.90				
-	115	M1 V	12.69	-	1.54	1.05	1.89				
-	118	M3 V	15.56	-	1.57	1.45	1.68				
-	119	M2 V	13.98	-	1.54	1.31	2.46				
24	-	A8 V	5.65	0.35	0.28	0.28	0.44				
25	-	K3 V	9.58	1.79	0.99	0.78	1.26	1.46	2.08	2.23	2.48
26	-	G9 V	8.62	1.08	0.74	0.59	0.98				
-	141	M1 V	15.45	-	1.63	1.47	2.78				
27	156	G0 V	8.45	1.02	0.73	0.58	0.96	1.23	1.57	1.64	
28	-	K0 IIIab	1.65	1.81	0.99	0.73	1.20	1.59	2.08	2.09	2.29
-	162	M1 V	12.81	-	1.47	1.05	1.90				
29	179	F8 V	6.09	0.65	0.56	0.48	0.78	1.05	1.30	1.34	
30	182	F0 IV	5.59	0.36	0.28	0.28	0.43	0.55	0.64	0.69	0.77
31	-	G0 V	7.46	0.65	0.57	0.50	0.80				
32	-	F2 V	6.11	0.40	0.37	0.37	0.57	0.79	0.95	0.96	1.04
33	-	A9 V	5.26	0.32	0.22	0.23	0.35	0.36	0.46	0.49	1.15
34	201	F6 V	6.17	0.48	0.46	0.42	0.67	0.82	1.02	1.05	1.05
35	-	F5 V	6.80	0.43	0.44	0.42	0.66				
36	-	F6 V	6.81	0.45	0.44	0.42	0.68	0.86	1.05	1.07	

TABLE 12 (cont.)

VB	VA	Spectro	V	U-V	H-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L
37	215	F4	V	6.61	0.41	0.41	0.38	0.69			
40	249	G0	V	7.00	0.65	0.56	0.48	0.81	1.12	1.40	1.43
41	-	K0	III	3.76	1.79	0.98	0.73	1.20	1.57	2.01	2.14
42	-	G9	V	8.85	1.11	3.76	3.52	1.11			
43	-	K2	V	9.40	1.52	0.91	0.76	1.26	1.73	2.13	2.28
46	279	K1	V	9.12	1.41	0.86	0.69	1.13	1.50	1.90	1.94
-	282	M2	V	14.79	-	1.49	1.34	2.52	4.13	4.75	4.94
-	268	M3	V	13.39	-	1.34	1.78	2.45			
-	294	K5	V	10.90	-	1.29	-	-	2.44	3.05	3.13
47	361	A7.5V		4.80	0.28	0.25	0.16	0.23	0.33	0.37	0.38
48	-	F7	V	7.14	0.56	0.52	0.46	0.74			
49	-	G0	V	8.24	0.79	0.59	0.51	0.82	1.13	1.39	1.42
50	308	G1	V	7.61	0.72	0.60	0.53	0.89	1.11	1.43	1.50
51	315	F6	V	6.97	0.45	0.44	0.42	0.68	0.86	1.05	1.07
52	319	G1	V	7.80	0.73	0.60	0.53	0.86	1.15	1.38	1.45
53	-	F4	V	5.97	0.41	0.37	0.38	0.60			
54	-	A7	V	4.22	0.26	0.13	0.16	0.21	0.34	0.36	0.34
55	-	A7	V	5.28	0.34	0.25	0.26	0.40			
-	334	M0.5V		11.76	-	1.46	-	-	3.01	3.67	3.81
-	354	K5	V	11.18	-	1.31	-	-	2.49	3.13	3.20
56	355	A3	V	4.28	0.10	0.04	0.09	0.10	0.12	0.15	0.17
57	360	F7	V	6.46	0.51	0.49	0.44	0.69	0.94	1.17	1.18
58	-	G6	V	7.53	0.92	0.68	0.57	1.93			
59	384	F8	V	7.49	0.62	0.54	0.48	0.77	1.02	1.29	1.34
60	-	A8	V	4.28	0.41	0.26	0.27	0.41			
62	-	F8	V	7.38	0.61	0.54	0.46	0.67			
63	389	G5	V	8.05	0.80	0.64	0.54	0.89	1.20	1.53	1.60
64	400	G6	V	8.12	0.86	0.66	0.56	0.89	1.16	1.48	1.51
-	404	K7	V	10.51	-	1.36	-	-	2.71	3.31	3.44
-	420	H1	V	13.04	-	1.50	1.11	2.03			

TABLE 1.2 (cont.)

VB	VA	Spectro	V	U-V	H-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L
65	446	F8 V	7.42	0.60	0.54	0.47	0.75	0.97	1.20	1.24	1.24
68	485	F0 V	5.90	0.38	0.32	0.31	0.50	0.67	0.82	0.83	
-	486	H1 V	12.12	-	1.48	1.09	2.03				
69	-	G8 V	8.60	1.08	0.75	0.58	0.95	1.14	1.48	1.57	1.58
70	-	K1 III	3.54	1.09	1.01	0.73	1.23	1.61	2.08	2.16	2.33
71	-	G9 III	3.03	1.70	0.95	0.71	1.10	1.54	2.03	2.11	2.18
72	491	A7 III	3.39	0.31	0.18	0.20	0.27	0.20	0.40	0.44	0.45
73	495	G1 V	7.85	0.74	0.61	0.53	0.79	1.08	1.37	1.43	
-	502	K7 V	12.00	-	1.41	-	-	2.94	3.64	3.73	
74	504	A7 IV	5.03	0.35	0.23	0.20	0.28	0.38	0.51	0.49	
77	-	F7 V	7.03	0.54	0.50	0.46	0.74				
78	544	F6 V	6.91	0.45	0.45	0.41	0.66	0.85	1.08	1.12	1.15
79	547	K0 V	8.95	1.32	0.83	0.65	1.06	1.44	1.80	1.80	2.01
80	569	F0 V	5.54	0.42	0.32	0.51	0.68	0.83	0.85		
81	-	F6 V	7.10	0.48	0.47	0.44	0.71				
82	584	A6 V	4.78	0.30	0.17	0.17	0.24	0.31	0.38	0.40	
84	591	F0 V	5.41	0.35	0.26	0.25	0.40	0.53	0.64	0.66	
85	597	F5 V	6.51	0.44	0.43	0.41	0.65	0.86	1.07	1.08	
87	-	G8 V	8.60	1.10	0.74	0.60	0.96				
-	607	H3 V	13.99	-	1.53	1.32	2.59				
-	622	K7 V	11.94	-	1.44	-	-	2.92	3.64	3.74	
88	625	F9 V	7.77	0.60	0.54	0.47	0.76	1.02	1.25	1.28	
-	637	H0 V	12.24	-	1.44	1.02	1.81				
-	638	M0.5V	12.17	-	1.47						
89	644	F2 V	6.02	0.37	0.34	0.33	0.53	0.68	0.83	0.82	
-	657	M2 V	15.29	-	1.49	1.43	2.70				
91	684	K1 V	8.94	1.43	0.88	0.72	1.20	1.63	2.08	2.16	
92	692	G8 V	8.64	1.08	0.75	0.59	0.96	1.28	1.61	1.68	
93	712	K2 V	9.40	1.50	0.88	0.70	1.14	1.54	1.98	2.02	
94	-	F5 V	6.62	0.43	0.43	0.39	0.62				

TAHLA 1.2(cont.)

VB	VA	Espectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L
95	725	A8 V	4.65	0.33	0.25	0.24	0.36	0.44	0.55	0.57	
96	727	K0 IV	0.50	1.33	0.84	0.67	1.11	1.51	1.94	1.95	
97	74E	G1 V	7.93	0.78	0.64	0.51	0.82	1.11	1.38	1.42	
99	77B	K1 V	9.38	1.45	0.86	0.68	1.11	1.52	1.92	1.98	
101	-	F5 V	6.65	0.47	0.44	0.38	0.64				
102	-	G1 V	7.54	0.71	0.62	0.51	0.84				
103	-	F0 V	5.79	0.37	0.31	0.31	0.47				
104	-	A6 V	4.27	0.24	0.12	0.14	0.19				
108	-	A5 V	4.70	0.27	0.14	0.18	0.25				
109	-	A7 V	4.64	0.28	0.16	0.16	0.25				
137	-	F1 V	5.89	0.37	0.32	0.32	0.49				
141	38B	F0 V	4.50	0.39	0.25	0.27	0.42	0.58	0.70	0.72	
160	-	F2 V	5.46	0.36	0.36	0.37	0.58				
174	310	K4 V	10.00	2.01	1.07	0.86	1.41	1.84	2.32	2.42	2.76
176	363	K2 V	9.03	1.60	0.94	0.76	1.27	1.72	2.15	2.22	
178	472	K0 V	9.04	1.37	0.84	0.67	1.15	1.56	1.98	2.04	
179	459	K2 V	9.40	1.64	0.93						
180	560	K1 V	9.11	1.43	0.86	0.69	1.13	1.54	1.92	1.97	
181	548	K3 V	10.30	2.25	1.16	0.99	1.63	2.12	2.90	2.75	
182	587	G0 V	8.94	1.33	0.85	0.68	1.17				
183	747	K2 V	9.69	1.59	0.94	0.75	1.22	1.61	2.07	2.12	
190	500	K8 V	10.71	2.53	1.32	-	-	2.61	3.23	3.32	
191	645	K6 V	11.02	2.55	1.29	-	-	2.42	3.03	3.11	
182	-	G4 IV	7.83	0.97	0.71	0.58	0.93				

Columna 1: Número de van Bueren (1952)
 Columna 2: Número de van Altena (1969)

F2, F5, F8, G1, G3, G6, G8, K0, K2-K4) los valores intrínsecos dependen principalmente de la fotometría de las Hyadas realizada por Johnson y Knuckles (1955)/Mendoza (1967)/Iriarte(1970)/Gezari et al. (1984), Johnson et al. (1968). La clasificación espectral se basa en el trabajo de Morgan y Keenan (1973). En la tabla I.2 se presentan los datos fotométricos de las estrellas consideradas como miembros del cúmulo de las Hyadas. Los colores intrínsecos $R, I (M1aM3)$ también dependen de Stauffer (1982).

Los colores correspondientes a longitudes de onda mayor que cinco micras en este rango espectral (A3-M3), fueron derivados de estrellas de la secuencia principal del campo general, ya que como lo menciona Johnson (1966) (y a pesar de haber transcurrido 22 años de la publicación de su artículo), muy pocas Hyadas han sido observadas en longitudes de onda largas; los colores V-L y V-M fueron tomados de dicho trabajo de Johnson.

Para estrellas más tempranas que A3, los colores intrínsecos fueron derivados también de estrellas del campo general ya que los miembros de las Hyadas sólo tienen tipos espectrales más tardíos que A3. La fotometría V-R y V-I fue tomada de Johnson, Mitchell, Iriarte y Wisniewski (1966) y Mendoza (1967). Para U-V y B-V se emplearon los datos del "Bright Star Catalogue" (Hoffleit et al. 1982, 1983); los demás colores se tomaron de "Catalog of Infrared Observations" (Gezari et al., 1984). El método utilizado para determinar los colores intrínsecos de estos tipos espectrales fue el de graficar B-V contra los demás colores y tomar como válidos los colores

de las puntas de las cuñas que resultaban de las gráficas. El criterio utilizado fue el de tratar de hacer que dos puntos muy enrojecidos coincidieran con dos no enrojecidos y que las líneas trazadas a través de ellos se tocaran en la región más azul (ver figura 1.2). Esto naturalmente se presta a diversas interpretaciones y queda a criterio del que grafica, en diversas ocasiones, el punto donde se tocan las líneas; sin embargo, creemos que el sistema de FitzGerald (1970) adolece de los mismo, ya que la envolvente "más azul" puede delimitarse según el criterio del graficante.

Por falta de colores observados suficientes, las estrellas O, de clase de luminosidad V, se agruparon en O5-U7.5 y O8-O9.5.

Para hallar V-M para estrellas más tempranas que A0 V se utilizó el método de "cuñas" de Johnson y Morgan (1963), agrupando las estrellas de la siguiente forma: O5-O9.5, B0, B0-B1, B1-B2, B3-B5, B6-B7, B8-B9, B9-A0 y A0-A2. El color promedio conocido V-M de un tipo espectral se utilizó como auxiliar para calcular V-M de tipos espectrales más tardíos. Para V-N, los grupos de estrellas fueron O5-B3, B6-B8, y B9-A1. Debido a la escasez de observaciones en los colores obtenidos son menos precisos que aquéllos correspondientes a longitudes de onda menor, por lo que no nos atrevimos ni a interpolar ni a extrapolar V-N para B4, B5 y tipos más tardíos que A1.

TABELA 3

EPLICHES INTEGRALS
S.E. QUANTIA PRINCIPAL

lano (Spectral)	U-V	P-V	V-R	V-I	V-J	V-K	V-L	V-M	V-N	
05-7.5	-1.57	-0.35	-0.21	-0.47	-0.63	-0.77	-0.88	-1.04	-1.22	-1.32
06-9.9	-1.44	-0.34	-0.21	-0.47	-0.63	-0.77	-0.88	-1.04	-1.22	-1.32
07	-1.37	-0.29	-0.15	-0.44	-0.64	-0.74	-0.84	-0.93	-1.13	-1.32
08	-1.16	-0.21	-0.13	-0.38	-0.56	-0.61	-0.64	-0.85	-1.02	-1.32
09	-1.05	-0.19	-0.12	-0.31	-0.47	-0.55	-0.73	-0.74	-0.85	-1.32
10	-0.85	-0.15	-0.12	-0.32	-0.43	-0.49	-0.63	-0.61	-0.75	-1.32
11	-0.72	-0.16	-0.06	-0.27	-0.32	-0.41	-0.48	-0.47	-0.59	-
12	-0.67	-0.15	-0.06	-0.18	-0.19	-0.30	-0.36	-0.48	-0.46	-0.78
13	-0.50	-0.14	-0.04	-0.17	-0.17	-0.28	-0.29	-0.33	-0.36	-0.78
14	-0.41	-0.11	-0.03	-0.15	-0.15	-0.23	-0.25	-0.25	-0.27	-0.78
15	-0.25	-0.08	0.00	-0.06	-0.17	-0.13	-0.14	-0.15	-0.16	-0.12
16	0.00	0.00	0.01	0.01	-0.08	-0.05	0.02	-0.10	-0.04	-0.12
17	0.05	0.03	0.07	0.07	0.01	0.02	0.07	-0.02	0.09	-0.12
18	0.09	0.07	0.08	0.14	0.09	0.08	0.15	0.04	0.13	-
19	0.14	0.09	0.09	0.18	0.13	0.15	0.21	0.10	0.19	-
20	0.11	0.14	0.18	0.25	0.23	0.22	0.35	0.31	0.36	-
21	0.27	0.17	0.18	0.30	0.32	0.35	0.42	0.37	0.41	-
22	0.37	0.20	0.19	0.34	0.37	0.44	0.50	0.39	0.46	-
23	0.36	0.23	0.28	0.40	0.44	0.55	0.57	0.41	0.57	-
24	0.37	0.28	0.27	0.43	0.52	0.61	0.67	0.49	0.68	-
25	0.38	0.29	0.29	0.46	0.62	0.70	0.77	0.56	0.79	-
26	0.39	0.30	0.32	0.49	0.68	0.78	0.83	0.64	0.85	-
27	0.35	0.36	0.32	0.56	0.74	0.85	0.89	0.72	0.93	-
28	0.42	0.40	0.38	0.59	0.77	0.91	0.97	0.61	1.01	-
29	0.43	0.41	0.38	0.62	0.81	0.96	1.03	0.60	1.05	-
30	0.43	0.43	0.39	0.65	0.86	1.04	1.08	0.99	1.07	-
31	0.45	0.45	0.42	0.67	0.93	1.10	1.14	1.08	1.16	-
32	0.54	0.50	0.45	0.72	0.94	1.15	1.21	1.15	1.20	-
33	0.60	0.55	0.47	0.74	1.00	1.19	1.24	1.24	1.27	-
34	0.66	0.57	0.47	0.76	1.02	1.25	1.30	1.31	1.32	-
35	0.70	0.59	0.51	0.83	1.06	1.30	1.35	1.40	1.35	-
36	0.74	0.61	0.52	0.84	1.09	1.36	1.39	1.49	1.41	-
37	0.79	0.63	0.53	0.86	1.10	1.40	1.44	1.61	1.44	-
38	0.86	0.66	0.56	0.89	1.15	1.47	1.50	1.67	-	-
39	0.87	0.67	0.57	0.91	1.22	1.56	1.62	1.83	-	-
40	0.89	0.67	0.57	0.91	1.24	1.60	1.64	1.89	-	-
41	1.06	0.73	0.61	1.01	1.38	1.70	1.80	2.07	-	-
42	1.09	0.75	0.61	1.02	1.44	1.78	1.87	2.12	-	-
43	1.32	0.80	0.66	1.09	1.50	1.86	1.95	2.20	-	-
44	1.43	0.87	0.70	1.14	1.55	1.96	2.01	2.28	-	-
45	1.57	0.92	0.74	1.22	1.64	2.09	2.18	2.40	-	-
46	1.85	1.01	0.78	1.35	1.70	2.25	2.31	2.48	-	-
47	2.01	1.10	0.82	1.46	1.84	2.44	2.42	2.62	-	-
48	2.20	1.20	0.87	1.68	1.96	2.62	2.70	2.84	-	-
49	2.36	1.29	0.91	1.71	2.17	2.87	3.10	3.08	-	-
50	2.48	1.38	0.94	1.82	2.38	3.09	3.32	3.43	-	-
51	2.53	1.42	0.97	1.95	2.57	3.23	3.34	3.53	-	-
52	2.57	1.44	1.02	2.19	2.76	3.55	3.70	3.78	-	-
53	2.63	1.50	1.09	2.30	3.65	3.78	4.11	4.35	-	-
54	2.65	1.51	1.19	2.65	4.13	4.75	4.94	4.47	-	-
55	2.70	1.56	1.32	2.86	4.55	-	-	4.79	-	-

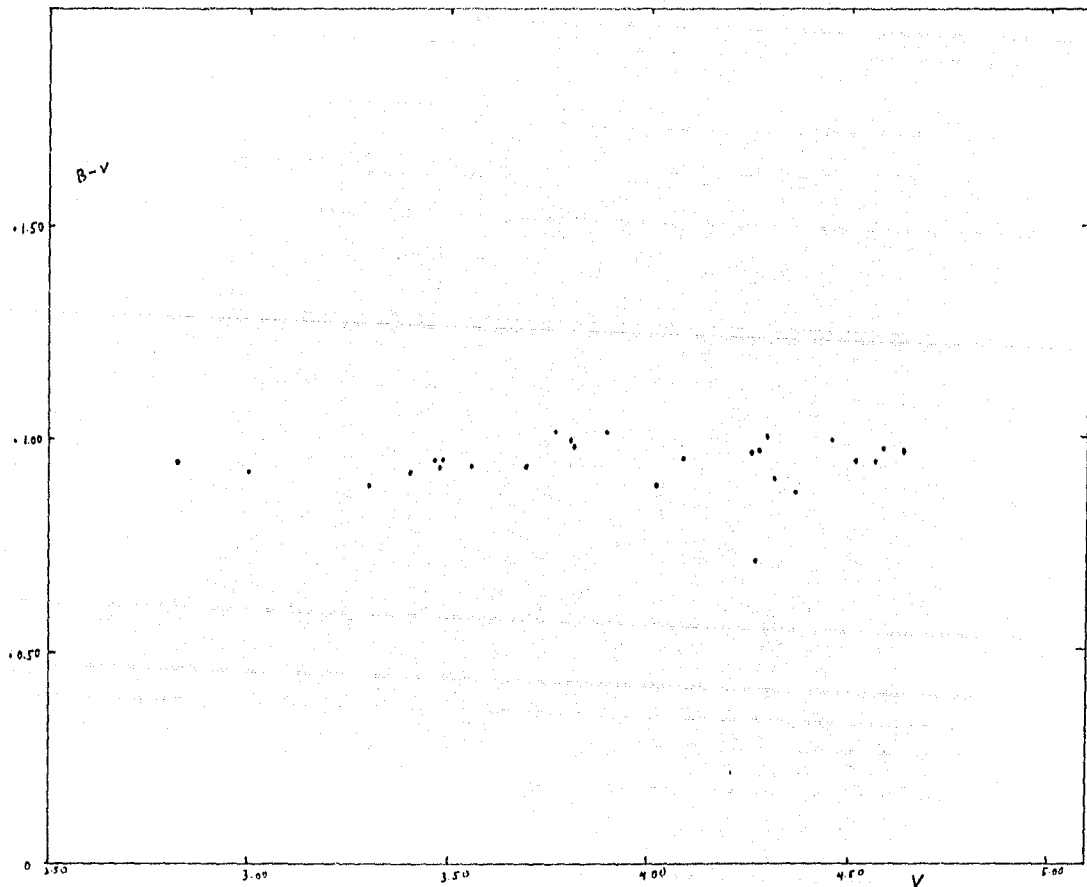


Fig.1 4. Diagrama de magnitud visual V contra el color B-V para estrellas de clasificación espectral G 8 III.

Una vez obtenidos los colores intrínsecos preliminares por los métodos mencionados, se hizo un diagrama de color contra tipo espectral y la curva resultante se suavizó. Esto se hizo ya que en algunos casos un color de un determinado tipo espectral era menor que otro de tipo más temprano; para suavizar los colores nos auxiliamos de la tabla de colores intrínsecos dada por Johnson (1966) para estrellas de clase de luminosidad V. Para U-V y B-V también se usaron los datos de Fitzgerald (1970). Los colores ya suavizados de estrellas de la secuencia principal se presentan en la tabla I.3.

I.5.-Colores intrínsecos de estrellas Gigantes.

Para determinar los colores intrínsecos de estrellas de clase de luminosidad III, se emplearon los colores de 355 estrellas del campo general. Para saber si existía una correlación entre los colores observados con la magnitud visual aparente V, se hicieron gráficas de V contra B-V para cada tipo espectral. Para estrellas BB y más tardías se encontró que la dispersión era mínima. En la figura I.4 se muestra el diagrama de este tipo que corresponde a estrellas con tipo espectral G8 III.

Para confirmar lo anterior se procedió a determinar la magnitud media V de las 355 estrellas, siendo ésta de 3.^m71. Al igual que lo hizo Johnson (1966) las estrellas de cada tipo espectral fueron divididas en dos grupos: el de aquéllas para las cuales V era más brillante que 3.71 y el de aquéllas más débiles que esta magnitud. Se determinaron los colores medios U-V, B-V, V-R y V-I

de cada grupo y tipo espectral (las estrellas tempranas fueron clasificadas en O6-O9, B0-B1.5, B4-B5, B6-B7 y A0-A9). Algunas estrellas con V más brillante que 3.71 presentaban ligera evidencia de enrojecimiento en comparación con el grupo débil (por ejemplo, los tipos espectrales B6-B7, K0, K1 y M1); en cambio para otros tipos espectrales sucedía lo contrario (B0, B9, K2 y F3). En vista de que en promedio el enrojecimiento de estas estrellas era casi cero, se procedió a tomar como intrínsecos sus colores medios observados; En general se tomaron los datos de estrellas para los cuales por lo menos los colores U-V, B-V, V-R y V-I difirieran a lo máximo 0.1^m en los grupos débil y brillante. Las estrellas que se diferenciaran en estos grupos en más de dicha magnitud, no se tomaron en cuenta por el momento.

Una vez desechadas las estrellas enrojecidas, se determinaron en forma definitiva los colores intrínsecos: para U-V, B-V, V-R y V-I se tomaron los colores promedio mínimos (más brillantes). Para el resto de colores JHKL se tomó un promedio tanto de estrellas más brillantes que 3.71^m como de las más débiles.

Para calcular M y N se utilizaron ahora sí los datos de las estrellas enrojecidas que se habían dejado a un lado anteriormente, además de las no enrojecidas. El método seguido fue el de graficar B-V contra V-M y V-N, tomando como intrínsecos los colores correspondientes a las puntas de las cuñas resultantes.

Para estrellas de tipo más temprano que B8 se hicieron gráficas de B-V contra los demás colores; por ello fue muy importante de terminar lo mejor posible B-V. Esto se hizo graficando primero U-V contra B-V y tomando los valores de las puntas de las cuñas que estuvieran más cercanos a los dados por FitzGerald (1970) para tipos O6-B7. En algunos casos fue relativamente fácil hallar los colores intrínsecos ya que la distribución de los puntos podía encerrarse entre dos líneas rectas que se intersectaban en la región más azul, como se puede apreciar en la figura 1.5, la cual nos muestra el color B-V contra U-V para estrellas tipo B3 III. En otros casos no fue inmediata la determinación de los colores intrínsecos, ya que había muy pocos datos y las líneas dibujadas a través de ellos no se tocaban en ninguna parte, como es el caso del color V-L para estrellas B2 III y que se puede apreciar en la figura 1.6, donde sólo hay tres datos. Para resolver estos problemas se utilizaron datos de estrellas más tempranas o más tardías como auxiliares para determinar los colores intrínsecos. En particular consideramos que la fotometría de las estrellas B5 y B6 es la más incierta, sobre todo en lo que se refiere a los colores V-R y V-I. Los colores intrínsecos finales se presentan en la tabla I.4. El color V-M para los tipos espectrales K4-K6 es una interpolación y V-N para los tipos espectrales K0-K4 está tomado de Johnson (1966), así como también para G5 y G8.

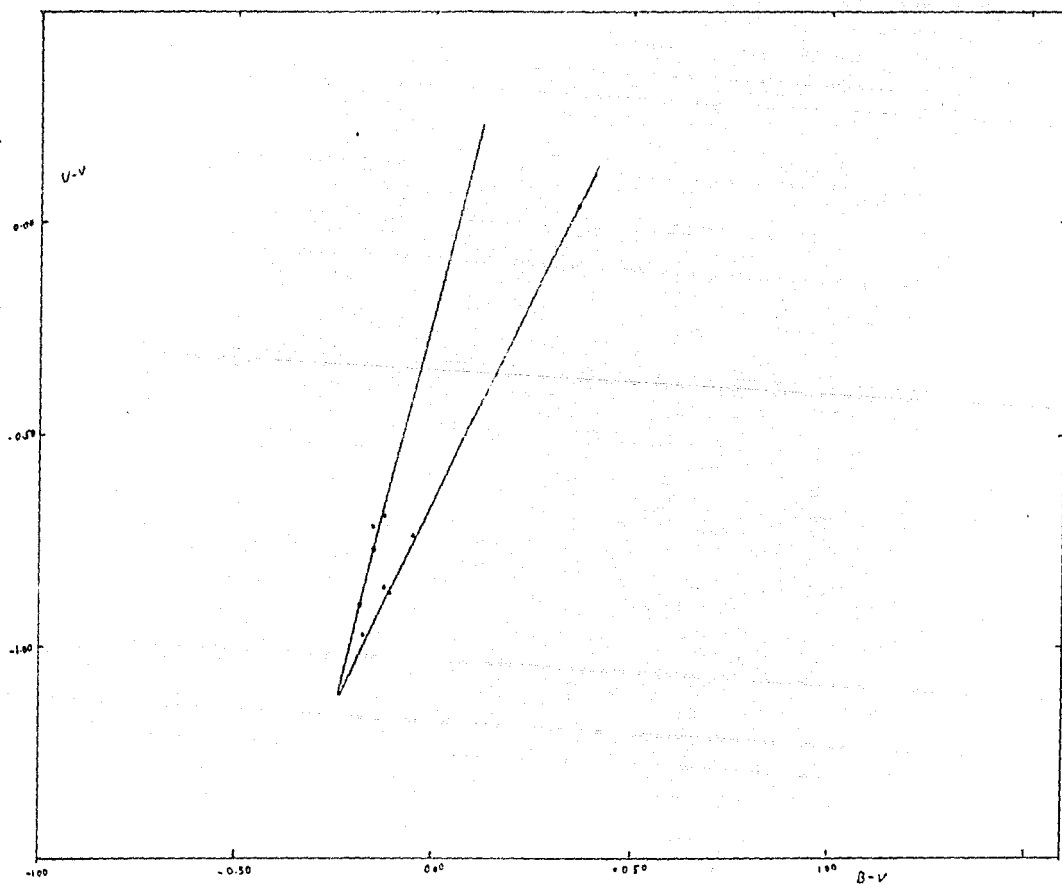


Fig. 15. Color B-V contra color U-V para estrellas B3 III.
Método de "cuñas".

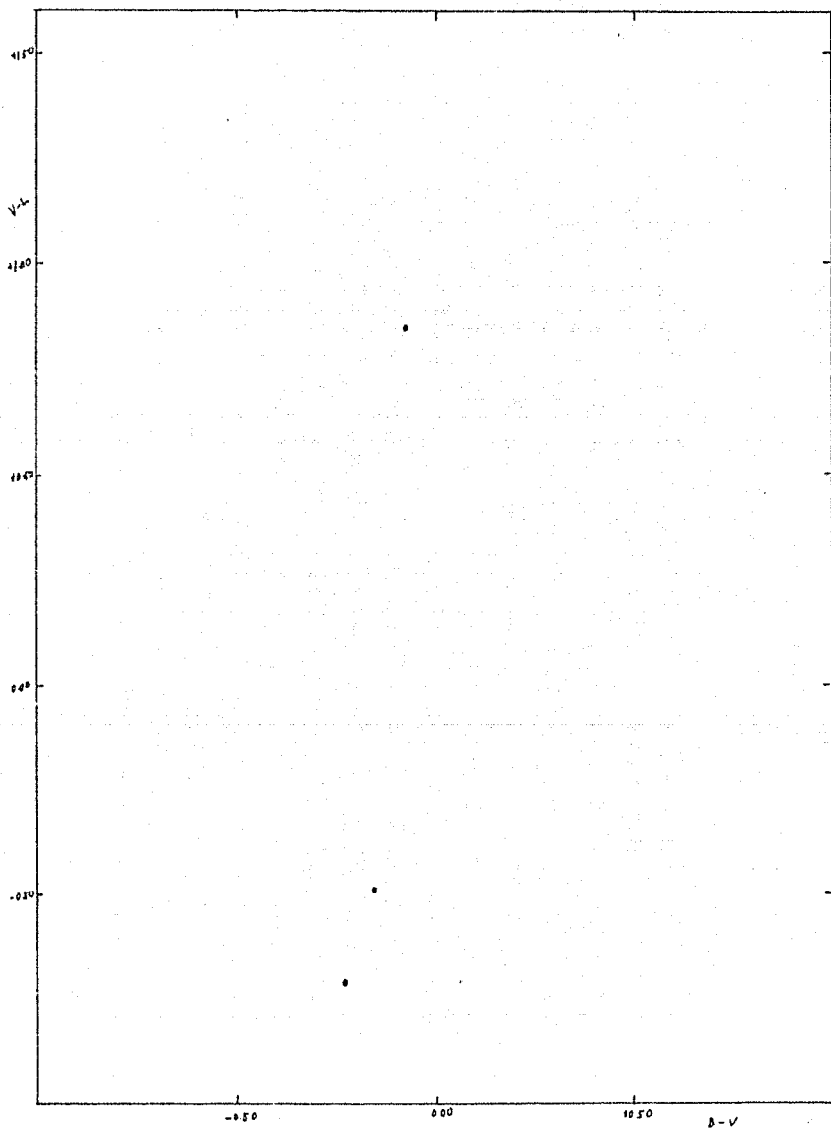


Fig. I 6. Color $B-V$ contra color $V-L$ para estrellas B2 III.

TABLE 14
 COLUMES INTRINSECOS
 ESTRELLAS GIGANTES

Tipo Espectral	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-K
Co. 5-B0	-1.39	-0.28	-0.20	-0.47	-0.65	-0.77	-0.82	-0.92	-1.12	-1.79
B1	-1.30	-0.27	-0.17	-0.46	-0.65	-0.75	-0.82	-0.92	-1.12	-1.79
B2	-1.16	-0.26	-0.15	-0.31	-0.62	-0.70	-0.74	-0.91	-0.70	
B3	-1.12	-0.24	-0.12	-0.31	-0.62	-0.68	-0.65	-0.91	-0.70	
B5	-0.89	-0.17	-0.13	-0.29	-0.45	-	-0.45	-0.54	-0.66	-1.05
B6	-0.87	-0.15	-0.11	-0.27	-0.35	-	-0.45	-0.47	-0.63	-1.00
B8	-0.47	-0.10	0.02	-0.06	-0.10	-0.16	-0.19	-0.32	-0.04	
B9	-0.28	-0.05	0.04	-0.02	0.03	0.01	0.03	0.01	0.05	
A0	-0.15	-0.04	0.04	0.10	0.10	0.07	0.08	0.06		
A3	0.23	0.13	0.14	0.22	0.26	-	0.41			
A5	0.24	0.14	0.14	0.22	0.25	0.43	0.44	0.43		
A7	0.32	0.19	0.18	0.29	0.38	0.47	0.45			
A9	0.34	0.27	0.28	0.43	0.59	-	0.79	0.93		
F0	0.35	0.31	0.31	0.49	0.60	0.68	0.82	0.95		
F1	0.36	0.33	0.33	0.50	0.63	0.87	0.87	0.97		
F7	0.41	0.39	0.34	0.55	0.68	0.87	0.91	1.01	1.05	
F4	0.42	0.40	0.41	0.63	0.77	-	0.91			
F5	0.44	0.44	0.45	0.64	0.86	-	1.05			
F8	0.75	0.61	0.54	0.86	1.03	-	1.38			
G0	0.77	0.67	0.55	0.90	1.10	1.57	1.58	1.63		
G1	1.21	0.78	0.57	0.94	1.29	-	1.75	1.85		
G4	1.28	0.80	0.64	1.07	1.37	1.65	1.87	1.93		
G5	1.36	0.84	0.67	1.10	1.41	1.92	1.96	2.10	-	2.05
G6	1.50	0.89	0.66	1.13	1.46					
G7	1.52	0.91	0.69	1.17	1.59	1.96	2.13	2.17		
G8	1.54	0.93	0.71	1.20	1.67	1.99	2.18	2.21	-	2.12
G9	1.79	0.99	0.72	1.21	1.68	2.03	2.26	2.30		
K0	1.93	1.02	0.72	1.26	1.81	2.09	2.35	2.39	2.03	2.36
K1	2.06	1.08	0.82	1.39	1.89	2.15	2.54	2.57	2.29	2.39
K2	2.33	1.18	0.84	1.55	1.91	2.44	2.62	2.63	2.33	2.48
K3	2.57	1.31	0.94	1.58	2.19	2.69	2.97	3.04	2.62	2.80
K4	3.16	1.44	0.97	1.66	2.47	3.21	3.36	3.50	2.66	3.11
K5	3.34	1.50	1.18	2.06	2.65	3.42	3.54	3.73	2.70	3.54
K7	3.42	1.53	1.20	2.09	2.71	3.37	3.69	3.83	2.74	
K0	3.52	1.60	1.27	2.23	2.88	3.63	3.85	4.07	2.86	3.87
M1	3.52	1.60	1.28	2.30	2.98	3.76	3.79	4.18	2.92	4.18
M2	3.52	1.60	1.41	2.55	3.36	4.13	4.39	4.53	3.99	4.33
M3	3.52	1.60	1.51	2.84	3.85	4.33	4.99	4.81	4.08	4.36
M4	3.52	1.60	1.71	3.25	3.95	4.64	5.07	5.37	4.04	4.83
M5	3.52	1.60	2.23	3.71	4.96	5.82	6.12	6.09	5.30	5.42
M6	2.40	1.50	2.52	4.75	5.73	6.61	6.96	7.16	6.48	5.81
M7	2.40	1.50	2.70	5.12	5.85	6.70	7.10	7.52	6.61	5.81
M8	2.40	1.40	-	-	7.12	7.68	8.55	9.12	6.68	

1.6.-Colores intrínsecos de estrellas Supergigantes.

En esta sección se calcularon los colores intrínsecos de las estrellas con clase de luminosidad Ia y Ib. Para ello se utilizaron los colores observados de 122 estrellas. El método usado fué nuevamente el de "cuffas". Sin embargo, cuando no fue posible utilizar este método por disponer de pocos datos, se trazó una recta por los puntos graficados y se tomó como color intrínseco el punto donde la recta se intersectaba con el valor B-V correspondiente al tipo espectral que se estuviera estudiando. B-V se calculó con los datos disponibles y con ayuda de los colores intrínsecos de Johnson (1966) y Fitzgerald (1970). En otros casos cuando los puntos no quedaban alineados de manera que pudiera trazarse una recta a través de ellos, se unieron dos puntos muy enrojecidos con el punto más azul y se buscó la intersección de cada una de las rectas así trazadas con el color B-V correspondiente; como los puntos de cruce quedaban uno abajo del otro, se tomó como válido el punto medio entre ellos. Esta técnica se usó cuando la diferencia entre uno y otro punto no excedía de $0^m.1$. En la figura 1.7 se muestra este método para color V-J, de estrellas tipo espectral O5-O9, en ella se ve que los puntos de intersección de las dos rectas son (para B-V = -0.39): V-J = -0.77 y V-J = -0.71, el punto medio es V-J = -0.74.

Los colores que se calcularon con estos tres métodos fueron U-V, B-V, V-J, V-H, V-K, V-L, V-M, y V-N, para tipos espectrales O5-A2, F0-F3, F7-G2. El color U-V se calculó por separado para las clases Ia y Ib, hasta AA. Los colores V-R y V-I se tomaron de

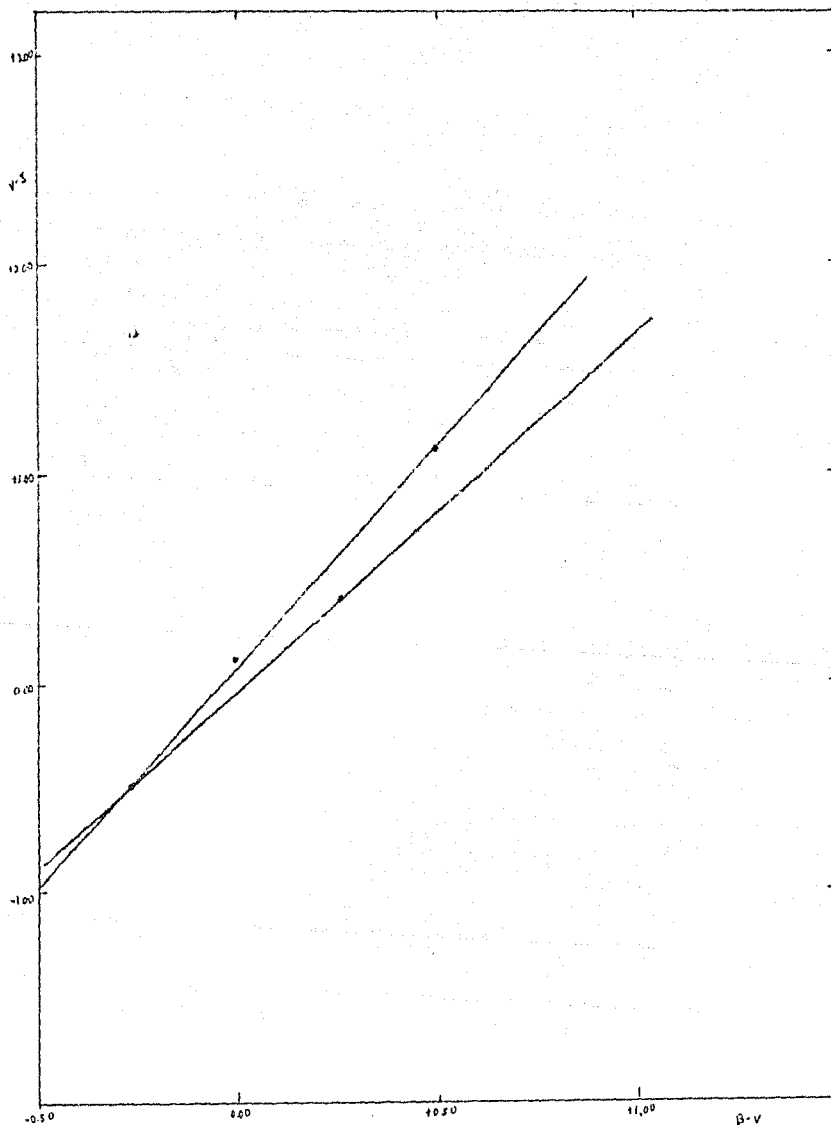


Fig.1 7. Color $B-V$ contra color $V-J$ para estrellas O5-O9 I

Johnson (1966). Por disponer de pocos datos y además por llegar a resultados no muy acordes con los de Johnson y Fitzgerald los colores para tipos espectrales G5 I y más tardíos están tomados de la tabla III del trabajo de Johnson (1966), así como también los colores de los tipos espectrales A5 y F5. El color U-V para M3 y M4 está tomado de Fitzgerald (1970).

Los colores intrínsecos de las estrellas supergigantes aquí adoptados se presentan en la tabla I.5. Finalmente, la fotometría de todas las estrellas utilizadas para determinar los colores intrínsecos, y de algunas más que serán empleadas en capítulos posteriores, se presenta en el Anexo B.

COLORES INTRINSECOS
ESTRELLAS SUPERGIGANTES.

TABLA 5											
Tipo Espectral	U - V	B - V	V - R	V - I	V - J	V - H	V - Y	V - L	V - M	V - N	
	1a	1b									
G5-G9	-1.50	-1.46	-0.39	-0.27	-0.66	-0.74	-0.87	-0.96	-1.01	-0.82	-0.84
G9-G9.5	-1.45	-1.42	-0.33	-0.18	-0.46	-0.59	-0.55	-0.84	-0.93	-0.71	
B0-B9.5	-1.43	-1.43	-0.28	-0.10	-0.35	-0.55	-0.54	-0.74	-0.82	-0.64	
B1	-1.39	-1.33	-0.24	-0.08	-0.27	-0.57	-0.54	-0.68	-0.76	-0.64	-0.66
B2-B3	-1.02	-1.14	-0.21	-0.04	-0.17	-0.44	-0.57	-0.58	-0.62	-0.62	-0.37
B4-B5	-0.96	-0.96	-0.19	-0.02	-0.05	-0.41	-0.55	-0.59	-0.55	-0.57	-0.28
B8	-0.94	-0.78	-0.12	0.02	0.02	-0.31	-0.34	-0.25	-0.28	-0.17	-0.25
B9	-0.59	-0.50	-0.01	0.02	0.05	-0.04	0.05	0.05	-0.10	-0.01	-0.16
A0	-0.37	-0.20	0.01	0.03	0.08	0.01	0.12	0.07	0.10	0.04	0.10
A1	-0.35	-0.29	0.03	0.05	0.11	0.06	-	0.14	0.11	0.16	0.16
A2	-0.22	-0.17	0.05	0.07	0.14	0.10	0.17	0.22	0.21	0.24	0.24
A3	-0.09		0.06	0.09	0.18	0.21	-	0.27	0.25	0.25	0.43
A5			0.11	0.12	0.25	0.23	0.37	0.37	0.47	0.37	0.54
F0			0.19	0.21	0.41	0.40	0.61	0.67	0.70	0.63	0.63
F2-F3			0.25	0.26	0.47	0.49	-	0.75	0.80	0.75	0.75
F5			0.37	0.35	0.59	0.67	-	0.95	0.90	0.93	0.93
F7-F8			0.54	0.45	0.72	0.85	0.74	1.02	1.27	1.21	1.21
G0			0.77	0.51	0.84	1.12	-	1.68	1.45	1.44	1.44
G1-G2			1.34	0.64	0.56	0.95	1.16	1.62	1.64	1.67	1.67
G5			1.83	1.01	0.67	1.11	1.43	-	1.95	2.04	1.91
G8			2.07	1.03	0.69	1.15	1.45	-	1.93	2.10	1.95
K0			2.38	1.12	0.76	1.24	1.58	-	2.16	2.28	2.09
K1			2.60	1.18	0.80	1.32	1.67	-	2.29	2.42	2.20
K2			2.83	1.25	0.85	1.40	1.70	-	2.44	2.58	2.32
K3			3.10	1.30	0.94	1.57	2.00	-	2.72	2.86	2.57
K4			3.35	1.49	1.04	1.75	2.25	-	3.00	3.15	2.82
K5			3.51	1.62	1.20	2.10	2.71	-	3.70	3.85	3.50
K0			3.57	1.63	1.23	2.17	2.82	-	3.79	3.96	3.59
K1			3.61	1.63	1.26	2.27	2.90	-	3.92	4.09	3.72
K2			3.62	1.64	1.34	2.44	3.08	-	4.11	4.29	3.91
K3			3.65	1.64	1.48	2.79	3.51	-	4.58	4.77	4.39
K4			3.87	1.64	1.74	3.29	4.26	-	5.24	5.44	5.10
K5			3.00	1.62	2.18	4.14	5.04	-	6.06	6.31	6.00

CAPITULO II

METODO DE DIAMETRO DE CUMULOS

Este método consiste en la comparación del módulo de distancia de un cúmulo calculado a partir de su diámetro, con el módulo de distancia derivado fotométricamente, la diferencia entre estas dos cantidades nos dará la absorción total A_v . Si además conocemos algún exceso de color del cúmulo, digamos $E(B-V)$, tendremos el cociente (R) de la absorción total a la selectiva. En este capítulo exponemos brevemente las investigaciones llevadas a cabo por Trumpler (1930) y Wallenquist (1959) acerca de los cúmulos abiertos y haremos un cálculo de R para un grupo selecto de ellos.

II.1.-Primeros indicios de polvo en la Vía Láctea.

Uno de los primeros trabajos en el que se probó la existencia de la absorción en el medio interestelar fue el realizado por Trumpler (1930). El objetivo fundamental del trabajo de Trumpler era determinar las distancias, dimensiones y distribución de cúmulos abiertos en nuestra galaxia.

Trumpler suponía que todas las estrellas pertenecientes a un determinado cúmulo, se encontraban a la misma distancia (r) de nosotros. Conociendo las magnitudes aparentes (m) y absolutas (M) de los miembros del cúmulo (estas últimas derivadas de los tipos espectrales, utilizando una calibración tipo espectral contra M_V para

estrellas del campo con distancias conocidas), Trumpler calculó las distancias de 100 de ellos utilizando la relación entre magnitud aparente m , distancia r y magnitud absoluta M dada por la expresión

$$m - M = 5 \log(r) - 5 \quad (11.1)$$

donde r está en unidades de parsec.

Posteriormente Trumpler midió el diámetro aparente d (en minutos de arco) de cada cúmulo, tomando en cuenta sólo las estrellas de la parte central, donde el porcentaje de las estrellas de fondo es más pequeño. Después calculó el diámetro lineal D (en parsecs) por medio de la ecuación siguiente

$$D = r \operatorname{sen}(d) \quad (11.2)$$

convirtiendo minutos de arco a radianes y haciendo la aproximación $\operatorname{sen}(d) \approx d$ obtuvo

$$D = r d/3438 \quad (11.3)$$

Seguidamente ordenó los cúmulos por grupos, tomando en cuenta si la rama de las gigantes y supergigantes estaba muy desarrollada o no; también consideró para su clasificación el tipo espectral de las estrellas de más alta temperatura, concentración en el núcleo, número de estrellas pertenecientes al cúmulo, etcétera. Trumpler encontró que para cúmulos de un mismo grupo, los diámetros lineales de los más cercanos eran menores que el diámetro promedio, y para los más lejanos cúmulos, el diámetro era mayor, aproximadamente el doble de aquéllos. Este resultado era contrario a lo que habían supuesto la mayoría de los investigadores de esa época, que los

cúmulos pertenecientes a un mismo grupo deberían poseer más o menos las mismas dimensiones.

Trumpler consideró varias posibles causas de este fenómeno: errores sistemáticos en la determinación de la distancia, errores sistemáticos en la clasificación de cúmulos y en la estimación de diámetros aparentes, etcétera, sin embargo, concluyó que ninguna de ellas explicaba satisfactoriamente el problema y que sólo quedaba por aceptar que efectivamente existe un cambio real en los diámetros de los cúmulos, siendo mayores mientras más alejados se encuentren de la tierra, o que existe materia entre los cúmulos y nosotros, que causa una disminución adicional de la luz de las estrellas, por absorción/dispersión de la misma y que está debilitada ya por la distancia.

En relación a la primera alternativa, Trumpler consideró que la densidad de estrellas disminuía con la distancia y que esto podría afectar el tamaño de los cúmulos, pero no creyó que pudiera ser una influencia tan importante como para doblar las dimensiones de algunos de ellos, por lo que finalmente aceptó como lógica la existencia de materia interestelar que absorbe y dispersa la luz y que además lo hace de manera selectiva, afectando más a la luz con longitudes de onda cortas.

Trumpler encontró una absorción de 0.79 magnitudes fotográficas por kiloparsec, por lo que (II.1) queda de la siguiente forma

$$m - M = 5 \log(r) - 5 + kr/1000 \quad (11.4)$$

con $k = 0.79^m$ por kpcs

Trumpler obtuvo $E(B-V)$ para varios cúmulos, hallándolo positivo y mayor para los más distantes (la distancia ya corregida por absorción). Además halló que los colores aumentaban 0.32^m por kpcs. De esta forma, según Trumpler, quedó descartada la suposición manejada por Wallenquist (1929) y Ten Brugencate (1927) de que la absorción era causada por una nube absorbente difusa inmersa en los cúmulos.

Otra afirmación interesante de Trumpler es que el material absorbente, al igual que los cúmulos abiertos, está concentrado cerca del plano galáctico, enrareciéndose conforme se aleja de él. Resultados similares a los de los cúmulos galácticos los encontró al estudiar los cúmulos globulares cercanos al plano de simetría de la Galaxia, cuyas distancias determinadas de las magnitudes de sus estrellas eran mayores que las derivadas a través de sus diámetros; por el contrario, cúmulos abiertos alejados del plano galáctico no parecían afectados por la absorción. Por todo lo anterior, Trumpler establece la existencia de la absorción interestelar y su carácter selectivo sobre una base firme sustentada por las observaciones.

II.2.-Diámetros de cúmulos definidos por wallenquist.

Por su parte wallenquist (1959) trata de establecer una rela--

ción empírica entre los diámetros aparentes de cúmulos abiertos y sus distancias determinadas fotométricamente, corregidas por absorción interestelar. Utiliza varias definiciones de diámetros aparentes en relación con la distancia para encontrar la más adecuada que también tome en cuenta las propiedades estructurales de los cúmulos, como por ejemplo el grado de concentración de estrellas. Wallenquist usó los diámetros siguientes:

1. El diámetro reducido, definido como el de la esfera central del cúmulo que contiene la mitad de las estrellas miembros.

2. El diámetro de la esfera central que contiene un tercio del número total de estrellas.

3. El diámetro definido por el punto donde la tangente a la parte más pronunciada de la curva de densidad espacial intersecta el eje de la distancia.

4. El diámetro definido por el punto donde la densidad espacial es $1/10$ de la densidad central ($D'_{1/10}$).

5. El diámetro definido por el punto donde la densidad espacial es igual al promedio de la densidad espacial del cúmulo (D'_m).

6. El diámetro correspondiente a la magnitud límite de los cúmulos estudiados (D'_4).

Según Wallenquist, las mejores relaciones entre los módulos e distancia y los logaritmos de los diámetros se obtenían utilizando $D'_{1/10}$, D'_m y D'_4 . Las ecuaciones que mejor se ajustaban a los datos son las siguientes

$$m-M = 14.60 \pm 0.29 - 4.61 \pm 0.18 \log D'_{10}$$

$$m-M = 15.07 \pm 0.42 - 4.44 \pm 0.22 \log D'_m$$

$$m-M = 16.21 \pm 0.42 - 4.56 \pm 0.23 \log D'_4$$

Posteriormente Johnson (1968) empleando los diámetros calculados por Wallenquist halla una relación entre los módulos de distancia de varios cúmulos, no corregidos por absorción y el logaritmo de los radios, encontrando la siguiente relación

$$m-M = 14.0 - 4.5 \log D'/2$$

II.3.-Relación entre diámetro y distancia.

En el presente trabajo también se trató de hallar una relación entre el tamaño de los cúmulos y su distancia. En la tabla II.1 se presentan los datos de 66 cúmulos: en la primera columna se da el número NGC del cúmulo; en la segunda, tercera y cuarta columnas aparece el módulo de distancia fotométrico aparente dado por Johnson, Lindoff y otros, respectivamente; en la quinta columna se presenta el exceso de color B-V proporcionado por Johnson; en la sexta y séptima columnas también se presentan los $E(B-V)$ de los cúmulos tomados de otros investigadores; en las columnas octava, novena, décima y undécima se exhiben los diámetros aparentes de los cúmulos dados por Lindoff, Trumpler, Wallenquist y otros, respectivamente. Al pie de la tabla II.1 se dan las referencias completas. Los diámetros de los cúmulos hallados por Wallenquist son en la mayoría de los casos, mayores que los encontrados por Lindoff y Trumpler.

Tabla 11.1

Módulos de distancia fotométricos, excesos de color E(B-V) y diámetros de cúmulos abiertos.

NGC	(m-H) _{tot.op.}			E(B-V)	Diámetro angular				
	J	L	Otros		J	L	T	W	Otros
				0.47	16'	12'	14'	14'	(1)
457	13.7	13.7		0.37	7	6	6		
581	13.2	13.1		-	7	5	-		
654	-	14.7	14.1 (c)	0.77 (2)	17	14	22		
653	14.4	14.1		0.85 (4)	50	45	45		
752	8.0	8.0		0.03					
				0.56	12	30	30		
869	13.5	13.4		0.56	12	30	30		
884	13.5	13.6		0.82	-	20	-		23 (1)
IC1805	14.1	-		0.80	8	9	-		
957	14.1	14.0		0.80	20	21	-		
1027	11.7	10.5		0.40					
				0.09	30	30	42		
1039	8.5	8.3		0.61	-	22	-		
IC1848	13.5	-		0.78	6	7	-		
1245	12.6	11.8		0.10	-	240	-		
Per	6.4	-		0.04	100	120	181		
Pleiades	5.6	5.2		0.29	16	22	-		
				0.00	400	400	1120		
1528	10.4	10.6		0.39	27	35	40		50 (5)
Hyades	3.0	3.0		0.20	15	13	14		
1647	9.9	8.7		0.59	14	15	12		
1664	10.8	11.5							
1693	14.8	14.5		0.27	15	18	26		
				0.24	22	16	19		
1912	11.5	11.5		0.31	28	24	34		62 (5)
1960	11.2	11.2		0.43	7	4	6		
2099	11.4	11.6		0.23	22	29	30		
2158	14.7	14.7							
2168	10.4	9.7		0.55	15	27	27		
				-	20	30	-		
2244	12.8	13.1		0.00 (6)	20	32	51		
2264	-	9.5		0.00	15	15	-		
2267	9.1	9.1		0.04	12	16	14		
2301	9.6	9.4		0.26					
2323	10.6	11.3							

NGC	(m-H) int. ap.		Tabla II.1 (cont.)		diámetro angular			
	J	L	ε (H-V)	J	L	I	W	Utros
	Útros							
2324	12.7	12.5		0.11				
2353	10.5	10.9		0.12	6'	8'	10'	
2362	11.2	11.3		0.11	8	20	-	
2422	8.6	8.6		0.08	8	7	8	
2439	11.8	11.7		0.25	24	30	32	
					8	5	-	
2447	10.4	10.4		0.06				
2516	8.1	8.1		0.10	13	18	18	
2571	-	12.5	10.7 (9)	-	40	50	72	
2632	6.0	6.0		0.00	12	10	-	
2682	9.8	9.6		0.06	90	90	110	
					24	18	18	
3330	11.2	11.3		0.18				
3532	-	8.1	8.5 (11)	-	13	8	-	
4103	11.4	-		0.34	25	55	73	
Coma Ber.	4.5	-		0.00	-	9	-	
4755	10.5	11.0	13.0 (12)	0.31	-	300	360	
					9	12	13	
5138	-	-	12.0 (13)	-	0.25 (13)			
5281	-	-	9.2 (14)	-	0.15 (14)	-	8	-
6383	-	10.5		-	0.35 (14)	-	9	-
6405	9.5	8.8	8.8 (16)	0.16	0.14 (15)	12	5	-
6475	7.2	7.0		0.08	0.14 (16)	27	26	54
					20	50	73	
6494	10.2	9.0		0.38				
6530	11.7	11.9	11.7 (17)	0.32	0.34 (17)	22	27	34
6531	11.3	11.5		0.27		22	14	15
104725	10.4	10.4		0.50		14	12	12
6611	14.6	13.4	15.3 (18)	0.85	0.87 (18)	12	35	34
					20	8	-	
6694	12.6	12.5		0.58				
6705	12.4	12.3		0.40		5	9	11
Fr35	15.6	14.3		1.20		11	12	12
6823	-	14.5	14.3 (3)	-	0.83 (3)	7	5	-
6830	12.8	12.6		0.53	0.34 (3)	7	7	-
						6	10	-

20 (14)

0.88 (19)

Tabla II.1 (cont.)

NGC	(m-M) _{ap,rot.}		i(H-V)		Diámetro angular			
			J		L	T	W	Otros
	J	L						
6634	14.6	13.9	0.72	0.41 ⁽³⁾	5	7	-	
6940	10.3	10.5	0.26 ^a		40	26	20	
IC4996	12.8 ^a	13.4	0.64 ^a		5	6	-	
7086	12.9	12.5	0.72		8	7	-	
7300	-	13.7	-	0.61 ⁽¹⁹⁾	12	9	-	15 ⁽¹⁹⁾
7789	-	12.2	-	0.24 ⁽²⁰⁾	36	19	22	

- (1) Haade, D. (1983)
- (2) Stone, Ronald C. (1980)
- (3) Turner, D.G. (1976)
- (4) VanDer Bergh, Sydney y Aauz, James do. (1978)
- (5) Piumis, P. y Bouzkurt, S. (1977)
- (6) Sagar, R. y Joshi, U. C. (1983)
- (7) Verschoor, J.N. y Van Genderen, A.M. (1983)
- (8) Kilambi, Nopal C. (1976)
- (9) Jones, K. A. y Smith, G. H. (1984)
- (10) Salgado, C. W. y Fernández, J. A. (1980)
- (11) Perry, C. L., Franklin Jr., C.B., Landolt, A. U. y Crawford, D.L. (1976)
- (12) Clariá, J.J. (1986)
- (13) Feinstein, A. y Forte, J.C. (1974)
- (14) Lloyd, T. (1978)
- (15) Vleming, G. (1974)
- (16) Kilambi, Nopal C. (1977)
- (17) Sagar, R. y Joshi, U.C. (1979)
- (18) Turner, David G. (1977)
- (19) Jones, K. A. (1977)
- (20) Johnson, H.L. (1968)
- J Johnson, et al. (1961)
- a Lindoff, V. (1963)
- L Trumpler, H.J. (1930)
- T Wallenquist, A. (1959)
- W

Los módulos de distancia fotométricos aparentes generalmente son determinados ajustando la secuencia principal del cúmulo, en un diagrama de magnitud visual (V) contra $V-M_v$ (magnitud visual menos magnitud absoluta) a una secuencia principal de edad cero standard, por ejemplo la del cúmulo de las Hyadas.

Se trazaron cuatro gráficas con los diferentes diámetros de los cúmulos y los módulos de distancia fotométricos. La primera de ellas (Fig. II.1) nos muestra la dependencia del logaritmo de los radios de los cúmulos dados por Lindoff (1967) con el promedio de los módulos de distancia fotométricos de las columnas segunda, tercera y cuarta de la tabla II.1; en las figuras II.2 y II.3 los radios graficados son los de Trumpler (1930) y Wallenquist (1959), respectivamente; por último en la figura II.4 hemos graficado un radio promedio.

En las cuatro gráficas es notorio que los radios de los cúmulos tienden a ser más pequeños conforme aumenta su distancia, sin embargo, puede trazarse una línea recta que toque algunos de los cúmulos no enrojecidos y más cercanos, abajo de la cual pocos o ningún cúmulo va a caer. La dispersión arriba de esta línea se debe a la presencia de materia absorbente entre la Tierra y los cúmulos más alejados de ella, afectando la determinación de los módulos de distancia fotométricos.

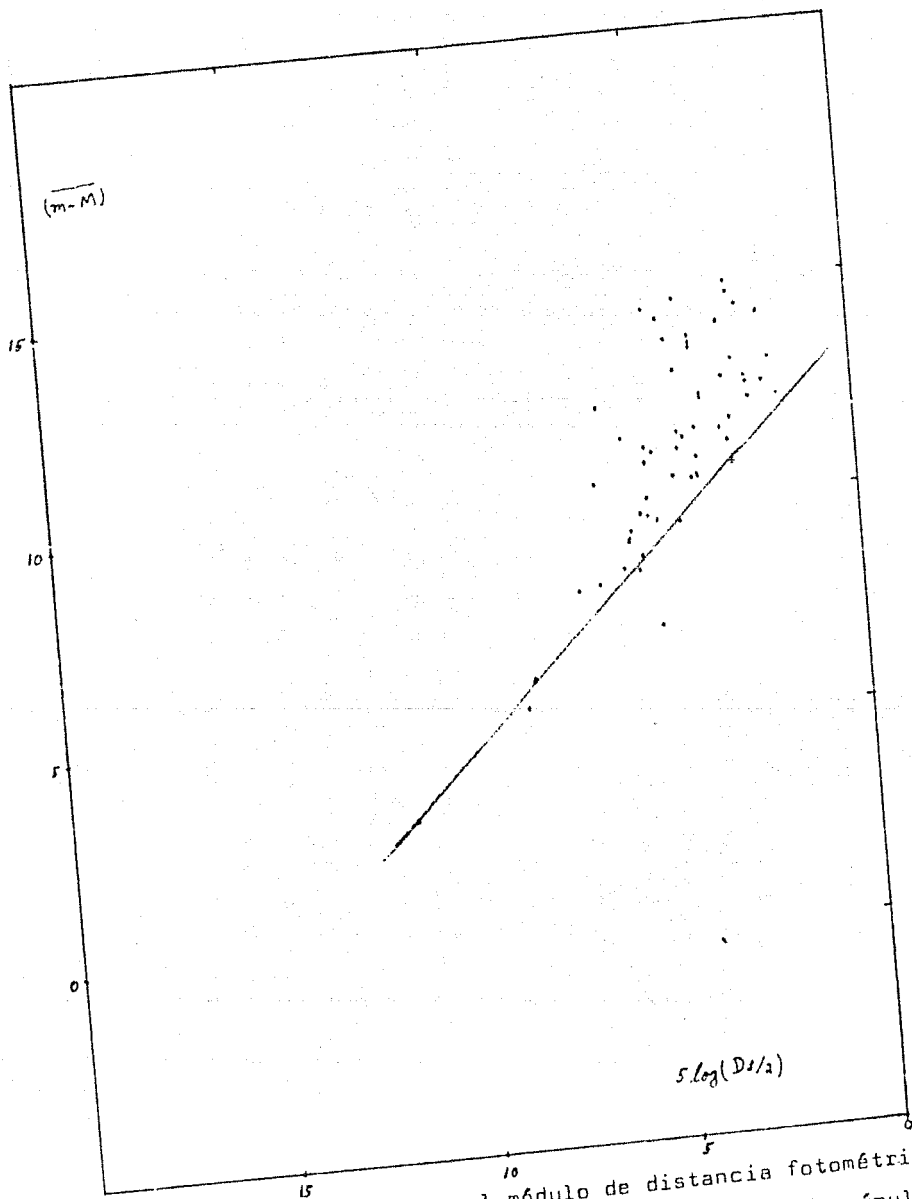


Fig. 11 1. Relación entre el módulo de distancia fotométrico aparente promedio y el logaritmo de los diámetros de cúmulos de Lindoff.

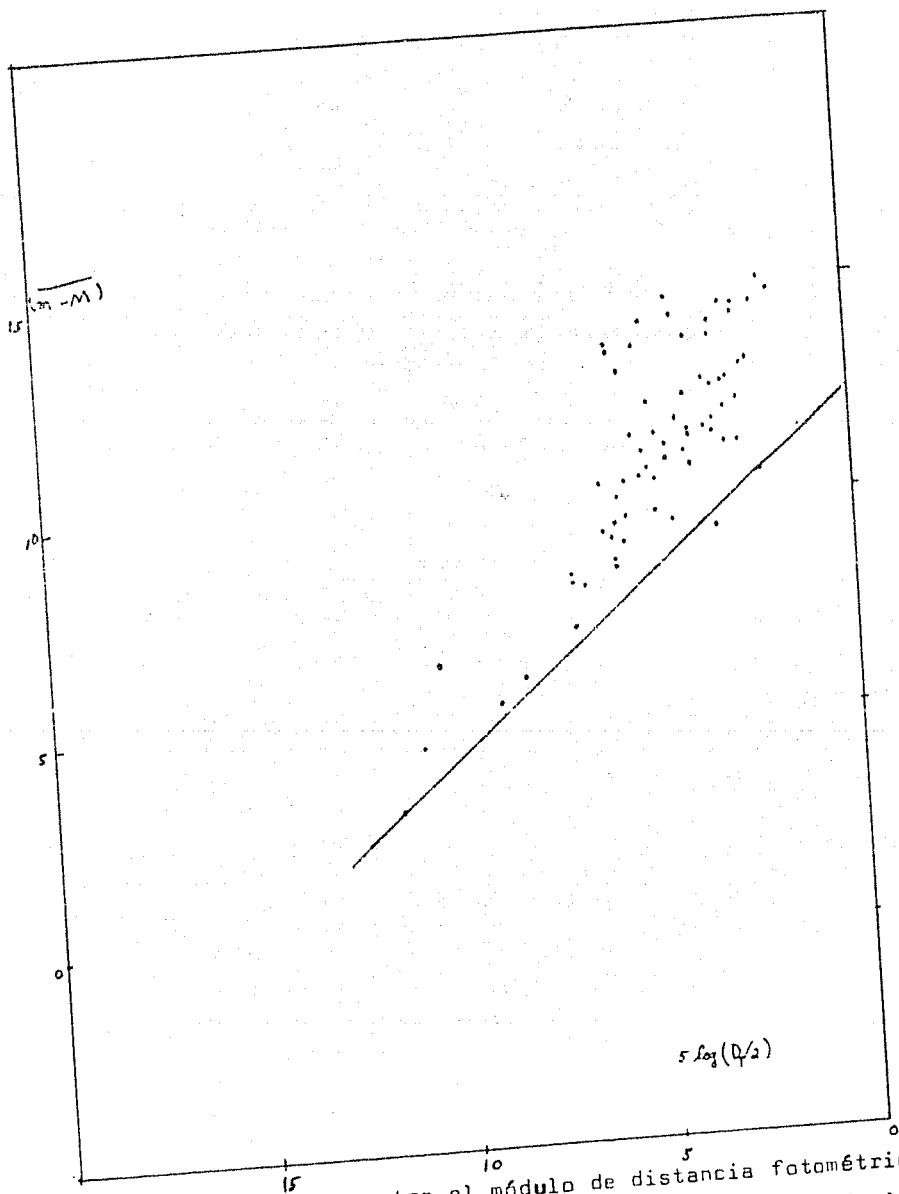


Fig. II 2. Relación entre el módulo de distancia fotométrico aparente promedio y el logaritmo de los diámetros de cúmulos de Trumpler.

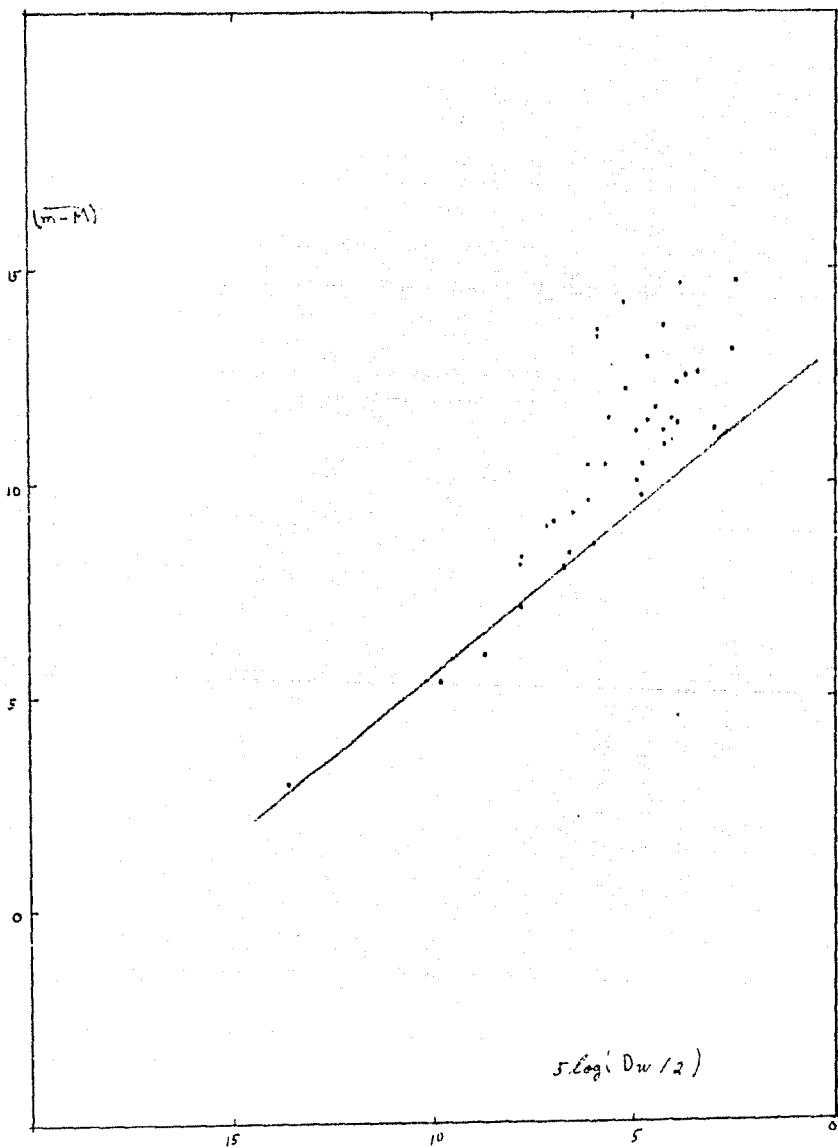


Fig. II 3. Relación entre el módulo de distancia fotométrico aparente promedio y el logaritmo de los diámetros de cúmulos de Wallenquist.

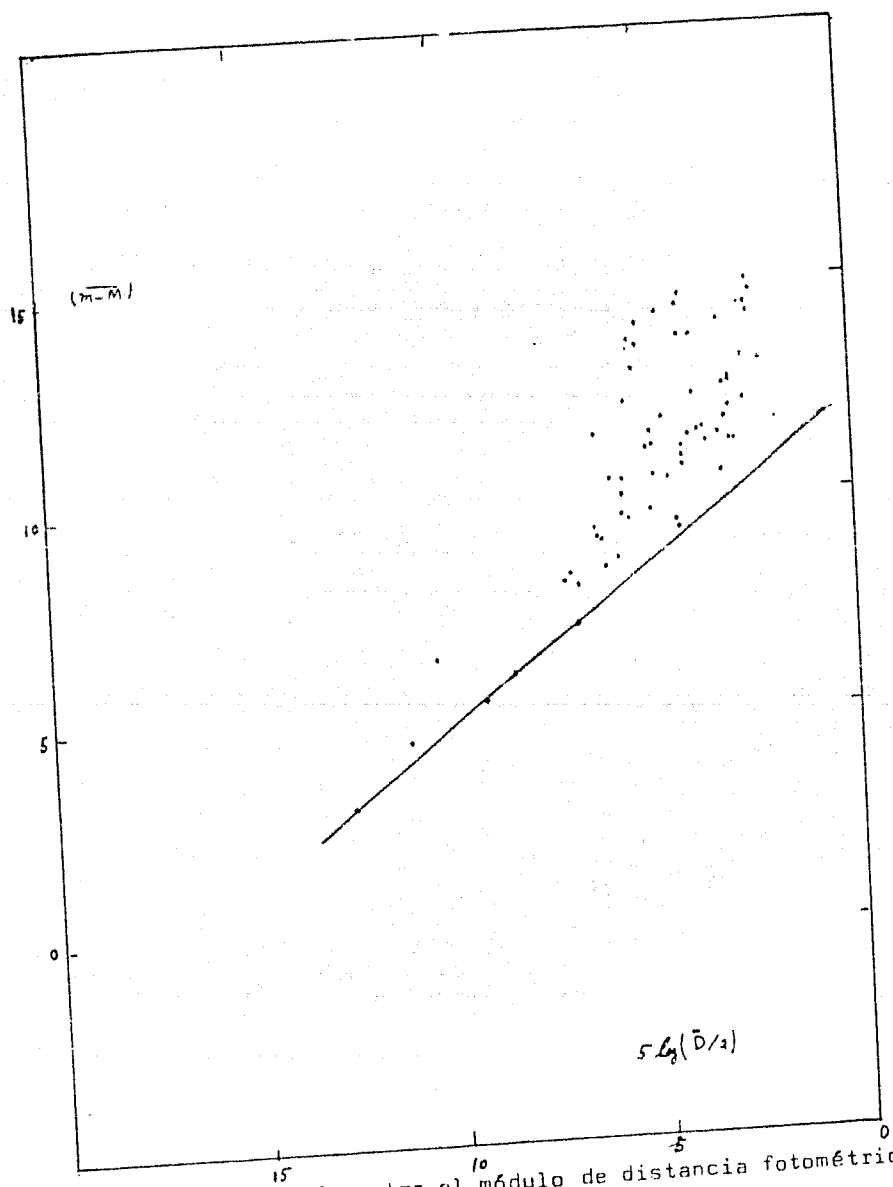


Fig.II 4. Relación entre el módulo de distancia fotométrico aparente promedio y el logaritmo del diámetro promedio.

Del análisis de las cuatro gráficas se encontró que en aquella en la cual se utilizó un radio promedio puede definirse mejor la línea recta, ya que ningún punto queda debajo de ella y toca además a los cúmulos de las Hyadas y Praesepse, ambos no enrojecidos.

Se determinaron las ecuaciones correspondientes a las cuatro líneas rectas, con los siguientes resultados:

$$m-M = 13.4 - 4.5 \log(D_L/2) \quad (II.4) \text{ para el radio de Lindoff.}$$

$$m-M = 12.1 - 3.9 \log(D_T/2) \quad (II.5) \text{ " " " " Trumpler.}$$

$$m-M = 13.2 - 3.9 \log(D_W/2) \quad (II.6) \text{ " " " " Wallenquist.}$$

$$m-M = 12.1 - 3.6 \log(\bar{D}/2) \quad (II.7) \text{ " " " promedio.}$$

Para elegir la relación que describe de manera más adecuada la conexión entre el tamaño de un cúmulo y su distancia, se calculó el módulo de distancia del diámetro sustituyendo los radios de Lindoff, Trumpler, Wallenquist y el promedio, correspondientes al cúmulo de las Hyadas, en las ecuaciones II:4,5,6 y 7. Se compararon los resultados con el $\{m-M\}$ verdadero obtenido por Mendoza (1967). Se eligió a las Hyadas ya que este cúmulo, como lo dijimos antes, no está enrojecido.

El módulo de distancia dado por Mendoza (1967) para las Hyadas es $m-M = 3.08$, esto es ≈ 3.1 . A continuación se presentan los módulos de distancia de diámetros obtenidos con las cuatro ecuaciones y sus errores respecto al verdadero:

	$D_L/2$ Error	$D_1/2$ Error	$D_W/2$ Error	$\bar{D}/2$ Error	Error Total
Ec. II.4	3.0 (0.1)	3.0 (0.1)	1.0 (2.1)	2.1 (1.0)	5.4
Ec. II.5	3.1 (0.0)	3.1 (0.0)	1.4 (.17)	2.3 (0.8)	3.5
Ec. II.6	4.2 (-1.1)	4.2 (-1.1)	2.5 (0.6)	3.4 (-0.3)	2.9
Ec. II.7	3.8 (-0.7)	3.8 (-0.7)	2.2 (0.9)	3.1 (0.0)	1.8

La última columna indica la suma de los cuadrados de los errores de cada ecuación. Es evidente que utilizando la ecuación II.7 los errores con respecto al verdadero módulo de distancia son mínimos, por lo que en efecto, la mejor relación entre distancia y tamaño de cúmulos se halla graficando el radio promedio. Tomando en cuenta lo anterior, se utilizó la ecuación II.7 para calcular el módulo de distancia de diámetro de cada uno de los 66 cúmulos. En la tabla II.2 se presentan los siguientes datos relativos a los cúmulos: en la primera columna se da su número NGC; en la segunda y tercera columnas sus longitudes y latitudes galácticas; en la cuarta, su módulo de distancia fotométrico aparente promedio; la quinta, sexta y séptima columnas indican el logaritmo de los radios del cúmulo con los valores dados por Lindoff, Trumpler y Wallenquist; en la octava columna se da el logaritmo del radio promedio; los módulos de distancia de diámetro se exhiben en la novena columna; estos módulos de distancia $(m-M)_{\text{Dia}}$ se restaron de los módulos $(m-M)_{\text{fot.ap.}}$ promedio (col. 4) para obtener la absorción total A_V (col. 11); posteriormente se obtuvo el cociente $R = A_V/\bar{E}_{B-V}$ con \bar{E}_{B-V} el exceso de color promedio (col. 10)

Tabla II.2

Comparación de los módulos de distancia de los cúmulos.

NGC	l ^{II}	b ^{II}	(m-M) _{tot. an.}	5log(D/2)			5log(D̄/2)	(m-M) _{Dis.}	E(B-V)	A _v	R	(m-M) _{tot. an. corregido}	Δ(m-M)
				L	T	W							
457	176 ⁰	-06 ^b	13.7	4.5	3.9	4.3	4.2	9.0	0.47	4.7	10.0	12.3	3.3
501	128	-02	13.2	2.7	2.4	2.4	2.5	10.3	0.37	2.9	7.8	12.1	1.8
654	129	00	14.4	2.7	2.0	-	2.4	10.4	0.84	4.0	4.8	11.9	1.5
663	129	-01	14.2	4.6	4.2	5.2	4.7	8.7	0.200	5.5	6.7	11.6	2.9
752	137	-23	8.0	7.0	6.8	6.9	6.8	7.2	0.03	0.8	27.7	7.9	0.7
869	133	-04	13.4	3.9	5.9	5.9	5.4	8.2	0.56	5.2	9.3	11.7	3.5
884	134	-04	13.6	3.9	5.9	5.9	5.4	8.2	0.56	5.4	9.6	11.9	3.7
IC1885	133	-01	14.1	-	5.0	-	5.2	8.4	0.82	5.7	7.0	11.6	7.2
957	136	-03	14.0	3.0	3.3	-	3.1	9.8	0.80	4.2	5.2	11.6	1.8
1027	136	-02	11.1	5.0	5.1	-	5.0	8.5	0.40	2.6	6.5	9.9	1.4
1039	144	-16	8.4	5.9	5.9	6.6	6.2	7.7	0.09	0.7	7.8	8.1	0.4
IC1848	137	00	13.5	-	5.2	-	5.2	8.4	0.61	5.1	8.4	11.7	3.3
1245	146	-09	12.2	2.4	2.7	-	2.6	10.2	0.28	2.0	7.1	11.4	1.2
Per	147	-07	6.4	-	10.4	-	10.4	4.6	0.10	1.8	18.0	6.1	1.5
Pleides	167	-24	5.4	8.5	8.9	9.8	9.1	5.5	0.04	-0.1	-2.5	5.3	-0.2
1528	152	00	10.5	4.5	5.2	-	4.9	8.6	0.29	1.9	6.5	9.6	1.0
Hyades	179	-22	3.0	11.5	11.5	13.5	12.5	3.1	0.00	-0.1	-	3.0	-0.1
1647	180	-17	9.3	5.6	6.2	6.5	6.4	7.5	0.39	1.8	4.6	8.1	0.6
1664	161	00	11.2	4.4	4.1	4.2	4.2	9.0	0.20	2.2	11.0	10.6	1.6
1693	174	-02	14.6	4.2	4.4	3.9	4.2	9.1	0.59	5.5	9.3	12.8	3.7
1912	172	01	11.5	4.4	4.8	5.1	5.0	8.5	0.27	3.0	11.1	10.7	2.2
1960	174	01	11.2	5.2	4.5	4.9	4.9	8.6	0.24	2.6	10.8	10.5	1.9
2099	177	03	11.5	5.7	5.4	4.6	6.3	7.5	0.31	4.0	12.9	10.6	3.1
2150	186	02	14.7	2.7	1.5	2.4	2.3	10.5	0.43	4.2	9.8	13.4	2.9
2168	186	02	10.0	5.2	5.8	5.9	5.6	8.0	0.23	2.0	8.7	9.3	1.3
2244	206	-02	13.0	4.4	5.6	5.6	5.3	8.3	0.55	4.7	8.5	11.3	3.0
2264	203	02	9.5	5.0	5.9	-	5.5	8.2	0.06	1.3	21.7	9.3	0.1
2287	231	-10	9.1	5.7	6.0	7.0	6.3	7.5	0.00	1.6	-	9.1	1.6
2301	212	00	9.5	4.4	4.4	-	4.4	8.9	0.04	0.6	15.0	9.4	0.5
2323	221	-01	11.0	3.9	4.5	4.2	4.2	9.1	0.26	1.9	7.3	10.2	1.1

NGC	l ^{III}		(m-M)	fot.ap	Slog(D/P)			Slog(D/P)			Table 11.2 (cont.)		Av	d	(m-M)	fot.ap.	Δ(m-M)
	b ^{III}							(m-M)	Di.	E(B-V)							
	L	T	W														
2324	213 ^D	03	12.6		2.4	3.0	3.5	3.0	9.9	0.11	2.7	24.5	12.3		2.4		
2353	224	00	10.7		3.0	5.0	-	4.2	9.0	0.12	1.7	14.2	10.3		1.3		
2352	230	-05	11.2		3.0	2.7	3.0	2.9	10.0	0.11	1.2	10.9	10.9		0.9		
2422	231	03	0.6		5.4	5.9	6.0	5.8	7.9	0.08	0.7	8.8	8.4		0.5		
2439	246	-04	11.8		3.0	3.3	-	3.1	9.8	0.25	2.0	8.0	11.0		1.2		
2447	240	00	10.4		4.1	4.8	4.8	4.6	8.8	0.06	1.6	26.7	12.2		1.4		
2516	273	-16	8.1		6.5	7.0	7.8	7.2	6.9	0.11	1.2	10.9	7.8		0.9		
2571	249	-04	11.6		3.9	3.5	-	3.7	9.4	0.10	2.2	22.0	11.3		1.9		
2632	205	32	0.0		8.3	8.3	8.7	8.4	6.0	0.08	0.0	-	6.0		0.0		
2682	216	32	2.7		3.4	4.8	4.8	5.0	8.5	0.06	1.2	20.0	9.5		1.0		
3330	284	04	11.2		4.1	3.0	-	3.6	9.5	0.18	1.7	9.4	10.7		1.2		
3532	290	02	8.3		5.5	7.2	7.8	7.0	7.0	0.04	1.3	32.5	8.2		1.2		
4103	287	01	11.4		-	3.3	-	3.3	9.7	0.34	1.7	5.0	10.4		0.7		
Coma Per. 228	84		4.5		-	10.9	11.3	11.1	6.3	0.00	-1.8	-	4.5		-1.8		
4755	303	02	11.5		3.3	3.9	4.1	3.8	9.4	0.35	2.1	6.0	10.4		1.0		
5138	307	04	12.0		-	3.0	-	3.0	9.9	0.25	2.1	8.4	11.2		1.4		
6281	348	02	9.2		-	3.3	-	4.3	9.0	0.15	0.2	1.3	8.8		-0.2		
6383	355	00	10.5		3.9	2.0	-	3.1	9.8	0.35	0.7	2.0	9.4		-0.4		
6495	356	-01	9.0		5.6	5.6	7.2	6.3	7.6	0.15	1.4	9.3	8.6		1.8		
6475	356	-04	7.1		5.0	7.0	7.8	6.9	7.1	0.08	0.0	0.0	7.1		0.0		
6494	10	03	9.6		5.2	5.6	6.2	5.7	8.0	0.38	1.6	4.2	8.5		0.5		
6530	6	-01	11.8		5.2	4.2	4.4	4.6	8.0	0.33	3.0	9.1	10.8		2.0		
6531	7	00	11.4		4.2	3.9	3.9	4.0	9.2	0.27	2.2	8.1	10.6		1.4		
1C4725	13	-04	10.4		3.9	6.2	6.2	5.6	8.0	0.50	2.4	4.8	8.9		0.9		
6611	17	01	14.4		5.0	3.0	-	4.2	9.1	0.86	5.3	6.2	13.8		2.7		
6694	24	-03	12.6		2.8	3.3	3.7	3.1	9.9	0.58	2.7	4.6	10.9		1.0		
6705	27	-03	12.4		3.7	3.9	3.9	3.8	9.3	0.40	3.1	7.8	11.2		1.9		
1r35	28	-01	15.0		2.7	2.0	-	2.4	10.4	1.20	4.6	3.8	11.4		1.0		
6823	59	00	14.4		2.7	2.7	-	2.7	10.1	0.86	4.3	5.0	11.8		1.7		
6830	50	-02	12.7		2.4	3.5	-	3.0	9.9	0.44	2.8	6.4	11.4		1.5		

Table 11.2 (cont.)

NGC	l ^{II}	b ^{II}	(m-M) _{rot.sp.}	5log(D/?)			5log($\bar{D}/?$)	(m-M) _{Dis.}	l(B-V)	A _v	u	(m-M) _{rot.sp. corregido}	Δ (m-M)
				L	T	W							
6834	65 ⁰	01	14. ^m 2	2.0	2.7	-	2.4	10. ^m 4	0. ^m 57	3. ^m 0	6.7	12. ^m 5	2. ^m 1
6940	70	-07	10.4	6.5	5.6	5.7	6.0	7.8	0.26	2.6	10.0	9.6	1.6
IC4996	75	01	13.1	2.0	2.4	-	2.2	10.5	0.64	2.6	4.1	11.2	0.7
7086	94	00	12.7	3.0	2.7	-	2.9	10.0	0.77	2.7	3.8	10.5	0.5
7300	107	-01	13.7	3.9	3.3	-	3.9	9.3	0.61	4.4	7.2	11.9	2.5
7789	115	-05	12.2	6.3	4.9	5.2	5.5	8.11	0.24	4.1	17.0	11.5	3.4

Las coordenadas galácticas están tomadas de Johnson et al. (1961)/Hagen (1970) y Alter et al. (1961).

Al analizar la columna doceava de la tabla II.2 se encuentra que el valor de R varía enormemente, desde -2.5 hasta 32.5 y en algunos casos no es posible determinar este cociente ya que el E_{B-V} para varios cúmulos es cero. Con estos resultados y los obtenidos por los otros métodos discutidos en los siguientes capítulos, es evidente que el método usado de los diámetros aparentes no es de utilidad para determinar R a menos que los cúmulos estudiados se encuentren muy enrojecidos. También creemos que influyó la manera como los distintos investigadores miden el diámetro de los cúmulos. Sin embargo, claramente los resultados apoyan la idea de que R no es constante a lo largo de la Galaxia. Esto se ve mejor en la figura II.5, en la cual se exhibe la dependencia de $\Delta(m-M)$ con la longitud galáctica. $\Delta(m-M)$ se obtuvo restando RE_{B-V} del módulo $(m-M)$ fotométrico aparente y este resultado, señalado como $(m-M)_{\text{región fotométrica}}$ en la columna treceava de la tabla II.2, se restó a su vez de $(m-M)_{\text{Dis}}$ dando así $\Delta(m-M)$ presentado en la columna 14. Para esta determinación se supuso $R = 3.0$, al igual que lo hizo Johnson (1968).

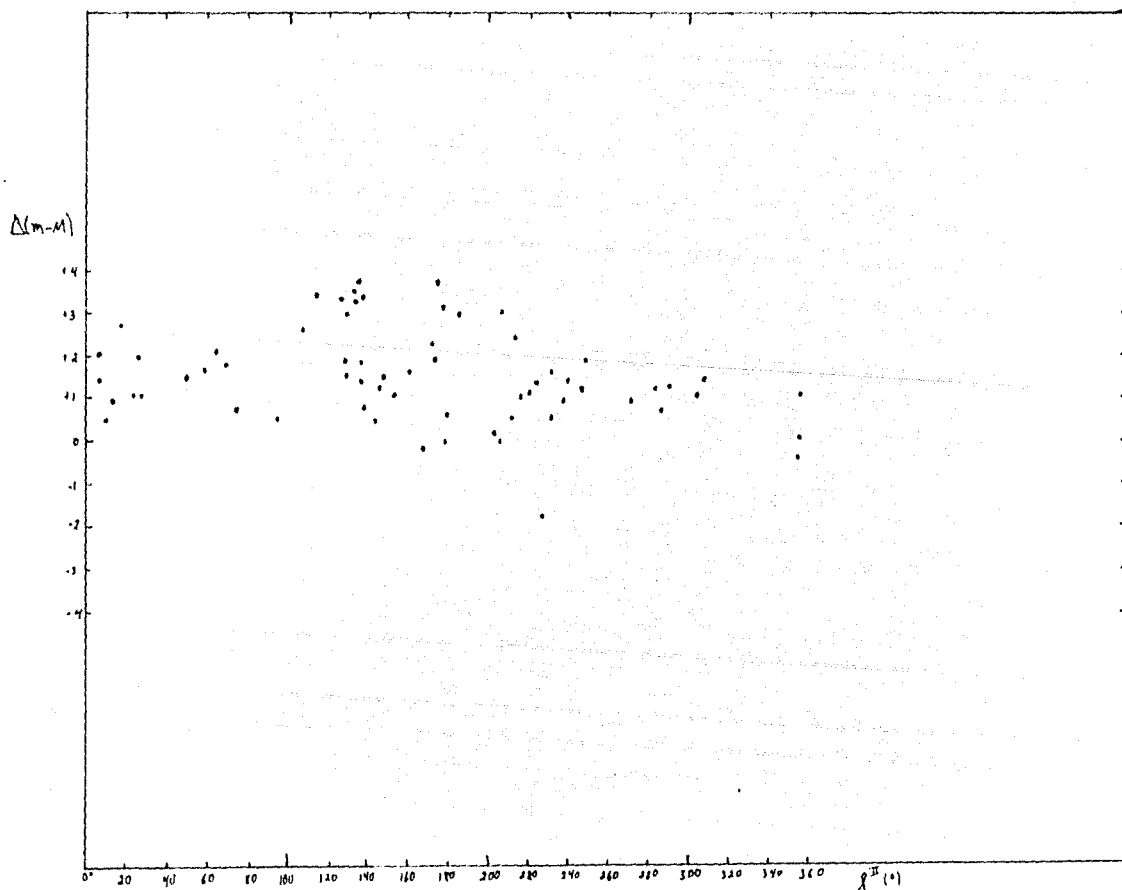


Fig. II 5. Relación entre la absorción $\Delta(m-M)$ (diferencia entre el módulo de distancia fotométrico aparente corregido con $R=3$ y el módulo de distancia de diámetro) y la longitud galáctica de cúmulos abiertos.

CAPITULO III

METODO DE EXTINCION VARIABLE

Este método requiere del conocimiento de tipos espectrales, magnitudes visuales aparentes y absolutas, así como colores B-V observados e intrínsecos de estrellas pertenecientes al cúmulo en cuestión. Para cada estrella se computa su exceso de color E_{B-V} y su módulo de distancia aparente $V-M_v$. Este es el segundo método que aplicaremos para determinar el cociente R .

III.1.-Relación entre el módulo de distancia aparente y el exceso de color.

El método se basa en la suposición de que la distancia entre las estrellas del cúmulo es pequeña comparada con la que separa al cúmulo de la Tierra, por lo que puede considerarse que todos sus miembros se hallan a la misma distancia de nosotros. Por lo tanto la cantidad $V-M_v$ cambiará sólo a causa de variaciones en la absorción local dentro del cúmulo mismo. Para cada estrella del cúmulo tenemos la siguiente relación

$$V-M_v = M_0 + R E_{B-V} \quad (\text{III.1})$$

donde la constante M_0 será el módulo de distancia verdadero del cúmulo en ausencia de materia absorbente ($M_0 = 5 \log r - 5$) y $R = A_v / E_{B-V}$ es el cociente de absorción total entre absorción selectiva, la cantidad que se desea conocer y que caracterizará a todas las estrellas del cúmulo. Existe una relación lineal entre

el módulo de la distancia aparente y el exceso de color, si la ley de extinción es la misma para todas las estrellas del cúmulo. Por ajuste de mínimos cuadrados obtenemos el módulo de distancia verdadero del cúmulo y el cociente de absorción total a la selectiva, R .

Una de las desventajas de esta técnica consiste en que debemos conocer a los miembros del cúmulo, ya que la inclusión de estrellas no miembros que se encuentran situadas enfrente o detrás de él, o un gran espesor del mismo en la dirección de la línea de visión, pueden dar valores muy grandes de R .

En general, hasta antes del trabajo de Johnson (1968) se aceptaba como normal un valor para R cercano a 3, en la mayor parte del cielo, y sólo se consideraba como un caso excepcional el valor hallado de $R \approx 6$, por diversos investigadores en la región de Orión. Sin embargo, Johnson demostró que en otras regiones celestes el valor de R era mayor de 3, considerándose éste ahora, por la mayoría de los astrónomos, como un valor mínimo.

En muchas ocasiones no se puede disponer de clasificaciones espectrales de las estrellas de los cúmulos, por lo que no es posible asignar directamente los colores intrínsecos y magnitudes. Ante la falta de tales datos, estas cantidades se estiman desentregando los colores de cada estrella observada, forzándolas a un

ajuste a la secuencia principal de edad cero (ZAMS). Este forzamiento no es recomendable en todos los casos, ya que puede dar lugar a resultados imprecisos puesto que no todas las estrellas observadas pertenecen a la secuencia principal. Turner (1976) menciona que esta técnica de ajuste es válida si hay un mínimo de dispersión en E_{B-V} de 0.20, pero sobre todo si se cuenta con bastantes estrellas.

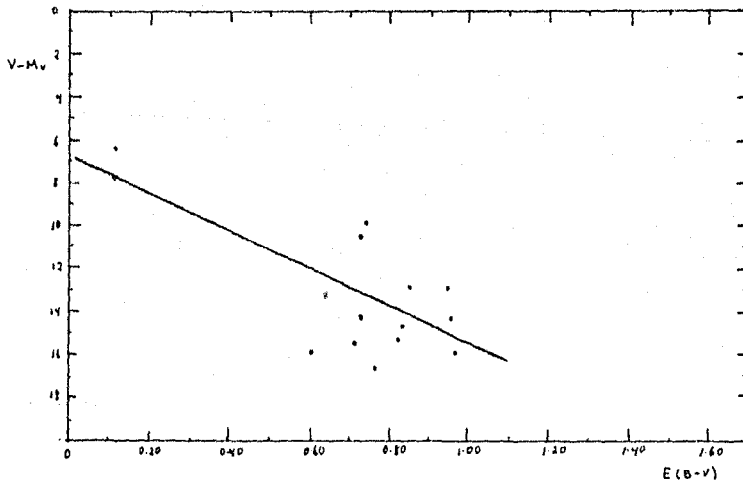
En este trabajo sólo se han estudiado estrellas de cúmulos con tipos espectrales disponibles en la literatura. Para obtener K y M_0 se calcularon los excesos de color E_{B-V} de cada estrella comparando sus colores observados con los colores intrínsecos obtenidos en el capítulo I. Para determinar sus magnitudes absolutas (M_V) se utilizó la calibración dada por Schmidt-Kaler (1982). Se hizo una gráfica para cada cúmulo, de E_{B-V} contra el módulo de distancia aparente $V-M_V$. Por medio de un ajuste de mínimos cuadrados se determinó la pendiente de la recta que mejor se ajustaba a los datos y la ordenada a la cual E_{B-V} era cero. Enseguida se analizan los resultados obtenidos para los cúmulos estudiados.

III.2.-Resultados.

El primer cúmulo estudiado fue NGC 663. El número de identificación de las estrellas, su espectro, magnitud visual aparente y los colores B-V, U-B, están tomados del trabajo de Mermilliod (1976) y aparecen en la tabla III.1, así como también $E(B-V)$ y $V-M_V$. La gráfica correspondiente se encuentra en la Fig. III.1.

TABLA III.1

		NGC 663				
Estrella	Espectro	V	B-V	U-B	[(B-V)]	V-M _v
40	B6 Ia	9.57	0.59	-0.28	0.70	16.6
44	B6 Iab	8.50	0.66	-0.18	0.63	14.7
54	B5 Ib	8.91	0.77	-0.09	0.86	14.3
86	B8 Ia	8.95	0.85	-0.08	0.97	16.0
107	B8 Ib	10.18	0.60	-0.24	0.72	15.4
126	B5 III	10.68	0.68	-0.15	0.85	12.9
141	B9 V	10.25	0.65	-0.34	0.73	16.4
147	B7 III	9.44	0.81	-0.22	0.95	12.9
221	B6 Iab	9.14	0.65	-	0.87	15.3
227	A2 Ib	9.09	0.78	0.20	0.73	14.3
323	F2 III	9.16	2.34	-	0.74	9.8
376	B5 Iab	9.74	0.59	-0.45	0.60	15.9
390	A1 V	8.73	0.14	-	0.11	7.7
573	F1 V	9.59	0.43	0.22	0.11	6.4

Fig.III 1. Diagrama de extinción variable para NGC 663. $l_{II}^{II} = 129^0$

La dispersión tanto en los excesos de color como en los módulos de distancia es grande. La pendiente de la recta da un valor de 8.69 para R y el módulo de distancia verdadero es 6.9. En vista del valor desproporcionado de R , se procedió a calcularlo de otra forma: de los datos de la tabla III.1 se calcularon los promedios $\overline{E(B-V)}$ y $\overline{V-M_V}$ y se determinó la diferencia entre $\overline{V-M_V}$ y el módulo de distancia de diámetro obtenido en el capítulo II para NGC 663, encontrando de esta forma la absorción total A_V , la cual se dividió entre $\overline{E(B-V)}$ para determinar R :

$$R = A_V / \overline{E(B-V)} = \frac{\overline{V-M_V} - (m-M)}{E(B-V)} = \frac{11.4 - 8.7}{0.70} = 3.9$$

Consideramos que el valor de $R=3.9$ es aceptable; en cuanto al módulo de distancia verdadero si lo tomamos como el promedio $\overline{V-M_V}$ igual a 11.4, vemos que está muy cercano al hallado por Johnson (1968) para este cúmulo y que es de 11.8.

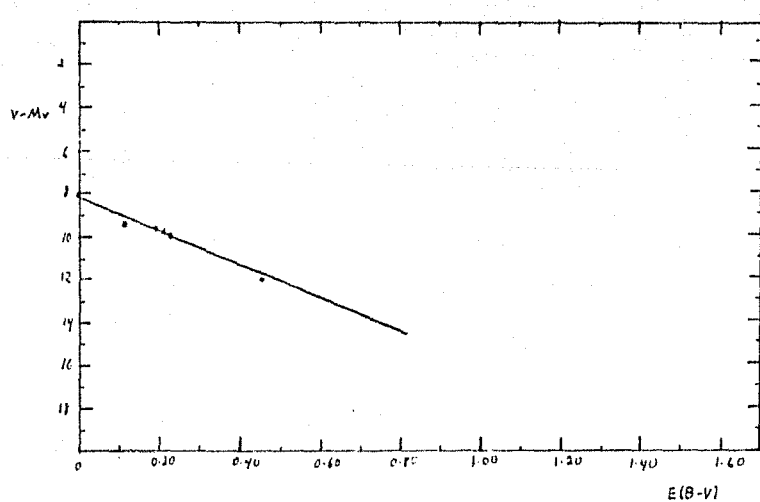
El segundo cúmulo analizado fue NGC 1912. Sólo tenemos cinco estrellas y se determinó $R=7.89$ comparado con 6.10 encontrado por Johnson (1968), el módulo no fue igual a 8.2. Aunque el valor de R es alto, veremos en el capítulo siguiente que en esta región celeste ($l_{II} = 172^\circ$) la extinción es considerable.

El siguiente cúmulo analizado fue NGC 2264. La clasificación espectral es de Sagar y Joshi (1983), Young (1978) y Mermilliod (1976). La fotometría UBVRI está tomada de Mendoza y Gómez (1980) y la fotometría JHKL fue obtenida de Gezari et al. (1984). Estos

TABLA III.2

NGC 1912

Estre- lla	Espectro	V	B-V	U-B	E(B-V)	V-M _v
49	A2 V	10.69	0.18	-0.02	0.11	9.4
50	A0 V	10.24	0.19	-0.02	0.19	9.6
97	A0 V	10.37	0.21	0.05	0.21	9.7
271	A0 V	10.50	0.23	0.07	0.23	9.8
427	B5 II-III	8.64	0.27	-0.32	0.45	11.9

Fig. III 2. diagrama de extinción variable para NGC 1912. $l_{172}^{II} = 172^{\circ}$

datos se presentan en la tabla III.3a. La columna 1 de dicha tabla indica el número de Vasilevskis et al. (1965) y la columna 2 señala el número de Walker (1956). En la tabla III.3b se presentan la magnitud visual V , el módulo de distancia aparente $V-M_v$ y el $E(B-V)$ para cada estrella del cúmulo. De las 59 estrellas disponibles sólo se eligieron 17 que son las marcadas con los números VSB: 1, 16, 20, 48, 79, 245, 136, 92, 101, 111, 118, 122 y W: 237, 20, 27, 31 y 202. El criterio de selección fue que presentaran un $E(B-V) \geq 0.04$. Aunque algunas estrellas poseían un exceso mayor que el número mencionado, se desecharon ya que eran variables y/o se sospechaba que tenían una envoltente circumestelar. Al respecto se pueden consultar los trabajos de Mendoza y Gómez (1980), Strom et al. (1972) y Sagar y Joshi (1983). Por medio de mínimos cuadrados se determinó $R=3.48$ y $M_0=8.9$. El módulo M_0 es menor que el calculado por Mendoza y Gómez (1980), que es de 9.71, y que el derivado por Johnson (1968): $M_0=9.19$. Sagar y Joshi (1983) mencionan que el $E(B-V)$ tiene una variación de 0.00 a 0.12 y que esto indica la presencia de una extinción no uniforme en el cúmulo. Ellos encuentran $M_0=9.5$. En cuanto a R , Johnson (1968) obtiene un valor de 5.4. Creemos que el valor de R encontrado aquí está dentro de lo normal, además nos aseguramos de eliminar aquellas estrellas con envoltentes circumestelares que podían dar un valor excesivo de R .

K6C 2764

TAHLA 111.3

VSH	W	Espectro	V	V-Mv	U-V	B-V	(B-V)	
1	-	F4	V	12.56	9.1	0.65	0.62	0.71
2	-	F7	V	13.33	9.5	0.66	0.74	0.24
-	2	A7	V	9.72	7.5	0.56	0.71	0.01
-	20	F2	111	10.27	8.6	-	0.43	0.04
-	25	F2	V	7.63	4.2	0.39	0.35	-0.01
-	27	A3	111	12.04	12.0	0.74	0.53	0.57
8	30	A3	V	10.76	10.1	0.87	0.07	0.02
-	31	B6	V	10.25	11.1	0.34	0.29	0.24
10	33	K1	V	11.63	5.5	4.90	7.37	1.50
16	36	B9	V	11.03	10.8	-0.02	0.01	0.09
20	-	F5	V	11.24	7.7	0.73	0.62	0.19
30	43	A7	V	10.17	5.4	0.34	0.19	-0.01
34	46	A3	V	9.24	7.2	0.39	0.21	0.12
37	50	B3	V	8.16	9.8	-0.63	-0.14	0.05
48	66	F4	V	11.72	8.2	0.77	0.67	0.26
51	73	G5	111	9.38	8.9	1.28	0.64	0.01
58	83	B2	V	7.54	1.4	-0.87	-0.16	0.03
59	84	G9	V	11.95	7.5	0.67	0.56	-0.03
61	88	B5	V	9.36	16.3	-0.74	-0.16	0.26
62	90	B4	V	12.76	14.2	0.17	0.15	0.33
72	100	B0	V	10.86	10.3	0.19	0.12	0.23
74	104	A5	1V	11.43	10.1	0.35	0.21	0.07
76	108	F7	V	11.87	8.1	0.77	0.60	0.10
79	109	E3	V	9.16	10.6	-0.64	-0.09	0.10
81	112	A0	V	10.81	10.2	-0.14	-0.02	-0.02
85	116	F7	V	11.59	7.6	0.63	0.51	0.01
87	125	F9	V	12.76	8.1	0.67	0.60	0.03
91	132	B0	V	10.19	10.4	-0.33	-0.04	0.37
92	134	G5	V	12.44	7.3	0.84	0.67	0.15
94	137	B5	V	9.82	11.1	-0.41	-0.09	0.67
97	138	A0	V	10.19	9.5	0.07	0.06	0.06
101	142-288		V	8.64	9.7	-0.55	-0.07	0.08
102	145	A0	V	10.61	10.0	0.26	0.05	0.05
107	151	F5	V	12.57	9.1	0.50	0.50	0.07
114	158	F0	V	10.33	7.6	0.40	0.34	0.05
115	157	B0	V	10.00	10.3	-0.38	-0.06	0.05
111	-	G8	V	12.66	7.2	1.26	0.92	0.19
118	159	A0	V	10.98	10.3	0.04	0.06	0.06
121	165	A2	V	11.01	8.7	0.24	0.14	0.07
122	164	G0	V	13.39	7.9	1.33	0.95	0.22
131	179	B9	V	9.95	9.8	-0.23	0.01	0.09
136	181	B9	V	10.03	9.8	-0.36	-0.04	0.04
138	187	B8	V	9.24	9.5	-0.39	-0.05	0.06
-	202	H2	V	8.96	11.4	-0.51	0.05	0.24
162	206	B8	V	8.73	8.9	-0.52	-0.09	0.02
165	209	F2	V	11.33	7.7	0.35	0.35	-0.01
168	212	B3	V	7.52	9.1	-0.89	-0.16	0.03
175	215	A0	V	9.35	8.7	-0.09	0.05	0.05
182	222	A2	V	9.92	8.6	0.29	0.14	0.07
188	224	F5	V	11.13	8.0	0.63	0.66	0.23
196	228	F0	V	11.15	8.4	0.37	0.35	0.06
-	229	K2	11-111	8.67	9.5	-	1.20	0.00
206	231	A5	V	8.97	10.2	-0.78	-0.14	0.02
-	237	K2	11-111	9.44	10.3	2.71	1.44	0.26
245	131	O7	V	4.67	9.9	-1.31	-0.25	0.10
IP	Mon	K0	11	13.2	15.5	-	1.3	0.23
LU	Mon	K5	11	15.0	17.3	-	1.1	-0.46
MM	Mon	K3	11	14.10	16.4	-	1.00	-0.34
K0	Mon	K4	1V-111	13.3	13.3	-	1.40	0.84

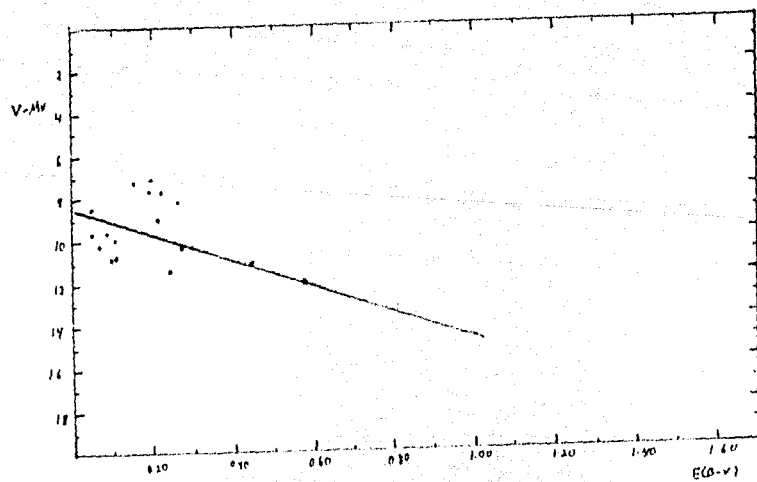


Fig. III 3. Diagrama de extinción variable para NGC 2264. $l_{II}^{II} = 203^{\circ}$

Otro cúmulo estudiado fue NGC 4755. La fotometría, espectros e identificaciones de las estrellas están tomados de Perry et al. (1976) y aparecen en la tabla III.4. El valor hallado para R fue de 0.17 y para M_0 fue de 12.8. El método de mínimos cuadrados nos da estos valores, pero en la gráfica III.4 se ve que puede trazarse cualquier otra recta. Los resultados tanto numéricos como gráficos nos indican que la absorción dentro del cúmulo es constante aun cuando no nos proporcionan un valor confiable de R . Si calculamos la absorción total A_V utilizando $(m-M)_{\text{HIS}} = 9.4$ obtenido en el capítulo II y determinamos $E(B-V) = 0.38$ y $V-M_V = 12.8$ obtenemos $R = 8.9$, que es un valor enorme, pero esto se debe a que el enrojecimiento promedio del cúmulo es pequeño.

Otro cúmulo dentro del cual la absorción es constante es NGC 6231. Los datos de dicho cúmulo están tomados de Mermilliod (1976). Por el método de mínimos cuadrados obtenemos un valor de $R = -1.15$ y $M_0 = 13.4$. Vemos que el método de extinción variable puede no ser útil para determinar R en casos donde los excesos de color sean aproximadamente iguales. La tabla y gráfica correspondientes son las marcadas con III.5.

El siguiente cúmulo analizado por el método de extinción variable es NGC 6475. La fotometría de las 24 estrellas está tomada de Mermilliod (1976) al igual que la de NGC 1912. El $E(B-V)$ es pequeño para todas las estrellas, pero variable. En este caso R vale 4.92 en comparación $R = 3.6$ hallado por Johnson (1968). El

TABLA III.4

		NGC 4755				
Estrella	Espectro	V	B-V	B-E	E(B-V)	V-Mv
A	B9 Ia	5.76	0.33	-0.34	0.34	12.9
B	B3 Ia	5.94	0.24	-0.57	0.45	12.9
C	B2 Ib	6.77	0.24	-0.57	0.45	12.5
D	M2 Ib	7.42	2.19	2.39	0.55	12.1
E	B1 III	6.32	0.13	-0.69	0.49	12.7
F	B2 III	9.03	0.09	-0.70	0.35	12.9
G	B3.5 V	9.71	0.13	-0.67	0.38	13.4
H	B1 V	10.00	0.20	-0.57	0.41	13.2
J	B1 V	10.99	0.18	-0.52	0.39	14.2
K	B5 V	11.42	0.21	-0.32	0.33	11.7
L	B0 V	11.99	0.25	-0.37	0.36	12.2
M	A0 V	12.49	0.30	-0.32	0.33	11.8
1-05	B0.5 III	6.51	0.16	-0.73	0.44	13.4
1-06	B1.5 Ib	6.86	0.22	-0.67	0.45	12.7
1-13	B1 V	10.17	0.13	-0.58	0.34	13.4
1-15	B1 V	10.24	0.14	-0.58	0.35	13.4
11-01	B1 V	9.41	0.13	-0.63	0.34	12.6
11-02	B1 V	10.54	0.13	-0.61	0.34	13.2
11-03	B1 V	10.26	0.12	-0.60	0.33	13.5
11-10	B2 V	13.12	0.15	-0.56	0.34	12.6
11-23	B0 V	7.93	0.20	-0.66	0.49	11.9
11-24	B0 V	10.31	0.16	-0.62	0.45	14.3
111-01	B1 V	9.58	0.12	-0.66	0.33	12.0
111-05	B0.5 V	9.56	0.12	-0.71	0.36	12.1
111-06	B2 IV	9.80	0.22	-0.65	0.45	13.0
111-07	B1 V	9.57	0.13	-0.63	0.34	12.8
111-11	B2 V	10.76	0.15	-0.43	0.34	13.2
IV-05	B2 V	10.20	0.09	-0.64	0.28	12.6
IV-10	B3 V	10.71	0.19	-0.38	0.38	12.3
IV-14	B1 V	10.27	0.13	-0.57	0.34	13.5
IV-17	B2 IV	9.73	0.22	-0.72	0.46	12.8
IV-18	B2 V	9.65	0.15	-0.60	0.34	12.1

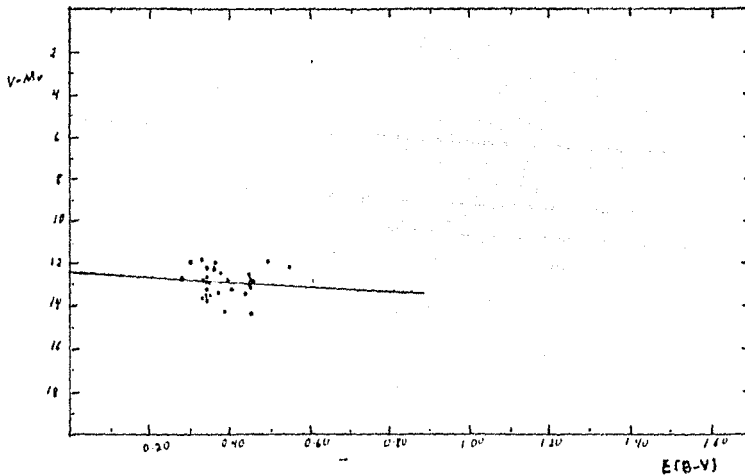
Fig.III 4. Diagrama de extinción variable para NGC 4755. $111=303^0$

TABLA III.5
NGC 6231

Estrella	Espectro	V	R-V	U-R	E(R-V)	V-Mv
2	O9 V	7.61	0.17	-0.76	0.51	12.1
28	O9.5 IV	9.74	0.27	-0.80	0.53	14.0
34	B1.5 V	10.23	0.22	-0.81	0.42	13.0
110	B1 V	9.63	0.25	-0.63	0.46	13.0
112	B1 V	10.12	0.24	-0.61	0.45	13.3
150	B1 V	9.63	0.20	-0.62	0.41	12.8
161	O9 V	7.66	0.19	-0.70	0.53	12.4
224	O8 V	8.36	0.23	-0.68	0.54	13.3
226	O9.5 III	8.41	0.12	-0.75	0.40	13.0
230	O9.5 V	8.30	0.20	-0.67	0.45	12.9
248	B0 IV	9.91	0.19	-0.73	0.46	14.6
254	O9.5 IV	7.67	0.16	-0.77	0.47	12.6
261	B2 IV-V	11.00	0.17	-0.47	0.31	13.8
272	B1 V	8.47	0.14	-0.68	0.35	12.7
286	B1 V	9.45	0.18	-0.63	0.39	12.6
290	O9.5 III	8.46	0.20	-0.73	0.48	12.2
292	O9 V	8.46	0.20	-0.70	0.54	12.9
293	O9 II	8.84	0.26	-0.74	0.53	12.6
295	B1 V	9.42	0.11	-0.66	0.32	12.6
297	O9 III	7.96	0.16	-0.75	0.46	13.5

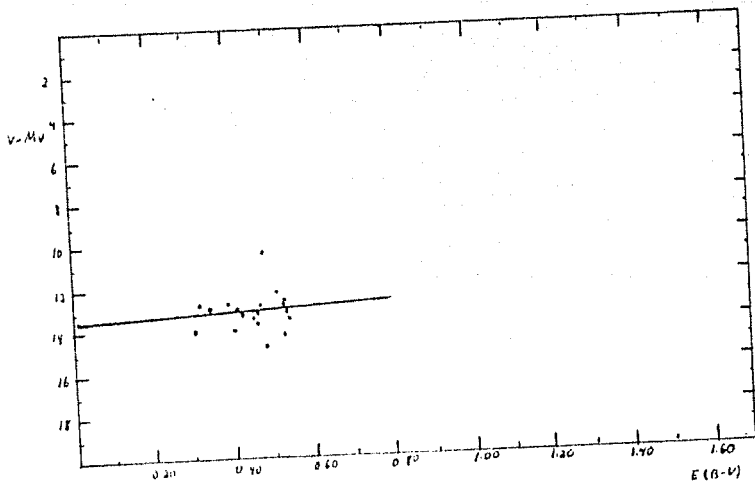


Fig. III 5. Diagrama de extinción variable para NGC 6231. $1^{II} = 343^{\circ}$

TABLA III.6
NGC 6475

Estrella	Espectro	V	B-V	U-B	E(B-V)	V-M _v
26	B6 V	5.89	-0.08	-0.64	0.07	6.8
42	B9.5 V	6.45	0.07	-0.07	0.06	6.0
47	A2 V	8.99	0.22	0.11	0.15	7.7
48	A2 V	9.23	0.19	0.1	0.12	7.9
51	A3 V	9.30	0.21	0.15	0.12	7.8
56	B8 V	6.17	-0.03	-0.35	0.08	5.9
58	K0 III	5.68	1.14	1.01	0.12	4.9
63	B9 V	7.61	0.09	-0.16	0.08	7.4
65	A2 V	9.06	0.15	0.11	0.08	7.8
68	A8 V	8.93	0.36	0.18	0.13	6.5
71	B9.5 V	7.37	0.10	-	0.14	7.0
72	B9.5 V	8.21	0.04	0.01	0.08	7.8
77	B9 V	7.16	0.02	-0.73	0.11	7.0
78	A9 V	9.56	0.45	0.11	0.17	7.0
81	F1 V	10.30	0.38	0.15	0.06	7.1
82	A1 V	7.77	0.08	-	0.05	6.8
86	B9 V	5.96	-0.01	-0.19	0.07	5.8
88	B9.5 III	6.45	0.07	-0.07	0.05	6.2
79	A2 V	9.01	0.16	0.05	0.09	7.7
92	A1 V	8.45	0.11	0.06	0.05	7.5
96	A1 V	6.60	0.17	0.17	0.14	7.8
103	B9.5 V	7.46	0.11	0.09	0.15	7.1
104	B9 V	6.88	0.06	-0.06	0.14	6.7
141	B9 V	6.38	0.03	-0.05	0.08	6.2

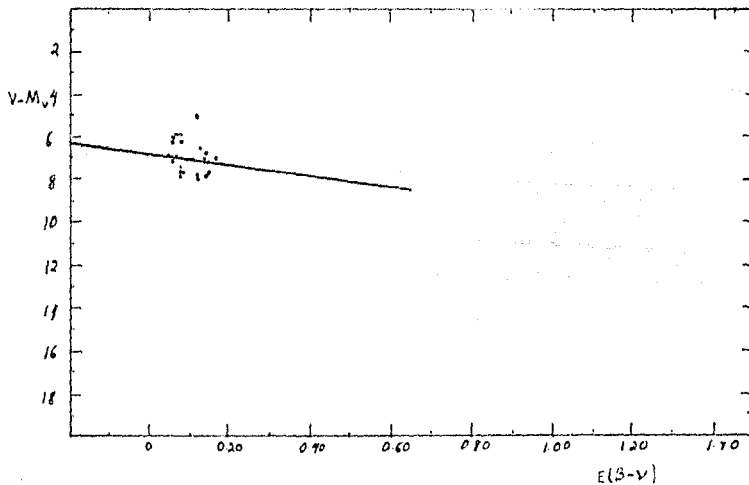


Fig. III 6. Diagrama de extinción variable para NGC 6475. $l_{356}^{\text{II}} = 0$

módulo M_0 es igual a 6.4 . Johnson derivó $M_0=6.9$. (Fig. y tabla III.6)

Los datos del cúmulo NGC 6611 están tomados también de Mermilliod (1976). En este caso tenemos fotometría de 19 estrellas. Para el análisis sólo se consideraron aquéllas con suficiente exceso de color, por lo que se dejaron a un lado las marcadas con los números 130, 196, 206 y 349 que presentan pequeño $E(B-V)$. Se derivó un valor de $R=3.84$ y $M_0=11.0$. Por su parte Johnson halla $R=3.6$ y $M_0=11.5$ en su trabajo de 1968. La gráfica y la tabla están señaladas como III.7.

Para el cúmulo NGC 6823 tenemos datos de 23 estrellas, tomados de Mermilliod (1976). Considerando sólo estrellas de tipo temprano se determinó $R=3.1$ y $M_0=12.2$. Las tres estrellas de tipo tardío números 1 y 40 y la identificada como E/B no se tomaron en cuenta, es notorio que su módulo de distancia aparente difiere considerablemente de las otras. (Fig. y tabla: III.8).

Finalmente se aplicó el método de extinción variable a estrellas pertenecientes a una interesante región del cielo: Orión. Tenemos ocho estrellas, los datos de ellas están tomados de la tabla presentada en el anexo B. La magnitud absoluta M_v , al igual que para los cúmulos se basa en la calibración de Schmidt-Kaler (1982). Se encontró $R=6.50$ y $M_0=8.1$. Como veremos en el siguiente capítulo, en esta región celeste la absorción es muy

TABLA III.7
NGC 6611

Estre- lla	Espectro	V	B-V	U-B	E(B-V)	V-Mv
123	B1.5 V	10.85	0.46	-0.55	0.66	12.8
138	K2 III	9.36	1.37	-1.35	0.19	8.9
150	O9 V	9.88	0.47	-0.54	0.81	14.4
166	O9 V	10.16	0.58	-0.60	0.92	14.9
196	K2 III	9.76	1.36	-1.25	0.18	9.3
197	O6.5 III	8.77	0.44	-0.70	0.72	14.8
206	K0 II	9.57	1.19	-0.96	0.12	10.6
216	B3 V	11.41	0.46	-0.64	0.65	13.0
223	B1 V	11.22	0.62	-0.40	0.83	14.4
240	B0.5 V	9.94	0.66	-0.50	0.91	13.5
296	B2 V	11.80	0.49	-0.46	0.68	14.2
314	B0 IV	9.86	0.59	-0.55	0.87	14.6
349	K0 II	11.62	1.42	-0.47	0.35	13.4
367	O9.5 V	9.43	0.74	-0.76	0.58	13.7
401	O8 V	8.95	0.39	-0.73	0.73	13.6
412	O8 V	8.30	0.32	-0.70	0.66	13.2
468	B1 V	9.48	0.27	-0.69	0.48	12.7
469	B1.5 V	10.74	0.43	-0.62	0.60	13.6
551	B2 V	10.65	0.38	-0.48	0.57	13.1

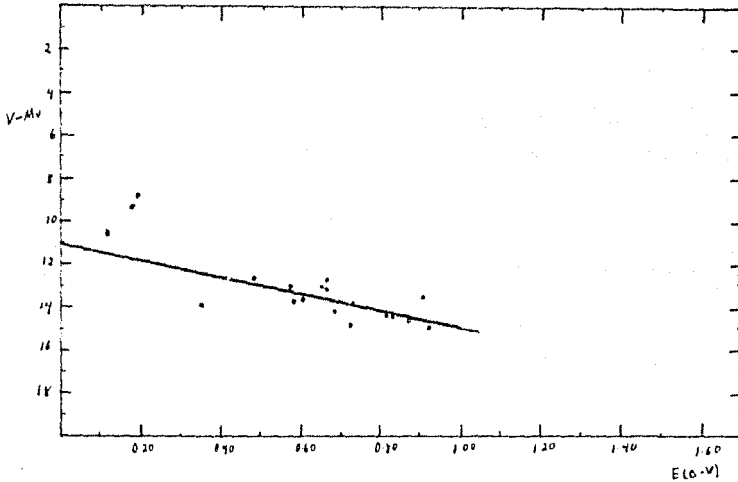


fig. III 7. Diagrama de extinción variable para NGC 6611. $l_{II}^{II} = 17^{\circ}$

TABLA-III.8

Estrella	Espectro	NGC 6823		U-B	E(B-V)	V-Mv
		V	B-V			
						4.1
1	G2 V	8.61	0.68	0.17	-0.03	14.5
2	G7 V	9.34	0.56	-0.52	0.91	13.8
4	H0 IV	9.75	0.43	-0.55	0.72	15.2
6	H0.5 V	11.59	0.74	-0.28	0.99	14.8
7	H1 V	11.63	0.52	-0.39	0.73	16.4
9	G9 V	11.41	0.73	-0.35	1.07	15.3
10	H1 V	12.06	0.54	-0.31	0.75	14.6
11	H2 V	12.11	0.59	-0.31	0.69	14.7
32	H0.5 Ib	8.73	0.66	-0.36	0.92	15.2
33	G7 V	9.87	0.69	-0.42	1.04	13.9
34	H1 V	10.72	0.54	-0.52	0.55	13.8
35	H1.5 V	10.98	0.75	-0.54	0.45	13.9
36	H1.5 V	11.07	0.44	-0.25	0.64	14.2
37	H1 V	10.99	0.45	-0.44	0.66	14.4
38	H2 V	11.97	0.54	-0.16	0.73	8.0
40	G9 V	12.35	0.47	0.02	1.06	16.8
42	G9.5 V	12.59	0.87	-0.39	1.21	15.1
E4	H0 IV	13.42	0.76	-0.39	1.06	14.6
E8	G9.5 III	9.45	0.74	-0.36	1.02	14.8
E77	H1 III	10.37	0.61	-0.39	0.88	1.9
E76	F8 V	10.74	1.63	0.73	0.41	15.3
E104	H0.5 V	11.73	1.83	-0.25	1.28	14.4
E110	F8 Ib	9.38	1.14	0.31	0.69	

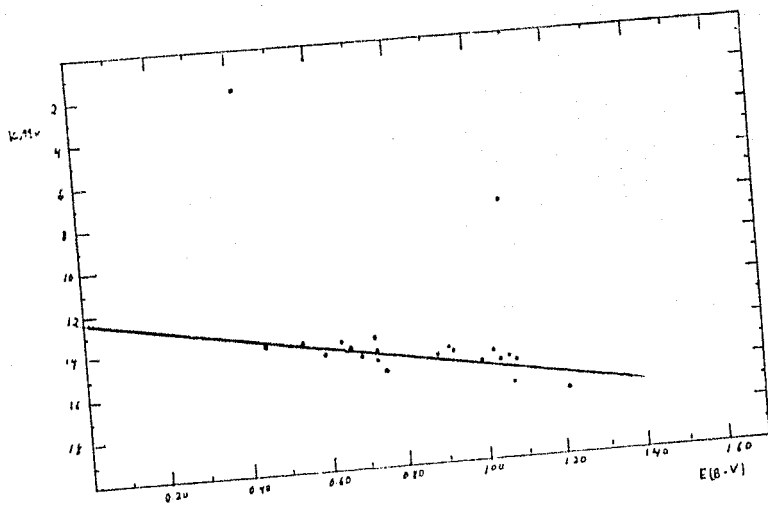
Fig.III 8. Diagrama de extinción variable para NGC 6823. $l = 59^\circ$

TABLA III.9
REGION DE ORION

Estrella	Espectro	V	B-V	U-B	E(B-V)	V-M _v
HD 37020	B0.5 V	6.72	0.92	-0.88	0.27	10.3
HD 37022	O6 p	5.13	0.02	-0.95	0.37	10.6
HD 37023	B0.5 V	6.70	0.09	-0.71	0.34	10.3
HD 37041	O9.5 vp	5.08	-0.69	-0.94	0.75	9.3
HD 37042	B1 V	6.38	-0.89	-0.93	0.12	9.6
HD 37061	B1 V	6.83	-0.24	-0.65	0.47	10.0
HD 37903	B1.5 V	7.82	0.11	-0.60	0.32	10.6
NGC 2024 #1	B1 Ia	12.17	1.41	0.29	1.65	12.1

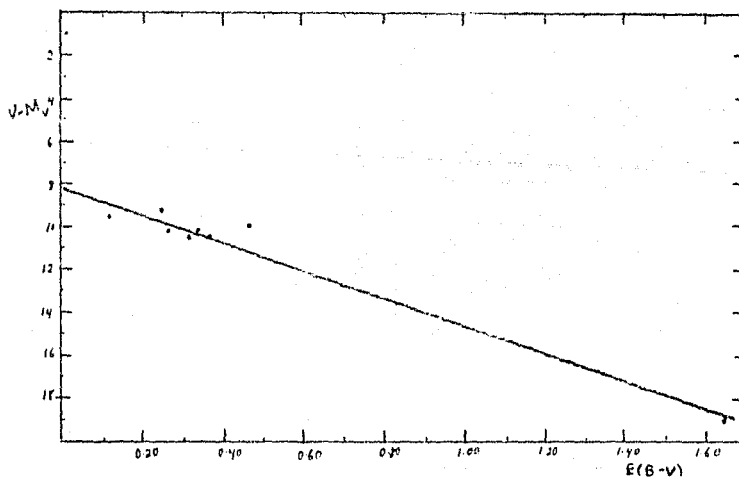


Fig. III 9. Diagrama de extinción variable para la región de Orión. $l = 209^\circ$

alta. Sharpless (1952) derivó un valor de $R=6$ utilizando el método de extinción variable, para la región del Trapecio de Orión. Johnson determinó $R=5$ también con el mismo método. Por otra parte, el módulo de distancia difiere en una décima de magnitud del que menciona Johnson (1967): $M_0=8.0$. (Fig. y tabla III.9)

Creemos que el método de extinción variable nos da valiosa información acerca de la absorción dentro del cúmulo. Para determinar de manera aceptable el cociente R , debe de contarse con un gran número de estrellas pertenecientes al cúmulo, las cuales deben estar considerablemente enrojecidas, pero además debe haber variación en este enrojecimiento.

La longitud galáctica (l^{II}) está tomada de Johnson et al. (1961), Alter et al. (1961) y Hagen (1970).

CAPITULO IV

METODO DE DIFERENCIA DE COLORES

El material interestelar tiene la propiedad de absorber y dispersar la radiación luminosa de manera selectiva. Esto afecta no sólo el brillo aparente de un astro sino también su color, lo enrojece. Si queremos determinar la extinción relativa en el medio interestelar como una función que dependa de la longitud de onda de la luz se deben comparar los distintos excesos de color de una estrella con un mismo patrón. Comúnmente se elige $E(B-V)$ como unidad de comparación, aunque podría utilizarse cualquier otro. La extinción normalizada para cada color será entonces la razón $E(X-V)/E(B-V)$, la cual se grafica contra el recíproco de la longitud de onda correspondiente a cada color, obteniéndose una curva, la cual se deberá extrapolar a longitudes de onda infinitas ($1/\lambda=0$) para establecer una escala para la absorción, a partir del punto sobre la curva al cual ya no existe aquélla. Este es en resumen el procedimiento a seguir según el método de Diferencia de Colores, para determinar el cociente de absorción total a la selectiva, R . A continuación hablaremos de las curvas de extinción teóricas, a las cuales no siempre se ajustan las obtenidas a través de observaciones.

IV.1.-Curvas de Extinción Teóricas.

Una de las curvas de extinción considerada como el prototipo de las que deberían ser las curvas de extinción obtenidas de observaciones es la No.15 de van de Hulst y que presentamos en la Fig.1a.

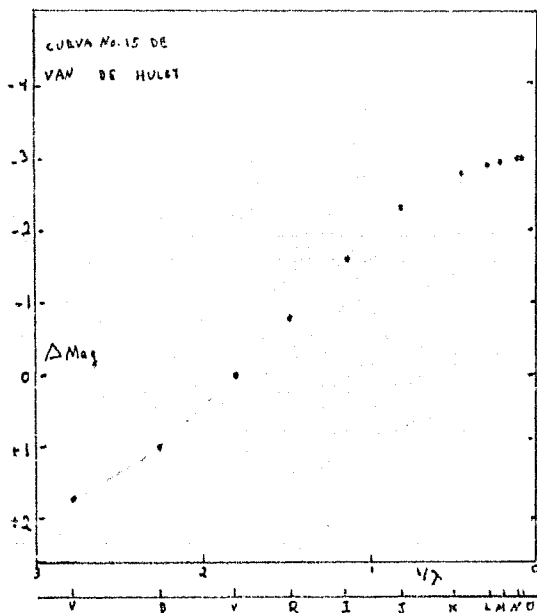


Fig. 1a.
Curva teórica de van de Hulst (1949)
Tomada de Johnson (1968)

En esta curva van de Hulst extrapola a partir de $11.5 \mu\text{m}$ y encuentra un cociente R de 3.05

Otra curva de extinción teórica más reciente es la de Whitford (1958), la cual, según Johnson (1968) resume el conocimiento de la ley de extinción interestelar hasta el año 1961. Por su parte,

Greenberg (1968) resalta las características más notables de la curva obtenida por Whitford (Fig.1b):

(1) La pendiente es positiva, muy pequeña, quizá cero para $\lambda = \infty (1/\lambda = 0)$.

(2) Existe una región burdamente lineal (ley de χ^1) en la región comprendida entre el visible y el infrarrojo cercano, ($1\mu^1$ a $2\mu^1$).

(3) La pendiente de la curva disminuye en el ultravioleta.

En relación al punto (2), se creyó que efectivamente la $A(\lambda)$ era proporcional a λ^1 . En la región del visible, el cociente R tiene un valor único de 3, según Whitford. Mihales (1981) alega que la más larga longitud de onda de las observaciones realizadas por whitford no van más allá de 2 micras, por lo que la incertidumbre en el punto cero de la escala de absorción es considerable cuando se hace la extrapolación a longitudes de onda infinitas.

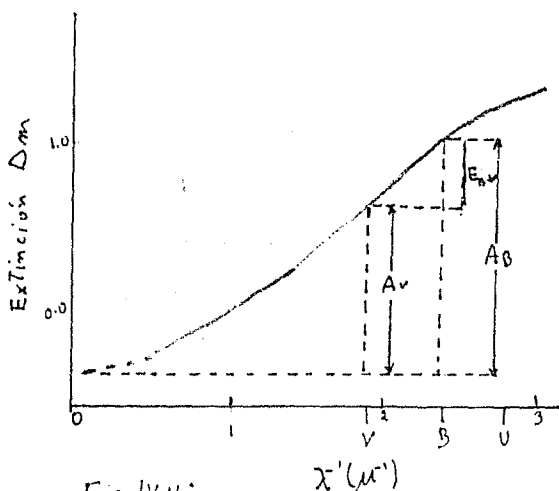


Fig. IV.1b'

Curva de extinción esquemática.

Tomada de Greenberg (1968)

Los trabajos de Johnson. (1968 y 1977) muestran que el cociente R de la absorción total a la absorción selectiva no es el mismo en todas las regiones del cielo, es decir, la ley de extinción interestelar no es única.

IV.2.-Curvas de extinción para diversas regiones celestes.

En esta sección se calculó la absorción total normalizada $A_V/E(B-V)$ para diversas regiones del cielo. Los excesos de color de las estrellas analizadas se calcularon a partir de los colores observados tomados de la tabla del anexo B y de los colores intrínsecos tomados de las tablas 1, 2, 3 y 4. Para aquellas estrellas cuya clase de luminosidad es II o IV, sus colores intrínsecos se evaluaron haciendo una interpolación entre los colores intrínsecos correspondientes a las clases de luminosidad I, III y V. Las extinciones normalizadas se graficaron contra el recíproco de la longitud de onda efectiva correspondiente a los colores empleados. A continuación se detallan las zonas del cielo examinadas, los excesos de color normalizados se presentan en sus respectivas tablas junto con las gráficas. Se dan en seguida en orden alfabético.

Aguila (Fig. IV 1). En esta región las estrellas estudiadas fueron tres; el comportamiento de la curva es aproximadamente lineal desde λ_0 hasta λ_n , aunque el punto correspondiente a λ_i está ligeramente más abajo de lo esperado si la relación estrictamente lineal es cierta. En general, las razones de exceso de color va-

Tabla IV.1

Estrella	Tipo	Ispec.	Coeficientes de Excesos de Color en Aquila										E_{H-V}
			$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-B}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-I_1}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-J}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-H}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-K}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-L}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-M}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{U-N}}{E_{H-V}}$	
HD 183143	47	Ia	1.74	1.33	0.92	1.57	2.22	-	2.72	3.17	2.93	2.99	1.34
HD 184915	20	III	1.86	1.35	0.93	1.75	2.11	2.34	2.81	2.97	-	-	0.28
HD 186781	13	II	2.03	1.33	0.74	1.31	1.89	2.74	2.91	2.89	3.26	6.63	0.19
Promedio			1.87	1.33	0.86	1.53	2.08	2.6	2.98	3.04	3.09	4.81	

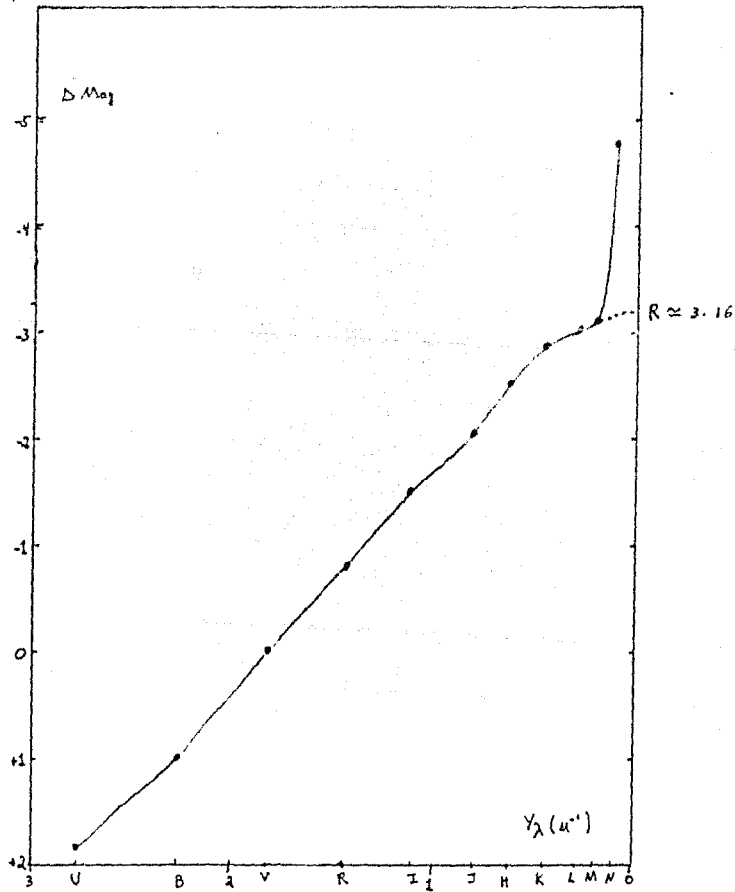


Fig.IV 1. Curva de extinción interestelar para Aquila.

rían con el tipo espectral, principalmente a partir de λ_K . Desde λ_H hasta λ_M la curva sube suavemente, pero tiene una discontinuidad en comparación a lo esperado de λ_M a λ_N , influida principalmente por la estrella tarántula HD 186791. Si extrapolamos a partir de λ_M el cociente R resulta ser de 3.16 en comparación con 3.10 dado por Johnson (1968), por lo que consideramos que 3.16 es un valor aceptable.

Camaleón (Fig. IV 2). En esta región sólo hemos analizado una estrella. No existen datos disponibles en la literatura para λ_I y λ_H ; la curva parece subir hasta λ_L , permanece constante hasta λ_M y después baja de λ_M a λ_N . Si extrapolamos a partir de λ_K , siguiendo una curva suave, encontramos $R=2.68$, que es un valor poco probable. En cambio, si hacemos la extrapolación desde λ_L , llegamos a $R=3.04$ que es un valor más aceptable, aunque naturalmente se necesita analizar más estrellas en esta región.

Casiopea (Fig. IV 3). De las dos estrellas examinadas, una de ellas no posee observaciones disponibles en $\lambda_R, \lambda_I, \lambda_I$, sí tiene observaciones en λ_H . Como no hemos determinado el color intrínseco V-H para una estrella A3 1a, se hizo una interpolación en los valores para v-J y v-K correspondientes a este tipo de estrella, utilizando la tabla 1.5 y así se derivó E(V-H). En la curva de la figura IV.4, hay un cambio en dirección de λ_K a λ_L y nuevamente de λ_M a λ_N . Extrapolando a partir de λ_N se obtiene $R=3.30$ el cual es un valor normal.

Tabla IV.2
Cocientes de Exceso de Color en Camaleón

Estrella	Tipo Espec.	$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-F}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-M}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-N}}{E_{B-V}}$	E_{B-V}
HD 30614	O9.5 Ia	1.67	1.00	0.60	1.58	2.42	2.72	2.72	2.53	0.36

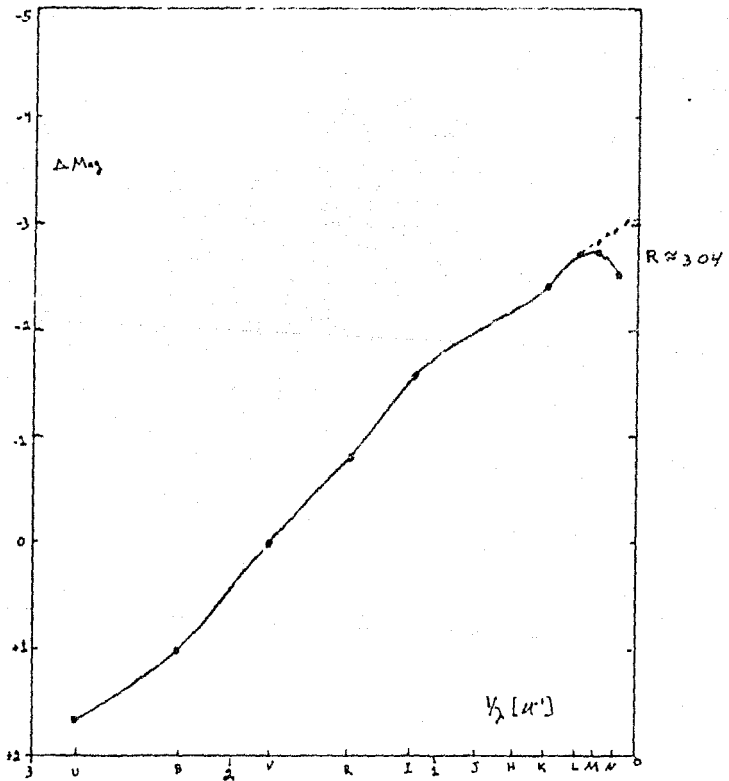


Fig. IV 2. Curva de extinción interestelar para Camaleón.

Tabla IV.3

Coeficiente de Extinción de Inter. en Casiopea.

Estrella	Tipo Espec.	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-R}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{R-I}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{I-1}}$	$\frac{E_{I-1}}{E_{I-2}}$	$\frac{E_{I-2}}{E_{I-3}}$	$\frac{E_{I-3}}{E_{I-4}}$	$\frac{E_{I-4}}{E_{I-5}}$	$\frac{E_{I-5}}{E_{I-6}}$	$\frac{E_{I-6}}{E_{I-7}}$	$\frac{E_{I-7}}{E_{I-8}}$	$\frac{E_{I-8}}{E_{I-9}}$	$\frac{E_{I-9}}{E_{I-10}}$	E_{B-V}
		$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-R}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{R-I}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{I-1}}$	$\frac{E_{I-1}}{E_{I-2}}$	$\frac{E_{I-2}}{E_{I-3}}$	$\frac{E_{I-3}}{E_{I-4}}$	$\frac{E_{I-4}}{E_{I-5}}$	$\frac{E_{I-5}}{E_{I-6}}$	$\frac{E_{I-6}}{E_{I-7}}$	$\frac{E_{I-7}}{E_{I-8}}$	$\frac{E_{I-8}}{E_{I-9}}$	$\frac{E_{I-9}}{E_{I-10}}$	
HD 223305	A3 Ia	1.13	1.00	-	-	-	-	2.50	2.05	3.20	3.26	3.20		0.61	
HD 7927	F0 Ia	1.47	1.00	0.84	1.61	2.26	2.47	2.47	2.79	3.10	3.10			0.49	
Promedio		1.30	1.00	0.76	1.61	2.26	2.50	2.64	2.99	3.10	3.23				

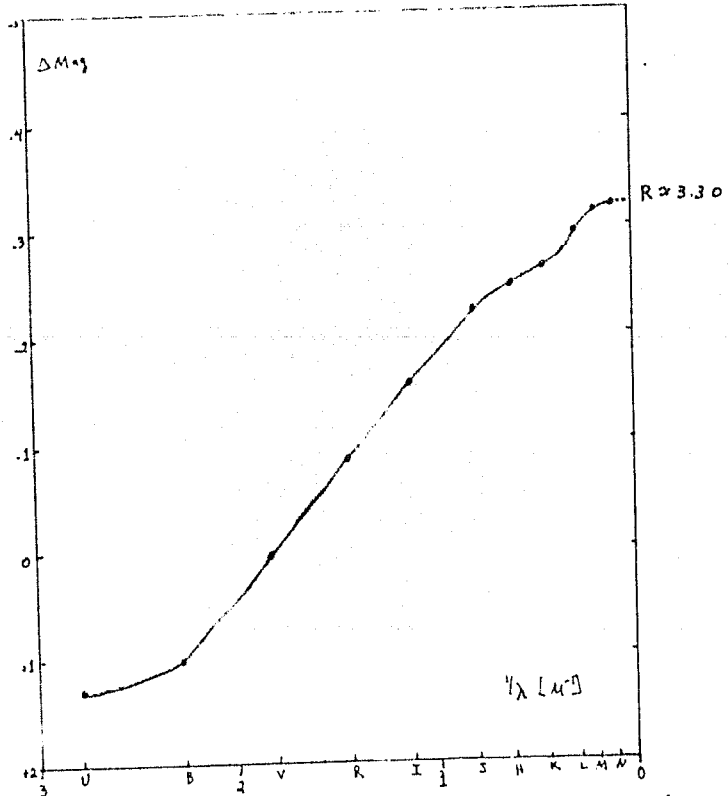


Fig. IV 3. Curva de extinción interestelar para Casiopea.

Cefeo (Fig. IV 4). La curva de esta región presenta un cambio de dirección de λ_J a λ_H . Aunque algunas estrellas estudiadas poseen observaciones en λ_H no nos atrevimos a calcular, por medio de una interpolación, el color intrínseco V-H, ya que la diferencia entre v-J y V-K es grande; nos referimos en especial a la estrella HD 206936, con clasificación espectral M2 Ia, que tiene emisiones en esta longitud de onda. El valor que se halló para R fue de 3.82, menor que el encontrado por Johnson (1968) de $R=4.80$.

Cisne (Fig. IV 5). Para esta importante región celeste se cuenta con siete estrellas, todas ellas altamente enrojecidas. La curva mostrada en la figura IV 5 exhibe un cambio de dirección de λ_K a λ_L , tiene una ligera caída de λ_L a λ_M y tiene un leve ascenso de λ_M a λ_N . El cambio de dirección de λ_K a λ_L lo menciona Johnson y él encuentra $R = 3.60$, en cambio nosotros hallamos $R=3.10$, extrapolando desde λ_K , sin tocar λ_L y pasando por λ_M y λ_N .

Cocheo (Fig. IV 6). En esta región, Johnson extrapoló desde λ_N y consideró sólo la estrella HD 31398, con clasificación espectral K3 II, encontrando $R=0.3$. Nosotros tenemos, además de la estrella mencionada, a la estrella HD 31964, clasificada como F0 Ia. Ambas estrellas poseen observaciones hasta λ_N . En la fig. IV 6 se presenta una curva que al igual que la de Johnson presenta un súbito salto de λ_N a λ_M , además de tener varios cambios bruscos de dirección. El valor de R, extrapolado desde λ_N es de $R=5.50$.

Tabla IV.4

Coeficientes de Extinción de Color en Efecto.

Espectro	Tipo	Espes. Interst.	$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-B}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{I-S}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{S-H}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-K}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{K-L}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{L-M}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{M-N}}{E_{H-V}}$
			$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-B}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{I-S}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{S-H}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-K}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{K-L}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{L-M}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{M-N}}{E_{H-V}}$
HD 206165	F2	14	1.78	1.00	0.69	1.25	1.40	-	2.29	2.77	-	-	0.51
HD 206936	F2	16	1.41	1.00	0.98	1.60	1.91	-	2.05	2.35	2.65	2.70	0.79
HD 207268	F2	16	1.40	1.00	0.91	1.70	2.00	-	2.17	2.40	2.70	2.85	0.47
HD 207671	F8	14	1.71	1.00	1.05	1.53	1.92	-	2.80	-	-	-	0.21
HD 210839	G6	16	1.65	1.00	0.80	1.55	1.70	1.11	1.17	1.43	1.11	1.10	1.65
HD 217476	G8	14	1.70	1.00	0.70	1.65	2.15	-	2.56	2.67	2.85	2.97	0.54
Precedio			1.71	1.00	0.89	1.60	1.89	2.15	2.44	2.66	2.64	2.86	

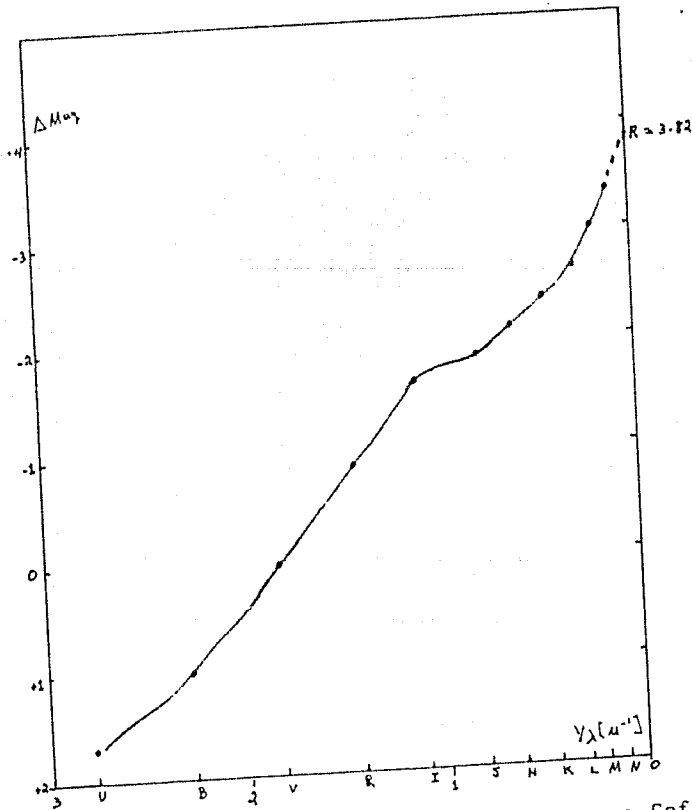


Fig. IV 4. Curva de extinción interestelar para Cefeo.

Tabla IV.5

Estrella	Tipo Espec.	Coeficientes de Excesos de Color en el Cisne.										
		$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-J}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-H}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-K}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-M}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-N}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-O}}{E_{B-V}}$
HD 195592	G9.5 Ia	1.77	1.00	0.81	1.42	2.14	-	2.73	2.90	2.87	-	1.20
HD 195593	F5 Ia	1.70	1.00	0.80	1.51	2.08	-	2.67	2.94	3.09	2.81	0.64
HD 196476	F3 Ia	1.58	1.00	0.81	1.50	-	-	2.55	2.77	2.84	-	0.62
NGC6410 Nóm. 3	B5 V	1.76	1.00	0.86	1.45	2.20	-	2.66	-	-	-	1.25
VI Cyg Nóm. 9	B5 V	1.85	1.00	0.90	1.58	2.19	2.51	2.76	3.26	3.08	-	2.25
VI Cyg Nóm. 1009	Ia	1.87	1.00	0.85	1.67	2.17	2.47	2.75	2.93	2.79	-	1.83
VI Cyg Nóm. 1788	Ia	2.15	1.00	1.04	1.79	2.81	2.73	2.90	3.17	3.03	3.17	3.10
Promedio		1.80	1.00	0.86	1.62	2.20	2.57	2.72	2.99	2.95	2.99	

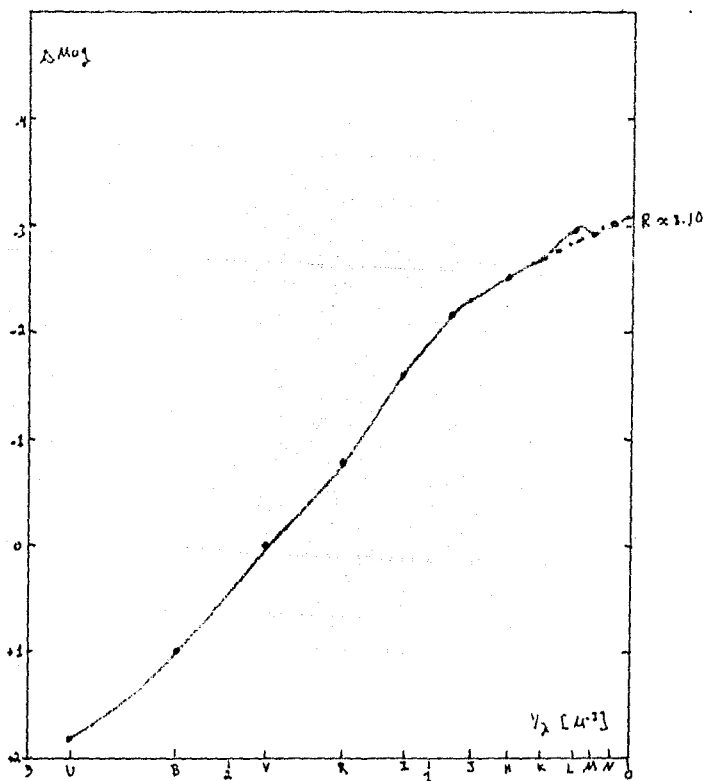


Fig. IV 5. Curva de extinción interestelar para Cisne.

Tabla IV.6

Estrella	Tipo Espec.	Coeficientes de Excesos de Color en Cocheo.									E_{H-V}
		$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{I-J}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{J-H}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-K}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{K-L}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{L-N}}{E_{H-V}}$	
		$\frac{E_{U-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{I-J}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{J-H}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-K}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{K-L}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{L-N}}{E_{H-V}}$	
HD 31398	K3 III	2.63	1.00	0.69	1.91	2.05	2.32	2.74	2.68	1.50	0.19
HD 31964	F8 Ib	1.26	1.00	0.88	1.60	2.20	2.37	3.13	4.74	3.74	0.35
Promedio		1.89	1.00	0.76	1.77	2.12	2.39	2.88	3.79	2.62	

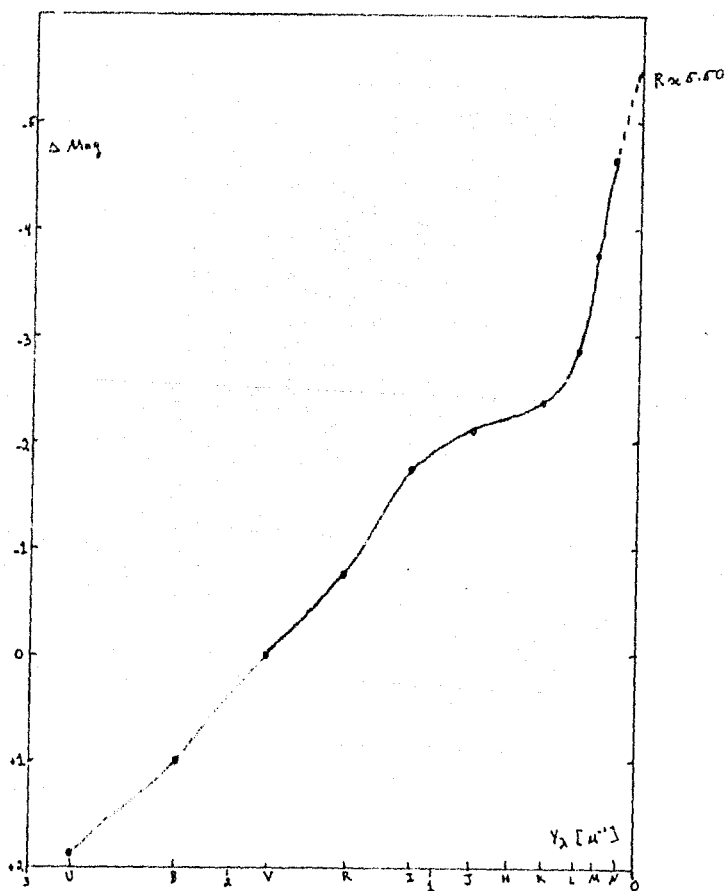


Fig. IV 6. Curva de extinción interestelar para Cocheo.

Escornión (Fig. IV. 7) En la tabla IV 7 presentamos las razones de excesos de color de siete estrellas pertenecientes a esta región del cielo, de las cuales sólo fueron tomadas en consideración seis, ya que la estrella HD 152236 es peculiar y sólo se incluye en la tabla como una comparación con las demás. Se ve que sus excesos de color son semejantes a las de las otras estrellas. Por otra parte, la estrella HD 144217-8 se comparó con una de clasificación espectral B1.5 V, cuyos colores intrínsecos se encontraron por medio de una interpolación de los correspondientes a estrellas B1 V y B2 V. La curva representativa de esta región tiene un ligero descenso de λ_3 a λ_H para después subir hasta λ_M . Se derivó un valor de $R=4.88$. Hasta λ_L , la dirección de la curva parece indicar un valor menor de R , lamentablemente sólo tenemos dos estrellas con observaciones hasta λ_M , una de las cuales está moderadamente enrojecida (0.40^m) y la otra presenta un pequeño enrojecimiento de 0.18^m .

Ofiuco (Fig. IV 8). La curva de esta región es bastante parecida a la de Cefeo; incluso en el valor extrapolado de R , que en Ofiuco es de 3.90. No obstante, el promedio de $E(B-V)$ es mayor en Ofiuco y las estrellas analizadas son todas muy jóvenes. En Cefeo existen estrellas de tipo muy temprano como es el caso de HD 210839 y estrellas de tipo tardío como HD 206936, sin embargo sólo se han estudiado supergigantes y en Ofiuco se ha incluido una de la secuencia principal.

TABLA IV.7

Estrella	Espectro	Excesos de Color en Escorpión.									E_{B-V}
		$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-J}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-H}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-K}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-M}}{E_{B-V}}$	
HD 143275	B0.3 IV	2.06	1.00	0.69	1.53	2.28	2.69	2.50	2.86	4.58	0.18
HD 144217	B1 V4i7 V	1.71	1.00	0.79	2.17	3.62	-	4.67	5.25	-	0.12
HD 144470	B1 V	1.82	1.00	1.17	2.12	3.76	2.70	4.43	4.06	-	0.17
HD 145502	B3 V	1.94	1.00	0.87	1.96	2.74	-	3.78	3.96	-	0.23
HD 147165	B2 III	1.50	1.00	0.80	1.95	2.58	2.92	3.10	3.48	4.08	0.40
HD 152236	B1 Iap	1.61	1.00	-	-	2.44	2.84	3.15	3.49	-	0.73
HD 160929	A7 Ie	1.50	1.00	-	-	2.77	2.63	2.96	3.10	-	1.23
Promedio		1.59	1.00	0.86	1.87	2.76	2.74	3.46	3.78	4.33	

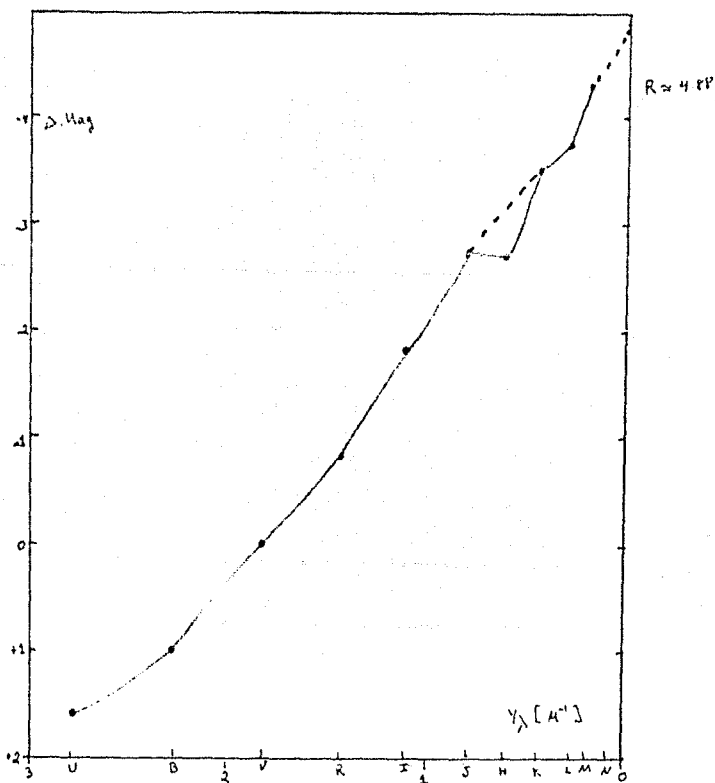


Fig.IV 7. Curva de extinción interestelar para Escorpión.

TABLA IV.8

Estrellas de Exceso de Color en Orión.

Estrella	Spectral	Type	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-J}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-H}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-K}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-M}}{E_{R-V}}$	$\frac{E_{V-N}}{E_{R-V}}$	E_{B-V}
HD 149757	05.5	V	1.67	1.00	0.86	1.47	1.00	2.00	2.22	2.41	3.36	3.47	0.36
HD 163000	07	III	1.74	1.00	1.13	1.66	2.91	2.45	2.82	2.83			0.58
HD 166734	08f		1.66	1.00	0.93	1.75	2.17	-	2.73	3.03	2.86		1.46
HD 166971	08f		1.67	1.00	0.98	1.83	2.29	2.76	2.87	3.13			1.15
			1.68	1.00	0.97	1.72	2.12	2.42	2.61	2.90	3.11	3.47	

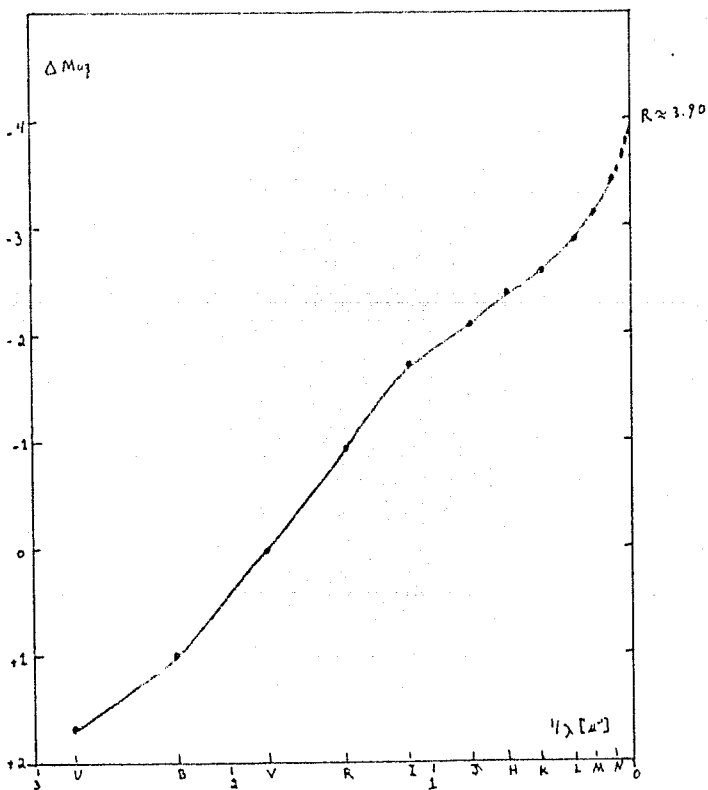


Fig. IV.8. Curva de extinción interestelar para Orión.

Orión (Cinturón) (Fig. IV 9). Sólo tenemos dos estrellas observadas en esta zona. El tipo espectral de NGC 2024 #1 es impreciso, pero como lo mencionan Johnson y Mendoza (1964), las razones de excesos de color no son sensibles al tipo espectral su puesto. En comparación con Johnson (1968) que solamente tenía observaciones hasta λ_L para una sola estrella, nosotros incluímos los colores J, H, K, L también para HD 37903. La curva de esta región presenta un cambio de dirección de λ_H a λ_K y de λ_K a λ_L . En este caso R vale 6.04, lo que confirma lo derivado por Johnson y Mendoza (1964), y Johnson (1968) que menciona que R es aproximadamente cinco.

Perseo (Fig. IV 10). La tabla IV 10 nos presenta 19 estrellas de las cuales solamente se consideraron 17, ya que las estrellas HD 14535 y HD 24912 no se incluyeron en el promedio por ser la primera una estrella con colores peculiares, y la segunda por diferir demasiado sus excesos de color de las otras, posiblemente se deba a que aún posee una envoltente circumestelar. Tampoco se incluyeron en este análisis las estrellas HD: 13267, 15570 y 17520, que pertenecen a esta región y cuyos colores se exhiben en la tabla B.1, ya que posees observaciones sólo hasta λ_K . La curva de esta zona difiere de la encontrada por Johnson ya que la nuestra presenta un cambio de dirección de λ_K a λ_L ; de λ_L a λ_M parece comportarse como línea recta, dando un valor de $R=3.42$

Tabla IV.9
Coeficientes de Exceso de Color en el Cinturón de Orión.

Ejemplar	Tipo Espec.	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	E_{P-V}
		$\frac{E_{B-V}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{V-I}}$	
NGC 2024										
Nór. 1	B1 Ia	1.67	1.00	1.14	2.76	3.22	3.89	4.21	4.68	1.65
HD 37903	B1.5 V	2.09	1.00	0.91	2.75	3.03	3.09	4.25	4.75	0.37
Promedio		1.98	1.00	1.02	2.76	3.17	3.44	4.23	4.73	

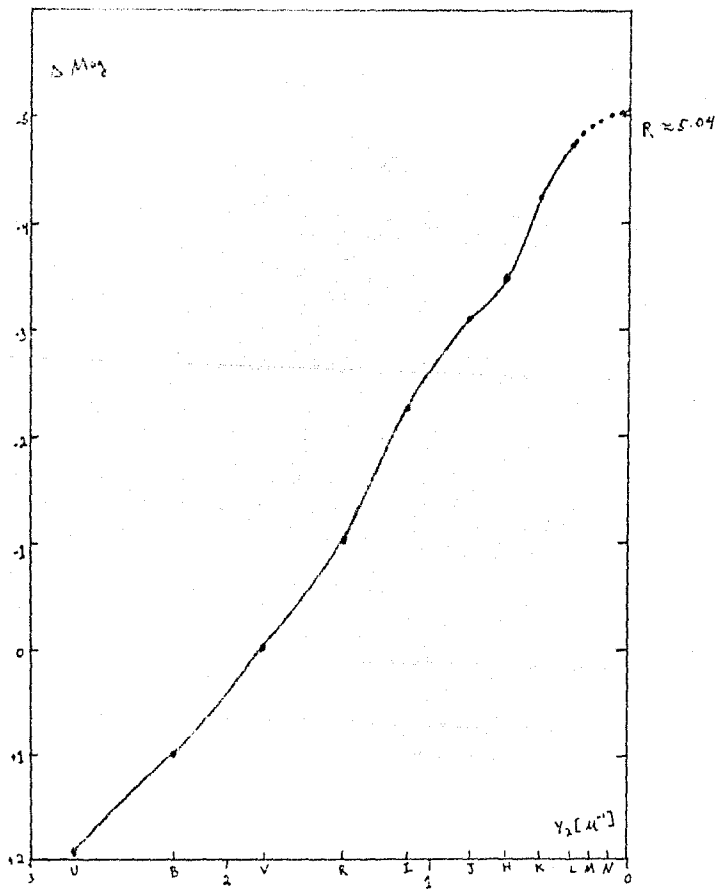


Fig.IV 9. Curva de extinción interestelar para el Cinturón de Orión.

TABLA IV.10

Cocientes de Excesos de Color en Perseo.

Estrella Espectro	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{V-R}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{R-I}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{I-I}}$	$\frac{E_{I-I}}{E_{H-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{V-I}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	E_{B-V}
	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{B-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{R-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{I-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	
HD 2905 B1 Ia	1.92	1.00	0.58	1.24	1.82	2.37	2.42	2.63	2.79	3.50	0.38
HD 12953 A1 Ia	1.62	1.00	0.53	1.19	1.29	2.72	2.74	2.95	3.22	3.41	0.58
HD 14134 B3 Ia-Iab1	1.67	1.00	0.55	1.28	2.09	2.38	2.61	2.94	3.20	2.91	0.66
HD 14142 B2 Iab	1.53	1.00	0.76	1.55	2.14	-	2.51	2.78	2.49	-	0.69
HD 14143 B1.5Ia	1.72	1.00	0.64	1.56	2.14	-	2.70	2.97	3.23	2.70	0.73
HD 14270 B3 Iab	1.92	1.00	0.66	1.19	1.58	-	1.92	2.12	-	-	0.64
HD 14322 B0 Ib	1.73	1.00	0.89	1.43	2.77	-	2.59	2.93	-	-	0.44
HD 14330 B1 Iab	1.92	1.00	0.76	1.56	2.68	-	2.42	2.72	-	-	0.62
HD 14404 B2 Ib	1.54	1.00	0.55	1.54	2.14	-	2.51	2.56	2.30	-	0.66
HD 14433 A1 Ia	1.77	1.00	1.04	1.79	2.71	-	2.55	2.68	3.47	3.34	0.53
HD 14535 A2 Iap	1.62	1.00	1.02	1.80	2.12	-	2.75	2.91	-	-	0.65
HD 14550 B0 Ib	2.01	1.00	0.79	1.58	1.97	-	2.33	2.58	2.67	-	0.67
HD 14610 B2 Ia	1.36	1.00	0.72	1.33	2.10	2.44	2.56	2.81	3.11	3.56	0.57
HD 17506 B3 Ib-II	1.56	1.00	0.91	1.72	2.70	-	3.00	3.22	3.50	-	0.32
HD 21291 B9 Ia	1.83	1.00	0.83	1.67	2.48	-	2.78	3.48	3.36	3.60	0.42
HD 21369 A0 Ia	1.67	1.00	0.87	1.68	2.30	2.55	2.89	3.03	3.42	3.42	0.55
HD 24398 B1 Ib	1.69	1.00	0.61	1.39	2.08	2.11	2.47	2.64	2.98	2.58	0.36
HD 24912 B7.5III	1.66	1.00	1.24	2.14	2.59	2.93	3.00	3.72	6.03	10.90	0.29
HD 56595 B9 Iab	1.82	1.00	0.72	1.56	2.11	-	2.52	2.82	-	-	0.62
Promedio	1.78	1.00	0.80	1.53	2.13	2.44	2.58	2.82	3.02	3.22	

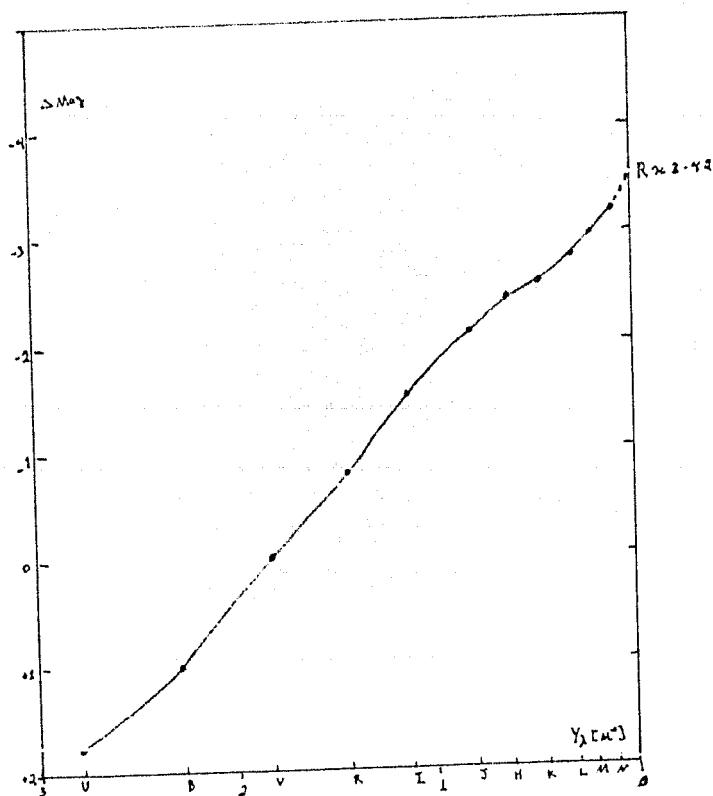


Fig. IV 10. Curva de extinción interestelar para Perseo.

Sagitario (Fig. IV 11). Una estrella solitaria tenemos en esta región con un $\epsilon(B-V)$ moderado de 0.35 . No obstante ser una estrella peculiar, quisimos incluirla ya que se encuentra en el punto imaginario de cruce de la eclíptica y el ecuador Galáctico. La curva correspondiente presenta una caída de λ_L a λ_M , subiendo posteriormente de λ_M a λ_N ; lamentablemente no hay observaciones en λ_S y λ_H . Si extrapolamos desde λ_L , sin tocar λ_M y pasando por λ_N , obtenemos $R=3.40$. Posiblemente haya influido en el comportamiento de la curva el hecho de analizar sólo una estrella que además es peculiar.

Toro y Orión (Fig. IV 12). Al igual que Johnson (1968), se encontró que en esta región la curva de extinción baja de λ_L a λ_M , manteniéndose prácticamente constante de λ_M a λ_N . Johnson se preguntaba si existía algún error en la determinación de $\epsilon(V-M)$, ya que sólo para la estrella HD 36389 poseía observaciones en λ_L y λ_M , sin embargo, nosotros tenemos observaciones hasta λ_N para ambas estrellas. En HD 36389 tanto los excesos $V-n$ como $v-n$ son menores que los excesos $V-L$ y HD 41117 presenta una subida de 0.20 de λ_L a λ_M , no obstante, sus excesos de color $V-L$ y $V-N$ difieren nada más 0.04 . Si prolongamos la curva a partir de λ_L sin tocar λ_M y λ_N , obtenemos $R=3.46$.

Triángulo (Fig. IV 13). Esta región es muy interesante ya que presenta un exceso de radiación infrarroja grande comparada con otras zonas celestes; los primeros en detectar este exceso de ra

Tabla IV.11
Coeficientes de Excesos de Color en Sagitario.

Estrella	Tipo	Lsncc.	E_{U-V}	E_{H-V}	E_{V-H}	E_{V-I}	E_{V-L}	E_{V-R}	E_{V-S}	E_{B-V}	
			E_{H-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{H-V}	E_{H-V}		E_{B-V}
HD 166937	B8	I ₀ r	1.94	1.00	0.83	1.40	2.83	3.03	2.37	3.28	0.35

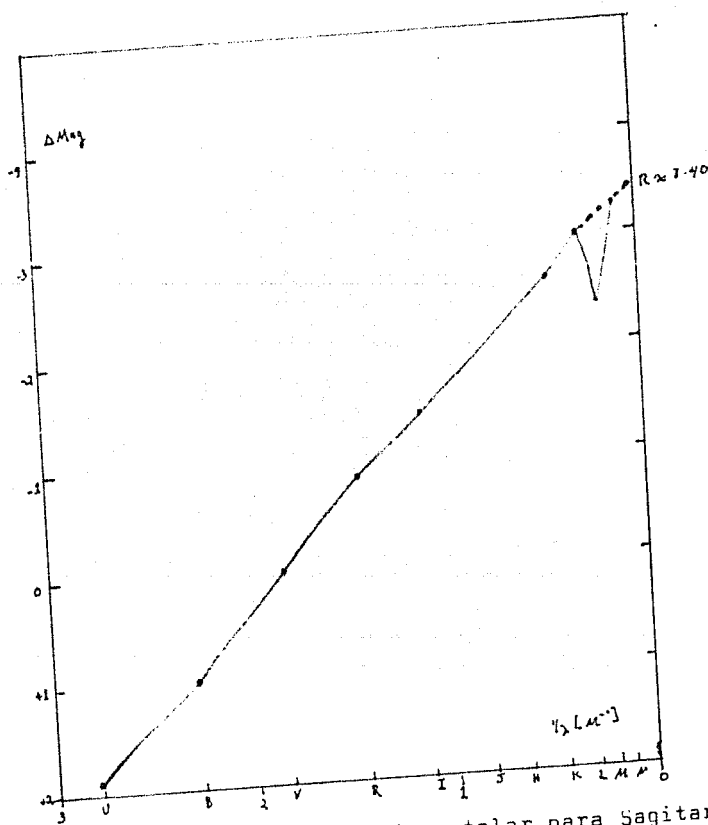


Fig. IV 11. Curva de extinción interestelar para Sagitario.

Tabla IV.12

Estrella	Tipo espec.	Coeficientes de Exceso de Color en Orión y Toro.										E_{B-V}
		E_{U-V}	E_{U-B}	E_{U-G}	E_{U-R}	E_{U-I}	E_{U-H}	E_{U-K}	E_{U-L}	E_{U-M}	E_{U-N}	
		E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	
HD 30389	F10I-10	1.53	1.90	0.98	1.79	1.28	-	2.07	3.12	2.72	2.86	0.47
HD 41117	B0-1*	1.78	1.98	0.71	1.43	2.08	2.43	2.75	3.05	3.28	3.17	0.49
Procedio		1.66	1.94	0.84	1.61	1.18	2.47	2.71	3.10	3.00	2.99	

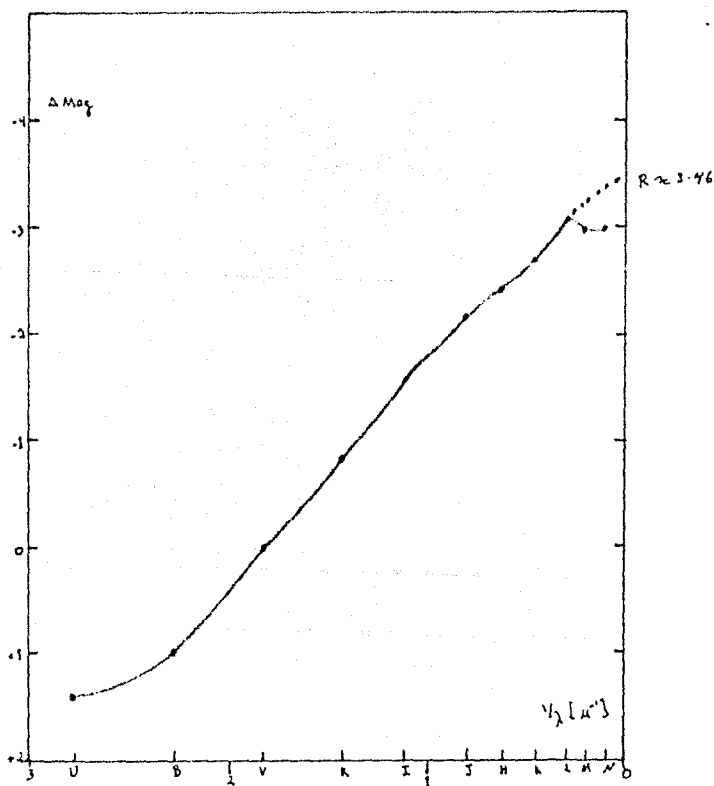


Fig.IV 12. Curva de extinción interestelar para Orión y Toro.

diación infrarroja fueron Baade y Minkowsky (1937). Por su parte, Stebbins y Whitford (1943) especularon que el exceso de radiación podría deberse a compañeros de tipo tardío de las estrellas integrantes del Trapecio, pero Sharpless (1963) reportó que los espectrogramas de estas estrellas no mostraban indicios de compañeros de tipo tardío. La curva correspondiente a esta región es siempre ascendente, excepto entre λ_J y λ_H , intervalo en el cual baja. La curva tiende a subir hasta 17.27 para λ_R . Si extrapolamos a partir de λ_M obtenemos $R=9.60$. Este valor tan alto de R no puede deberse nada más a la extinción interestelar, sino que posiblemente exista alguna nube de polvo circumestelar que absorba gran parte de radiación en longitudes de onda cortas y la emita nuevamente en longitudes de onda infrarrojas. Este es el modelo sugerido por Mendoza (1966, 1968) para explicar el exceso de radiación infrarroja en las estrellas τ Tauri y objetos afines; creemos que esta hipótesis se puede aplicar a los componentes del Trapecio, ya que son objetos muy jóvenes y es razonable pensar que aún no terminan de formarse, es decir, que todavía los rodea parte de la nube asociada a las protoestrellas.

NGC 2264 (Fig. IV 14). Este cúmulo ya lo analizamos en el capítulo III. La fotometría de este cúmulo se encuentra en la tabla III.3. En esta ocasión analizamos sólo 7 estrellas de las 17 seleccionadas anteriormente debido a que las 10 restantes no tienen observaciones más que hasta λ_1 o incluso sólo hasta λ_0 . En el método de extinción variable una de las cantidades de más impor-

Tabla IV.13
Coeficientes de Extinción de Color en Trapecio.

Estrella	Tipo Espec.	E_{U-V}	E_{B-V}	E_{V-R}	E_{R-I}	E_{I-J}	E_{J-H}	E_{H-K}	E_{K-L}	E_{L-M}	E_{M-N}	E_{B-V}
		E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	E_{B-V}	
HD 37010	B0.5 V	1.48	1.00	1.41	1.33	-	-	4.87	5.63	11.60	11.27	0.77
HD 37021	B0.5 B	1.19	1.00	0.84	0.84	3.73	-	1.40	5.71	6.62	11.27	0.37
HD 37023	B0.5 V	1.88	1.00	1.36	1.36	-	-	4.53	4.59	-	-	0.34
HD 37041	B9.5 B	1.64	1.00	1.18	1.28	2.42	3.65	4.38	4.96	6.60	-	0.25
HD 37042	F1 V	1.17	1.00	1.58	1.63	4.33	3.52	5.92	4.16	-	-	0.17
HD 37061	B1 V	1.84	1.00	1.38	1.47	3.37	3.53	4.67	4.66	1.36	-	0.47
Promedio		1.57	1.00	1.19	1.26	3.17	3.12	5.32	5.19	7.56	17.27	

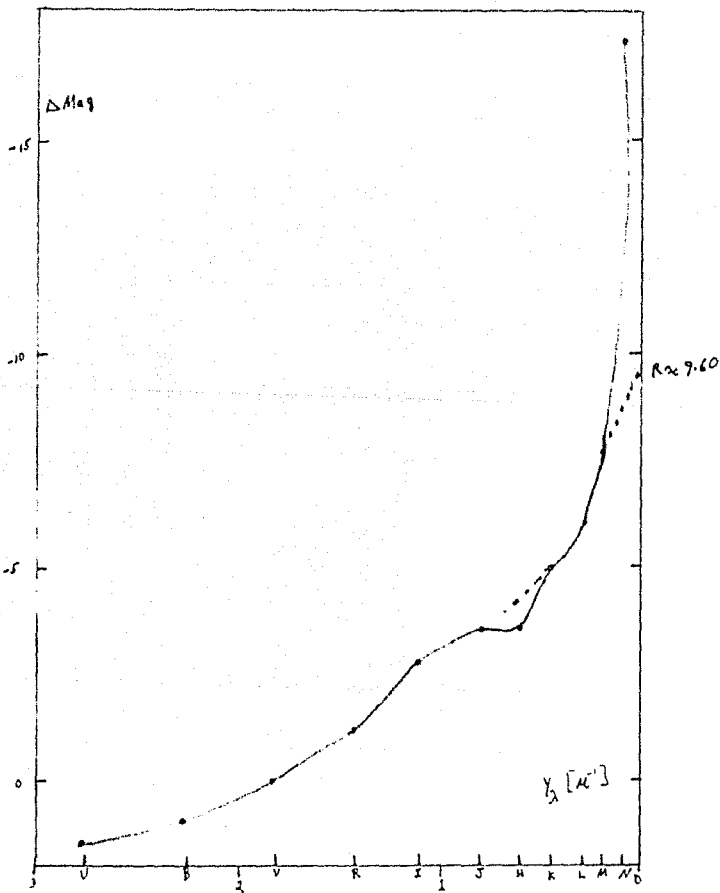


Fig. IV 13. Curva de extinción interestelar en el Trapecio.

Tabla IV.14

NGC 2264

VSB	W	Espec.	$\frac{E_{H-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{R-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-J}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-H}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-K}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-M}}{E_{B-V}}$
1	-	F 4 V	2.30	1.00	-	-	2.48	2.71	2.88	0.21
16	36	F 9 V	2.16	1.00	0.78	0.56	2.00	1.89	2.67	0.09
20	-	F 5 V	1.59	1.00	0.00	1.35	2.82	3.19	2.26	2.16
48	68	F 4 V	1.31	1.00	-	-	2.31	2.31	2.27	1.73
79	109	F 3 V	2.10	1.00	1.10	1.90	3.50	3.50	3.50	0.10
245	131	B 7 V	2.10	1.00	1.30	2.30	1.18	2.29	2.50	3.21
-	237	B 2 11-111	2.37	1.00	-	-	2.85	2.14	2.69	1.42
Promedio			1.80	1.00	1.06	1.45	2.30	2.67	2.43	3.17

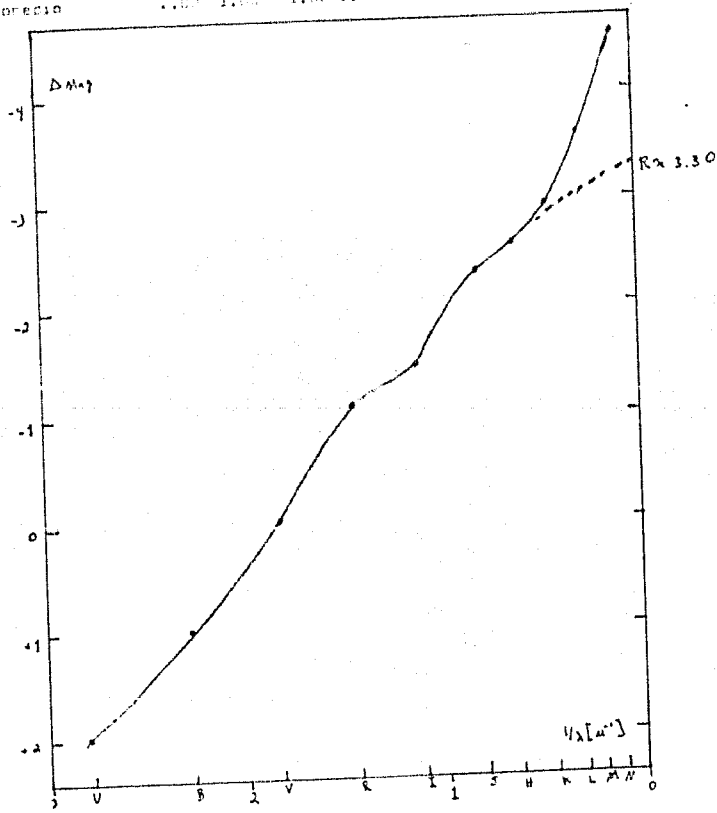


Fig.IV 14. Curva de extinción interestelar en NGC 2264.

Tabla IV.15
Cocientes de Excesos de Color en NGC 6530

Estrella	tipo	Espec.	$\frac{E_{U-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{H-V}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-R}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-J}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-H}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-A}}{E_{B-V}}$	$\frac{E_{V-L}}{E_{B-V}}$	
			K66. 7	OB	1	1.70	1.60	1.30	2.21	2.33	-
Núm. 65	B0		1.43	1.00	-	-	2.77	3.51	3.62	5.02	0.49
Promedio			1.56	1.00	1.30	2.21	2.55	3.51	3.30	3.69	

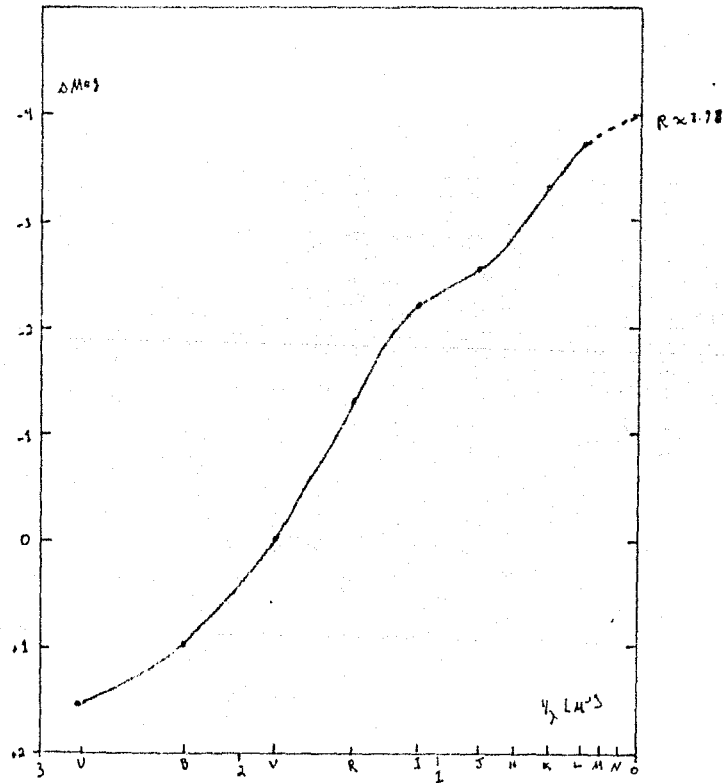


Fig. IV 15. Curva de extinción interestelar en NGC 6530.

tancia era B-V y por ello sí se tomaron en consideración estas 10 estrellas. En el método de diferencia de colores son muy importantes las observaciones en longitudes de onda largas y las mencionadas estrellas no aportaban gran peso a nuestro análisis. La curva resultante de graficar los datos de la tabla IV 14 exhibe un cambio de dirección de λ_I a λ_J , de λ_B a λ_H y de λ_H a λ_K . Si extrapolamos desde λ_H derivamos $R=3.30$ en comparación con $R=3.48$ del método de extinción variable.

NGC 6530 (Fig. 15). Sólo tenemos dos estrellas en esta región con observaciones hasta λ_L . La estrella número 65 la hemos comparado con una B0 V, al igual que Johnson (1966). Hallamos $R=3.98$.

La desventaja del método de diferencia de colores radica en la dificultad para determinar la longitud de onda a partir de la cual se debe extrapolar a longitudes de onda infinitas. Teóricamente se debe hacer la extrapolación partiendo de la más larga longitud de onda observada, sin embargo, esto nos puede dar valores muy grandes de R . En general, se trata de seguir una curva suave. Las curvas de extinción obtenidas aquí no se ajustan, en su mayoría, a las teóricas, ya que algunas presentan cambios bruscos de dirección. Los resultados podrían interpretarse en el sentido de que no existe una única ley de extinción, sino que tiende a variar según las distintas regiones del cielo. En la tabla IV. 16 se presenta la variación de R con las coordenadas galácticas.

TABLA IV 16

Variación de $R = \frac{A_V}{E-V}$ con las coordenadas galácticas.

(Método de diferencia de colores)

Región	l^{II} (longitud)	b^{II} (latitud)	R
Aguila	31° a 53°	-13° a $+01^{\circ}$	3.16
Camaleón	144°	14°	3.04
Casiopea	116° a 127°	-04° a $+22^{\circ}$	3.30
Cefeo	101° a 106°	-03° a $+07^{\circ}$	3.62
Cisne	76° a 86°	-01° a $+03^{\circ}$	3.10
Cocheo	163° a 171°	-06° a $+01^{\circ}$	5.50
Escorpión	350° a 356°	-02° a $+36^{\circ}$	4.88
Ofiuco	06° a 07°	$+07^{\circ}$ a $+24^{\circ}$	3.98
Orión (cinturón)	207°	-17°	5.04
Perseo	121° a 162°	-17° a $+03^{\circ}$	3.42
Sagitario	10°	-02°	3.40
Unión y Tauro	187° a 190°	-08° a -01°	3.46
Írropeo	209°	-19°	9.60
NGC 2264	203°	$+02^{\circ}$	3.30
NGC 6530	06°	-01°	3.98

CAPITULO V

CONCLUSIONES

Hemos visto que con el método de diámetro de cúmulos el valor del cociente R resulta, en la mayoría de los casos mucho mayor que el comúnmente aceptado, $R = 3$. Con el método de extinción variable y con el método de diferencia de colores, aunque en algunas regiones celestes R es mayor que 3, las diferencias no son tan grandes como con el primer método.

Si comparamos los valores del cociente de la extinción total a la selectiva obtenidos por los tres métodos, encontramos que existen fuertes discrepancias entre ellos, siendo mayores los valores obtenidos por el método de diámetro de cúmulos y menores los calculados por el método de diferencia de colores.

En algunas regiones celestes, las discrepancias entre el método de extinción variable y el de diferencia de colores no parecen ser muy grandes, como por ejemplo en las regiones de Casiopea y Perseo ($1^{\text{II}} \sim 130^\circ$), que con el tercer método nos dan $R=3.30$ y $R=3.40$, respectivamente, y con el segundo método: $R=3.50$ para NGC 663. En cambio, con el método de diámetro de cúmulos aplicado a NGC: 457, 581, 663, 869, 884, 957, 1027, 1245, 7759; IC: 1805 y 1848, situados en estas dos regiones, el valor más pequeño de R es de 5.2 y el mayor de 17.

También hay coincidencia entre el segundo y tercer métodos para NGC 2264 con $R=3.48$ y $R=3.30$, respectivamente ($1^{II} \approx 203^{\circ}$). Para la región del Cocheo ($1^{II} \approx 170^{\circ}$) el método de diferencia de colores da un valor alto para R : 5.50 y el método de extinción variable da una R mucho mayor: 7.89. Estos dos métodos confirman el alto valor de la extinción en la región cercana al Trapecio de Orión ($1^{II} \approx 209^{\circ}$), $R=5.04$ y $R=9.60$ con el método de diferencia de colores y $R=6.50$ con el otro. En la región del Escorpión ($1^{II} \approx 356^{\circ}$) los dos métodos coinciden muy bien, dando un promedio de $R=4.90$.

En relación al método de diámetro de cúmulos, creemos que los cúmulos analizados presentaban un $E(B-V)$ pequeño y algunos otros poseen estrellas con envolventes circunestelares y otras emisiones en el infrarrojo. Todo esto influyó de manera determinante en el valor excesivo de R . También pensamos que se requieren más mediciones de los diámetros de cúmulos, puesto que las disponibles en la literatura son de 1930, 1959 y 1979 en la gran mayoría de los casos. En algunos cúmulos, los radios medidos de un mismo cúmulo difieren bastante entre los distintos investigadores. Además es deseable contar con más mediciones del módulo de distancia fotométrico aparente.

En cuanto al método de extinción variable, creemos que debe aplicarse sólo a cúmulos con gran rango de variación en $E(B-V)$, descartando estrellas que se sospeche poseen aún envolventes circunestelares.

Para el método de diferencia de colores es fundamental extender las tablas de colores intrínsecos más allá de la longitud de onda de 10.2 micras para poder comparar los colores observados en el infrarrojo. Algunas estrellas pertenecientes a las regiones analizadas tienen observaciones incluso hasta una longitud de onda de 22 micras, pero no hubo forma de comparar sus colores observados en esta longitud de onda con los intrínsecos. Se debe observar la mayor cantidad posible de estrellas de todos los tipos espectrales en el lejano infrarrojo para tener datos suficientes con los cuales hacer una buena estadística.

Podemos decir que, en general, para las regiones estudiadas con el método de diferencia de colores, las curvas de extinción presentan una posición aproximadamente lineal entre λ_6 y λ_1 , aunque en algunas zonas (Cisne, Cochero, Cinturón de Orión) esto se restringe a λ_8 y λ_8 ; en otras (Aguila, Casiopea, Perseo) se puede extender de λ_8 a λ_5 .

Entre las longitudes de onda λ_0 y λ_8 , la pendiente de la curva tiende a disminuir en Casiopea, Orión y Tauro; en el Trapecio esta disminución parece ser muy pronunciada.

Más allá de $\lambda = 1.25$ micras, creemos que no se puede de ninguna manera generalizar la forma de la curva; en algunas zonas, como Aguila, la curva sube abruptamente (aunque podríamos hallar una curva suave) también en Caraleón sube, aunque después tiende a

caer; también en γ Chero sube.

En otras regiones presenta cambios de dirección, como en β Cepheo, Casiopea, Cisne, Escorpión y Cinturón de Orión; en algunas otras tiende a subir más o menos suavemente, como en δ Ofiuco, Perseo, NGC 2264 y NGC 6530.

Muy distintas son las curvas de extinción más allá de $\lambda=1.25$ micras para las regiones de Orión y Tauro, Sagitario y sobre todo, Trapecio.

Debido a esta diversidad de curvas de extinción, el cociente R varía desde 3.04 en Camaleón hasta 9.60 en el Trapecio, estando, en la mayor parte de las regiones analizadas, en un rango $3 < R < 4$.

Con estos resultados sólo podemos decir que la ley de la extinción interestelar depende del inverso de la longitud de onda quizá sólo en una pequeña región del espectro electromagnético, entre λ_0 y λ_1 , para la mayor parte de las zonas celestes estudiadas aquí. Más allá de estas longitudes de onda no se puede generalizar una única ley de extinción interestelar.

Por otra parte, en la gráfica V.1 hemos tratado de analizar cómo varía R con el método utilizado para determinarla y con la longitud galáctica, l^{II} .

En la fig.V 1 se observa que con el método de diámetro de cúmulos, existe una gran dispersión del cociente R con la longitud galáctica; con el método de extinción variable R varía poco entre 0° y 130° , después tiende a variar considerablemente; con el método de diferencia de colores, R también varía poco de 0° a 160° , posteriormente tiene fluctuaciones, dando un alto valor de R en la región del Trapecio (209° de longitud galáctica) al igual que el método de extinción variable.

Los valores negativos de R se deben a los mínimos niveles de enrojecimiento de los cúmulos y también en caso de que estén enrojecidos, a un $E(B-V)$ prácticamente constante.

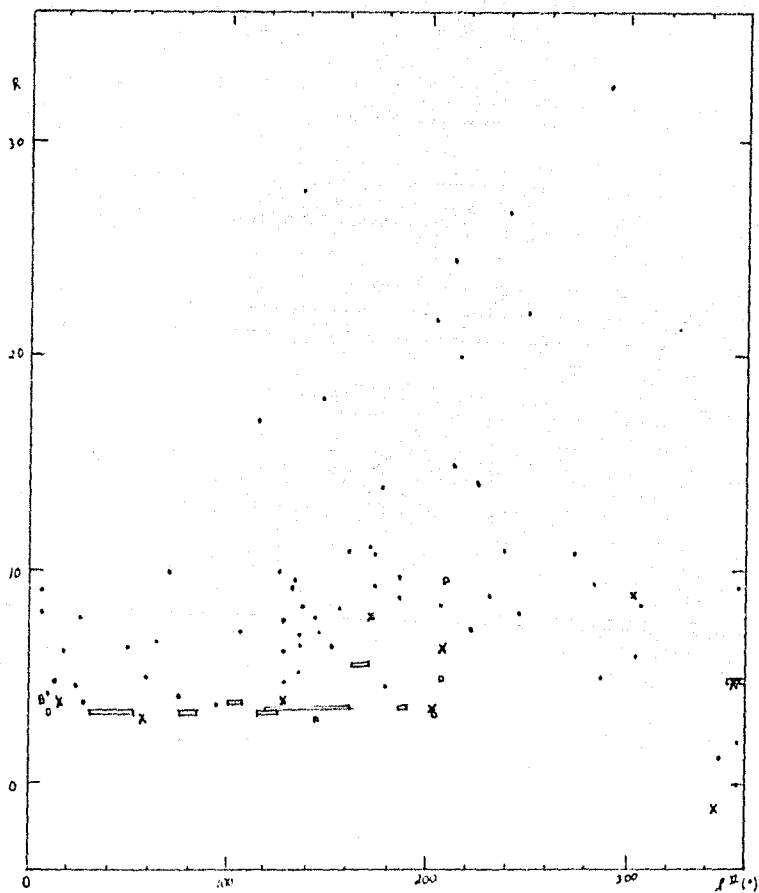


Fig.V 1. Relación entre el cociente de absorción total a absorción selectiva (R) y la longitud galáctica para los siguientes métodos: ● Método de diámetro de cúmulos.
 X Método de extinción variable.
 □ Método de diferencia de colores.

ANEXO A

CLASIFICACION DE ESPECTROS ESTELARES

La temperatura del centro de las estrellas es mayor que la de las capas externas. A la superficie de las estrellas se le asocia una Temperatura Efectiva, la cual se define como la de un cuerpo negro cuya luminosidad total es la misma que la de la estrella en cuestión. Esta temperatura efectiva es muy alta en algunos astros, los cuales emiten el máximo de su potencia en longitudes de onda correspondientes a la banda ultravioleta a la cual la atmósfera terrestre no permite el paso. Sin embargo, para la mayoría de las estrellas esta temperatura puede ser calculada y cae generalmente en el rango de los 3 000 K a 40 000 K. A estas altas temperaturas, muchos átomos pierden algunos de sus electrones, es decir, quedan ionizados. El grado de ionización depende tanto de la temperatura como de la densidad de la atmósfera estelar. Se podría pensar que cerca del núcleo la ionización sería mayor, ya que ahí la temperatura es más alta que en el resto de la estrella. No obstante, también la densidad del gas constituyente del astro aumenta, por lo que le es fácil a un átomo ionizado recuperar sus electrones perdidos, así que conforme la atmósfera estelar se hace más densa, la ionización queda inhibida. El grado de ionización es un parámetro de gran importancia en la apariencia de un espectro estelar. A continuación hablare-

mos de la clasificación de los espectros estelares.

Según el sistema MK (Morgan y Keenan) existen siete clases espectrales principales para estrellas "normales" y éstas son, de las más calientes a las más frías: O, B, A, F, G, K, M. Cada clase es subdividida en diez subclases, con rango de 0 a 9, conforme disminuye la temperatura, excepto para la clase O, que va de O4 a O9.5. La clasificación está basada generalmente en la comparación de un espectro estelar con aquél perteneciente a una estrella standard. Los rasgos característicos de las clases espectrales se detallan enseguida.

Las estrellas O tienen como característica en su espectro líneas de He ionizado y su temperatura efectiva es de $\sim 40\,000$ K.

Estrellas B: las líneas de HeII desaparecen después de B5 y aparecen las de H neutro (HI). Su $T \sim 16\,000$ K.

Estrellas A: el H domina en el espectro. Las líneas de HeI son sustituidas por intensas líneas de HI, que alcanzan su máxima intensidad en A2. Aparecen también líneas de CaII, FeII, CrII, TiII. $T \sim 8\,500$ K.

Estrellas F: las líneas de CaII son más intensas conforme avanza la clase. El HI continúa palideciendo pero es aún notable. Numerosas líneas finas de metales neutros y ligeramente ionizados pueblan el espectro. $T \sim 6\,500$ K.

Estrellas G: son del tipo solar; el espectro es dominado por líneas de CaII y metales neutros. El debilitamiento de HI conti-

núa y aparece el CaI. También aparecen bandas moleculares de C,N.
 $T \sim 5\ 500\ K$.

Estrellas K: las líneas de metales neutros, principalmente Fe, se incrementan en intensidad y aparecen bandas moleculares de TiO después de K5. $T \sim 4\ 000\ K$.

Estrellas M: son intensas las líneas de TiO; hay numerosas bandas de Ca y Fe neutros. $T \sim 3\ 000\ K$.

Otro parámetro que se utiliza para clasificar a las estrellas es su "clase de luminosidad". Como veremos a continuación, toma en cuenta el tamaño de la estrella.

Clase de luminosidad	Estrellas
0	Super-supergigantes
Ia, Iab, Ib	Supergigantes
II	Gigantes brillantes
III	Gigantes normales
IV	Subgigantes
V	Estrellas de la Secuencia Principal (enanas).

Cada clase de luminosidad es subdividida en subclases a, ab, b, en orden de luminosidad decreciente.

ANEXO B

FOTOMETRIA DE ESTRELLAS BRILIANTES.

En esta parte de la tesis se presenta la fotometría de las estrellas utilizadas en el capítulo I para derivar los colores intrínsecos y empleadas también en el capítulo IV. La primera columna de la tabla B.1 indica el número HD de la estrella; la segunda columna indica el tipo espectral y clase de luminosidad. Esta clasificación está basada en primer lugar en aquélla dada por Morgan y Keenan (1973); en segundo lugar se basa en la clasificación espectral que aparece en el trabajo de Johnson et al. (1966), en tercer lugar, en la clasificación dada por el Bright Star Catalogue (Hoffleit et al. 1982, 1983) y por último, en la clasificación que aparece en el "Third General Catalogue of MK Spectral Classifications" (Buscombe, 1977).

La tabla B.1a presenta estrellas con otras designaciones distintas de HD, como son el número BD y el NGC. Las columnas restantes de ambas tablas presentan los colores observados desde 0.36 micras (banda ultravioleta) hasta 22 micras (banda infrarroja). La fotometría está tomada principalmente de Johnson et al. (1966); Menzies (1967); Hoffleit et al. (1982, 1983); Gezari et al. (1984); Buscombe (1977) y Johnson y Borgman (1963). Johnson (1968).

TABLE B.1 (cont.)

HD	Spectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-20
15497	B 6 Ia	7.02	0.77	0.78	-	-	-	-	2.02	2.16	2.28	2.34	-	2.37		
15570	U 5 f	8.11	0.79	0.69	0.68	1.24	1.55	-	1.66							
16091	B 8 V	9.55	-0.32	-0.08												
16478	B 9 V	4.11	-0.20	-0.06												
17081	B 7 V	4.75	-0.59	-0.14	-0.02	-0.16	-									
17378	A 5 Ia	6.25	1.39	0.88	0.82	1.58	-	-	2.46	2.67						
17506	F 3 Ib-11a	3.79	1.60	1.70	1.23	2.12	2.73	-	3.68	3.89	3.69	-	-	3.90		
17520	U 8 V	8.26	-0.36	0.32	0.33	1.53	0.61	-	0.75							
17584	F 2 III	4.23	0.42	0.34	0.30	1.53										
17652	G 6 IIIb	4.46	1.68	0.99	0.76	1.30	1.01	2.22	2.33	2.34						
17709	K 7 III	4.53	1.48	1.56	1.21	2.16	2.73	3.19	3.75							
17769	B 7 V	5.49	-0.52	-0.07												
17824	F 0 III	4.75	1.74	0.91	0.70	1.17	1.61	1.49	2.07	2.11						
18191	F 6 III	5.70	2.59	1.48	-	-	5.73	6.67	6.93	7.11	6.79					
18391	G 5 Ia-Iab	5.89	3.67	1.94	-	-	-	-	4.51	4.75	4.94	4.97	4.95	4.95	4.96	
18537	B 7 V	5.28	-0.50	-0.05												
18552	B 8 V	6.11	-0.44	-0.06												
18803	B 7 V	5.61	-0.51	-0.10												
18884	F 1, III	2.53	3.58	1.64	-	-	3.11	4.03	4.18	4.30	4.20	4.24	4.43			4.62
19268	B 5 V	6.31	-0.44	-0.01												
19356	B 8 V	2.17	-0.47	-0.05	0.04	1.01	-0.04	-	-0.12							
19476	F 0 III	3.80	1.81	0.98	0.74	1.24	1.57	1.94	2.15							
19736	B 4 V	6.15	-0.65	-0.09												
19787	F 2 III	4.35	1.90	1.03	0.77	1.28	1.66	2.15	2.27							
20619	G 1.5 V	7.04	0.72	0.65	-	-	1.14	1.49	1.55							
20720	F 3, III	1.69	3.43	1.62	1.58	3.04	3.76	4.73	4.90	4.79	5.02	-	-	-	-	5.42
20794	G 8 III	4.27	1.93	0.71	0.62	1.02	1.37	1.71	1.75	1.81						
20902	F 5 Ib	1.79	0.85	0.48	0.45	0.78	1.07	1.28	1.23	1.26	1.34	1.33				
21071	B 7 V	6.09	-0.56	-0.07												
21120	G 6 III	3.60	1.50	0.89	0.68	1.13	1.46	-	0.61							
21278	B 5 V	4.98	-0.65	-0.09	0.01	-0.09										
21281	B 9 Ia	4.21	0.17	0.41	0.37	1.75	1.80	-	1.22	1.36	1.40	1.35	-	1.47		
21362	B 6 V	5.58	-0.49	-0.04												
21387	F 0 Ia	4.54	0.45	0.56	0.51	1.01	1.31	1.58	1.66	1.75	1.92	1.98	1.98			
21447	A 1 V	5.09	0.09	0.05	0.09	0.09	-0.13	-0.05	-0.12	-0.12						

TABLA P.1
(cont.)

HD	Espectro	V	U-V	B-V	V-R	I-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.A	V-20	V-22
21455	B 7 V	6.24	-0.12	0.13												
21552	K 1 III	4.36	2.09	1.35	1.09	1.83	2.29	2.96	3.14							
21770	F 4 III	5.31	0.38	0.49	0.41	1.63	0.96	-	0.07							
22192	B 5 V	4.23	-0.63	-0.96	1.10	3.09										
22663	K 1 III	4.58	1.01	1.04	0.84	1.41	1.81	2.32	2.53							
22764	K 4 Ib	5.76	3.53	1.71	-	-	3.02	3.90	4.00	4.29						
22879	F 9 V	6.68	0.46	0.54	-	-	1.00	1.41	1.45							
22926	B 5 III	3.01	-0.64	-0.13	0.42	-0.09	-0.23	-0.09	-0.34							
22951	B 0.5 V	4.97	-0.05	-0.01												
23180	B 1 III	3.83	-0.60	0.05	0.12	0.12	-	-	0.07	-0.03	0.07					
23300	B 6 V	5.66	-0.52	-0.07												
23302	B 6 III	3.70	-0.51	-0.11	-0.01	-0.11	-0.10	-	-0.24	-0.31	-0.29	0.06	-	0.30		
23324	B 0 V	5.64	-0.43	-0.07	0.03	-0.04	-0.13	-0.26	-0.19	-0.19						
23408	B 0 III	3.07	-0.47	-0.07	-0.04	-0.02	-0.06									
23614	B 2 III	4.42	3.64	3.53	1.34	2.39	3.00	3.86	4.14							
23630	B 7 III	2.07	-0.43	-0.07	0.03	-0.01										
23850	B 0 III	3.63	-0.45	-0.09	-0.31	-0.04	-0.11	-0.13	-0.17	-0.04	-0.04	-0.48				
24263	B 5 V	5.67	-0.37	-0.06												
24398	B 1 Ib	2.85	-0.65	0.12	0.14	0.23	0.23	0.22	0.21	0.19	0.29	0.27	0.20			
24760	B 0.5 III	2.09	-1.17	-0.10	-0.07	-0.25	-0.48	-0.51	-0.64	-0.63						
24912	O 7.5 III	4.04	-0.91	0.01	0.16	0.15	0.09	0.00	0.05	0.16	0.63	1.37	-	1.53		
25025	K 0.5 III	2.95	3.55	1.59	1.26	2.26	2.90	3.60	3.86	3.95	3.02	4.31	-	-	4.15	
25604	K 0 III	4.36	2.02	1.07	0.79	1.32	1.73	2.00	2.22	2.74						
25705	K 4 III	4.51	3.46	1.65	-	-	3.01	4.55	4.93	5.12	4.85					
25975	K 1 III	6.09	1.70	0.95	-	-	2.11	2.17	2.43							
26630	G 9 Ib	4.12	1.59	0.97	0.79	1.33	1.63	1.94	2.10	2.29						
26846	K 3 III	4.87	2.32	1.17	-	-	1.93	2.51	2.57	2.60						
27022	G 4 III	5.20	1.20	0.00	0.64	1.07	1.37	1.66	1.87	1.93						
27371	F 0 IIIab	1.65	1.01	0.99	0.73	1.20	1.59	2.00	2.19	2.29						
27697	K 0 III	3.76	1.79	0.90	0.73	1.20	1.47	2.01	2.14	2.33						
28005	G 9.5 III	3.53	1.89	1.01	0.73	1.23	1.59	-	2.20							
28318	G 9 III	3.04	1.70	0.95	0.71	1.10	1.54	2.03	2.11	2.10						
28319	A 7 III	3.39	0.31	0.10	0.10	0.27	0.20	0.40	0.44	0.45						
29139	K 5 III	0.06	3.44	1.53	1.23	2.17	2.72	3.48	3.64	3.87	3.62	3.02	3.04	3.91	4.02	3.91
29291	G 0 III	3.02	1.70	0.90	0.75	1.24	1.52	2.07	2.13	2.20						

TABLE B.1 (cont.)

ID	Experiment	V	B-V	R-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-18	V-20
29755	M 4 III	4.32	3.42	1.61	1.59	2.97	3.64	-	4.68	-	-	-	-	-	-	-	-
30614	U 9.51a	4.29	-0.05	1.03	0.11	0.11	-	-	0.03	0.08	0.27	0.10	-	-	-	-	-
31398	K 3 II	2.69	3.34	1.53	1.07	1.09	2.44	-	3.44	3.47	3.14	3.76	-	-	-	-	-
31421	F 2 III	4.07	2.26	1.15	0.88	1.51	1.95	2.53	2.71	-	-	-	-	-	-	-	-
31910	G 0 Ib	4.03	1.55	0.92	0.70	1.15	1.42	-	1.93	-	-	-	-	-	-	-	-
31964	F 0 Ia	2.99	0.89	0.54	0.52	0.97	1.17	-	1.50	1.76	2.29	1.94	-	2.39	-	2.49	-
32600	B 3 V	1.17	-0.95	-0.18	-0.05	-0.22	-0.41	-0.43	-0.57	-0.60	-	-	-	-	-	-	-
32941	F 3 III	4.55	2.29	1.20	0.91	1.56	1.97	2.63	2.73	-	-	-	-	-	-	-	-
32907	F 5 III	3.19	1.24	1.86	1.10	1.91	2.57	3.23	3.41	3.46	-	-	-	-	-	-	-
33042	F 5 III	5.03	3.37	1.49	1.73	2.11	2.61	-	3.55	-	-	-	-	-	-	-	-
33111	A 3 III	2.79	0.23	0.13	0.14	0.25	0.28	-	0.41	-	-	-	-	-	-	-	-
33556	K 3 III	4.46	2.35	1.19	0.85	1.44	2.21	2.50	2.62	-	-	-	-	-	-	-	-
34005	B 0 Ia	0.12	-0.69	-0.03	0.01	-0.01	-0.10	-0.09	-0.00	-0.11	0.02	0.01	-	0.01	0.17	0.43	-
35503	B 5 III	3.60	-0.58	-0.11	-0.02	-0.13	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
36649	K 7.5 III	4.03	2.67	1.20	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
35468	B 2 III	1.64	-1.09	-0.22	-0.09	-0.31	-0.54	-0.62	-0.70	-0.71	-0.70	-0.63	-	-0.72	-	-	-
35673	B 9 V	5.53	-0.20	0.90	-	-	0.03	-	0.02	-	-	-	-	-	-	-	-
35956	G 0 V	6.74	0.52	0.59	-	-	1.17	1.52	1.60	-	-	-	-	-	-	-	-
36134	K 1 III	5.79	2.35	1.15	0.03	1.40	1.89	2.41	2.61	-	-	-	-	-	-	-	-
36389	B 2 Iab-Ib	4.30	4.28	2.07	1.76	3.21	4.06	4.99	5.26	5.63	5.09	5.21	5.67	5.68	-	-	-
36512	B 0 V	4.62	-1.33	-0.26	-0.12	-0.38	-0.67	-0.65	-0.85	-1.04	-0.49	-	-	-	-	-	-
36673	F 0 Ib	2.58	0.44	0.21	0.22	0.43	0.53	0.65	0.71	0.76	-	-	-	-	-	-	-
36822	B 0 III	4.41	-1.13	-0.16	-0.01	-0.18	-0.39	-	-0.56	-0.56	-	-	-	-	-	-	-
36824	B 2.5 V	6.71	-0.05	-0.14	-	-	0.46	-	0.54	0.49	-	-	-	-	-	-	-
36861	B 8	3.66	-1.21	-0.18	-0.07	-0.24	-0.12	-	-0.27	-0.35	-0.21	-0.24	-0.13	-0.13	-	-	-
37010	B 1 V	4.59	-1.13	-0.19	-0.08	-0.26	-0.31	-0.36	-0.44	-0.58	-0.77	-	-	-	-	-	-
37020	B 0.5 V	6.72	-0.06	0.02	0.24	0.49	-	-	0.42	0.62	2.12	-	3.92	-	-	-	-
37021	B 0 V	7.96	-0.25	0.24	-	-	-	-	1.48	2.16	3.64	4.66	4.86	-	-	-	-
37022	B 6p	5.13	-0.93	0.02	0.14	0.36	0.70	-	1.07	1.09	1.23	5.07	3.43	-	-	-	7.03
37023	B 0.5 V	6.70	-0.62	0.09	0.22	0.46	-	-	0.70	1.00	6.90	-	6.10	-	-	-	8.60
37041	U 9.5p	5.08	-1.03	-0.09	0.06	0.10	0.05	0.13	0.14	0.45	0.48	-	1.98	-	-	-	6.68
37042	B 1 V	6.56	-1.62	-0.59	0.05	0.05	-0.24	-0.12	-0.01	0.22	-	-	3.33	-	-	-	6.78
37043	U 9 III	2.77	-1.32	-0.24	-0.07	-0.26	-0.51	-0.59	-0.70	-0.72	-0.62	-0.58	-0.71	-0.01	-	-	-
37061	B 1 V	6.83	-0.39	0.26	0.38	0.78	1.00	1.15	1.33	1.33	1.50	-	3.71	-	-	-	7.43
37110	B 0 Ia	1.70	-1.23	-0.19	-0.07	-0.24	-0.37	-0.26	-0.51	-0.44	-0.36	-0.44	-	-0.16	-0.17	-0.09	-

TABLE B.1 (cont.)

HD	Element	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-18
62058	G 1 0-1a	6.56	2.91	1.18	0.97	1.54	-	-	2.51	2.64	3.02					
62345	G 8 111a	1.56	1.67	0.93	0.71	1.16	1.54	1.76	2.10							
62509	K 0 111b	1.14	1.85	1.01	0.75	1.25	1.66	2.10	2.23	2.32	2.19	2.46	2.47	2.36	2.33	2.28
62576	K 3 1b	4.59	3.59	1.63	1.31	2.29	2.82	3.63	3.81							
62721	K 5 111	4.88	3.20	1.45	1.15	1.98	2.61	-	3.55							
63462	B 0 Vp	4.51	-1.97	-0.95	0.15	0.11	0.13	0.31	0.47	0.76	1.05	1.89	1.97	2.02		
63700	G 1 1b	3.31	2.89	1.74	2.09	1.43	1.84	2.35	2.45							
64760	B 0.5 1b	4.24	-1.13	-0.14	-0.02	-0.14										
64960	K 3 111	5.78	-	1.20	-	-	2.13	2.76	2.89	2.95	2.67					
65436	A 2 V	3.79	0.31	0.15	0.20	0.35	0.42	-	0.65							
65598	B 5 V	6.22	-0.60	-0.10												
65750	K 0 111	6.25	4.37	2.08	-	-	-	4.54	4.89	5.48	5.80	7.13	7.32	6.95	-	7.37
65875	B 2.5 V	6.51	-0.80	-0.07	-	-	-0.33	-0.06	0.09	0.28	0.15					
66011	B 5 1a	2.25	-1.37	-0.26	-0.12	-0.34	-0.51	-0.55	-0.65	-0.63	-0.60					
67594	G 2 1b	4.34	1.66	0.97	0.73	1.19	1.53	1.88	2.06	2.07						
68290	G 9111-111b	4.72	1.69	0.95	0.73	1.21	1.56	-	2.15							
68601	A 5 1b	4.75	0.26	0.18	0.24	0.46	0.59	-	0.75	-5.55						
68980	B 1.5 111	4.78	-1.09	-0.11	0.09	0.08	0.07	0.08	0.32							
69267	K 4 111	3.52	3.25	1.48	1.12	1.90	2.44	3.16	3.37	3.53						
70060	A 7 111	4.85	0.33	0.22	0.71	0.44	0.33	-	0.45							
70272	K 7 111	4.25	3.45	1.55	1.20	2.08	2.69	3.49	3.67	3.86						
70930	B 1 V	4.82	-0.99	-0.15	-0.04	-0.17	-0.32	-	-0.35							
71093	K 5 111	5.27	-	1.40	-	-	2.41	3.57	3.20							
71155	A 0 V	3.90	-0.04	-0.02	0.03	-0.02	0.02	0.02	0.04	0.05						
71369	G 5 111	1.36	1.36	0.84	0.69	1.11	1.38	-	1.92							
73108	K 1 111b	4.60	2.33	1.17	0.89	1.52	2.12	2.63	2.72							
73471	K 2 111	4.44	2.49	1.21	0.89	1.45	1.91	-	2.65							
73665	K 0 111	6.39	1.81	0.98	0.72	1.19	1.61	2.03	2.16	2.19						
74180	F 3 1a	3.83	0.98	0.70	0.63	1.23										
74395	G 1 1b	4.62	1.33	0.84	0.65	1.09	-2.18	-1.30	-0.73	-1.08						
74874	G 5 111	3.38	1.04	0.69	0.60	0.99	1.33	-	1.86							
74918	G 8 111b	4.32	1.52	0.90	0.68	1.14	1.55	2.01	2.10	2.16						
75311	B 3 V	4.49	-0.90	-0.17	-	-	-0.39	-0.45	-0.53	-0.51	-0.52					
76005	B 4 V	4.69	-0.59	-0.12												
76027	B 3 111	4.76	3.41	1.53	1.47	2.73	3.46	-	4.47	4.68	5.71	5.16	6.76			

TABLE B.1 (cont.)

RD	Spectrum	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-18	V-20	V-22	V-22.1
77320	B 2.5 V	6.07	-0.98	-0.16	-	-	-0.21	-0.16	-0.11	0.19	0.38								
77501	B 0.51b	6.76	1.02	0.49	-	-	0.00	1.91	1.13	1.20									
78004	K 2 111	3.75	2.42	1.20	0.02	1.42	1.06	2.43	2.56	2.68									
78647	K 4 1b-11	2.21	3.47	1.66	1.23	2.18	2.78	3.72	3.77	3.93	-	3.94	3.98						
79186	B 5 1a	5.03	-0.35	0.22	0.27	0.51	0.54	-	0.73										
79940	F 5 111	4.62	0.50	0.45	0.33	0.45	0.75	-	1.05										
80404	A 8 1b	2.25	0.34	0.18	-	-	0.53	0.63	0.69	0.75									
80493	K 7 111ab	3.13	3.49	1.55	1.23	2.13	2.79	3.53	3.74	3.87									
80874	B 1 111	4.72	3.65	1.63	1.43	2.48	3.14	3.96	4.17	4.31									
81848	B 6 V	5.11	-0.61	-0.11															
82308	K 5 111	4.31	3.43	1.54	1.23	2.13	2.71	-	3.69	3.84									
82361	K 3 111	5.07	2.99	1.37	-	-	2.35	2.99	3.17	3.25	3.01								
82953	G 6 V	4.77	-0.70	-0.17	0.02	-0.07	-0.05	-0.04	-0.04	0.11	0.43	1.23	1.45	1.60					
84748	B 8 111	6.92	1.28	1.30	-	-	7.17	7.88	8.55	9.17	9.45	10.30	10.95	10.82	-	10.97	11.05	10.87	
85444	G 7 111	4.12	1.57	0.92	0.69	1.16	1.55	1.99	2.09	2.08									
85627	G 5 1b	4.58	2.19	1.20	0.83	1.46	1.87	-	2.58										
86663	K 2 111ab	4.70	3.54	1.60	1.43	2.51	3.18	3.96	4.19	4.43	4.30	4.52	4.43	4.32					
87737	A 0 1b	3.52	-0.24	-0.03	0.03	0.11	0.08	-	0.11	0.16	0.16	0.15	-	0.30					
87991	B 7 V	1.35	-0.47	-0.11	-0.02	-0.12	-0.16	-0.23	-0.27	-0.25	0.04	0.88	-	-0.29	-0.40	-	-	-0.43	
88230	B 0 V	6.59	2.64	1.35	-	-	2.59	3.26	3.38	3.48									
88691	B 0 111	6.25	-	1.60	-	-	3.10	3.90	4.15										
8955	A 2 V	3.85	0.11	0.05	0.02	0.04	0.04	0.09	0.10	0.16	0.13								
89025	F 0 111	3.44	0.51	0.31	0.31	0.50	0.63	0.68	0.82										
89484	K 1 111b	2.61	1.15	1.15	0.83	1.47	2.56	3.13	3.29	3.40	3.41	3.76							
89758	B 0 111	3.03	3.48	1.61	1.29	2.24	2.93	3.57	3.88	4.04	3.83	3.95	4.14	4.07					
89798	K 1 111b	4.83	2.20	1.17	0.81	1.38	1.82	-	2.43										
90362	F 5 111b	5.57	3.38	1.52	1.25	2.20	2.85	-	3.00										
90432	F 4.5 111	3.81	3.30	1.48	1.11	1.94	2.51	3.27	3.43	3.55									
90537	G 9 111ab	4.20	1.54	0.90	0.67	1.15	1.40	1.78	2.09										
90586	B 2 1ab	6.93	-	2.05	-	-	-	-	5.16	5.57	-	-	7.24						
90610	K 4 111	4.25	3.08	1.45	1.13	1.89	2.47	-	3.41										
90706	B 3 1a-1b	7.08	0.05	0.47	-	-	1.11	1.26	1.39	1.24									
91120	B 9 V	5.58	-0.20	-0.04	-	-	-	0.08	0.02	-0.03	0.34								
91232	B 1.5 111	5.46	-	1.68	-	-	3.35	4.18	4.45	4.52									
91316	B 1 1b	3.65	-1.11	-0.14	-0.05	-0.21	-0.33	-0.36	-0.43	-0.39	-0.35	-0.28							

TABLE B.1 (cont.)

HD	Component	V	U-V	B-V	U-B	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-18
91465	B 4 V	1.12	-0.81	-0.09	-	-	-	0.99	0.27	0.61						
91619	P 7 Ia	6.14	-0.09	0.35	-	-	-	1.24	1.35	1.72						
92207	A 0 Ia	5.54	0.26	0.50	-	-	1.40	1.67	1.83	1.99						
92305	M 0 III	4.11	3.53	1.50	-	-	2.76	3.50	3.70	3.94	3.61					
93206	B 0 Ib	6.24	-0.71	0.13	-	-	-	0.68	0.93	1.14						
93271	B 9 V	7.06	-1.35	-0.27	-	-	-	-	-	-						
93813	K 2 III	3.11	2.55	1.25	0.93	1.57	2.04	2.70	2.83	2.94						
94367	H 9 Ia	5.25	-0.38	0.16	-	-	0.39	0.49	0.55	0.65						
94510	K 1 III	3.70	1.60	0.95	-	-	1.59	2.08	2.18	2.24						
94705	M 5.5 III	5.81	2.45	1.45	-	-	-	-	-	-						
95570	M 0 III	5.74	3.57	1.62	1.33	2.99	2.89	-	3.91	4.07						
95689	K 0 IIIa	1.79	1.99	1.07	0.81	1.39	1.74	2.11	2.41	2.54	2.45	2.70	2.64			
95880	B 5 Ib	6.95	-0.98	0.34	-	-	0.76	0.88	1.00	1.12						
96080	H 3 III	6.13	-0.97	-0.17	-	-	-0.17	-0.46	-0.54	-0.76						
96446	B 2 IIIa	6.68	-1.00	-0.15	-	-	-0.35	-0.32	-0.49	-0.49	0.16					
96833	K 1 III	3.01	2.25	1.14	-	-	1.85	-	2.57	2.69						
96834	K 2 III	5.89	3.47	1.57	-	-	3.48	4.22	4.45							
97534	A 6 Ia	6.60	0.60	0.55	-	-	1.37	1.53	1.49	1.55	1.61	1.90				
97670	B 1.5 V	5.74	-0.81	-0.10	-	-	-	-0.27	-0.23							
98118	M 0 III	5.18	3.36	1.52	1.27	2.21	2.85	-	3.76	3.97	3.77	4.09	4.17			
98262	F 3 III	3.49	2.95	1.40	-	-	2.31	3.05	3.10	3.33						
99998	K 3.5 III	4.77	3.37	1.54	-	-	2.67	3.40	3.61	3.69	3.39					
100029	M 0 III	3.04	3.59	1.62	1.31	2.30	2.97	-	3.98	4.15	3.42					
100261	G 2 Ia	5.10	0.75	1.11	-	-	1.95	2.28	2.35	2.38	2.58	2.62	-	3.51	4.67	
100262	A 2 Ia	5.15	0.38	0.49	-	-	1.20	1.39	1.55	1.72						
100407	G 7 III	3.54	1.65	0.94	0.70	1.18	1.54	1.98	2.09	2.15						
100841	B 9 III	3.13	-0.21	-0.04	-	-	-	-0.01	0.03	0.03	0.00					
100920	G 8.5 III	4.30	1.75	1.00	0.72	1.24	1.70	2.12	2.27	2.33	2.21					
101431	B 9 V	4.70	-0.29	-0.07	0.01	-0.04	-0.05	-	-0.10							
101584	F 0 Iap	7.01	0.79	0.39	-	-	1.07	1.96	3.22	4.87	5.73	7.97	-	-	-	9.01
101947	G 0 0-Ia	5.83	1.15	0.80	-	-	-	-	1.83	2.03	2.00	2.93				
102217	M 1 IIIa	4.05	1.30	1.49	1.26	2.27	2.94	3.78	3.96	4.10	4.33					
102249	A 7 III	3.64	0.31	0.16	0.21	0.31	0.20	0.33	0.36	0.42						
102909	F 3 III	3.26	2.76	1.30	0.94	1.61	2.10	-	2.93							
103192	B 9 IIIa	4.28	-0.43	-0.10	0.01	-0.07	-0.08	-	-0.16							

TABLE B.1 (cont.)

HD	Spectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-l	V-M	V-N	V-11	V-11.A	V-12.6	V-10	V-21	V-22
103207	A 0 V	2.44	0.03	0.00	0.00	-0.03	0.04	0.05	0.07	0.04	-0.26	0.00	-	0.00	0.42			
104216	M 2 III	6.17	3.51	1.61	-	-	3.02											
105302	M 6 III	4.47	-0.02	-0.15	-0.09	-0.26	-0.35	-0.47	-0.45	-0.43	-0.55							
105707	K 7.5 III	3.00	2.00	1.33	0.93	1.37	2.09	2.70	2.86	3.01								
106060	B 0 In-Iab	5.92	-0.04	0.29	-	-	0.78	0.09	0.90	1.06								
106625	B 0 IIIp	2.59	-0.45	-0.11	-0.04	-0.13	-0.16	-0.24	-0.23	-0.17								
106049	M 5 III	4.11	3.13	1.50	-	-	4.32	5.34	5.53	5.67			5.74	5.83	-	-	-	5.98
108767	B 0.5 V	2.75	1.10	-0.05	-0.05	-0.09	-0.07	-0.13	-0.11	-0.00								
109217	B 5 V	4.07	-0.77	-0.15	-	-	-0.34	-0.41	-0.50									
109307	B 6 III	3.07	-0.70	-0.11	0.05	-0.03	0.01	-0.10	-0.01	0.44	0.27	-0.01	0.10	0.16				
109707	A 2 V	3.06	0.00	0.05	0.05	0.09	0.11	0.11	0.15	0.18								
109896	M 3 III	5.71	1.43	1.90	1.56	2.48	3.61	-	4.64	4.94								
110311	F 7 Ib	6.33	1.32	0.78														
111123	B 0.5 III	1.25	-1.23	-0.23	-0.13	-0.39	-0.57	-0.67	-0.74	-0.81	-0.87							
111012	G 0 III	4.94	0.69	0.67	0.55	0.90	1.10	1.57	1.50	1.63	1.62							
111960	A 7 III	4.27	0.33	0.71	0.29	0.34	0.53	-	0.63									
112091	H 5 V	5.17	-0.63	-0.12	-	-	-0.14	-0.13	-0.06	0.21	0.30							
112244	U 9 Ib	5.32	-0.03	0.01	-	-	0.03	0.05	0.06	0.12								
112300	M 3 III	4.30	1.36	1.58	1.53	2.86	3.60	4.30	4.59	4.70	4.66	4.67	5.01	-	-	-	-	5.09
112769	M 1 IIIb	4.70	3.52	1.56	1.35	2.30	2.93	3.60	3.60	4.09								
113120	B 1.5 III	6.03	-0.92	0.05	-	-	-0.14	-0.12	-0.07	0.00	0.26							
113226	G 0 IIIab	2.03	1.67	0.94	0.64	1.09	1.53	1.72	2.03	2.00								
113066	M 5 III	5.60	3.22	1.59	1.97	3.76	4.67	-	5.83	6.10	5.56	-	6.22					
113904	B 0 Ia	5.51	-0.09	-0.02	-	-	0.09	0.10	0.17									
115659	G 0 IIIa	1.90	1.50	0.92	0.69	1.07	1.46	1.92	2.01	2.15								
116650	H 1 III	0.90	-1.16	-0.23	-0.09	-0.33	-0.52	-0.52	-0.70	-0.60	-0.50	-0.71	-0.80	-0.73	-	-	-	-0.46
117207	M 7 III	4.97	2.70	1.60	2.71	5.12	6.17	7.05	7.49	8.05	8.34	0.99	9.59	-	-	-	-	9.57
117675	M 2 III	4.69	3.57	1.62	1.46	2.62	3.20	-	4.36	4.55								
117716	A 1 V	5.69	-	0.04	-	-	0.04	0.13	0.07									
110716	H 1 III	2.30	-1.14	-0.22	-0.15	-0.40	-0.55	-0.60	-0.71	-0.71								
110707	F 5 III	6.03	2.65	1.50	-	-	-	-	-	-	-	7.76	-	-	-	-	-	8.60
119149	M 2 III	5.01	3.50	1.63	-	-	3.26	4.05	4.31	4.43	4.06							
119220	M 2 IIIab	4.66	3.54	1.64	1.40	2.52	3.19	4.00	4.25	4.43								
119796	G 0 In-U	6.09	2.88	1.69	-	-	4.30	5.04	5.47	6.04	6.24	10.24	10.16	10.08	-	-	-	10.90
120315	B 3 V	1.06	-0.06	-0.19	-0.12	-0.30	-0.39	-0.43	-0.51	-0.46	-0.52	-0.63	-	-0.40				

TABLE B.1 (cont.)

ID	Electron	V	V-9	V-9	V-10	V-11	V-12	V-13	V-14	V-15	V-16	V-17	V-18	V-19	V-20		
152235	H 1 1a	6.32	0.05	0.50	-	-	1.43	1.44	1.52	1.71							
152236	H 1 1a	4.73	-0.07	0.49	-	-	1.26	1.40	1.62	1.79							
152424	H 9 1a	6.77	-0.16	0.42	-	-	-	1.09	1.71								
152470	H 3 V	6.13	-	-0.02	-	-	0.17	0.27	0.38	0.67							
152723	H 6.5 111	7.10	-0.67	0.14	-	-	0.46	0.51	0.52								
152825	K 5 111	5.15	3.47	1.53	-	-	2.04	3.53	3.71								
153219	K 2 111	3.70	2.33	1.15	0.94	1.30	1.95	2.40	2.56	2.64							
154090	H 1 1a	4.07	-0.42	0.76	0.29	0.45	0.64	0.60	0.77	0.75							
154143	H 3 111	4.98	0.52	1.60	1.44	2.65	3.39	4.06	4.46	4.54							
154368	H 9 1a	6.13	-0.03	0.50	-	-	1.12	1.39	1.53	1.33							
154445	H 1 V	5.64	-0.40	0.16	-	-	-	0.31	0.35	0.31							
155603	K 5 1a	6.00	0.56	2.21	-	-	4.30	5.02	5.09	5.40	5.33	7.05	7.44	7.14	7.44		
155763	H 6 111	3.17	-0.55	-0.12	-0.06	-0.10	-0.23	-	-0.32								
155806	H 0 V	5.53	-0.92	-0.91	-	-	0.51	0.61	0.70	1.17	1.47						
156014	H 5 1b-11	3.28	2.45	1.44	2.10	4.24	5.69	6.62	6.91	7.16	6.96	7.48	7.54	-	-	-	7.81
157030	H 4 1a	6.41	0.02	0.64	-	-	1.06	2.07	2.29	2.44							
157244	K 3 1b-11a	2.85	3.02	1.46	-	-	2.35	2.89	3.07	3.25	2.85						
157246	H 1 1b	3.34	-1.09	-0.13	-	-	-0.29	-0.15	-0.30	-0.45							
158408	H 3 1b	2.60	-1.04	-0.23	-0.14	-0.37											
158427	H 2 V	2.95	0.06	-0.17	-0.10	-0.34	-0.13	-0.05	0.10	0.49	-	1.70					
159561	A 5 111	2.08	0.25	0.15	0.14	0.22	0.30	1.42	0.44	0.47	0.46						
160529	A 2 1a	6.87	1.63	1.20	-	-	2.99	3.49	3.74	4.02							
160810	K 0 1b	6.96	-	2.00	-	-	3.16	-	5.16	5.25	5.06						
161056	H 1.5 V	6.30	-0.10	0.30	-	-	0.77	0.87	0.90	1.00							
161076	K 2 111	2.77	2.40	1.16	0.82	1.39	1.88	2.46	2.53	2.64	-	1.77					
161796	F 3 1b	7.04	0.70	0.46	-	-	1.25	1.05	1.32	1.19							
162374	H 6 V	5.90	-0.74	-0.10	-	-	-0.13	-0.17	-0.16	-0.24							
162978	H 0 111	6.20	-0.05	0.04	-	-	0.17	0.10	0.20	0.22							
163506	F 2 1b	5.46	0.61	0.34	0.32	0.53	0.77	1.00	2.13	3.57	4.68	6.26	-	6.54	6.49		
163508	F 2 111	3.75	2.39	1.10	0.83	1.42	1.95	2.51	2.72								
163755	H 1 1b	5.27	3.16	1.62													
163800	H 7 111	6.99	-0.30	0.30	0.44	0.61	0.62	0.65	0.70	0.72							
163917	K 0 111a	3.34	1.97	0.99	0.71	1.19	1.66	2.00	2.20	2.29	2.00						
163993	K 0 111	3.70	1.01	0.94	0.69	1.15	1.51	1.83	2.08								
164356	F 5 111	7.23	3.39	1.57	1.14	1.99	2.62	3.31	4.52	3.70	3.43	3.67	3.75	-	-	-	3.94

TABLE B.1 (cont.)

HD	Expectn	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-20	V-22
175175	K 1 III	1.51	2.31	1.18	0.80	1.19	1.06	2.45	2.56	2.67	2.42					
175865	K 5 III	4.04	3.00	1.59	2.05	3.96	4.94	5.71	6.12	6.39	6.41	6.21	6.54	-	6.66	6.94
175876	G 6.5 III	6.94	-1.11	-0.10	-	-	-0.27	-0.32	-0.35	-0.33						
176411	K 1 III	4.02	2.12	1.08	0.76	1.18	1.69	0.34	0.34	0.33	0.34					
176431	H 9 III	3.24	-3.14	-0.05	-0.03	-0.04	0.01	0.05	0.02							
176578	F 1 III	4.02	2.13	1.39	0.79	1.33	1.79	2.39	2.50	2.54						
177141	G 8 III	3.77	1.86	1.01	0.72	1.25	1.68	2.07	2.27	2.38	2.17					
177174	A 9 V	2.93	0.00	0.01	0.01	0.01	0.06	-	-	-0.07						
177186	H 9 V	3.44	-0.36	-0.09	-0.03	-0.12	-0.20	-0.20	-0.22	-0.18	-0.24					
179175	H 2 V	5.54	-0.79	-0.11	-	-	0.23	0.26	0.30	0.58						
179406	H 3 V	5.34	-0.51	0.13	-	-	0.28	0.28	0.31	0.31						
180517	K 0 V	9.12	2.64	1.49												
180711	G 9 III	3.07	1.70	1.00	0.70	1.21	1.64	2.01	2.21	2.39						
181276	G 9 III	3.71	1.70	0.96	0.63	1.10	1.52	1.87	2.10	2.19						
182035	F 2 Ib	4.67	1.11	0.63	0.51	0.97										
183143	H 7 Ia	6.86	1.39	1.22	1.12	2.07	2.73	-	3.39	3.97	3.76	3.76	3.91	3.91		
183439	H 2 III	4.45	3.31	1.49	1.21	2.18	2.90	3.73	2.95							
183914	H 0 V	5.11	-0.42	-0.10	-	-	-0.12	-0.03	-0.04	0.02	0.24	4.61				
184406	K 3 IIIb	4.45	2.43	1.17	0.91	1.52	1.95	2.39	2.69	2.82						
184499	G 0 V	6.61	0.60	0.59	-	-	1.02	1.29	1.38							
184915	H 0.5 III	4.95	-0.87	0.00	0.06	0.02	-0.07	-0.10	-0.09	-0.06						
184930	H 5 III	4.36	-0.52	-0.08	0.02	-0.06										
185758	G 1 II	4.37	1.21	0.78	0.57	0.94	1.29	-	1.75	1.85						
185958	G 9 IIIa	4.37	1.94	1.05	0.71	1.21	1.63	1.92	2.24	2.37						
186791	K 3 II	2.72	3.29	1.52	1.07	1.82	2.43	3.20	3.30	3.90	3.27	3.85	-	-	-	3.84
188119	G 7 IIIb	3.82	1.41	0.90	0.64	1.12	1.57	1.96	2.14	2.28						
188485	A 0 III	5.52	-0.18	-0.02	-	-	0.08	0.07	0.08	0.06						
188807	H 0 V	2.30	2.52	1.30												
188947	K 0 III	3.89	1.91	1.02	0.74	1.26	1.71	2.17	2.24	2.36	2.33	2.47	2.49			
189319	K5-M0 III	3.47	3.50	1.57	1.20	2.12	2.68	-	3.63	3.83						
190323	G 0 Ia	6.83	1.56	0.84	-	-	-	-	2.01	2.07	2.43	2.96				
190603	H 1.5 Ia	5.64	0.08	0.54	0.52	0.94	1.14	1.45	1.53	1.58	1.75	2.11				
191499	G 0 V	7.55	1.25	0.82												
191639	H 1 V	6.49	1.07	-0.15	-	-	-0.34	-0.45	-0.45	-0.44						
191692	H 9.5 III	3.23	-0.21	-0.07	-0.07	-0.12	-0.17	-0.15	-0.16	-0.11						

TABLE B.1 (cont.)

NO	Espectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6
191849	K 0 V	7.97	2.51	1.41											
192201	0 5 V	7.55	-0.23	0.38											
192876	G 1 1b	4.26	1.00	1.00	0.74	1.32	1.71	-	2.33	2.47					
193202	K 0 V	0.07	2.60	1.33											
193102	B 9 111	6.51	-0.29	-0.09	-	-	-	0.12	0.00						
193322	0 2 V	5.04	-0.68	0.10	0.15	0.16									
193370	F 5 1b	5.17	1.12	0.65	0.57	0.99									
193427	B 1 V	2.22	-0.01	0.44											
194093	F 0 1b	2.20	1.21	0.60	0.42	0.83	1.11	1.34	1.37	1.51	1.50	1.53	1.42		
194279	B 2 1a	7.01	1.00	1.03	-	-	-	-	2.80	3.08	3.16	3.42			
194317	F 3 111	4.43	2.03	1.33	1.01	1.69	2.14	2.77	2.99	3.11					
194334	0 7.5 V	0.77	0.60	0.04											
195572	0 9.51a	7.08	0.60	0.07	-	-	1.99	-	2.44	2.58	2.74				
195593	F 5 1ab	5.19	1.75	1.01	0.85	1.54	2.04	-	2.87	2.91	2.91	2.73	-	2.49	3.22
196033	K71b+83V	4.63	2.36	1.61	1.30	2.29									
196610	K 6 111	6.25	2.48	1.48											
196725	K 3 1b	5.72	3.26	1.53	-	-	2.46	3.12	3.35	3.35					
196277	B 2 111	5.10	1.65	1.66	-	-	3.27	4.06	4.33	4.51	4.07				
197345	A 2 1a	1.25	-0.15	0.09	0.11	0.21	0.31	0.47	0.36	0.48	0.59	0.62	0.42		
197911	B 1 V	7.65	-0.73	0.34											
197989	K 0 111	2.46	1.90	1.03	0.73	1.27	1.75	2.26	2.35	2.46					
198001	A 1 V	3.77	0.02	0.00	0.07	0.07	0.05	0.04	0.07	0.16					
198026	B 3 111	4.42	3.57	1.65	1.47	2.78	3.51	4.20	4.60	4.81					
198478	B 3 1a	4.84	-0.05	0.41	0.45	0.76	-	-	1.00	1.10	1.14				
198542	K 5 111a	4.11	3.57	1.64	-	-	2.87	3.70	3.80	4.07					
198820	B 3 111	6.44	-0.77	-0.15	-	-	-0.29	-0.33	-0.37	-0.35					
199001	B 5 V	4.70	-0.72	-0.14	-0.07	-0.20	-0.31	-0.34	-0.38	-0.39					
199478	B 0 1a	5.67	0.14	0.47	0.48	0.87	-	-	1.30	1.43	1.47				
199579	0 6 V	5.96	-0.80	0.45											
200905	K 2.51b-11	3.70	3.45	1.65	1.29	2.10	2.82	3.51	3.77	4.00	3.90	3.77	-	3.95	
202050	B 9 1ab	4.23	-0.27	0.12	0.15	0.29	0.20	0.41	0.44	0.63	-	0.29			
203504	K 1 111	4.06	2.17	1.11	0.79	1.33	1.73	2.20	2.44	2.60					
203608	F 6 V	4.22	0.37	0.49	-	-	0.25	1.22	1.32	1.37					
204075	G 4 1b	1.74	2.02	1.59	0.64	1.17	1.39	1.73	1.88	2.00	1.83				
204381	G 5 111	4.51	1.51	0.91	0.60	1.15	1.46	-	2.45	2.16					

TABLE B.1 (cont.)

HD	Spectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4	V-12.6	V-20
204867	G 0 Ib	2.58	1.72	1.16	0.61	1.32	1.30	1.52	1.72	1.96	2.06	2.24				
205435	G 0 III	4.02	1.45	0.89	0.71	1.21	1.34	1.28	2.05	2.14						
205637	H 2.5 Vb	4.68	-0.82	-0.17	-0.04	-0.11	-0.10	-0.03	-0.08	0.12						
205730	H 5 IIIA	5.53	2.82	1.58	2.15	4.43	5.61	-	6.82							
206165	H 2 Ib	4.73	-0.23	0.30	0.31	0.49	0.40	-	0.59	0.11						
206779	F 2 Ib	2.40	3.22	1.52	1.85	1.81	2.39	3.02	3.23	3.16	3.32					
206859	G 5 Ib	4.32	2.12	1.19	0.80	1.36	1.80	2.22	2.43							
206936	H 2 Ia	4.08	4.77	2.41	2.10	3.86	4.60	5.09	5.73	6.15	6.16	7.69	8.10	8.20	-	8.83
207260	A 2 Ia	4.29	0.65	0.52	0.50	0.76	1.14	-	1.43	1.52	1.53	1.35				
207673	A 2 Ib	6.48	0.49	0.42	-	-	-	-	1.28	1.37	1.35					
208501	H 8 Ib	5.80	0.71	0.73	0.68	1.28	-	-	1.09	2.02	2.16	2.15				
209008	H 3 III	6.80	-0.62	-0.12	-	-	-0.15	-0.28	-0.32	-0.41						
209481	U 9 V	4.56	-0.89	0.06												
209747	K 4 III	4.84	3.25	1.44	1.07	1.83	2.43	-	3.26							
209750	G 2 Ib	2.73	1.72	1.01	0.56	1.13	1.44	1.86	1.96	2.07	1.99	2.03	2.03			
209857	H 4 IIIab	6.13	3.17	1.61	1.66	3.22	4.92	4.67	4.14	5.36						
209975	U 9 Ib	5.11	-0.76	0.08	0.16	4.19	0.09	-	0.17							
210218	A 2 V	3.53	0.18	0.08	0.05	0.09	0.15	0.15	0.20	0.24						
210639	U 6 I	5.04	-0.49	0.77	0.28	0.44	0.41	0.55	0.45	0.66	0.57	0.61				
211416	K 3 III	2.86	2.93	1.39	-	-	2.30	2.89	2.95	3.23	2.98					
212571	H 1 V	4.66	-1.01	-0.03	0.16	0.16	0.30	0.56	0.82	1.16	1.59	-	2.36	2.05	2.34	
212593	H 9 Iab	4.57	-0.35	0.09	0.13	0.23	0.26	0.32	0.31	0.32	0.20					
213080	H 4.9111a	4.11	3.28	1.57	1.73	3.32	3.85	4.71	4.94	5.14	-	5.12	5.08	4.99		
213310	H 01ab.00V	4.37	2.78	1.68	1.39	2.46	3.18	-	4.21							
214000	H 1 Ib	6.83	-1.04	0.13	-	-	-0.34	-0.41	-0.45	-0.43						
214680	U 9 V	4.88	-1.24	-0.20	-0.09	-0.30	-0.53	-0.42	-0.62	-0.62	-1.95					5.68
214952	F 5 III	2.10	3.27	1.60	1.91	3.60	4.46	5.15	5.32	5.48	-	5.42	-	-	-	
216032	H 0 III	3.98	3.53	1.59	1.19	2.14	2.78	3.76								
216131	G 0 III	3.48	1.61	0.93	0.68	1.15	1.47	1.96	2.05							
216228	F 0 III	3.52	1.95	1.05	0.83	1.34	1.70	2.08	2.33							
216806	K 2.9111a	3.76	3.38	1.62	1.42	2.61	3.35	4.18	4.42	4.56	4.16					
216627	A 3 V	3.27	0.13	0.05	0.07	0.11	0.13	0.19	0.19	0.10						
216946	H 0 Ib	5.00	3.74	1.73	1.35	2.40	3.13	3.74	4.16	4.39						
216956	A 3 V	1.16	0.17	0.09	0.06	0.08	0.09	0.13	0.14	0.21						
217050	H 4 III	5.43	-0.62	-0.09	-	-	0.14	0.20	0.41	0.66	1.26	1.95				

TABLE H.1 (cont.)

HD	Spectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-Y	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.4
217476	G 5v U	5.13	2.88	1.55	1.17	2.02	2.61	-	3.33	3.59	4.32	4.41	4.70	4.54
217543	H 3 v	6.54	-0.76	-0.11	-	-	-	-0.34	-0.38	-	-	-	-	0.53
217691	H 6 v	4.53	-0.61	-0.12	-0.02	-0.15	-	-0.15	-0.11	0.01	0.23	0.87	-	-
218045	H 9 v	2.49	-0.09	-0.04	0.01	-0.02	0.10	0.11	0.04	-0.02	0.25	0.31	-	-
218329	H 1 111ab	4.51	1.47	1.58	1.26	2.28	2.87	3.57	4.81	-	-	-	-	-
218356	K 0 the	4.77	2.59	1.35	0.97	1.65	2.35	-	0.05	-	-	-	-	-
218537	H 3 v	6.26	-0.67	-0.02	0.05	-0.01	0.35	-	-	2.58	2.71	2.82	-	-
218594	K 1 111	3.66	2.46	1.27	0.84	1.44	1.96	2.58	2.71	2.79	2.38	-	-	-
219134	F 3 v	5.56	1.90	1.01	0.84	1.36	1.72	2.16	2.29	2.38	2.38	-	-	-
219215	H 1.5111	4.22	3.47	1.56	1.28	2.36	3.06	3.80	4.01	4.15	3.74	-	-	-
219571	F 1 111	3.99	0.38	0.40	-	-	0.78	0.76	1.02	1.14	-	-	-	-
219734	H 2 111	2.86	3.65	1.66	1.46	2.72	3.40	3.98	4.48	4.67	-	-	-	-
219688	H 5 v	4.39	-0.71	-0.15	-0.07	-0.20	-0.34	-0.39	-0.42	-0.47	-	-	-	-
220657	F 8 111	4.40	0.75	0.61	0.54	0.86	1.13	-	1.38	-	-	-	-	-
220704	K 5 111	4.39	3.28	1.47	1.13	1.94	2.51	-	3.45	-	-	-	-	-
221115	G 7 111	4.55	1.67	0.94	0.74	1.14	1.55	2.11	-	-0.26	-0.29	-	-	-
222173	H 8 v	4.79	-0.39	-0.10	0.00	-0.09	-0.21	-0.18	-	-	-	-	-	-
222574	G 0 1b-11	4.84	1.30	0.81	0.67	1.04	-	-	3.81	4.73	5.06	5.28	-	-
222670	H 2 111	6.56	4.00	1.88	-	-	-	-	1.78	2.01	2.20	-	-	-
223385	A 3 1a	5.43	0.65	0.67	-	-	-	-	-	-	-	2.34	2.44	2.52
223768	G 2.5111b	5.08	3.46	1.60	-	-	4.10	4.84	5.08	5.14	-	-	-	-
223960	A 0 1a	6.90	0.66	0.71	-	-	-	-	2.12	2.31	-	-	-	-
224014	G 0 1ac	4.59	2.41	1.26	0.96	1.70	2.00	-	2.56	2.79	-	-	-	-
224062	M 5 111	5.61	3.11	1.59	-	-	4.39	5.20	5.49	5.68	-	-	-	-
224427	H 3 111	4.66	3.27	1.59	1.46	2.80	3.54	4.20	4.63	4.86	-	-	-	-
224930	G 2 v	5.75	0.71	0.67	-	-	-	1.25	1.75	1.85	1.83	-	-	-
225023	A 0 v	7.30	-	0.10	-	-	-	0.24	0.32	0.34	-	-	-	-

TABLA B.1a

Estrella	E	espectro	V	U-V	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-11	V-11.3
NGC 2024 #1	B 0,5	Vp	12.17	1.79	1.41	1.80	1.46	4.79	5.73	6.26	6.96				
NGC 6530 #6.5	B 0		7.46	-0.69	0.21	-	-	0.70	0.95	1.05	1.54				
VI Cyg no. 9	O 5 f	V	10.77	2.64	1.90	1.82	2.08	4.25	4.88	5.13	6.29	5.72	-	-0.73	
VI Cyg no. 10	B 9	Ia	9.06	1.89	1.50	1.44	2.60	3.38	3.97	4.19	4.49	4.40	-	5.45	
VI Cyg no. 12	B 9	Ia	11.48	5.72	3.22	3.22	5.54	7.16	8.12	8.82	9.54	9.23	9.59	9.51	
NGC 6910 #3	B 5	V	8.50	0.71	0.90	0.87	1.59	2.07	-	2.45					
BD56 ^o 595	B 0	Iab	6.13	4.70	2.25	1.68	3.14	4.13	-	5.35	5.71	-	-	-	5.81

ANEXO C

GRANOS INTERESTELARES

A lo largo de esta tesis se trató de determinar el valor del cociente de la extinción total a la selectiva así como también su dependencia de la longitud de onda. Sin embargo, para un estudio más completo de las características de la extinción en nuestra galaxia, se deben analizar los granos interestelares que son los responsables de la absorción y enrojecimiento de la luz estelar. Este análisis debe incluir la composición química, su distribución espacial, su forma geométrica, procesos de creación/destrucción y otras características físicas de los granos de polvo. Este tema naturalmente es muy amplio, digno de ser materia de otra tesis. Nosotros nos concretaremos a hacer un resumen de uno de los trabajos más importantes realizados sobre el tema de los granos interestelares, el presentado por Greenberg (1968) y a mencionar algunas teorías más modernas en una forma muy breve.

G.1.-Indicios de polvo en la Vía Láctea.

A principios de este siglo se sabía de la existencia de regiones oscuras en nuestra galaxia y se sospechaba que disminuían considerablemente la intensidad de la luz que llegaba a atravesarlas. Con el trabajo de Trumpler (1930) acerca de los excesos de color en cúmulos globulares, se halló que aún en regiones relativamente claras de la Vía Láctea existía polvo que disminuía y enrojecía la

luz estelar.

El polvo es uno de los componentes menos abundantes en el medio interestelar ya que constituye cerca del 0,1 por ciento de la masa de nuestra galaxia y aunque generalmente está disperso, su efecto acumulativo a lo largo de varios años luz es tal, que impide lograr una visión adecuada de la estructura de la vía Láctea.

Los trabajos de Hall (1937), Stebbins et al. (1939) mostraron que la extinción interestelar dependía, en un intervalo espectral moderadamente ancho, del inverso de la longitud de onda. Trabajos más recientes, como el de Johnson (1968), indican que esta ley de λ^{-1} es aproximadamente válida sólo en la región del visual, pero que en longitudes de onda correspondientes al ultravioleta y al infrarrojo no es consistente con las observaciones.

Otro fenómeno estelar descubierto por Hall (1949) y Miltner (1949) fue el de la polarización. La luz de estrellas distantes está polarizada, es decir, las vibraciones luminosas se encuentran restringidas a un plano. La polarización parece aumentar donde la absorción de luz es máxima, lo que podría indicar que granos de polvo alineados existirían en esas zonas. Otra consecuencia de esto es que para que se dé este alineamiento de granos debe existir un campo magnético en la galaxia, concretamente en el disco, donde el polvo está más concentrado. Un valor comúnmente aceptado de la intensidad de dicho campo magnético es de cerca de 3×10^{-10} G.

Por otra parte, se han producido varias sustancias como compo-
nentes de los granos de polvo, entre ellos materiales dieléctricos
(principalmente hielos), grafito y silicatos.

A continuación resumiremos algunas propiedades físicas relati-
vas a los granos de polvo.

C.2.-Polarización.

Algunas de las características de la polarización observada
en muchas estrellas son las siguientes: (a) la polarización gene-
ralmente está asociada con la extinción, aumentando con ésta; (b)
existe un cociente máximo de polarización a extinción; la polariza-
ción depende de la longitud de onda.

La polarización en términos de magnitudes queda expresada
como

$$\Delta m_p = 2.5 \log(I_1/I_2) \quad (E.1)$$

donde I_1 es la intensidad de la luz en el plano de polarización,
 I_2 es la intensidad de la luz perpendicular a dicho plano.

El cociente máximo de polarización a extinción ha sido deter-
minado por Hiltner (1956), hallando $\Delta m_p / A_v = 0.061$, en cambio, Th.
Schmidt (1958) encontró un valor de 0.065.

Berh (1959) encontró que la polarización en el amarillo era
mayor que en el azul para algunas estrellas y era menor para otras.

En cambio era siempre más pequeña en el ultravioleta que en el azul. Visvanathan (1965) observó que la máxima polarización tenía lugar en el visual, mientras Gehrels (1960) afirmaba que ésta se presentaba en el rojo. Hall (1958) graficó el grado y orientación de la polarización con respecto a la longitud galáctica en un amplio rango, pero restringiéndose en la latitud ($-5^{\circ} \leq b^{\text{II}} \leq 5^{\circ}$) y halló que el plano de polarización estaba orientado paralelamente al plano galáctico. En algunas regiones sin embargo, la polarización estaba orientada al azar y era más pequeña, por ejemplo en la región del Cisne. Según Greenberg (1968), estas observaciones son consistentes con la visión de la estructura local espiral en la cual regiones de alta polarización y baja dispersión corresponden a una perspectiva a través de un brazo espiral, en comparación con regiones de baja polarización y alta dispersión correspondientes a una visión a lo largo del brazo. Por su parte, Lodón (1965) no encontró correlación de la polarización con la longitud galáctica sino más bien que el grado de polarización dependía de la distancia estelar.

C.3.-Bases teóricas de la polarización y extinción producidas por granos.

Supongamos que el espacio existe una partícula no esférica orientada al azar con respecto a una radiación incidente no polarizada, de intensidad I_0 , proveniente de alguna estrella. Esta radiación al tocar la partícula puede ser dividida en dos rayos incoherentes de intensidad $I_0/2$, polarizados en las direcciones

X y Y, (ver figura C.1) y propagándose en la dirección Z. Por simplicidad se considera que la partícula posee simetría axial.

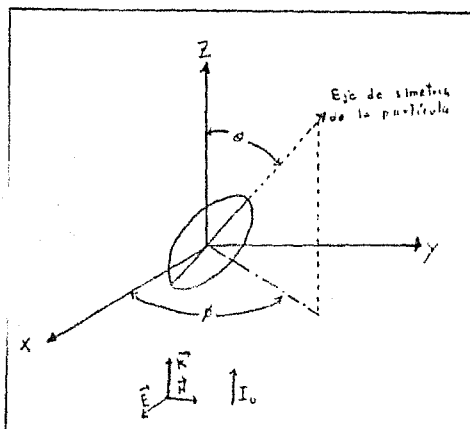


Fig.C.1 Esquema de una partícula no esférica sobre la cual incide una radiación no polarizada de intensidad I_0 .

Si un observador se encuentra a una distancia D de la estrella, entonces la intensidad total de la luz recibida por él será:

$$I = I_x + I_y = \frac{I_0}{2} (e^{-\zeta_x} + e^{-\zeta_y}) \quad (C.2)$$

donde I_x e I_y son las intensidades residuales de luz polarizada a lo largo de las direcciones X, Y, y ζ_x, ζ_y son los espesores ópticos en dichas direcciones de polarización. Los espesores ópticos dependerán en general, del número de granos de un determinado tamaño (r), elongación (e), en un volumen a la altura z ; de la función de distribución angular en z , y de las extinciones transversales.

Todos estos parámetros son a su vez funciones de z , r , ρ , θ , φ y λ .

La extinción expresada en magnitudes está dada por

$$\begin{aligned}\Delta m &= -2.5 \log \frac{I}{I_0} = -2.5 \log \frac{(I_x + I_y)}{I_0} = -2.5 \log \frac{e^{-\tau_x} + e^{-\tau_y}}{2} \\ &= -2.5(\log e) \ln \left(\frac{e^{-\tau_x} + e^{-\tau_y}}{2} \right) = -1.086 \ln \left(\frac{e^{-\tau_x} + e^{-\tau_y}}{2} \right) \quad (C.3)\end{aligned}$$

$$\begin{aligned}\text{Pero } \frac{e^{-\tau_x} + e^{-\tau_y}}{2} &= \left[\exp \left(-\frac{1}{2}(\tau_x + \tau_x + \tau_y - \tau_y) \right) + \exp \left(-\frac{1}{2}(\tau_y + \tau_y + \tau_x - \tau_x) \right) \right] / 2 \\ &= \left[e^{-\frac{1}{2}(\tau_x - \tau_y)} e^{-\frac{1}{2}(\tau_x + \tau_y)} + e^{-\frac{1}{2}(\tau_y - \tau_x)} e^{-\frac{1}{2}(\tau_y + \tau_x)} \right] / 2 \\ &= e^{-\frac{1}{2}(\tau_x + \tau_y)} \left[\frac{e^{-\frac{1}{2}(\tau_x - \tau_y)} + e^{-\frac{1}{2}(\tau_y - \tau_x)}}{2} \right] \\ &= e^{-\frac{1}{2}(\tau_x + \tau_y)} \cosh \left(\frac{\tau_x - \tau_y}{2} \right)\end{aligned}$$

Por lo tanto, (C.3) puede expresarse como

$$\Delta m = -1.086 \ln \left\{ \exp \left[-\left(\frac{\tau_x + \tau_y}{2} \right) \right] \cosh \left(\frac{\tau_x - \tau_y}{2} \right) \right\} \quad (C.4)$$

Si los espesores ópticos en las direcciones X y Y son aproximadamente iguales, entonces $\cosh \left(\frac{\tau_x - \tau_y}{2} \right) \approx 1$. Por lo tanto

$$\Delta m = 1.086 \frac{\tau_x + \tau_y}{2} \quad (C.5)$$

Por otro lado, si en la ecuación (C.1) consideramos I_1 e I_2 como las intensidades máximas y mínimas respectivamente, a lo largo de las direcciones X y Y, entonces

$$\begin{aligned}\Delta m_p &= 2.5 \log (I_x/I_y) = 1.086 \ln (e^{-\tau_x} / e^{-\tau_y}) = 1.086 \ln (e^{-\tau_x} e^{\tau_y}) \\ &= 1.086 (\tau_y - \tau_x) \quad (C.6)\end{aligned}$$

Si suponemos que todos los granos son de forma esférica y que tienen el mismo radio r , entonces

$$\gamma_x = \gamma_y = \gamma_z = N Q_{\text{ext}}(r, \lambda) \pi r^2 \quad (\text{C.7})$$

donde N es el número total de granos por unidad de área en la línea de visión y Q_{ext} es la eficiencia de extinción del grano:

Hemos visto que la extinción y la polarización interestelares pueden expresarse en términos de los espesores ópticos y seguirían, como lo afirma Greenberg (1968), curvas de enrojecimiento en todas las variedades; además, $\gamma_y - \gamma_x \rightarrow 0$ cuando $\lambda \rightarrow \infty$ y $\tau \rightarrow 0$.

C.4.-Procesos físicos y químicos relativos a los granos.

Nucleación.- Para que se forme un grano debe existir un núcleo de condensación sobre el cual éste pueda crecer. Según Kamijo (1963), estos núcleos se pueden formar en envolventes circunestelares de estrellas variables de largo período, de tipo espectral M, que consistirían principalmente de SiO . Estas partículas creadas en gran número serían del orden de 2×10^{-7} cm. En algunas atmósferas estelares las partículas creadas serían de un tamaño suficientemente grande como para ser consideradas ellas mismas como granos.

Crecimiento.- El crecimiento de un grano dependerá de que en el medio interestelar exista un número suficiente de átomos de gas a los cuales pueda el grano fijarse y posteriormente crecer.

Destrucción.- Un grano puede ser destruido por diferentes pro-

cesos, entre ellos están: i) colisión inelástica de grano con grano
 ii) colisión de grano con átomos de gas; iii) colisión de grano con
 rayos cósmicos de baja energía; iv) por evaporación producida por
 temperaturas elevadas del grano.

C.5.-Efectos de la orientación de las partículas con respecto
 a la radiación incidente.

A continuación resumiremos algunas características de las curvas de extinción de acuerdo a la orientación de la partícula sobre la cual incide una radiación.

a) Si la radiación incidente sobre una partícula elongada es paralela al eje mayor de ella, entonces la curva de extinción tendrá su primer máximo en longitudes de onda largas, esto significa que el retraso de fase sufrido por un rayo que atraviese la partícula será pequeño; en cambio, este primer máximo ocurrirá a longitudes de onda más cortas si la radiación incidente es perpendicular al eje mayor de la partícula. Para partículas aplanadas se invierten estas propiedades.

b) Considérese una radiación incidente sobre una partícula elongada, perpendicular a ésta. Si el vector eléctrico de la radiación es paralelo al eje mayor de la partícula, la curva de extinción va a diferir grandemente de aquélla correspondiente al vector eléctrico perpendicular al eje mayor. Esto a una determinada longitud de onda entre el retraso de fase (ρ) igual a cero y la ρ

cercana al primer máximo de las curvas de extinción. Lo mismo se puede afirmar para partículas aplanadas.

c) La razón de extinción a polarización puede ser mayor para partículas de tamaño finito que para aquéllas de longitud infinita y de igual sección transversal geométrica axial.

d) Las características más generales de una curva de extinción no serán modificadas mayormente si el índice de refracción tiene una pequeña parte imaginaria; ésto no será válido si la longitud de onda de la radiación es larga (ésto es $\rho \rightarrow 0$), ya que entonces la pendiente de la curva variará desde cero (con $Q \approx \lambda^4$ si m es real) hasta una cantidad distinta de cero (con $Q \approx \lambda^3$ si m es complejo).

Por otra parte, en la figura C.2 mostramos las curvas de extinción para una partícula metálica cilíndrica y para una partícula dieléctrica larga. Las diferencias entre las dos curvas las sintetiza Geenberg (1968) de la siguiente forma:

(1) La polarización que presentan las partículas metálicas es mayor que la exhibida por las dieléctricas.

(2) Las partículas dieléctricas presentan una curva de extinción que asciende más lentamente que la curva correspondiente a partículas metálicas.

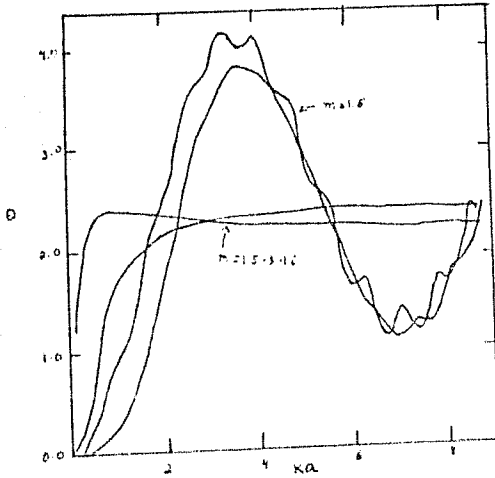


Fig. C.2. Comparación de las curvas de extinción para cilindros largos: dieléctricos con $m = 1.5$ y metálicos con $m = 1.5 - 3i$. Nótese la inversión de la polarización para cilindros metálicos cerca del pico de las curvas de extinción.

C.5.-Partículas con un núcleo rodeado por un manto.

El modelo más simple para estas partículas consiste en una esfera de un material determinado y un radio r_1 , encerrada en otra esfera de un material diferente, de radio r_2 . El material del núcleo se puede suponer que es metálico, mientras que el manto o material externo se puede tomar como alguna sustancia dieléctrica.

Si se considera que el núcleo está compuesto de grafito o de hierro y se varían los radios r_1 y r_2 en una gráfica $Q=C/\pi r_2^2$ (C es la extinción total) contra el inverso de la longitud de

onda, se encuentra que en longitudes de onda correspondientes al infrarrojo lejano, la extinción va a ser independiente del tamaño del manto (con un índice de refracción real) y va a depender sólo del núcleo. La desviación de la curva de extinción para un núcleo puro tendrá lugar para longitudes de onda cortas si aumenta el radio del manto. Es importante notar que si el índice de refracción del manto es complejo, el núcleo será opacado aún para longitudes de onda largas. Se puede suponer que el radio del núcleo no es mayor de 0.1 micras, ya que para este radio, la curva de extinción es generalmente independiente (en un amplio intervalo de longitudes de onda) de r_2 , en el sentido de que hay un rápido aumento en la extinción en el infrarrojo dominada por el núcleo y una posterior extinción plana.

también puede considerarse que los núcleos tengan forma de placas o "bigotes"; en tal caso, los mantos serían planos o elongados. Sin embargo, las investigaciones de tales granos aún no están completas.

C.7.-Interpretación de la Extinción y Polarización interestelares.

C.7.1.-Granos dieléctricos.

Las partículas causantes de la ley de extinción observada deben ser, según Greenberg (1968), del orden de la longitud de onda de la radiación observada, ya que las eficiencias de

extinción para partículas dieléctricas puras se ve que varían desde λ^{-4} hasta una dependencia aproximada de λ^1 , después alcanzan un máximo para finalmente dirigirse asintóticamente al doble de la sección geométrica transversal.

Greenberg muestra los efectos de variar el tamaño e índice de refracción de granos dieléctricos sobre la razón de la extinción total a la selectiva y también el efecto sobre la disminución de la pendiente de la curva de extinción en el ultravioleta relativa al visual; algunos efectos importantes son por ejemplo que el cociente de extinción total a selectiva aumenta con el tamaño de las partículas; la tasa de disminución de la pendiente de la curva de enrojecimiento en el ultravioleta es más rápida mientras mayores sean los granos; un aumento ligero en la absorción aumentará la razón de la absorción total a selectiva, esto último puede ocurrir si los granos poseen un índice de refracción complejo.

En base a una curva de eficiencia de extinción para partículas esféricas con índices de refracción pequeños, Greenberg obtiene una curva esquemática de extinción tomando una escala de longitud de onda correspondiente a un factor de escala del tamaño del grano: $a_0 = 0.30$ micras e índice de refracción $m = 1.33$. Esta curva se muestra en la figura L.3. Si se define $a_1 = a_0$ y $a_2 = 1.1a_0$, se obtienen dos escalas de longitud de onda para la

curva de extinción. Una característica de esta curva es que la pendiente disminuye en dirección de longitudes de onda cortas. Cuando las partículas aumentan de tamaño entonces las diferencias $A_B - A_V$ crecen más lentamente que A_V . En otras palabras

$$(A_{B_2} - A_{V_2}) / (A_{B_1} - A_{V_1}) \leq A_{V_2} / A_{V_1}$$

También el cociente $\epsilon_{U-B} / \epsilon_{B-V}$ disminuiría con el tamaño del grano.

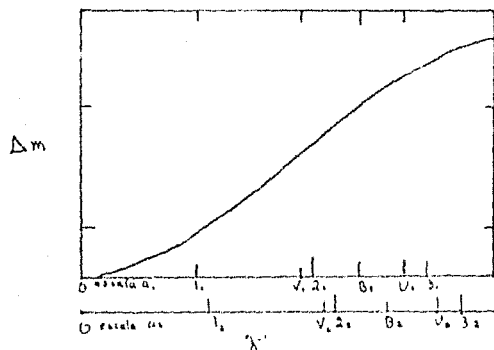


Fig. E.3 Efecto del tamaño de la partícula sobre una curva de extinción. Las dos escalas de la longitud de onda están ajustadas de acuerdo a los tamaños de las partículas en lugar de ajustarlas a una curva normalizada de extinción.

La orientación del grano también está relacionada con la dependencia de la extinción de la longitud de onda, por ejemplo (1) el cociente $\epsilon_{U-B} / \epsilon_{B-V}$ es más grande cuando la radiación está polarizada que cuando no lo está. Este efecto lo estudiaron Greenberg y Maltzer (1960) y Wilson (1960). Sin embargo, Greenberg (1968) aclara que esto no siempre es válido. (2) el

cociente de extinción total a selectiva será una función de la polarización; (3) si la radiación no está polarizada, la extinción en el ultravioleta será mayor que si estuviera polarizada. Estos resultados pueden visualizarse en la figura C.4 para partículas esféricas. Para el caso en que las partículas fueran cilindros infinitos, se tendría un diagrama como el mostrado en la figura C.5. En relación a estas dos gráficas se puede decir que si el ángulo entre el campo magnético y la línea de visión disminuye, entonces la polarización se reducirá, habrá un aumento en la dependencia de la polarización de la longitud de onda y se incrementará la extinción en el ultravioleta comparada con la del visible.

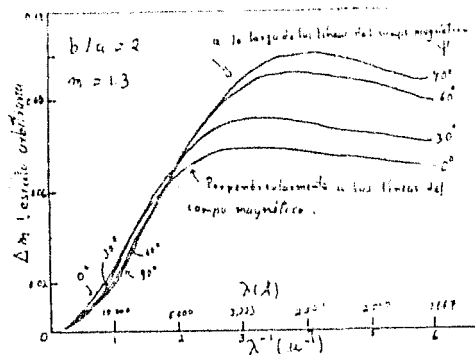


Fig.C.4 Efectos de la orientación de partículas esferoidales sobre la forma como depende la extinción de la longitud de onda.

ψ es el ángulo entre el eje de giro de la partícula y la línea de visión.

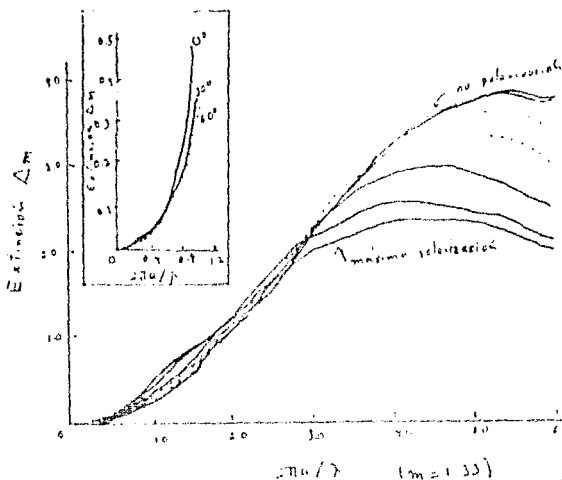


Fig. C.5 variación con $ka=2\pi a/\lambda$ de la extinción producida por cilindros infinitos dieléctricos girando en planos que hacen varios ángulos ψ con respecto a la dirección de la radiación incidente. El ángulo $\psi = 0$ corresponde al caso en el cual el plano de giro contiene el vector de propagación y así da lugar a un aumento en el máximo grado de polarización.

C.7.2.-Granos metálicos.

Si se considera una distribución de esferas metálicas de dos tamaños distintos, la curva de Whitford (ver fig. IV.1b) puede reproducirse de una manera adecuada, como lo afirma Göttinger (1952) Nubes de partículas metálicas podrían, en principio, reproducir tanto la extinción como la polarización observadas, pero no producirían variaciones en la ley de enrojecimiento relacionadas con distintas orientaciones, como las indicadas por las variaciones de los valores de la polarización sobre el cielo.

C.7.3.-Hojuelas de grafito.

Para partículas de grafito puro, en forma de placas y libres de mantos dieléctricos, la polarización depende de la longitud de onda similarmente como lo hace la extinción: sube monótonamente desde el infrarrojo hasta el ultravioleta, aunque se ha observado que la polarización es bastante plana, por lo menos en el intervalo $(1.3 \leq \lambda' \leq 3)\mu$ con un máximo quizá en el verde.

Si las hojuelas de grafito existen en el espacio, es razonable pensar que sobre ellas crecerían mantos dieléctricos, como por ejemplo hielo sucio. Si estos mantos son delgados, los granos probablemente preserven su grado de achatamiento, y la dependencia de la polarización de la longitud de onda aún tendería a incrementarse, aunque no tan rápidamente.

C.7.4.-Partículas con núcleo y manto.

En el caso de partículas con núcleo y manto se piensa que no hay un núcleo capaz de producir los cambios de dirección en las curvas de extinción que presenta Johnson (1968) en su artículo sobre extinción interestelar. Si existiera un núcleo del tamaño de una micra, la extinción a través del visible y del ultravioleta sería esencialmente independiente de la longitud de onda (extinción gris). Como se ha visto que la extinción depende de la longitud de onda, sólo se puede atribuir la extinción, tal y como la exhiben las curvas de absorción de Johnson, a dos distri

buciones de granos: una, teniendo tamaños muy grandes (de una micra de radio si el grano es metálico o cinco micras de radio si es un dieléctrico, con índice de refracción $n=1.33$) y otra distribución teniendo tamaños típicos de 0.05 a 0.10 micras de radio para metales o grafito y de 0.30 a 0.50 micras si son dieléctricos.

C.8.- teorías recientes acerca de la Extinción.

Hasta aquí hemos resumido en forma muy general, el trabajo de Greenberg (1968) acerca de la naturaleza de los granos interestelares. Sin embargo, en la "Encyclopedia of Astronomy" del editor Colin Donan (1979) se habla de estudios más recientes sobre granos. En la página 125 de esta Enciclopedia se menciona que la disminución de luz en el ultravioleta y visual puede deberse a partículas con tamaño comparable a la longitud de onda observada, es decir, alrededor de 0.1 micras. En la figura C.6 se muestra una curva de extinción en la que sobresalen tres "protuberancias" en 0.2, 3 y 10 micras; según la Enciclopedia, "estas son longitudes de onda a las cuales el grafito, hielo y silicatos absorben radiación y es probable que el polvo interestelar esté constituido de estas sustancias". Un buen modelo para explicar la extinción sería un grano con núcleo de algún silicato y un manto de hielo, pesando en total cerca de 10^{-10} kg. Aunque el polvo se encuentra generalmente disperso en todo el espacio, en algunas ocasiones forma nubes que se hallan en los alrededores de estrellas en proceso de formación; se cree que estas nu-

bes de polvo formarían una "bolsa protectora" de la protoestrella contra disturbios externos que tenderían a disgregar el gas del cual se está formando la estrella. Esto se apoya en el hecho de que muchas estrellas jóvenes están rodeadas de envolventes circumstelares. En cuanto a la formación de granos de polvo, es probable que éstos se originen en la atmósfera de estrellas muy evolucionadas, siendo posteriormente lanzados al espacio por el viento estelar. La variedad en la composición química de las estrellas viejas daría lugar a diferentes tipos de granos.

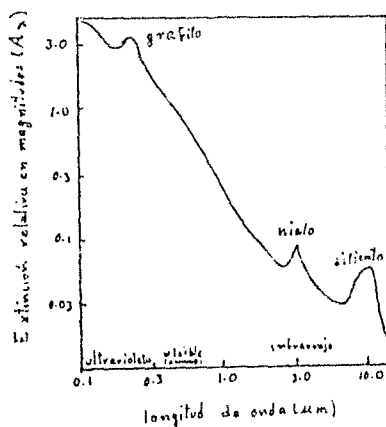


Fig. C.6 Curva de extinción mostrando como la luz en distintas longitudes de onda es absorbida por granos de polvo. Para longitudes de onda largas la absorción es pequeña. Diferente composición química de los granos sería la causante de la absorción en determinadas longitudes de onda, como lo muestran las tres "jorobas" sobre la curva.

Tomada de "Encyclopedia of Astronomy" Editor: Colin Ronan (1979).

Por su parte Rowan (1986) propone cuatro clases de partículas componentes del polvo interestelar: granos pequeños de grafito y de silicio, con tamaños típicos de pocas centésimas de micra de ancho y partículas diez veces mayores compuestas de silicio y carbón amorfos. Según Rowan, las partículas más pequeñas de carbón constituirían el llamado "cirro infrarrojo" que fue descubierto por el IRAS (Robinson, 1984 y Schorn, 1984). Estos granos estarán expuestos a una cantidad dos veces mayor de radiación luminosa que aquéllos que se hallan en la vecindad del Sol, esto sucede ya que los primeros están más lejos que sus constituyentes similares de nubes oscuras densas. El modelo propuesto por Rowan predice que los granos de polvo van a reemitir radiación en longitudes de onda largas, hasta de 1 mm; los granos más apropiados para hacerlo serán los silicatos más grandes. Como consecuencia de esto, el cirro infrarrojo va a restringir los estudios en longitudes de onda correspondientes al lejano infrarrojo y a longitudes de onda submilimétricas de fuentes más allá de nuestra galaxia.

Nota.- Las figuras C.1 a C.5 están tomadas de Greenberg (1968)

REFERENCIAS

- Altena, W.F., van, 1969, *Astron. J.* 74, No.1, 2.
- Alter, G., Hogg, H.S., Ruprecht, J. y Vanýsek, V., 1961, Appendix to the Bulletin of Astronomical Institutes of Czechoslovakia 12, No.1, Suppl.3, 17.
- Baade, D., 1963, *Astron. Astrophys. Suppl. Series*, 51, no.2, 235.
- Baade, W. y Minkowski, R., 1937, *Ap. J.* 86, 123.
- Behr, A., 1959, *Zs. f. Ap.* 47, 54.
- Bergh, S. van Der, y Roux, J. de, 1976, *Astron. J.*, 83, No.9, 1075.
- Bueren, H.G. van, 1952, *B.A.N.*, 11, 385.
- Buscombe, W., 1977, *Third General Catalogue of MK Spectral Classification*, (Northwestern University).
- Clariá, J.J., 1986, *Astrophys. and Space Science*, 72, 347.
- Feinstein, A. y Forte, J.C., 1974, *P.A.S.P.*, 86, 284.
- FitzGerald, M.P., 1970, *Astron. Astrophys.*, 4, 234.
- Gehrels, T., 1960, *Astron. J.*, 65, 470.
- Gezari, D.Y., Schmitz, M. y Mead, J.E., 1984, "Catalog of Infrared Observations", NASA (Reference Publications 111B).
- Greenberg, J.M., 1960, *Stars and Stellar Systems*, Vol. VII, ed. B.M. Middlehurst y L.H. Aller (Chicago: University of Chicago Press), 221.
- Greenberg, J.M. y Meltzer, A.S., 1960, *Ap. J.*, 132, 667.
- Güttler, H., 1952, *Zs. f. Ap.*, 31, 1.
- Hagen, G.L., 1970, "An Atlas of Open Cluster Colour-Magnitude Diagrams" (Publications of the David Dunlap Observatory), Vol. 4, (University of Toronto).
- Hall, J.S., 1937, *Ap. J.*, 85, 45.
- Hall, J.S., 1949, *Science*, 109, 166.
- Hall, J.S., 1958, *Publ. U. S. Naval Obs.*, 17, 275.
- Hiltner, W.A., 1949, *Science* 109, 165.
- Hiltner, W.A., 1956, *Vistas in Astronomy*, ed. A. Beer (London and New York: Pergamon Press), 2, 1086.

- Hoffleit, D. y Jaschek, C., 1982, "The Bright Star Catalogue" (Yale University Observatory).
- Hoffleit, D., Saladyga, M. y Wlasuk, P., 1983, "A Supplement to the Bright Star Catalogue" (Yale University Observatory).
- Hulst, H. C. van de, 1949, *Rech. Astr. Obs. Utrecht*, 1, parte 2.
- Iriarte, B., 1970, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 317.
- Janes, K.A., 1977, *Astron. J.*, 82, No.1, 35.
- Janes, K.A. y Smith, G.H., 1984, 89, no.4, 487.
- Johnson, H.L., 1964, *Bol. obs. Tonantzintla y Tacubaya*, 3, 305.
- Johnson, H.L., 1966, *Ann. Review Astron. Astrophys.*, 4, 193.
- Johnson, H.L., 1967, *Ap. J.*, 139, 1501.
- Johnson, H.L., 1968, *Stars and Stellar Systems*, Vol. VII, ed. B.M. Middlehurst y L.H. Aller (Chicago: University of Chicago Press), 167.
- Johnson, H.L., 1977, *Rev. Mexicana Astron. Astrophys.*, 2, 175.
- Johnson, H.L. y Borgman, J., 1963, *B.A.N.*, 17, No.2, 115.
- Johnson, H.L., Hoag, A.A., Iriarte, B., Mitchell, R.I. y Hallam, K., 1961, *Lowell Obs. Bull.*, 5, 133.
- Johnson, H.L. y Knuckles, C.F., 1955, *Ap.J.*, 122, No.2, 209.
- Johnson, H.L., Mac Arthur, J.W. y Mitchell, R.I., 1968, *Ap.J.*, 152, 465.
- Johnson, H.L. y Mendoza, E., 1964, *Bol. obs. Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 331.
- Johnson, H.L., Mitchell, R.I., Iriarte, B. y Wisniewski, W., 1966, *Comm. Lunar and Planetary Lab.*, 4, No. 63, 99.
- Kamijo, F., 1963, *Publ. Astr. Soc. Japan*, 15, 440.
- Kilambi, G.C., 1977, *Mon. Not. Real ast. Soc.*, 178, 423.
- Kilambi, G.C., 1978, *P.A.S.P.*, 90, 721.
- Lindoff, V., 1967, *Archiv. für Astronomi*, Banda 5, No. 1, 1.
- Lodén, L.O., 1965, *Stockholms Obs. Ann.*, 22, No.8.
- Lloyd, I., 1978, *Mon. Not. R. ast. Soc.*, 184, 66.
- Mendoza, E.E., 1966, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*, 4, 106.
- Mendoza, E.E., 1967, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*, 4, 149.
- Mendoza, E.E., 1968, *Ap. J.*, 151, 977.
- Mendoza, E.E. y Gómez, T., 1980, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 190, 623.

- Mermilliod, J.C., 1976, *Ast. Astrophys. Suppl. Series*, 24, 159.
- Mihalas, D., 1981, "Galactic Astronomy", ed. Freeman, W.H. and Company.
- Morgan, W.W. y Keenan, P.C., 1973, *Ann. Review Astron. Astrophys.* 11, 29.
- Perry, C.L., Franklin, C.B., Landolt, A.N. y Crawford, D.L., 1976, *Astron. J.*, 81, No.8, 632.
- Pishmish, P. y Bozkurt, S., 1977, *Astron. Astrophys. Suppl. Series*, 30, 81.
- Ronan, L., 1979, "Encyclopedia of Astronomy" (The Hamlyn Publishing Group Limited, London) 125.
- Rowan, M., 1986, citado en *Sky and Telescope*, nov., 466.
- Robinson, L., 1984, *Sky and Telescope*, 67, 4.
- Sagar, R. y Joshi, U.C., 1979, *Astrophys. and Space Science*, 66, 3.
- Sagar, R. y Joshi, U.C., 1983, *Mon. Not. R. Ast. Soc.*, 205, 747.
- Salgado, C.W. y Fernández, J.A., 1980, *Astron. Astrophys. Suppl. Series*, 39, 11.
- Schmidt, Th., 1958, *Zs. f. Ap.*, 46, 145.
- Schmidt-Kaler, Th., 1982, *Landolt-Börnstein, Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, Group VI*, (Berlin: Springer-Verlag), 17.
- Sharpless, S., 1952, *Ap. J.*, 116, 251.
- Sharpless, S., 1963, "Basic Astronomical Data, ed. K.A. Strand (Chicago and London: University of Chicago Press), 225.
- Schorn, R., 1984, *Sky and Telescope*, 67, 119.
- Stauffer, J., 1982, *Astron. J.*, 87, No.6, 899.
- Stebbins, J. y Huffer, C.M. y Whitford, A.E., 1939, *Ap. J.*, 90, 209.
- Stebbins, J. y Whitford, A.E., 1943, *Ap. J.*, 98, 20.
- Stone, R.C., 1980, *P.A.S.P.*, 92, 426.
- Strom, S.E., Strom, K.M., Brooke, A.L., Bregman, J. y Yost, J., 1972, *Ap. J.*, 171, 267.
- Ten Bruggencate, 1927, *Sternhaufen*, 146.
- Turner, D.G., 1976, *Astron. J.*, 81, No.12, 1125.
- Turner, D.G., 1979, *J. Roy. Astron. Soc. Can.*, 73, No.2, 74.
- Trumpler, R.J., 1930, *Lick Obs. Bul.*, 14, 154;

- Vasilevskis, S., 1965, *Astron. J.*, 70, No.10, 797.
- verschoor, J.N. y Genderen, A.M. van, 1983, *Astron. Astrophys. Suppl. series*, 53, 419.
- Visvanathan, S., 1965, tesis no publicada, citado por Greenberg(1968).
- Vleeming, G., 1974, *Astron. Astrophys. Suppl. Series*, 16, 331.
- Walker, E.F., 1956, *Ap. J. Suppl. Series*, 23, 365.
- Wallenquist, A., 1929, *Meddel. Upsala*, No.42.
- Wallenquist, A., 1959, *Ann. Ups. Obs.*, 17, No.7, 3.
- Whitford, A.E., 1956, *Astron. J.*, 63, 201.
- Wilson, R., 1960, *Mon. Not. R. ast. Soc.*, 120, 51.
- Young, A., 1978, *P.A.S.P.*, 90, 144.