



UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE MÉXICO

18
Lej.

FACULTAD DE CIENCIAS

**La Función de Luminosidad
y el Espectro de Masas
de las Estrellas de la
Vecindad Solar**

T E S I S

Que para obtener el Título de

F I S I C O

P r e s e n t a :

Claudia Lavalley Guzmán

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

México, D. F.

1994



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis 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.

A Nina y Pablo

A Pablo

A Alain

AGRADECIMIENTOS

Gracias,

A tí, mamá, por tu presencia siempre segura y sonriente, por tu cariño, por tu vitalidad.

A tí, papá, por todo el apoyo brindado durante todos estos años en todos sentidos, por tus consejos, por tu paciencia.

A tí, Pablo, por tu serenidad, tu mirada alegre, tu sonrisa, tus consejos y tus inmensas ganas de vivir.

A tí, Alain, por todas las ilusiones, los sueños y la vida compartidos.

Gracias Nacho, por ayudarme a desenredar la madeja y a poner el tapete en su lugar.

Gracias Geo por todos los momentos, fáciles y difíciles, compartidos y Ale, Arturo, Magda y Arnulfo por las ilusiones y la gran vitalidad que me han contagiado durante casi toda la vida.

Gracias a Sergio, Gaby, Armando, Deborah, Alfredo, Rosalía, Luis, Javier, Lorenzo y Nori, por su presencia y apoyo a lo largo de todos estos años.

Gracias a la Nena, Nina, Verónica, Dol, Laura y Adriana por la risa y el disfrute tanto a las 8:00 de la mañana como a las 11:00 de la noche.

Gracias a toda mi familia: mis tíos, mis primos y mis abuelitos, por el cariño y apoyo de siempre.

Gracias muy especiales a los doctores Arcadio Poveda y Miguel Angel Herrera por la dirección de esta tesis, pero sobre todo, por enseñarme a gozar del trabajo de investigación y a amar la astronomía.

Gracias a Lupita Cordero, María Orozco, Paty Ambrosio y Alberto Nigoche por toda su ayuda en el trabajo cotidiano.

Gracias a Christine Allen, Alejandro Ruelas y Alipio Calles por la cuidadosa revisión de esta tesis y sus atinadas correcciones.

Gracias a los Doctores Arcadio Poveda, Alfonso Serrano y Gianfranco Bisiacchi por el gran apoyo que me brindaron durante estos últimos años.

Gracias a todo el personal académico y administrativo del Instituto de Astronomía de la UNAM, en especial a la Comisión de Posgrado, al Subcomité de Becas, a Miriam Peña, Eduardo Almendra, Alberto García y Bertha.Hernández por su gran ayuda y paciencia.

Muchas gracias también a Irma Camelo, a Julio Sánchez, a Ramón Paredes y a todo personal del PUIDE en general.

INDICE

I. INTRODUCCION.....	0
II. CAPITULO I. FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DE LAS ESTRELLAS DE LA VECINDAD SOLAR.....	5
1. Métodos clásicos para la determinación de la función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar (FLVS).....	6
a) Método de paralajes promedio.....	9
b) Método de paralajes trigonométricas.....	11
c) Método de las magnitudes absolutas promedio.....	17
d) Diferentes FLVS obtenidas a partir de los métodos clásicos.....	20
2. Métodos más recientes para la determinación de la FLVS.....	22
a) Método diferencial.....	23
b) Método fotométrico.....	25
c) Método de paralajes trigonométricas para estrellas con valor de H restringido (de Schmidt).....	28
d) Método desarrollado por Wielen.....	31
3.- Determinación de la FLVS realizada por Wielen....	33
a) El catálogo de estrellas cercanas de Gliese.....	33
b) Estimación de la completez del catálogo de Gliese de 1979.....	35
c) La muestra utilizada por Wielen.....	37
d) Función de luminosidad presentada por Wielen en 1983.....	38
4.- Nueva determinación de la FLVS a partir del catálogo de Gliese de 1991.....	40
a) Algunas características de las estrellas del Gliese 1991.....	40
b) Criterios para realizar el análisis de completez de las estrellas	

	del Gliese 1991.....	41
c)	Muestra utilizada para determinar la nueva FLVS.....	43
d)	Determinación de las regiones de completez de las estrellas secuencia principal del Gliese 1991.....	48
e)	Construcción de la nueva FLVS.....	50
f)	Nueva función de liminosidad de las estrellas de la vecindad solar.....	55

III. CAPITULO II. FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DEL SUPERCÚMULO DE LAS HIADAS A PARTIR DEL CATÁLOGO NLTT.....57

1.	El surgimiento del concepto de supercúmulo.....	57
2.	Trabajos anteriores sobre el cúmulo y supercúmulo de las Híadas.....	60
	a) El trabajo de Van Bueren (1952).....	61
	b) El trabajo de Van Altena (1966).....	63
	c) Los trabajos de Luyten (1971 y 1981).....	66
	d) Los trabajos de Eggen (1950-1993).....	67
	e) El trabajo de Bubenicek et al (1985).....	67
	f) El trabajo de René Méndez y Ma. Teresa Ruiz (1992).....	68
	g) El trabajo de Reid (1993).....	71
3.	Los trabajos de O. J. Eggen.....	72
	a) Definiciones de Grupo y Supercúmulo.....	72
	b) Criterio basado en la convergencia de los movimientos propios utilizado por Eggen.....	74
	c) Parámetros de los Supercúmulos de las Híadas y Sirio publicados por Eggen en 1984.....	77
	d) La búsqueda sistemática de miembros de los Supercúmulos de Híadas y Sirio emprendida por Eggen en 1984 y sus resultados.....	78
	e) Evaluación del criterio de Eggen.....	81
4.	Algunas características del supercúmulo de las Híadas.....	83
5.	Búsqueda de nuevos miembros del supercúmulo de las Híadas.....	84

a)	Nuevo criterio de membresía: criterio de los movimientos propios.....	84
b)	Nuevos miembros del supercúmulo de las Híadas en el NLTT.....	88
6.	Función de luminosidad de las Híadas del NLTT.....	90
IV.	CAPITULO III. COMPARACION DE LAS FUNCIONES DE LUMINOSIDAD OBTENIDAS PARA LAS ESTRELLAS DE LA VECINDAD SOLAR Y EL SUPERCUMULO DE LAS HIADAS, Y TRANSFORMACION A ESPECTRO DE MASAS.....	94
1.	Comparación de ambas Funciones de Luminosidad.....	94
a)	El número de estrellas pertenecientes a cada una de las dos poblaciones.....	95
b)	Comparación de la forma de las Funciones de Luminosidad obtenidas.....	95
2.	Transformación a espectro de masas.....	96
a)	Ajuste exponencial.....	96
b)	Relaciones masa-luminosidad.....	98
c)	Análisis de la relación masa-luminosidad de Henry y Mc Carthy.....	101
i)	Relación entre la Función de Luminosidad y el espectro de masas.....	101
ii)	El problema de la discontinuidad en la derivada.....	102
iii)	Ajuste lineal a los datos de M_v y $\log(m/m_\odot)$ de Henry y Mc Carthy.....	102
d)	Espectros de masa obtenidos para ambas poblaciones.....	104
e)	Discusión y comparación de los espectros de masas obtenidos.....	105
i)	Proporción de Híadas respecto a las estrellas de campo.....	105
ii)	Exponentes de ambos espectros de masa.....	106
V.	CONCLUSIONES.....	107
VI.	APENDICES.....	108
VII.	REFERENCIAS BIBLIOGRAFICAS.....	118

I. INTRODUCCION

Después de tantos siglos de investigación astronómica, existen todavía incógnitas cuya resolución resulta fundamental para la comprensión del universo. En particular, preguntas relacionadas con el proceso de formación estelar, la distribución de las masas de las estrellas o la cantidad de materia oscura en el universo, siguen latentes en el quehacer astronómico cotidiano. Dos ingredientes imprescindibles para la resolución de estos problemas son el diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR) y la Función de Luminosidad de las estrellas de diversas poblaciones estelares.

El diagrama HR empírico de una población estelar es una gráfica de sus magnitudes absolutas vs. sus tipos espectrales o sus índices de color. Una de las características más importantes de este diagrama es que en él se distinguen claramente zonas más densamente pobladas que otras. A partir de ello, se identificaron las diferentes secuencias evolutivas de las estrellas: las estrellas pre-secuencia principal, la secuencia principal, las nebulosas planetarias, gigantes rojas, enanas blancas, etc. Para conocer cuantitativamente cómo se distribuyen las estrellas en este diagrama HR, puede graficarse el número de estrellas por intervalo de magnitud absoluta y tipo espectral (o índice de

color), obteniendo el llamado diagrama de Hess (ver Figura 1). Si tomamos ahora la 'proyección' de este diagrama sobre el plano definido por el número de estrellas y la magnitud absoluta para las estrellas contenidas en una región limitada del cielo, obtenemos lo que se llama la Función de Luminosidad de una población estelar.

Así pues, la Función de Luminosidad proporciona el número de estrellas por intervalo de magnitud absoluta y por unidad de volumen. En general, los intervalos de magnitud absoluta se toman como $m \pm \Delta m$, donde $\Delta m = 0.5$ y m es un número entero. Una buena interpretación de la Función de Luminosidad puede dar información sobre el proceso de formación y evolución estelar. Además, utilizando relaciones masa-luminosidad apropiadas para cada intervalo de magnitud absoluta puede constituir una vía para derivar el espectro de masas de las estrellas de la población en cuestión, y también para tener algunos indicadores que permitan incursionar en la investigación del problema de la materia oscura. En este sentido, es interesante preguntarse si sus características son consecuencia directa de la forma del espectro de masas correspondiente, o bien, de la incompletitud de los datos observacionales existentes, sobre todo en el caso de las estrellas débiles.

Evidentemente, la población estelar que mejor se conoce es la constituida por las estrellas de la vecindad solar. Es en esta

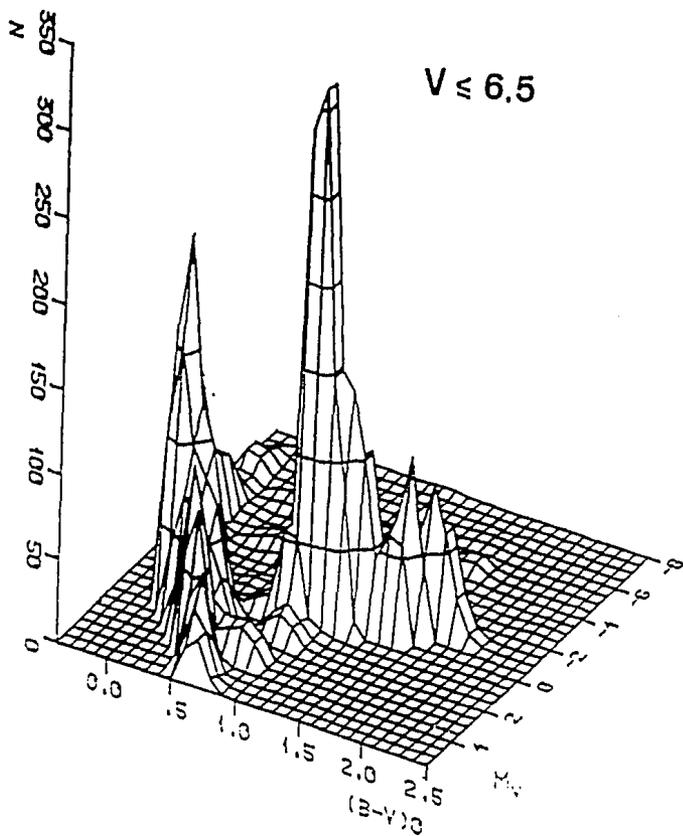


Figura 1. Diagrama de Hess: Conteos de las estrellas brillantes ($V \leq 6.5$) de toda la bóveda celeste en función de M_V y $B-V$. Tomada de *The Nearby Stars and the Stellar Luminosity Function*, ed. por A.G. Davis Phillip y Arthur Uppgren, IAU Colloquium No. 76, 1983, p. 2

región en donde podemos intentar hacer una determinación confiable de la función de luminosidad, para después tratar de hacer una extrapolación de los resultados obtenidos al resto del universo. Considerando que en dicha región se tiene una mezcla de estrellas de diferentes edades, algo que resulta interesante es tratar de comparar la forma de su función de luminosidad con la de un grupo de estrellas de otra edad pero más o menos contemporáneas, por ejemplo, con las estrellas pertenecientes a un cúmulo joven. De esta manera, pueden salir a flote los efectos de la evolución estelar en la distribución de magnitudes absolutas o de masas.

En este trabajo se expondrá una determinación de la Función de Luminosidad tanto de las estrellas de la vecindad solar, basada en los datos del Catálogo de Estrellas Cercanas de Gliese (versión 1991), como también de la Función de Luminosidad del supercúmulo de las Híadas, basada en los datos del catálogo de estrellas con $\mu \geq 0.2''/\text{año}$ (NLTT) de Luyten. Asimismo, mostraré una interpretación y comparación de dichas funciones en términos de un espectro de masas derivado de ellas.

La tesis está constituida por 3 capítulos, cuyo contenido se describe a continuación.

El capítulo I está dedicado a la Función de Luminosidad de las estrellas de la vecindad solar. En él se empieza por hacer una revisión de los métodos que se han utilizado para determinar

dicha función desde principios de siglo hasta nuestros días. Posteriormente, dedico una sección a explicar detalladamente el método aplicado por R. Wielen a las estrellas de la versión de 1979 del Catálogo de Estrellas Cercanas de W. Gliese, pues ese método es el que será utilizado para realizar una nueva determinación de la Función de Luminosidad de las Estrellas Cercanas. Finalmente, expongo dicha determinación, la cual se basa en el Catálogo de Gliese de 1991 y constituye la aportación original de este trabajo de tesis en lo que se refiere a la Función de Luminosidad de las Estrellas Cercanas.

El capítulo II está dedicado a la Función de Luminosidad del supercúmulo de las Híadas. Este capítulo está formado por dos partes principales. La primera parte consiste en una revisión histórica de los trabajos realizados sobre el cúmulo y supercúmulo de las Híadas, entre los que se destacan los trabajos de O. J. Eggen; así como en la identificación de nuevos miembros de dicho supercúmulo entre las estrellas contenidas en el catálogo NLTT de W. Luyten. La segunda parte está dedicada a la derivación de la función de luminosidad del supercúmulo a partir de los datos de los miembros identificados. Tanto la identificación de nuevos miembros como la derivación de la función de luminosidad para el supercúmulo de las Híadas son resultados originales de este trabajo.

En el capítulo III, se convierten las dos funciones de luminosidad obtenidas en los correspondientes espectros de masas mediante las relaciones masa-luminosidad que se consideran apropiadas. Finalmente, para concluir, se hace una interpretación de ambas funciones, y se comparan las características de ambas poblaciones. Este capítulo es, en su totalidad, una contribución original de este trabajo.

A lo largo de la tesis se hará referencia a algunos catálogos. En el apéndice E de la tesis aparece una tabla en la que se da una breve explicación de cada uno de ellos.

CAPITULO I

FUNCION DE LUMINOSIDAD DE LAS ESTRELLAS CERCANAS

Para realizar la determinación de la Función de Luminosidad de las estrellas de la vecindad solar (FLVS), se han desarrollado diversos métodos estadísticos a lo largo de todo este siglo.

Uno de los puntos más delicados en la aplicación de dichos métodos es la elección de la muestra a partir de la cual se harán las estimaciones estadísticas correspondientes. En particular, es importante saber hasta qué distancia a partir del sol podemos considerar que tenemos una muestra representativa de las estrellas de la región. Dicha muestra debe contener un número suficientemente grande de estrellas para evitar los efectos estadísticos que aparecen al trabajar con números pequeños, pero también debe ser una muestra que pueda considerarse completa y que, en principio, no esté afectada por sesgos importantes. Algunas veces se ha definido esta muestra como todas aquellas estrellas conocidas que se encuentran dentro de una esfera de 50 parsecs de radio centrada en el sol, argumentando que dentro de esta región las paralajes son suficientemente grandes como para ser medidas con una buena precisión, que el efecto de absorción es

despreciable, y que podemos esperar que esta muestra sea bastante homogénea dado que todavía no se empiezan a notar los cambios en la distribución espectral que se observan conforme nos alejamos del plano de la galaxia (Trumpler y Weaver, 1953). Sin embargo, veremos más adelante que la incompletez, tanto en los datos de paralajes como en la detección de estrellas débiles, empieza a ser evidente desde distancias del orden de 10 pc, e incluso antes.

Otras características de las muestras que deben ser tomadas en cuenta son los cortes en magnitudes aparentes y movimientos propios a los cuales están restringidos generalmente los programas de observación.

Existen 2 épocas que fueron muy prolíficas en el trabajo sobre la función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar. La primera se dió en la primera mitad de este siglo, en la cual se desarrollaron métodos ingeniosos que pretendían salvar, de alguna manera, la escasez de datos existentes para las estrellas. La segunda época, en la segunda mitad del siglo, dió como resultado el desarrollo de nuevos métodos basados en datos más abundantes y más precisos. Cada una de las secciones que aparecen a continuación está dedicada a una de las épocas mencionadas.

1.- Métodos clásicos para la determinación de la Función de Luminosidad de las estrellas de la vecindad Solar.

A continuación se explican los métodos desarrollados durante la primera mitad de este siglo para la determinación de la función

de luminosidad. Recordemos que a principios de siglo las mediciones de paralajes se realizaban utilizando métodos bastante rudimentarios, por lo que eran muy escasas y poco confiables. En cambio, el número de mediciones de magnitudes aparentes y movimientos propios empezaba a ser significativo. Por esta razón, se idearon diferentes maneras de relacionar las magnitudes aparentes y movimientos propios de las estrellas con sus magnitudes absolutas, para poder obtener su función de luminosidad. La razón por la cual podemos esperar que exista esta relación se explica a continuación.

Si tomamos una estrella con una magnitud aparente dada m_0 , sabemos que su magnitud absoluta dependerá únicamente de su paralaje (p), la cual está relacionada con la velocidad tangencial (V_t) y el movimiento propio (μ) mediante la relación:

$$V_t = 4.74 \mu/p \quad (1)$$

A partir de ella, y teniendo en cuenta que $m-M = 5 \log r - 5$ en ausencia de absorción, vemos que la magnitud absoluta de una estrella con magnitud aparente m_0 y movimiento propio μ_0 , depende únicamente de su velocidad tangencial. Si tomamos ahora una población de estrellas con valores de magnitud aparente y movimiento propio muy cercanos a los valores m_0 y μ_0 , resulta que su distribución de magnitudes absolutas dependerá únicamente de su distribución de velocidades tangenciales. Actualmente, existen

varias hipótesis sobre la distribución de velocidades espaciales de las estrellas de la vecindad solar, que nos muestran que dichas estrellas están relacionadas cinemáticamente. La proyección de cada una de ellas en diferentes regiones del cielo describe la relación existente entre las velocidades tangenciales de las estrellas en la vecindad solar. A partir de esto, es de esperarse que exista una cierta relación entre las magnitudes absolutas de las estrellas con valores de magnitud aparente y movimientos propios alrededor de m_0 y μ_0 , respectivamente.

En los siguientes tres incisos se explican tres métodos que utilizan tres diferentes relaciones entre magnitud aparente, movimiento propio y magnitud absoluta. El último inciso recopila los resultados que fueron obtenidos utilizando dichos métodos.

De aquí en adelante, se mencionarán detalles relacionados con distribuciones multivariadas, es decir, conteos de estrellas en función de varias variables como, por ejemplo, magnitud, paralaje, movimientos propios, etc. A los números obtenidos a partir de conteos en intervalos sobre dos o más variables $V_1, V_2 \dots V_n$, se les denominará distribución de estrellas en el espacio $V_1-V_2-\dots-V_n$. Dicho espacio estará dividido en pequeñas regiones con dimensiones $\Delta V_1 \times \Delta V_2 \dots \times \Delta V_n$, a las cuales se les llamará celdillas en el espacio $V_1-V_2-\dots-V_n$. Los símbolos que se utilizarán para denotar la magnitud aparente, el movimiento propio y la paralaje serán m, μ y p , respectivamente.

a) Método de paralajes promedio

Este método fue desarrollado por Kapteyn y van Rhijn en el período comprendido entre 1900 y 1936 (Kapteyn, 1902).

Lo más importante de este método es la utilización de la distribución de paralajes de las estrellas contenidas en cada celdilla del espacio $m-\mu$ obtenida a partir de aquellas estrellas que tenían datos sobre p , m y μ , para obtener una función de luminosidad a partir de aquellas estrellas con datos sobre m y μ únicamente.

Kapteyn y van Rhijn se dieron cuenta de que la distribución de paralajes alrededor del valor promedio de las estrellas contenidas en una celdilla del espacio $m-\mu$, tenía la misma forma independientemente del valor de m y μ de la celdilla que se estuviera considerando. En particular, las paralajes siguen una distribución logarítmico-normal, como la expresada en la ecuación (2), y lo único que cambia al cambiar de celdilla en el espacio $m-\mu$ es el valor alrededor del cual se distribuyen. Así, para cada celdilla en el espacio $m-\mu$ encontraron el valor promedio de la paralaje $\bar{p}(m,\mu)$ y asignaron la distribución común a todas las celdillas, alrededor de este valor.

$$\phi(p) dp = \frac{\log e}{\sigma(p-a)\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(\log(p-a)-m)^2}{2\sigma^2}} dp \quad (2)$$

En esta ley de probabilidades, $\log(p-a)$ tiene una distribución exponencial, con varianza σ . La constante a es el valor más pequeño que alcanza p y es proporcional a \bar{p} : $a = \alpha \bar{p}$ y m es una constante determinada por los parámetros σ , α y \bar{p} .

Tomaron entonces las estrellas que tenían datos únicamente de magnitud aparente y movimiento propio, y asignaron a cada celdilla en el espacio $m-\mu$ la distribución de paralajes correspondiente. Al sumar las distribuciones de las estrellas contenidas en celdillas con magnitud aparente común, obtuvieron una distribución de paralajes para cada magnitud aparente (véase Figura 2). A partir de ella, mediante conteos por intervalos de paralajes, obtuvieron el número de estrellas por intervalo de magnitud absoluta en el volumen correspondiente. Hecho esto, es muy sencillo obtener una función de luminosidad, sumando simplemente los conteos correspondientes a la misma magnitud absoluta, divididos por el volumen utilizado para realizarlos.

En la tabla 1 se muestran los resultados obtenidos por Kapteyn y van Rhijn al realizar los conteos para diferentes valores de magnitudes absolutas e intervalos de paralaje. Es interesante notar cómo, a medida que nos alejamos del sol, hay una

Tabla 1. Resultados obtenidos por Kapteyn y van Rhijn al realizar los conteos de estrellas para diferentes valores de magnitud absoluta e intervalos de paralaje. Tomada de McCuskey, 1966, p. 145.

límites en paralaje	M_v	-2.5	-1.5	-0.5	+0.5	+1.5	+2.5	+3.5	+4.5	+5.5	+6.5	+7.5	log volumen
.00100-.00158					5.618	6.191	6.631						8.870
.00159-.00251	$m = 6$		4.503	5.240	5.873	6.396	6.795	7.035					8.279
.00251-.00399	4.160		4.763	5.428	6.003	6.490	6.868	7.177	7.278				7.679
.00399-.00631	4.317		5.023	5.563	6.090	6.557	6.928	7.210	7.419	7.455			7.079
.00631-.0100	4.567		5.090	5.670	6.143	6.569	6.965	7.279	7.443	7.552	7.615		6.479
.0100-.0159	4.877		5.260	5.654	6.163	6.580	6.942	7.235	7.521	7.568	7.623	7.761	5.879
.0159-.0251			5.240	5.762	6.126	6.551	6.923	7.192	7.414	7.681	7.659	7.591	5.279
.0251-.0398				5.763	6.184	6.522	6.855	7.180	7.366	7.522	7.729	7.648	4.679
.0398-.0631					6.383	6.544	6.860	7.103	7.400	7.503	7.607	7.692	4.079
.0631-.100						6.366	6.800	7.211	7.366	7.574	7.597	7.651	3.479
.100-.158								6.966	7.483	7.501	7.723	7.652	2.679
>.158										7.451	7.720	7.735	

$m = 6$

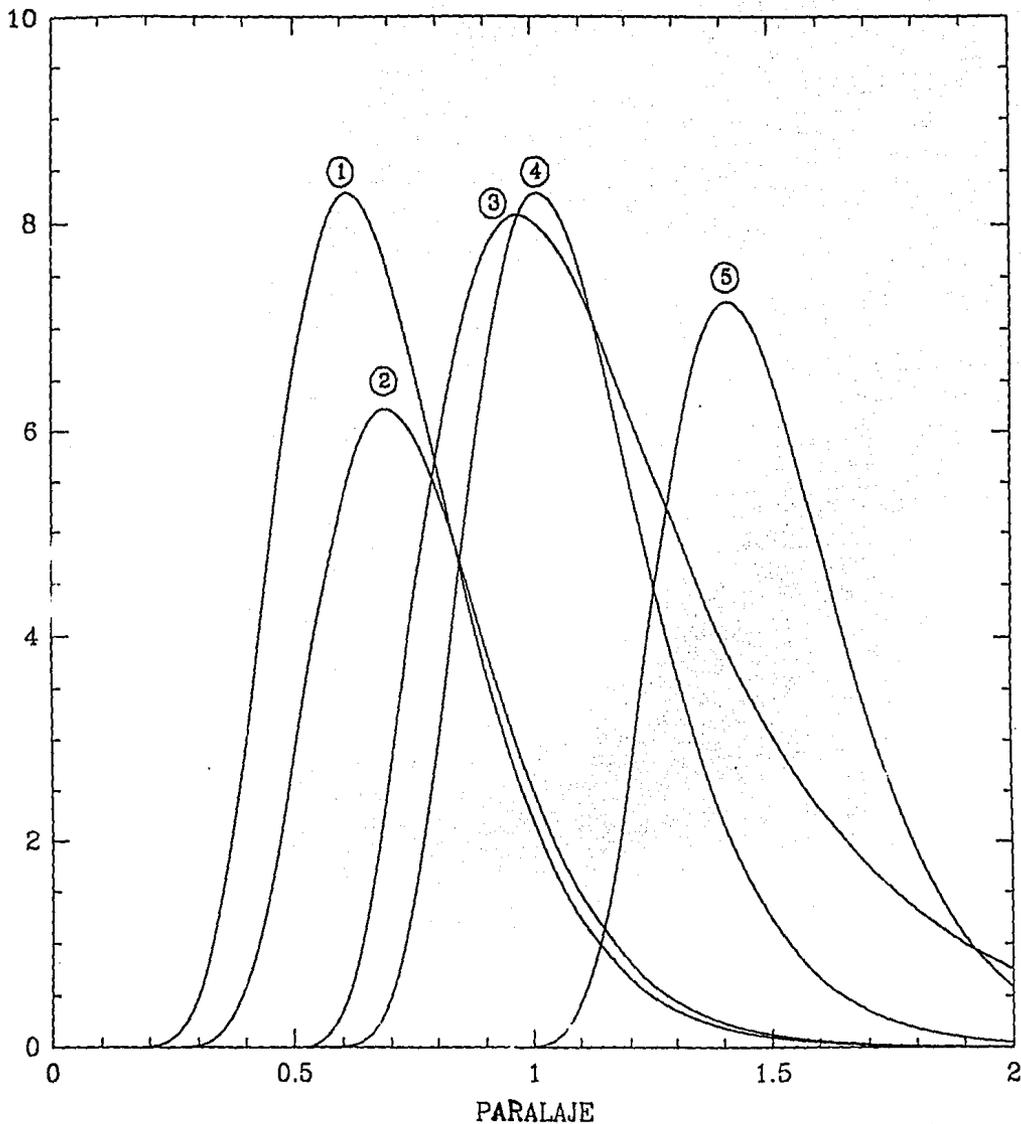


Figura 2. Distribución de paralajes para estrellas con magnitud aparente $m_0=10$ y varios valores de movimiento propio. 1: $\mu=0.2''/\text{año}$; 2: $\mu=0.4''/\text{año}$; 3: $\mu=0.6''/\text{año}$; 4: $\mu=0.8''/\text{año}$; 5: $\mu=1.2''/\text{año}$.

variación en la densidad de estrellas de una magnitud absoluta dada. Esto es, evidentemente, un síntoma de la incompletez de la muestra.

b) Método de paralajes trigonométricas.

Este método fue utilizado principalmente por van Rhijn cuando se tuvieron mediciones más abundantes de paralajes. (Van Rhijn, 1925)

Hay dos cosas importantes en este método:

- La extrapolación de la distribución de paralajes encontrada en las estrellas contenidas en una celdilla $m-\mu$ y con paralaje medida, a las estrellas contenidas en la misma celdilla $m-\mu$, pero sin información de paralajes. A diferencia del método anterior, aquí se utiliza una distribución discreta de paralajes, y no un ajuste continuo.
- La introducción de un factor dependiente del valor de m y p que corrige la incompletez en los datos de paralajes debida a la cota inferior para los movimientos propios existente en los programas de medición de paralajes.

Estadísticamente hablando, es más probable que una estrella con movimiento propio grande tenga una paralaje medible, que una que tenga un movimiento propio pequeño o nulo. Debido a esto y al límite de magnitud impuesto por la sensibilidad del detector

utilizado para realizar las mediciones (en esa época placas fotográficas), las muestras de estrellas a las cuales se considera candidatos para medirles su paralaje están restringidas mediante una cota inferior para los movimientos propios ($\mu > \mu_0$) y una cota superior para las magnitudes aparentes ($m < m_0$). Sin embargo, no a todas las estrellas que cumplen con esas dos condiciones se les ha medido la paralaje. La proporción de estrellas con paralaje medida en una celdilla $m-\mu$ con respecto al número total de estrellas contenidas en esa celdilla está dada por la siguiente expresión:

$$K_1(m, \mu) = N_p(m, \mu) / N(m, \mu) \quad (3)$$

donde $N_p(m, \mu)$ es el número de estrellas en la celdilla $m-\mu$ con paralaje medida y $N(m, \mu)$ es el número total de estrellas en dicha celdilla.

En este método se considera que la distribución de paralajes de las estrellas contenidas en la celdilla $m-\mu$ y con paralajes medidas, es exactamente la misma que la de todas las estrellas contenidas en esa celdilla, pero que no tienen necesariamente información sobre paralajes. Es decir, que el número esperado de estrellas con paralaje p contenidas en la celdilla $m-\mu$: $N(p, m, \mu)$, está dado por la siguiente relación:

$$N(p, m, \mu) = K_1(m, \mu) N_p(p, m, \mu) \quad (4)$$

donde $N_p(p, m, \mu)$ es el número de estrellas contenidas en la misma celdilla $m-\mu$ y con paralaje p medida.

En este punto, y con la finalidad de tomar en cuenta los errores observacionales, se introduce una dispersión en los valores de la paralaje que hasta este momento se habían considerado valores puntuales, convirtiendo la distribución de paralajes en una distribución continua.

Sumando los números $N(p, m, \mu)$ para los diferentes valores de μ (recordemos que $\mu > \mu_0$), se obtiene el número de estrellas por intervalo de magnitud aparente y con paralaje p con movimientos propios mayores que μ_0 , dado por la siguiente ecuación:

$$G_{\mu_0}(m, p) = \sum_{\mu > \mu_0} K_1(m, \mu) N_p(p, m, \mu) \quad (5)$$

El subíndice μ_0 nos recuerda que sólo se están tomando en cuenta movimientos propios mayores que la cota inferior μ_0 . El método utilizado por van Rhijn para corregir este sesgo según se explica a continuación, utiliza la teoría de distribución de velocidades de las estrellas de la vecindad solar.

Supongamos el caso más sencillo: que las velocidades peculiares de las estrellas de la vecindad solar tienen una distribución azarosa, es decir, que la distribución de velocidades alrededor del Estándar Local de Reposo (ELR de aquí en adelante) es Maxwelliana. Esto, referido al sol, se expresa según la relación (6).

$$\Phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = \frac{1}{\sigma^3 (2\pi)^{3/2}} e^{-1/2 \left[\frac{(\dot{x} - \dot{x}_0)^2 + (\dot{y} - \dot{y}_0)^2 + (\dot{z} - \dot{z}_0)^2}{\sigma^2} \right]} \quad (6)$$

donde \dot{x}_0 , \dot{y}_0 , \dot{z}_0 son las componentes de velocidad del SLR con respecto al sol, o bien el negativo de la velocidad del sol con respecto al SLR, cuyas componentes en coordenadas galácticas se tomarán como (+9, +12, +7), a lo largo de este trabajo. En la Figura 3 aparece dicha distribución en el espacio de velocidades.

Si proyectamos esta distribución de velocidades en el plano de velocidades tangenciales para una región pequeña del cielo, obtenemos lo siguiente (Trumpler y Weaver, (1953):

$$\Phi(t\alpha, t\delta) = \frac{1}{\sigma^2 (2\pi)} e^{-1/2 \left[\frac{(t\alpha - t\alpha_0)^2 + (t\delta - t\delta_0)^2}{\sigma^2} \right]} \quad (7)$$

donde $t\alpha$ y $t\delta$ son las componentes de la velocidad tangencial con respecto al sol en ascensión recta y declinación; y $t\alpha_0$ y $t\delta_0$ son las componentes en ascensión y declinación de la proyección del

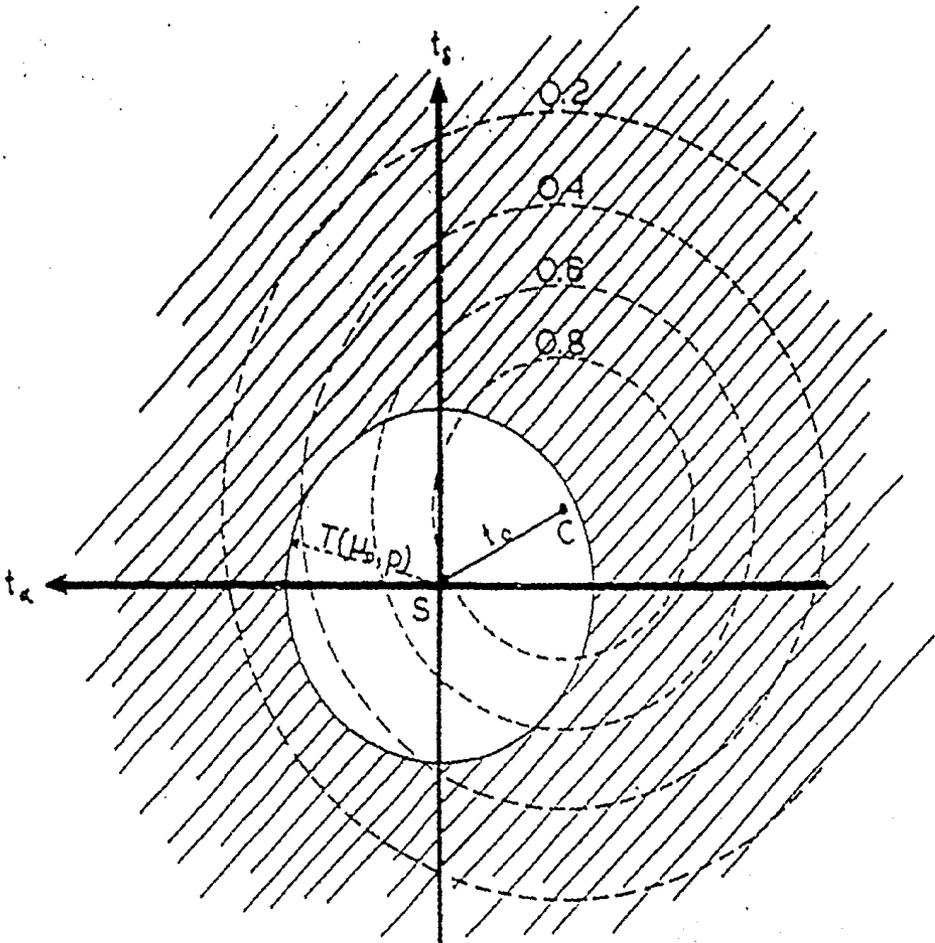


Figura 3. Distribución maxwelliana de velocidades alrededor del ELR. Las velocidades aparecen graficadas con respecto al sol, siendo el vector SC la velocidad del ELR con respecto al sol. Tomada de Trumpler y Weaver, 1953, p. 269.

movimiento espacial del ELR con respecto al sol, en esa región del cielo. La Figura 4 representa esta distribución en el plano de velocidades tangenciales.

La velocidad tangencial mínima que debe tener una estrella con paralaje p para tener un movimiento propio mayor o igual que μ_0 , está dada por $T(\mu_0, p) = \mu_0 k/p$, con $k=4.74$.

Entonces podemos obtener la fracción de estrellas (en una pequeña región del cielo) con movimientos propios mayores que μ_0 para cada celdilla en el espacio m - p , que se denotará como $1/K_2(m, p | \mu_0)$, como sigue:

$$\frac{1}{K_2(m, p | \mu_0)} = \iint_{t > T(\mu_0, p)} \Phi(t_\alpha, t_\delta) \quad (8)$$

El valor de $K_2(m, p | \mu_0)$ depende de la distancia angular del centro de la pequeña región del cielo escogida para determinar $\Phi(t_\alpha, t_\delta)$, al punto hacia donde parecen apuntar los movimientos propios de las estrellas cercanas al sol debido a su velocidad relativa con respecto éste. (Ver la sección 1 del capítulo II para mayor explicación de este efecto). A dicho punto se le llama *Antiapex solar*. Como las coordenadas del antiapex solar dependen de la magnitud absoluta de las estrellas que se están considerando, para cada celdilla se deberán tomar las coordenadas del antiapex solar correspondientes a la magnitud aparente y

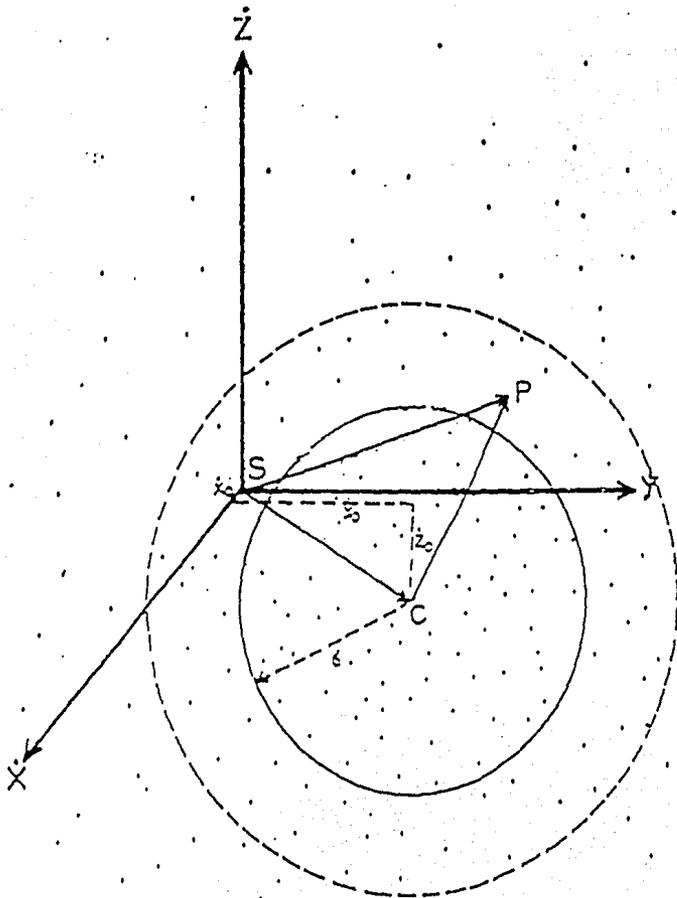


Figura 4. Proyección de una distribución maxwelliana de velocidades espaciales, en el plano de velocidades tangenciales en una pequeña región del cielo. El sistema de referencia está anclado en el sol. Las diferentes circunferencias marcan las regiones de igual frecuencia de la función de distribución de velocidades tangenciales. Tomada de Trumpler y Weaver, 1953, p. 376.

paralaje utilizadas, y realizar un promedio de $K_2(m,p | \mu_0)$ considerando regiones en toda la bóveda celeste. Obteniendo este factor de incompletez, podemos obtener una distribución de las estrellas de la muestra en el espacio m-p, libre de cualquier restricción en los valores de μ :

$$G(m,p) = K_2(m,p|\mu_0) G_{\mu_0}(m,p) \quad (9)$$

A partir de este punto, se procede como en el método de paralajes promedio para obtener la función de luminosidad, es decir, a cada celdilla en el espacio m-p se le asigna un valor representativo de paralaje y magnitud y por consiguiente de magnitud absoluta. Hecho esto, se suman los números obtenidos para celdillas con magnitudes absolutas iguales (o dentro de un cierto intervalo) y se dividen entre el volumen definido por los valores extremos de las paralajes de las celdillas consideradas.

Una variante interesante de este método consiste en utilizar una muestra de estrellas con paralajes espectroscópicas. La ventaja de este método es que se puede tener estrellas hasta a 100 parsecs del sol. Sin embargo, no es posible considerar la muestra homogénea hasta estas distancias. Para eliminar la incompletez en medición de paralajes y detección de estrellas débiles, se introduce un factor de incompletez que se obtiene a partir de la relación entre el volumen dentro del cual puede considerarse completa la muestra (para una magnitud dada) y el volumen

correspondiente a la mínima paralaje medida. Además de este factor, se debe tomar en cuenta la absorción del medio interestelar en la estimación de las magnitudes absolutas. El resto se hace exactamente igual que en el método de paralajes trigonométricas.

c) Método de las magnitudes absolutas promedio.

Este método fue desarrollado y ampliamente utilizado por Luyten, aplicándolo a muestras de estrellas con movimientos propios grandes. (Luyten 1939, Luyten 1968).

Antes de empezar a hablar del método en sí, es importante recordar algunos sesgos en las muestras tomados en cuenta por Luyten antes de empezar a trabajar con ellas. Luyten considera importante tomar en cuenta los siguientes factores:

- i) Errores en los conteos debidos a la inclusión de ambos miembros de sistemas binarios.
- ii) Errores en la escala de magnitudes utilizada.
- iii) Incompletez debida a la omisión de algunas áreas del cielo no incluídas en el proceso de 'blinkeo'.
- iv) Incompletez debida a mediciones erróneas de μ .
- v) Incompletez debida a la distribución de las imágenes con respecto al centro de las placas.

Con respecto al primer punto, Luyten toma los sistemas binarios de sus catálogos como una sola estrella con una magnitud igual a la combinación de las magnitudes individuales, argumentando que de esa manera elimina una inhomogeneidad en los datos, ya que al considerar una binaria espectroscópica se toma justamente como una sola estrella con magnitud combinada.

Los factores ii) a v), los evalúa tomando en cuenta los pormenores del proceso de blinqueo, características de las placas, tiempos de exposición de las mismas, etc.

Introduce toda esta información en la determinación de la distribución del número de estrellas por intervalos de magnitud aparente y movimiento propio: $N(m, \mu)$.

El punto más original y más importante de este método consiste en la introducción de una variable llamada movimiento propio reducido (H) definida como la magnitud absoluta que tendría una estrella de magnitud aparente m si su paralaje fuera igual a su movimiento propio:

$$H = m + 5 \log(\mu) + 5 \quad (10)$$

En principio, esta definición parece ser un poco extraña. Sin embargo, lo importante de esta variable H, es que existe una fuerte correlación entre ella y la magnitud absoluta promedio de

una muestra de estrellas. Si expresamos H ahora en función de la magnitud absoluta y la velocidad tangencial (relación 11)

$$H = M + 5 \log V_t - 5 \log(4.74) \quad (11)$$

podemos ver que la relación entre H y M depende únicamente de los valores de la velocidad tangencial. Es decir, para una población con baja dispersión en las velocidades tangenciales, la diferencia entre el valor real de M y un valor calculado a través de la variable H ($M(H)$) será más o menos la misma para todas las estrellas y así se observará una clara correlación entre ambas variables.

Tomando una muestra de 620 estrellas con datos sobre paralaje, magnitud aparente y movimiento propio, Luyten obtiene la gráfica de \bar{M} vs. H que aparece en la Figura 5. A continuación toma varios intervalos de H y calcula, en cada caso, la dispersión de la distribución de M alrededor de \bar{M} , suponiendo que esta distribución sigue una forma gaussiana. Finalmente, con la relación entre \bar{M} y H y la estimación de la dispersión de las magnitudes absolutas reales, transforma los conteos de estrellas realizados en función del valor de H en una función de luminosidad.

La que Luyten propone finalmente, según dice en su artículo, es un compromiso entre las diferentes funciones

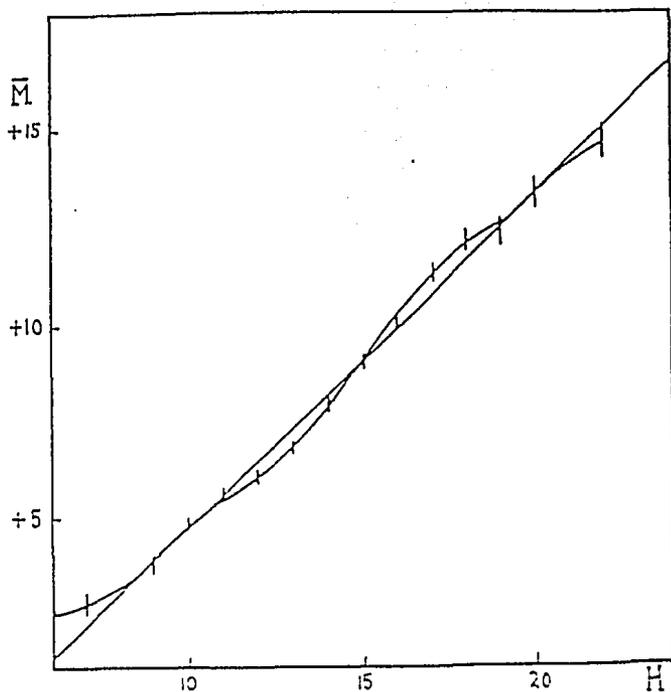


Figura 5. Relación entre el movimiento propio reducido H y la magnitud absoluta promedio obtenida por Luyten en 1939. Tomada de Luyten, 1939, p. 149.

obtenidas al utilizar los diferentes ajustes realizados a la grafica \bar{M} vs. H.

El problema de este método es que, al estar basado en estrellas con movimientos propios grandes, se favorece la introducción de poblaciones de estrellas con altas velocidades, como estrellas subenanas o del halo. Reid (1983) hizo un análisis detallado de este problema, concluyendo que el alto número de subenanas de alta velocidad en los catálogos de movimientos propios, ocasiona la introducción de un número considerable de estrellas de baja luminosidad pertenecientes a poblaciones ajenas a las estrellas del disco en la función de luminosidad.

Posteriormente, autores como Hanson et al. (1983) han intentado reducir o anular el efecto producido por este sesgo cinemático, introduciendo algunas modificaciones a este método, mediante las cuales han realizado algunas determinaciones de la función de luminosidad.

d) Diferentes FLVS obtenidas a partir de los métodos clásicos

En la Tabla 2 se muestran 5 funciones de luminosidad en magnitudes visuales obtenidas a partir de los métodos clásicos descritos en las secciones anteriores. Los números indican el número de estrellas en un volumen de 1000 parsecs cúbicos por cada intervalo de magnitud absoluta.

- 1^a columna: Magnitud absoluta visual
- 2^a columna: Resultados obtenidos por Kapteyn en 1902 utilizando el método de paralajes promedio.
- 3^a columna: Resultados obtenidos por Kapteyn y van Rhijn en 1920, agregando nuevos datos sobre paralajes a los utilizados en 1902 por Kapteyn. Encuentran una FLVS que se ajusta muy bien a una gaussiana. Las frecuencias obtenidas utilizando dicho ajuste son las que aparecen listadas en la tabla.
- 4^a columna: Resultados obtenidos por van Rhijn en 1925, utilizando el método de paralajes trigonométricas.
- 5^a columna: Revisión de los resultados anteriores, hecha por van Rhijn en 1936 .
- 6^a columna: Resultados obtenidos por Luyten en 1939 a través de su método de magnitudes absolutas promedio aplicado a una muestra de estrellas del hemisferio sur con $\mu > 0.5$ y $m_{pg} < 16.5$. Esta determinación fue realizada originalmente para magnitudes fotográficas.

En la Figura 6 aparecen graficadas las funciones de luminosidad correspondientes a los resultados de la Tabla 2.

Tabla 2. Diferentes funciones de luminosidad obtenidas mediante los métodos clásicos. Los números indican el número de estrellas por unidad de magnitud absoluta contenidas en una esfera con un volumen de 1000 parsecs cúbicos. Tomada de Trumpler y Weaver, 1953, p. 389.

<i>M</i> vis.	Kapteyn 1902	Kapteyn van Rhijn 1920 (formula)	van Rhijn 1925	van Rhijn 1936	Luyten 1939
- 5.	0.06×10^{-3}	0.02×10^{-3}		0.06×10^{-3}	
- 2.5	2.2×10^{-3}	1.8×10^{-3}	5×10^{-3}	2.6×10^{-3}	
0.	0.06	0.06	0.08	0.09	0.2
+ 2.5	0.90	0.8	0.8	0.71	1.1
+ 5.	5.9	4.1	2.5	2.5	2.9
+ 7.5	23.	7.	2.5	3.2	5.6
+ 10.		5.	2.4	6.9	8.1
+ 12.5		1.	(11.)	11.	10.6
+ 15.					9.6
+ 17.5					3.3
Total		45.			103.

FUNCIONES DE LUMINOSIDAD (METODOS CLASICOS)

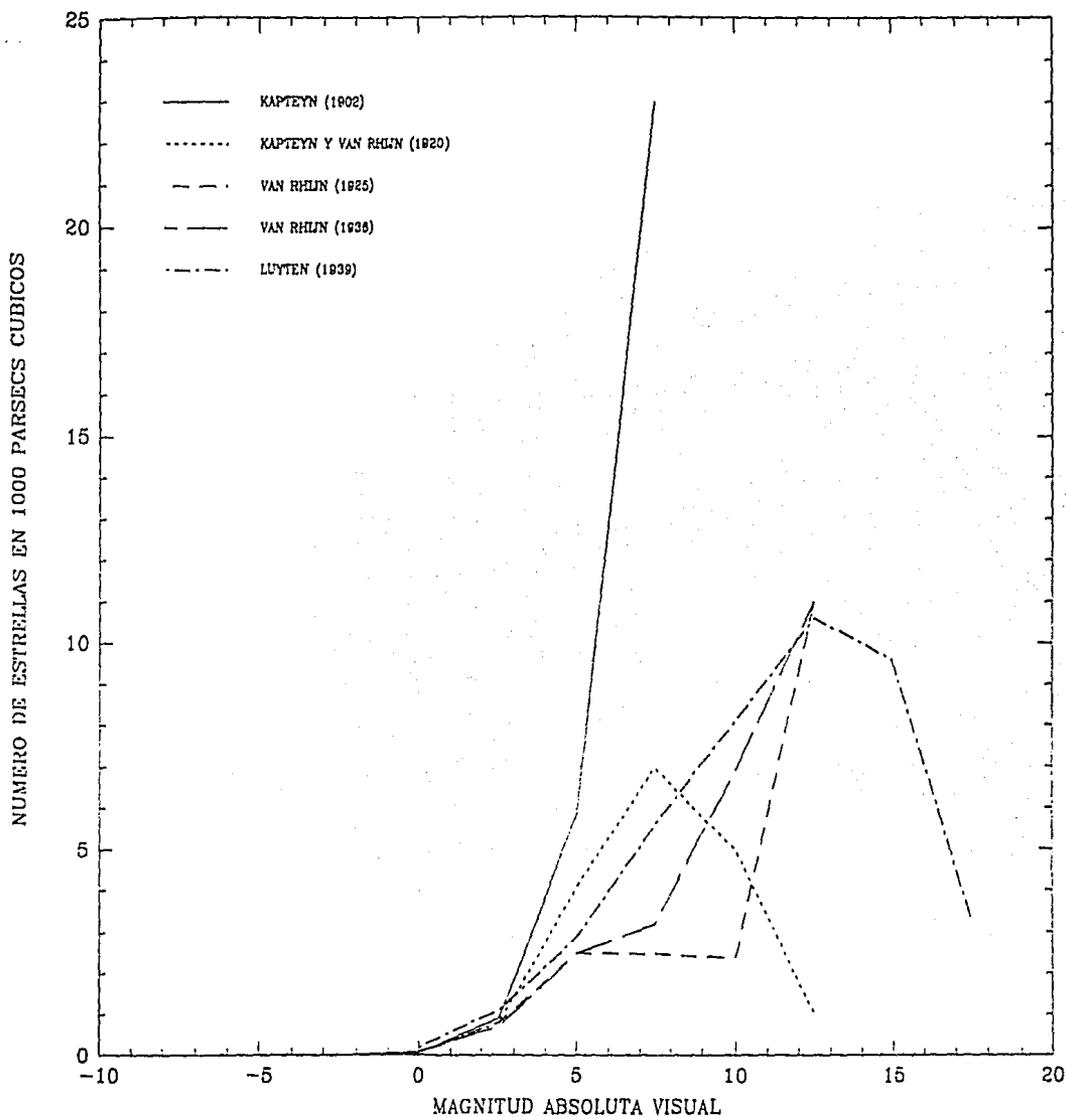


Figura 6. Diferentes funciones de luminosidad obtenidas mediante los métodos clásicos.

En 1936, A. van Maanen (van Maanen, 1936) realiza una determinación de la FLVS utilizando el método de paralajes promedio, basándose en una muestra construida mediante la extrapolación de las estrellas del hemisferio sur con $\mu \geq 0.5''/\text{año}$ estudiadas por Luyten. Considera que dicha muestra es completa y representativa de las estrellas de la vecindad solar hasta 4 pc (54 estrellas) y obtiene la función de luminosidad en magnitud absoluta visual que se ilustra en la Figura 7.

En la década de los 60, tanto van Rhijn (1965) como Luyten (1968) hacen una revisión de sus resultados. Van Rhijn utiliza una combinación del método de paralajes trigonométricas y el de paralajes promedio, y Luyten aplica su método de magnitudes absolutas promedio a una muestra de aproximadamente 4000 estrellas con $\mu > 0.5''/\text{año}$ y $m_{pg} < 21.5$ extraídas de las placas de Palomar. En la Figura 8 se exponen gráficamente ambas determinaciones, en magnitud absoluta visual.

2. Métodos más recientes para la determinación de la FLVS.

Conforme ha ido aumentando el conocimiento acerca de las estrellas de la vecindad solar tanto en distribución espacial como en características espectrales y fotométricas, nuevos métodos para la determinación de la FLVS han sido desarrollados, cuya descripción aparece a continuación.

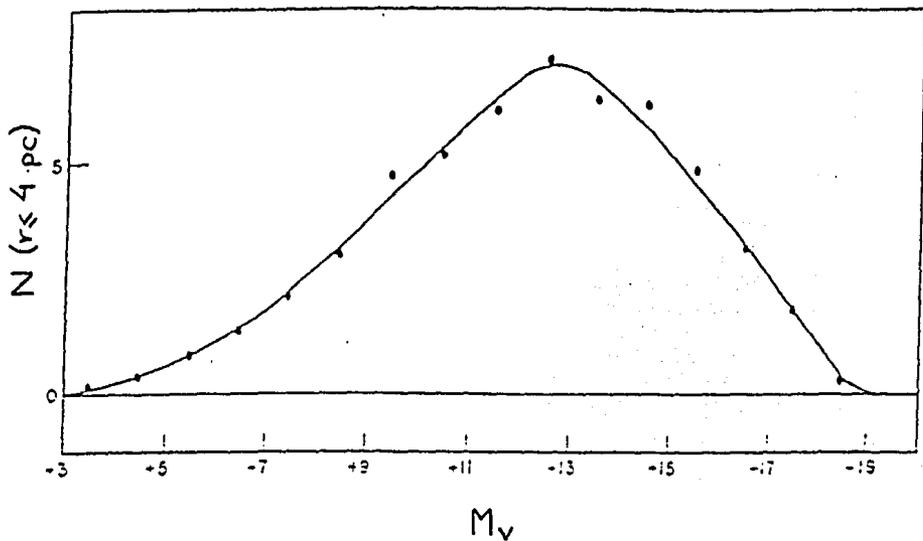


Figura 7. Función de luminosidad para las estrellas más cercanas que 4 pc obtenida por van Maanen en 1936. Tomada de van Maanen, 1936, p.38.

FUN. DE LUM. DE VAN RHIJN (1965) Y LUYTEN (1968)

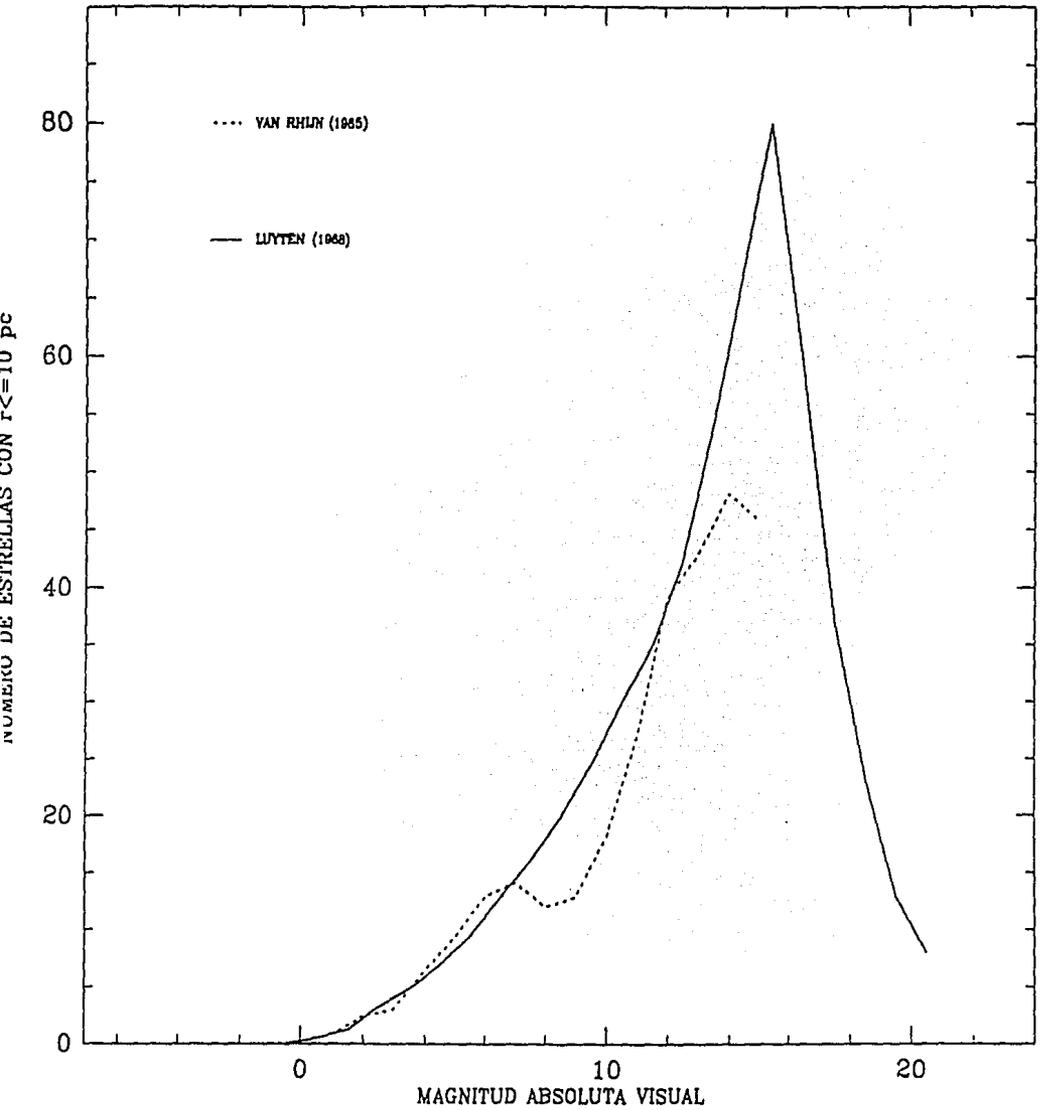


Figura 8. Funciones de luminosidad obtenidas por Van Rhijn en 1965 y Luyten en 1968.

a) Método diferencial

Este método ha sido desarrollado y utilizado por McCuskey (McCuskey, 1966) y se basa en un conocimiento más o menos profundo de los espectros y clases de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar así como, también, en las características de la absorción interestelar en esta misma región.

Las características de la muestra que se suponen conocidas son las siguientes:

- 1.- Absorción interestelar como función de la distancia:
 $f(r)$.
- 2.- Número de estrellas por intervalos de magnitud aparente y por grupos de tipo espectral.
- 3.- Distribución relativa de las estrellas en función de la magnitud absoluta, para cada grupo de tipo espectral.

El número de estrellas de un cierto tipo espectral y con una magnitud aparente fija en una región del cielo ($A_s'(m)$), puede expresarse como:

$$A_s'(m) = \omega \int r D_s(r) \varphi_s(M) dr, \quad (12)$$

donde ω es el área angular de la región en cuestión, $D_s(r)$ es la densidad de estrellas a la distancia r pertenecientes al tipo

espectral dado y $\varphi_s(M)$ es la distribución relativa de dichas estrellas como función de la magnitud absoluta M , dada por

$$M = m + 5 - 5 \log r - f(r), \quad (13)$$

donde M es la magnitud absoluta, m la magnitud aparente, r la distancia y $f(r)$ la absorción interestelar.

$A_s'(m)$ se puede conocer realizando conteos directos sobre estrellas con espectro y magnitud aparente conocidos. Además, según McCuskey, se puede considerar que la distribución relativa de luminosidades se puede representar mediante una función de tipo gaussiano para cada grupo de tipos espectrales:

$$\varphi_s(M) = \frac{1}{\sigma_s (2\pi)^{1/2}} e^{-1/2 \left[\frac{M - M_s}{\sigma_s} \right]^2} \quad (14)$$

El parámetro σ_s puede ser obtenido utilizando datos de algunos cúmulos galácticos.

Utilizando esta información, McCuskey resuelve la ecuación (12) para obtener la densidad $D_s(r)$ para cada tipo espectral, en unidades de estrellas por parsec cúbico.

Hecho esto, obtiene una función general de luminosidad para las estrellas de todos los tipos espectrales que se encuentran a una distancia r , a través de la siguiente relación:

$$\varphi(M, r) = \sum_S D_S(r) \frac{1}{\sigma_S (2\pi)^{1/2}} e^{-1/2 \left[\frac{M - M_S}{\sigma_S} \right]^2} \quad (15)$$

En la Figura 9 se muestran los resultados obtenidos para magnitudes visuales por McCuskey (McCuskey, 1966).

b) Método fotométrico

En 1982, Gilmore y Reid (Gilmore & Reid, 1982) presentan una función de luminosidad derivada exclusivamente de las características fotométricas de las estrellas más cercanas que 100 pc.

Utilizan una muestra de aproximadamente 200 estrellas pertenecientes a la secuencia principal con información acerca de sus paralajes, magnitudes aparentes e índices de color (V-I e I-K), para derivar las relaciones magnitud absoluta-índice de color que utilizarán para la determinación de su función de luminosidad. Hecho esto, toman una muestra de estrellas con fotometría disponible en las bandas V, R e I, y les asignan una magnitud absoluta por medio de las relaciones anteriores.

Luminosity Function

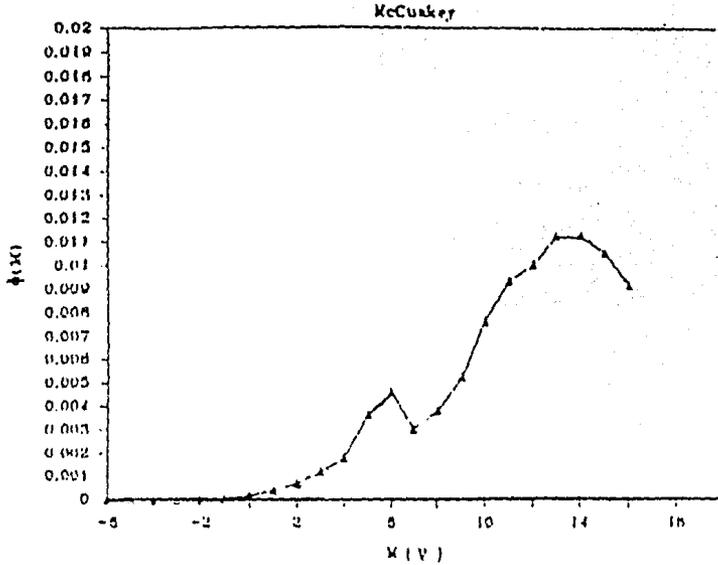


Figura 9. Función de luminosidad obtenida por Mc Cuskey en 1966, mediante el método diferencial. Tomada de The Nearby Stars and the Stellar Luminosity Function, ed. por A.G. Davis Phillip y Arthur Uppgren, IAU Colloquium No. 76, 1983, p. 477

El haber escogido las bandas R e I, responde a la necesidad de detectar estrellas rojas para tener un mejor conocimiento de la parte débil de la función de luminosidad. Para las estrellas más débiles que $M_v=14.5$ realizan también fotometría en las bandas JHK.

Inicialmente, Gilmore y Reid cuentan con 12,500 estrellas para construir su función de luminosidad. Sin embargo, se debe tomar en cuenta que la aplicación de este método supone que las estrellas que se utilizan están en la secuencia principal. Por esta razón, es importante seleccionar la muestra adecuada de estrellas en donde sea válida esta suposición. Ellos analizan su muestra en este sentido, y concluyen que estrellas subenanas, enanas blancas y subenanas de tipo OB no constituyen un contaminante importante, ya que por sus colores predominantemente azules son muy difíciles de detectar en las bandas utilizadas para realizar la fotometría. Sin embargo, reconocen a las gigantes rojas como contaminantes importantes de su muestra, por lo cual restringen el intervalo de validez de su función de luminosidad a magnitudes más débiles que $M_v = 8.5$ m.

Así, la muestra con la cual realizan su determinación está constituida por 89 estrellas con $M_v \geq 8.5$ y módulos de distancia correspondientes a distancias menores que 100 pc. De éstas, 7 son estrellas muy débiles y tienen un módulo de distancia derivado de su fotometría I-K, y las 82 restantes del índice de color V-I.

En la Figura 10 aparece la función de luminosidad obtenida por Gilmore y Reid, comparada con la de Wielen. (Esta última se explicará más adelante).

Existen dos sesgos que es importante tomar en cuenta cuando se realiza una determinación fotométrica de la función de luminosidad y que Gilmore y Reid no tomaron en cuenta. El primero es el sesgo de Malmquist que en este afecta la calibración de las relaciones color-magnitud absoluta para las estrellas con tipos espectrales tardíos. Para dichos tipos espectrales se pierden, en general, algunas estrellas débiles que no han sido detectadas y por lo tanto la magnitud absoluta promedio de las estrellas calibradoras resulta ser más brillante que la de la población real de estrellas con ese tipo espectral. El segundo sesgo se debe a la introducción de magnitudes combinadas de estrellas binarias o múltiples no resueltas. Stobie et al. (1989) y Malkov (1987) analizan estos dos sesgos.

Existen diferencias importantes entre las determinaciones de la FLVS hechas con estrellas cercanas -por ejemplo la realizada por Wielen (1983)- y las determinaciones fotométricas en las que se incluyen estrellas más lejanas, hasta 100 pc. Estas diferencias son notables principalmente en la parte débil -alrededor de $M_v=13$ - en donde se observa un exceso de estrellas en la vecindad solar comparado con las estrellas más lejanas utilizadas en las determinaciones fotométricas. Aún tomando en

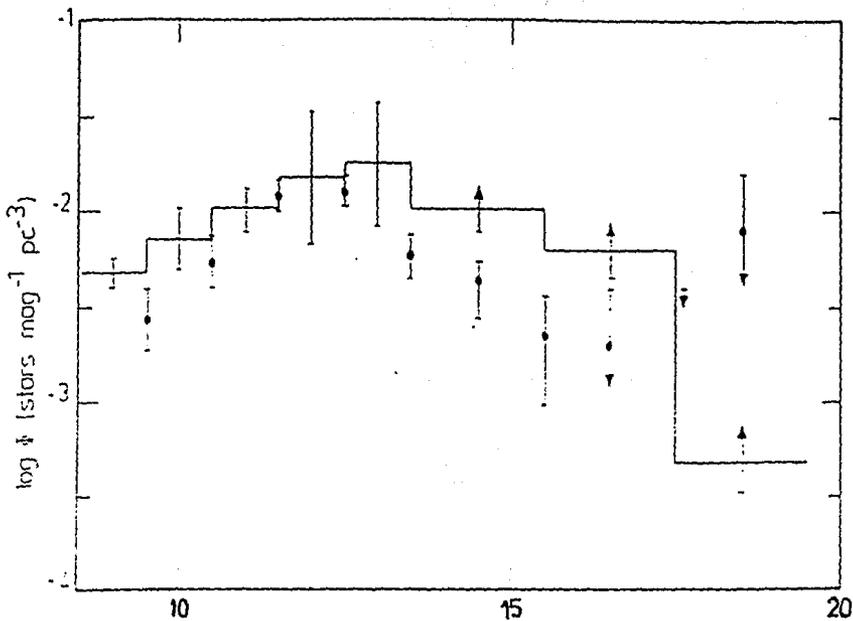


Figura 10. En puntos sólidos: función de luminosidad obtenida por Gilmore y Reid en 1982, mediante el método fotométrico para estrellas más cercanas que 100 pc. Las barras indican los errores poissonianos de los número obtenidos por Gilmore y Reid. La línea sólida representa la función de luminosidad obtenida por Wielen en 1974. Tomada de Reid y Gilmore, 1982, p. 90.

cuenta los sesgos explicados en el párrafo anterior, estas diferencias siguen siendo importantes. En 1988, Hawkins encontró una posible explicación para estas diferencias al analizar la escala de alturas de las estrellas M brillantes y las débiles, obteniendo 85 pc y 200 pc, respectivamente (Bessell y Stringfellow, 1993). Como consecuencia de este resultado, debe esperarse un decremento real en el número de estrellas débiles a medida que tomamos muestras más grandes centradas en el sol.

c) Método de paralajes trigonométricas a partir de estrellas con valor de H restringido

Este método fue desarrollado por Maarten Schmidt (Schmidt, 1983) y tiene tres características que lo diferencian de los otros:

- i) La introducción de una cota mínima para el valor del movimiento propio reducido H.

Tomando la expresión para H en función de la magnitud absoluta y la velocidad tangencial (ecuación 16) se tiene que

$$\log V_t = 0.68 + 0.2 (H-M) \quad (16)$$

en donde se observa que, dada una magnitud absoluta fija, la introducción de una cota inferior para H ($H > H_0$) se traduce en una cota inferior para T ($T > T_0$). Esta cota inferior para T va disminuyendo conforme va aumentando el valor de M, es decir, para magnitudes

débiles, el filtro deja pasar un mayor número de estrellas.

Teniendo en cuenta esto, Schmidt propone escoger una muestra a partir de un catálogo de movimientos propios restringiéndose a aquellas estrellas que tengan un valor de H mayor que un cierto valor H_0 , como una alternativa para mejorar la determinación de la parte débil de la función de luminosidad. El resultado de este filtraje, según M. Schmidt, es que se obtienen muestras con un 5% de estrellas con $M_V > 15$ en lugar del 0.1% que se obtiene normalmente. Sin embargo, el corte en velocidades tangenciales introduce algunas incertidumbres que es importante tener en cuenta.

- ii) Un nuevo criterio para evaluar la homogeneidad de la muestra: criterio de V/V_{\max} .

Este criterio fue desarrollado originalmente por Schmidt para trabajar con cuasares (Schmidt, 1968), y es muy apropiado para ser utilizado con estrellas de baja luminosidad.

Sea r_m la distancia máxima a la cual puede estar una estrella para que pertenezca a la muestra que se está utilizando. Llamemos V_m al volumen correspondiente a esta distancia y V al volumen correspondiente a la distancia real de la estrella. Si suponemos que la

muestra tiene una densidad constante ρ , y calculamos el promedio de V/V_m , tenemos lo siguiente:

$$\langle V/V_m \rangle = \frac{1}{V_m} \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi} \int_0^{r_m} \frac{4/3 \pi r^3 \rho r \sin \theta}{4/3 \pi r_m^3} dr d\theta d\phi \quad (17)$$

De donde $\langle V/V_m \rangle = 1/2$

Tomando en cuenta este resultado, se puede analizar la muestra por magnitudes absolutas y ver a partir de qué magnitud el promedio $\langle V/V_m \rangle$ empieza a ser menor que 0.5, en cuyo caso se tiene que la densidad empieza a decaer y por lo tanto dicha muestra deja de ser completa.

iii) Contribución de cada estrella a la función de luminosidad

Como el volumen máximo resulta ser diferente para cada estrella, no puede darse el mismo peso a todas las estrellas en el momento de considerar su contribución a la función de luminosidad. De hecho, es el volumen máximo el que proporciona el factor de peso adecuado para cada estrella. Es decir, al encontrar una estrella de magnitud absoluta M_0 cuyo volumen máximo resulta ser

V_m , en realidad lo que estamos diciendo es que la probabilidad de encontrar una estrella con magnitud M_o es 1, si tomamos el volumen V_m . Como consecuencia, la probabilidad de encontrar una estrella de magnitud M_o por unidad de volumen, que es lo que nos interesa para construir la función de luminosidad, está dada por $1/V_m$. Así, Schmidt toma la contribución a la función de luminosidad de cada estrella de su muestra como el inverso del volumen máximo correspondiente.

Para realizar la determinación de su FLVS, Schmidt utiliza una muestra de 116 estrellas con $H > 20.5$ y $m_{pg} < 16.45$, obtenida a partir del catálogo de Gliclas et al. (1968). A estas estrellas les mide la paralaje y les aplica el criterio de V/V_m , concluyendo que, hasta el límite de la muestra ($m_{pg} = 16.45$), ésta sigue estando completa.

En la Figura 11 aparece la función de luminosidad obtenida por M. Schmidt para magnitudes fotográficas absolutas, comparada con las funciones de Luyten (1939, 1968), la de Wielen (1974) y la de Gilmore y Reid (1983).

d) Método desarrollado por Wielen

El método de determinación de la función de luminosidad desarrollado por Wielen se basa principalmente en la extrapolación del número de estrellas contenidas en una región dentro de la cual

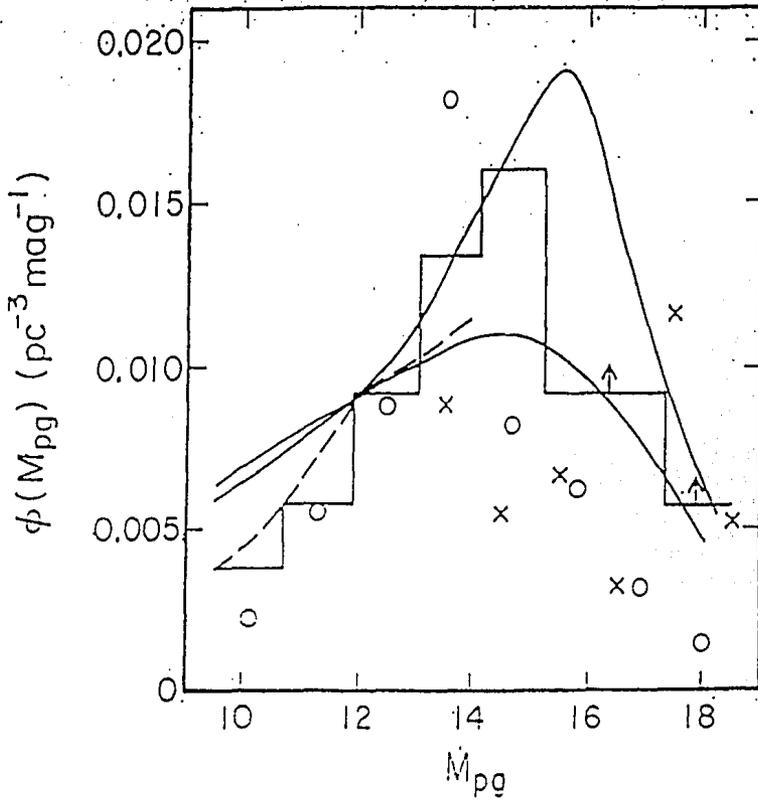


Figura 11. En cruces aparece la función de luminosidad publicada por M. Schmidt en 1983, para las estrellas de la vecindad solar. La línea quebrada representa la función publicada por van Rhijn en 1936, las curvas suaves las funciones publicadas por Luyten en 1939 y 1968, el histograma la función obtenida por Wielen en 1974 y los círculos abiertos la de Gilmore y Reid de 1982. Tomada de Schmidt, 1983, p. 160.

se puede considerar que se tiene una muestra completa (región de completez), para obtener el número esperado de estrellas dentro de un volumen de radio $r = 20$ pc. El método que Wielen desarrolló para obtener estas regiones de completez será descrito con mayor detalle más adelante. Estas regiones dependen, evidentemente, de la magnitud absoluta de las estrellas con las que se esté trabajando.

Para realizar la extrapolación, Wielen considera que dentro de las regiones de completez puede suponerse que hay una densidad constante de estrellas dada por:

$$\rho_{(M)} = \frac{N(V_c)}{V_c} \quad (18)$$

en donde V_c es el volumen de la región de completez y $N(V_c)$ el número de estrellas contenidas dentro de dicho volumen.

En base a esta densidad, puede calcularse el número esperado de estrellas con esta magnitud absoluta en una esfera con radio igual a 20 pc: $\phi(M) \equiv N(20pc) = \rho_{(M)} V_{20pc}$. Así, Wielen define un factor de incompletez para cada intervalo de magnitud absoluta dado por

$$k(M) = \frac{V_{20pc}}{V_c} = \frac{4\pi \cdot 20^3}{\Omega_c r_c^3} \quad (19)$$

donde r_c y Ω_c son el radio y el ángulo sólido de la región de
completez correspondiente al intervalo de magnitud absoluta en
cuestión.

Utilizando este factor de incompletez, se tiene que el número
esperado de estrellas en una esfera de radio 20 pc, esta dado por:
 $\phi(M) = k(M) N(r_c)$.

Las incertidumbres estadísticas debidas a la extrapolación
quedan dadas por

$$\Delta\phi(M) = k(M) \sqrt{N(M)}, \quad \text{o bien, } \Delta\phi(M) = \frac{\phi(M)}{\sqrt{N(M)}} \quad (20)$$

Este método fue utilizado en 1983 por Wielen para obtener una
FLVS. (Wielen, 1983). Dicho trabajo se explicará con más detalle
en la próxima sección, ya que se tomó como base del trabajo
presentado en esta tesis.

3.- Determinación de la FLVS realizada por R. Wielen

a) El Catálogo de Estrellas Cercanas (CEC), de W. Gliese

El CEC es una recopilación realizada por W. Gliese (y, más
tarde, también por H. Jahreiss), de los datos de las estrellas más

cercanas al sol y con paralajes muy precisas. Los datos disponibles en este catálogo son paralajes trigonométricas, movimientos propios, velocidades radiales, espectros, índices de color U-V, B-V y R-I, y magnitudes visuales. También aparece una columna que lista la paralaje resultante, que es una combinación pesada de la paralaje trigonométrica, fotométrica y espectroscópica, realizada por Gliese. Además, contiene una sección de notas en donde se pueden encontrar especificaciones sobre variabilidad, binariedad, pertenencia a grupos o cúmulos, etc.

Han sido publicadas dos versiones de este catálogo: una en 1957 (Gliese, 1957), con 915 sistemas (i.e. estrellas individuales o múltiples) con paralajes mayores que 0.05" ($r < 20$ pc), y otra en 1969 (Gliese, 1969) con un total de 1529 sistemas más cercanos que 22 pc, incluyendo datos mejorados para los 915 de la versión anterior.

En 1979, fueron publicadas dos extensiones a la versión de 1969 (Gliese & Jahreiss, 1979), las cuales contienen un total de 453 nuevos sistemas y datos mejorados para 377 de los sistemas previamente registrados.

En 1991, una versión preliminar de la nueva edición en preparación fue puesta a disposición de los archivos de la NASA (Gliese & Jahreiss, 1991), la cual contiene un total de 3803 'estrellas' más cercanas que 25 pc.

b) Estimación de la completez del catálogo de Gliese de 1969

Aunque el CEC de 1969 era la colección más completa de estrellas más cercanas que 22 pc hasta ese momento, hay sesgos que Wielen considera que se deben tomar en cuenta para tener una muestra completa y realmente representativa de las estrellas de la vecindad solar. Estos sesgos son debidos principalmente a dos factores:

- Las cotas para movimientos propios y magnitudes aparentes dadas por los programas de medición de paralajes.
- La escasez de datos para las estrellas del hemisferio sur.

Para poder determinar la función de luminosidad de las estrellas cercanas en 1983, Wielen analizó la completez del catálogo de Gliese en su versión 1979 mediante un método que se explicará a continuación.

Supongamos que se tiene una distribución de estrellas con una densidad uniforme (ρ) dentro de una esfera de radio R. Entonces, el número de estrellas dentro de esta esfera debe ir creciendo como el cubo de la distancia: $N(r) = \frac{4\pi\rho}{3} r^3$. Si graficamos el número de estrellas hasta una distancia r contra la distancia r para una muestra real de estrellas, en una escala logarítmica, y comparamos estos puntos con una recta de pendiente igual a 3,

podemos estimar la distancia a la cual esta muestra deja de ser uniforme observando el punto en el que $N(r)$ empieza a despegarse de la recta.

Es importante aplicar este método restringiendo también los valores de la declinación de las estrellas a regiones boreales, ya que de esta manera puede eliminarse, a grosso modo, la incompletez de los datos de las estrellas australes.

Una observación importante acerca de este método es que la ordenada al origen de la recta con pendiente 3 en la gráfica logarítmica (b) está relacionada con la densidad media de estrellas dentro de la región del cielo para la cual el ajuste cúbico es válido (ρ), a través de la siguiente relación:

$$b = \log \frac{4 \pi}{3} \rho \quad (21)$$

A partir de su análisis de completez, Wielen define las diferentes regiones de completez que aparecen en la Tabla 3. Estos resultados resultan no ser incongruentes con el análisis realizado por el mismo Gliese en 1986 (Gliese et al, 1986), del cual se muestra una gráfica ilustrativa en la Figura 12.

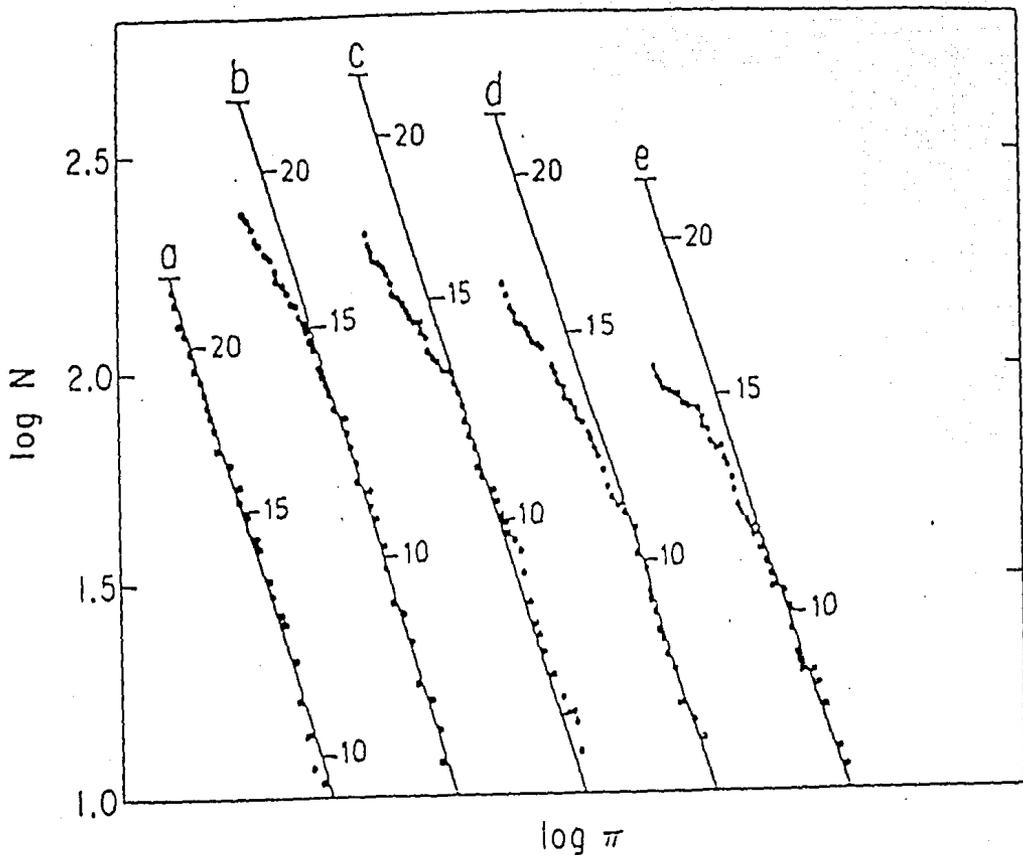


Figura 12. Análisis de completéz de las estrellas del Catálogo de Estrellas Cercanas en su versión 1969. Los números en la gráfica indican la distancia en parsecs. Las letras definen diferentes muestras seleccionadas según diferentes intervalos de magnitud absoluta: a) 8.0-9.0; b) 9.0-10.2; c) 10.2-11.5; d) 11.5-12.8; e) 12.8-14.0. Tomada de Gliese, Jahreiss y Uppgren, 1986, p. 31.

Tabla 3. Regiones de completez utilizadas por R. Wielen para la determinación de su Función de Luminosidad

Intervalo en Magn. visuales	Intervalo en Magn. azules	Distancia límite: I_c	Rango en declinación
$M_v < 7.5$	$M_b < 8.5$	20 pc	$V \delta$
$7.5 \leq M_v < 9.5$	$8.5 \leq M_b < 10.5$	20 pc	$\delta \geq -30$
$9.5 \leq M_v < 11.5$	$10.5 \leq M_b < 12.5$	10 pc	$\delta \geq -30$
$11.5 \leq M_v < 17.5$	$12.5 \leq M_b < 19.5$	5 pc	$\delta \geq -30$
$17.5 \leq M_v$	$19.5 \leq M_b$	10 pc	$\delta \geq -30$

c) La muestra utilizada por Wielen

Para determinar la FLVS, Wielen dice que utiliza las estrellas del catálogo de Gliese (versión 1969), y "algunas otras estrellas débiles", detectadas después de la publicación de dicho catálogo, que están en, o cerca de, la secuencia principal.

Para tratar de reproducir los resultados de Wielen, se tomó el Gliese de 1969 junto con sus 2 extensiones (hasta 1979) e hice los conteos de las estrellas correspondientes a las regiones de completez que Wielen considera para cada intervalo de magnitud absoluta. Al comparar estos números con los números que publica Wielen en 1983, se encontró que el criterio de Wielen en cuanto a la clase de luminosidad de las estrellas Gliese no es muy estricto, pues su muestra no se restringe exclusivamente a

estrellas con clase de luminosidad V (secuencia principal), sino que también utiliza algunas subgigantes (IV) y subenanas (VI).

d) Función de luminosidad presentada por Wielen en 1983

En la Tabla 4 se muestran los resultados publicados por Wielen en 1983 (Wielen 1983), para la FLVS, tanto en magnitudes visuales como en magnitudes azules. En la primera columna aparecen las magnitudes absolutas visuales, en la segunda el número de estrellas esperadas con la magnitud visual absoluta correspondiente en una esfera de radio 20 parsecs, y en la tercera columna aparece el número de estrellas contadas en la región de completez correspondiente a dicha magnitud. Las siguientes tres columnas contienen los mismos números que las anteriores, pero para magnitudes azules absolutas.

En la Figura 13 aparecen las dos funciones de luminosidad tal como las publica Wielen: en escala semilogarítmica. Los errores aparecen indicados por medio de las líneas verticales en cada barra del histograma.

La función de luminosidad para magnitudes absolutas visuales dada por Wielen muestra dos características muy importantes:

- 1) La evidencia de una caída en los números alrededor de magnitud $M_v=7.5$. Esta caída ha sido llamada el 'Wielen dip' y se ha considerado como una caída real y no un resultado de efectos

Tabla 4. Función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar obtenida por Wielen en 1983. En la primera y cuarta columnas (M_V y M_B) aparecen las magnitudes absolutas visual y azul. En las columnas llamadas $\phi(M_V)$ y $\phi(M_B)$ se indica el número esperado de estrellas esperado dentro de una esfera de 22 pc de radio para magnitudes visual y azul, y en las columnas $N(M_V)$ y $N(M_B)$ el número encontrado en la región de completez correspondiente a la magnitud en cuestión.

M_V	$\phi(M_V)$	$N(M_V)$	M_B	$\phi(M_B)$	$N(M_B)$
-1	1	(1)	-1	0	(0)
0	4	(4)	0	1	(1)
1	14	(14)	1	11	(11)
2	24	(24)	2	21	(21)
3	43	(43)	3	24	(24)
4	78	(78)	4	65	(65)
5	108	(108)	5	84	(84)
6	121	(121)	6	92	(92)
7	102	(102)	7	103	(103)
8	132	(99)	8	86	(86)
9	159	(119)	9	93	(70)
10	245	(23)	10	140	(105)
11	341	(32)	11	213	(20)
12	512	(6)	12	288	(27)
13	597	(7)	13	427	(5)
14	427	(10)	14	427	(5)
15	427	(10)	15	597	(7)
16	299	(7)	16	256	(6)
17	299	(7)	17	256	(6)
18	>16	(3)	18	256	(6)
19	>16	(3)	19	256	(6)
20	>5	(1)	20	>16	(3)
21	>5	(1)	21	>16	(3)
22			22	>5	(1)
23			23	>5	(1)

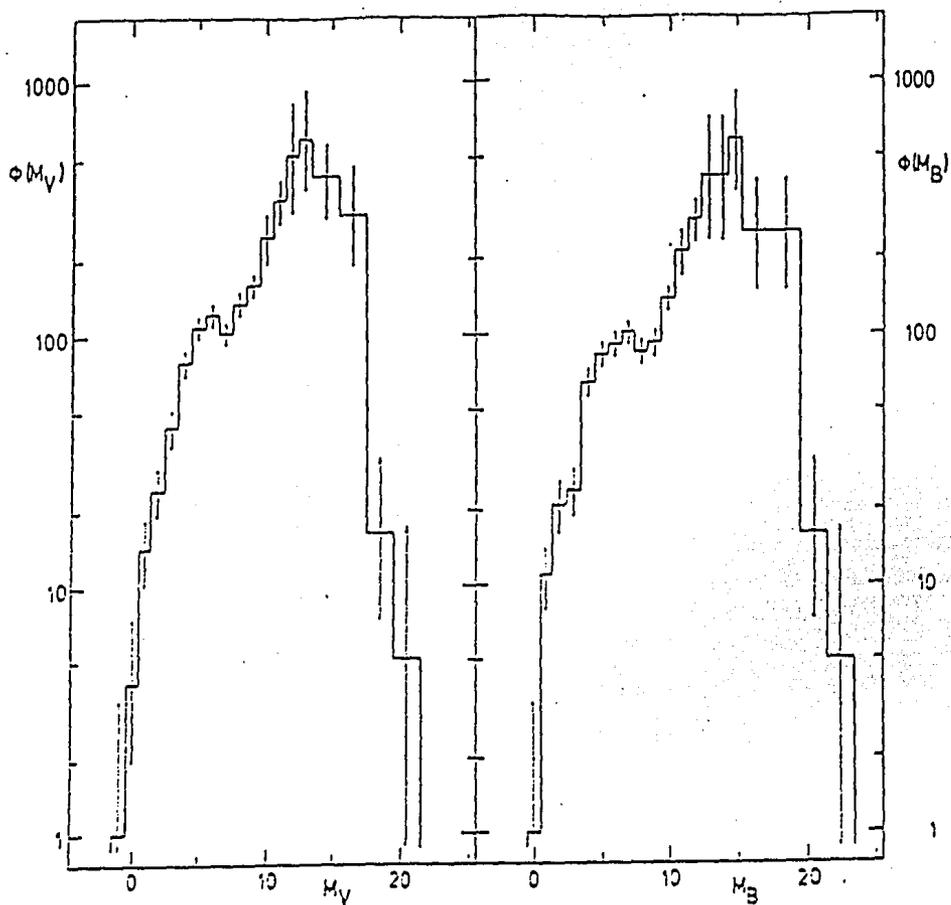


Figura 13. Función de luminosidad publicada por R. Wielen en 1983. A la izquierda aparece graficada la función para magnitudes visuales y a la derecha para magnitudes azules. Tomada de Wielen, 1983, p. 165.

estadísticos. Existen algunas hipótesis aún no probadas sobre posibles causas del Wielen dip relacionadas con el proceso de evolución estelar.

2) Un comportamiento exponencial de la función en el intervalo $7 < M_v < 13$.

A partir de los números que se muestran en la tabla 4, se puede calcular la densidad de estrellas esperada en una esfera de 20 pc alrededor del sol, la cual resulta ser $\rho=0.12$ estrellas por parsec cúbico.

Es interesante tratar de transformar los resultados obtenidos para la función de luminosidad en un espectro de masas, a través de una relación masa-luminosidad apropiada. Existen algunos estudios, en particular el realizado por Poveda y Allen (Poveda y Allen, 1994), acerca de la relación entre el máximo de la función de luminosidad y el del espectro de masas. En el trabajo anteriormente citado, Poveda y Allen realizan un ajuste exponencial a la función de luminosidad de Wielen para magnitudes absolutas visuales entre 7 y 9, y lo transforman en espectro de masas a través de la relación masa-luminosidad de Lippincott y Hershey (1983). El resultado que obtienen es el siguiente:

$$f(m) = 8.27 \times 10^{-2} (m/m_{\odot})^{-2.26}, \quad (22)$$

donde $f(m) dm$ es el número de estrellas por parsec cúbico con masas entre m y $m+dm$. Es importante notar que este espectro de

masas es muy parecido al obtenido por Salpeter en su trabajo sobre la función inicial de masa (Salpeter, 1955), dado en la siguiente relación:

$$f(m) \propto (m/m_{\odot})^{-2.35} \quad (23)$$

4.- Nueva determinación de la FLVS

La determinación de la FLVS que se expone a continuación utiliza esencialmente el método de Wielen y está basada en las estrellas de la secuencia principal de la versión preliminar del catálogo de Gliese y Jahreiss de 1991 (Gliese & Jahreiss, 1991). Dicha determinación se realizó para magnitudes visuales, con estrellas hasta una distancia de 22 parsecs.

La razón por la cual se realiza la determinación hasta 22 pc, es que, como veremos más adelante, entre las regiones de completéz que serán utilizadas, la que tiene un límite mayor en distancia, es la que llega hasta 22 pc.

a) Algunas características de las estrellas del CEC 1991.

En las Figuras 14 y 15 aparecen algunos diagramas que pueden ayudar a caracterizar a las estrellas del catálogo de Gliese en su versión 1991. Estos diagramas son los siguientes:

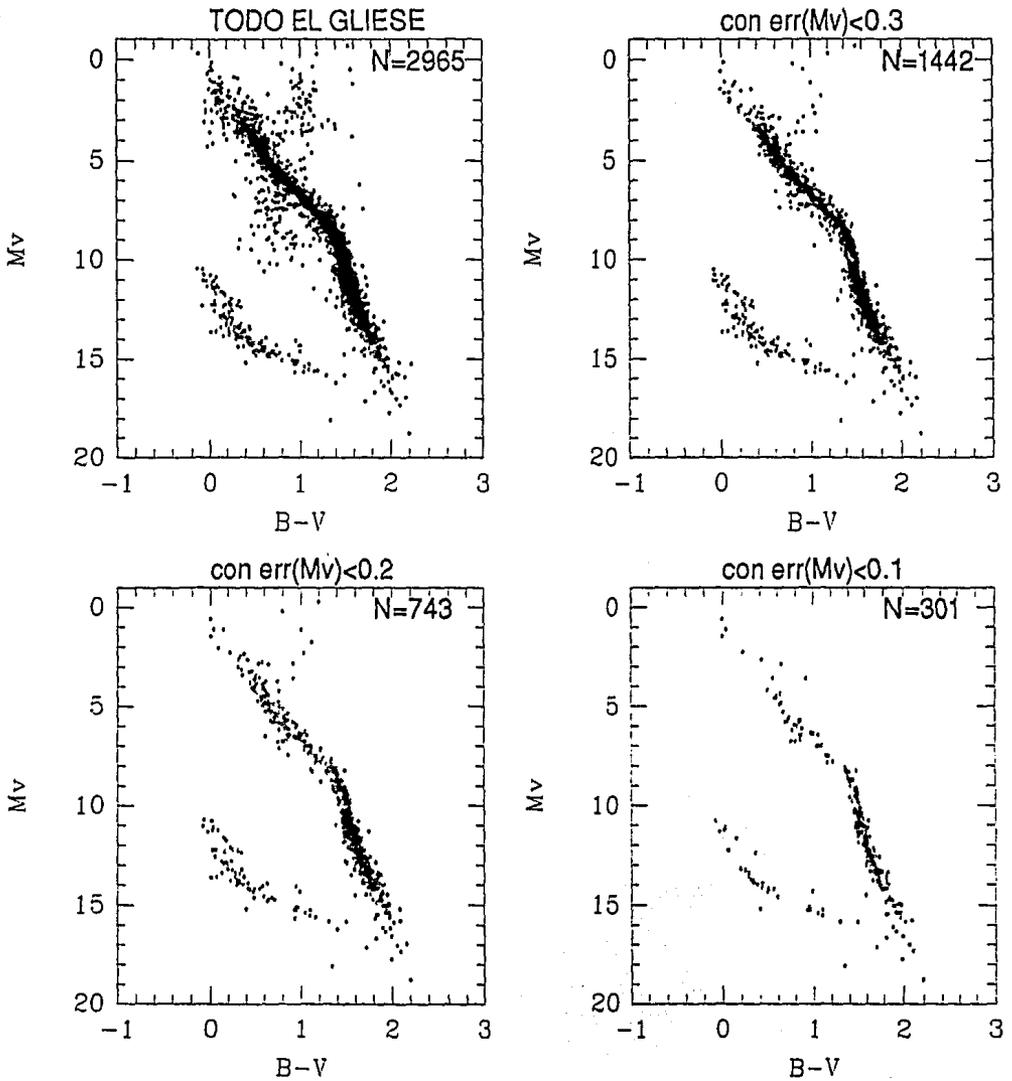


Figura 14. Diagrama HR de diferentes muestras del CEC 91, elegidas a partir de la calidad de paralajes de las estrellas.

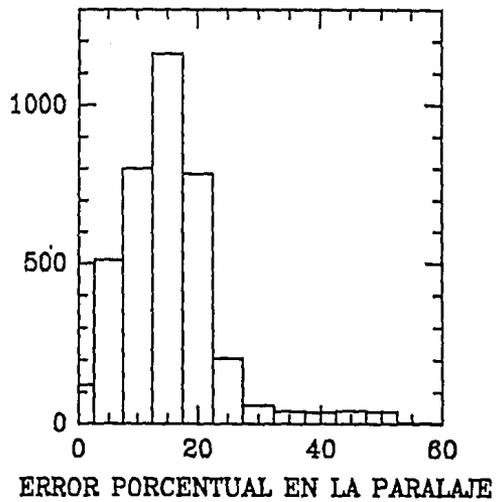
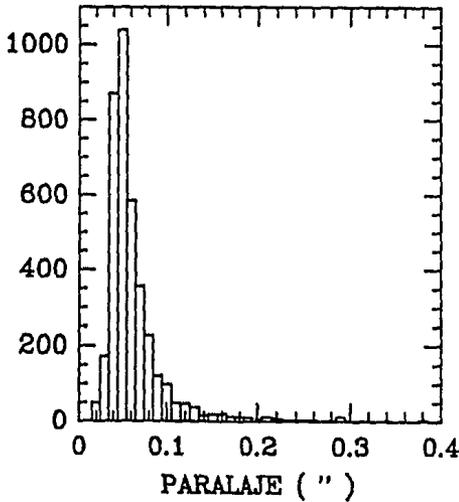
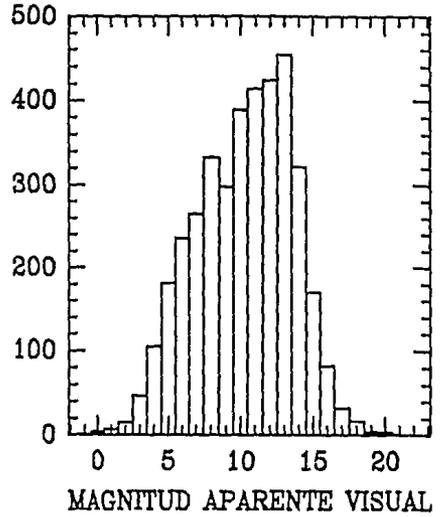
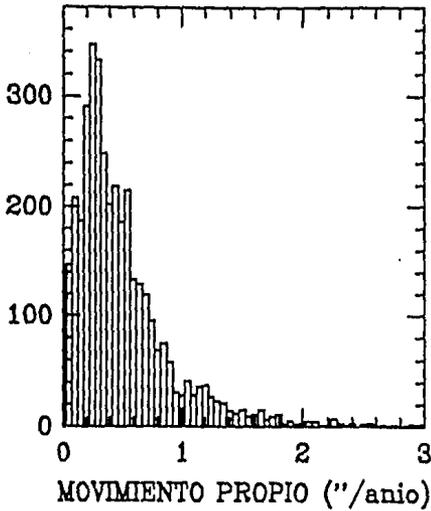


Figura 15. Diferentes distribuciones para las estrellas del CEC 91. En todas las gráficas aparece el número de estrellas en el eje de las ordenadas.

Figura 14: Diagramas HR:

- a) Todo el Gliese 91
- b) Estrellas con errores en la magnitud absoluta menores que 0.3 ($\text{err}(M_v) \leq 0.3$)
- c) Estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.2$
- d) Estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.1$

Figura 15:

- a) Distribución de movimientos propios
- b) Distribución de magnitudes aparentes
- c) Distribución de paralajes
- d) Distribución de errores porcentuales en las paralajes

- b) Criterios para realizar el análisis de completez de las estrellas del Catálogo de Gliese de 1991.

El análisis de completez de las estrellas del CEC '91 se hace tomando en cuenta otros criterios además del criterio utilizado por Wielen. Todos ellos se basan en la hipótesis de que, en la vecindad solar, podemos considerar que la distribución de estrellas es uniforme (i.e. tiene densidad constante), para cada intervalo de magnitud absoluta. Si a partir de los criterios que aparecen explicados a continuación se encuentra que la densidad es constante hasta una distancia r para una cierta muestra de estrellas, entonces se puede considerar que dicha muestra es completa hasta esa distancia.

i) Criterio del número acumulado

Llamaremos así al criterio utilizado por Wielen, el cual ya fue explicado en la sección anterior.

ii) Criterio de 'los 3/4'

Supongamos que se tiene una distribución de estrellas con una densidad uniforme dentro de una esfera de radio R. Entonces, el promedio de las distancias de las estrellas contenidas en esta esfera está dado por:

$$\langle r(R) \rangle = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi} \int_0^R \frac{r \rho r \sin \theta}{4/3 \pi \rho R^3} dr d\theta d\varphi = \frac{3}{4} R \quad (24)$$

A partir de este resultado, podemos ver que si comparamos el comportamiento de una muestra real al graficar $\frac{\langle r(R) \rangle}{R}$ vs. R, con una recta constante $\frac{\langle r(R) \rangle}{R} = 0.75$, que sería el comportamiento esperado para una muestra uniforme, es posible analizar qué tan completa está la muestra para diferentes distancias.

iii) Criterio de V/V_m

Este criterio fue explicado en la sección dedicada a la descripción de la determinación de la FLVS realizada por Maarten Schmidt. El análisis por este criterio se hace por intervalos de magnitud absoluta y se considerará que una muestra está completa si se cumple que $\langle V/V_m \rangle \geq 1/2$.

c) Muestra utilizada para determinar la nueva FLVS.

A continuación se definirá la muestra que se utilizará para realizar la nueva determinación de la FLVS, teniendo como objetivo tratar de extraer todas aquellas estrellas contenidas en el catálogo de Gliese 1991 que estén en la secuencia principal.

El catálogo de Gliese 1991 contiene la mejor y más reciente clasificación espectral para cada una de las estrellas registradas. Sin embargo, no todas las estrellas tienen una clasificación completa a partir de la cual podemos decir a qué secuencia evolutiva pertenecen. En la Tabla 5 se muestran los diferentes tipos de clasificación espectral que aparecen en el Gliese 91 y el número de estrellas correspondiente a cada uno de ellos. Veremos más adelante que entre las estrellas que no tienen clasificación espectral completa podemos encontrar estrellas cuya posición en el diagrama HR indica claramente que están en la secuencia principal y que deben ser tomadas en cuenta para determinar la FLVS.

Tabla 5. Diferentes tipos de clasificación espectral encontrados en el catálogo de Gliese en su versión de 1991

Tipo de clasificación espectral	Número de estrellas	No. de estr. con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$
Sin espectro	164	66
Estimación de color (Luyten)	780	276
Con tipo espectral pero sin clase de luminosidad	913	335
Con clasificación completa y pertenecientes a la secuencia principal	1540	830
Con clasificación completa, no pertenecientes a la secuencia principal	406	208
Total	3803	1715

Un punto que es muy importante tener en cuenta para determinar una función de luminosidad es que, dado que está basada en magnitudes absolutas, es deseable trabajar con estrellas que posean una paralaje confiable. Sin embargo, las estrellas que no tienen una paralaje muy precisa pueden proporcionar también información importante. Considerando esto, analizaremos por separado ambos grupos y serán tomados en cuenta de distinta manera en la determinación de la FLVS. El grupo de estrellas con paralajes precisas estará definido como aquellas estrellas del catálogo de Gliese 1991 cuyo error en la paralaje induzca un error en la magnitud absoluta menor que 0.3 magnitudes ($\text{err}(M_v) \leq 0.3$). El resto de las estrellas constituirán el grupo de las estrellas con paralajes no muy precisas.

Antes de pasar a analizar cada grupo por separado, observemos las figuras 16a y 16b, en donde aparecen los diagramas color-magnitud (o diagramas HR) de las estrellas con paralajes precisas y con paralajes no muy precisas, respectivamente. En ambos diagramas, aparecen en círculos rellenos aquellas estrellas cuya clasificación espectral indica inequívocamente que pertenecen a la secuencia principal, en triángulos rellenos todas aquellas cuya clasificación espectral indica que pertenecen a alguna otra secuencia, y en círculos vacíos aparecen todas las restantes, o sea, las que no tienen asignada ninguna clase de luminosidad en su espectro. A partir de estos diagramas, podemos observar que en ambos grupos existen muchas estrellas que no tienen una clasificación espectral completa, pero que pertenecen claramente a la secuencia principal y que deben ser tomadas en cuenta para determinar la FLVS.

i) Estrellas con paralajes precisas: $\text{err}(M_V) \leq 0.3$

Una estrella de este grupo se considerará una estrella perteneciente a la secuencia principal por alguna de las siguientes dos razones:

- Por información de pertenencia a dicha secuencia en el espectro
- Por su posición en el diagrama HR

ESTRELLAS CON $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ (1442)

ESTRELLAS CON $\text{err}(M_v) > 0.3$ (1523)

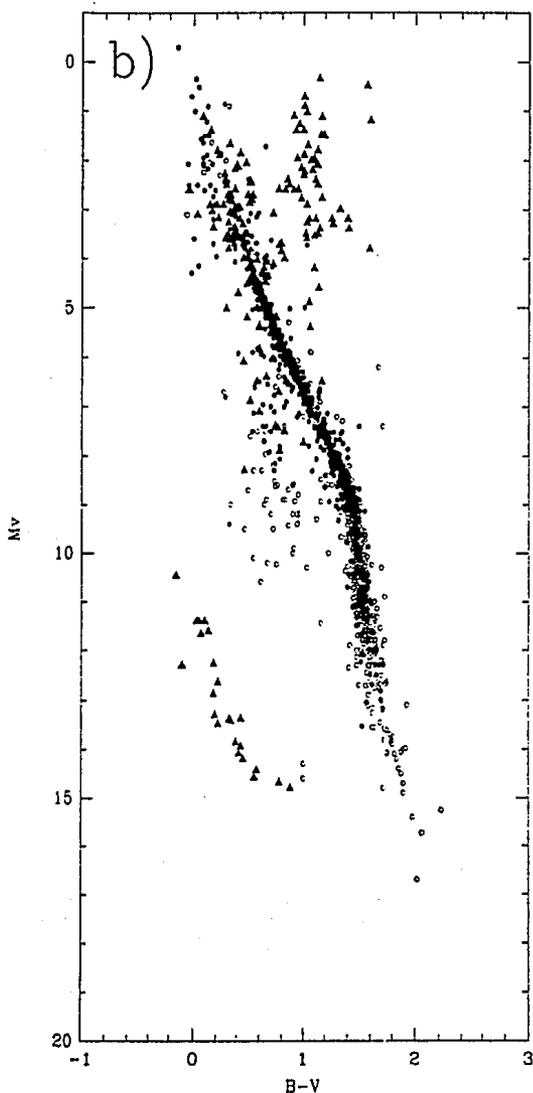
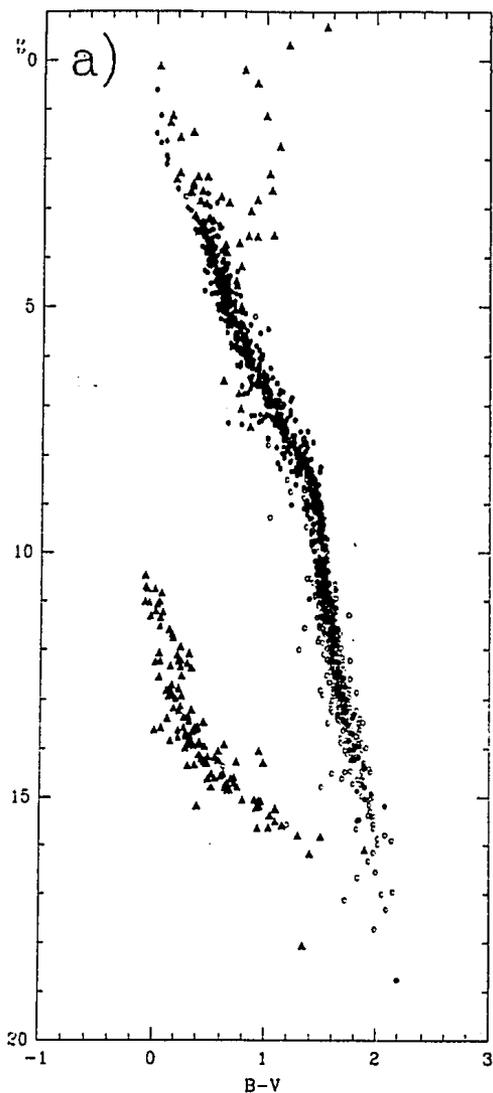


Figura 16. Diagrama HR para las estrellas del CEC 91 con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ (a) y $\text{err}(M_v) > 0.3$ (b). En ambos diagramas aparecen en círculos abiertos aquellas estrellas que no tienen espectro completo, en círculos rellenos aquellas que son secuencia principal según su espectro y en triángulos rellenos las que pertenecen a otra secuencia evolutiva, según su espectro.

En la figura 17a, aparecen todas las estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ y que no tienen información en su espectro que nos permita decir con seguridad que pertenecen a una secuencia distinta de la secuencia principal. En triángulos rellenos aparecen las estrellas que son secuencia principal según su clasificación espectral (769) y en círculos rellenos aparecen aquellas que serán consideradas secuencia principal debido a su posición en el diagrama HR (436). Las estrellas restantes aparecen simbolizadas por círculos vacíos y no serán consideradas como parte de la secuencia principal (45).

La muestra de estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ que se utilizará para la construcción de la FLVS estará constituida por las 1205 estrellas de la secuencia principal explicadas en el párrafo anterior, más 61 estrellas cuya clasificación espectral indica que pertenecen a esta secuencia y que tienen paralajes, pero que no aparecen en la figuras 16a y 17a porque no tienen información sobre el índice de color B-V. Así, la muestra de estrellas de secuencia principal con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ queda constituida por 1266 estrellas.

ii) Estrellas con paralajes no muy precisas: $\text{err}(M_v) > 0.3$

En la figura 16 b, podemos ver que entre las estrellas que según su espectro son secuencia principal, se observan varias que se alejan de la región de la secuencia principal; de hecho, se

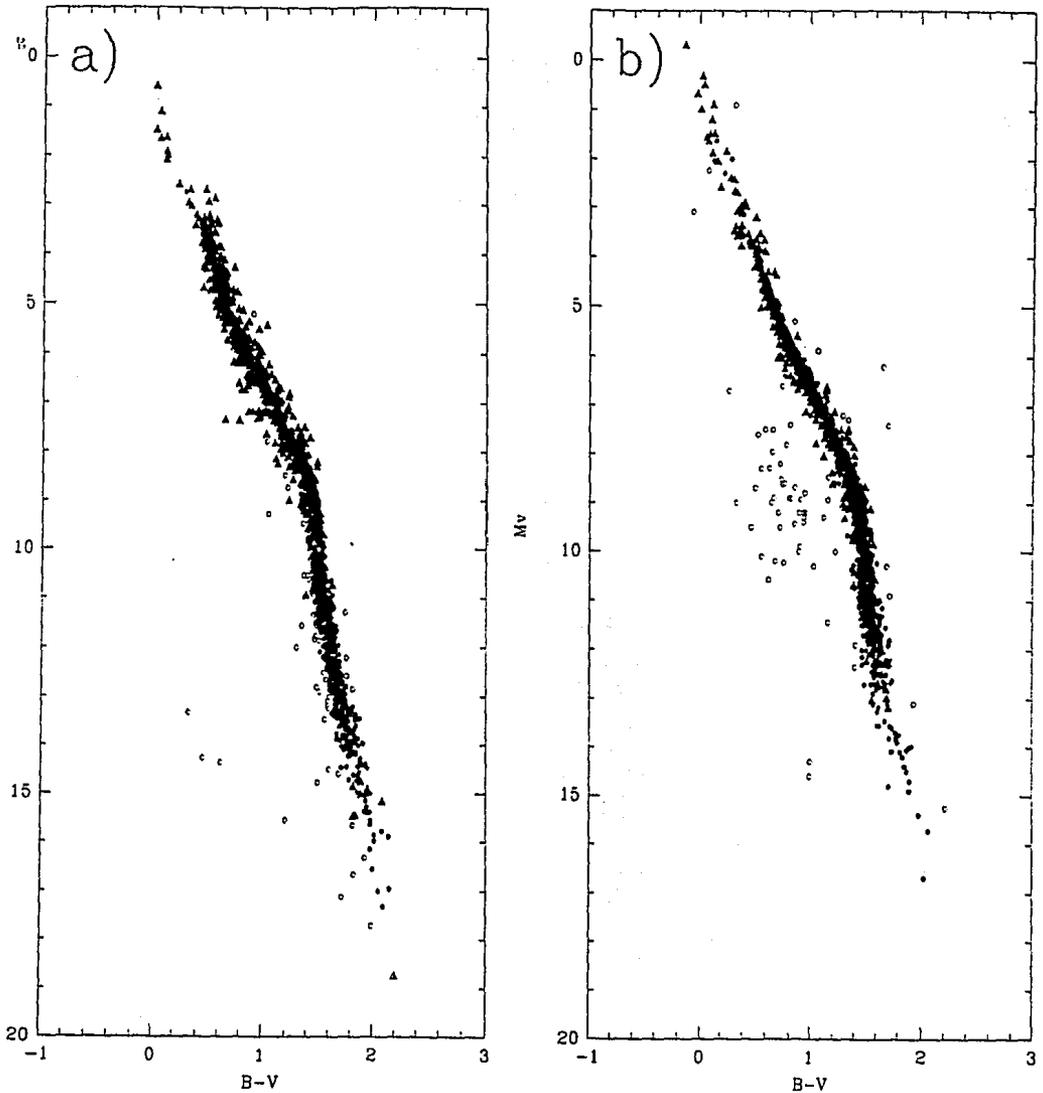
ESTRELLAS CON $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ ESTRELLAS CON $\text{err}(M_v) > 0.3$ 

Figura 17. Diagrama HR para las estrellas del CEC 91 con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ (a) y $\text{err}(M_v) > 0.3$ (b), que no tienen información espectral que indique pertenencia a una secuencia evolutiva distinta a la secuencia principal. En ambos diagramas aparecen en triángulos rellenos aquellas estrellas que serán consideradas secuencia principal a partir de la información en su espectro, en círculos rellenos aquellas que se considerarán secuencia principal a partir de su posición en el diagrama HR y en círculos abiertos, aquellas que no serán consideradas secuencia principal.

alejan más de lo que implicarían los errores en sus paralajes. Es posible que para estas estrellas la clasificación espectral no sea muy buena, o bien, que sí estén en la fase de combustión de hidrógeno pero que tengan atmósferas peculiares que impidan realizar una buena fotometría y que por lo tanto sus magnitudes aparentes estén mal definidas. En cualquiera de estos casos, estas estrellas no deben ser tomadas en cuenta para obtener la FLVS.

Tomando en cuenta lo anterior, una estrella de este grupo se considerará una estrella perteneciente a la secuencia principal por alguna de las siguientes dos razones:

- Por información de pertenencia a dicha secuencia en el espectro, siempre y cuando no se aleje de la secuencia observada en el diagrama HR

- Por su posición en el diagrama HR

En la figura 17b, aparecen todas las estrellas con $\text{err}(M_v) > 0.3$ y que no tienen información en su espectro que nos permita decir con seguridad que pertenecen a una secuencia distinta de la secuencia principal. En triángulos rellenos aparecen las estrellas que son de secuencia principal según su clasificación espectral y que no se alejan demasiado de la región de la secuencia principal (616). En círculos rellenos aparecen aquellas que serán consideradas de secuencia principal debido a su

posición en el diagrama HR (587). Las estrellas restantes aparecen simbolizadas por círculos vacíos y no serán consideradas como parte de la secuencia principal (62).

La muestra de estrellas con $\text{err}(M_v) > 0.3$ que se utilizará para determinar la FLVS, estará constituida por un total de 1203 estrellas.

d) Determinación de las regiones de completez de las estrellas de secuencia principal del Catálogo de Gliese de 1991.

Para realizar el análisis de completez de las estrellas de secuencia principal del catálogo de Gliese 1991, se utilizarán únicamente las de estrellas secuencia principal con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ explicadas en el inciso c)i) de esta sección. En la tabla 6 se muestra cómo están distribuidas estas 1266 estrellas en los diferentes intervalos de magnitud que se utilizarán para hacer dicho análisis. Estos intervalos son los mismos que utilizó Gliese para hacer el análisis de completez de la versión 1969 de su catálogo.

Tabla 6. Distribución de las estrellas de la muestra en los diferentes intervalos de magnitud absoluta visual.

Intervalo en Magn. visuales	No. de estr. en toda la bóveda	No. de estr. con $\delta > -30$	No. de estr. con $\delta > 0$
Mv < 4	88	69	49
4 ≤ Mv < 8	492	385	266
8 ≤ Mv < 9	120	102	79
9 ≤ Mv < 10.2	123	111	90
10.2 ≤ Mv < 11.5	163	137	105
11.5 ≤ Mv < 12.8	123	117	91
12.8 ≤ Mv < 14	94	91	74
14 ≤ Mv	63	61	45
Total	1266	1073	799

En las Figuras 18, 19, 20 y 21, aparecen algunas gráficas en donde se aplican los criterios explicados en el inciso b) de esta sección para los diferentes intervalos de magnitud absoluta.

A partir de estas gráficas, y adoptando un compromiso entre los diferentes criterios aplicados a la muestra, se definieron las diferentes regiones de completez dadas en la Tabla 7.

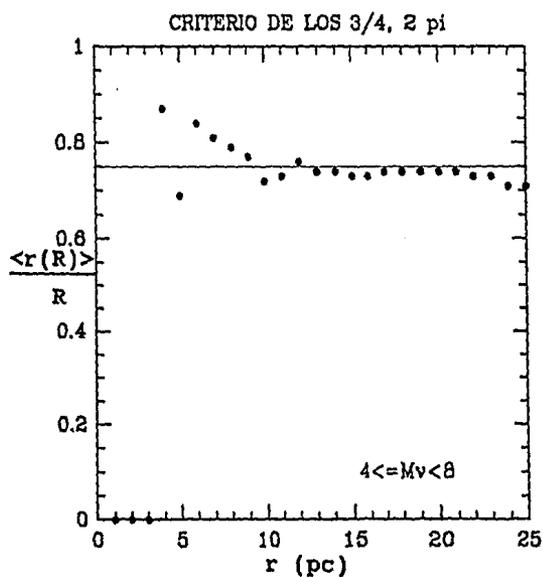
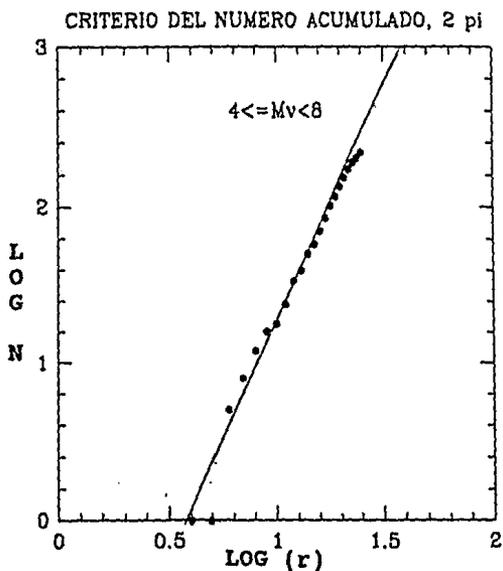
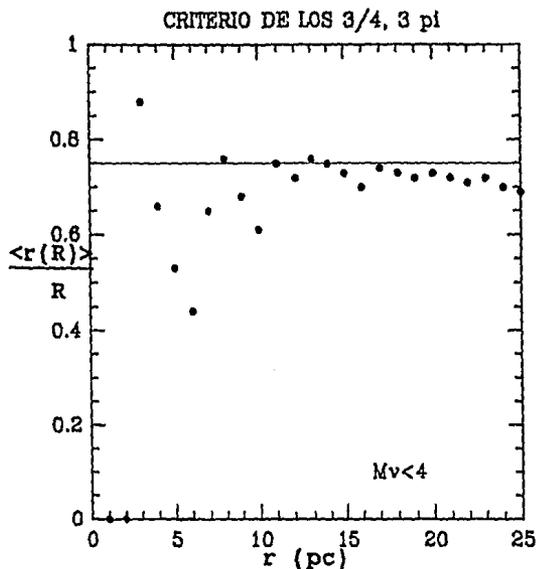
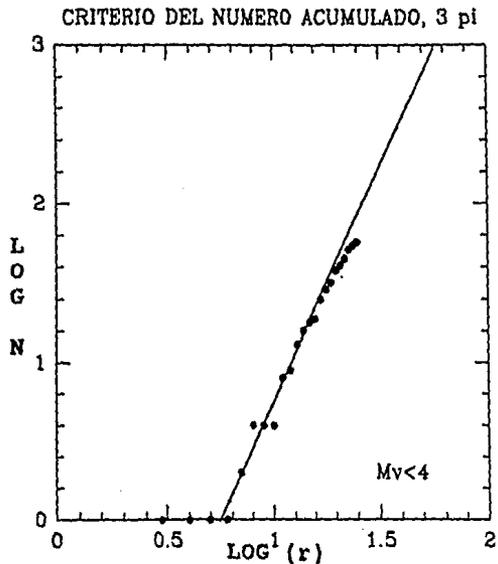


Figura 18. Aplicación de los diferentes criterios para analizar la completéz de las estrellas del CEC 91, divididas en diferentes intervalos de magnitud absoluta visual.

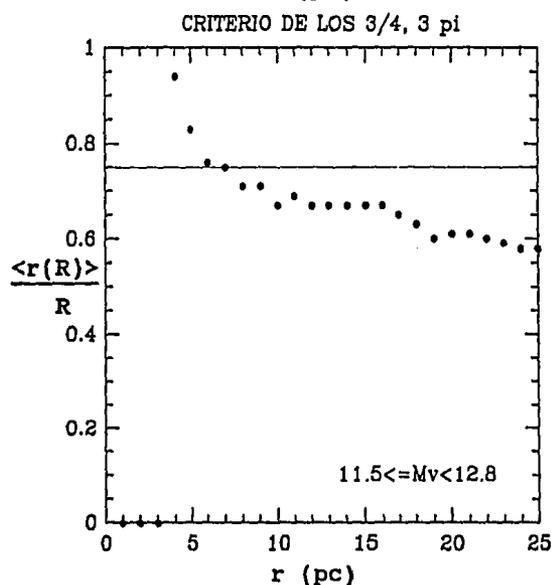
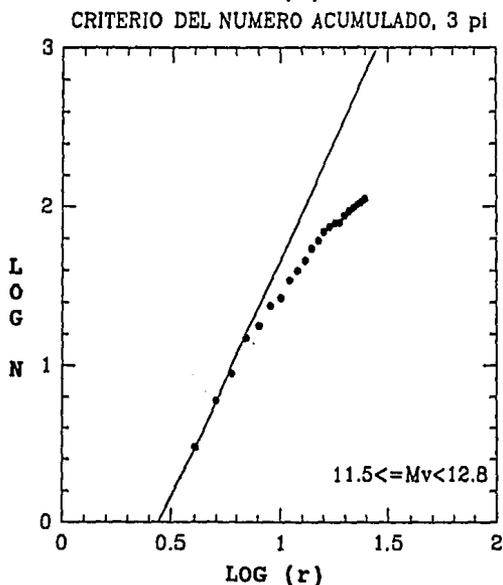
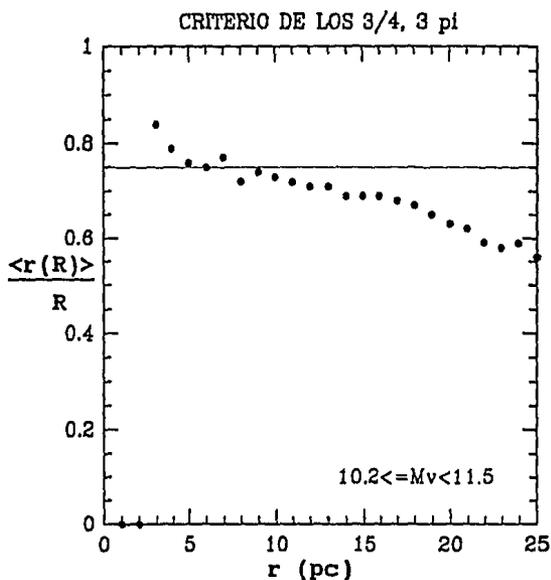
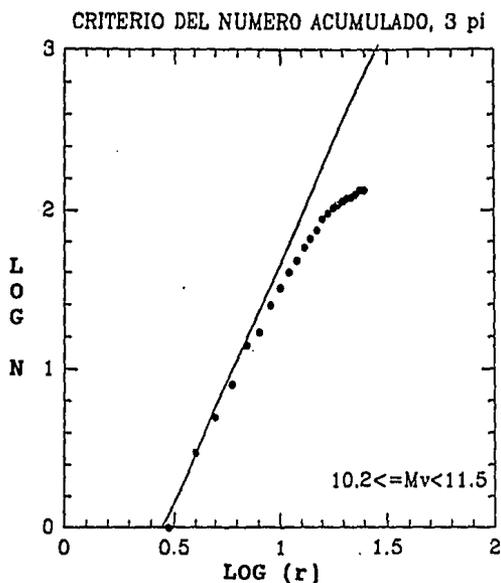
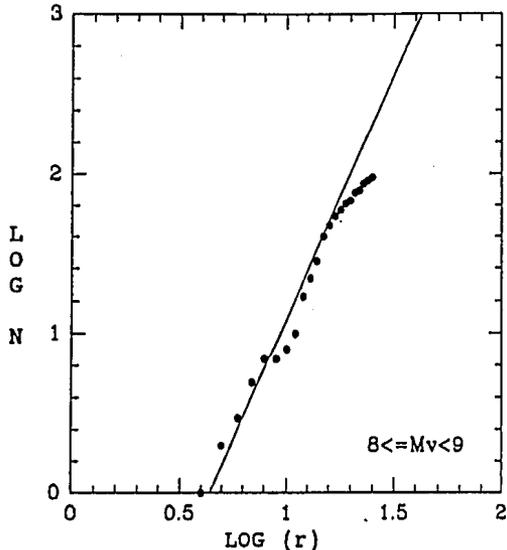
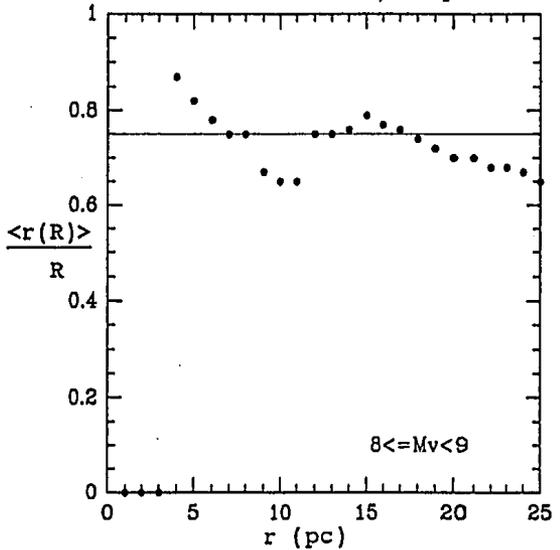


Figura 19. Aplicación de los diferentes criterios para analizar la completéz de las estrellas del CEC 91, divididas en diferentes intervalos de magnitud absoluta visual.

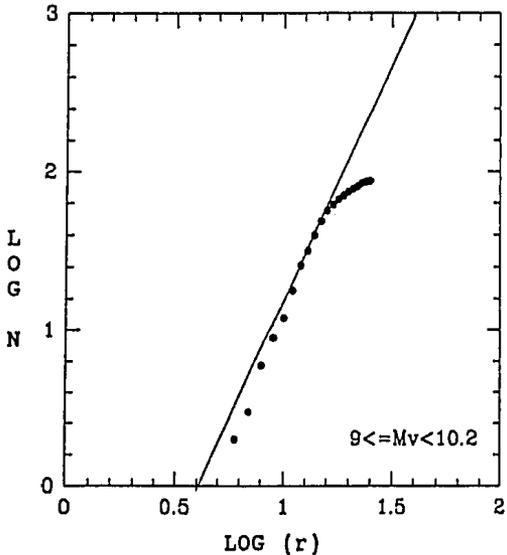
CRITERIO DEL NUMERO ACUMULADO, 3 pi



CRITERIO DE LOS 3/4, 3 pi



CRITERIO DEL NUMERO ACUMULADO, 2 pi



CRITERIO DE LOS 3/4, 2 pi

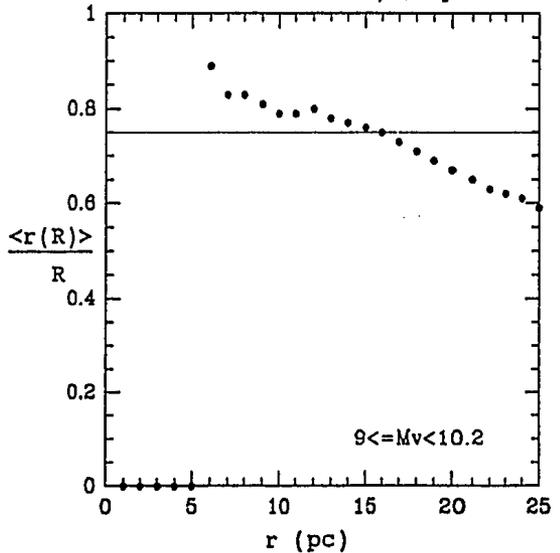


Figura 20. Aplicación de los diferentes criterios para analizar la completéz de las estrellas del CEC 91, divididas en diferentes intervalos de magnitud absoluta visual.

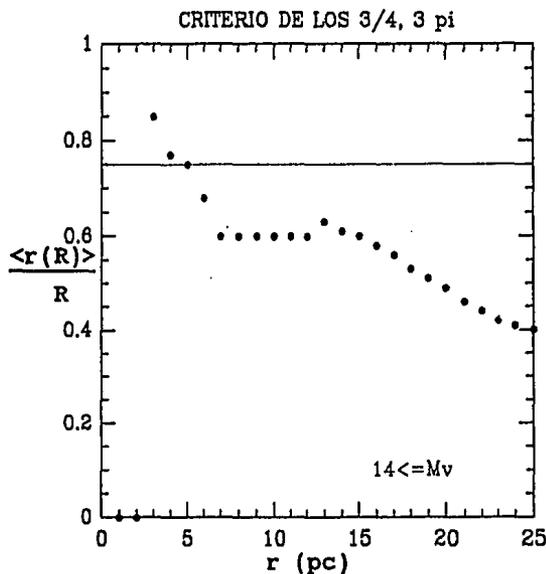
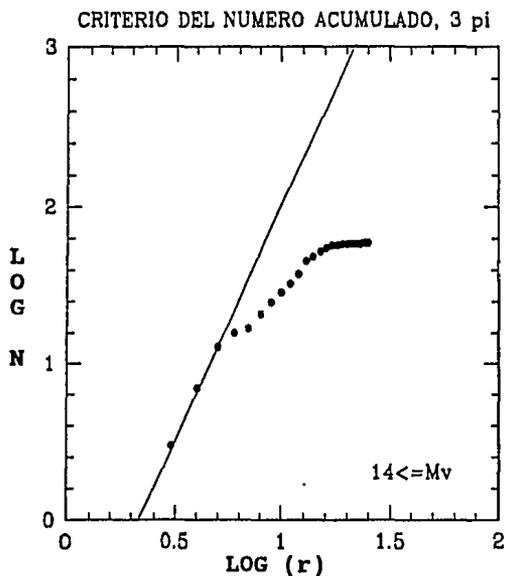
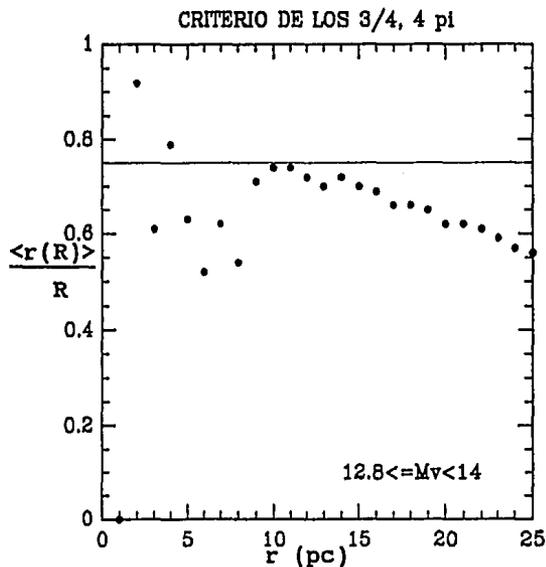
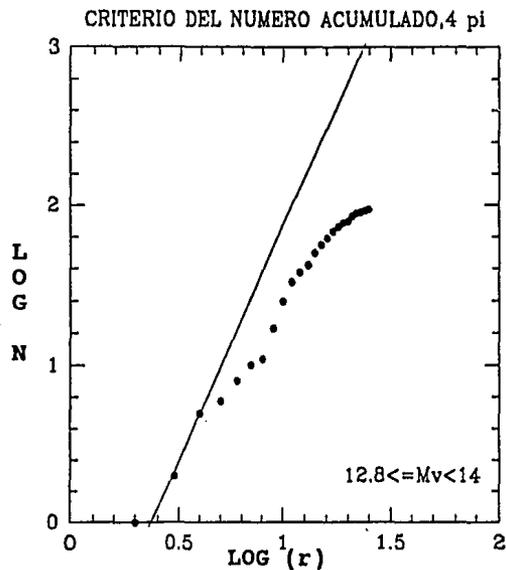


Figura 21. Aplicación de los diferentes criterios para analizar la completéz de las estrellas del CEC 91, divididas en diferentes intervalos de magnitud absoluta visual.

Tabla 7. Regiones de completez de las estrellas de secuencia principal del Gliese 91, utilizadas para la derivación de la nueva FLVS.

Intervalo en Magn. visuales	Distancia límite (pc)	Rango en declinación
$M_v < 4$	20	$\delta > -30$
$4 \leq M_v < 8$	22	$\delta > 0$
$8 \leq M_v < 9$	17	$\delta > -30$
$9 \leq M_v < 10.2$	16	$\delta > 0$
$10.2 \leq M_v < 11.5$	7	$\delta > -30$
$11.5 \leq M_v < 12.8$	7	$\delta > -30$
$12.8 \leq M_v < 14$	4	$\delta > -90$
$14 \leq M_v$	5	$\delta > -30$

e) Construcción de la nueva FLVS

Como se dijo en el inciso dedicado a la selección de la muestra a partir de la cual se realizará la determinación de la FLVS, se dará un tratamiento distinto a la contribución de las estrellas a la función de luminosidad dependiendo de la precisión de sus paralajes. En otras palabras, una estrella que esté dentro de la región de completez del intervalo de magnitud correspondiente y que tenga $err(M_v) \leq 0.3$, no contribuirá de la misma manera a la función de luminosidad que una estrella con las mismas características pero con $err(M_v) > 0.3$. En los siguientes dos incisos se explicarán los dos tratamientos que se utilizarán.

La contribución de las estrellas con paralajes precisas será considerada como base de la FLVS, mientras que la contribución de

las estrellas con paralajes no muy precisas será tomada en cuenta como una corrección a ella.

i) Contribución a la FLVS de las estrellas con paralajes precisas.

Para las estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ el tratamiento es muy directo. Si las coordenadas y la paralaje de la estrella indican que ésta se encuentra dentro de la región de completéz del intervalo de magnitud absoluta correspondiente, ésta estrella contribuirá a la función de luminosidad como $k(M)$ estrellas, donde $k(M)$ es el factor de incompletéz para el intervalo de magnitud absoluta dado definido en la ecuación (19). Nótese que en este procedimiento, en ningún momento se toma en cuenta el error asociado a su paralaje.

ii) Contribución a la FLVS de las estrellas con paralajes no muy precisas.

La principal diferencia entre la contribución de las estrellas con paralajes precisas y la de las estrellas con paralajes no muy precisas, es que esta última debe tomar en cuenta los errores en las paralajes, que empiezan ya a ser significativos.

Hay dos pasos importantes en los cuales debe tomarse en cuenta el error en la paralaje. El primero consiste en averiguar

si la estrella se encuentra o no dentro de la región de completez correspondiente y el segundo en definir en qué intervalo de magnitud se contará esta estrella.

Antes de empezar a discutir cómo procederemos, definiremos algunos términos. A los intervalos en los cuales se realizarán los conteos para determinar la FLVS les llamaremos intervalos de conteo. Llamaremos magnitud absoluta de medición a la magnitud absoluta calculada a partir del valor de la paralaje sin tomar en cuenta su error, e intervalo central de magnitud absoluta al intervalo de conteo en el cual se encuentra la magnitud absoluta de medición.

Veamos cómo podemos introducir la información del error en la paralaje. El error en la paralaje induce un cierto error en la determinación de la magnitud absoluta. Dado un error dM en la magnitud absoluta, inducido por el error en la medición de la paralaje, la probabilidad de que la magnitud absoluta real se encuentre en el intervalo $M \pm dM$ puede estar distribuída de varias maneras. Una distribución normal o gaussiana debida a los errores observacionales es bastante frecuente, por lo cual parece razonable suponer que la distribución de magnitudes absolutas reales es gaussiana. Así, a cada estrella con $\text{err}(M_v) > 0.3$ considerada para determinar la FLVS se le asociará una distribución gaussiana de magnitudes absolutas alrededor de su magnitud absoluta de medición con una dispersión igual al error inducido en la magnitud absoluta por el error en la paralaje.

Para cada intervalo de conteo se calculará la probabilidad de que la magnitud absoluta real de cada estrella caiga en ese intervalo, esto es, el área de la gaussiana que caiga en los límites del intervalo. En realidad, con la finalidad de minimizar el tiempo de cálculo, para cada estrella se calculará la probabilidad de que su magnitud caiga en su intervalo central, en el intervalo anterior y el posterior. Si el 95% de la estrella ya fue tomado en cuenta en estos tres intervalos ya no se realizarán más cálculos de probabilidades. Si no, se calcularán las probabilidades para un intervalo anterior y otro posterior a los mencionados anteriormente. Para todas las estrellas con $\text{err}(M_v) > 0.3$ basta con este segundo cálculo para tomar el 95% de la estrella.

Decíamos que uno de los pasos importantes en los que hay que tomar en cuenta los errores en la paralaje es al decidir si una estrella entra en la región de completez del intervalo de magnitud correspondiente o no. Pero si estamos "embarrando" a la estrella en diferentes intervalos de magnitud según lo que se explicó en el párrafo anterior, ¿cuál es este intervalo correspondiente?. Tomaremos como intervalo correspondiente el intervalo de conteo en el cual la probabilidad de que la magnitud absoluta de la estrella se encuentre ahí, sea más grande. Este intervalo es, generalmente, el intervalo central. Sin embargo, como la gaussiana es una función simétrica, las estrellas con magnitudes de medición exactamente iguales a los bordes de los intervalos de

conteo tienen la misma probabilidad de encontrarse en el intervalo central que en el anterior, o en el posterior, según sea el caso. Para estas estrellas se tomará también el intervalo central como intervalo correspondiente.

Hecho esto, ya se puede pasar a definir cuándo se considerará que una estrella está dentro de la región de completez y cuándo no. Al definir el intervalo correspondiente para una estrella con una magnitud aparente dada, en realidad se está definiendo un intervalo de distancias en el cual puede encontrarse la estrella. Si este intervalo queda completamente incluido en la región de completez, podemos decir que la estrella realmente se encuentra en ella. Pero, ¿qué pasa si la distancia de completez cae dentro de este intervalo?. En ese caso, si el intervalo definido por la distancia de completez y la distancia menor a la cual puede encontrarse la estrella es mayor que el intervalo definido por la distancia de completez y la distancia mayor a la cual puede encontrarse la estrella, consideraremos que la estrella cae dentro de la región de completez. Si no, consideraremos que cae fuera.

Una vez elegidas aquellas estrellas que caen dentro de las diferentes regiones de completez, se construirá una muestra con ellas a partir de la cual se sumarán sus probabilidades correspondientes a cada intervalo de conteo. Los números obtenidos serán multiplicados después por el factor de incompletez previamente definido para cada intervalo a partir de las estrellas con paralajes precisas.

f) Nueva función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar

En la Tabla 8 aparecen los resultados obtenidos para la FLVS. En la primera columna aparece la magnitud absoluta visual (M_v), en la segunda el factor de incompletez correspondiente ($k(M_v)$), en la tercera el número de estrellas con $\text{err}(M_v) \leq 0.3$ que caen dentro de las regiones de completéz ($N(M_v)$) y en la cuarta el número de estrellas con $\text{err}(M_v) > 0.3$ que caen dentro de la región de completéz según el criterio explicado en el inciso anterior ($N_p(M_v)$). En la quinta columna aparece el número de estrellas esperado dentro de una esfera de 22 pc de radio con paralajes precisas ($\phi(M_v)$) y en la sexta columna este mismo número, pero corregido por la contribución de las estrellas con paralajes no muy precisas ($\phi'(M_v)$). De aquí en adelante llamaremos *función de luminosidad base* a $\phi(M_v)$ y *función de luminosidad corregida* a $\phi'(M_v)$. En las columnas séptima y octava se listan los errores asociados a la función base y a la función corregida, respectivamente.

En la Figura 22a aparecen graficadas la función de luminosidad básica (punteada) y la corregida (segmentos), comparadas con la función de Wielen de 1983 (línea continua). En

Tabla 8. Nueva Función de Luminosidad de las Estrellas de la Vecindad Solar. M_v es la magnitud visual, $k(M_v)$ el factor de completez para la magnitud visual M_v , $N(M_v)$ y $N_p(M_v)$ el número de estrellas con paralajes precisas y no muy precisas (respectivamente) encontradas en la región de completez para la magnitud M_v , $\phi(M_v)$ y $\phi'(M_v)$ el número de estrellas con paralajes precisas y no muy precisas esperadas en una esfera con radio de 25 pc para la magnitud M_v y, finalmente, $\delta(M_v)$ y $\delta'(M_v)$ los errores estadísticos asociados a $\phi(M_v)$ y $\phi'(M_v)$.

M_v	$k(M_v)$	$N(M_v)$	$N_p(M_v)$	$\phi(M_v)$	$\phi'(M_v)$	$\delta\phi(M_v)$	$\delta\phi'(M_v)$
0.0	1.77	0.00	0.34	0	1	0.00	1.03
1.0	1.77	3.00	1.17	5	7	3.07	3.61
2.0	1.77	2.00	1.35	4	6	2.50	3.24
3.0	1.77	13.00	2.99	23	28	6.38	7.08
4.0	2.00	34.00	12.30	68	93	11.66	13.61
5.0	2.00	45.00	20.73	90	131	13.42	16.21
6.0	2.00	52.00	26.56	104	157	14.42	17.73
7.0	2.00	39.00	16.40	78	110	12.49	14.89
8.0	2.89	43.00	9.05	124	150	18.95	20.85
9.0	5.20	41.00	12.43	213	277	33.30	38.01
10.0	5.20	46.00	10.65	239	295	35.27	39.14
11.0	41.39	10.00	1.24	414	465	130.89	138.76
12.0	41.39	11.00	0.85	455	490	137.28	142.48
13.0	166.38	4.00	0.68	666	779	332.76	359.93
14.0	113.58	4.50	0.01	511	512	240.94	241.21
15.0	113.58	4.50	0.00	511	511	240.94	240.94
16.0	113.58	2.50	0.00	284	284	179.59	179.59
17.0	113.58	2.50	0.00	284	284	179.59	179.59
18.0	113.58	0.00	0.00	0	0	0.00	0.00
19.0	113.58	0.00	0.00	0	0	0.00	0.00
20.0	113.58	0.00	0.00	0	0	0.00	0.00

FUNCION DE LUMINOSIDAD DE LAS ESTRELLAS CERCANAS

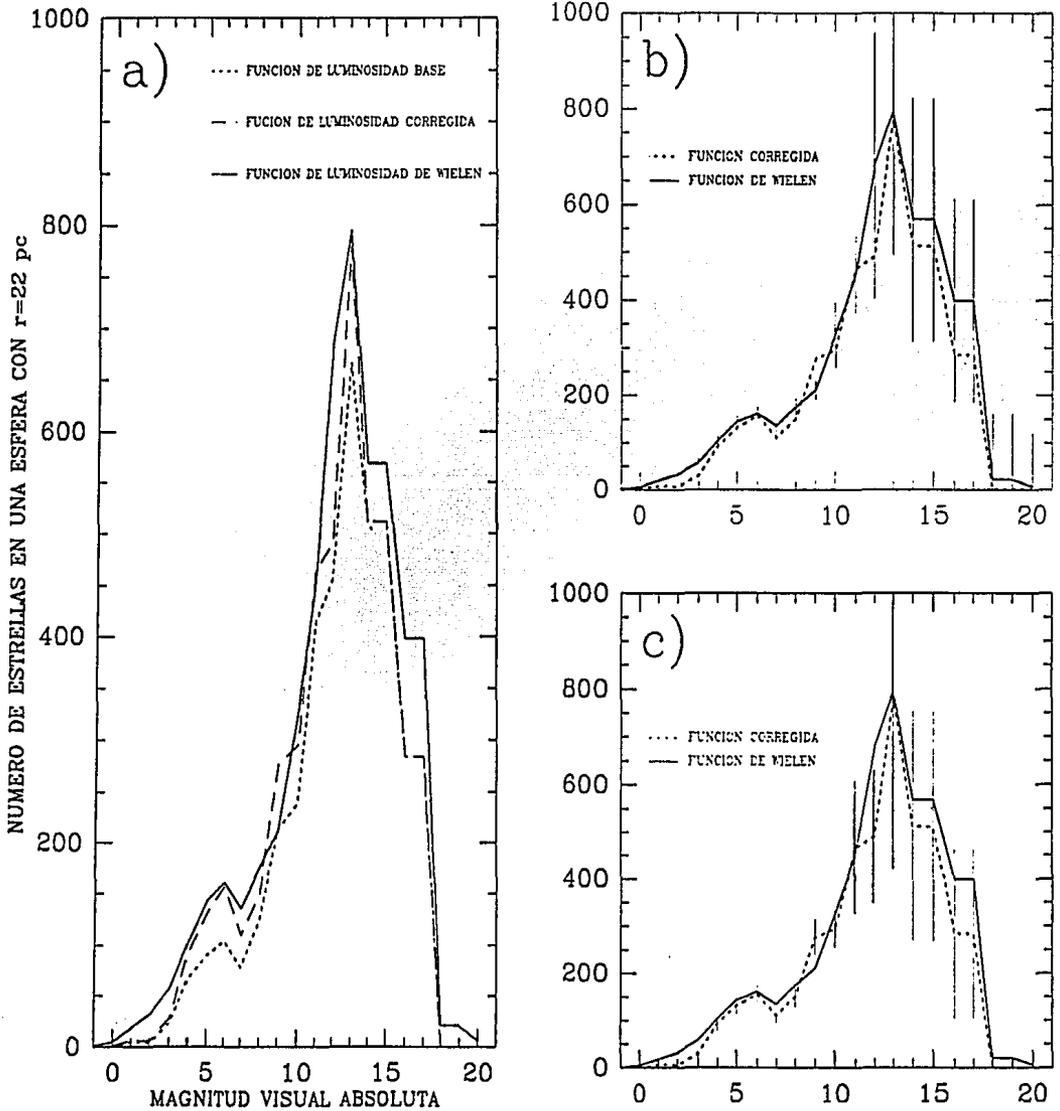


Figura 22. Comparación de la función de luminosidad obtenida a partir de las estrellas secuencia principal del CEC 91 y la presentada por Wielen en 1983.

la figura 22b se observan la función de Wielen con las barras de error asociadas a ella en línea continua y la función de luminosidad corregida en líneas punteadas. En la figura 22c aparece la función de luminosidad de Wielen en línea continua y la función de luminosidad corregida con las barras de error asociadas a ella en líneas punteadas.

CAPITULO II

FUNCION DE LUMINOSIDAD DEL SUPERCUMULO DE LAS HIADAS A PARTIR DEL CATALOGO NLTT

1. El surgimiento del concepto de supercúmulo en movimiento

Si observamos el cielo en una noche despejada, nos damos cuenta de que existen ciertas zonas en la bóveda celeste en las cuales aparecen concentraciones de estrellas claramente identificables. Por ejemplo, en la constelación del Toro localizada en el anticentro galáctico, nos encontramos con dos grupos de estrellas que llevan los nombres de Pléyades y Híadas, los cuales fueron bautizados desde la época de los griegos. Evidentemente, estas agrupaciones aparentes de estrellas pueden deberse a una engañosa proyección sobre la bóveda celeste de las posiciones espaciales de estrellas que en realidad están muy alejadas unas de otras, o bien a una agrupación espacial real de ellas, en cuyo caso es probable que estén relacionadas físicamente. A lo largo del siglo pasado y el presente, se han hecho observaciones de los movimientos propios de estas estrellas y se ha encontrado un fenómeno importante que proporciona un

fuerte indicador de la realidad física de estas asociaciones de estrellas. Este se explicará a continuación.

En 1869, Proctor se dio cuenta de que los movimientos propios de un grupo de estrellas localizadas en un área de 15 grados centrada en el cúmulo de las Híadas parecían apuntar a un mismo punto sobre la bóveda celeste. Para tratar de explicar este fenómeno, observemos la Figura 23 en la cual se muestra la proyección de un movimiento espacial paralelo. Si tomamos dos estrellas muy cercanas que se mueven paralelamente en el espacio, la proyección de sus movimientos aparecerá como dos vectores paralelos, en cuyo caso será más o menos sencillo identificarlas como dos estrellas con movimiento propio común. En cambio, si tomamos estrellas cada vez más alejadas, sus movimientos proyectados ya no aparecen como vectores paralelos sino como vectores que parecen apuntar hacia un mismo punto de la bóveda celeste. Este es el fenómeno que se observa en los cúmulos en movimiento y al punto hacia el cual parecen apuntar los movimientos propios de las estrellas pertenecientes a estos grupos estelares, se le llama punto de convergencia.

En 1908, L. Boss determinó el punto de convergencia del cúmulo de las Híadas a partir de sus movimientos propios. Utilizando las velocidades radiales disponibles para tres de sus miembros calculó también la distancia a este grupo de estrellas, mediante un método explicado en el Apéndice A. Tomando dichos

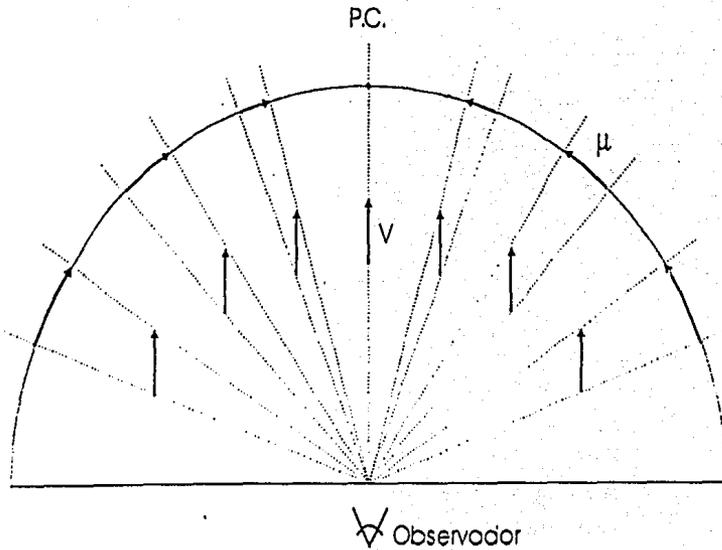


Figura 23. Proyección de un movimiento espacial paralelo sobre la bóveda celeste. Nótese cómo los movimientos propios parecen dirigirse hacia el punto de convergencia. Este es, en realidad, sólo un corte de la bóveda celeste. Si rotamos imaginariamente la gráfica alrededor del eje que va del observador al punto de convergencia, podemos visualizar mejor el fenómeno observado de convergencia de los movimientos propios, a partir de varias direcciones.

resultados, Boss obtuvo también la velocidad espacial promedio del cúmulo.

En 1909, Hertzsprung identificó el cúmulo de la Osa Mayor a partir de la convergencia de los movimientos propios de sus miembros, pero además se dió cuenta de que aparte de estas estrellas, también había otras más cercanas al sol y en otras regiones de la bóveda celeste, que presentaban movimientos espaciales como los de las Híadas -como la estrella Capella-, o bien como los del cúmulo de la Osa Mayor -como Sirio-. De esta observación, empezó a surgir la idea de que tal vez estos cúmulos en movimiento no están localizados en una pequeña región del espacio, sino que pueden ser "corrientes" de estrellas que están cruzando la vecindad solar y dentro de las cuales está inmerso el mismo sol. A los dos grandes cúmulos cuyos miembros parecen estar repartidos por toda la bóveda celeste se les ha llamado supercúmulos en movimiento: el supercúmulo de las Híadas y el supercúmulo de Sirio. (Eggen, 1952)

A partir de los estudios realizados por Boss y Hertzsprung, varios autores empezaron a estudiar otros cúmulos de estrellas que presentaban las mismas características: el cúmulo de Vela fue estudiado por Kapteyn en 1914; el cúmulo de Perseo, por Eddington en 1910; el cúmulo denominado Corona Borealis, por Rasmunson 1921; el de Scorpio Centaurus, por Plummer en 1913 y el de 61 Cygni, por Boss en 1911 y Russel en 1912. La mayoría de estos cúmulos han sido estudiados y considerados no existentes por algunos autores,

aunque actualmente no existe una resolución definitiva acerca de su realidad física y sigue siendo un punto de controversia.

Los supercúmulos de las Híadas y de la Osa Mayor (cúmulo de Sirio de ahora en adelante) han pasado mejor las pruebas acerca de su realidad física. En particular, Delhaye (1948) y Eggen (1958, 1959) encontraron que hay más estrellas con un movimiento propio similar al del cúmulo de Sirio y las Híadas (respectivamente) de las que podrían esperarse de una muestra de estrellas escogida al azar. Más tarde, Ogorodnikov y Latyshev (1967) mostraron que la probabilidad de encontrar una distribución de ángulos de posición de movimientos propios con concentraciones como las observadas, a partir de una distribución poissoniana, es más pequeña que 10^{-6} tanto para el supercúmulo de las Híadas como para el de Sirio. Más recientemente, René Méndez y Ma. Teresa Ruiz (1992) realizaron un trabajo en el que muestran evidencias claras de la existencia de los supercúmulos de las Híadas y de Sirio.

2. Trabajos anteriores sobre el cúmulo y supercúmulo de las Híadas.

El estudio del cúmulo de las Híadas ha sido muy importante ya que, al ser el cúmulo más cercano a nosotros, ha sido utilizado como un patrón de medida para estimar la distancia a otras regiones del universo.

Se han realizado grandes esfuerzos para tratar de determinar el tamaño, masa y estructura en general de este cúmulo o supercúmulo. Para ello, se han desarrollado algunos métodos para detectar estrellas pertenecientes al mismo. Los criterios de membresía más socorridos son los que se basan en el fenómeno de convergencia de los movimientos propios explicado anteriormente. Estos criterios, que se explicarán más adelante con más detalle, tienen la ventaja de que requieren únicamente información astrométrica de las estrellas: su movimiento propio. Sin embargo, es muy importante tener en cuenta que lo único que puede garantizar que una estrella pertenezca realmente a un cúmulo o supercúmulo, es que las tres componentes de su velocidad espacial sean iguales a las del grupo en cuestión.

a) El trabajo de van Bueren (1952)

Uno de los trabajos clásicos de identificación de miembros del cúmulo de las Híadas fue realizado por van Bueren en 1952. En este trabajo, empieza por hacer una redeterminación del punto de convergencia, tomando como base los movimientos propios corregidos de las 72 estrellas utilizadas por Smart en 1939 con el mismo propósito. Utilizando este nuevo punto de convergencia: $\alpha = 6^{\text{h}}18^{\text{m}}5$ $\delta = +7^{\circ}29'$ (equinoccio 1950), van Bueren lleva a cabo una búsqueda completa de miembros del cúmulo de las Híadas hasta magnitud aparente visual 9 con declinaciones entre -2° y $+30^{\circ}$, utilizando los movimientos propios publicados en el Yale Catalog

(repetición del AGK1). En esta búsqueda, encuentra que las Híadas más brillantes que magnitud aparente visual 9 están muy concentradas en un área de 20° de diámetro alrededor del centro del cúmulo localizado en $\alpha = 4^{\text{h}}25^{\text{m}}$, $\delta = +16^\circ$ (equinoccio 1950).

El criterio que utiliza para identificar miembros es el siguiente. En cada región compara los movimientos propios de las estrellas estudiadas con el movimiento propio que deberían tener para dirigirse exactamente hacia el punto de convergencia. A este último le llamaremos movimiento propio esperado. Si el movimiento propio de la estrella en cuestión difiere del esperado en hasta tres veces el error observacional estimado, van Bueren la considera como miembro del cúmulo. Este criterio resulta ser demasiado laxo para las estrellas que se encuentran muy cerca del punto de convergencia, ya que cualquier estrella que se encuentre en esta región y que tenga un movimiento propio suficientemente pequeño, sería considerada miembro del cúmulo. Por esta razón, van Bueren no considera para su estudio las estrellas que se encuentran alrededor del punto de convergencia.

Después de haber identificado las estrellas que cumplen con el criterio explicado en las líneas anteriores, van Bueren realiza un análisis de las velocidades radiales y se queda con una lista de estrellas cuya velocidad radial medida no difiere mucho de la velocidad radial esperada por ser miembro del cúmulo. La manera de determinar dicha velocidad radial esperada, será explicada con mas detalle en la sección 3, inciso d de este capítulo. En total,

lista 132 estrellas más brillantes que magnitud visual aparente 9, y que considera miembros del cúmulo de las Híadas. En la Figura 24 aparecen graficadas dichas estrellas, tal como las presenta van Bueren. Para cada estrella aparece representado su movimiento propio mediante una rayita que parte de la posición 1950 de la estrella.

A partir de las velocidades radiales de estas 132 estrellas, van Bueren redetermina la velocidad espacial del cúmulo con respecto al sol, obteniendo $V_c = 43.95 \pm 0.60^{\text{km}}/\text{seg}$.

Suponiendo que las estrellas que lista son miembros del cúmulo, calcula su magnitud absoluta y realiza conteos en función de ella para obtener una función de luminosidad. Dicha función aparece en la Figura 25. A partir de ella, encuentra que la masa total del cúmulo es aproximadamente 320 masas solares, y el número total de estrellas pertenecientes al mismo es 350.

b) El trabajo de Van Altena (1966)

En 1966, van Altena determina los movimientos propios, magnitud aparente visual e índices de color B-V de 778 estrellas en la región del cúmulo de las Híadas, para estrellas hasta de magnitud visual aparente 22, en un área de 40.5 grados cuadrados alrededor del centro del cúmulo con coordenadas $\alpha = 4^{\text{h}}20^{\text{m}}$, $\delta = +15^\circ$ (equinoccio 1950). Con respecto a la muestra de van Bueren, van Altena tiene la ventaja de que tiene información sobre

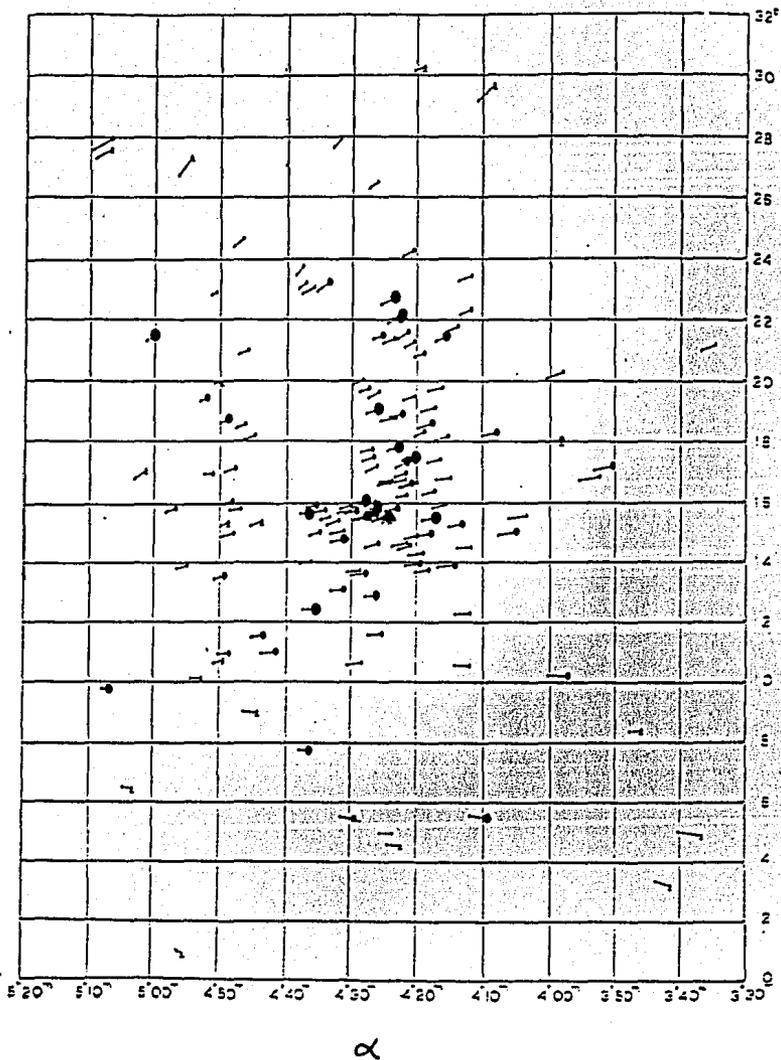


Figura 24. Estrellas del cúmulo de las Híadas estudiadas por van Bueren en 1952. Para cada estrella aparece representado su movimiento propio mediante una flechita que parte de la posición 1950 de la estrella.

FUNCION DE LUMINOSIDAD DE LAS HIADAS. VAN BUEREN (1952)

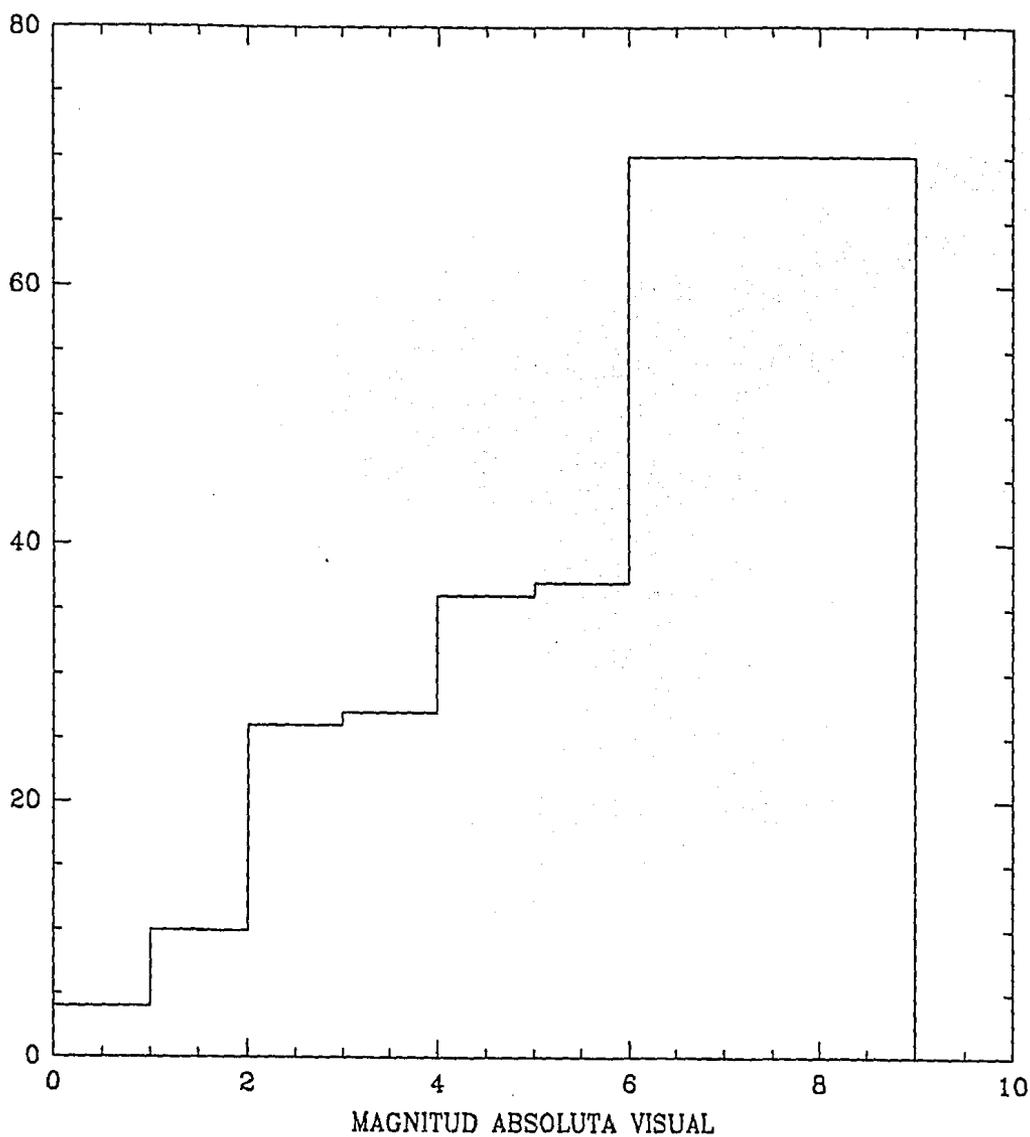


Figura 25. Función de luminosidad para el cúmulo de las Híadas obtenida por Van Bueren en 1952.

estrellas mucho más débiles. Sin embargo, la distancia alcanzada por las estrellas de van Bueren a partir del centro del cúmulo, es aproximadamente 3 veces mayor.

Una de las características más importantes de este trabajo es que incluye el cálculo de una probabilidad numérica de membresía para cada una de las estrellas observadas. Dicho cálculo está basado en la comparación de la distribución de movimientos propios de las estrellas de campo y aquella de las estrellas del cúmulo. Estas dos distribuciones son obtenidas de una manera empírica a partir de la distribución de movimientos propios de las estrellas de la muestra, tanto en magnitud como en ángulo de posición, y a partir de ellas se asigna una probabilidad numérica de membresía. Cada estrella es contada a partir de ese momento, como la probabilidad asignada a ella.

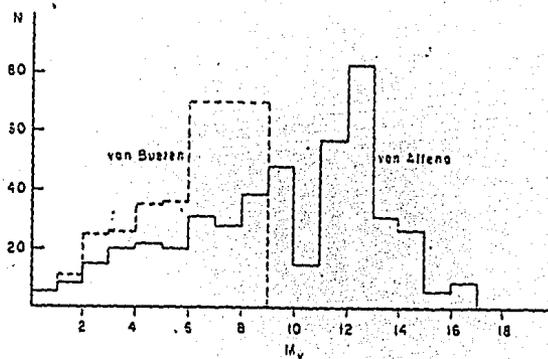
Van Altena aplica un método desarrollado por I. King en 1962 para determinar empíricamente una ley de densidad para las estrellas del cúmulo y así poder obtener el número total de estrellas pertenecientes al mismo y también su masa total. Los dos modelos que analiza son los correspondientes a $c = \log(r_c/r_t) = 0.5$ y $c = \log(r_c/r_t) = 1.0$, donde r_c y r_t son el radio central y el radio de marea definidos en el trabajo de King. En la tabla 9 aparecen las características para el cúmulo derivadas de ambos modelos.

Van Altena calcula la magnitud absoluta para cada una de las estrellas de su lista suponiendo que son miembros de las Híadas y realiza conteos en función de ella. El número total de estrellas que obtiene (siempre contando probabilidades) lo escala por un factor que normaliza a los números predichos por los modelos de King. Así, obtiene dos funciones de luminosidad que se muestran en las Figuras 26a y 26b. En la función correspondiente a $c=1.0$, para las estrellas más brillantes que magnitud absoluta visual 6, van Altena adopta la función de luminosidad obtenida por van Bueren mientras que para las estrellas más débiles utiliza sus resultados.

Tabla 9. Características del Cúmulo de las Híadas al tomar 2 modelos de King con $c = 0.5$ y $c = 1.0$ (Van Altena, 1966)

	$\log(rc/rt)=0.5$	$\log(rc/rt)=1.0$
Número total de estr.	464	722
Masa total del cúmulo (en masas solares)	239	359
Masa promedio (m. sol.)	0.515	0.498
Densidad central (m.s./pc ³)	1.68	1.58
Densidad promedio (m.s./pc ³)	0.75	0.16
Tiempo de disrupción (años)	1.4	0.3

a)



b)

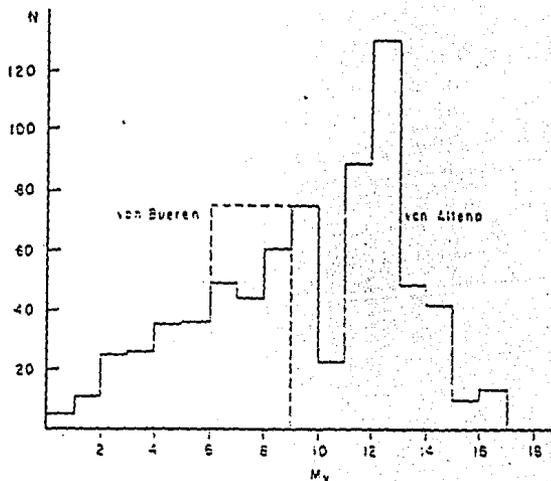


Figura 26. Función de luminosidad para el cúmulo de las Híadas obtenida por van Altena utilizando normalizaciones derivadas de dos modelos de King: uno con $c=0.5$ (arriba) y el otro con $c=1.0$ (abajo).

c) Los trabajos de Luyten (1971 y 1981)

En 1971, Luyten mide los movimientos propios de las estrellas localizadas en la región del cúmulo de las Híadas, con el propósito de realizar una búsqueda de estrellas pertenecientes a él. Como resultado de esta búsqueda, y tomando en cuenta otras estrellas asignadas al cúmulo por otros autores, Luyten publica un catálogo de las Híadas. Este catálogo contiene aproximadamente 4600 estrellas para las cuales hay alguna posibilidad, aunque sea remota, de que sean miembros del cúmulo de las Híadas. Al final del catálogo principal, presenta también una lista de enanas blancas que podrían ser miembros del cúmulo, aunque él considera que las 2 terceras partes de ellas son miembros espúreos.

Para las estrellas de su trabajo de 1971 y algunas provenientes de otras fuentes, Luyten realiza una estimación de sus magnitudes fotográficas y colores y en base a estos nuevos datos analiza nuevamente su presunta membresía. Como resultado, obtiene una nueva lista de 929 probables miembros del cúmulo de las Híadas, de las cuales considera que aproximadamente 300 son miembros espúreos. Es importante remarcar que en este trabajo, la fotometría utilizada como criterio adicional para la asignación de membresía es solamente una estimación y por lo tanto es muy poco precisa.

d) Los trabajos de Eggen (1950-1993)

A partir de la década de los cincuenta, O. J. Eggen ha trabajado arduamente en el tópicó de los grupos de estrellas en movimiento. En particular, en 1985 Eggen emprendió una búsqueda sistemática de miembros de los supercúmulos de las Híadas y de Sirio entre las estrellas del catálogo FK4, utilizando la convergencia de los movimientos propios mediante un criterio desarrollado por él mismo a lo largo de 3 décadas. Como resultado de ella, publica una lista de probables miembros de ambos supercúmulos, a los cuales les asigna una 'calidad' de probabilidad de membresía. Este trabajo es muy extenso e importante, por lo cual será explicado con más detalle en una sección aparte.

e) El trabajo de Bubenicek et al (1985)

En 1985, Bubenicek et al analizan una muestra de 927 estrellas de tipo espectral A con distancias al sol más pequeñas que 300 pc con mediciones de velocidades espaciales disponibles, con la finalidad de encontrar estrellas pertenecientes al supercúmulo de las Híadas. Para hacerlo, utilizan un método de asignación de probabilidad de membresía basado en sus velocidades espaciales con respecto al sol. Suponen que la distribución de velocidades de estas estrellas corresponde a la suma de dos distribuciones de tipo elipsoidal: una para las estrellas de campo ($f_c(u,v,w)$), y otra para las estrellas del supercúmulo ($f_s(u,v,w)$)

y encuentran los parámetros que permiten describir mejor la distribución de velocidades observada. Hecho esto, definen la probabilidad de membresía para una estrella con velocidades u_1 , v_1 , w_1 como:

$$p = \frac{f_c(u_1, v_1, w_1)}{f_s(u_1, v_1, w_1) + f_c(u_1, v_1, w_1)} \quad (25)$$

De las 927 estrellas, encuentran 13 con probabilidades mayores que 0.5, a partir de las cuales calculan las velocidades promedio y dispersiones que aparecen a continuación:

$$u = -41.3 \pm 2.4 \text{ km/seg} \quad (26)$$

$$v = -20.9 \pm 1.1 \text{ km/seg} \quad (27)$$

$$w = -5.8 \pm 7.2 \text{ km/seg} \quad (28)$$

f) El trabajo de René Mendez y Ma. Teresa Ruiz (1992)

En 1992, estos autores miden los movimientos propios de las estrellas registradas en dos placas adyacentes de $25^{\circ 2}$ cada una, localizadas muy cerca de la región en la que se maximizan los movimientos propios de las estrellas pertenecientes tanto al supercúmulo de las Híadas como al de Sirio. Más adelante se mostrará más claramente que, dado un punto de convergencia, existe una banda de la bóveda celeste en la que los movimientos propios

de las estrellas que se dirigen hacia dicho punto son máximos. Dados dos puntos de convergencia, existe una pequeña región del cielo en la cual las bandas correspondientes a ambos puntos se intersectan. Es en esta región que se maximizan los movimientos propios de las estrellas que se dirigen a cada uno de los dos puntos. Las coordenadas centrales de la región correspondiente a los puntos de convergencia de las Híadas y de Sirio, son aproximadamente $\alpha = 11^{\text{h}}41^{\text{m}}$, $\delta = -30^{\circ}08'$ (equinoccio 1950). La distribución de ángulos de posición de los movimientos propios de estas estrellas se muestra en la figura 27a.

Para comparar esta distribución observada con la esperada, utilizan las velocidades espaciales de las estrellas a las que Eggen asigna la más alta calidad de membresía en 1985, tanto al supercúmulo de las Híadas como al de Sirio, para calcular los parámetros de los elipsoides de velocidad asociados a estos dos grupos estelares. Teniendo esto, toman el formalismo expuesto por Trumpler y Weaver (1953) para proyectar estos elipsoides y obtener la distribución de velocidades tangenciales esperada en la zona en la que midieron los movimientos propios. A partir de esta distribución, deducen la distribución esperada de ángulos de posición en dicha zona.

En la figura 27b aparece la comparación entre los resultados obtenidos a partir de la proyección del elipsoide de velocidades y los resultados observados, para la distribución de ángulos de posición. En líneas continuas aparece el histograma de los

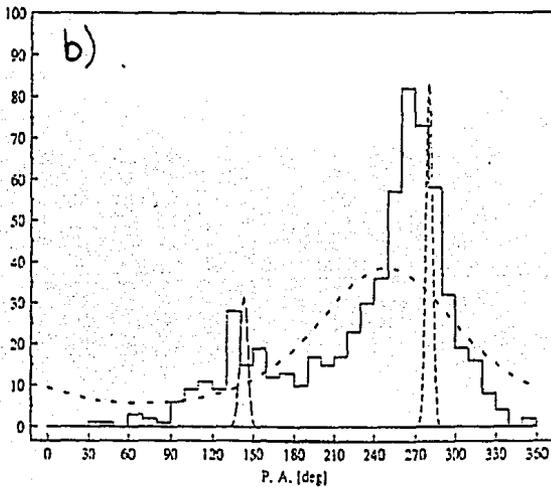
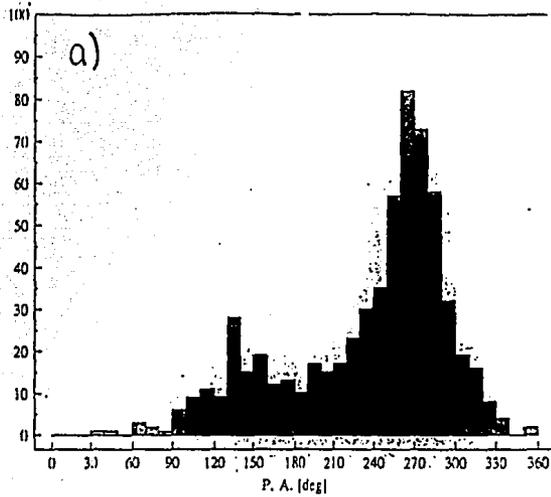


Figura 27. Gráficas ilustrativas del trabajo de René Méndez y Ma. Teresa Ruiz. Arriba: Distribución de ángulos de posición de los movimientos propios de las estrellas estudiadas. Abajo: Comparación entre los resultados esperados a partir de la teoría de elipsoide de velocidades para los supercúmulos de Híadas y Sirio, y para las estrellas de campo (líneas quebradas), y los resultados observados (histograma).

ángulos de posición observados. En líneas punteadas aparecen las distribuciones esperadas debidas a la presencia de las estrellas de los supercúmulos de las Híadas y de Sirio, así como también la distribución esperada debida al reflejo del movimiento solar. La congruencia entre los resultados esperados y los observados en la figura, constituye una prueba contundente de la existencia de ambos supercúmulos.

Haciendo un ajuste de tipo χ^2 a la distribución observada suponiendo que dicha distribución puede expresarse como la suma de las proyecciones de los elipsoides de velocidad de ambos supercúmulos y el reflejo del movimiento solar hacia el apex, obtienen los parámetros para las estrellas pertenecientes a los supercúmulos y las estrellas de campo que se muestran en la Tabla 10.

Tabla 10. Características de los Supercúmulos de Híadas y Sirio, y las estrellas de campo, dadas por Rene Méndez y Ma. Teresa Ruiz (1992)

Nombre del grupo	Densidad de estr. (estr. por pc ³)	Dispersión en la velocidad
Híadas	0.024	13.2
Sirio	0.260	5.3
Estrellas de Campo. (Reflejo del movimiento solar)	0.360	14.4

g) El trabajo de Reid (1993)

En 1993, Reid publica un trabajo muy importante y exhaustivo sobre el cúmulo de las Híadas. A partir de un trabajo anterior en el cual midió posiciones y magnitudes de 400 000 objetos en la región central del cúmulo de las Híadas (Reid, 1992), identificó 338 estrellas con movimientos propios congruentes con una probable membresía a dicho cúmulo.

Para estas 338 estrellas Reid obtiene fotometría en las bandas V, R e I, ya sea de la literatura o de sus propias mediciones. En base a esta fotometría y a la asignación de membresía para calcular paralajes, obtiene un diagrama color-magnitud que utiliza para identificar estrellas de campo y depurar su muestra de probables Híadas. En la Figura 28 se muestra dicho diagrama, indicando cuáles estrellas pueden ser consideradas estrellas de campo y cuáles como probables miembros, en base a la fotometría.

Tomando las estrellas que resultan tener fotometría consistente con la membresía, Reid asigna una probabilidad numérica de membresía calculada a partir de una comparación entre la distribución de movimientos propios de los probables miembros del cúmulo y las estrellas de campo, mostradas en la Figura 28.

A partir de las estrellas que tienen fotometría consistente con la membresía y probabilidades numéricas mayores que 0.5, Reid

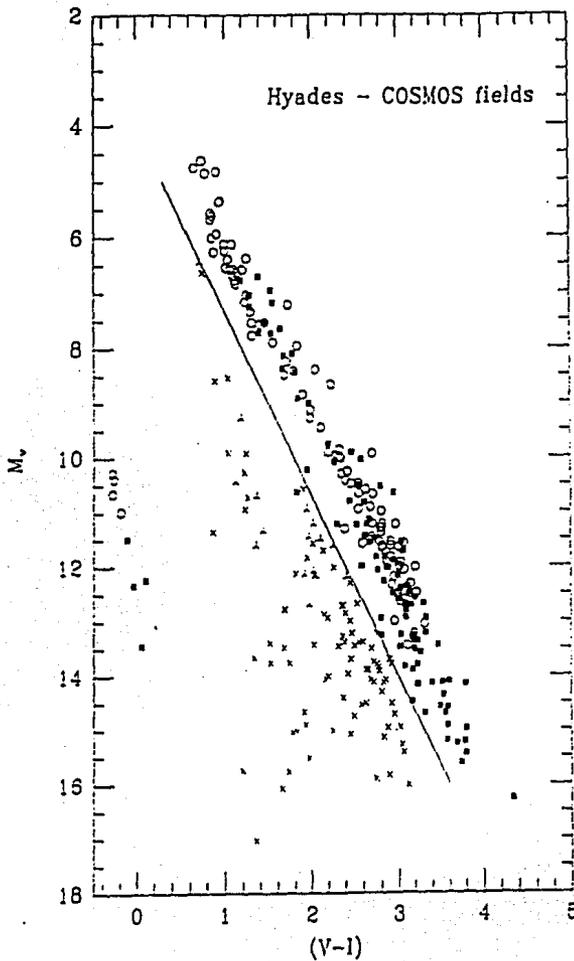


Figura 28. Diagrama color-magnitud para las estrellas estudiadas por Reid en 1993. En círculos y cuadros rellenos aparecen aquellas estrellas cuya fotometría resulta ser consistente con la membresía y en cruces de 4 y 3 puntas aquellas estrellas que resultan ser estrellas de campo. Tomada de Reid, 1993, p. 793.

obtiene una Función de Luminosidad para el cúmulo de las Híadas, que se muestra en la Figura 29.

3. Los trabajos de O. J. Eggen

a) Definiciones de Grupo y Supercúmulo

Eggen ha realizado un arduo trabajo en la investigación de las propiedades de los diferentes grupos de estrellas cuya relación física ha sido estudiada. En 1987 publicó un artículo en donde habla de diferentes tipos de agrupaciones de estrellas que se mueven juntas, a las que clasifica en Grupos y Supercúmulos estelares.

Eggen describe los Supercúmulos estelares como agregados de estrellas distribuidas en un volumen de aproximadamente 10^8 pc^3 alrededor del sol y moviéndose en órbitas paralelas alrededor del centro de la Galaxia. Estas órbitas paralelas aparecen como movimientos propios convergentes al proyectarse en la bóveda celeste. Ejemplos de este tipo de agrupaciones son el Supercúmulo de Sirio y el Supercúmulo de las Híadas. Nótese que la única diferencia que hay entre esta descripción y la descripción clásica de los cúmulos abiertos es el volumen ocupado por las estrellas pertenecientes al supercúmulo.

Los llamados Grupos podrían ser, según Eggen, Supercúmulos disociados a causa de las perturbaciones sufridas por sus miembros

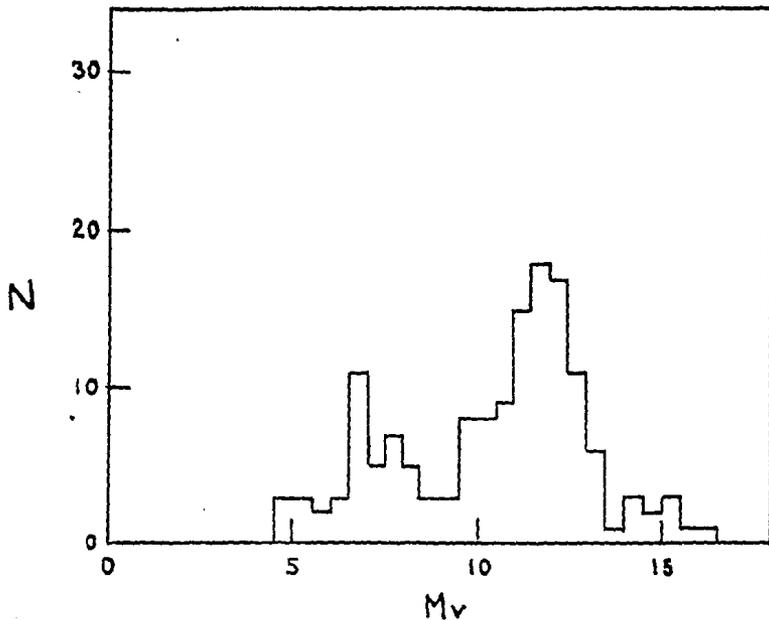


Figura 29. Función de luminosidad para el cúmulo de las Híadas obtenida por Reid en 1993. Tomada de Reid, 1993, p. 801.

en su viaje alrededor de la Galaxia. Como resultado de estas perturbaciones, aparecen variaciones en las velocidades espaciales, las cuales, reflejadas en la bóveda celeste, hacen que sea imposible la percepción de una convergencia en sus movimientos propios. Sin embargo, a pesar de las variaciones en las velocidades, las órbitas de estas estrellas siguen estando confinadas a una especie de tubo alrededor del centro de la galaxia. La sección transversal de este tubo está determinada por las perturbaciones en la velocidad u y w (u hacia el centro de la galaxia y w hacia el polo norte galáctico) y la longitud del tubo por las perturbaciones en la velocidad v (v en el sentido de la rotación galáctica). Debido a que el horizonte de observación dentro del cual pueden realizarse mediciones de una buena precisión es aproximadamente 200 pc, se puede considerar que un grupo de este estilo podría ser detectado si al examinar las velocidades u , v y w de una muestra de estrellas cercanas al sol se observan grupos definidos con un valor muy parecido en la componente v . Dos grupos que presentan esta característica son el grupo de la estrella Arturo y el de HR 1614.

En la Figura 30 se muestra una gráfica publicada por Eggen en 1965 en donde se pueden apreciar claramente las concentraciones que aparecen en el plano de velocidades u y v , debido a la existencia de algunos grupos o supercúmulos estelares.

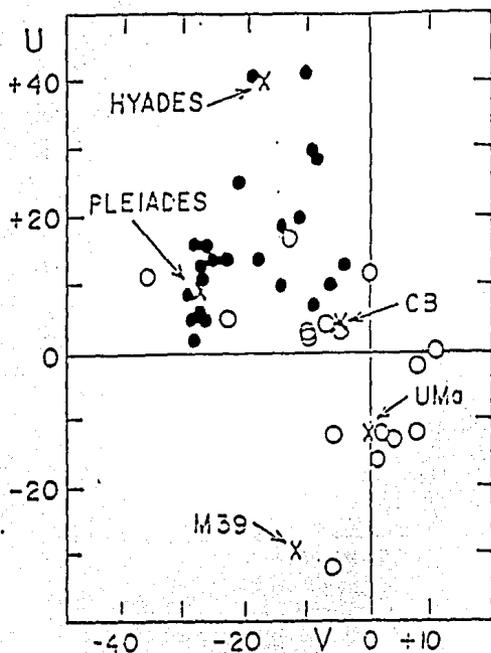


Figura 30. Velocidades u y v de las estrellas brillantes de la vecindad solar. Se observan claras concentraciones que indican la existencia de diferentes grupos cinemáticos de estrellas. Tomada de Eggen, 1965a, p. 118.

b) Criterio basado en la convergencia de los movimientos propios utilizado por Eggen.

Para proceder a explicar el criterio utilizado por Eggen para la identificación de miembros de un supercúmulo basado en la convergencia de los movimientos propios, es necesario tener a la mano algunos resultados básicos de la geometría esférica. En el Apéndice B aparece la deducción de los resultados que se utilizarán a continuación.

Para manipular la información existente de los movimientos propios de sus estrellas, Eggen utiliza un sistema de referencia anclado en la estrella con uno de sus ejes dirigiéndose hacia el punto de convergencia en cuestión, y el otro eje perpendicular a éste, como se muestra en la Figura 31.

Llamaremos $\Delta\theta$ al ángulo formado por la dirección al punto de convergencia y el movimiento propio de la estrella, v a la componente del movimiento propio a lo largo de la dirección al punto de convergencia, y τ a la componente del movimiento propio perpendicular a v .

En términos de estas componentes, la tangente de $\Delta\theta$ está dada por el cociente de τ entre v :

$$\tan \Delta\theta = \tau/v \quad (29)$$

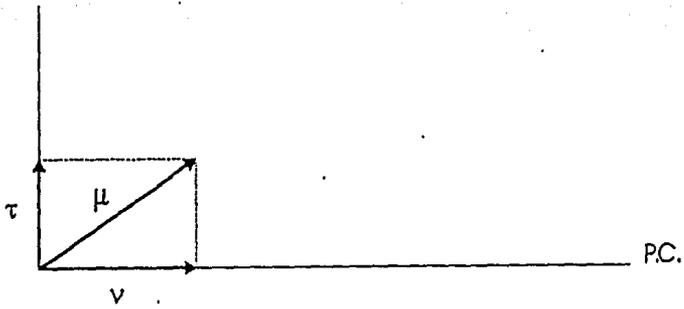


Figura 31. Sistema de coordenadas utilizado por Eggen. Las componentes v y τ del movimiento propio se dirigen hacia el punto de convergencia y en la dirección perpendicular, respectivamente.

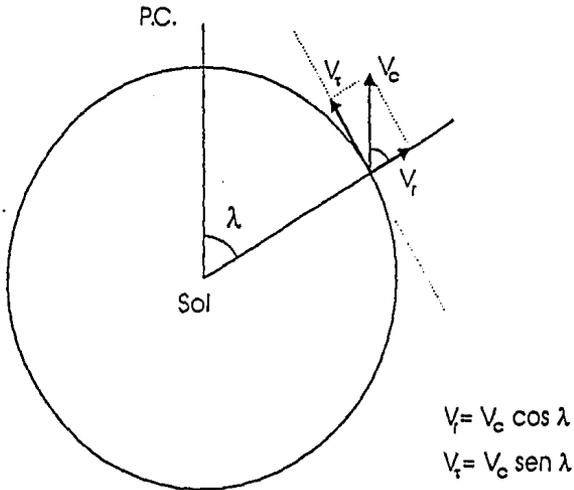


Figura 32. Velocidad radial y tangencial esperadas para una estrella perteneciente a un cúmulo, en función de la distancia angular λ de la estrella al punto de convergencia.

Para Eggen, si una estrella cumple con la condición

$$\text{sen } \lambda \ (\tau/v) \leq 0.1, \quad \text{o bien, } \tan \Delta\theta \text{ sen } \lambda \leq 0.1, \quad (30)$$

donde λ es la distancia angular entre la posición de la estrella y el punto de convergencia en cuestión, puede considerarse como un posible miembro del cúmulo en cuestión.

A continuación intentaré exponer el significado físico de dicha condición.

De la expresión para la velocidad tangencial dada en términos de la paralaje y el movimiento propio:

$$V_{\text{tan}} = 4.74 \ \mu/p, \quad (31)$$

tenemos que la paralaje puede expresarse como

$$p = 4.74 \ \mu / V_{\text{tan}}, \quad (32)$$

Por otro lado, sabemos que la velocidad tangencial de una estrella perteneciente a un cúmulo puede expresarse en términos de la velocidad espacial de este cúmulo (V_c) como (véase Figura 32):

$$V_{\text{tan}} = V_c \text{ sen } \lambda \quad (33)$$

en donde λ es la distancia entre la estrella y el punto de convergencia del cúmulo. Así, se obtiene la siguiente expresión para la paralaje:

$$p = \frac{4.74 \mu}{V_c \text{ sen } \lambda} \quad (34)$$

Es claro que esta última expresión de la paralaje, a la cual Eggen llama paralaje astrométrica, es válida solamente para estrellas pertenecientes al cúmulo.

Tomemos ahora la velocidad tangencial de la estrella debida a la componente τ del movimiento propio (a esta velocidad Eggen le llama la velocidad peculiar de la estrella en cuestión):

$$V\tau = 4.74 \tau / p \quad (35)$$

Si sustituímos en esta última ecuación la expresión 34, tenemos que

$$V\tau = \frac{\tau}{\mu} V_c \text{ sen } \lambda \quad (36)$$

Ahora, si suponemos que $\Delta\theta$ es muy pequeño, se puede hacer la aproximación $\mu \approx v$, de donde se tiene que

$$V\tau = \frac{\tau}{u} V_c \text{ sen } \lambda \quad (37)$$

A partir de la expresión 37, se puede ver claramente que el significado físico del criterio de Eggen, es que la velocidad peculiar de la estrella sea menor o igual al 10% de la velocidad espacial total de las estrellas del cúmulo, para una estrella con $\Delta\theta$ pequeño.

Es importante tratar de especificar qué quiere decir matemáticamente $\Delta\theta$ pequeño. En principio, a partir de la relación $\Delta\theta \ll 1$ dada en radianes, podemos decir que un ángulo que cumpla con esta relación puede ser, por ejemplo, $\Delta\theta = 10^\circ$, pues 1 radián $\approx 57^\circ$.

c) Parámetros de los Supercúmulos de Híadas y Sirio publicados por Eggen en 1984.

En 1982, Eggen identifica miembros de los supercúmulos de las Híadas y de Sirio en una muestra de 200 estrellas brillantes con movimientos precisos. Para aplicar su criterio de membresía basado en los movimientos propios de estas estrellas, utiliza la determinación del punto de convergencia del cúmulo de las Híadas realizada por Corbin y Smith (1975) y, para el cúmulo de Sirio, el punto de convergencia de los movimientos propios de dos estrellas: Sirio y ζ UMa.

En 1984, utilizando las estrellas que logró identificar como miembros de uno u otro de los supercúmulos en 1982, realiza la primera determinación de los puntos de convergencia, ya no de los

cúmulos, sino de los supercúmulos de Híadas y Sirio. También, determina las componentes u , v , w de sus velocidades espaciales. Dichos parámetros, se muestran en la Tabla 11. Las velocidades están dadas con respecto al sol, con la dirección positiva de u hacia el centro de la galaxia.

Tabla 11. Parámetros de los Supercúmulos de Híadas y Sirio publicados por Eggen en 1984. (Eggen, 1984)

Nombre del supercúmulo	Pto. de convergencia		Velocidades (km/s)		
	α (1950)	δ (1950)	u	v	w
Híadas	6 ^h 24 ^m .2	6°30'	-41.5	-18.5	-1.9
Sirio	20 ^h 33 ^m .7	-38°08'	14.7	1.5	-10.0

d) La búsqueda sistemática de miembros de los Supercúmulos de Híadas y Sirio emprendida por Eggen en 1984 y sus resultados.

En 1984 Eggen emprendió una búsqueda sistemática de miembros de los Supercúmulos de las Híadas y Sirio entre estrellas de diferentes estados evolutivos, con información precisa sobre movimientos propios del catálogo FK4. Esta búsqueda está publicada en una serie de 6 artículos en el *Astronomical Journal*, consagrados a los siguientes tipos de estrellas: enanas blancas (Eggen, 1984a), binarias visuales (Eggen, 1984b), estrellas G y K cerca de la secuencia principal con actividad cromosférica intensa (Eggen, 1984c), estrellas con líneas metálicas y cefeidas de

períodos ultrapequeños (Eggen, 1985c), gigantes rojas (Eggen, 1985b) y estrellas pertenecientes a la parte débil de la secuencia principal (Eggen, 1985a). Para algunos de estos diferentes grupos de estrellas, Eggen encuentra relaciones entre la magnitud absoluta y los índices de color.

Como resultado de esta búsqueda, Eggen publica en 1986 (Eggen, 1986) una lista de probables miembros del supercúmulo de las Híadas y Sirio, con magnitud aparente visual más brillante que 7.1: 233 para las Híadas y 40 para Sirio . En estas listas, cada estrella aparece con una 'calidad de membresía' asignada mediante tres indicadores de membresía independientes entre ellos, que serán explicados en los incisos i), ii) y iii) de esta sección.

Es importante hacer notar que la diferencia entre el número de miembros que Eggen encuentra para ambos supercúmulos no significa necesariamente que haya menos estrellas pertenecientes al Supercúmulo de Sirio que al de las Híadas. Esto puede ser un efecto producido por la diferencia de velocidades espaciales de dichos cúmulos, lo cual hace que se alcancen a identificar Híadas a una distancia hasta 2.5 veces mayor que la distancia a la cual se pueden identificar las estrellas pertenecientes a Sirio.

i) Indicador basado en la convergencia de los movimientos propios.

El primer indicador de membresía a un supercúmulo según Eggen, es el cumplimiento de su criterio basado en la convergencia

de los movimientos propios explicado en el inciso b) de esta sección.

- ii) Indicador basado en la comparación de la velocidad radial esperada a partir de la membresía al cúmulo y la velocidad radial observada.

En la Figura 32 se observa que la velocidad radial de una estrella perteneciente al cúmulo y situada a una distancia angular λ del punto de convergencia de un cúmulo cuya velocidad espacial es V_c , tendrá una velocidad radial dada por:

$$V_r = V_c \cos \lambda \quad (38)$$

Si se tiene una medición de velocidad radial y esta medición coincide con la velocidad calculada a partir de la ecuación 38, dentro de los márgenes de error, entonces es factible considerar a esta estrella como un candidato a miembro del supercúmulo en cuestión.

Eggen utiliza esto como un segundo indicador de membresía. Sin embargo, no es muy fácil tratar de precisar qué quiere decir 'dentro de los márgenes de error', ya que esto parece ser bastante subjetivo dependiendo de la calidad y la cantidad de mediciones de velocidad radial disponibles para cada una de las estrellas analizadas.

iii) Indicador basado en la comparación de la paralaje astrométrica y la paralaje fotométrica.

Las relaciones entre la magnitud absoluta e índice de color para las Híadas y Sirio, publicadas por el mismo Eggen en algunos de sus artículos previos, permiten calcular la paralaje fotométrica de estrellas para las cuales se conozca el índice de color. Así, considera como posible miembro del supercúmulo a una estrella cuya paralaje astrométrica sea comparable a esta paralaje fotométrica, 'dentro de los márgenes de error'.

La calidad de membresía que asigna Eggen basándose en estos indicadores está codificada mediante 3 letras: una A en la primera columna indica que cumple el criterio de movimientos propios satisfactoriamente, una A en la segunda columna significa que cumple con el indicador basado en velocidades radiales, y una A en la tercera columna, que satisface el indicador de paralajes.

e) Evaluación del criterio de Eggen

A partir de los diferentes indicadores de membresía explicados anteriormente, Eggen construye una lista de probables (en algunos casos, muy probables) candidatos a miembros del supercúmulo de las Híadas. Para encontrar más evidencias de esta presunta membresía, podemos ver cómo es la distribución de las velocidades espaciales de aquellas que tengan velocidad radial y paralaje medidas.

En la Figura 33a aparecen graficadas las velocidades u y v de las estrellas de Eggen, para las diferentes 'calidades de membresía'. Dichas velocidades fueron tomadas del Bright Star Catalogue en su versión 1991 (Hoffleit, 1991). En círculos abiertos aparecen las de calidad AAA (39), en cruces las de calidad AA_ (21), en triángulos rellenos las de calidad A__ (5) y en cuadrados rellenos las de calidad A_A (13). En la figura 33b aparecen las velocidades de las 39 estrellas con calidad de membresía AAA. En ella se observan algunas estrellas que se alejan mucho del resto de la población. Para eliminar los miembros que muy probablemente son espúreos por sus velocidades (i.e. desviacionistas), utilizaremos el método expuesto por G. Cordero en 1993, de donde se obtienen los siguientes resultados:

$$u = -38.31 \pm 3.97 \text{ km/seg} \quad (39)$$

$$v = -16.19 \pm 3.76 \text{ km/seg} \quad (40)$$

$$w = -3.87 \pm 3.64 \text{ km/seg} \quad (41)$$

La elipse que se observa en la figura 33b tiene como semiejes $2.58 \sigma_v$, $2.58 \sigma_u$. A esta elipse le llamaremos elipse de membresía de aquí en adelante. Fuera de ella se encuentran las estrellas que resultan ser desviacionistas según el método de Cordero. Por lo tanto, de acuerdo con este criterio, de las estrellas consideradas por Eggen con más alta probabilidad de membresía, únicamente el 75 % resultan ser realmente Híadas.

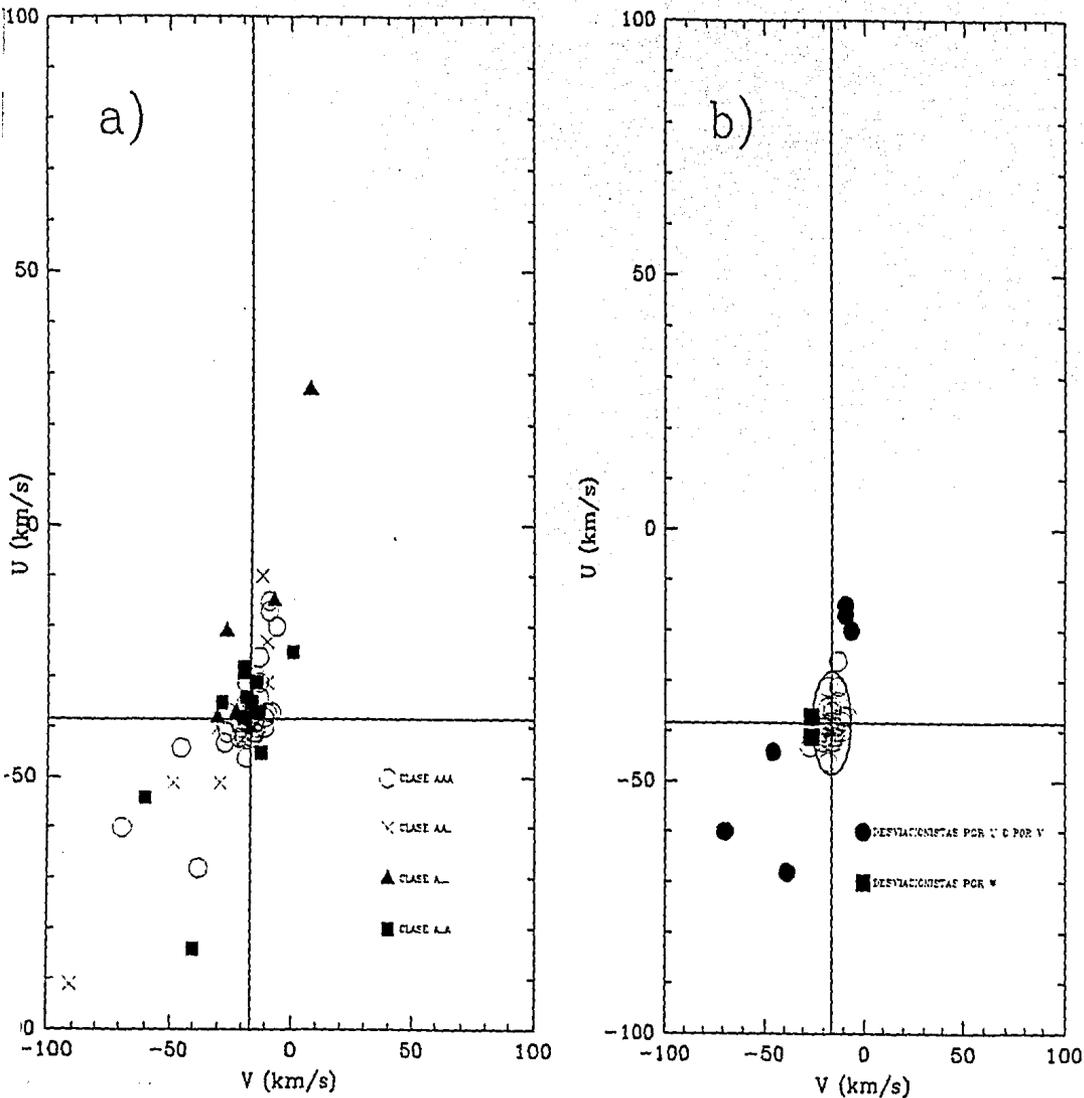


Figura 33. Velocidades u y v de las estrellas publicadas por Eggen en 1985 en su lista de probables miembros del Supercúmulo de las Híadas. a) Velocidades de aquellas estrellas consideradas probables miembros según los diferentes indicadores analizados por Eggen; b) Velocidades de aquellas estrellas con mayor probabilidad de membresía.

4.- Algunas características del supercúmulo de las Híadas.

En las Figuras 34a, 34b, 34c y 34d aparecen 4 diagramas que son muy útiles para tener una apreciación de la visión actual del supercúmulo de las Híadas.

En la figura 34a se observan las estrellas del cúmulo de las Híadas con sus movimientos propios simbolizados mediante flechitas y una esquematización de la extrapolación gráfica que puede utilizarse para determinar el punto de convergencia. Aparecen indicadas varias determinaciones del punto de convergencia, y también las coordenadas del centro del cúmulo.

En la figura 34b, aparece un diagrama en el que se puede apreciar la distribución espacial de las estrellas identificadas como Híadas hasta 1979. En él puede observarse cómo el sol parece estar inmerso en la 'corriente' de Híadas.

En la figura 34c aparece un diagrama HR de las Híadas. La isocrona que aparece fue ajustada por van den Heuvel en 1969, a partir de la cual se deriva una edad para el supercúmulo de 9×10^8 años.

Por último, en la figura 34d aparece un diagrama que ilustra los resultados de diferentes determinaciones de la distancia al cúmulo de las Híadas realizadas a lo largo de este siglo. La última determinación disponible es aquella realizada por Dombrowski et al en 1991 y corresponde a 48.4 ± 0.9 parsecs.

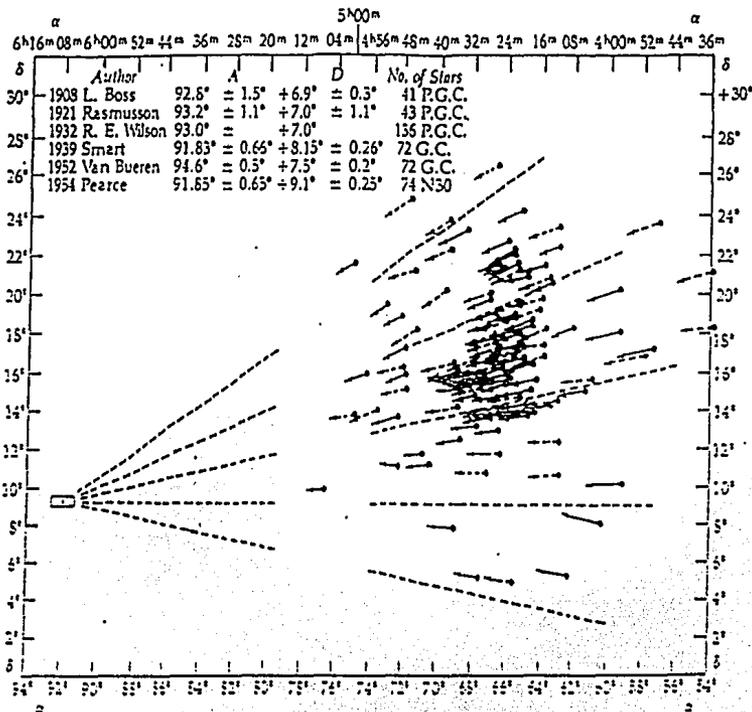


Figura 34a. Extrapolación gráfica de los movimientos propios de las estrellas del cúmulo hacia el punto de convergencia. Tomada de Zeilik y Smith, 1987, p. 262

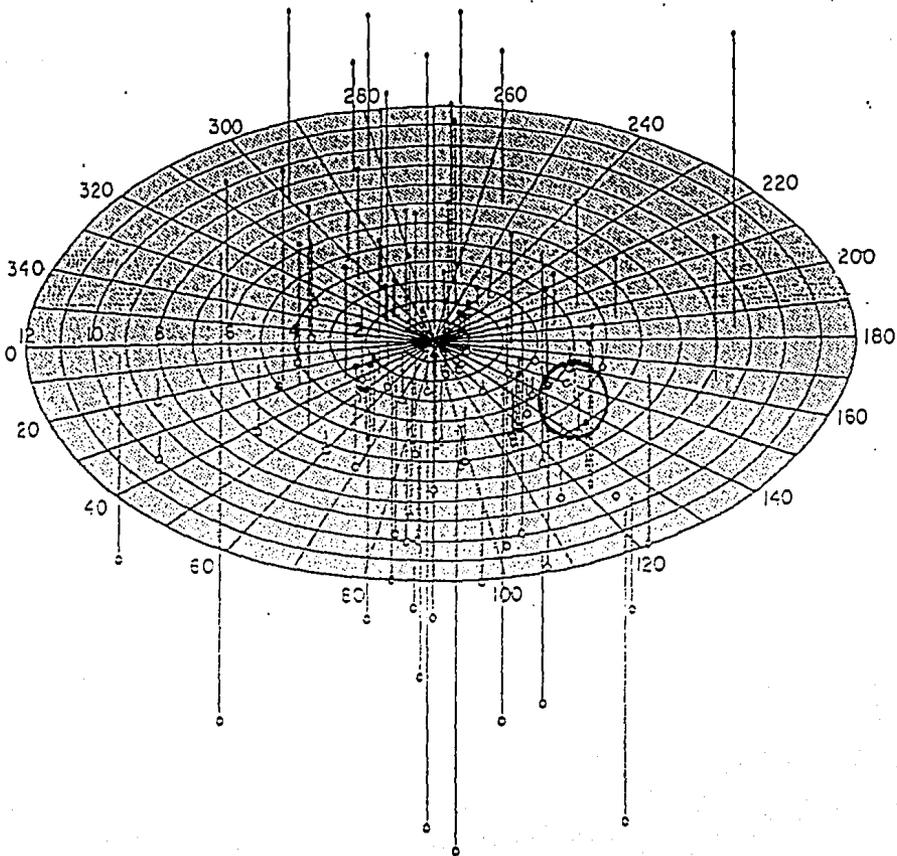


Figura 34b. Distribución espacial de las estrellas del Supercúmulo de las Híadas referida al sol. El círculo indica la posición del cúmulo. Tomada de Payne-Gaposchkin, 1979, p. 27.

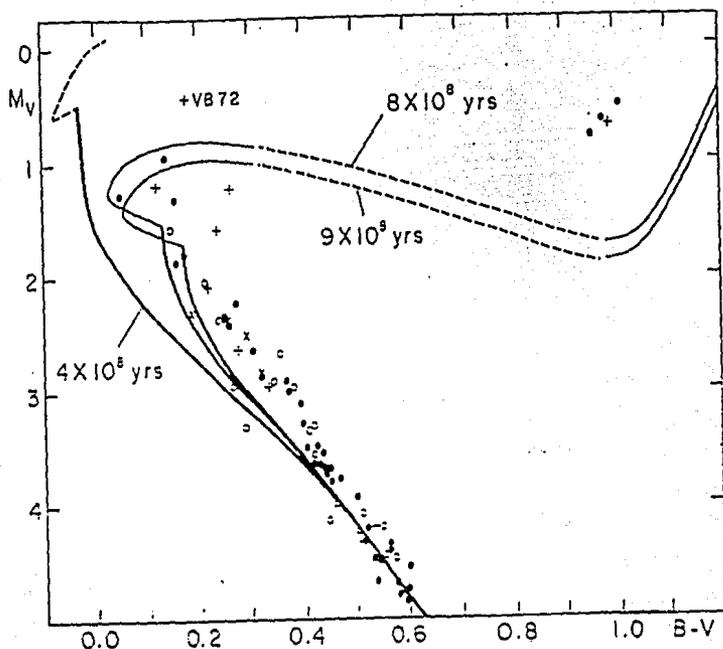


Figura 34c. Diagrama color-magnitud de las estrellas del cúmulo de las estrellas consideradas como Híadas por van Bueren (1952). En puntos negros aparecen aquellas estrellas cuya distancia ha sido determinada individualmente, en puntos abiertos aquellas estrellas cuya magnitud absoluta proviene del módulo de distancia promedio a las Híadas, en cruces las estrellas con tipo espectral A_m y en signos '+' las binarias espectroscópicas de tipo 1. Sobrepuestas aparecen las isocronas correspondientes a 4×10^8 , 8×10^8 y 9×10^8 años calculadas por Auman (1965) y Iben (1965). Tomada de van den Heuvel, 1969, p. 819.

5. Búsqueda de nuevos miembros del supercúmulo de las Híadas.

En la sección anterior se expuso el criterio basado en la convergencia de movimientos propios utilizado por Eggen. Este criterio parece tener un significado físico bastante claro. Sin embargo, veamos qué diría Eggen acerca de una estrella localizada a una distancia angular pequeña del punto de convergencia. Para esta estrella, el valor de $\text{sen } \lambda$ es muy pequeño y, por lo tanto, el factor $\tan(\Delta\theta)\text{sen}\lambda$ es fácilmente menor que 0.1 independientemente de cuánto valga $\Delta\theta$. Recordemos que la única condición que exige el criterio de Eggen es que $\Delta\theta \ll 1$ (en radianes), lo cual dijimos que puede ser $\Delta\theta = 10^\circ$. O dicho de otra forma, cualquier estrella cercana al punto de convergencia sería considerada miembro del supercúmulo en cuestión según este criterio, independientemente de si su movimiento propio apunte o no al punto de convergencia. Esta inconsistencia del criterio de Eggen nos lleva a la búsqueda de un nuevo criterio de membresía, que resultará ser, además, más sencillo que éste.

a) Nuevo criterio de membresía: criterio de los movimientos propios.

i) Descripción del criterio

Cuando sólo se tienen movimientos propios, que es el caso que nos interesará más adelante, el indicador más directo de que el movimiento propio de una estrella está apuntando al punto de convergencia de un cúmulo o supercúmulo, es la magnitud de $\Delta\theta$. Es importante notar que el cálculo de $\Delta\theta$ puede no ser muy confiable para estrellas que puedan presentar errores grandes en las mediciones de sus movimientos propios, ya sea en la magnitud o en el ángulo de posición. Estos errores se acentúan, generalmente,

en estrellas con movimientos propios pequeños. Se pueden minimizar estos errores para las estrellas pertenecientes a un supercúmulo, tomando una región específica del cielo en la que su velocidad tangencial sea máxima. Si observamos la figura 32, podemos ver que en las regiones del cielo en las que λ es 90° , la velocidad tangencial de las estrellas pertenecientes al supercúmulo en cuestión se hace máxima, de hecho, es la velocidad espacial del cúmulo.. Así, si tomamos una 'banda' de la bóveda celeste centrada en la circunferencia $\lambda=90^\circ$, estaremos minimizando los errores en las mediciones de movimientos propios de dichas estrellas. Tomemos por ejemplo la condición de que la componente radial constituya, a lo más, el 10% de la velocidad total de la estrella. Esta condición se cumple si y sólo si

$$|90^\circ - \lambda| \leq 5.74^\circ \quad (42)$$

A la banda definida a través de la relación 42 le llamaremos **banda de optimización**.

Entonces, podemos considerar las siguientes dos condiciones para construir un nuevo criterio de membresía basado únicamente en la posición y el movimiento propio de las estrellas:

$$|\Delta\theta| \leq 10^\circ \quad \text{y} \quad |90^\circ - \lambda| \leq 5.74^\circ \quad (43)$$

A este criterio, le llamaré el criterio de los movimientos propios, de aquí en adelante.

El margen utilizado para $|\Delta\theta|$ obedece, por un lado, a los errores esperados en las mediciones de ángulos de posición del movimiento propio y, por otro, a la perturbación esperada de las velocidades originales de las estrellas del supercúmulo en cuestión.

ii) Evaluación de la eficacia del criterio de los movimientos propios.

Para evaluar el criterio de los movimientos propios, es muy útil aplicarlo a una muestra de estrellas que tengan información acerca de sus velocidades para después analizarlas desde el punto de vista cinemático. La muestra elegida para aplicar el criterio son las estrellas del catálogo de Gliese 1991 que tienen velocidades u , v y w , y una buena calidad de paralaje ($\text{err}(Mv) \leq 0.3$). Al aplicarlo, se obtienen 23 estrellas que resultan ser miembros del supercúmulo de las Híadas cuyas velocidades aparecen graficadas en el plano u, v en la Figura 35. En dicha figura se utilizan diferentes símbolos para diferentes calidades de magnitud absoluta. En círculos vacíos aparecen las estrellas con $\text{err}(Mv) \leq 0.1$, en cruces las que tienen $0.1 < \text{err}(Mv) \leq 0.2$ y en triángulos rellenos las que tienen $0.2 < \text{err}(Mv) \leq 0.3$. También aparece graficada la elipse de membresía.

VELOCIDADES DE LAS HIADAS POR EL CRIT. DE MOV. PROPIOS

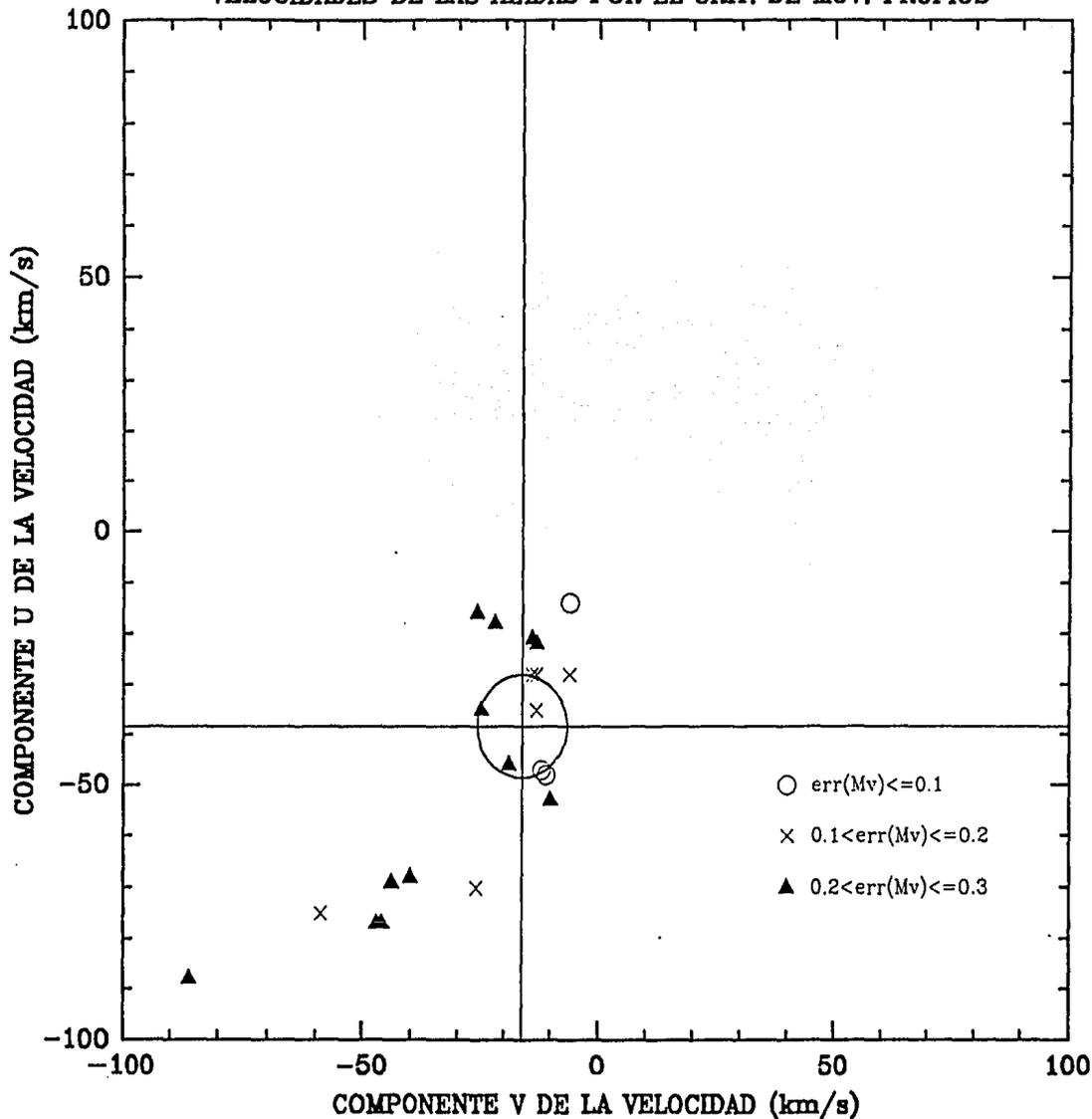


Figura 35. Velocidades de las estrellas del CEC 91 que resultan ser miembros del Supercúmulo de las Híadas según el criterio de los movimientos propios.

Al analizar con cuidado dicha gráfica, vemos que las velocidades se alejan más de la elipse de membresía, conforme disminuye la calidad de magnitudes absolutas. Así, tomando únicamente las de mejor calidad de magnitud absoluta ($N=3$), podríamos aventurarnos a decir que el 66% de las estrellas detectadas por el criterio de movimientos propios son realmente miembros del supercúmulo. Sin embargo, dada la reducida cantidad de datos, es muy importante tener en cuenta lo dudoso que es este método para asignar membresía.

iii) Evaluación de la eficacia del criterio de Eggen basado únicamente en los movimientos propios a las estrellas del catálogo de Gliese.

Tomemos el criterio de membresía de Eggen basado únicamente en movimientos propios. Extrayendo del Gliese 91 todas aquellas estrellas que cumplen con dicho criterio y que tienen velocidades u , v y w , y buena paralaje ($\text{err}(Mv) \leq 0.3$), se obtienen 119 estrellas, cuyas velocidades aparecen graficadas en la figura 36, codificadas por calidades de magnitud absoluta de la misma manera que en la figura 35. Tomando únicamente aquellas estrellas con mejor calidad de paralajes ($\text{err}(Mv) \leq 0.1$), observamos 13 estrellas cuyas velocidades caen dentro de la elipse de membresía y 17 que caen fuera, lo que nos da una proporción de un 43% de miembros reales del supercúmulo del total de estrellas elegidas mediante el criterio de movimientos propios utilizado por Eggen.

VELOCIDADES DE LAS HIADAS DEL GLIESE SEGUN EGGEN

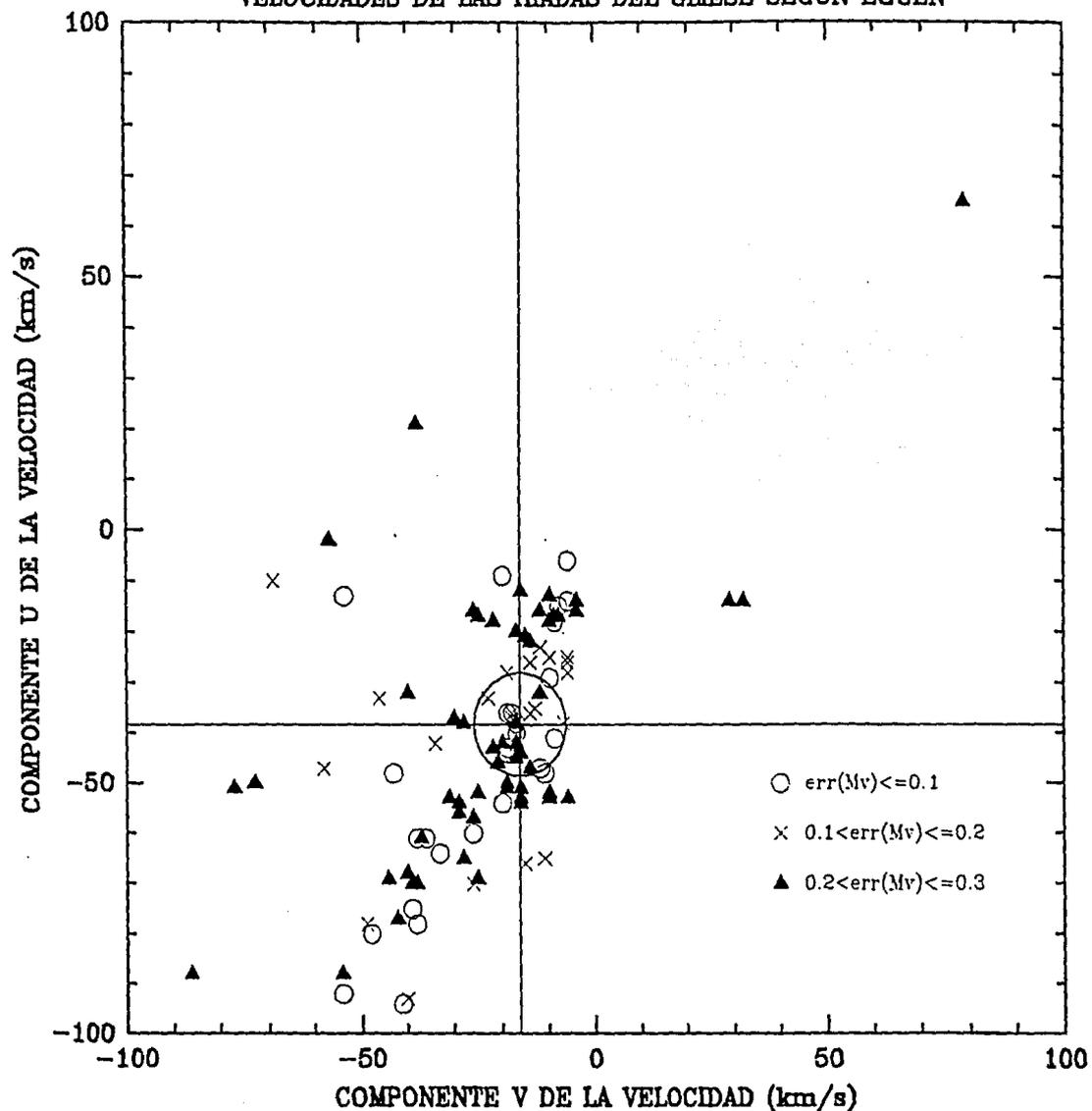


Figura 36. Velocidades de las estrellas del CEC 91 que resultan ser miembros del Supercúmulo de las Híadas según el criterio de Eggen.

iv) Comparación del criterio de Eggen basado únicamente en movimientos propios con el criterio de los movimientos propios implementado por nosotros

Podemos ahora interpretar los resultados anteriores de la siguiente manera. Tomemos una estrella elegida como un probable miembro del cúmulo en cuestión, mediante alguno de los dos criterios que estamos analizando. Consideraremos la probabilidad de que esta estrella sea un miembro verdadero igual al porcentaje de miembros reales obtenidos mediante el análisis de velocidades expuesto en los incisos anteriores. Así, una estrella elegida a partir de nuestro criterio de movimientos propios tiene un 66% de probabilidad de ser un miembro verdadero, mientras que una estrella elegida a partir del criterio de Eggen basado en movimientos propios tiene un 43% de probabilidad de serlo. De acuerdo a este análisis, nuestro criterio parece ser mejor que el de Eggen. Sin embargo, no olvidemos el comentario hecho al final del inciso a) de esta sección, sobre la estadística de números pequeños.

b) Nuevos miembros del supercúmulo de las Hiadas en el NLTT

El New Luyten Catalogue of stars with proper motions greater than Two Tenths of an arc second (NLTT) publicado por W. Luyten en 1979-80 contiene todas las estrellas con movimientos propios más grandes que $0.2''/\text{año}$ encontradas en las placas de la Cámara Schmidt de Palomar, con un límite en magnitud fotográfica aparente de 21. La información que proporciona este catálogo es la siguiente: coordenadas 1950, movimientos propios (magnitud y

ángulo de posición), magnitudes rojas y fotométricas, estimaciones aproximadas del tipo espectral a partir de su color y algunas notas complementarias. Nótese que no se proporcionan distancias. Dado que está basado principalmente en las placas de Palomar, se sabe que dicho catálogo está bastante incompleto para las regiones australes ($\delta < -30^\circ$).

Este catálogo es ideal para emprender una búsqueda de Híadas por dos razones. En primer lugar, debido a la gran velocidad espacial de dicho cúmulo, la mayoría de sus miembros tienen movimientos propios grandes, por lo que deben estar registrados en dicho catálogo. En particular, en la región del cielo contenida en la banda de optimización podemos ver todas las Híadas localizadas hasta a 50 pc del sol para magnitudes $M_{pg} \leq 17.5$, ya que una estrella con una velocidad tangencial igual a la velocidad espacial del cúmulo (ver tabla 11) tendrá un movimiento propio de $0.2''/\text{año}$ a una distancia de 50 pc del sol y será detectada por las placas de Palomar -cuyo límite en magnitud aparente es 21 pg- si su magnitud absoluta es más brillante que 17.5. Por otro lado, teniendo presente que la motivación para emprender esta búsqueda es la determinación de la función de luminosidad del supercúmulo, es interesante contar con muchas estrellas débiles, ya que esa es la parte más incierta de dicha función.

Así pues, aplicaremos el criterio de los movimientos propios a las estrellas del NLTT contenidas en la banda definida en la

expresión (42), utilizando los parámetros para el supercúmulo obtenidos por Eggen en 1984 y dados en la Tabla 9. En el Apéndice D aparecen listadas las 1466 estrellas que son probables miembros del supercúmulo de las Híadas según el criterio de movimientos propios. De estas estrellas, 1193 tienen coordenadas boreales ($\delta > -30$) y aparecen indicadas con un asterisco antes del número LP utilizado por Luyten como identificador. Debido a la esperada incompletez del catálogo NLTT para el hemisferio sur, sólo tomaremos en cuenta estas 1193 Híadas boreales para los análisis estadísticos que se realizarán más adelante. De acuerdo al análisis hecho en la sección a-ii), debemos esperar que de estas 1193, solamente 787 sean realmente Híadas.

6. Función de luminosidad de las Híadas del NLTT

En su catálogo, Luyten da dos magnitudes aparentes para sus estrellas: magnitud aparente fotográfica y magnitud aparente roja. Para las estrellas que son candidatos a miembros del supercúmulo de las Híadas, podemos transformar esas magnitudes aparentes en magnitudes absolutas, utilizando las relaciones (35) y (36).

Hecho esto, debemos considerar dos posibles sesgos existentes en nuestra muestra. En primer lugar, debemos preguntarnos si la introducción de miembros espúreos debido a la poca eficacia del criterio de movimientos propios no selecciona algún intervalo de magnitudes absolutas frente a otros. Como primera aproximación, consideraremos que esta selección no existe, por lo cual la

introducción de miembros espúreos no modifica la forma de la Función de Luminosidad obtenida.

En segundo lugar, dado que existe una cota para la magnitud aparente determinada por el límite de sensibilidad de las placas fotográficas, para magnitudes absolutas fotográficas con $M_{pg} \geq 18$ se estarán perdiendo algunas estrellas que, a pesar de tener movimientos propios detectables ($\mu \geq 0.2$ "/año), no serán identificadas debido a su distancia al sol. La distancia máxima r_{max} a la cual puede estar una estrella de magnitud absoluta M para ser detectada por una placa con magnitud aparente límite m_{lim} , está dada por la siguiente relación:

$$r_{max}(M, m_{lim}) = 10 \left[\frac{m_{lim} - M + 5}{5} \right] \quad (44)$$

Así, si queremos completar nuestra muestra hasta una esfera de 50 pc, tendremos que renormalizar los números obtenidos a partir de conteos directos para magnitudes $M_{pg} \geq 18$, $M_v \geq 17$ y $M_r \geq 16$, utilizando la siguiente expresión:

$$N_{50}(M) = N_{r_{max}}(M) \frac{50^3}{r_{max}(M, m_{lim})}, \quad (45)$$

en donde $N_{50}(M)$ es el número de estrellas con magnitud absoluta M esperado hasta 50 pc y $N_{rmax}(M)$ es el número de estrellas con magnitud absoluta M contado directamente sobre la muestra.

Recordando esto, podemos realizar conteos sobre la muestra por intervalos de magnitud absoluta para, posteriormente, obtener una función de luminosidad. Los conteos se realizaron en intervalos de una magnitud, centrados en valores enteros de magnitud absoluta.

La tabla 12 muestra los conteos obtenidos para diferentes magnitudes. En la primera columna aparece el valor de magnitud para el cual se realizan los conteos que aparecen en las columnas posteriores. En la segunda y tercera columnas aparecen los conteos obtenidos para la magnitud absoluta fotográfica y roja, respectivamente. En la cuarta aparecen los conteos para magnitud absoluta visual. La manera en que se transformaron las magnitudes rojas y fotográficas a visuales se explicará un poco más adelante. Las columnas quinta, sexta y séptima contienen los errores poissonianos asociados a los conteos para las tres magnitudes.

En las figuras 37a y 37b aparecen la función de luminosidad de las Híadas del NLTT en magnitud fotográfica y roja, respectivamente, ya normalizados los números correspondientes a las magnitudes débiles por la relación (45). Las barras indican los errores poissonianos asociados a los números obtenidos.

Tabla 12. Conteos directos sobre las estrellas nortefías ($\delta > -30^\circ$) de la banda de optimización para magnitudes fotográficas, rojas y visuales

Magnitud absoluta	N_f	N_r	N_v	δN_f	δN_r	δN_v
-1	1	0	1	1	0	1
0	1	2	1	1	1.414	1
1	0	0	1	0	0	1
2	5	3	5	2.236	1.732	2.236
3	4	3	4	2	1.732	2
4	11	5	9	3.317	2.236	3
5	18	12	15	4.243	3.464	3.873
6	40	19	35	6.325	4.359	5.916
7	39	36	42	6.245	6	6.481
8	57	41	49	7.55	6.403	7
9	74	44	64	8.602	6.633	8
10	73	71	68	8.544	8.426	8.246
11	126	61	108	11.22	7.81	10.39
12	183	106	147	13.53	10.3	12.12
13	188	159	182	13.71	12.61	13.49
14	179	174	184	13.38	13.19	13.56
15	124	177	138	11.14	13.3	11.75
16	59	123	98	7.681	11.09	9.899
17	8	89	35	2.828	9.434	5.916
18	3	56	5	1.732	7.483	2.236
19	0	9	2	0	3	1.414
20	0	3	0	0	1.732	0

FUNCION DE LUMINOSIDAD DE LAS HIADAS

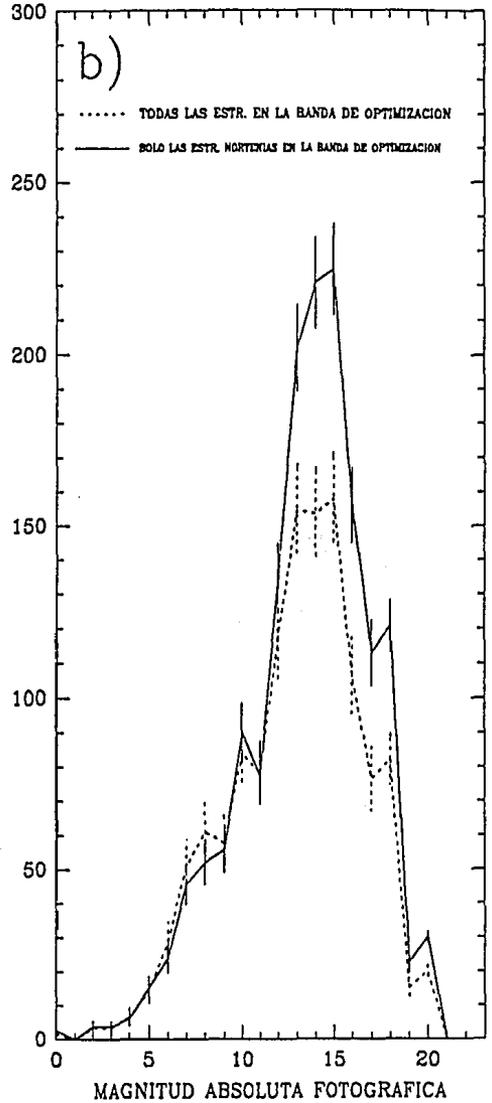
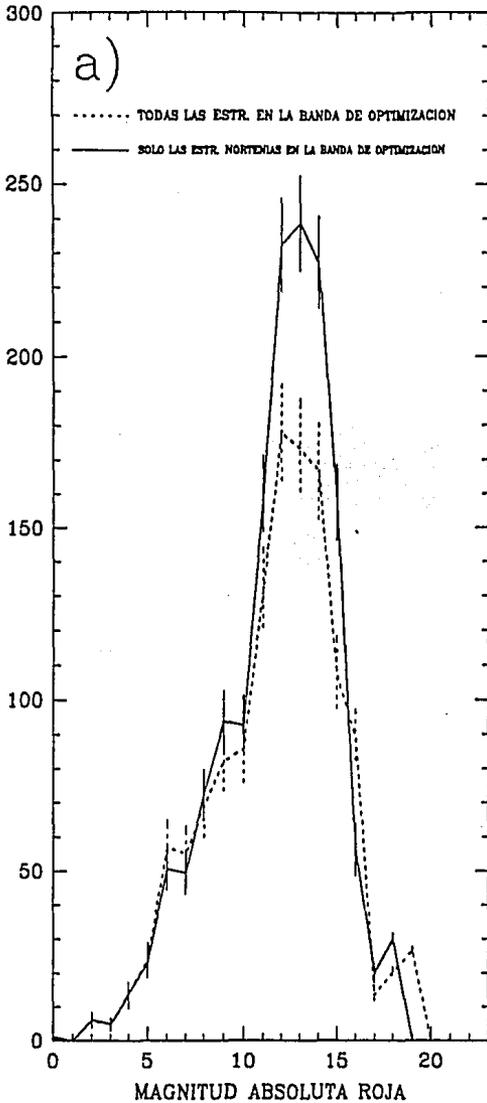


Figura 37. Función de luminosidad del Supercúmulo de las Híadas en magnitudes rojas (a) y magnitudes fotográficas (b).

Para determinar la función de luminosidad de las Híadas del NLTT en magnitudes absolutas visuales, se derivó una relación entre las magnitudes aparentes rojas y fotográficas dadas por Luyten en el NLTT y las magnitudes aparentes visuales dadas por Gliese en su catálogo de 1991, a partir de una muestra de 79 estrellas contenidas en ambos catálogos. En el Apéndice C se muestran las regresiones correspondientes, de donde salen las siguientes relaciones:

$$V(m_{pg}) = 0.972 m_{pg} - 0.677 \quad (46)$$

$$V(m_r) = 1.055 m_r - 0.282 \quad (47)$$

A cada estrella considerada como probable miembro del supercúmulo por el criterio de los movimientos propios, se le asignó el promedio de la magnitud visual obtenida a partir de la magnitud fotográfica y la magnitud roja, y se realizaron conteos por intervalos de magnitud absoluta visual para obtener la función de luminosidad en términos de esta magnitud. En la figura 38 se muestra esta función de luminosidad, con las barras de error poissonianas correspondientes. A esta función le llamaremos Función Boreal para el Supercúmulo de las Híadas.

FUNCION DE LUMINOSIDAD DE LAS HIADAS

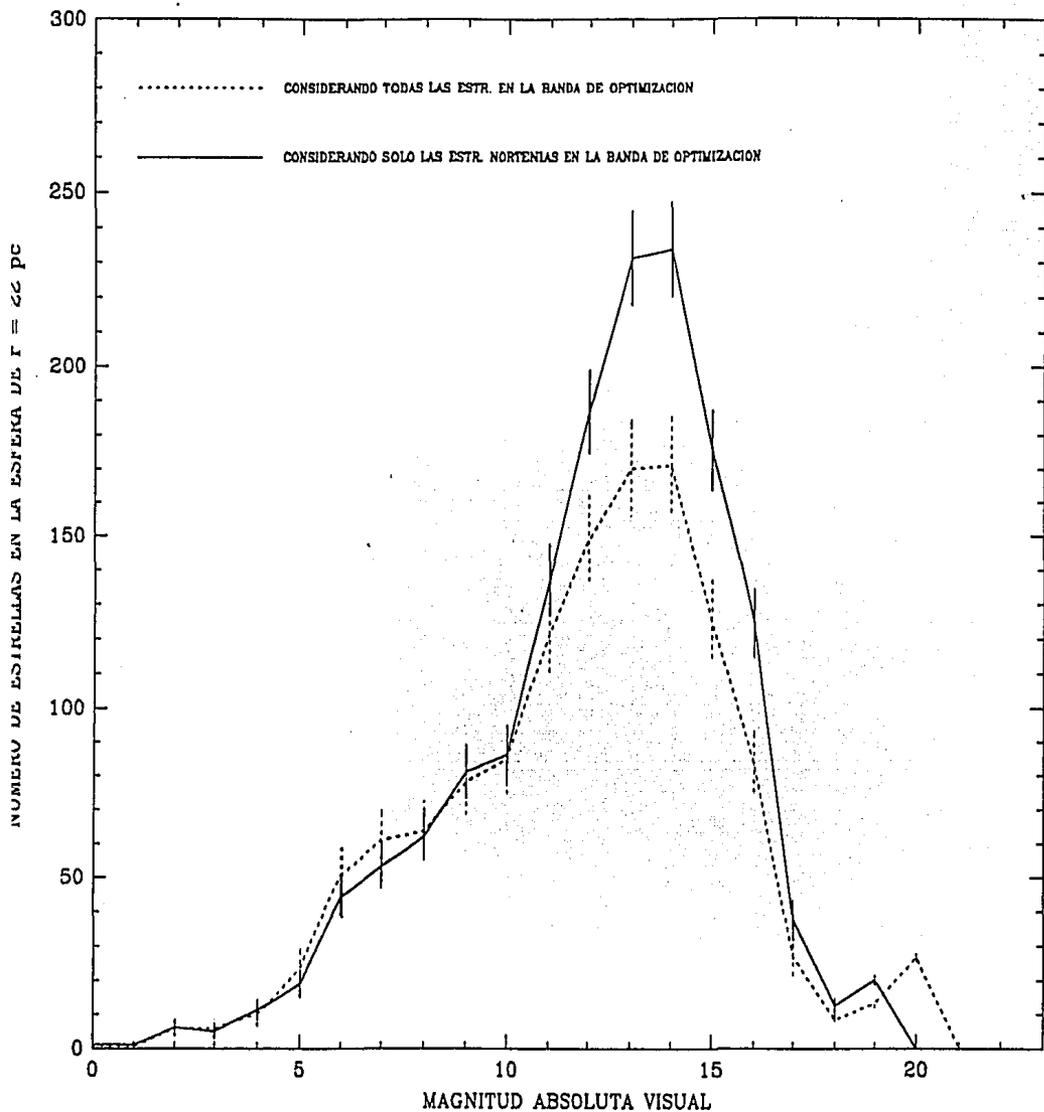


Figura 38. Función de luminosidad del Supercúmulo de las Híadas en magnitudes visuales.

CAPITULO III

COMPARACION DE LAS FUNCIONES DE LUMINOSIDAD OBTENIDAS PARA LAS ESTRELLAS DE LA VECINDAD SOLAR Y EL SUPERCUMULO DE LAS HIADAS, Y TRANSFORMACION A ESPECTRO DE MASAS

1. Comparación de ambas Funciones de Luminosidad

Una de las principales razones que motivaron la selección de dos muestras diferentes para determinar su función de luminosidad, fue poder analizar los efectos producidos en las propiedades de dicha función como resultado de las características particulares de cada población.

Hay dos características de ambas poblaciones que podemos comparar inmediatamente a partir de sus funciones de luminosidad, y que analizaremos en los incisos a y b de esta sección. Para hacerlo se utilizarán la que llamamos Función Corregida para las estrellas de la vecindad solar (FLCVS), y la que llamamos Función Boreal para el Supercúmulo de las Híadas (FLBH), ambas en magnitudes absolutas visuales.

a) El número de estrellas pertenecientes a cada una de las dos poblaciones

Para comparar el número de estrellas que pertenecen tanto a la vecindad solar como al Supercúmulo de las Híadas, realizaremos una normalización de las funciones de luminosidad obtenidas al mismo volumen. En la figura 39a se presenta la comparación de ambas funciones, normalizadas al volumen de una esfera con un radio de 22 pc. A partir de esta normalización, se tiene que hay un total de 4580 estrellas de la vecindad solar y 1521 pertenecientes al Supercúmulo de las Híadas, dentro de la esfera de 22 pc de radio. Por lo tanto, el 33 % de las estrellas de la vecindad solar ($r < 22$ pc) resultarían ser miembros de las Híadas. Sin embargo, recordando el análisis del criterio de movimientos propios explicado en el capítulo II, debemos calcular este porcentaje considerando que solamente el 66% de las estrellas utilizadas para obtener la Función de Luminosidad de las Híadas son realmente Híadas. Así, tendríamos un total de 1004 verdaderas Híadas, que constituyen el 22% de las estrellas de la vecindad solar.

b) Comparación de la forma de las Funciones de Luminosidad obtenidas.

Para comparar la forma de ambas funciones de luminosidad, realizaremos una normalización de ellas al mismo número de estrellas. En particular, normalizando ambas a 4580 estrellas, se

COMPARACION ENTRE AMBAS FUNCIONES DE LUMINOSIDAD

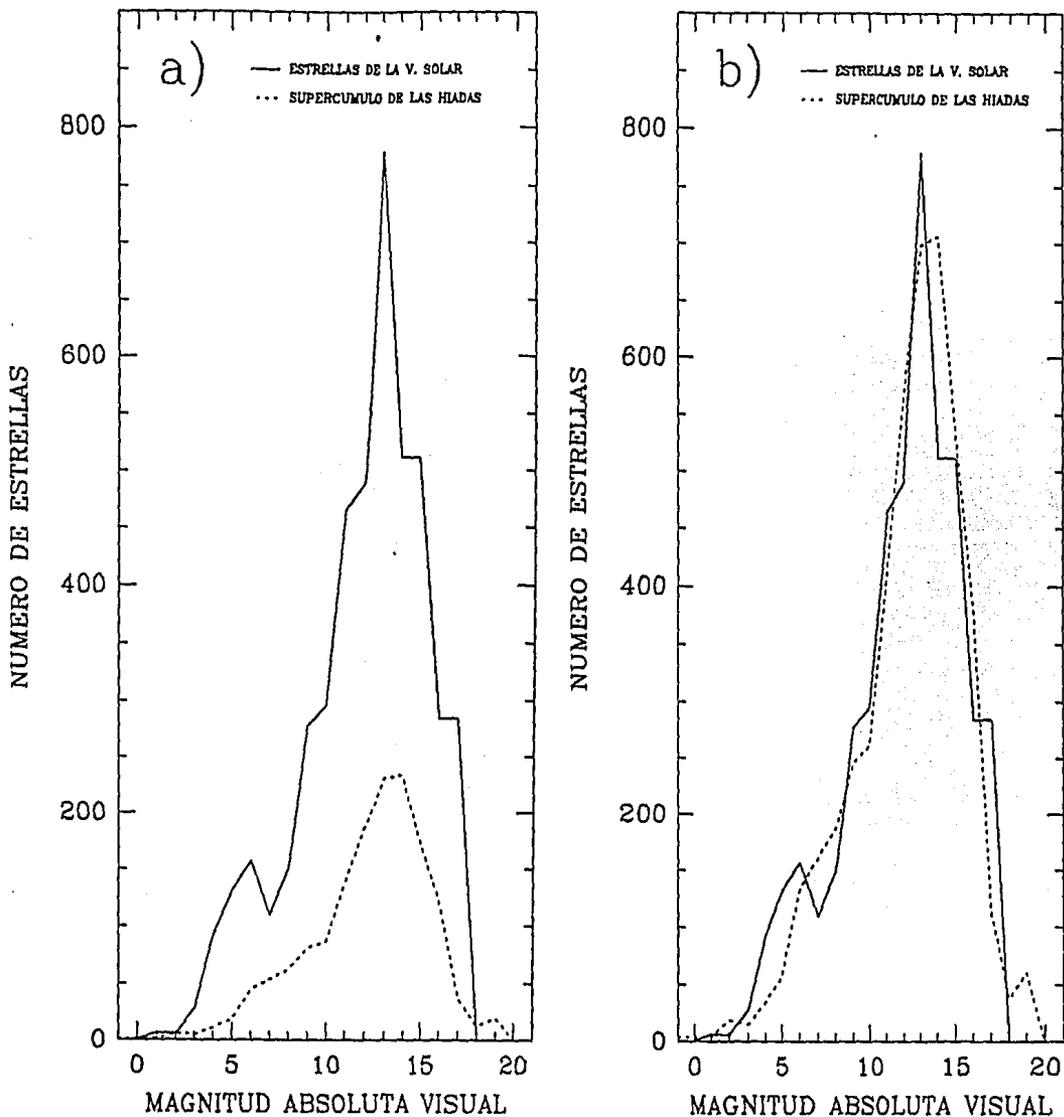


Figura 39. Comparación entre la función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar y la del supercúmulo de las Híadas.
 a) Normalización al volumen de una esfera con un radio de 22 pc;
 b) Normalización a 4580 estrellas.

obtiene la gráfica observada en la Figura 39b. Ambas funciones parecen coincidir en tres aspectos:

i) Un máximo aproximadamente en $Mv=13$, aunque en las Híadas está corrido una magnitud hacia la parte débil.

ii) Una caída abrupta inmediatamente después del máximo. Esta caída puede deberse ya sea a un comportamiento real de la distribución de masas de las estrellas, o bien a una incompletéz en las muestras analizadas. Sin embargo, es importante hacer notar, en primer lugar, que se llegó a estas dos funciones por caminos completamente diferentes y, en segundo lugar, que en el caso de las Híadas se tiene asegurada una completéz de la muestra hasta magnitudes más débiles ($Mv=16.5$) que aquella para la cual se encontró el máximo ($Mv=14$). Esto nos hace pensar que esta caída es real para ambas poblaciones.

iii) Un comportamiento exponencial entre $Mv=7$ y $Mv=13$.
(ver sección 2 de este capítulo).

2. Transformación a espectro de masas.

a) Ajuste exponencial

En las figuras 40a y 40b se presentan los ajustes exponenciales tanto para la FLVS en el intervalo $7 \leq Mv \leq 13$ como

AJUSTES EXPONENCIALES

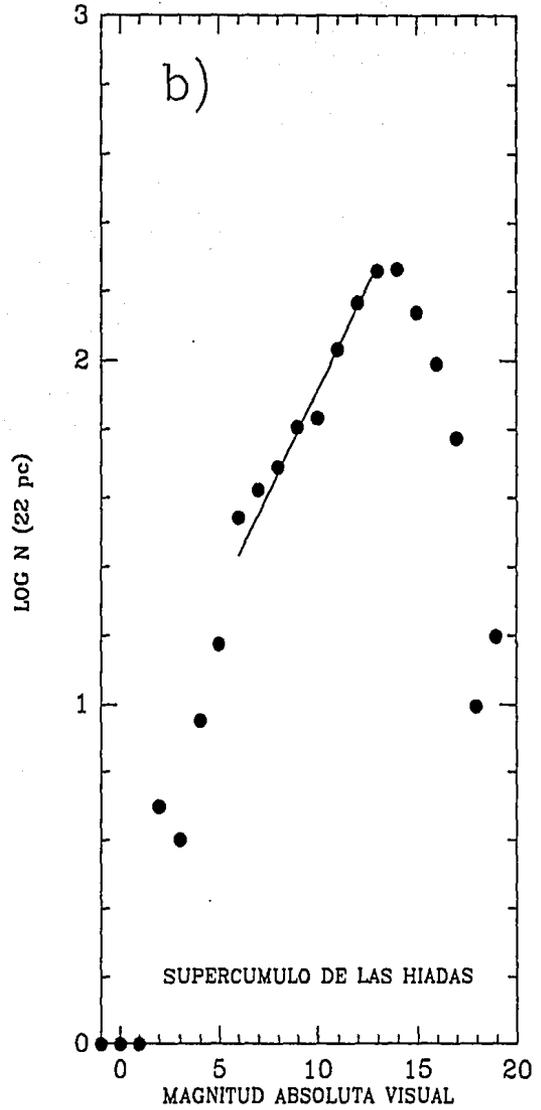
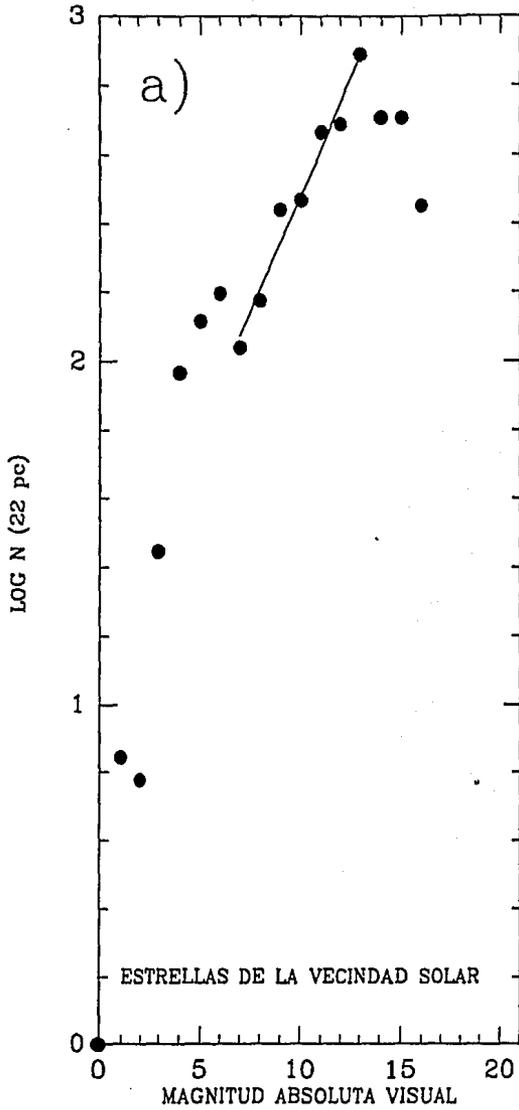


Figura 40. Ajustes exponenciales a las funciones de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar (a) y del supercúmulo de las Híadas (b).

para la función correspondiente a las Híadas en el intervalo $6 \leq M_v \leq 13$.

La razón por la cual se escogieron estos límites inferiores del intervalo de magnitudes absolutas en el cual se realizaron los ajustes exponenciales es el tratar de eliminar los efectos evolutivos en la determinación del espectro de masas. Para magnitudes más brillantes que magnitud absoluta visual 7, en el caso de las estrellas de la vecindad solar y que magnitud absoluta visual 6, en el caso de las Híadas, ya se notan los efectos producidos por la evolución de las estrellas más masivas. Es decir, es muy probable que muchas de las estrellas más brillantes que magnitud absoluta visual 6 o 7 (según sea el caso) ya se hayan movido de la secuencia principal. Es por eso que en este trabajo se decidió no tomar en cuenta magnitudes absolutas visuales más brillantes que 6, para las Híadas, y 7, para las estrellas de la vecindad solar, para realizar los ajustes correspondientes.

A partir de estos dos ajustes, se obtienen las siguientes expresiones para ambas funciones de luminosidad:

i) Estrellas de la vecindad solar:

$$\Phi(M_v) = 2.98 \times 10^{-4} \cdot 10^{0.136 M_v} \quad (48)$$

ii) Estrellas del Supercúmulo de las Híadas:

$$\Phi(M_V) = 1.15 \times 10^{-4} \cdot 10^{0.121 M_V} \quad (49)$$

En las relaciones 48 y 49, $\Phi(M_V)$ es el número de estrellas por unidad de magnitud y por parsec cúbico.

b) Relaciones masa-luminosidad encontradas en la literatura

A continuación mencionaré los trabajos más importantes o más recientes a propósito de la relación masa-luminosidad de ambas poblaciones.

i) Estrellas de la vecindad solar.

En el caso de las estrellas de la vecindad solar, el trabajo más reciente es el publicado por Henry y Mc Carthy en 1993. En este trabajo, tras analizar una muestra de estrellas binarias cercanas mediante técnicas interferométricas en las bandas J, H y K del infrarrojo y utilizando relaciones fotométricas entre estas bandas (JHK) y el visual (V), Henry y Mc Carthy obtienen una relación masa-luminosidad para magnitudes absolutas visuales enfocada principalmente a estrellas cuyas masas (m) son menores que 0.5 m_{\odot} . Utilizando también información existente sobre binarias eclipsantes logran extender el intervalo de masas,

obteniendo una relación para $2.0 m_{\odot} \geq m \geq 0.08 m_{\odot}$. Dicha relación está dada por las expresiones que aparecen a continuación y aparece graficada en la figura 41, tal como ellos la presentan. Nótese que para masas $m = 0.5 m_{\odot}$ y $m = 0.18 m_{\odot}$ se observan discontinuidades muy marcadas en la pendiente.

i) Para $2 \geq m/m_{\odot} \geq 0.5$ o bien $1.45 \leq Mv \leq 10.25$,

$$\log (m/m_{\odot}) = 0.003456 Mv^2 - 0.09711 Mv + 0.4365 \quad (50)$$

$$\text{err}(\log(m/m_{\odot})) = 0.032$$

ii) Para $0.05 \geq m/m_{\odot} \geq 0.18$ o bien $10.25 \leq Mv \leq 12.89$,

$$\log (m/m_{\odot}) = -0.1681 Mv + 1.4217 \quad (51)$$

$$\text{err}(\log(m/m_{\odot})) = 0.081$$

iii) Para $0.18 \geq m/m_{\odot} \geq 0.08$ o bien $12.89 \leq Mv \leq 17.59$,

$$\log (m/m_{\odot}) = 0.005257 Mv^2 - 0.2351 Mv + 1.4124 \quad (52)$$

$$\text{err}(\log(m/m_{\odot})) = 0.060$$

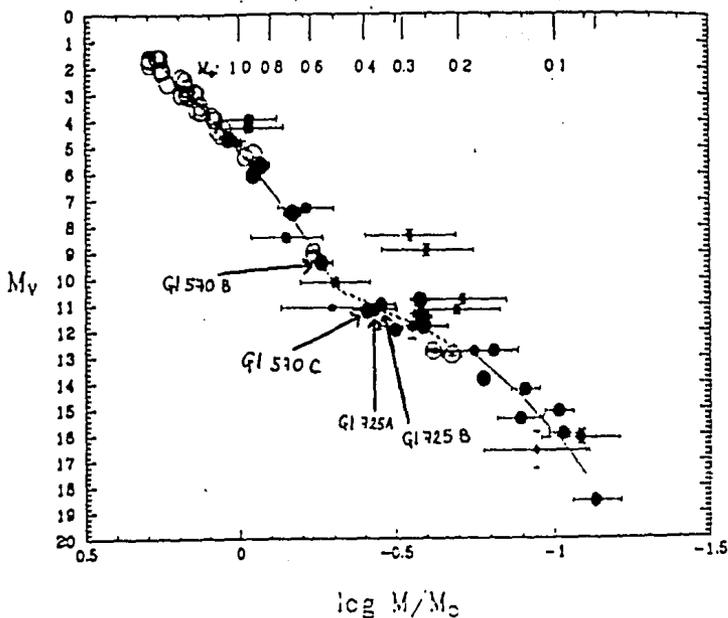


Figura 41. Relación masa-luminosidad publicada por Henry y Mc Carthy en 1993. Los puntos sólidos representan las componentes de los sistemas binarios cerrados estudiados por Henry y Mc Carthy. El tamaño de los puntos es inversamente proporcional al error en las mediciones, los cuales van desde 0% hasta 40%. Los círculos abiertos representan las binarias eclipsantes estudiadas por Andersen (1991) y Popper (1980).

ii) Supercúmulo de las Híadas

En el caso del Supercúmulo de las Híadas, existen muy pocos trabajos relacionados con la relación masa-luminosidad de sus estrellas. Un trabajo importante es el realizado por Eggen en 1965 en donde analiza 228 binarias visuales y encuentra una relación masa-luminosidad para las estrellas de campo de la forma $L \sim m^3$ y para las estrellas del cúmulo de las Híadas de la forma $L \sim m^2$, utilizando magnitudes absolutas azules. En la figura 42a, en donde aparecen gráficamente ambas relaciones tal como las publica Eggen, podemos observar que las estrellas de las Híadas resultan ser menos masivas que las estrellas de campo.

En 1987, Schiller y Milone publicaron un trabajo sobre la binaria HD 27130, perteneciente al cúmulo de las Híadas, y obtienen masas mayores que las masas que tendrían dos estrellas con las mismas magnitudes según la relación dada por Eggen en 1965 para las estrellas de campo (ver Fig. 42b), contradiciendo así el resultado de Eggen explicado en el párrafo anterior.

A partir de estos dos resultados contradictorios -y también basándonos en algunos análisis del problema hechos por otros autores, como por ejemplo Alexander (1972)-, resulta lógico pensar que esta relación aún no está bien determinada y no se tiene un resultado confiable. Sin embargo, podemos intentar una primera aproximación al problema aplicando la relación masa-luminosidad de las estrellas de la vecindad solar a las del Supercúmulo de las

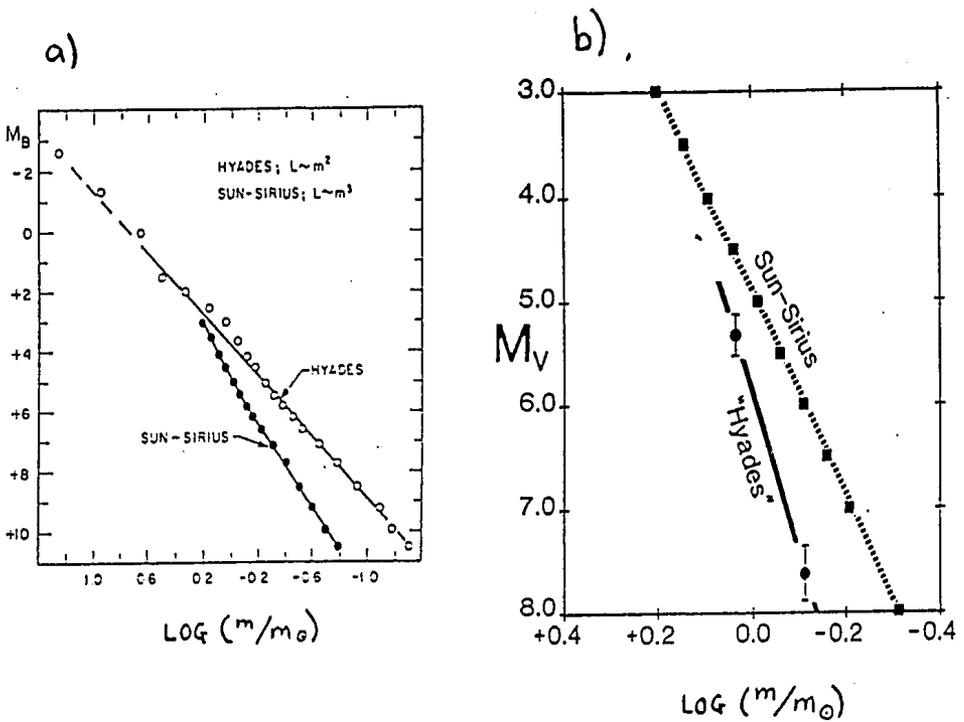


Figura 42. Dos posibles relaciones masa-luminosidad para las estrellas del cúmulo de las Híadas. a) Relación dada por Eggen en 1965; b) Relación dada por Schiller en 1987.

Híadas, sin perder de vista que esta relación no necesariamente será válida estrictamente hablando para las Híadas.

c) Análisis de la relación masa-luminosidad de Henry y Mc Carthy

Dado que para ambas poblaciones se utilizará la relación masa-luminosidad de las estrellas de la vecindad solar para transformar las funciones de luminosidad correspondientes en espectros de masa, se analizará qué tan válida es la que obtuvieron Henry y Mc Carthy para dicho propósito.

En primer lugar es importante saber qué propiedades de esta relación tienen una influencia directa sobre un espectro de masas derivado a partir de una función de luminosidad. Para saberlo, debemos conocer la relación que hay entre ambas distribuciones.

i) Relación entre la Función de Luminosidad y el espectro de masas

Llamemos Función de Luminosidad o $\Phi(M_V)$ al número de estrellas por unidad de magnitud absoluta y por parsec cúbico y Espectro de Masas o $f(m)$ al número de estrellas por unidad de masa y por parsec cúbico. La relación entre $\Phi(M_V)$ y $f(m)$ está dada por la siguiente ecuación:

$$f(m) = - \Phi[Mv(m)] \frac{dMv(m)}{dm} \quad (53)$$

$Mv(m)$ es precisamente la relación masa-luminosidad y a partir de ella se obtiene también el término diferencial. El signo negativo aparece como una consecuencia de la definición de la escala de magnitudes, en la que un incremento en la masa implica un decremento en la magnitud absoluta.

ii) El problema de la discontinuidad en la derivada

Dada la forma de la ecuación 53 es claro que una discontinuidad en la derivada de la relación masa-luminosidad implica necesariamente inconsistencias en los espectros de masa obtenidos. Para ilustrar dicho efecto se muestra en la Figura 43 el resultado de transformar analíticamente el ajuste exponencial realizado a la FLVS en un espectro de masas mediante la relación de Henry y Mc Carthy. Aparece claramente la inconsistencia esperada para $m=0.5$ m_0 o, equivalentemente, en $Mv=10.25$.

iii) Ajuste lineal a los datos de Mv vs. $\log M$ de Henry y Mc Carthy

Henry y Mc Carthy dividen sus estrellas en 3 intervalos de masas porque consideran que de esta manera pueden obtener ajustes más sencillos. Sin embargo, analicemos con cuidado algunos aspectos de su gráfica. En primer lugar, notemos que hay cuatro

ESPECTRO DE MASAS

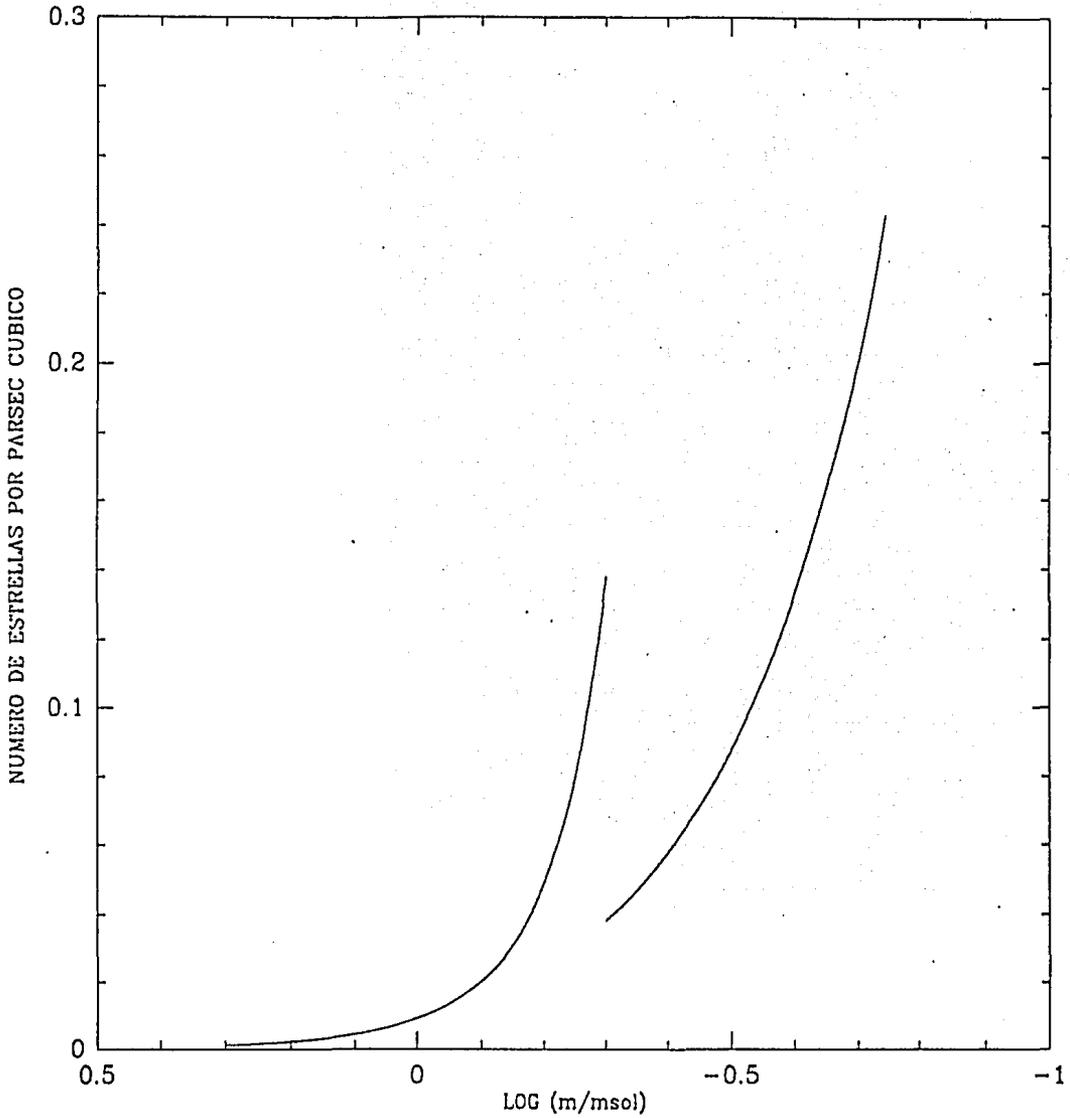


Figura 43. Transformación analítica del ajuste exponencial realizado a la FLVS, en un espectro de masas, utilizando la relación masa-luminosidad de Henry y Mc Carthy

estrellas que analizan en su artículo con masas entre 0.5 m_{\odot} y 0.18 m_{\odot} , que desvían la gráfica de una relación lineal en este intervalo de masas (ver figura 41). Estas estrellas son las componentes de dos sistemas binarios: Gliese 570BC y Gliese 725AB, los cuales se analizarán con detalle a continuación.

Con respecto a Gliese 570BC, Henry y Mc Carthy hacen notar una inconsistencia entre las masas individuales que se obtienen a partir de los datos citados en su tabla 1 para este sistema -en particular la paralaje dada en Gliese 91-, y aquellas obtenidas por Mariotti et al (1990) mediante un análisis interferométrico. En el artículo de Henry y Mc Carthy nunca queda claro de dónde obtienen la masa fraccional dada para este sistema en su tabla 1. Pero si tomamos esta masa fraccional y los demás parámetros dados en la tabla 1, se obtienen las masas $m_1=0.451 m_{\odot}$ y $m_1=0.318 m_{\odot}$ (que llamaremos masas corregidas), en lugar de $m_1=0.553 m_{\odot}$ y $m_2=0.390 m_{\odot}$, como obtienen Mariotti et al. En la figura 44 aparecen representadas mediante cruces, las nuevas posiciones que ocuparían estas estrellas al tomar las masas corregidas en la gráfica masa-luminosidad. En esta figura, se han omitido ya las antiguas posiciones de estas estrellas.

Con respecto al sistema Gliese 725AB, Henry y Mc Carthy asignan a sus parámetros orbitales una calidad 3, lo cual implica una escasa confiabilidad. Esta asignación se debe a que es un sistema con período muy largo y del que no se conoce la órbita completa. En el artículo de donde Henry y Mc Carthy sacan estos

datos (Heintz, 1987), el autor estima una incertidumbre para el cociente a^3/p^2 -el cual se relaciona directamente con la suma de las masas- de un 15%.

Por estas razones nos parece válido intentar una representación más sencilla -con una pendiente única- a los datos observacionales, la cual, dados los problemas ocasionados por la existencia de una pendiente discontinua, será preferible si resulta ser un ajuste adecuado dentro de los márgenes de error. Realizando un ajuste lineal de manera empírica tal como se muestra en la Figura 44, se obtiene la siguiente relación masa-luminosidad, que resulta válida para masas desde $2.0 m_{\odot}$ hasta $0.08 m_{\odot}$.

$$M_v = -11.080 \log (m/m_{\odot}) + 4.7645 \quad (54)$$

A esta relación, que parece ser suficientemente aceptable, se le llamará de aquí en adelante la Nueva relación masa-luminosidad de las estrellas de la vecindad solar (NRML).

d) Espectros de masa obtenidos para ambas poblaciones

Aplicando la NRML tanto a la FLVS como a la FLH, se obtienen los espectros de masa que se dan a continuación, los cuales aparecen graficados en la Figura 45.

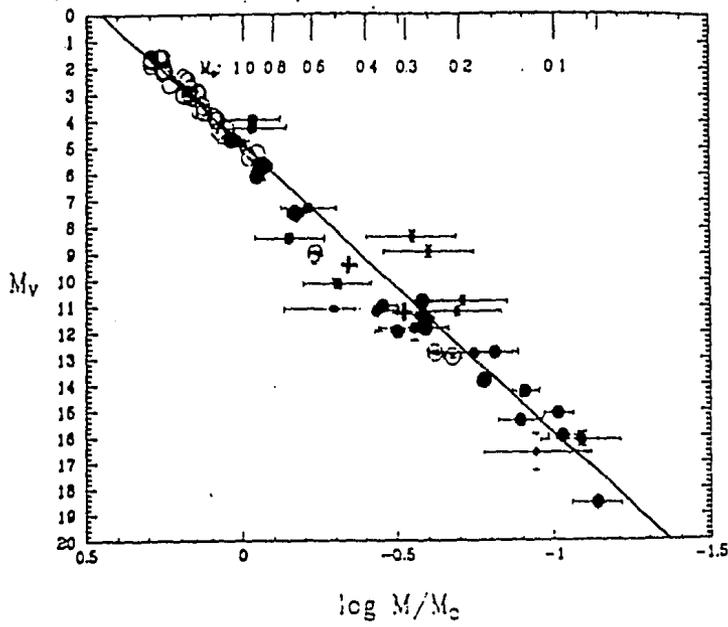


Figura 44. Ajuste lineal a los datos de M_v y $\log(m/m_\odot)$ de las estrellas de Henry y Mc Carthy. La simbología en esta gráfica es igual a la explicada en la figura 41, añadiendo las cruces que representan las posiciones en el diagrama que ocupan las componentes del sistema G1 570BC al tomar las masas corregidas.

ESPECTRO DE MASAS

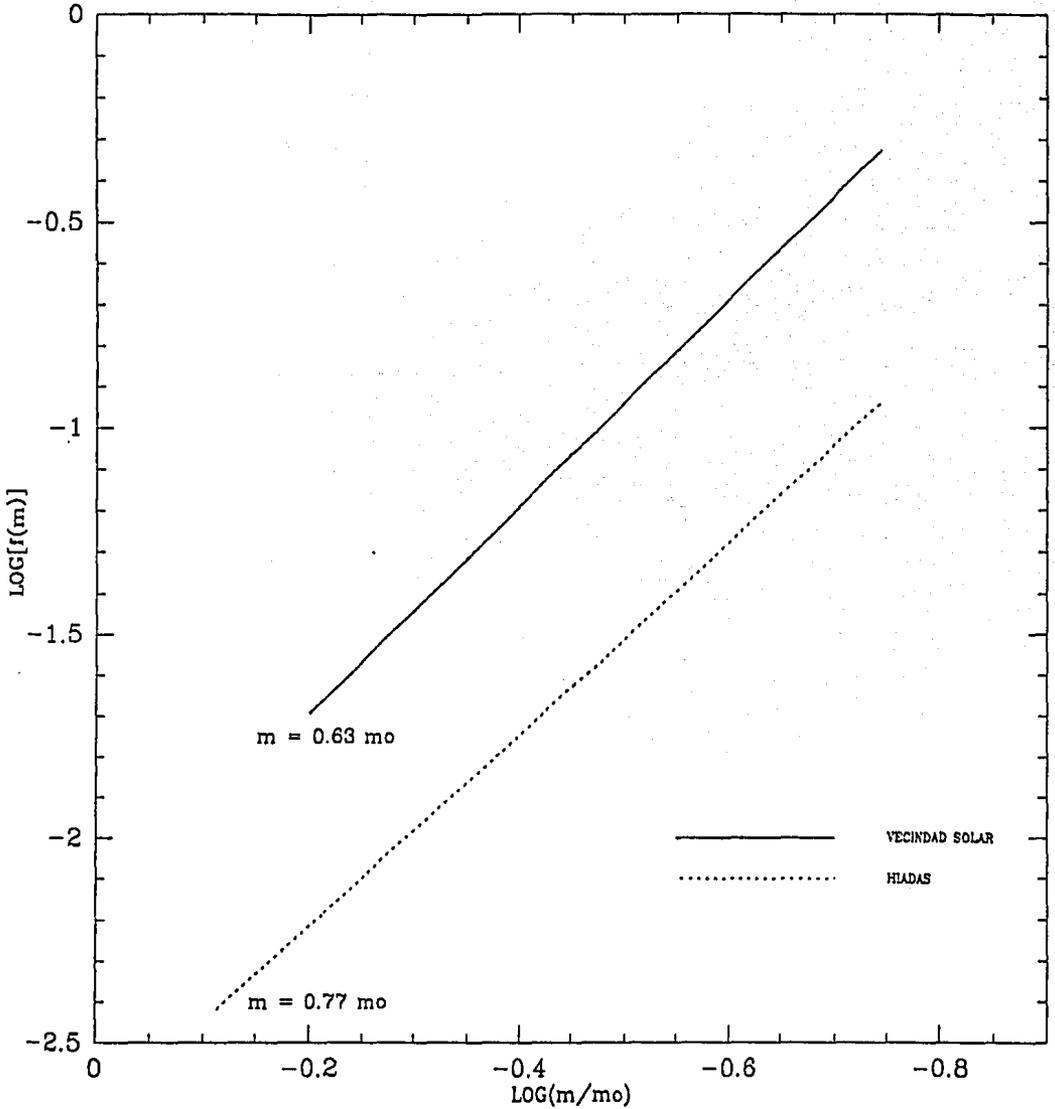


Figura 45. Espectros de masa expresados en $\log[f(m)]$ vs. $\log(m/m_{\odot})$ obtenidas para las estrellas de la vecindad solar y las Híadas.

i) Estrellas de la vecindad solar

$$f(m) = 6.37 \times 10^{-3} (m/m_{\odot})^{-2.51} \quad (55)$$

Válida para $0.18 m_{\odot} \leq m \leq 0.63 m_{\odot}$

ii) Supercúmulo de las Híadas

$$f(m) = 2.077 \times 10^{-3} (m/m_{\odot})^{-2.34} \quad (56)$$

Válida para $0.18 m_{\odot} \leq m \leq 0.77 m_{\odot}$

e) Discusión y comparación de los espectros de masas obtenidos

i) Proporción de Híadas respecto a estrellas de campo

A partir de los espectros de masa dados en las ecuaciones 55 y 56 podemos obtener la proporción de estrellas pertenecientes al supercúmulo de las Híadas, con respecto a las estrellas de campo. Dicha proporción resulta ser el 33%, repitiéndose, como era de esperarse, el comportamiento observado directamente en la función de luminosidad (ver sección 1a de este capítulo). Recordemos también que si tomamos en cuenta la introducción de miembros espúreos en la muestra de Híadas, esta proporción resulta ser únicamente el 22%.

ii) Exponentes de ambos espectros de masa

Observando las ecuaciones 55 y 56 y la figura 45, es evidente que el comportamiento de la distribución de masas es esencialmente el mismo para ambas poblaciones. Es notable también, que los exponentes obtenidos son muy parecidos al de Salpeter (relación 21).

CONCLUSIONES

1.- Una de las principales motivaciones para tratar de obtener la Función de Luminosidad de las Estrellas Cercanas basándonos en el Catálogo de Estrellas Cercanas de Gliese y Jahreiss en su versión 1991, fue el comparar con los resultados obtenidos por Wielen en 1983 basándose en la versión anterior del catálogo de Gliese y tratar de superarlos.

Hay tres características que hacen que la determinación de la Función de Luminosidad de la Vecindad Solar presentada en este trabajo sea mejor y más confiable que aquella presentada por Wielen en 1983. Estas características son:

i) La utilización de los datos más recientes y abundantes para las estrellas de la vecindad solar, compilados en el Catálogo de Estrellas Cercanas de Gliese y Jahreiss, 1991.

ii) Una cuidadosa elección de las estrellas cercanas pertenecientes a la secuencia principal.

iii) La consideración de una diferencia entre la contribución de las estrellas cercanas con paralajes

precisas y la de aquellas con paralajes no muy precisas a la función de luminosidad.

Es importante hacer notar que, pese a que el procedimiento utilizado en este trabajo es mucho más riguroso que el utilizado por Wielen en 1983, ambos resultados no difieren mucho. Esto nos hace pensar que la función de luminosidad presentada en este trabajo -o bien la de Wielen 1983- representa la mejor aproximación obtenible en nuestros días de la verdadera función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar y que sus características más importantes como la magnitud a la cual se observa el máximo o la caída abrupta después de éste, no son el resultado de una incompletez de la muestra, sino que reflejan la distribución real de las estrellas en función de su magnitud absoluta.

- 2.- A partir de los resultados obtenidos para la función de luminosidad para las estrellas cercanas y las del Supercúmulo de las Híadas, podemos decir que no se observan grandes cambios cualitativos al pasar de una población a la otra. Sin embargo, es importante hacer notar que la magnitud para la cual se observa el máximo de la función de luminosidad de las Híadas resulta una

magnitud más débil que aquella en la que se observa el máximo de la función de las estrellas de la vecindad solar.

- 3.- Uno de los aspectos más discutidos de la función de luminosidad es la realidad de la llamada 'depresión de Wielen', que es un mínimo de dicha función alrededor de magnitud absoluta visual 7.5. En la nueva función de luminosidad de las estrellas de la vecindad solar obtenida en este trabajo, se confirma la existencia de la 'depresión de Wielen' en magnitud absoluta visual 7.

En el caso de la función de luminosidad de las Híadas, se observa un poco de ruido estadístico en la parte brillante. En la sección 5 del capítulo III de la tesis, se hizo una hipótesis bajo la cual se consideró que la introducción de miembros espúreos no privilegiaba un intervalo de magnitudes absolutas con respecto a otros. Sin embargo, analizando esto con más cuidado, podemos ver que para estrellas brillantes, es difícil medir con mucha precisión los movimientos propios en placas fotográficas, como lo hizo Luyten, ya que puede no estar muy bien definida la posición de la estrella dado el gran tamaño de la mancha en la placa. Por esta razón, podemos pensar que la probabilidad de introducir miembros espúreos y mayores errores en la estimación de

la distancia, y por lo tanto de la magnitud absoluta, a través del método de movimientos propios es más grande para estrellas brillantes que para estrellas débiles. Tomando en cuenta esto último, podemos observar la parte brillante de la función de luminosidad obtenida para las Híadas con ojos críticos y sospechar la existencia de una 'depresión de Wielen' ensanchada debido a los errores en magnitud absoluta en el intervalo comprendido entre $M_v=6$ y $M_v=9$.

- 4.- Otra cuestión que se analizó con mucho cuidado en este trabajo, fue la validez de la relación masa-luminosidad de Henry y Mc Carthy. Como resultado del análisis expuesto en la sección 2c del capítulo III, podemos decir que dicha relación parece tener una gran dispersión en el intervalo de masas comprendido entre $0.05 m_{\odot}$ y $0.18 m_{\odot}$ y que una representación con pendiente única se ajusta a los datos observacionales de manera por lo menos tan buena como las tres relaciones propuestas por Henry y McCarthy. Como consecuencia de los problemas encontrados al utilizar una representación con discontinuidades en la pendiente, concluimos que la nueva relación masa-luminosidad propuesta en el capítulo IV de este trabajo (relación 54) resulta ser la relación más conveniente para representar el comportamiento de las estrellas débiles de la vecindad solar.

5.- El espectro de masas obtenido para las estrellas de la vecindad solar en el capítulo IV de este trabajo (relación 55) es el más confiable hasta ahora, ya que fue realizado utilizando la muestra más completa disponible hasta este momento de estrellas de la vecindad solar y la relación masa-luminosidad más confiable hasta ahora para dicha población. Es importante hacer notar que el exponente obtenido para este espectro de masas ($\alpha=-2.51$) es muy cercano al obtenido por Salpeter en 1953 ($\alpha=-2.35$).

Un resultado nuevo de este trabajo es el espectro de masas obtenido para las estrellas del Supercúmulo de las Híadas (relación 56). Es interesante ver que el exponente obtenido para dicha distribución ($\alpha=-2.34$) es, igual que en el caso de las estrellas de la vecindad solar, muy cercano al de Salpeter.

Es importante hacer énfasis en que los espectros de masa obtenidos para ambas poblaciones no difieren notablemente entre sí. Esto es hasta cierto punto sorprendente, dada la gran diferencia entre los dos procedimientos utilizados para su determinación.

APENDICE A

METODO PARA DETERMINAR LA DISTANCIA A UN CUMULO EN MOVIMIENTO

Para aplicar este método se necesita tener una estimación de la velocidad radial del cúmulo. Esta puede obtenerse promediando las velocidades radiales de algunas estrellas pertenecientes al mismo. También se necesita conocer el cambio en la medida angular del cúmulo con el paso del tiempo.

La figura A1 ilustra la aplicación del método. En este caso, el cúmulo se está alejando del observador y su medida angular disminuye con el paso del tiempo. Sean r y θ la distancia al cúmulo y su medida angular, respectivamente, en el momento de la primera observación, y v_r su velocidad radial. Después de un período de tiempo t , el cúmulo se encontrará a una distancia $r + v_r t$ y tendrá una medida angular θ' , más pequeña que la anterior. Suponiendo que el tamaño real del cúmulo permanece constante en este período de tiempo se obtiene la relación A1, que nos permite conocer la distancia al cúmulo en cuestión.

$$r = \frac{v_r t \theta'}{\theta - \theta'} \quad (A1)$$

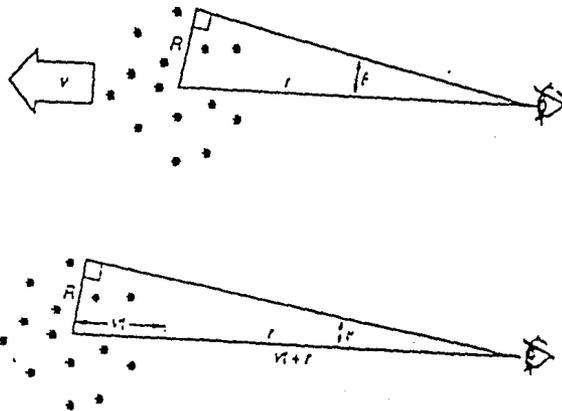


Figura A1. Ilustración del método para calcular la distancia a un cúmulo, conociendo su velocidad radial y el cambio de su diámetro angular en el tiempo.

APENDICE B

TRIGONOMETRIA ESFERICA

La ley de los cosenos de la trigonometría esférica

Tomemos un sistema de coordenadas esféricas tal como se muestra en la figura B1, donde r, θ y ϕ son las coordenadas esféricas del punto A. Tomemos ahora 3 puntos sobre una esfera y construyamos un triángulo esférico cuyos lados sean los segmentos de los círculos máximos que pasan por cada par de estos puntos. Dicho triángulo se muestra en la figura B2.

En trigonometría esférica los lados de un triángulo se miden en grados, como los ángulos. La longitud de estos lados puede conocerse si se tiene el radio de la esfera en cuestión. Para fines astronómicos, esta esfera es la esfera celeste en la cual vemos la proyección de las posiciones de las estrellas y por lo tanto lo único que tiene sentido son las distancias angulares entre los puntos de la esfera. El ángulo formado por dos lados de un triángulo esférico está dado por el ángulo formado por los planos definidos por los círculos máximos que contienen dichos

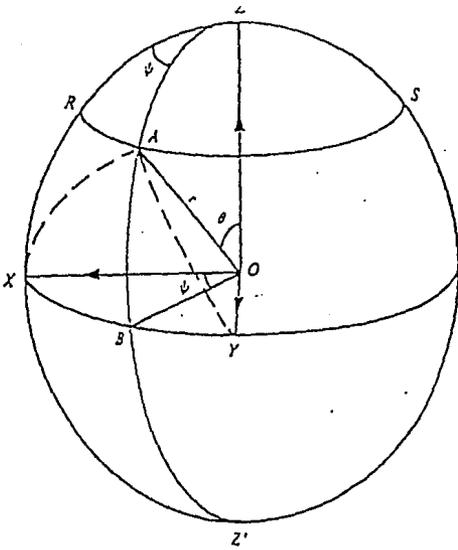


Figura B1. Sistema de coordenadas esféricas y círculos máximos

Figura B2. Triángulo esférico.

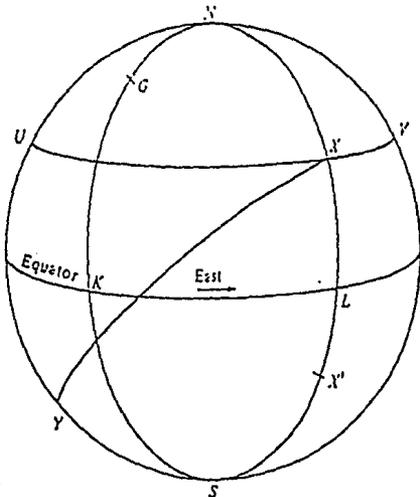
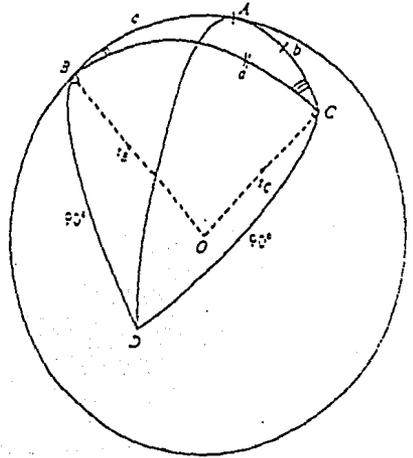


Figura B3. Sistema ecuatorial de coordenadas

lados. En la figura B2 A, B y C son los ángulos formados por los pares de lados correspondientes y a, b y c son los lados del triángulo.

Los vectores r_b y r_c que aparecen en la figura B2 tienen las siguientes componentes cartesianas:

$$\begin{aligned}r_b &= (\text{sen } c, 0, \text{cos } c) \\r_c &= (\text{sen } b \text{ cos } A, \text{sen } b \text{ sen } A, \text{cos } b)\end{aligned}\tag{B1}$$

Sabemos que el producto punto de estos dos vectores nos dará el coseno de la distancia angular 'a':

$$r_b \cdot r_c = \text{cos } a\tag{B2}$$

Tomando las componentes dadas en la expresión B1, tenemos la siguiente relación:

$$\text{cos } a = \text{cos } b \text{ cos } c + \text{sen } b \text{ sen } c \text{ cos } A\tag{B3}$$

A la expresión B3 se le llama la ley de los cosenos de la trigonometría esférica.

Distancia entre dos puntos sobre la bóveda celeste

Tomemos ahora un sistema de coordenadas como el que se utiliza para determinar las posiciones de las estrellas, tal como

se muestra en la figura B3, y calculemos la distancia angular entre los puntos X y Y a la que llamaremos λ .

Aplicando la ley de los cosenos para el triángulo esférico con vértices en los puntos N, X y Y, obtenemos la siguiente relación:

$$\cos \lambda = \sin \delta_x \sin \delta_y + \cos \delta_x \cos \delta_y \cos(\alpha_x - \alpha_y) \quad (B4)$$

Angulo de posición

El ángulo de posición (θ) de un vector que va de un punto P_0 con coordenadas (α_0, δ_0) a otro punto P_1 con coordenadas (α_1, δ_1) se define como el ángulo formado por el círculo máximo que pasa por ambos puntos y el meridiano que pasa por P_0 . Si construimos un triángulo esférico con vértices en el polo norte, en P_0 y en P_1 y le aplicamos la ley de los cosenos, tenemos lo siguiente:

$$\cos \theta = \frac{\sin \delta_0 - \sin \delta \cos \lambda}{\sin \lambda \cos \delta}, \quad (B5)$$

donde λ es la distancia angular entre P_0 y P_1 . Sustituyendo la expresión B4 en la B5 y haciendo un poco de álgebra, podemos llegar a la siguiente relación:

$$\tan \theta = \frac{\cos \delta_0 \operatorname{sen} (\alpha_0 - \alpha)}{\operatorname{sen} \delta_0 \cos \delta - \cos \delta_0 \operatorname{sen} \delta \cos (\alpha_0 - \alpha)} \quad (\text{B6})$$

En el caso en el que los puntos P_0 y P_1 estén muy cercanos, la expresión B6 se reduce simplemente a

$$\tan \theta = \frac{\cos \delta (\alpha - \alpha_0)}{(\delta - \delta_0)} \quad (\text{B7})$$

En particular, el ángulo de posición del movimiento propio de una estrella, queda dado por la expresión (B8):

$$\begin{aligned} \alpha &= \alpha_0 + \mu \alpha \Delta t \\ \delta &= \delta_0 + \mu \delta \Delta t \end{aligned}$$

$$\tan \theta_{\mu} = \frac{\mu \alpha \cos \delta}{\mu \delta} \quad (\text{B8})$$

Ángulo formado por la dirección del movimiento propio de una estrella y la dirección a un punto fijo en la bóveda celeste

Supongamos que se quiere conocer el ángulo $\Delta\theta$ formado por la dirección del movimiento propio de una estrella y la dirección a un punto fijo P_0 en la bóveda celeste. Este ángulo está dado por la diferencia entre el ángulo de posición del movimiento propio

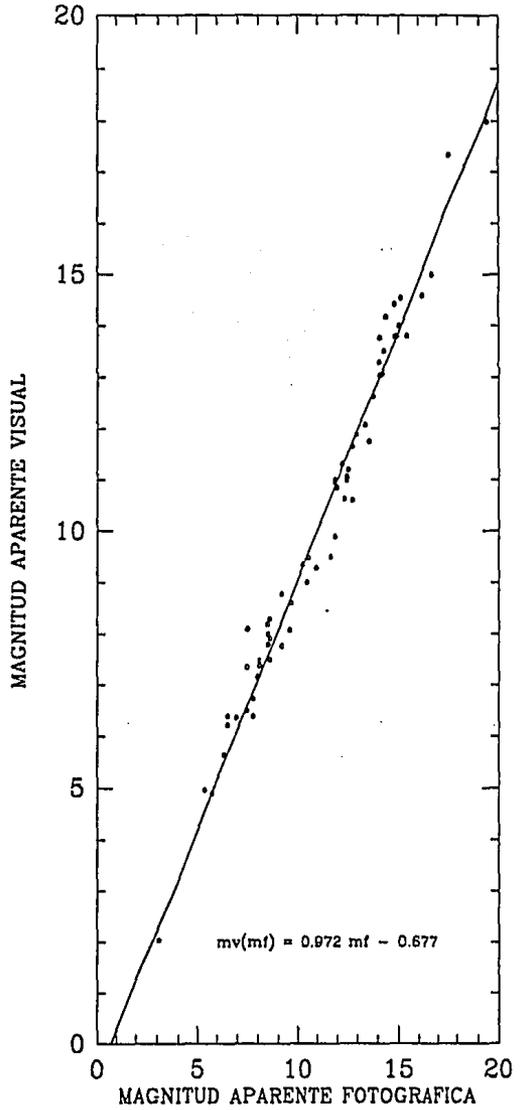
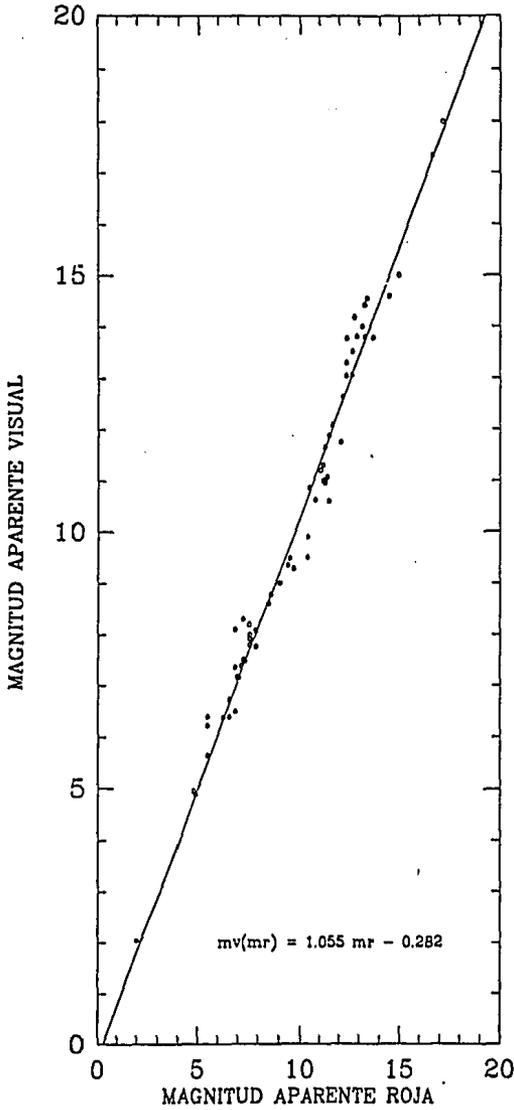
$(\theta\mu)$ y el de un vector con origen en la posición de la estrella y dirigido hacia el punto P_0 (θ_0). θ_0 puede obtenerse directamente de la relación B6, siendo α y δ las coordenadas de la estrella y α_0 y δ_0 las coordenadas de P_0 . $\theta\mu$ se obtiene a partir de la relación B8. Así, $\Delta\theta$ queda definido por la siguiente relación:

$$\Delta\theta = \theta\mu - \theta_0 \quad (B9)$$

Nótese que como $\theta\mu$ y θ_0 se miden en el sentido de las manecillas del reloj a partir de la dirección al polo norte, si $\Delta\theta$ es positivo significará que el movimiento propio de la estrella apunta a la derecha de la dirección al punto P_0 .

APENDICE C

Relación entre las magnitudes aparentes roja y fotográfica
dadas por Luyten y la aparente visual dada por Gliese



APENDICE D: PROBABLES MIEMBROS DEL SUPERCUMULO DE LAS HIADAS EN EL NLTT

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ / año	Θ_{μ}
* 240- 14	0	0	0	34 9.2	15.3	17.1	m	0.201	86
* +23:4849	0	0	18	23 51.7	9.0	9.6	G0	0.204	81
* +55:3074	0	0	28	56 27.3	9.7	10.3	g	0.240	84
* 292- 25	0	0	28	29 30.7	17.6	19.2	m	0.238	72
* 347- 47	0	0	48	28 21.1	16.5	17.6	k	0.183	77
* 291- 44	0	0	49	39 36.5	16.1	17.4	k-m	0.189	87
* 584- 55	0	0	56	3 11.7	15.7	17.2	m	0.197	83
* 292- 27	0	1	43	28 50.5	13.2	14.9	m	0.238	76
* +12:5061	0	1	46	12 40.7	8.3	9.2	G5	0.346	73
* 291- 47	0	2	5	38 20.6	12.6	13.7	k	0.193	86
* +33:4828	0	2	16	34 22.8	6.5	7.0	F9	0.760	82
* 78- 86	0	2	24	61 11.6	18.4	20.7	m	0.286	79
* 464- 78	0	2	36	9 54.5	16.1	17.6	m	0.273	85
* 347- 50	0	2	44	29 35.4	17.4	18.9	k	0.186	86
* 464- 9	0	3	0	15 6.5	11.3	12.4	k	0.228	76
* 524- 59	0	3	8	4 19.5	14.5	16.6	g-m†	0.237	78
* 192- 30	0	3	19	41 12.8	11.4	12.0	g	0.218	82
* 584- 63	0	3	23	0 1.8	18.9	18.8	g f	0.219	93
* 240- 21	0	3	25	37 54.4	12.2	13.7	m	0.205	89
* 192- 31	0	3	35	40 37.7	16.3	18.2	g	0.214	91
* +57:2865*	0	3	38	58 9.5	6.0	6.9	G5	0.263	87
* 192- 32	0	3	39	43 53.7	15.4	16.7	k-m	0.204	76
* +27:4677	0	3	44	43 25.4	14.0	15.9	m	0.269	89
* Tou 23:5	0	3	57	5 32.8	9.8	11.1	k-m	0.202	82
* 524- 62*	0	3	58	5 32.5	15.4	16.9	m	0.202	82
* 240- 22*	0	4	5	35 38.9	18.8	21.2	m	0.236	82
* +40: 23	0	4	5	35 38.8	18.1	19.7	m	0.236	82
* 404- 28	0	4	13	18 25.7	13.6	15.4	m	0.223	89
* 348- 61	0	4	18	23 12.0	11.8	13.3	g-k	0.203	76
* +27:4677	0	4	23	27 57.2	10.1	11.0	g-k	0.30	79
* 464-302*	0	4	23	15 30.1	13.1	14.4	k-m	0.192	90
* 584- 64	0	4	35	0 -9.1	13.4	14.9	k	0.270	79
* 464- 75	0	4	48	10 34.1	13.9	15.0	k	0.333	81
* 403- 59	0	5	6	24 56.0	14.8	14.7	k	0.180	92
* +54: 1	0	5	14	55 17.9	7.6	8.2	G0	0.201	85
* +21: 1	0	5	47	21 38.7	9.3	9.9	G0	0.248	73
* 524- 66	0	5	52	7 36.8	15.7	17.5	m	0.192	83
* 584- 70	0	6	10	13 47.9	14.9	16.2	k-m	0.287	82
* +64: 3*	0	6	18	3 23.6	17.4	18.9	m	0.232	93
* 584- 71	0	6	38	64 47.5	7.0	8.1	K0	0.280	80
* +18: 3	0	6	46	-1 -48.9	14.9	16.0	k	0.206	75
* 192- 38	0	6	52	-11 -30.4	14.0	15.3	k-m	0.333	90
* 584- 72	0	6	53	18 50.2	7.8	8.7	G5	0.260	85
* +24: 3*	0	7	8	42 44.3	17.1	19.4	m	0.204	80
* 584- 72	0	7	10	-2 -21.1	14.4	15.7	k-m	0.307	91
* +40: 23	0	7	15	52 44.5	13.5	14.6	k	0.240	85
* 644- 53	0	7	23	-6 -52.9	14.5	16.1	m	0.245	90
* 464-397	0	7	26	-6 -48.7	15.3	16.6	k-m	0.265	89
* 240- 36	0	7	33	10 47.0	11.9	12.5	g	0.180	75
* 404- 38	0	7	43	36 52.3	15.1	16.2	k	0.206	84
* 403- 66	0	7	45	18 45.6	16.6	18.5	m	0.202	81
* 403- 66	0	7	50	21 34.3	11.9	13.0	k	0.180	82
* 403- 67*	0	7	50	21 34.1	17.4	18.7	k-m	0.180	82

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ / año	Θ_{μ}
* 192- 39	0	8	12	42 21.1	16.8	18.6	m	0.266	84
*	0	8	13	20 9.5	13.3	14.6	k-m	0.252	91
*	0	8	15	18 18.2	14.2	15.9	m	0.403	84
* +47: 17	0	8	18	47 49.9	8.0	8.9	G5	0.183	85
*	0	8	23	33 57.5	14.2	15.8	m	0.316	91
* Tou 23:23	0	8	30	4 55.8	10.6	12.1	m	0.260	78
* - 6:15	0	8	31	-6 -3.7	10.5	12.0	M2	0.252	88
* R 310	0	8	42	58 4.6	9.5	10.6	k	0.235	92
* 524- 80*	0	8	45	4 50.5	14.6	15.9	k-m	0.260	78
* 240- 39	0	8	46	38 40.5	17.6	19.1	m	0.285	83
* +29: 14	0	8	46	30 10.3	8.7	9.6	G5	0.203	76
*	0	9	1	-5 -45.6	13.4	15.2	m	0.552	81
* 704- 59	0	9	15	-10 -48.3	17.4	20.7	g-m†	0.412	81
* 464-429	0	9	27	11 20.2	12.2	13.1	g-k	0.183	86
* 584- 75	0	9	28	1 49.6	14.2	15.7	m	0.322	75
*	0	9	29	71 21.7	15.4	16.7	k-m	0.253	91
*	0	9	30	52 10.4	13.6	14.7	k	0.240	85
* +69:13	0	9	40	69 24.9	12.4	13.0	g	0.227	83
* 524- 83	0	9	49	8 56.5	13.7	15.3	m	0.248	87
* 464-435	0	9	54	11 21.0	16.0	17.6	m	0.200	83
* 764- 77	0	9	58	-19 -56.1	18.4	19.9	m	0.188	86
* 149- 33	0	10	9	48 9.0	17.5	19.0	m	0.258	82
* 149- 35	0	10	18	50 42.6	15.8	17.6	m	0.281	80
* 584- 82	0	10	29	0 -57.8	19.2	21.1	m†	0.182	79
* 464-448	0	10	30	11 22.0	16.4	18.1	m	0.219	81
* +19: 20	0	10	33	20 6.8	10.1	11.2	k	0.214	79
* 824-225	0	10	42	-20 -38.5	13.8	14.9	k	0.206	84
*	0	10	53	4 41.6	13.7	15.0	k-m	0.275	80
*	0	10	58	31 52.4	13.8	14.9	K0	0.617	83
*	0	11	6	17 53.5	13.3	15.0	m	0.303	75
* 704- 63	0	11	6	-13 -44.6	16.5	18.0	m	0.258	84
* 464- 11*	0	11	6	15 3.0	13.3	14.8	m	0.261	73
* 464- 12	0	11	9	15 3.0	14.1	15.2	k	0.261	73
* 292- 50	0	11	13	27 40.2	16.6	17.7	k	0.190	83
* 644- 62	0	11	23	-8 -24.5	14.6	16.1	m	0.186	91
* -11:28*	0	11	26	-11 -13.9	8.6	9.7	K0	0.198	80
* +59: 17*	0	11	40	60 3.8	8.5	9.1	G5	0.185	86
* 644- 67	0	11	52	-4 -50.8	13.8	15.5	m	0.295	84
* 192- 43	0	12	7	41 6.0	12.5	13.1	g	0.195	92
* 644- 68	0	12	11	-3 -29.8	17.0	18.1	k	0.201	78
* 404- 52	0	12	34	17 12.5	13.9	15.7	m	0.306	87
*	0	12	35	52 48.1	14.6	16.1	m	0.240	83
*	0	12	35	52 47.8	9.4	10.9	m	0.240	83
*	0	12	36	17 25.8	12.8	14.6	m	0.256	80
* 192- 45	0	12	38	42 23.2	14.2	15.8	m	0.400	85
* 404- 54	0	12	38	19 31.0	14.9	16.8	m	0.210	85
* 192- 46	0	12	40	43 27.9	14.7	16.2	m	0.211	83
* 644- 72	0	12	45	-5 -58.8	18.2	21.0	m†	0.187	93
* 464- 60	0	12	48	12 6.5	16.2	17.7	m	0.253	88
* 704- 66	0	12	48	-13 -59.9	16.1	17.6	m	0.256	79
* 149- 43	0	12	58	50 42.4	17.0	18.6	m	0.189	92
* 584- 89	0	12	58	-1 -8.1	15.0	15.9	g-k	0.191	89
*	0	13	2	54 38.4	14.3	15.8	m	0.240	78

APENDICE D (CONTINUACION)

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	Θ
h	m	s				"/año	"
* 149- 45	0 13 22	46 13.5	17.3	20.0	m+	0.311	89
* +29: 31	0 13 34	30 15.2	8.7	9.9	K2	0.204	75
* 824-267	0 13 35	-21 -0.7	16.0	17.5	m	0.242	89
* 240- 52	0 13 47	37 44.5	14.2	15.5	k-m	0.182	91
* 49-327	0 13 49	74 56.6	14.8	16.1	k-m	0.257	86
* 824-439	0 13 50	-25 -16.4	10.7	21.0	m+	0.181	78
* 348- 49	0 13 56	25 1.1	11.3	12.6	k-m	0.223	80
* 584- 90	0 13 57	0 -37.9	17.2	18.3	k	0.209	84
* 292- 59	0 14 3	29 44.3	12.1	13.4	m	0.198	79
* +40: 43	0 14 6	40 47.6	9.3	10.2	g-k	0.217	84
* +20: 17	0 14 7	20 34.7	10.6	11.2	g	0.353	86
* 404- 66	0 14 21	19 47.2	12.4	14.1	m	0.244	84
* +40: 45	0 14 26	40 40.2	9.0	10.5	MO	0.562	80
* 644- 78	0 14 34	-3 -37.2	16.0	17.5	m	0.248	83
* 584- 93	0 14 36	3 23.4	12.4	14.3	m	0.204	84
880-836	0 14 36	-32 -37.5	13.8	15.3	m	0.312	91
* 348- 53	0 14 49	24 50.3	16.2	17.7	m	0.232	91
* 50- 33	0 15 4	68 20.0	17.9	19.4	m	0.212	89
* 584- 94*	0 15 6	-1 -39.3	12.6	14.1	m	0.344	88
* 404- 69	0 15 7	18 53.1	17.4	19.7	m+	0.182	79
* - 9:40	0 15 7	-8 -57.7	11.2	12.5	k-m	0.270	86
* 764-107	0 15 14	-14 -53.1	10.9	11.5	g	0.242	87
* 584- 95	0 15 17	1 4.3	17.0	18.6	m	0.197	74
* - 0:35	0 15 19	0 5.9	8.3	8.9	GO	0.348	76
* -14:42	0 15 24	-13 -44.0	6.9	7.5	GO	0.397	89
* 50- 34	0 15 25	64 47.9	14.7	15.3	g	0.265	87
* +43: 44A*	0 15 31	43 44.4	7.9	9.6	M3	2.899	92
* 50- 35	0 15 34	67 13.9	16.2	17.8	m	0.195	92
* +43: 44B*	0 15 34	43 44.7	10.3	12.6	H5e	2.899	92
* 704- 77	0 15 47	-14 -15.1	15.9	17.2	k-m	0.205	78
* 524- 92	0 15 52	6 57.7	14.5	16.3	m	0.195	74
* 240- 56	0 16 1	34 25.3	18.3	18.1	a	0.334	90
* 240- 57*	0 16 1	34 25.2	19.2	19.0	f	0.334	90
* 644- 86	0 16 4	-7 -17.8	19.0	18.8	a	0.195	84
* 292- 65	0 16 6	30 39.0	16.9	16.8	f	0.227	81
* 524- 94	0 16 8	6 47.9	17.0	18.8	m	0.317	91
* 764- 93	0 16 8	-13 -15.2	14.4	15.7	k-m	0.224	93
* 240- 59	0 16 10	-18 -50.9	17.3	20.0	m+	0.204	88
* 584- 96	0 16 12	34 33.0	16.0	17.3	k-m	0.191	88
* 824-441	0 16 15	0 40.0	15.8	17.1	k-m	0.187	75
* 464- 39	0 16 22	-22 -27.3	18.5	21.1	m+	0.208	80
* 764- 96	0 16 33	13 40.5	14.3	15.6	k-m	0.195	75
* 524- 98	0 16 34	-20 -1.8	16.8	17.9	k-m	0.232	84
* 764- 97	0 16 41	7 31.5	13.9	15.2	k-m	0.232	79
* 704- 86	0 16 41	-15 -11.9	14.8	16.1	k-m	0.269	82
* 824-302	0 16 46	-13 -37.3	13.8	15.3	m	0.228	86
* 764- 99	0 17 2	-24 -47.5	15.9	17.4	m	0.186	86
* 405- 2	0 17 3	-20 -23.0	18.2	20.9	m+	0.255	91
* R 6	0 17 18	20 1.3	16.1	17.6	m	0.285	90
* 645- 4	0 17 35	36 38.7	10.6	11.9	k-m	0.18	92
* 937- 6	0 17 36	-6 -0.4	16.1	17.6	m	0.295	80
* 764-109	0 17 47	-35 -6.5	17.7			0.191	87
	0 17 48	-18 -48.7	11.8	12.9	k	0.211	80

Lp	AR	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	Θ
h	m	s				"/año	"
* 240- 61	0 17 52	37 23.5	16.7	18.6	m	0.253	93
* 705- 8	0 18 1	-12 -34.3	16.8	18.1	k-m	0.214	84
* 705- 9	0 18 7	14 16.9	14.7	16.0	k-m	0.290	77
* 705- 10*	0 18 8	-9 -0.3	16.2	17.7	m	0.276	80
* 765- 7	0 18 8	-9 -0.3	17.2	18.7	m	0.276	80
* 881- 26	0 18 12	-15 -37.3	12.8	14.8	m	0.374	80
* 705- 14	0 18 23	-28 -30.7	14.8	16.1	k-m	0.330	83
* 241- 1	0 18 38	-11 -37.5	14.6	16.1	m	0.195	86
* 881- 36	0 18 40	35 6.0	16.8	18.3	m	0.191	79
* 149- 55	0 18 48	-30 -26.5	18.6	20.6	m	0.300	77
* +61: 49	0 18 58	51 4.5	16.8	18.4	m	0.227	94
* -27:98*	0 19 19	-9 -54.7	12.5	14.2	m	0.417	87
* 525- 3	0 19 28	61 44.9	9.2	10.1	g-k	0.262	87
* 240- 65	0 19 33	-26 -59.2	8.4	9.0	GO	0.438	80
* 585- 10	0 19 49	4 31.3	15.3	16.4	k	0.218	78
* 349- 4	0 19 54	34 4.7	17.1	18.8	k	0.263	92
* -13:60	0 19 59	-1 -31.5	18.0	19.1	m	0.220	90
* 78-123	0 20 0	21 54.3	16.8	18.3	m	0.285	86
* 149- 60	0 20 18	-12 -29.2	6.3	7.0	G2	0.395	81
* 193- 25	0 20 34	60 56.2	10.7	11.8	k	0.299	88
* - 0:24	0 20 34	60 56.2	11.0	11.9	g-k	0.299	90
* 937- 17	0 20 44	23 27.9	14.7	15.8	k	0.275	92
* 51:89*	0 20 45	-37 -8.1	14.0	15.5	m	0.184	89
* 149- 62	0 20 48	-51 -9.	11.5	13.0	m	0.56	91
* 585- 15	0 20 59	50 34.8	16.6	17.9	k-m	0.206	83
* 193- 33	0 21 6	-1 -45.5	17.2	18.3	k	0.180	88
* 585- 16	0 21 6	-47 -3.	11.9	13.4	m	0.36	94
* 765- 11	0 21 10	44 7.7	15.9	17.6	m	0.182	87
* 465- 9	0 21 16	0 58.1	15.2	16.3	k	0.282	87
* 705- 22	0 21 20	-18 -43.2	15.9	16.8	g-k	0.339	93
* -27:108	0 21 46	35 47.3	11.7	13.0	k-m	0.281	84
* 150- 1	0 21 46	14 53.9	13.1	13.7	g	0.187	92
* 989- 23	0 21 52	-12 -34.1	12.0	13.5	m	0.275	85
* 149- 65	0 21 52	-27 -18.3	7.6	8.6	G5	0.672	83
* 193- 44	0 21 53	-12 -34.0	14.4	16.1	m	0.275	85
* 349- 15	0 21 55	29 45.9	13.4	15.1	m	0.605	90
* 525- 11	0 21 56	51 2.7	14.7	16.4	m	0.191	86
* +47: 88	0 22 1	-40 -47.8	15.3			0.182	80
* 705- 25	0 22 10	45 47.1	17.7	19.5	m	0.254	90
* 937- 26	0 22 12	39 45.0	13.3	14.8	m	0.183	85
* 405- 9	0 22 20	27 11.5	15.3	15.0	b	0.185	81
* 645- 77	0 22 20	6 58.0	17.3	18.4	k	0.187	83
* 937- 28	0 22 26	47 46.2	7.7	8.2	FB	0.270	84
* 293- 15	0 22 29	-13 -41.5	18.4	20.9	m+	0.369	93
	0 22 30	-34 -5.4	15.7			0.191	91
	0 22 31	-33 -8.0	12.2	13.8	m	0.197	84
	0 22 32	21 20.9	19.1	18.8	a	0.300	83
	0 22 33	-7 -16.7	16.8	17.9	k	0.197	85
	0 22 35	-37 -3.0	12.3	13.8	m	0.263	79
	0 22 36	30 39.8	16.2	18.1	m	0.200	80

APENDICE D (CONTINUACION)

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	$\Theta\mu$
		m						"/año	'
* -52-64*	0	22	36	-51 -45.	8.6	9.1	F8	0.18	95
* 465- 14	0	22	57	11 8.2	13.2	14.5	k-m	0.241	89
* -16-65	0	23	0	-16 -24.6	8.8	9.7	G5	0.198	82
* 170- 64	0	23	0	-55 -45.	13.7	15.4	m	0.23	82
* + 1-58	0	23	8	2 2.8	10.9	12.0	k	0.235	80
* 149- 66	0	23	17	48 17.6	16.0	17.6	m	0.181	78
* 465- 15	0	23	19	10 45.1	17.5	20.2	mt+	0.200	83
*	0	23	21	0 -38.7	14.5	15.8	k-m	0.279	79
* 193-488	0	23	22	39 30.7	15.2	16.8	m	0.232	77
* 150- 5	0	23	24	47 13.3	16.0	17.7	m	0.214	83
* 825-169	0	23	24	-22 -24.0	18.6	18.1	b	0.195	78
* 241- 12	0	23	27	36 39.5	10.0	10.9	g-k	0.189	93
* 525- 13	0	23	27	5 40.5	18.1	20.0	k	0.214	79
* 765- 17	0	23	27	-17 -41.2	15.3	16.8	m	0.197	86
* 881- 79	0	23	37	-27 -34.0	14.4	15.7	k-m	0.333	91
*	0	24	10	42 33.4	13.3	14.4	k	0.268	83
* 705- 34	0	24	12	-11 -58.4	12.1	13.2	k	0.267	81
* 349- 23	0	24	39	22 30.0	17.5	18.6	k	0.185	89
* 705- 35	0	24	43	-9 -24.4	19.0	20.6	m	0.195	89
* 585- 29	0	24	46	-1 -39.4	16.8	18.3	m	0.399	78
* 585- 30	0	24	48	0 47.8	12.8	14.5	m	0.185	88
* 349- 24	0	24	56	24 28.8	16.2	17.3	k	0.191	86
* 645- 28	0	25	3	-5 -7.2	16.6	17.9	k-m	0.194	83
* + 4:59	0	25	5	4 33.8	10.4	11.5	k	0.361	81
*	0	25	6	9 19.6	13.9	15.0	k	0.326	82
*	0	25	7	9 19.9	13.3	14.4	k	0.326	82
*	0	25	7	9 19.9	13.3	14.4	k	0.326	82
*	0	25	8	-16 -41.2	7.5	8.0	F8	0.193	78
* 193-112	0	25	9	41 41.0	16.6	17.7	k	0.215	80
* 525- 24	0	25	15	8 42.6	16.1	17.6	m	0.220	85
* 293- 19	0	25	18	28 54.2	15.8	16.9	k	0.209	78
* 150- 10	0	25	19	47 9.7	17.4	19.0	m	0.228	86
* 293- 21	0	25	23	28 25.6	18.7	20.5	m	0.218	90
* 989- 50	0	25	23	-44 -10.5	16.4		m	0.190	90
* 465- 22	0	25	25	10 52.3	11.8	13.1	k-m	0.231	75
*	0	25	30	16 52.8	13.8	15.4	k	0.324	88
* 241- 19	0	25	31	36 42.3	15.4	16.5	k	0.192	87
*	0	25	58	57 39.4	14.2	14.8	g	0.293	77
* 349- 27	0	25	59	24 48.1	15.8	17.1	k-m	0.408	92
* 825-245	0	26	0	-21 -32.0	16.4	17.9	m	0.230	87
* 765- 24	0	26	2	-15 -17.5	15.2	16.1	g-k	0.182	93
* 705- 38	0	26	6	-11 -11.5	12.4	13.0	g	0.204	87
* 937- 45	0	26	10	-34 -51.8	16.3		m	0.228	85
* 349- 30	0	26	20	21 33.2	11.1	11.7	g	0.191	90
* 150- 12	0	26	29	45 55.7	13.0	14.9	m	0.245	80
* 585- 36	0	26	32	0 -3.3	16.6	18.1	m	0.253	82
* -28-141	0	26	33	-27 -40.1	8.9	10.0	K0	0.190	82
* 241- 20	0	26	37	33 35.0	16.4	18.0	m	0.190	83
* 193-144	0	26	42	43 2.0	13.4	14.7	k-m	0.183	91
*	0	26	49	36 29.5	14.3	15.8	n	0.250	89
* 465- 26	0	26	51	12 36.7	11.2	11.8	g	0.196	86
* 881-126	0	26	54	-31 -55.5	15.6	16.9	k-m	0.262	85
* 293- 24	0	26	56	29 33.1	15.0	16.8	m	0.235	80

Lp	h	AR	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	$\Theta\mu$
		m						"/año	'
* 193-149	0	27	12	39 55.5	15.5	17.0	m	0.187	86
* 881-131*	0	27	12	-28 -59.9	18.2	19.7	m	0.240	87
* 881-132	0	27	12	-29 -0.8	14.8	16.1	m	0.240	87
* 170- 19	0	27	24	-55 -17.		12.1		0.18	79
* 150- 13	0	27	27	50 12.1	15.0	16.8	mt+	0.278	95
* 825-288	0	27	28	-24 -55.0	12.9	13.7	k	0.426	77
* 989- 67	0	27	32	-44 -18.3	15.3			0.236	89
* 193-165	0	27	51	41 22.5	16.7	18.5	m	0.188	90
* 705- 47	0	27	51	-14 -6.7	14.6	16.1	m	0.331	86
* 705- 48	0	27	52	-12 -4.0	13.5	15.0	m	0.285	80
* -16:81	0	27	55	-16 -11.5	8.2	8.7	F8	0.185	83
* 293- 27	0	27	59	27 45.6	18.2	20.7	m	0.207	88
* 465- 33	0	28	6	11 24.7	14.3	15.9	m	0.431	93
* 825-315	0	28	12	-22 -36.0	18.3	20.0	m	0.195	80
* 349- 34	0	28	35	23 38.6	16.9	18.5	m	0.210	92
*	0	28	40	33 21.1	11.0	12.6	m	0.245	89
* 585- 46	0	28	47	0 -7.0	14.6	16.1	m	0.516	78
* 465- 38	0	29	1	9 50.7	17.8	20.6	mt+	0.330	76
* 645- 43	0	29	9	-4 -34.9	17.6	20.4	mt+	0.220	86
* 349- 39	0	29	21	23 5.7	17.8	20.6	m	0.208	94
* -28:148*	0	29	21	-28 -6.3	8.8	9.7	G5	0.196	88
* 881-167*	0	29	23	-28 -6.2	15.1	16.6	m	0.196	88
*	0	29	30	-5 -20.1	13.3	14.9	m	0.296	92
* 645- 46	0	29	34	-3 -10.7	16.7	17.6	g-k	0.653	77
* 241- 28	0	29	42	38 2.3	15.5	17.0	m	0.252	82
* 465- 40	0	29	54	10 34.2	16.4	18.3	m	0.199	88
* 405- 23	0	30	13	21 12.8	16.5	18.2	m	0.203	77
* 293- 34	0	30	17	28 15.3	16.8	17.9	k	0.202	87
* +43:100	0	30	18	44 27.3	9.9	10.8	g-k	0.218	96
*	0	30	19	44 27.7	16.0	16.2	f	0.218	96
*	0	30	20	7 -21.6	15.1	16.4	k-m	0.342	90
* 291- 12	0	30	30	-45 -35.	17.3	12.4	k	0.32	79
*	0	30	38	36 33.8	12.2	13.3	k	0.478	78
* 349- 41	0	30	45	24 49.6	17.0	16.9	f	0.471	76
* + 8:71	0	30	51	8 52.6	9.0	10.3	k-m	0.194	85
* 989- 86	0	30	53	-42 -44.0	14.7			0.307	93
* 465- 45	0	30	55	12 31.2	13.0	14.3	k-m	0.481	93
* 349- 42	0	30	59	25 42.8	16.4	17.9	m	0.227	93
*	0	31	2	27 8.4	14.4	16.0	mt+	0.275	80
* -28:154*	0	31	20	16 26.4	13.8	15.9	mt+	0.490	81
* 825-422	0	31	30	-27 -53.4	9.2	9.8	G0	0.188	82
* 585- 50	0	31	31	-2 -1.7	17.4	18.9	m	0.200	86
* 465- 47	0	31	31	-2 -1.7	17.4	18.9	m	0.189	74
* 465- 47	0	31	32	13 1.4	17.7	19.6	m	0.180	90
* 825-419	0	31	36	-23 -20.0	13.3	14.8	m	0.614	83
* 645- 47	0	31	42	-2 -51.1	17.0	18.3	k-m	0.189	76
* 525- 45	0	31	45	5 53.0	16.8	18.5	m	0.275	93
* 645- 48	0	32	5	-2 -41.6	11.5	12.8	k-m	0.213	75
* -53:109	0	32	6	-52 -39.	5.5	5.9	F5	0.23	81
* 405- 29	0	32	9	16 44.0	17.0	19.0	m	0.315	89
* -54:136*	0	32	12	-53 -50.	10.5	12.0	m	0.18	80
* -25:205	0	32	29	-24 -41.7	8.8	9.1	F5	0.192	84
* 825-461	0	32	36	-24 -34.0	16.4	17.9	m	0.270	92

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ "
* 825-462	0	32	36	-25 -14.0	17.8	19.3	m	0.200	86
* - 4:62*	0	32	40	-3 -52.1	4.9	5.4	F7	0.414	93
*	0	32	45	-17 -35.4	15.2	15.1	a-f	0.575	89
* 989- 97	0	32	58	-41 -10.7	11.6	12.7	k	0.206	77
* 293- 44	0	32	59	30 13.7	17.6	18.9	k-m	0.225	95
* 585- 54*	0	33	5	1 9.6	13.4	14.7	k-m	0.420	93
* 825-554	0	33	18	-26 -10.0	17.8	19.3	m	0.180	85
*	0	33	43	21 17.1	13.0	14.3	k-m	0.343	92
* 765- 49	0	33	49	-15 -5.7	14.7	16.2	m	0.374	92
* 825-499	0	34	0	-26 -8.0	17.1	18.6	m	0.200	87
* 525- 54	0	34	29	7 2.1	17.3	18.6	k-m	0.181	85
* 881-233	0	34	30	-27 -37.0	16.2	17.7	m	0.240	91
* -25:225*	0	34	47	-25 -2.5	5.5	6.6	K0	1.369	90
*	0	34	48	-20 -17.1	14.9	16.2	k-m	0.221	88
* 765- 52	0	34	58	-16 -2.3	14.3	15.8	m	0.185	93
* 349- 51	0	35	2	23 22.9	11.6	12.9	k-m	0.305	81
* 405- 37	0	35	4	20 8.0	18.4	20.3	m	0.208	91
* 989-108	0	35	27	-42 -23.8	15.4	16.4	m	0.239	93
* 937- 76	0	35	31	-35 -0.4	16.9			0.351	93
* 645- 57	0	35	32	-7 -21.4	13.0	14.1	k	0.290	80
* 405- 41	0	35	56	15 50.1	11.6	12.7	k	0.208	93
* 585- 65	0	36	11	-2 -0.1	18.1	19.6	m	0.359	86
* 585- 86	0	36	16	3 25.8	11.3	12.9	m	0.231	75
* 881-261	0	36	42	-31 -5.5	14.5	16.0	m	0.192	89
* 465- 62*	0	36	56	14 38.1	13.4	15.3	m	0.323	84
* 465- 61	0	36	56	14 37.8	13.2	15.0	m	0.323	84
* 645- 63	0	37	1	-6 -26.1	17.0	18.6	m	0.500	88
* 989-119	0	37	16	-41 -49.1	16.3			0.275	88
* 705- 73	0	37	27	-12 -28.2	12.2	13.5	k-m	0.248	82
* 465- 64	0	37	30	13 5.5	15.9	17.0	k	0.335	91
*	0	37	36	18 54.1	12.8	13.9	k	0.262	88
* 937- 87	0	38	0	-38 -49.0	16.1	17.6	g-k	0.189	76
* 645- 67	0	38	4	-4 -12.5	16.1	17.6	m	0.203	78
* 645- 68	0	38	4	-7 -46.4	13.3	14.8	m	0.248	79
* 645- 69*	0	38	4	-7 -46.4	13.7	15.2	m	0.248	79
* 881-287	0	38	30	-28 -25.0	15.1	16.6	m	0.195	87
* 645- 71	0	38	37	-7 -24.6	15.1	16.6	m	0.274	79
* 585- 88	0	38	42	-2 -7.4	12.6	13.7	k	0.191	81
* 645- 72	0	39	15	-3 -43.2	16.8	17.9	k	0.224	88
* 937- 90	0	39	19	-35 -37.4	13.0	14.3	k-m	0.772	81
* 645- 74	0	39	24	-6 -17.7	14.0	15.1	k	0.570	88
* 465- 73	0	39	53	13 26.2	17.5	19.5	m	0.283	88
* 881-304	0	40	11	-28 -37.2	13.4	14.7	k-m	0.208	84
* 585- 81	0	40	31	0 -43.7	13.0	14.1	k	0.254	81
*	0	40	34	7 10.6	12.8	13.9	k	0.250	92
* 937- 99	0	40	35	-37 -1.0	17.2			0.223	86
* 825-713	0	40	36	-22 -2.1	16.7	16.2	b	0.505	83
* 881-309	0	40	36	-27 -41.0	18.4	20.4	m	0.195	81
* 825-712*	0	40	37	-22 -1.8	17.1	18.2	k	0.505	83
* 585- 82	0	40	47	0 15.0	14.6	16.1	m	0.520	77
* -10:142	0	40	50	-9 -35.4	8.9	10.0	K0	0.326	80
* 466- 6	0	40	52	12 59.9	14.9	16.0	k	0.180	92
* -18:115*	0	41	5	-18 -15.6	2.0	3.1	K0	0.235	90

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ "
* 705- 93	0	41	7	-11 -42.6	15.6	16.9	k-m	0.315	84
*	0	41	42	8 51.2	13.3	14.9	m	0.809	92
* 586- 4	0	41	55	-2 -17.0	18.0	20.0	m	0.201	89
* 989-149	0	42	11	-43 -50.5	13.7			0.428	84
* 586- 5*	0	42	14	0 -22.9	17.3	18.8	m	0.296	92
* W 17	0	42	15	0 -23.1	12.8	14.1	k-m	0.296	92
* 825-770	0	42	42	-23 -41.8	14.7	16.0	k-m	0.223	87
* -54:166*	0	42	42	-53 -59	6.3	6.8	F8	0.22	91
* 646- 5*	0	43	33	-5 -54.9	17.4	18.0	g	0.248	78
* - 6:131	0	43	34	-5 -55.0	8.8	9.4	G0	0.248	78
* -23:293	0	43	43	-22 -47.8	5.4	6.5	K0	0.200	90
* 989-200	0	43	52	-40 -34.5	13.0	14.5	m	0.354	84
* 937-117	0	44	1	-36 -34.8	17.4			0.227	89
* 766- 17	0	44	6	-20 -20.0	13.9	15.7	m	0.236	76
* -19:117*	0	44	23	-18 -47.7	10.7	11.3	g	0.252	88
* -41:200*	0	44	35	-41 -4.8	11.1	12.4	k-m	0.398	74
* 882- 42	0	44	48	-28 -49.0	18.1	19.8	m	0.380	74
* 292-115	0	44	48	-49 -24	13.5	15.0	m	0.48	76
* 646-79	0	44	56	-6 -12.7	16.6	17.9	k-m	0.238	92
* 989-164	0	44	56	-43 -33.0	16.2			0.277	75
* 766- 26	0	45	48	-15 -11.5	10.5	11.1	g	0.194	80
* 989-169	0	45	52	-41 -22.0	14.1			0.230	75
* 966- 30	0	46	6	-20 -14.6	18.6	21.0	m+	0.180	81
* 738- 11	0	46	14	-37 -40.6	13.5	15.0	m	0.402	86
* 706- 32	0	46	35	-12 -55.5	15.1	16.2	k	0.215	90
* -32:318*	0	46	55	-32 -24.5	10.8	11.7	k	0.190	76
* -23:315	0	46	57	-23 -29.2	7.1	8.0	G5	0.529	77
* 989-181	0	47	20	-38 -47.4	11.7	12.8	k	0.202	80
* 646- 23	0	47	29	-3 -59.3	14.9	16.2	k-m	0.192	86
* 646- 76	0	47	32	-4 -55.8	12.2	13.3	k	0.210	84
* 123- 33	0	47	42	-61 -29	12.9	14.2	k-m	0.28	87
* 292- 36	0	47	48	-46 -52	12.2	13.3	k	0.20	81
* 826-159	0	48	24	-24 -50.0	16.8	18.3	m	0.195	77
* 706- 44	0	48	28	-8 -35.3	17.8	19.3	m	0.202	92
* 882- 90	0	49	36	-29 -52.0	12.1	13.7	m	0.450	91
* 989-193	0	50	4	-41 -46.6	12.1	13.7	m	0.242	80
* 706- 49	0	50	7	-12 -4.0	13.7	15.0	k-m	0.234	78
* 882- 99	0	50	24	-30 -16.0	16.3	17.4	k	0.276	89
* 938- 32	0	50	27	-36 -19.6	15.1			0.395	73
* -31:325	0	50	34	-30 -37.7	7.0	8.0	G8	0.619	86
* 220-109	0	50	42	-53 -0	13.0	14.3	k-m	0.37	77
* 990- 14	0	51	23	-41 -13.4	11.8	13.5	m	0.190	83
* -75:26	0	51	24	-74 -55	7.8	8.4	G0	0.25	84
* 826-675	0	51	30	-23 -58.0	12.8	13.9	k	0.180	83
* 882-116	0	51	36	-27 -28.0	17.5	19.0	m	0.210	85
* 220- 27	0	51	54	-50 -53	11.8	13.3	m	0.59	80
* 938- 38	0	52	0	-38 -41.5	14.7			0.223	84
* 882-122	0	52	18	-27 -4.0	18.7	20.7	m	0.195	88
* 706- 60	0	52	22	-13 -0.4	17.5	19.0	m	0.210	88
* 766- 46	0	53	25	-20 -36.8	18.2	21.0	m	0.291	89
* 990- 25	0	53	49	-44 -33.8	14.2			0.229	83
* 220-114	0	54	18	-53 -17	13.9	15.4	m	0.30	72
* -62:39*	0	55	12	-62 -31	10.4	11.7	K5	1.08	81

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR	DEC	mroj	mfof	Espectro	μ / año	Θ_{μ}		
h	m	s							
-66:49	0	55	24	-66 -34.	9.0	9.6	GO	0.20	89
-83:13*	0	55	24	-82 -53.	9.8	10.2	f-g	0.31	80
990-36	0	55	53	-40 -42.3	14.8	15.4	g	0.275	85
-38:327*	0	56	13	-37 -37.0	11.7	12.6	G5	0.227	80
* 862-169	0	56	27	-28 -30.1	13.8	15.3	m	0.322	78
938-58	0	57	13	-38 -1.5	14.5		m	0.400	88
-27-20	0	57	18	-76 -51.	9.8	10.9	k	0.21	87
* 826-386	0	58	44	-23 -33.0	14.5	16.0	m	0.435	76
171-12	0	59	42	-55 -41.	13.6	15.1	m	0.221	74
* 882-232	0	59	49	-29 -15.6	13.2	14.5	k-m	0.241	84
938-71	1	0	25	-37 -54.1	18.1		m	1.519	80
826-474	1	0	48	-24 -44.0	17.4	18.9	m	0.250	81
* -26:345	1	1	5	-26 -5.5	11.5	12.8	k-m	0.208	89
-35:362*	1	1	40	-35 -25.8	10.8	11.1	f	0.200	77
171-49	1	2	12	-57 -59.	11.0	12.1	k	0.23	85
990-57	1	2	27	-39 -7.8	15.2		k	0.215	73
938-88	1	2	31	-33 -12.5	16.7		k	0.225	72
292-37	1	3	36	-37 -7.2	12.9	14.3	m	0.370	80
-33:407*	1	4	12	-46 -19.	12.1	13.2	k	0.23	86
292-41	1	4	39	-32 -44.6	10.8	11.1	f	0.180	77
124-75	1	4	42	-46 -26.	14.0	14.4	f	0.23	70
990-77	1	5	12	-63 -40.		12.2		0.19	77
-58:230*	1	6	12	-41 -54.0	14.5		k	0.249	88
990-79	1	6	30	-57 -50.	10.0	11.1	k	0.19	77
-60:211	1	6	45	-42 -50.2	15.6		m	0.190	85
221-49	1	6	48	-59 -54.	8.9	9.4	F8	0.21	87
293-70	1	7	12	-53 -14.	15.1	15.4	f	0.23	72
938-127	1	7	36	-47 -24.	13.1	14.6	m	0.257	72
990-94	1	9	32	-37 -12.8	16.0		m	0.345	81
990-100	1	10	4	-42 -5.5	12.8	14.5	m	0.228	76
51-33	1	10	25	-36 -31.5	14.0	15.6	m	0.241	83
51-34*	1	11	9	-43 -37.4	15.6		m	0.311	83
-67:51*	1	11	54	-71 -12.	11.3	12.8	m	0.33	74
-80:319*	1	11	54	-71 -12.	11.6	13.1	m	0.33	74
-46:346*	1	12	6	-66 -54.	10.2	11.3	k	0.18	68
-69:51*	1	12	18	-50 -10.	8.8	9.9	k	0.26	70
293-62	1	12	18	-45 -48.	4.8	5.4	GO	0.68	74
-69:52A*	1	13	18	-69 -5.	7.6	8.5	GO	0.49	76
-69:52B*	1	13	30	-47 -16.	11.7	12.8	k	0.20	77
51-8	1	14	6	-69 -8.	5.1	5.6	F8	0.40	74
-44:377*	1	14	6	-69 -8.	7.3	7.9	m	0.40	74
222-51	1	15	6	-70 -26.		12.3	m	0.18	82
221-66	1	18	1	-44 -10.7	10.6	12.6	m	0.18	73
-66:70*	1	20	6	-53 -7.	13.7	14.8	k	0.23	76
221-46	1	21	30	-52 -21.	14.4	15.5	m	0.28	76
-51:351*	1	21	36	-66 -26.	10.2	10.6	f-g	0.33	68
27-10	1	21	48	-53 -4.	12.2	13.3	k	0.23	74
-68:58*	1	22	48	-51 -4.	10.3	11.4	K0	0.21	75
-52:288	1	23	10	-75 -14.	12.1	13.2	k	0.29	76
22-43	1	24	36	-68 -6.	8.5	9.6	K0	0.18	74
124-65	1	25	0	-52 -14.	8.1	8.6	F8	0.30	77
	1	25	24	-52 -19.	10.6	12.1	m	0.32	76
	1	28	6	-63 -12.	12.3	13.8	m	0.21	80

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR	DEC	mroj	mfof	Espectro	μ / año	Θ_{μ}		
h	m	s							
52-5	1	28	12	-70 -2.					
222-4	1	29	12	-50 -2.	12.2	12.1	m	0.24	79
-65:71	1	29	36	-65 -23.	7.3	8.4	K0	0.30	70
52-100	1	30	18	-73 -36.	13.0	14.5	m	0.56	70
-67:73*	1	32	30	-67 -23.	10.0	10.6	g	0.26	71
-74:73*	1	32	30	-73 -58.	9.0	9.9	g-k	0.26	78
88-76	1	42	54	-68 -5.	12.0	13.1	k	0.22	79
-81:53*	1	44	42	-80 -49.	9.4	10.5	k	0.20	76
88-1	1	47	0	-64 -41.	12.1	13.6	m	0.43	64
88-45	1	49	12	-67 -5.	11.1	11.5	m	0.19	66
88-43	1	52	0	-67 -9.	11.8	13.1	k-m	0.43	61
-60:379	1	54	54	-60 -28.	8.5	9.7	K2	0.47	68
52-13	2	5	48	-70 -33.		13.0		0.18	64
11-4	2	7	18	-80 -41.	11.8	12.9	k	0.33	60
52-112	2	12	18	-74 -0.	12.1	13.6	m	0.59	67
-79:86*	2	14	0	-79 -15.	9.6	10.5	G5	0.23	65
-70:121*	2	25	24	-69 -43.	10.0	11.1	k	0.27	50
89-57	2	33	12	-68 -13.		13.2		0.18	57
-77:98*	2	34	54	-77 -16.	9.6	10.8	M2	0.25	56
-71:128*	2	44	24	-71 -1.	9.4	10.0	GO	0.20	48
54-13	2	57	0	-72 -42.	12.0	13.1	k	0.20	46
-75:115*	3	1	48	-75 -41.	11.0	11.6	g	0.29	42
12-40	3	7	12	-83 -3.	10.7	11.8	k	0.46	54
55-58	3	16	24	-72 -25.	11.0	12.1	k	0.22	51
12-8	3	24	0	-80 -55.		11.9		0.19	40
12-19	3	26	42	-81 -26.	10.7	12.2	m	0.28	36
30-25*	4	12	48	-76 -35.	15.0	16.1	k	0.20	37
30-24	4	14	18	-76 -38.	13.3	14.4	k	0.20	37
31-54	4	34	24	-77 -18.	13.5	15.0	m	0.23	28
13-38	4	34	48	-82 -44.	11.0	11.6	g	0.22	34
31-116	4	39	36	-76 -28.	13.8	15.3	m	0.35	32
13-20	4	43	54	-82 -1.	12.9	14.4	m	0.37	22
-82:98*	4	57	42	-82 -33.	8.5	9.6	K0	0.26	24
-79:205*	5	7	6	-79 -35.	9.4	10.3	G5	0.19	20
-80:195*	5	41	6	-80 -31.	5.5	6.4	G5	1.10	17
14-5	5	51	42	-80 -42.		11.9		0.19	4
-81:190*	6	1	30	-81 -24.	9.2	10.1	g-k	0.38	0
33-85	6	41	6	-78 -48.	13.8	15.3	m	0.28	348
5-25	7	2	24	-86 -12.		14.0		0.19	347
-87:41*	7	17	12	-87 -54.	9.7	10.8	K0	0.43	340
15-86	7	21	30	-82 -55.	12.1	13.6	m	0.68	353
33-91	7	21	54	-79 -26.	12.5	14.0	m	0.39	344
15-17	7	31	30	-80 -35.		14.4		0.19	350
-83:121*	7	45	18	-83 -31.	9.4	10.3	g-k	0.19	349
-78:321*	8	24	30	-78 -31.	9.3	10.5	K2	0.18	325
-80:290*	8	27	24	-80 -45.	6.8	7.9	K0	0.27	324
34-70	8	35	42	-79 -29.		11.9		0.18	324
01-89	8	50	48	-74 -47.	12.7	13.3	k	0.22	325
35-2	8	54	42	-75 -18.	11.6	12.9	k-m	0.36	320
35-10	8	56	0	-77 -27.		13.1		0.18	315
-79:364	9	22	18	-80 -11.	7.6	8.7	K0	0.22	320
-75:427*	9	24	12	-75 -44.	9.0	9.6	GO	0.21	322
-77:381	9	24	12	-77 -41.	7.1	7.7	GO	0.45	325

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR			DEC	mroj	mfot	Espectro	μ "/año	Θ_{μ} °	
	h	m	s							
3:329*	9	25	54	-80	-34.	5.4	5.8	F2	0.19	311
5- 20	9	40	30	-79	-29.	12.4	12.7	f	0.33	310
1:336*	9	51	54	-81	-43.	11.2	11.8	g	0.20	315
6- 59A	10	9	0	-82	-35.	12.4	13.9	m	0.44	311
6- 59B*	10	9	0	-82	-35.	16.0	17.5	m	0.44	311
3:558*	10	10	54	-74	-13.	9.0	9.6	G0	0.25	295
4:102*	10	11	6	-84	-50.	8.5	9.4	G5	0.66	304
7- 47	10	13	0	-82	-38.	11.4	12.5	k	0.56	303
7:437*	10	15	30	-77	-23.	9.9	11.1	K2	0.22	300
1- 57	10	16	12	-68	-3.	13.2	14.7	m	0.25	307
6-116	10	22	12	-79	-23.	13.7	14.8	k	0.24	294
6:890*	10	26	12	-67	-7.	8.7	9.3	G0	0.3	302
11- 13	10	37	18	-66	-9.	13.3	14.4	k	0.23	302
12:215*	10	39	42	-82	-51.	9.6	10.5	G5	0.32	301
12-103	10	42	54	-64	-18.		12.2		0.19	297
37- 12	10	46	54	-76	-19.		14.9		0.19	303
17- 72*	10	53	6	-83	-48.		10.5		0.18	286
13- 57	10	53	54	-62	-39.		13.4		0.19	288
43- 30	10	56	0	-60	-45.	13.1	14.2	k	0.30	290
02-130	10	57	12	-68	-42.	15.1	16.6	m	0.40	296
78:447	11	3	12	-78	-36.	8.0	9.1	K0	0.21	287
66- 29	11	4	36	-71	-45.	12.3	13.4	k	0.22	282
02-127	11	9	30	-68	-48.		16.0		0.18	281
43- 70	11	10	42	-63	-11.	11.8	12.9	k	0.22	293
92- 72*	11	14	6	-57	-17.	11.3	12.8	m	2.73	295
66- 37	11	15	36	-72	-10.	15.0	16.5	m	0.20	285
02-125	11	17	12	-68	-46.		17.0		0.19	286
51-126	11	18	18	-52	-23.		15.3		0.18	288
51-127*	11	18	18	-52	-23.		15.3		0.18	288
58:3996*	11	18	42	-58	-26.	7.1	8.2	K0	0.31	279
23-120	11	19	18	-48	-24.		13.9		0.19	277
51-309	11	21	0	-54	-26.		15.5		0.18	293
60:3532*	11	22	30	-61	-22.	7.3	8.6	K7	0.53	278
51-205	11	22	36	-53	-8.	14.0	15.5	m	0.20	286
44- 68	11	23	12	-62	-15.	13.7	14.8	k	0.25	284
50:6060	11	27	30	-51	-23.	7.7	8.1	F5	0.35	284
43:7117*	11	29	20	-43	-34.7	10.8	11.9	k	0.318	283
57:3995	11	29	48	-53	-14.	9.0	9.6	G0	0.20	284
24- 51	11	30	0	-46	-12.	11.8	13.3	m	0.37	284
52- 81	11	34	18	-52	-56.	13.3	14.4	k	0.20	280
38- 6	11	35	6	-75	-46.		14.8		0.19	275
92- 92	11	35	18	-57	-46.	13.9	15.4	m	0.20	290
396-10	11	36	3	-41	-5.6	13.7	14.8	k	0.961	275
52:4583*	11	37	12	-52	-27.	8.7	9.3	G0	0.31	286
61- 26	11	38	14	-36	-34.5	14.7			0.457	291
43:7228	11	38	37	-44	-7.9	7.9	9.2	K5	0.711	287
61- 29	11	39	17	-36	-39.8	16.5			0.183	278
61- 30	11	39	58	-38	-47.8	16.6			0.209	280
07- 73	11	41	1	-32	-14.4	16.2	18.0	m	0.183	274
45-105	11	41	30	-63	-8.	14.1	15.6	m	0.23	292
32:8282*	11	41	35	-33	-6.6	10.7	11.8	k	0.269	273
61- 33	11	41	37	-34	-24.8	11.2	12.1	g-k	0.257	282
52-105	11	41	48	-53	-39.		14.7		0.19	284

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR			DEC	mroj	mfot	Espectro	μ "/año	Θ_{μ} °	
	h	m	s							
961- 38	11	42	51	-34	-20.1	13.0	14.8	m	0.201	274
-55:4223*	11	43	6	-55	-25.	10.1	11.2	k	0.31	286
961- 39	11	43	50	-36	-45.7	14.4			0.318	279
961- 40*	11	43	50	-36	-45.7	18.3			0.318	279
-39:7301	11	44	8	-40	-13.7	4.9	5.8	G5	1.592	284
Vbs 5*	11	44	10	-40	-13.5	15.			1.592	284
961- 41	11	44	26	-34	-51.1	17.5			0.184	289
103- 41	11	45	36	-65	-25.	13.1	14.6	m	0.38	281
145-116	11	45	54	-63	-35.		15.6		0.19	277
-30:9474*	11	46	21	-30	-46.7	10.0	11.1	k	0.213	283
103- 91	11	46	36	-69	-23.	15.0	16.1	k	0.22	287
* 851-229	11	46	48	-26	-15.0	12.6	13.2	g	0.265	280
907- 34	11	46	57	-30	-8.7	14.6	16.4	m	0.289	283
38- 67	11	47	54	-79	-34.		16.3		0.19	272
* 851-266	11	48	48	-22	-23.0	18.6	20.4	m	0.312	280
* 907- 37	11	48	51	-29	-8.8	17.7	20.3	m+	0.210	280
38- 3	11	49	48	-75	-34.	14.1	15.2	k	0.34	285
961- 51	11	50	5	-34	-52.9	12.7	14.4	m	0.323	285
* 851-285	11	50	12	-23	-22.0	18.0	19.6	m	0.631	273
L 397-40	11	50	42	-42	-11.0		13.0		0.207	274
961- 52	11	51	0	-38	-35.0	12.6	13.7	k	0.210	281
* 793- 62	11	51	32	-19	-33.7	16.6	18.8	m+	0.186	279
253- 77	11	51	36	-54	-23.	13.3	14.8	m	0.20	271
-66:1134*	11	51	36	-67	-24.	8.4	9.6	K2	0.22	287
961- 54	11	51	49	-34	-5.7	13.4	15.0	m	0.791	275
-37:7536*	11	51	55	-37	-28.3	6.5	7.0	F8	0.318	280
* 794- 61	11	52	30	-16	-23.9	17.6		k-m	0.191	283
* -15:3382	11	53	0	-15	-40.4	9.0	10.2	K2	0.19	287
193- 19	11	53	0	-58	-23.		14.6		0.19	280
* 734- 24	11	54	31	-13	-13.7	16.8	18.4	m	0.243	281
* 851-379	11	54	45	-24	-18.0	18.8	21.	m+	0.186	284
* 851-392	11	55	0	-26	-59.0	17.7	19.5	m	0.186	276
-50:6525*	11	55	24	-51	-14.	10.5	11.4	G5	0.22	279
* 907- 79	11	55	41	-27	-41.2	16.8	19.4	m+	0.182	274
* 851-406	11	55	42	-26	-2.0	14.5	16.0	m	0.327	275
L 397-50	11	55	48	-42	-43.0		13.6		0.228	270
-32:8429*	11	55	58	-33	-24.7	10.4	11.0	G0	0.238	270
* 734- 55	11	55	59	-11	-2.4	16.8	18.6	m	0.230	277
907- 47	11	56	14	-32	-7.8	17.3	18.8	m	0.207	279
* 907- 51	11	56	43	-28	-42.4	14.5	16.5	m	0.297	277
* 734- 57	11	56	59	-10	-43.8	11.1	12.2	k	0.194	275
961- 62	11	57	6	-35	-18.8	16.9			0.251	285
* 851-442	11	57	18	-27	-37.0	18.0	19.6	m	0.190	283
* -17:3526*	11	57	28	-18	-7.8	11.2	12.1	g-k	0.251	277
* -25:8975*	11	57	39	-25	-36.5	11.8	13.1	k-m	0.214	277
* 674- 51	11	57	46	-47	-35.1	17.0	18.6	m	0.213	283
325-274	11	57	48	-49	-15.	11.7	13.2	m	0.23	286
145- 9	11	57	54	-60	-31.	14.4	15.5	k	0.37	298
* 734- 10*	11	58	8	-13	-32.5	15.0	16.7	m	0.487	269
* 734- 11	11	58	9	-13	-32.5	13.1	14.6	m	0.487	269
* 734- 62	11	58	23	-14	-37.1	17.2	19.8	m+	0.193	276
* 794- 9	11	58	45	-19	-58.5	15.7	16.8	k	0.271	285
961- 64	11	58	53	-34	-45.3	15.6			0.235	285

APENDICE D (CONTINUACION)

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	$\Theta\mu$		
											./año	
907-59	11	58	57	-30	-44.0	14.9	16.4	m	0.198	274		
* 734-93	11	59	6	-13	-38.4	18.3	21.2	m+	0.183	276		
* 33:8130*	11	59	13	-34	-22.3	6.9	7.5	G0	0.201	273		
* 794-85	11	59	28	-15	-41.4	15.1	16.6	m	0.187	271		
* 794-68	11	59	35	-21	-37.2	16.2	17.9	m	0.222	278		
* 794-68	11	59	35	-21	-37.2	16.2	17.9	m	0.222	278		
* 794-55	11	59	41	-6	-55.1	13.8	14.9	k	0.215	271		
* 794-13	11	59	44	-16	-5.4	13.0	14.8	m	0.288	282		
* 734-15	12	0	27	-13	-52.4	16.0	17.5	m	0.277	271		
* 674-6	12	0	30	-8	-59.3	13.1	15.4	m+	0.364	286		
* 674-57	12	1	6	-6	-28.5	13.4	14.0	g	0.188	273		
68-176	12	1	6	-74	-51.	14.4	15.9	m	0.28	271		
* 674-7	12	1	25	-6	-2.5	15.4	16.5	k	0.245	276		
908-11	12	1	27	-32	-44.8	13.2	15.0	m	0.763	275		
* 674-59	12	1	49	-8	-31.4	11.3	12.4	k	0.236	280		
* 908-12	12	1	57	-28	-27.7	17.5	19.3	m	0.182	284		
* 734-20	12	2	5	-14	-14.6	17.2	18.8	m	0.319	269		
* 794-18	12	2	35	-16	-19.6	15.6	16.9	k-m	0.230	268		
* -02532	12	2	40	-1	-13.9	8.3	9.2	G8	0.520	276		
* -34:7900A*	12	2	42	-34	-54.5	10.1	11.2	k	0.210	288		
* -34:7900B*	12	2	42	-34	-54.5	13.2	14.3	k	0.210	288		
908-13	12	2	43	-31	-10.1	17.1	18.6	m	0.237	280		
* 734-21	12	2	46	-10	-43.2	18.1	20.7	m+	0.323	269		
* 614-28	12	2	57	-1	-59.9	17.7	19.7	m	0.211	282		
145-137	12	3	0	-64	-27.	14.2	15.5	k-m	0.32	272		
254-2	12	3	6	-50	-12.	11.7	12.3	g	0.32	280		
* 794-87	12	3	15	-19	-12.0	14.0	15.5	m	0.408	272		
* 674-97	12	3	19	-5	-12.2	18.8	21.0	m+	0.183	282		
* 49:6791	12	3	36	-49	-58.	8.5	9.4	G5	0.21	280		
* 852-11	12	3	57	-25	-48.8	16.4	18.0	m	0.189	271		
* 908-17	12	4	18	-27	-40.0	16.7	18.2	m	0.248	274		
326-35*	12	4	48	-45	-48.	10.7	11.8	k	0.18	280		
* 614-35	12	5	19	0	-35.8	19.1	21.	m	0.217	267		
* 554-41	12	5	29	7	15.1	16.0	17.5	m	0.254	266		
* 908-19	12	5	36	-29	-23.3	13.0	14.1	k	0.211	282		
* 734-27	12	5	37	-14	-55.5	16.8	17.9	k	0.389	272		
* 614-39	12	5	57	1	6.2	15.4	16.9	m	0.355	286		
* 614-38*	12	5	57	1	6.1	17.9	19.5	m	0.355	286		
* 794-90	12	6	6	-17	-58.6	17.1	19.2	m+	0.195	272		
* 674-70	12	6	23	-4	-55.7	16.5	18.4	m	0.261	284		
* 734-76	12	6	40	-14	-43.3	15.6	17.6	m	0.347	276		
* 852-14	12	6	52	-22	-14.8	16.1	17.6	m	0.324	274		
* W 1435	12	7	3	8	40.0	12.3	13.9	H4	0.638	277		
* 794-25	12	7	16	-18	-31.8	17.0	18.5	m	0.202	284		
* 39:7491*	12	7	23	-40	-1.0	10.0	10.6	g	0.221	282		
* 794-26	12	7	26	-20	-20.0	15.0	16.5	m	0.391	293		
* 734-33	12	7	40	-14	-55.2	16.5	18.0	m	0.269	287		
* 674-111	12	8	5	-4	-38.4	11.0	12.1	k	0.181	279		
* 852-15	12	8	23	-22	-7.1	17.5	20.1	m+	0.182	280		
* 734-80	12	8	27	-11	-47.5	16.6	18.1	m	0.204	281		
* 734-40	12	8	28	-9	-18.4	17.5	17.5	a-f	0.376	268		
* R 125	12	8	30	12	25.2	11.8	12.7	g-k	0.332	284		
* 794-92	12	8	34	-20	-25.2	18.0	20.8	m+	0.181	283		

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	$\Theta\mu$		
											./año	
* 734-99	12	8	35	-14	-19.0	10.9	12.2	k-m	0.190	287		
* 734-81	12	8	41	-10	-24.9	17.3	19.5	m	0.234	275		
* -44:7848*	12	8	43	-44	-34.9	9.2	10.4	K2	0.230	270		
* 494-53	12	8	49	10	35.3	16.1	17.2	k	0.193	280		
* 794-33	12	8	58	-17	-16.9	16.6	18.1	m	0.221	273		
* 852-19	12	9	26	-24	-32.0	12.6	14.2	m	0.204	276		
* 614-48	12	9	34	-1	-24.6	17.3	18.8	m	0.185	280		
* 852-22	12	9	48	-26	-58.2	15.2	16.8	m	0.244	281		
* 434-61	12	9	52	17	21.1	16.6	18.1	m	0.190	269		
* -19:3428	12	9	59	-19	-50.3	8.6	9.5	G5	0.230	276		
* 734-82	12	10	7	-10	-26.9	16.4	17.5	k	0.188	273		
* 734-83	12	10	10	-10	-36.7	14.8	16.1	k-m	0.228	279		
* 376-30	12	10	17	21	20.4	16.9	18.6	m	0.194	266		
* 794-37	12	10	17	-20	-14.3	15.6	17.1	m	0.205	287		
* 494-56	12	10	20	11	42.6	15.7	17.0	k-m	0.332	274		
* 434-62	12	10	21	16	5.4	16.5	18.0	k	0.197	275		
68-40	12	10	24	-71	-43.	13.0	14.5	k	0.26	285		
* 554-56	12	10	34	8	12.2	15.5	16.4	g-k	0.182	269		
* -44:7871*	12	10	48	-45	-21.	9.0	9.9	G5	0.21	281		
* 434-64	12	11	5	15	45.8	15.3	16.6	k-m	0.208	279		
* 674-30	12	11	9	-9	-36.8	12.1	13.4	k-m	0.237	267		
908-32	12	11	9	-30	-32.2	18.0	20.0	m	0.208	275		
* 908-207	12	11	14	-28	-6.9	18.3	20.3	m	0.180	277		
* + 7:2523	12	11	21	7	11.9	9.6	10.2	G0	0.193	276		
* 908-66	12	12	0	-29	-47.6	15.4	17.2	m	0.194	270		
* 494-60	12	12	1	12	14.4	16.5	17.4	g-k	0.369	279		
* 554-60	12	12	6	3	10.7	12.8	13.9	k	0.219	273		
* 494-62	12	12	32	8	42.8	16.3	17.9	m	0.279	272		
* 734-43	12	12	41	-11	-50.5	16.4	17.9	m	0.358	273		
* 494-65	12	12	50	13	38.9	17.8	20.5	m+	0.352	282		
* 434-69	12	13	0	15	32.5	15.2	16.7	m	0.256	285		
* W 1439	12	13	6	21	38.6	13.3	14.6	k-m	0.181	268		
* 614-63	12	13	17	2	7.0	17.0	18.5	m	0.786	278		
* 434-73	12	13	23	14	43.0	16.0	18.6	m+	0.263	274		
* 434-74	12	13	26	19	58.7	14.6	15.9	k-m	0.401	270		
* -29:9638*	12	13	31	-30	-10.0	10.9	11.8	g-k	0.201	279		
* 734-46	12	13	32	-14	-1.8	17.3	18.6	k-m	0.271	276		
* 494-70	12	13	58	11	50.5	14.4	16.3	m	0.201	274		
* 734-101	12	14	20	-11	-32.4	11.5	12.4	g-k	0.183	269		
* 794-98	12	14	27	-18	-7.6	12.7	14.2	m	0.185	282		
* 674-82	12	14	35	-5	-35.7	17.7	20.5	m	0.193	273		
* 734-88	12	14	40	-14	-16.9	13.7	14.8	m	0.204	267		
68-183	12	14	42	-74	-59.	15.2	16.7	m	0.25	277		
908-40	12	14	50	-31	-48.4	16.2	17.7	m	0.326	281		
* -23:10465*	12	14	58	-23	-44.4	9.4	10.7	K7	0.363	267		
* 734-48	12	15	9	-11	-38.7	16.7	18.8	m+	0.393	282		
* 494-74	12	15	20	12	51.9	16.9	18.6	m	0.290	279		
* 434-84	12	15	34	18	5.7	17.8	19.6	m	0.447	283		
* 794-49	12	16	3	-20	-7.5	15.3	16.8	m	0.346	278		
* 852-61	12	16	4	-23	-53.0	11.5	12.6	k	0.406	272		
* 376-42	12	16	7	21	16.8	17.8	19.7	m	0.309	272		
* 734-85	12	16	8	10	22.7	13.9	15.4	m	0.279	281		
* 674-35	12	16	25	-6	-24.0	17.9	20.6	m+	0.338	268		

APENDICE D (CONTINUACION)

Ip	AR	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	Θ
	h	m	s			/año	'
* 494- 77	12 16 31	11 24.0	12.9	15.4	m	1.301	279
* 320-626	12 16 36	32 7.4	12.1	13.4	k-m	0.325	272
* W 407	12 16 51	27 6.7	13.8	14.9	k	0.342	281
* +29:2279*	12 46 56	39 39.6	10.8	13.4	M2	0.655	275
* 734- 92	12 16 57	-13 -46.8	11.5	19.4	q-k	0.200	282
* 852- 32	12 17 1	-26 -40.5	15.5	17.0	m	0.353	274
*	12 17 2	-4 -9.9	14.5	16.3	m	0.474	279
* 320-389	12 17 21	27 8.0	15.2	16.7	m	0.191	270
* 794- 53	12 17 30	-17 -56.4	14.9	16.2	k-m	0.241	285
* -45:7693*	12 17 48	-45 -45.	10.6	11.7	k	0.19	267
* 852- 35	12 17 52	-26 -58.8	14.9	16.5	m	0.266	280
* 615- 11	12 18 12	0 57.0	12.6	13.7	k	0.190	285
* -41:7123*	12 18 13	-41 -32.0	10.3	11.6	K5	0.362	276
* 735- 32	12 18 27	-13 -50.3	13.5	14.6	k	0.197	273
* 555- 2	12 18 34	7 50.4	16.5	18.7	m	0.359	279
* 555- 3	12 18 36	14 50.0	14.7	16.2	m	0.211	283
* 555- 3	12 18 47	6 33.6	16.5	18.0	m	0.187	267
* 735- 5	12 18 48	-11 -31.9	15.7	16.8	k	0.239	278
* 734- 34	12 18 51	-13 -55.5	15.7	16.8	k	0.208	269
* 795- 6	12 18 53	-16 -21.7	16.4	17.7	k-m	0.350	274
* 146- 5	12 19 0	-60 -31.	14.5			0.19	276
* 376- 51	12 19 1	23 4.3	13.5	15.3	m	0.190	281
* 735- 36	12 19 10	-13 -47.2	12.4	13.5	k	0.216	267
* 735- 37	12 19 13	-11 -44.9	16.7	18.2	m	0.219	271
* +40:2528	12 19 16	39 40.5	10.0	11.3	k-m	0.240	276
* 495- 39	12 19 24	12 35.3	15.8	17.3	m	0.228	284
* 495- 40*	12 19 29	12 34.7	17.9	19.5	m	0.228	284
* 495-269	12 19 42	9 27.0	16.0	17.5	m	0.240	273
* 555- 6	12 19 47	4 24.1	16.7	18.2	m	0.362	271
* 171- 11	12 20 2	47 37.4	13.6	15.4	m	0.247	273
* 320-477	12 20 3	26 20.4	16.2	17.5	k-m	0.233	269
* 908- 49	12 20 6	-28 -40.9	17.3	19.2	m	0.285	284
* 216-100	12 20 8	39 56.8	17.7	20.1	m+	0.339	272
* 320-471	12 20 18	27 59.0	17.8	19.4	m	0.297	283
* 555- 9	12 20 22	6 44.1	15.0	16.3	k-m	0.186	277
* 435- 58	12 20 24	19 7.0	16.6	16.4	m	0.186	269
* 435- 59*	12 20 24	19 0.0	16.4	18.0	m	0.186	269
* L 542-135	12 20 42	-34 -47.0	11.4	12.9	m	0.245	276
* 615- 25	12 20 48	0 -48.0	18.7	21.0	m+	0.242	278
* -45:7733	12 21 18	-46 -24.	9.2	10.1	G5	0.22	279
* 435- 69	12 21 24	18 52.0	17.0	18.5	m	0.362	276
* 217- 6	12 21 28	39 17.0	17.6	19.5	m	0.330	270
* 615- 30	12 21 48	2 3.0	18.6	20.8	m	0.218	275
* 615- 32	12 21 48	0 -2.0	16.4	17.0	g	0.226	270
* 852- 42	12 21 49	-25 -9.8	12.7	14.4	m	0.198	278
* L 542-102	12 21 54	-34 -18.0	12.5	14.0	m	0.191	269
* 852- 44	12 21 57	-25 -47.4	17.2	18.7	m	0.211	270
* +32:2241	12 22 1	21 31.4	8.6	9.2	G0	0.202	274
* + 7:2540	12 22 10	6 54.4	9.0	10.3	K2	0.238	283
* 908- 59	12 22 17	-29 -54.4	16.2	17.7	m	0.310	276
* +39:2519	12 22 21	38 35.8	8.2	8.7	F8	0.639	274
* 217- 8	12 22 33	38 19.0	17.3	18.9	m	0.235	275
* -25:9230	12 22 38	-25 -42.6	7.0	7.3	F2	0.203	284

APENDICE D (CONTINUACION)

Ip	AR	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ	Θ
	h	m	s			/año	'
* -29:9731*	12 22 41	46 57.1	11.8	12.9	k	0.234	269
*	12 22 49	-30 -23.5	9.6	10.7	F0	0.180	272
* 320-535	12 22 54	27 41.0	18.1	19.7	m	0.291	276
* 795- 15	12 22 59	-15 -43.1	14.3	16.4	m+	0.826	273
* 615- 38	12 23 3	1 2.2	16.4	18.0	m	0.191	270
* 735- 46	12 23 13	-31 -46.2	18.2	21.0	m+	0.189	274
* 908- 61	12 23 16	-31 -4.2	16.0	17.1	k	0.223	274
* R 696	12 23 29	-13 -7.6	12.0	13.1	k	0.413	269
* 266- 53	12 23 43	35 29.2	15.3	16.4	k	0.234	266
*	12 23 55	36 12.6	10.4	11.3	k	0.494	274
* 265- 55	12 24 10	35 29.8	17.0	17.9	q-k	0.638	269
* 435-116	12 24 10	20 39.3	15.3	16.6	k-m	0.435	270
* 435-110	12 24 12	17 45.0	13.0	14.5	m	0.18	280
* 555- 18	12 24 41	7 11.4	17.2	19.6	m+	0.210	280
* 495- 97	12 24 42	11 38.0	15.4	16.9	m	0.204	284
* 675- 40	12 24 56	-4 -22.2	16.2	17.5	k-m	0.196	280
* 376- 69*	12 25 22	21 47.6	11.6	13.1	m	0.219	275
* +23:2463*	12 25 35	23 25.0	9.9	10.5	G5	0.236	282
* 217- 20	12 25 45	42 6.6	18.7	16.7	F	0.274	284
* -16:3469*	12 25 52	-16 -39.1	9.7	10.6	G5	0.540	270
* 795- 18	12 26 4	35 33.2	10.9	12.0	k	0.209	280
* 735- 11*	12 26 18	-10 -23.3	11.3	11.9	k	0.291	273
* R 948	12 26 19	-10 -23.3	11.0	11.6	g	0.281	273
* -24:10380*	12 26 24	-24 -45.3	8.9	9.8	q-k	0.196	269
* 735- 13	12 26 25	-15 -7.3	13.0	13.6	g	0.286	283
* 217- 22	12 26 32	44 5.8	15.1	16.6	m	0.230	284
* 217- 24	12 26 48	39 16.9	18.4	21.0	m+	0.229	282
* 853- 2	12 26 53	-26 -12.4	10.8	12.3	m	0.180	275
* 267- 14	12 26 56	33 22.4	16.0	17.6	m	1.232	275
* 130-226*	12 26 58	53 49.6	17.2	19.4	m	1.232	275
* 377-100	12 26 58	53 49.2	14.0	15.5	m	0.180	268
* 555- 62	12 26 58	23 16.4	12.8	14.4	m	0.180	267
* 853- 3	12 27 8	-23 -18.7	6.4	6.8	k-m	0.180	267
* 495-128	12 27 12	-12 59.0	12.7	14.2	m	0.260	268
* 555- 25	12 27 14	8 9.1	17.3	19.3	m	0.226	268
* 64-539	12 27 18	63 40.0	15.8	17.3	m	0.445	279
* 909- 3	12 27 31	-32 -41.6	12.7	14.0	k-m	0.238	266
*	12 27 39	51 38.9	14.4	15.7	k-m	0.238	280
* +52:1631	12 27 41	51 48.7	6.4	6.9	F8	0.331	278
* 615- 59	12 27 54	0 10.0	18.7	21.0	m	0.291	273
* 735- 53	12 28 4	-12 -52.6	12.3	13.2	q-k	0.228	278
* 266- 67	12 28 12	38 6.4	17.1	19.7	m+	0.202	284
* 327- 30	12 28 18	-46 -6.	11.1	11.9	k	0.227	283
* 95-175	12 28 30	60 50.0	14.4	15.9	m	0.41	264
* +11:2469	12 28 43	10 36.2	9.1	10.0	G5	0.185	282
* 64-545	12 28 54	63 52.0	15.4	16.9	m	0.203	269
* 217- 30	12 28 54	40 34.5	18.5	20.0	m	0.291	277
* 735- 15	12 28 57	-12 -4.0	12.7	13.8	k	0.268	267
* 909- 52	12 29 1	-33 -5.3	11.7	13.0	k-m	0.186	271
*	12 29 3	39 26.7	13.6	15.2	m	0.287	280
*	12 29 15	50 7.3	13.0	14.8	m	0.695	269

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR			DEC	mroj	mfot	Espectro	μ / año	Θ / "
	h	m	s						
* +55:1537	12	29	31	55 24.2	9.2	10.1	G5	0.265	275
131- 18	12	29	38	53 5.8	12.4	13.7	k-m	0.240	266
* -39:7674*	12	29	47	-39 -49.2	10.3	10.9	g	0.36	282
909- 73	12	30	2	-30 -41.7	12.9	13.4	k-m	0.227	267
* -39:7681*	12	30	9	-39 -50.3	9.9	11.0	k-m	0.255	284
* 495-174	12	30	30	9 2.0	18.2	20.1	m	0.187	279
* 555- 32	12	30	38	5 40.7	17.4	19.5	m	0.251	270
W 424*	12	30	51	9 17.6	12.4	14.1	m	1.811	277
L 399-69	12	31	12	-43 -20.0	13.6			0.258	264
* 321- 40	12	31	15	30 8.0	14.0	15.1	k	0.208	286
* 555- 35	12	31	15	2 46.9	14.8	16.3	m	0.204	271
* 909- 11	12	31	19	-28 -56.8	14.2	15.7	m	0.218	278
* 435-524	12	31	21	20 17.0	18.2	20.0	m	0.181	280
* 39-152	12	31	27	73 0.0	14.2	15.5	k-m	0.736	274
* 435-288*	12	31	27	19 37.1	15.5	17.0	m	0.311	276
* 435-289	12	31	27	19 37.0	14.7	16.2	m	0.311	276
* 64-283	12	31	36	65 16.0	14.5	16.0	m	0.182	266
*	12	31	43	4 15.1	13.8	15.5	m	0.296	270
* 131- 27	12	31	54	50 34.3	15.8	17.3	m	0.237	278
* 615-163	12	31	55	-1 -57.3	13.0	13.6	g	0.374	270
* 853- 67	12	31	56	-26 -35.5	15.8	16.9	k	0.183	266
* 377- 14	12	31	59	22 46.1	16.0	17.6	m	0.363	273
* 555- 89	12	32	5	4 56.8	12.5	13.4	g-k	0.180	270
* -22:3402	12	32	10	-23 -12.0	7.8	8.1	F2	0.230	270
909- 14	12	32	34	-30 -53.0	15.5	16.8	k-m	0.244	268
*	12	32	53	40 2.9	15.0	16.1	k	0.254	267
* 495-197	12	33	0	10 39.0	15.8	17.4	m	0.180	274
* 675- 18	12	33	11	-7 -7.5	13.5	14.8	k-m	0.276	272
* 435-330	12	33	15	19 20.5	13.8	14.4	g	0.186	282
*	12	33	16	55 18.3	14.9	16.4	m	0.545	271
* 64-573	12	33	42	63 26.0	16.6	18.3	m	0.245	269
* 435-348	12	33	44	17 41.0	17.3	17.9	g	0.216	274
* 321- 54	12	33	47	30 35.5	12.3	13.9	m	0.268	267
* 435-353	12	33	48	15 23.0	15.4	16.9	g	0.273	269
* 735- 22	12	33	52	-9 -48.6	14.1	15.4	k-m	0.495	280
* 435-366	12	34	12	17 31.0	18.0	19.6	m	0.217	276
* 675- 69	12	34	25	-9 -20.7	14.7	15.8	k	0.180	280
* 267- 74	12	34	30	35 39.0	17.3	19.2	m	0.232	277
* R 698*	12	34	40	-16 -47.3	12.1	13.6	m	0.200	276
* R 698	12	34	43	-16 -46.2	11.9	13.4	m	0.200	276
* 495-213	12	34	53	8 21.0	13.8	15.3	m	0.402	282
* 377- 24	12	35	19	25 16.5	14.9	16.2	k-m	0.273	270
* 321- 64	12	35	21	31 38.9	12.6	14.4	m	0.219	278
* 321- 89	12	35	22	26 21.5	16.0	17.7	m	0.228	275
* 495-214	12	35	30	13 36.0	18.1	19.7	m	0.318	279
* 321-246	12	35	35	31 25.6	10.9	11.5	g	0.276	286
* 267- 89	12	35	36	36 6.0	15.2	16.7	m	0.294	269
* 377- 33	12	35	59	25 7.4	14.5	16.0	m	0.287	278
* 377- 35	12	36	8	22 2.2	16.6	18.8	m	0.283	277
* 267- 90	12	36	12	35 34.5	19.1	19.0	f	0.202	270
* 735- 24	12	36	18	-9 -46.3	13.5	15.1	m	0.357	280
* +60:1412	12	36	33	59 47.3	10.4	11.7	k-m	0.185	268
* 131- 37	12	36	33	50 17.5	10.5	11.6	k	0.208	269

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	AR			DEC	mroj	mfot	Espectro	μ / año	Θ / "
	h	m	s						
* 321- 77	12	36	41	26 52.2	16.3	18.2	m	0.196	276
* 95-282	12	36	42	59 13.0	16.1	17.6	m	0.227	285
* 555- 61	12	36	52	5 56.8	15.2	16.5	k-m	0.183	286
* 171- 39	12	36	54	47 34.9	17.2	19.8	m+	0.187	276
* 64-591	12	37	9	63 38.0	17.0	18.5	m	0.194	276
* 321- 82	12	37	20	27 45.4	15.5	17.7	m	0.196	270
* 735- 25	12	37	21	-12 -35.9	15.4	16.5	k	0.284	271
* 795- 47	12	37	29	-20 -50.7	12.3	14.0	m	0.215	270
* 615-183	12	37	30	-2 -54.0	14.8	14.7	m	0.243	283
* 131-207	12	37	31	55 0.0	17.9	19.5	m	0.205	276
* 377- 37	12	37	38	23 37.8	17.3	18.8	m	0.190	271
* 377- 38	12	37	43	24 47.5	18.1	20.4	m+	0.216	286
* 495-235	12	37	45	13 10.0	15.3	16.8	m	0.276	284
* 131- 41	12	37	59	52 20.8	17.8	19.8	m	0.199	285
* 171- 43	12	38	1	44 35.3	16.2	18.5	m+	0.224	269
* +69:671	12	38	3	69 4.6	8.4	8.8	F8	0.449	275
* 171- 44	12	38	11	49 6.2	18.5	21.0	m	0.183	285
* 39-185	12	38	12	70 35.0	13.7	15.2	m	0.240	278
* 377- 44	12	38	18	23 44.6	14.6	16.8	m+	0.255	286
* 321-247	12	38	20	31 44.3	14.9	15.8	g-k	0.220	271
* 675- 55	12	38	30	-5 -49.3	14.5	15.1	g	0.222	280
* 795- 65	12	38	30	-15 -45.2	17.0	18.1	k	0.181	268
* 615-106	12	38	36	0 -14.0	14.3	15.8	m	0.180	283
* 495-245	12	38	38	8 46.0	14.4	15.9	m	0.821	270
* 131- 46	12	39	1	51 37.3	16.9	18.4	m	0.189	279
* 131-220	12	39	6	52 5.4	16.4	18.2	m	0.180	283
* - 0:2601*	12	39	7	-1 -10.5	2.8	3.4	F0	0.567	270
* - 0:2601B*	12	39	7	-1 -10.5	2.9	3.5	F0	0.567	270
*	12	39	10	41 21.7	11.4	12.5	k	0.194	284
* 435-469	12	39	12	19 48.0	18.8	21.0	m	0.180	279
* -15:3442	12	39	12	-19 -29.1	6.0	6.3	F2	0.215	276
* 217- 54*	12	39	17	44 19.5	14.7	16.0	k-m	0.194	284
* 267-126	12	39	18	38 14.0	13.7	20.3	m	0.303	288
* 171- 47	12	39	26	47 22.8	16.8	16.7	m	0.230	278
* 20-391	12	39	40	76 14.0	14.1	15.4	k-m	0.301	274
* 321- 99	12	39	44	27 50.1	17.9	19.0	k	0.182	282
* 495-254	12	40	0	12 52.5	18.8	20.8	m	0.691	268
* 39-181	12	40	6	74 33.0	15.0	16.5	m	0.241	278
* 435-503	12	40	6	15 50.0	14.9	16.4	m	0.220	270
* - 1:2716	12	40	23	-1 -58.7	9.0	10.1	K0	0.210	282
* 615-193*	12	40	24	-1 -58.8	13.0	14.5	m	0.210	282
* 20-406	12	40	30	75 26.0	16.4	16.2	a	0.232	266
* 20-407*	12	40	30	42 10.2	11.7	13.5	m	0.551	274
* 321-184	12	40	31	75 25.9	16.5	17.6	k	0.232	266
* 217- 60	12	40	37	32 10.5	12.4	13.5	k	0.198	273
* 377- 55	12	40	45	38 57.1	14.8	16.1	k-m	0.235	280
* 20-578	12	40	47	22 50.4	11.2	12.5	k-m	0.186	271
* +21:2450	12	41	12	80 10.5	15.2	16.7	m	0.198	275
* 267-162	12	41	20	20 35.5	9.8	10.7	G5	0.226	266
* 377- 55	12	41	24	37 9.3	18.8	21.0	m	0.402	281
* 95-333	12	42	0	59 23.0	13.6	15.1	m	0.210	285
* 676- 8	12	42	7	-3 -46.4	15.0	16.3	k-m	0.292	271
* 321-124	12	42	10	26 33.7	12.9	14.0	k	0.190	276

APENDICE D (CONTINUACION)

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfof	Espetro	μ /año	Θ "
* 95-334*	12	42	17	58 58.4	15.1	16.6	m	0.213	275
* +59:1463	12	42	17	58 57.8	7.6	8.1	G0	0.213	275
*	12	42	57	22 14.0	14.3	15.8	m	0.201	270
* 496- 6	12	43	12	13 33.0	17.4	18.9	m	0.195	270
* 556- 6	12	43	18	6 43.3	16.8	19.7	m+	0.266	273
* 676- 13	12	43	21	-5 -40.6	16.6	18.1	m	0.241	274
* 217- 64	12	43	22	43 36.5	15.7	17.0	k-m	0.589	271
* 131- 55	12	43	32	53 11.7	13.3	14.8	m	0.252	281
* 436- 4	12	43	32	18 51.3	14.8	16.3	m	0.204	284
* 20-577	12	43	36	80 24.5	16.4	17.9	m	0.315	284
* 676- 15	12	43	36	-7 -35.6	17.7	20.6	m	0.222	268
*	12	43	45	15 22.6	14.1	15.7	m	0.326	283
* 217- 65	12	43	53	40 1.6	18.7	20.2	m	0.363	270
* 676- 17	12	44	2	-6 -55.8	13.6	15.1	m	0.225	272
* 496- 11	12	44	15	12 27.6	16.9	18.6	m	0.217	286
* +23:2491	12	44	24	22 45.6	8.9	9.5	G0	0.273	269
* 321-222	12	44	29	32 4.5	17.6	20.7	m	0.794	274
* 436- 9	12	44	31	19 36.3	17.2	18.8	m	0.371	271
* 217- 71	12	44	34	43 57.4	14.5	16.0	m	0.181	270
* 616- 13	12	44	37	-3 -17.9	12.2	13.8	m	0.498	270
* 496- 13	12	44	38	14 15.3	17.0	18.7	m	0.226	269
* 217- 72	12	44	39	41 9.2	13.4	14.7	k-m	0.223	275
* 217- 73*	12	44	39	41 9.2	14.1	15.6	k-m	0.223	275
* 556- 54	12	44	54	8 32.6	10.9	12.0	k	0.222	278
* 171- 58	12	45	0	44 34.5	17.8	20.8	m	0.195	278
* 377- 70	12	45	10	20 37.3	15.6	17.5	m	0.215	287
* 171- 60	12	45	20	44 13.7	17.9	20.8	m	0.274	271
* 436- 13	12	45	24	16 14.3	15.0	16.3	k-m	0.281	273
* W 438	12	45	31	9 56.5	13.0	14.5	m	0.786	268
* 321-182	12	45	35	32 32.0	15.5	17.1	m	0.209	286
* 436- 14	12	45	45	17 38.6	14.6	15.7	k	0.207	275
* 321-136	12	45	46	30 21.1	11.7	12.8	k	0.269	274
*	12	45	57	4 59.5	12.8	14.3	m	0.243	267
* 556- 14	12	46	21	3 28.4	14.7	16.9	m+	0.447	279
* 436- 16	12	46	42	19 22.2	15.2	16.7	m	0.198	271
* +62:1257	12	46	44	61 39.1	6.8	8.1	k-m	0.556	279
* 267-248	12	46	48	34 23.0	16.2	16.5	f	0.280	284
* W 439	12	47	4	9 44.8	12.7	14.2	m	0.431	276
* 496- 23	12	47	12	13 28.3	18.0	21.0	m+	0.195	273
* 267-269	12	47	48	33 38.2	16.2	17.7	m	0.231	272
* 377- 77	12	48	2	25 26.3	17.7	18.8	k	0.451	278
* 171- 70	12	48	23	48 18.7	18.0	21.1	m+	0.230	287
*	12	48	50	40 15.1	13.6	15.1	m	0.279	274
* 321-148	12	49	10	31 14.2	12.1	13.4	k-m	0.259	278
* 39-230	12	49	12	71 33.9	16.0	17.5	m	0.263	286
* 267-277	12	49	12	36 58.5	17.7	19.5	m	0.204	286
* 39-231*	12	49	13	71 34.1	16.2	17.7	m	0.263	286
* 321-159	12	49	28	30 2.9	15.6	17.3	m	0.184	277
* 496- 37	12	49	36	13 44.0	15.8	17.4	m	0.306	268
*	12	49	54	39 59.7	12.4	13.7	k-m	0.410	274
* 556- 59	12	49	57	6 56.1	15.3	17.2	m	0.234	273
* 267-293	12	50	18	36 5.0	15.0	16.5	m	0.234	274
* 21- 10*	12	50	20	77 58.4	12.4	13.0	g	0.250	278

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfof	Espetro	μ /año	Θ "
* 96- 4	12	51	6	59 54.0	18.2	20.0	m	0.262	284
* W 445	12	51	17	9 49.6	12.0	13.8	m	0.362	276
* +78:439	12	51	33	77 57.6	9.4	10.3	G5	0.250	278
* 321-230	12	51	39	31 9.4	18.3	21.1	m	0.210	272
* 267-311	12	51	47	36 38.0	16.6	17.2	g	0.405	276
* 496- 47	12	51	52	10 13.1	17.4	19.2	m	0.244	276
* 95-455	12	52	0	57 42.5	17.0	18.5	m	0.230	270
* 131- 76	12	52	4	53 49.4	15.6	16.9	k-m	0.213	281
* 21- 22	12	52	21	78 35.3	15.6	16.9	m	0.221	279
* 436- 29	12	52	25	17 39.6	14.5	15.8	k-m	0.201	278
* 436- 30	12	52	50	14 59.3	14.6	16.1	m	0.288	288
* 172- 7	12	53	9	48 4.8	17.2	18.7	m	0.229	284
* 95-467	12	53	12	59 0.0	17.3	18.8	m	0.180	276
* +39:2580B*	12	53	40	38 35.1	5.4	5.4	A0	0.240	282
* +39:2580A*	12	53	41	38 35.3	2.9	2.9	A0	0.240	282
* 378- 56	12	53	45	21 35.6	15.4	17.0	m	0.195	280
* 322-120	12	53	48	32 56.0	10.5	11.6	k	0.189	270
* 267-416	12	53	54	34 40.0	14.8	15.9	k	0.207	289
* 378- 57	12	53	54	21 34.5	16.6	17.7	k	0.204	282
* 95-481	12	53	58	58 31.8	14.4	15.9	m	0.403	284
* 21- 26	12	54	0	78 52.4	18.5	21.2	m	0.210	278
* +61:1327	12	54	0	60 38.4	9.5	10.4	g-k	0.185	278
* 65-181	12	54	18	65 19.0	15.4	16.9	m	0.537	273
* 378- 95	12	54	24	23 8.0	12.3	13.9	m	0.228	282
* 322-154	12	54	36	29 47.0	12.0	13.5	m	0.183	282
* 378- 86	12	54	39	25 6.5	17.0	18.6	m	0.228	278
* 267-369	12	54	40	33 21.5	14.7	15.8	k	0.185	275
* 436- 66*	12	55	2	18 56.9	9.9	11.0	k	0.246	288
* +19:2618	12	55	5	18 57.7	8.7	9.8	K0	0.246	288
* 267-377	12	55	31	35 50.9	17.9	19.9	m	0.221	280
* 267-403	12	55	33	38 15.9	15.3	16.6	k-m	0.679	276
* +42:2356	12	55	52	42 8.8	11.8	12.4	g	0.292	272
* 218- 91*	12	55	52	42 8.3	19.0	21.2	m	0.352	272
* +34:2374	12	56	21	33 30.9	9.2	9.8	g	0.232	270
* 322-322	12	56	24	33 24.0	16.1	17.6	g	0.190	275
* 65-195	12	56	33	64 29.5	11.0	12.1	k	0.188	288
* 378-172	12	56	48	21 57.5	14.8	16.3	m	0.198	275
* 40- 19	12	56	58	74 23.0	18.6	20.8	m	0.188	279
* 7-234	12	57	0	81 34.0	12.2	13.3	k	0.264	277
* 322-257	12	57	12	30 40.0	16.3	17.8	m	0.192	285
* Grw +73:4781	12	57	27	73 13.8	10.1	11.2	k	0.197	273
* 268- 11	12	57	59	35 54.8	18.1	20.1	m	0.235	274
* 322-311	12	58	12	27 11.0	16.5	18.0	m	0.180	282
* 378-231	12	58	12	21 20.0	12.8	14.3	m	0.220	284
* 378-446	12	58	12	20 43.5	18.2	20.7	m+	0.214	281
* 172- 25	12	58	20	49 58.9	16.7	18.5	m	0.222	289
* 268- 12	12	58	24	36 14.1	16.5	17.6	k	0.360	272
* +42:2363	12	58	29	42 28.8	10.5	12.0	H0	0.394	273
* 322-329	12	58	42	29 43.0	16.8	16.7	a	0.186	274
* 131-393	12	58	45	51 19.8	12.0	13.8	m	0.181	275
* Grw +76:4610	12	58	52	76 4.7	12.9	14.0	k	0.217	274
* 40- 10	12	59	25	72 51.0	13.2	14.7	m	0.239	283
*	12	59	29	50 40.7	14.7	16.0	k-m	0.341	272

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mftot	Espectro	μ / año	Θ / "
* +64:927	12	59	50	63	52.7	6.0	6.4	F5	0.184	278
* 96- 21	13	0	0	60	8.0	17.1	18.6	G	0.222	278
* +33:2296	13	0	12	32	42.1	7.7	8.3	G0	0.184	286
* 322-405	13	0	12	28	7.0	18.6	20.2	m+	0.195	277
* 20-492	13	0	38	77	15.3	18.0	19.6	m	0.180	288
* 322-796	13	0	54	26	44.0	17.4	18.5	k	0.188	285
* 322-800	13	0	54	26	19.0	18.3	19.4	k	0.949	276
* 378-313	13	1	12	24	30.0	18.5	20.8	m+	0.260	287
* 65-245	13	1	18	64	20.0	14.5	16.0	m	0.486	285
* +44:2250	13	1	53	44	23.3	8.7	10.0	K5	0.316	289
* 268- 22	13	1	55	33	34.2	14.6	15.9	k-m	0.191	278
* 96- 35	13	2	30	61	59.0	10.1	11.6	m	0.184	272
* 268- 24	13	2	39	35	9.6	17.6	19.6	m	0.180	289
* 268- 24	13	2	39	35	9.6	17.6	19.7	m	0.180	289
* 322-533	13	3	0	29	31.0	16.5	18.2	m	0.279	275
* 96- 42	13	3	16	62	10.4	17.7	19.4	m	0.185	284
* 131- 91	13	3	56	51	0.6	16.4	17.7	k-m	0.313	278
* 65-289	13	4	0	63	6.7	14.4	15.9	m	0.403	282
* 65-291	13	4	12	62	36.0	17.9	19.5	m	0.194	269
* 268- 29	13	4	13	33	26.8	17.1	18.6	m	0.232	279
* 131-454	13	4	54	53	7.4	14.5	15.8	k-m	0.183	275
* 218- 46	13	4	56	43	4.1	15.8	16.9	k	0.192	277
* 268- 31	13	5	10	34	33.9	17.2	18.5	k-m	0.197	276
* 218- 51	13	5	12	39	43.2	14.6	15.9	k-m	0.183	281
* 322-669	13	5	18	30	44.0	15.0	16.5	m	0.221	275
* 172- 42	13	5	33	49	54.5	17.4	19.5	m	0.309	277
*	13	5	37	54	51.5	13.3	14.9	m	0.275	275
* 96-258	13	5	54	57	32.6	14.2	15.7	m	0.205	284
* 96- 52	13	6	18	59	5.8	14.6	16.1	m	0.191	280
* 96- 53*	13	6	27	59	8.2	17.6	19.3	k	0.191	280
* 268- 38	13	6	52	33	6.0	15.6	16.7	k	0.403	278
* 268- 39	13	7	2	32	50.5	18.6	19.6	m	0.311	281
* 96- 59	13	7	6	59	45.0	16.5	18.0	m	0.193	281
* TN 1559	13	7	39	35	25.7	15.9	15.6	a	0.210	282
* 96- 65*	13	8	29	61	33.5	18.7	21.2	m	0.289	284
* 96- 66	13	8	30	61	33.7	18.8	19.4	g	0.289	284
*	13	9	16	37	12.7	14.0	15.5	m	0.413	281
* 96-269	13	9	36	57	52.0	14.4	15.9	m	0.237	280
* +74:526	13	10	4	74	7.2	9.4	10.3	G5	0.327	277
* 268- 45	13	10	11	34	46.1	17.4	18.7	k-m	0.287	278
* 268- 46	13	10	15	36	38.9	12.7	13.8	k	0.200	281
* 132- 79	13	10	54	51	6.0	11.0	12.5	m	0.181	283
* 172- 56	13	11	47	46	32.5	18.0	17.9	a	0.183	280
* 268- 51	13	11	59	38	29.0	12.2	13.5	k-m	0.200	290
* 96- 85	13	12	30	60	24.0	16.2	17.7	m	0.208	287
* 96- 88	13	12	31	59	20.1	11.3	12.8	m	0.669	276
* 65-357	13	12	42	66	38.0	16.7	18.3	m	0.395	279
* +47:2039	13	14	8	46	57.3	10.6	11.2	g	0.184	281
* 172- 67	13	15	20	44	52.8	15.3	16.4	k	0.186	282
* 96-100	13	15	24	61	41.0	15.8	17.3	m	0.248	277
* 132-116	13	15	24	54	49.0	17.5	19.0	m	0.180	285
* 132-124	13	15	31	51	16.7	12.6	14.1	m	0.427	286
* 96- 99	13	15	39	62	27.0	18.6	21.0	m	0.258	290

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mftot	Espectro	μ / año	Θ / "
* 1-327	13	16	0	86	38.0	16.3	17.9	m	0.241	293
*	13	17	5	45	20.8	14.5	14.3	a-f	0.478	285
* 132-136	13	17	48	52	13.0	14.8	16.3	m	0.206	293
* 172- 75	13	17	46	47	52.7	12.6	13.7	k	0.212	289
* 172- 76	13	18	28	46	45.9	18.6	21.1	m	0.230	276
* 132-140	13	18	42	54	28.0	13.9	15.4	m	0.215	282
* 172- 78	13	18	59	48	49.9	13.8	15.1	k-m	0.185	293
*	13	19	7	46	39.0	14.8	14.7	a	0.240	291
* 40- 99	13	19	12	70	17.0	15.8	16.9	k	0.186	286
* 96-117	13	19	24	61	25.4	14.2	15.5	k-m	0.197	276
* 96-116	13	19	27	62	3.0	16.2	17.7	m	0.218	288
*Grw +74:4690	13	20	42	74	28.2	10.8	11.7	g-k	0.380	281
* +68:724	13	23	17	68	26.0	9.6	10.5	G5	0.240	291
* 66- 3	13	24	39	66	33.7	14.9	16.4	m	0.228	277
* 96-135	13	24	52	60	26.0	18.3	20.0	m	0.407	292
* 20-563	13	25	33	79	15.0	15.1	16.4	k-m	0.189	278
* 173- 6	13	25	48	50	23.7	18.8	20.7	m	0.249	295
* 132-260	13	27	24	52	22.0	17.1	18.7	m	0.352	291
* 7-265	13	27	30	83	30.0	15.8	17.3	m	0.247	282
* 40-166	13	31	12	68	58.0	16.0	17.5	m	0.208	280
* 66-284	13	31	35	62	40.8	13.9	15.4	m	0.528	287
* 96-168	13	32	6	60	50.5	17.8	19.5	m	0.186	284
* 40-167	13	32	16	73	34.0	14.5	16.0	m	0.231	292
* +52:1721	13	35	20	51	48.2	9.2	10.3	k	0.202	286
* 8-302	13	36	24	81	13.5	13.9	15.4	m	0.203	297
* 96-206	13	37	48	59	20.0	17.2	18.7	m	0.223	294
* 132-366	13	38	2	54	3.8	14.7	16.2	m	0.357	292
* +59:1527	13	39	25	59	19.1	8.7	9.6	G5	0.221	292
* 97- 75	13	40	24	58	28.0	17.8	19.4	m	0.213	291
* 40-202	13	41	3	73	19.0	18.4	20.7	m	0.236	281
* 66-169	13	42	3	65	3.4	12.5	13.8	k-m	0.202	297
*Grw +68:4887	13	43	13	68	42.8	11.7	12.8	k	0.281	281
* 21-191	13	44	0	79	36.0	17.6	19.3	m	0.420	287
* 133- 69	13	44	12	55	34.0	11.8	12.9	k	0.180	287
* 97-187	13	45	14	61	0.0	16.5	18.3	m	0.192	297
* +65:962	13	47	3	65	27.5	8.7	9.8	k	0.213	281
* 97-208	13	47	12	58	6.0	14.7	16.2	m	0.182	281
* 66-262	13	50	48	65	39.7	16.0	15.9	a	0.286	301
* 97-281	13	52	12	61	15.0	15.2	16.2	m	0.213	297
* 97-287	13	52	24	59	4.0	18.0	19.6	m	0.296	297
* 21-215	13	53	12	79	55.0	16.2	17.7	m	0.186	297
*	13	53	29	58	57.7	14.2	15.7	m	0.287	297
* 97-310	13	54	0	61	54.0	16.0	17.5	m	0.485	297
*Grw +79:4347	13	54	1	79	5.7	11.5	12.8	k-m	0.254	297
* 97-844	13	56	12	62	17.5	12.2	13.3	k	0.194	287
* 66-404	14	0	45	63	48.7	18.1	20.0	m	0.193	297
* 40-319	14	2	55	68	39.8	12.2	13.3	k	0.275	297
*Grw +73:5296	14	4	34	73	13.0	11.5	12.6	k	0.376	297
* 21-262	14	10	21	79	39.5	16.8	18.5	m	0.207	301
* 7-328	14	12	0	82	27.2	14.4	15.9	m	0.205	297
*Grw +67:4521	14	15	48	67	35.0	9.8	11.3	k-m	0.196	301
* 8-106	14	24	0	83	10.0	14.5	16.0	m	0.229	297
* +68:792	14	34	3	67	56.4	9.2	10.3	k	0.192	301

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ_{μ}
* 41-218	14	34 6	71 59.0	14.6	16.1	m	0.218	298
*Grw +68:5067	14	36 52	67 58.2	12.3	13.8	m	0.314	311
* 1-356	14	48 0	87 50.0	18.0	19.7	m	0.192	305
* 41-298	14	48 41	70 43.8	10.3	11.6	k-m	0.18	308
* 22-110	14	51 22	74 59.0	15.7	17.2	m	0.203	308
* 8-157	14	59 42	82 8.6	14.8	14.6	a	0.414	300
* 22-174	15	2 45	75 40.0	16.2	17.7	m	0.239	312
* 22-183	15	4 30	77 12.0	14.5	15.8	k-m	0.196	302
* 41-425	15	5 6	72 38.0	15.4	16.9	m	0.200	309
* 1-359	15	8 0	87 16.0	11.8	13.3	m	0.239	315
*+76:552	15	8 45	76 23.3	9.3	10.2	G5	0.238	317
* 22-258	15	15 30	76 28.0	18.6	20.7	m	0.450	317
*Grw +83:2064	15	17 0	85 13.0	11.6	13.1	m	0.442	304
* 22-289	15	20 30	76 4.0	18.2	20.0	m	0.180	306
* 8-183	15	21 0	81 58.8	12.1	13.4	k-m	0.254	315
* 22-304*	15	21 27	77 18.7	15.6	17.1	m	0.369	313
*+77:584	15	21 29	77 18.8	9.0	10.3	k-m	0.369	313
* 8-180	15	21 30	82 52.8	18.1	19.8	m	0.232	305
* 22-358	15	33 15	77 49.0	11.1	12.6	m	0.190	314
* 22-378	15	33 26	75 30.0	11.6	13.1	m	0.285	323
* 8-290	15	34 0	80 50.0	14.2	15.7	m	0.304	315
* 22-406	15	37 12	75 32.0	16.4	17.9	m	0.234	316
* 8-201	15	39 48	82 44.0	15.4	16.9	m	0.464	313
* 22-419	15	40 27	74 45.5	17.9	19.6	m	0.180	313
* 22-433	15	42 45	75 25.0	17.9	19.4	m	0.180	313
* 9- 14	15	43 12	82 54.0	14.7	16.2	n	0.196	328
* 22-473	15	54 30	77 3.2	14.0	15.3	k-m	0.214	330
* 8-221	16	6 0	83 23.0	11.9	13.0	k	0.205	318
* 8-199	16	15 0	85 47.0	17.7	19.3	m	0.189	322
* 23- 89	16	18 36	80 21.0	17.4	19.0	m	0.180	328
*+77:627	16	32 46	77 32.8	6.5	7.4	G5	0.294	339
* 23-125	16	35 6	77 3.2	14.9	16.4	m	0.198	331
* 9-174	16	37 12	84 56.3	13.2	14.7	m	0.327	330
* 9-175	16	43 0	80 45.0	18.3	17.9	a	0.502	336
* 23-185	17	7 24	80 10.0	17.2	18.8	m	0.256	341
* 9-138	17	22 0	83 1.0	15.3	16.9	m	0.213	338
* 24- 43	17	29 57	79 39.5	16.9	16.8	a-f	0.180	339
* 23-246	17	30 6	78 44.0	15.5	15.6	f	0.183	339
* 24- 68	17	39 39	78 30.0	18.5	21.0	m	0.198	347
*Grw +83:2422	17	45 12	83 20.5	11.5	12.8	k-m	0.215	348
* 24- 91	17	47 46	78 46.7	15.2	16.8	m	0.330	356
* 9-239	18	0 0	82 38.0	16.2	17.8	m	0.189	358
* 24-133	18	0 6	79 0.0	18.3	19.8	m	0.302	356
* 1-393	18	1 0	86 40.0	17.4	19.1	m	0.504	1
*+81:623	18	23 6	81 11.7	9.9	11.6	m	0.202	0
*Grw +82:3027	18	24 24	82 20.0	11.0	12.1	k	0.210	7
* 9-244	18	28 12	85 11.0	16.1	17.8	m	0.185	3
* 9-259*	18	28 12	84 14.0	18.1	19.7	m	0.213	352
* 9-260	18	29 18	84 14.0	16.9	18.6	m	0.213	352
*+79:590	18	29 49	79 23.0	9.7	11.0	k-m	0.358	4
*Grw +77:6537	18	30 11	78 1.7	12.4	13.7	k-m	0.272	6
* 10- 86	18	47 21	78 21.1	14.6	16.1	m	0.265	0
	18	51 18	81 29.4	15.1	16.4	k-m	0.391	5

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ_{μ}
* 9-272	18	53 0	84 58.5	18.0	19.8	m	0.194	4
* 1-410	19	9 42	87 7.0	18.0	20.0	m	0.220	3
* 25-161*	19	17 0	80 7.4	18.1	19.8	m	0.204	12
* 25-160	19	17 0	80 7.3	16.2	17.8	m	0.204	12
* 1-412	19	22 0	87 47.0	13.8	15.3	m	0.209	20
* 1-415	19	24 0	87 22.0	18.0	19.1	k	0.181	17
* 10-201	19	26 0	81 53.0	16.5	18.2	m	0.663	11
* 10-310	19	32 12	81 34.0	15.4	16.9	m	0.205	16
* 25-220	19	34 36	78 14.5	16.1	17.6	n	0.201	27
* 25-225	19	35 48	80 11.8	15.3	16.8	m	0.251	13
* 25-313	20	4 30	79 33.2	18.2	19.8	m	0.414	19
* 25-327	20	11 30	79 16.0	14.3	15.8	m	0.238	33
* 25-359	20	15 27	79 28.0	15.5	17.0	m	0.251	23
* 25-355	20	20 6	80 59.6	14.0	15.1	k	0.181	20
*Grw +82:3598	20	25 6	82 56.0	12.2	13.3	k	0.212	34
*+83:582	20	26 18	83 50.0	10.0	11.1	k	0.350	27
* 25-391	20	26 24	80 12.0	16.9	16.7	a	0.212	32
+75:752	20	38 3	75 25.0	7.6	8.5	G5	0.645	29
* 26-509	20	48 12	74 54.4	12.2	13.3	k	0.296	33
* 26- 77	20	52 54	78 8.0	17.1	18.8	m	0.471	43
* 11- 22	20	54 6	83 1.1	15.1	16.6	m	0.279	38
* 11- 51	20	55 12	83 57.5	15.1	16.4	m	0.181	35
* 11- 28	20	56 0	83 3.0	15.3	16.6	k-m	0.351	30
* 10-496	20	56 0	81 46.0	15.3	16.8	m	0.246	36
* 26-514	20	56 52	75 33.8	14.6	15.7	k	0.340	34
* 26- 91	20	58 50	76 36.8	14.9	16.2	k-m	0.481	36
* 2- 36	21	6 48	86 14.4	16.8	18.5	m	0.184	38
* 11- 36	21	17 36	85 26.2	15.5	17.2	m	0.229	33
* 2- 33	21	17 0	85 5.0	15.5	17.1	m	0.574	36
* 26-195	21	19 30	78 13.5	11.6	12.7	k	0.197	47
* 10-513	21	20 48	82 57.0	19.0	20.8	m	0.190	52
* 47-163	21	21 18	74 42.8	14.5	16.0	m	0.280	48
* 2- 40	21	28 54	86 1.5	15.1	16.7	m	0.229	41
* 11- 85	21	31 0	83 3.0	18.3	20.2	m	0.280	50
* 26-288	21	34 12	76 11.0	17.6	19.1	m	0.184	44
*+80:703	21	40 12	80 26.9	8.9	9.8	g-k	0.216	39
* 26-318	21	40 30	76 37.0	16.2	17.8	m	0.184	54
* 26-317	21	41 30	77 12.0	16.8	18.3	m	0.313	51
* 1-151	21	47 0	88 16.0	18.8	20.9	m	0.250	56
* 26-434	22	3 30	76 1.0	18.6	20.4	m	0.257	51
* 47-352	22	4 21	74 53.5	14.9	16.0	k	0.184	45
* 26-381	22	5 48	79 29.0	18.7	21.0	m	0.206	60
* 75- 44	22	9 37	69 3.1	17.0	18.5	m	0.240	63
* 75- 45	22	11 37	68 38.5	17.9	20.1	m	0.238	54
* 76- 8	22	11 51	68 25.3	17.7	20.9	m	0.207	56
* 27- 20	22	12 0	76 27.0	17.1	18.7	m	0.183	48
* 27- 31	22	12 30	77 12.0	14.6	15.7	k	0.192	60
* 48- 66	22	12 30	74 16.0	19.0	19.2	f	0.271	61
* 26-398	22	12 39	79 53.0	13.1	14.2	k	0.204	49
* 27- 23	22	15 0	75 48.5	15.3	16.8	m	0.193	49
* 48- 73	22	15 0	72 6.0	17.0	18.6	m	0.236	63
* 48- 87A	22	15 24	73 6.0	15.2	16.7	m	0.247	49
* 48- 87B*	22	15 24	73 6.0	18.5	21.1	m	0.247	49

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mft	Espectro	μ	Θ
									"/año	'
* 76- 16	22	16	21	67	59.9	14.7	16.0	k-m	0.237	48
* 48-586	22	16	39	70	49.0	14.5	16.0	m	0.255	58
* 48-587*	22	16	39	70	49.0	15.2	16.0	m	0.255	58
*	22	16	48	68	43.6	13.3	15.7	m	0.247	60
* 27- 63	22	17	30	77	42.2	15.3	16.8	m	0.187	56
* 48-589	22	17	48	70	23.0	15.8	16.9	k	0.202	60
* 76- 28	22	20	43	69	4.3	17.8	20.2	m	0.311	50
* 27-110	22	22	30	80	32.0	18.6	21.0	m	0.192	61
* 48-613	22	24	19	69	16.2	10.8	11.4	g	0.196	58
* 48-629	22	25	0	71	17.0	15.4	16.9	m	0.196	63
* 27-393	22	25	27	75	21.0	15.2	16.7	m	0.216	58
* 11-288	22	25	30	81	25.0	14.9	16.0	k	0.210	62
* 48-180	22	30	5	72	50.0	14.9	16.2	k-m	0.647	63
*	22	31	7	68	21.6	14.5	15.6	k	0.240	61
* 27-397	22	32	21	75	14.2	17.3	18.8	m	0.191	71
* 76- 42	22	33	6	68	13.7	14.9	16.0	k	0.227	53
* 48-199	22	33	15	73	20.0	16.5	18.0	m	0.239	66
*Grw +74:8059	22	34	12	74	25.7	11.7	13.0	k-m	0.244	71
* 2- 62	22	36	0	83	43.5	14.9	16.0	k	0.214	72
* 2- 30	22	38	24	82	24.7	16.0	17.6	m	0.183	71
* 2- 38	22	39	0	82	54.1	12.9	14.2	k-m	0.322	56
* R 214	22	39	6	64	38.6	12.1	13.2	k	0.405	70
* 27-402	22	39	58	75	31.5	15.5	16.8	k	0.180	71
* 27-403*	22	39	59	75	31.4	15.7	17.0	k	0.180	71
* 11-196	22	45	30	85	8.5	15.4	17.0	m	0.204	71
* 76- 48	22	45	46	69	13.1	17.5	19.0	m	0.298	73
* 27-204	22	46	15	79	40.2	18.7	21.0	m	0.255	74
* 2-673	22	46	24	81	21.9	16.6	18.2	m	0.227	66
* 2-674*	22	46	36	81	22.1	18.2	20.3	m	0.227	66
*	22	48	10	64	51.4	16.2	17.5	k-m	0.356	67
* 76- 53	22	48	44	68	30.0	18.0	19.7	m	0.277	65
* 48-294	22	48	57	72	27.3	15.4	16.7	k-m	0.285	56
* 76- 54*	22	49	6	67	46.9	17.0	18.6	m	0.200	60
* 76- 55	22	49	11	67	46.8	14.7	16.2	m	0.200	63
* 27-217	22	50	0	79	56.5	17.0	18.6	m	0.213	62
* +75:855	22	51	14	75	45.6	9.3	10.6	k5	0.318	65
*Grw +79:6910	22	51	26	79	26.1	11.7	12.8	k	0.373	64
*Grw +80:5653	22	53	6	81	14.7	12.2	13.3	k	0.229	63
* 12- 19*	22	53	12	81	14.6	16.0	17.3	k-m	0.229	63
*	22	54	19	68	15.5	14.5	16.2	m	0.748	64
* 48-335	22	54	30	73	26.5	16.6	18.3	m	0.198	58
* 48-352	22	54	48	71	49.5	14.5	16.0	m	0.180	70
*	22	56	16	58	41.3	14.2	15.7	m	0.240	71
* +68:1345B*	22	56	58	68	45.3	14.3	15.8	m	0.661	63
* +68:1345A	22	57	1	68	45.5	8.3	9.4	k0	0.661	63
*	22	58	24	67	39.2	14.4	15.9	m	0.301	58
*	22	58	25	67	39.4	16.0	17.5	m	0.301	58
* 48-795	22	58	32	69	41.4	15.2	16.7	m	0.495	73
* 27-273	22	59	30	76	12.5	12.1	13.2	k	0.205	62
* 27-277	23	0	28	75	55.5	15.0	16.5	m	0.417	75
*	23	0	44	65	3.1	15.5	16.8	k-m	0.259	62
* 27-276	23	0	45	76	9.5	15.5	16.6	k	0.218	60
* 76- 64*	23	0	47	65	3.1	19.0	21.1	m	0.259	62

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR	m	s	DEC	mroj	mft	Espectro	μ	Θ
									"/año	'
* 27-266	23	1	0	78	33.0	16.4	17.9	m	0.266	59
* +75:869	23	1	9	76	14.0	9.0	9.9	G5	0.180	72
* 27-275*	23	1	11	76	13.8	16.1	16.7	g	0.180	72
*	23	1	42	60	32.9	14.6	15.7	k	0.280	74
* 2-108	23	3	0	82	47.0	13.7	15.2	m	0.192	68
* +67:1498	23	3	8	68	8.7	7.4	8.1	G2	0.622	74
* 76- 68	23	3	10	66	55.2	13.3	15.0	m	0.180	66
* 76- 69	23	3	21	65	19.7	18.5	21.0	m	0.227	76
* 12- 32	23	4	36	80	3.5	16.1	17.7	m	0.183	64
* 48-822	23	4	36	71	26.8	11.9	13.4	m	0.320	72
*Grw +69:10180	23	4	42	69	36.5	10.6	11.7	k	0.216	79
*	23	6	51	56	28.1	11.5	12.6	k	0.240	70
* 2-184	23	8	0	85	17.0	18.4	21.0	m	0.239	74
* 76- 73	23	9	19	68	42.6	16.1	17.4	k-m	0.421	77
* 77- 16	23	9	24	66	19.0	17.8	19.3	m	0.275	70
* 27-307	23	9	30	79	50.5	17.0	18.5	m	0.189	77
* 77- 18	23	13	4	67	8.0	16.0	17.1	k	0.208	77
* 48-864	23	14	21	69	41.0	15.9	17.0	k	0.209	68
* R 230	23	17	19	58	20.2	12.2	12.6	g	0.267	76
* R 231	23	17	31	60	27.0	10.8	11.4	g	0.260	77
* 12- 72*	23	17	49	78	43.6	14.9	16.0	k	0.232	67
* +78:826	23	17	51	78	43.7	7.7	8.6	G5	0.232	67
*	23	17	54	63	39.7	13.7	14.8	k	0.265	79
*	23	17	59	54	12.8	10.8	11.4	g	0.240	65
* 77- 21	23	18	36	66	18.5	17.9	19.2	k-m	0.249	76
*	23	19	3	67	21.0	14.0	14.6	g	0.354	70
* 77- 23	23	19	26	64	26.3	16.6	17.9	k-m	0.293	72
*	23	19	42	56	42.8	13.4	14.5	k	0.350	77
* 2-609	23	19	48	82	33.3	16.6	18.4	m	0.203	80
* 12- 90	23	21	22	78	30.8	15.4	16.9	m	0.304	69
*Grw +72:9714	23	21	45	72	31.8	11.9	13.2	k-m	0.338	72
* 48-485	23	22	34	73	41.2	14.7	16.2	m	0.237	86
* 2-728	23	23	0	81	12.5	15.7	17.4	m	0.296	70
*	23	23	16	52	31.6	14.5	16.2	m	1.071	71
* 77- 27	23	23	34	67	30.1	15.2	16.3	k	0.263	82
*	23	23	49	50	55.1	14.0	15.5	m	0.240	82
* 49-294	23	25	29	69	34.9	15.9	17.2	k-m	0.244	81
* 12-126	23	26	12	80	28.5	18.2	20.3	m	0.245	84
* 49- 61	23	27	0	70	19.0	14.9	16.0	k	0.204	82
* 49- 71	23	27	24	70	43.0	14.5	16.0	m	0.208	82
* 27-383	23	28	30	79	14.0	17.8	19.5	m	0.255	67
* 77- 30	23	28	32	66	38.5	18.3	19.8	m	0.247	72
* +58:2605	23	28	56	58	53.3	6.6	7.8	K2	1.104	84
* 239- 23	23	30	59	45	32.4	13.0	14.5	m	0.215	84
* 49-125	23	31	24	74	38.0	18.1	20.7	m	0.238	65
* 77- 34	23	31	51	68	7.2	17.9	19.4	m	0.189	73
*	23	32	40	44	33.0	14.8	15.7	g-k	0.258	76
*	23	33	14	41	41.3	11.1	12.6	m	0.714	77
* R 234	23	34	14	59	41.6	12.5	13.1	g	0.240	72
*Grw +74:8600	23	34	54	75	4.0	12.1	13.2	k	0.210	84
* +78:842	23	35	12	78	58.5	10.3	11.4	k	0.271	84
* 239- 32	23	36	8	42	4.4	16.3	17.4	k	0.202	72
* 50- 2	23	36	9	67	40.6	16.7	18.5	m	0.368	82

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ "
* 239- 33	23	36	26	42 43.6	16.8	18.3	m	0.406	76
* 191- 3	23	36	29	48 42.0	14.5	15.8	k-m	0.194	71
* 110- 52	23	36	56	58 36.6	13.6	14.7	k	0.219	73
* 2-221	23	37	0	83 33.0	17.2	18.9	m	0.181	74
* 2-226	23	37	24	84 44.0	15.5	17.0	m	0.258	78
* 191- 4	23	37	58	46 55.1	15.9	17.5	F5	0.237	83
* +35:5074	23	38	10	36 26.6	6.3	6.7		0.254	81
* 239- 36	23	38	37	41 55.1	17.3	18.8	m	0.192	88
* 291- 3	23	38	49	36 22.0	16.7	18.2	m	0.219	86
* 291- 4	23	39	29	34 28.5	17.5	19.4	m	0.290	70
* 291- 5	23	39	31	37 34.6	16.5	17.8	k-m	0.181	86
* 191- 7	23	40	21	47 2.0	15.8	17.5	m	0.182	71
* 12-181	23	40	36	80 21.3	10.6	11.9	k-m	0.180	69
* 12-404	23	41	8	75 50.8	11.3	12.2	g-k	0.548	82
* Grw+64:8806	23	41	32	64 27.8	11.2	12.3	k	0.190	81
* 50- 4	23	41	34	66 58.5	15.8	16.7	g-k	0.211	73
* 50- 6	23	42	0	67 22.7	18.0	20.3	m	0.235	80
* 291- 15	23	42	17	35 58.8	15.6	16.7	k	0.180	81
* 191- 12	23	42	51	45 29.9	16.1	17.6	m	0.300	79
* 23- 43	23	43	18	35 58.6	10.4	11.9	m	0.316	83
* 12-173	23	43	45	76 45.2	16.6	18.2	m	0.652	84
* R 249	23	45	31	48 44.2	11.7	13.4	H1	0.217	83
* 191- 15	23	46	0	48 4.6	17.7	18.8	k	0.247	77
* 403- 11	23	46	10	27 34.9	18.2	21.0	m+	0.207	84
* 403- 12	23	46	20	26 10.7	15.0	16.3	k-m	0.300	74
* 291- 20	23	46	44	34 13.5	16.8	18.3	m	0.319	78
* 23- 46	23	46	45	33 22.4	13.2	15.1	m	0.356	83
* 149- 1	23	46	50	50 25.1	15.5	17.0	m	0.201	86
* 78-110	23	47	24	57 18.5	14.7	15.6	g-k	0.216	71
* 23- 47	23	47	30	48 12.0	12.9	13.5	g	0.236	69
* 191- 18	23	47	55	45 40.6	15.2	16.7	m	0.190	75
* 239- 55	23	48	34	41 30.7	12.1	13.6	m	0.190	75
* 239- 56*	23	48	34	41 30.7	17.5	18.6	k	0.222	78
* 239- 57	23	48	52	41 47.5	16.1	17.4	k-m	0.571	87
* 239- 58	23	49	9	44 59.2	17.2	18.7	m	0.197	70
* 191- 61	23	49	26	50 58.2	18.6	21.	m	0.181	78
* 191- 21	23	49	42	46 10.1	16.9	18.5	m	0.319	81
* +74:1047*	23	49	57	75 15.9	6.6	7.8	K2	0.238	84
* +68:1405	23	49	57	69 13.2	10.3	10.9	g	0.303	86
* 23- 50	23	50	11	40 35.1	14.8	16.4	m	0.199	72
* 347- 17	23	50	33	32 20.6	14.1	15.4	k-m	0.188	81
* 192- 3	23	50	38	44 28.6	16.4	18.3	m	0.364	83
* 239- 60	23	50	39	40 25.4	18.1	19.8	m	0.258	88
* 240- 1	23	50	53	36 4.3	17.8	19.1	m	0.202	86
* 292- 1	23	51	4	31 14.6	15.0	16.3	k-m	0.238	88
* R 251	23	51	6	46 4.1	11.9	13.2	k-m	0.197	80
* 403- 24	23	51	20	23 45.1	14.5	15.6	k	0.408	71
* 23- 51	23	51	25	28 11.5	14.4	15.7	k-m	0.260	76
* 23- 51	23	51	38	51 24.4	12.7	14.3	m	0.271	86
* 50- 14	23	51	52	63 44.1	17.9	20.2	m	0.210	82
* 463- 72	23	52	2	17 32.4	16.8	17.9	k	0.575	87
* +27:4642	23	52	29	28 21.3	7.2	8.1	G5	0.345	78
* 49-231	23	52	30	71 0.0	18.3	20.7	m		

APENDICE D (CONTINUACION)

Lp	h	AR m	s	DEC	mroj	mfot	Espectro	μ /año	Θ "
* +19:5170	23	52	30	20 6.4	8.6	9.5	G5	0.271	82
	23	52	47	32 1.2	13.1	14.9	m	0.515	80
* 348- 3	23	52	53	26 53.8	16.4	17.9	m	0.219	90
* 28- 73	23	53	31	69 37.0	16.2	17.3	k	0.271	74
* 291- 31	23	53	40	34 53.1	11.8	12.9	k	0.202	78
* 404- 3	23	53	47	15 55.3	17.2	19.5	m	0.290	79
* 149- 9	23	53	56	66 25.1	14.8	15.9	k	0.267	88
* 192- 9	23	54	39	50 40.5	18.4	18.3	a	0.337	78
* 348- 9	23	54	49	45 0.8	16.1	18.4	m	0.184	76
* 404- 9	23	55	25	25 46.2	17.5	17.3	a	0.236	83
* 348- 11	23	55	39	19 56.0	15.7	17.5	m	0.206	89
* 348- 11	23	55	55	26 45.3	17.7	20.7	m+	0.195	78
* +149-13	23	56	12	45 58.0	13.4	14.7	k-m	0.186	76
* 291- 36	23	56	36	39 2.2	14.0	14.6	g	0.189	89
* 191- 33	23	56	40	50 11.1	18.5	21.2	m	0.183	85
* 464- 56	23	56	48	12 16.0	16.2	17.7	m	0.233	88
* +49:4301*	23	57	12	49 50.0	10.6	11.7	k	0.450	89
* 464- 13	23	57	12	14 52.0	18.2	20.7	m	0.218	90
* 192- 15	23	57	17	41 41.6	16.5	18.5	m	0.187	83
* 240- 10	23	57	30	33 36.1	15.9	17.2	k-m	0.192	88
* 240- 13	23	57	49	39 35.3	15.0	16.3	k-m	0.222	84
	23	58	3	41 50.5	14.2	15.3	k	0.285	76
* +27:4663	23	58	26	27 36.5	9.0	10.1	K0	0.253	73
* 464-362	23	58	30	9 49.0	17.5	19.3	m	0.245	71
* 404- 17	23	58	32	20 13.8	13.9	15.5	m	0.282	82
	23	58	49	52 13.5	14.6	16.1	m	0.240	80
* 291- 59	23	58	49	34 0.3	11.0	12.6	m	0.258	88
* 347- 67	23	58	51	28 8.6	18.3	20.0	m	0.183	74
* 149- 15	23	58	55	47 8.2	11.8	13.3	g	0.182	90
* 192- 22	23	59	3	40 58.4	10.2	10.8	g	0.189	83
* 464-211	23	59	9	12 7.7	13.8	14.9	k	0.213	77
* 404- 19	23	59	22	17 3.0	17.8	20.5	m+	0.180	83
* 292- 21	23	59	29	29 11.8	16.7	18.2	m	0.211	77
* 192- 25	23	59	30	40 40.2	17.0	19.3	m+	0.221	79
	23	59	58	43 26.5	13.0	14.3	k-m	0.317	78

APENDICE E: LISTA DE CATALOGOS CITADOS EN LA TESIS

NOMBRE DEL CATALOGO	REFERENCIA	INFORMACION CONTENIDA EN EL CATALOGO	NUMERO DE OBJETOS
Yale Catalog (Repetición AGK1)	Yale.Obs.Trans., 4-31; 1925-1971	Posición y movimientos propios	≈ 210,000
FK4	Astron.Rechen-Inst., Heidelberg, 1963	Posición y movimientos propios	1,500
Lowell Proper Motion Survey	Giclas et al, Lowell Obs., 1971	Movimientos propios	9,000
The Hyades	Luyten, University of Minn., 1971	Movimientos propios	≈ 4,600
New Luyten Cat. of Stars $\mu > 0.2$	Luyten et al, 1981	Movimientos propios y magnitudes	58,845
The Bright Star Catalogue	Hoffleit y Warren, 1991	Mov. propios, paralajes, espectros	9,110
Catalogue of Nearby Stars	Gliese y Jahreiss, 1991	Paralajes, espectros, velocidades	3,803

REFERENCIAS BIBLIOGRAFICAS

- Alexander, J. B., Roy. Obs. Bull., 175, 117
- Andersen, J., 1991, A&Ar, 3, 91
- Auman, J. R., 1965, Ap. J., 142, 462
- Bessell, M. S. y Stringfellow, G. S., 1993, ARA&A, 31, 433
- Boss, L., 1908, AJ, 26, 31
- Boss, B., 1912, AJ, 27, 96
- Bubenicek J., Palous, J. y Piskunov, E., Sov. Astron., 29, 625
- Corbin, T. y Smith, D., 1975, Bull. Am. As. Soc., 7, 337
- Cordero, G., 1993, Cinemática y Edades de las Estrellas de la Vecindad Solar, trabajo presentado como tesis de Licenciatura en la Facultad de Ciencias de la UNAM, México, D.F.
- Delhaye, J., 1948, B.A.N., 10, 409
- Dombrowski, E. G., McAlister, H. A., Hartkopf, W. I., Bangnuolo, W. G., Jr., 1991, Bull. AAS, 23, No. 4, 1329
- Eddington, A., 1910, MNRAS, 71, 43
- Eggen, O. J., 1952, artículo en donde empieza a hablar de los SUPERCUMULOS de H y S.
- Eggen, O. J., 1958, MNRAS, 118, 65

- Eggen, O. J., 1959, *Observatory*, 79, 143
- Eggen, O. J., 1965a, *Stars and Stellar Systems*, 5, 111
- Eggen, O. J., 1965b, *AJ*, 70, 19
- Eggen 1982, *ApJ Suppl.*, 16, 97
- Eggen O. J., 1984, *AJ*, 89, 1350
- Eggen O. J., 1984a, *AJ*, 89, 830
- Eggen O. J., 1984b, *AJ*, 89, 839
- Eggen O. J., 1984c, *AJ*, 89, 1358
- Eggen O. J., 1985a, *AJ*, 90, 1046
- Eggen O. J., 1985b, *AJ*, 90, 333
- Eggen O. J., 1985c, *AJ*, 90, 74
- Eggen, O. J., 1985, *P.A.S.P.*, 97, 807
- Eggen, O. J., 1986, *P.A.S.P.* 98, 423
- Eggen, 1987, *The Galaxy*, ed. por G. Gilmore y B. Carswell, p. 211
- Gliese, W., 1957, *Katalog der Sterne näher als 20 Parsek für 1950.*
Astron. Rechen-Institut in Heidelberg, *Mitteilungen*
Serie A, Nr. 8
- Gliese, W., 1969, *Catalogue of Nearby Stars*, edición 1969,
Veöffentl Astron. Rechen-Inst., Heidelberg, No. 22
- Gliese, W., 1974, análisis de completez de su catálogo

- Gliese, W. y Jahreiss, H., 1979, A&A Suppl., 38, 423
- Gliese, W., Jahreiss, H. y Upgren, A., 1986, in The Galaxy and the Solar System, ed. R. Smoluchowski, J. Bahcall y M. Matthews, (Tucson: University of Arizona Press), P. 13
- Gliese, W. y Jahreiss, H., 1991, Catalogue of Nearby Stars, 3ª edición, en Selected Astronomical Catalogs, NSSDC.
- Green, R. M., Spherical Astronomy, Cambridge University Press, 1st edition, Cambridge, Great Britain, 1985
- Hanson, R., 1983, The Nearby Stars and the Stellar Luminosity Function, ed. por A.G. Davis Phillip y Arthur Upgren, IAU Colloquium No. 76, p. 51
- Hawkins, M. R. S., 1988, MNRAS, 234, 533
- Heintz, W. D., 1987, PASP, 99, 1084
- Henry, T. J. y McCarthy, D. W. Jr., 1993, AJ, 106(2), 773
- Hertzprung, E., 1909, ApJ, 30, 135
- Hodge, P., 1988, Sky & Telescope, Febrero, 1988.
- Hoffleit, D. y Warren, 1991, The Bright Star Catalogue, 5Th Rev. Ed., NSSDC, Selected Astronomical Catalogs, Vol 1
- Iben, I., 1965, Ap. J., 143, 483
- Kapteyn, J. C., 1902, Publ. Astron. Obs. Gröningen, No. 11
- Kapteyn, J. C., 1914, AJ, 40, 43
- King, I., 1962, AJ, 67, 471

- Lippincott, S. L. y Hershey, J. L., 1983, *Lowell Obs. Bull.* , 9, 45
- Luyten, W. J., 1939, *Publ. Astron. Obs. of Minnesota*, Vol 2
- Luyten, W. J., 1968, *MNRAS*, 139, 221
- Luyten, W. J., 1971, *The Hyades*, University of Minnesota, Minneapolis.
- Luyten, W. J., Hill, G., Morris, S., 1981, *Proper Motion Survey with the 48-inch Schmidt Telescope*, LIX, Univ. Minnesota, Minneapolis
- Luyten, W. J., 1979-80, *New Luyten Catalogue of Stars with Proper Motions > 0.2*, en *Selected Astronomical Catalogs*, ADS.
- Mariotti, J. M., Perrier, C., Duquennoy, A. y Duhoux, P., 1990, *A&A*, 230, 77
- Malkov, O. Y., 1987, *Astrophys*, 26, 288
- Mc Cuskey, S. W., 1966, *Vistas in Astr.*, 7, 141
- Méndez, R., Ruiz, M.T., Maza, J. y Wischnjewsky, M., 1991, *AJ*, 108, 3
- Ogorodnikov, K. F. y Latyshev, I. N., 1967, *Soviet Astronomy*, 12, No. 2., 279
- Payne-Gaposchkin, C., *Stars and Clusters*, Harvard University Press, Cambridge, Massachusetts, London, England, 1979
- Plummer H., 1923, *MNRAS*, 73, 492
- Popper, D.M., 1980, *ARA&A*, 18, 115
- Poveda, A. y Allen, C., 1994, en preparación
- Rasmunson, N., 1921, *Medd. Lunds. Observ.*, Ser. 2, No. 26

- Reid, I. N., 1984, MNRAS 206, 1
- Reid, N., 1992, MNRAS, 257, 257
- Reid, N., 1993, MNRAS, 265, 785
- Reid, N. y Gilmore, G., 1982, MNRAS, 201, 73
- Russell, H. N., 1912, AJ, 27, 96
- Salpeter, E. E., 1955, ApJ, 121, 161
- Schiller, S. J. y Milone, E. F., 1987, AJ, 93, 1471
- Schmidt, M., 1968, ApJ, 151, 393
- Schmidt, M., 1983, The Nearby Stars and the Stellar Luminosity Function, ed. por A.G. Davis Phillip y Arthur Uggren, IAU Colloquium No. 76, p. 155
- Smart D. M., 1939, MNRAS, 99, 168
- Stobie, R. S., Ishida, K., Peacock, J. A., 1989, MNRAS, 238, 709
- Trumpler R. y Weaver H., 1953, Statistical Astronomy, 1^a ed, University of California Press
- Van Altena, W. F., 1966, AJ, 71, 482
- Van Bueren, H., 1952, Bull of the Astonomical Institutes of the Netherlands, 11, 385
- Van den Heuvel, E. P. J., 1969, PASP, 81, 815
- Van Maanen, A., 1936, Contr. Mt. Wilson. Obs, 562
- Van Rhijn, 1920, Contr. Mt. Wilson. Obs., No. 188

Van Rhijn, 1925, Publ. Astron. Obs. Gröningen, No. 38

Van Rhijn, 1936, Publ. Astron. Obs. Gröningen, No. 47

Van Rhijn, 1965, Galactic Structure, ed. por A. Blaauw y M. Schmidt, Capítulo 2, University of Chicago Press

Wielen, R., 1974, IAU Highlights of Astronomy, 3, 395

Wielen, R., 1983, IAU Highlights of Astronomy, 3, 163

Zeilik, M. y Smith, E. V. P., Introductory Astronomy & Astrophysics, 2nd. edition, Sanders College Publishing, New York, 1987.