



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA  
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA  
FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

“Fotometría y Cinemática de Estrellas  
de Baja Metalicidad

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

JOSÉ SERGIO SILVA CABRERA

DIRECTOR DE TESIS

Dr. WILLIAM SCHUSTER



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

# *Agradecimientos*

Al Dr. William Schuster. Por permitirme realizar este trabajo, por compartirme de su gran conocimiento y por poder contar siempre con su apoyo.

A los Drs. Carlos Chavarría, Edmundo Moreno, Leonel Gutiérrez y Michael Richer por aceptar ser mis sinodales, pero sobre todo por sus valiosos consejos en este trabajo.

A todos los investigadores del IA-UNAM Ensenada que fueron mis maestros de los cursos durante la maestría.

A la Dra. María E. Contreras y el Dr. Lorenzo Olguín por su aportación en la tesis.

Al Dr. Luis Aguilar por haberme aceptado como tesista de licenciatura y abrirme el camino a la maestría.

A los Lic. en Mat. Aplic. Miguel Estrada y Francisco Tamayo por haber hecho un buen equipo y ser los mejores compañeros en el transcurso de la maestría.

A los compañeros de posgrado, que me atendieron ante las dudas y dieron su amistad.

A todo el personal del IA-UNAM en Ensenada y el OAN en San Pedro Mártir por su amabilidad y compartir buenos momentos.

Por último pero no menos importante, un agradecimiento muy especial para mi compañera y amiga Liliana Altamirano, quien en momentos difíciles estuvo ahí para animarme, por compartirme de su entusiasmo y por motivarme a hacer el trabajo.

A mi madre **Ana María Cabrera Altamira**; por enseñarme todo lo bueno que he aprendido, por darme fuerza y todo su apoyo.

A mis Hermanos

**Gerardo Antonio**

**José Luis**

**Maria de la Luz**

**Hector Manuel**

**José Julian**

**Juan Carlos**

**Manuel de Jesus**

Por su apoyo incondicional en todos los sentidos.

A mis sobrinos

**Alex, Ali, Ana, Armando, Brayan, Hector, Karla, Olga**

Que sirven como inspiración para seguir adelante.

A todos mis amigos y compañeros.

Por ser parte importante de mi vida, es agradable contar con todos ustedes.

Una dedicatoria especial para mis compañeros de posgrado que no son físicos. Cuesta más trabajo, pero con paciencia, dedicación y entusiasmo se pueden hacer las cosas.

Finalmente una dedicatoria a mi padre José Asención; tengo buenos recuerdos suyos cuando yo era un niño. Me dio la vida y es algo que le tengo agradecido.

# Índice

<b>I.- Introducción.</b>	<b>1</b>
1.1.- Componentes Galácticas y poblaciones estelares	1
1.1.1.- Componentes Galácticas	1
1.1.2.- Poblaciones estelares	5
1.2.- Grupos de estrellas en movimiento (grupos en movimiento)	7
1.3.- ¿En qué consiste la fotometría?	9
1.4.- Sistema $uvby-\beta$	12
1.4.1.- Sistema Strömgren $uvby$	12
1.4.2.- Fotometría de banda intermedia-angosta $H\beta$	14
1.5.- Fotometría $uvby-\beta$ de estrellas de alta velocidad y pobres en metal	14
<b>II.- Instrumentación y obtención de datos.</b>	<b>19</b>
2.1.- Fotómetro Danés	19
2.2.- Tiempo muerto	23
2.3.- Calibración del fotómetro	24
2.4.- Obtención de datos observacionales	25
<b>III.- Reducción de datos fotométricos.</b>	<b>27</b>
3.1.- Definición del sistema instrumental	27
3.1.1.- Revisión de los datos	27
3.1.2.- Corrección por tiempo muerto y resta de cielo	28
3.1.3.- Extinción atmosférica y correcciones de noche	29
3.2.- Transformaciones al sistema estándar	32
3.2.1.- Ecuaciones de transformación	32
3.2.2.- Unión de datos para una misma estrella	33
3.3.- Calibraciones utilizadas	33
3.3.1.- Calibración de color intrínseco	34
3.3.2.- Calibraciones de metalicidad	35
3.3.3.- Relaciones de magnitud absoluta	37
3.3.3.1.- Primer método para calcular $M_V$	37
3.3.3.2.- Segundo método para calcular $M_V$	41
3.3.4.- Distancia	41
3.3.5.- Temperatura efectiva	42
<b>IV.- Análisis de resultados fotométricos y cinemáticos.</b>	<b>43</b>
4.1.- Análisis de los datos fotométricos y resultados de las calibraciones	43
4.1.1.- Estrellas de baja metalicidad (BM)	43
4.1.2.- Estrellas subgigantes de baja metalicidad (SG)	52
4.1.3.- Estrellas tipo solar (TS)	56
4.2.- Parámetros cinemáticos	58
<b>V.- Búsqueda de subestructura.</b>	<b>67</b>
5.1.- Diagrama $[Fe/H]$ vs $V_{rot}$	69
5.2.- Diagrama de Bottlinger $V'$ vs $U'$	72
5.3.- Diagrama de Toomre $V'$ vs $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$	74
5.4.- Grupos traslapantes	76
5.4.1.- Candidatos a grupos en movimiento	79
5.4.2.- Grupos en movimiento propuestos	82

5.5.- Revisión de grupos en movimiento	84
5.5.1.- Comparación de la calidad de nuestros datos respecto a los utilizados por Eggen	88
5.5.2.- Resultados de la comparación entre nuestros grupos y los de la literatura	90
5.5.3.- Buscando compatibilidad con el grupo Omega Centauri ( $\omega$ Cen)	90
<b>VI.- Conclusiones.</b>	<b>95</b>
6.1.- Conclusiones generales	95
6.2.- Discusión final	96
6.3.- Trabajo futuro	97
<b>Anexo.</b>	<b>99</b>
A.- Programas utilizados	99
A.1.- Programas para crear el sistema instrumental	99
A.2.- Programas para transformar los datos al sistema estándar	102
A.3.- Programa para obtener $E(b - y)$ , $[Fe/H]$ , $M_v$ , la distancia y $T_{eff}$	105
A.4.- Programa para obtener parámetros cinemáticos	105
B.- Conceptos útiles	106
B.1.- Ecuaciones para calcular las velocidades Galácticas	106
B.2.- Fricción dinámica	107
B.3.- Promedio pesado para errores	108
C.- Búsqueda de datos en la literatura	109
C.1.- Fuentes de información de donde obtuvimos los movimientos propios	109
C.2.- Fuentes de información de donde obtuvimos las velocidades radiales	110
C.3.- Fuentes de información de donde obtuvimos las distancias	111
<b>Bibliografía y Referencias.</b>	<b>113</b>

# Resumen

Este trabajo consiste en obtener datos fotométricos  $uvby-\beta$  y cinemáticos de 216 estrellas. Estas estrellas fueron observadas en ocho temporadas de observación, las cuales fueron realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir con el fotómetro Danés entre los años de 2004 y 2008. Las estrellas observadas pueden dividirse conforme a sus características en tres grupos:

- Estrellas de baja metalicidad; 72 estrellas seleccionadas en la literatura por tener metalicidad  $[Fe/H] < -2.0$ .
- Subgigantes de baja metalicidad; 71 estrellas proporcionadas por B. W. Carney como parte de un proyecto del SIM (Space Interferometry Mission).
- Estrellas tipo solar; 73 estrellas que han sido estudiadas en otro contexto por I. Ramírez y J. Meléndez.

En un principio, lo que se quiere obtener es un catálogo de datos fotométricos y cinemáticos para las estrellas, haciendo uso de los métodos de reducción y ecuaciones de calibración que han sido definidos en una serie de publicaciones de fotometría  $uvby-\beta$  de estrellas de baja metalicidad y alta velocidad por W. Schuster, P. Nissen y otros autores (Schuster & Nissen (1988, 1989a, 1989b), Nissen & Schuster (1991), Schuster, Parrao & Contreras (1993), entre otros). Con estos datos se incrementa el número de estrellas con parámetros fotométricos que se tiene de catálogos dados en esta serie de publicaciones. Además, los datos serán útiles para hacer un estudio cinemático.

Los datos fotométricos obtenidos están dados en el sistema fotométrico estándar de Olsen (1983-1984), además, se calculan parámetros de color intrínseco, metalicidad y magnitud absoluta a partir de los datos fotométricos y el uso de las calibraciones dadas en Schuster & Nissen (1989a) y Schuster et al. (2004). Con la ayuda de la magnitud absoluta y la magnitud aparente (fotométricas) se calculan distancias para las estrellas.

Para obtener los datos cinemáticos hemos recopilado de la literatura datos de velocidad radial y movimientos propios. Estos datos, junto con la posición de las estrellas y la distancia serán introducidos en un programa que calcula las velocidades Galácticas ( $U'$ ,  $V'$ , y  $W'$ ), usando los métodos descritos en Johnson & Soderblom (1987). De las estrellas que cuentan con paralaje, si el error de este paralaje es menor que 10%, la distancia calculada por medio de este dato es la que se introduce dentro del programa que obtiene las velocidades; si el error en paralaje es mayor que 10% se elige la distancia fotométrica.

El otro objetivo principal aquí es la búsqueda de estructura (grupos en movimiento) en el Halo Galáctico. Para ello hacemos uso de tres diagramas:  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$ , de Bottlinger ( $V'$  vs  $U'$ ) y de Toomre ( $V'$  vs  $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ ). Con el uso de diagramas de contornos como los dados en Schuster et al. (2006) hemos buscado grupos de estrellas para cada diagrama de los anteriormente mencionados y hemos hecho comparaciones entre estos grupos para buscar miembros en común. Una vez identificados algunos miembros, se han propuesto algunos grupos en movimiento y se han comparado con grupos en movimiento publicados en la literatura.

Para lograr este objetivo, se obtuvieron los datos cinemáticos de 1533 estrellas dados en tres catálogos en las publicaciones Schuster & Nissen (1988), Schuster, Parrao & Contreras (1993) y Schuster et al. (2006). Los datos de estas estrellas fueron sumados a los obtenidos en este trabajo.

La reducción de los datos fotométricos dio buenos resultados. Las 216 estrellas tienen datos fotométricos completos. Con los datos cinemáticos obtenidos y los que se tenían de catálogos anteriores, se hicieron diagramas que ayudaron con la búsqueda de estructura en el Halo Galáctico. En el análisis cinemático realizado a base de comparación de varios diagramas, se encontraron posibles grupos en movimiento, identificando 7, los cuales han sido nombrados de la siguiente manera: G 1-35, G 3-37, G 18-24, G 18-39, G 21-22, G 22-20 y G 56-39. Las estrellas en cada grupo comparten metalicidad y velocidades Galácticas similares, esto es lo que da soporte para suponerlos como grupos en movimiento.

De la comparación entre los grupos en movimientos resultantes de aquí y los grupos en movimiento identificados en la literatura, se tiene la posible correlación entre el grupo G 3-37 y el grupo Kapteyn (Eggen 1996a).

También, del análisis cinemático se encontró una posible correlación entre los grupos G 18-39 y G 21-22 con  $\omega$  Centauri, un cúmulo globular de la Galaxia que pudo tener su origen en una galaxia enana acretada por la Vía Láctea (Meza et al. 2005).

En general, se ha podido extender la muestra de estrellas pobres en metal con fotometría  $uvby-\beta$ , la mayoría de las cuales también cuenta ya con datos cinemáticos. El análisis cinemático a base de diagramas de diagnóstico nos da posibilidad de encontrar grupos en movimiento dentro de la Galaxia, al menos para el Halo Galáctico como ha sido el caso aquí al haber encontrado 7 grupos en movimiento.

# I.- INTRODUCCIÓN

En tiempos antiguos la astronomía ya era muy importante para las personas. Algunos de los hallazgos encontrados en lugares donde habitaban civilizaciones antiguas demuestran que para nuestros antepasados la observación del cielo era algo primordial. Es impresionante darnos cuenta de que a pesar de que no tenían el material tecnológico que se tiene hoy en día, su conocimiento del cielo era inmenso. Es para nosotros afortunado vivir en una época en la que la tecnología avanza a grandes pasos, y gracias a ello los instrumentos de observación y obtención de datos son cada día más rentables; se cuenta con dispositivos con los que se obtiene mejor y mayor información sobre los objetos celestes, obviamente teniendo atrás teorías e hipótesis que ayudan a entender lo que ocurre en el cielo, y en general lo que ocurre en nuestro Universo. Algo que se pretende en la Astronomía de nuestros días es conocer más acerca de la galaxia a la cual pertenecemos, la Vía Láctea.

En este trabajo se exploran características del Halo de nuestra Galaxia, haciendo un análisis con datos cinemáticos de estrellas obtenidos con la fotometría Strömgren  $uvby-\beta$  y con otros datos encontrados en la literatura. El análisis del Halo Galáctico presentado aquí consiste en la búsqueda de grupos en movimiento. En este capítulo comenzamos dando una idea de la estructura Galáctica, las poblaciones estelares y las componentes en las que se divide, seguido de una descripción de los grupos en movimiento. Después, hacemos una descripción de la fotometría Strömgren  $uvby-\beta$  y al final del capítulo hablamos sobre las publicaciones que se tienen como antecedente para este trabajo.

## 1.1.- Componentes Galácticas y poblaciones estelares.

En la actualidad no es posible dar con precisión una estructura exacta de nuestra Galaxia. Además, aunque se conocen las componentes de la Galaxia, su formación sigue siendo tema de discusión. A continuación presentaremos una breve descripción de las componentes Galácticas y de las poblaciones estelares de acuerdo a lo que conocemos hoy en día.

### 1.1.1.- Componentes Galácticas.

La Galaxia está dividida en varias componentes: Bulbo, Disco (grueso y delgado) y Halo. Existen algunas características en las estrellas que nos indican si una estrella pertenece a una componente Galáctica o a otra; pero aun así, en ocasiones es difícil asignarlas de manera unívoca a

una componente. Entre las características ésta la *metalicidad*, que nos da información de la composición química de un objeto estelar, y más precisamente del contenido de hierro (Fe) con respecto al contenido de hidrógeno (H), comparados con respecto a la composición solar. La nomenclatura es:  $[Fe/H] = \log(Fe/H)_* - \log(Fe/H)_{sol}$ . Otras características son la velocidad, la edad, la distancia, tipo de población y la posición dentro de la Galaxia.

La Figura 1.1 muestra las componentes de la Galaxia así como la ubicación del Sol dentro de la Galaxia.

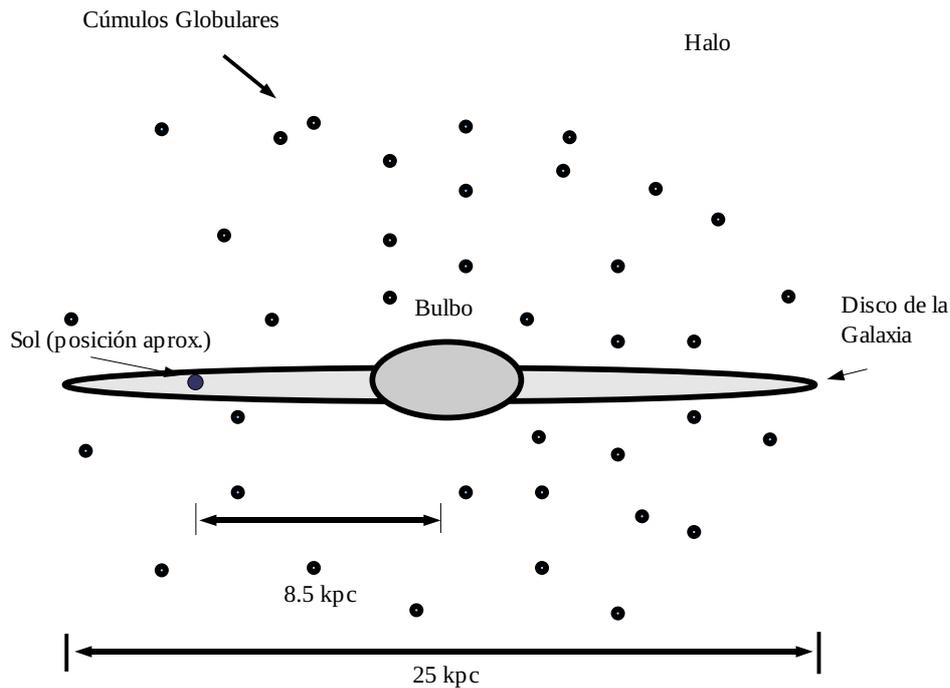


Figura 1.1. Componentes de la Galaxia y la posición aproximada del Sol.

Una pequeña descripción de las componentes es la siguiente:

**Bulbo:** tiene una forma cuasiesférica con un diámetro aproximado de 6 kiloparsecs (kpc), esta ubicado en el centro de la Galaxia, contiene baja cantidad de gas y polvo, en él existen estrellas tanto viejas como jóvenes, con rangos en metalicidad que van desde muy pobres en metal hasta composiciones por arriba del tipo solar. Con respecto a la masa total de la Galaxia se cree que el Bulbo representa el 20%, tiene gran brillo superficial y, según Feltzing & Gilmore (2000), tiene una edad entre 10 y 14 giga-años (Ga).

En estudios de abundancias hechas por Ballero et al. (2007) concluyen que se formó en un periodo muy corto con una gran tasa de formación estelar, mientras que Zoccali et al. (2006) realizando estudios espectroscópicos de alta resolución en estrellas K, consideran al Bulbo un esferoide viejo que tuvo una formación parecida a la de las galaxias elípticas E7 con dos procesos de generación:

- a) Bulbo clásico. Una formación rápida (0.5 Ga) por captura de fragmentos galácticos y colapso, con alta tasa de formación estelar.
- b) Pseudobulbo. Formado en un periodo mayor de tiempo (1-2 Ga) por evolución dinámica secular del disco.

*Disco:* Tiene un diámetro aproximado de 25 kpc y está dividido en dos componentes, un disco delgado y un disco grueso. El disco delgado evidenciado por su formación estelar y la gran cantidad de estrellas jóvenes, tiene una escala de altura de 50-700 pc y contiene una buena cantidad de gas y polvo. Se cree que se originó en un proceso de colapso inicial de la nube protogaláctica; sin embargo, existen varias dudas al respecto.

Chiappini et al. (1997), usando un estudio de estrellas tipo G, muestran que un gran porcentaje de estrellas cercanas al Sol pudieron tener su origen en nubes de gas extragaláctico que han caído a la Galaxia. Algunos datos sugieren que el disco delgado se formó de manera diferenciada; unas partes fueron formadas antes que otras. Así, existen partes relativamente viejas formadas casi a la par del colapso inicial y otras que se formaron con los escombros en el proceso de formación del Halo o con material extragaláctico acretrado.

El disco grueso tiene una escala de altura de ~1300 pc en donde se encuentran generalmente estrellas viejas con poco polvo y gas. Las diferencias que existen en las propiedades químicas y dinámicas de las estrellas de esta componente sugieren que se formó por diferentes mecanismos y en diferentes escalas de tiempo. Gilmore et al. (1989) dan como posible mecanismo de formación lo siguiente:

- a) Una fase lenta de colapso soportada por presión seguida de formación de sistemas de Población II extrema, similar a una secuencia de eventos en los modelos hidrodinámicos de Larson (1976) de formación de galaxias de disco.
- b) Calentamiento violento dinámico del disco delgado temprano por acreción de satélites (cf. Hernquist & Quinn 1989) o por relajación violenta del potencial Galáctico (Jones & Wyse 1983).
- c) Acreción directa de material. Por ejemplo, por acreción de satélites con una población preferencial de órbitas adecuadas (Statler 1988).
- d) Un periodo extendido de una incrementada difusión cinemática de estrellas formadas en el disco delgado en órbitas de alta energía (Norris 1987).
- e) Un rápido incremento en la tasa de dispersión y formación estelar debido a un aumento en la tasa de enfriamiento una vez que la metalicidad está por encima de -1 ( $[Fe/H] > -1$ ) (cf. Wyse & Gilmore 1988).

Cescutti et al. (2007), haciendo un análisis del modelo de evolución química en la vecindad solar, concluyen que hubieron dos eventos de caída: uno que formó el Halo y el Disco Grueso en una escala de tiempo de 0.8 Ga y otro que formó el Disco Delgado en 7 Ga, observando un gradiente de abundancias químicas en función de la distancia galactocéntrica. Mientras tanto Brewer & Carney (2006), basados en estudios de enriquecimiento de elementos alfa (O, Mg, Si, entre otros) argumentan que existen diferencias con respecto al enriquecimiento del Disco Delgado y que probablemente tenga su origen en galaxias enanas, satélites de la Galaxia. Wyse et al. (2006) realizan estudios cinemáticos de estrellas F y G del disco grueso, del Halo y de estrellas similares en galaxias enanas a varios kiloparsecs (kpc) de distancia y concluyen que el disco grueso se formó mediante la captura de residuos o escombros de galaxias enanas satélites.

*Halo:* Tiene una forma casi esférica con un radio aproximado de 20 kpc, hay casi nulo proceso de formación estelar en esta componente y está poblado de estrellas viejas.

Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) (ELS62) encontraron cierta correlación entre el exceso ultravioleta  $\delta(U-B)$  y la excentricidad orbital, además de una correlación de la excentricidad con la edad; de sus análisis, llegaron a la conclusión de que el gradiente en composición química debía ser el resultado de un colapso gravitacional homogéneo, coherente y rápido con tiempos de 0.1 Ga para la formación del Halo de la Galaxia. Algún tiempo después, Searle & Zinn (1978) (SZ78), basados en las ramas horizontales de los cúmulos globulares, propusieron escenarios en los que el Halo fue formado mediante un colapso más lento, al que le tomó del orden de 2 Ga para su formación por acreción de fragmentos protogalácticos.

La principal diferencia entre los dos modelos es el tiempo de formación. Mientras que ELS62 proponen un colapso gravitacional rápido, SZ78 proponen un proceso más lento.

Algo que podemos inferir, basándonos en los argumentos antes vistos, es que la Galaxia ha sido formada por varios mecanismos en diversas escalas de tiempo; al parecer, la formación del Halo se debe a dos procesos: un colapso rápido y otro proceso de captura más lento, en tanto el bulbo fue generado por caída de material en dos procesos, manteniendo así la coexistencia de estrellas jóvenes y viejas. El disco delgado es consecuencia de la propia evolución dinámica y química del proceso inicial de la Galaxia, más la constante caída de material extragaláctico y Galáctico. Y el disco grueso pudo ser el resultado de un proceso de captura de residuos o bien de procesos similares a los que formaron el Halo y el Bulbo (calentamiento de un disco delgado por capturas, etc.).

### 1.1.2.- Poblaciones estelares.

Las propiedades que encontramos en las poblaciones estelares son las que nos ayudan a entender el origen y la evolución de la Galaxia, así como a comprender mejor su estructura.

El origen del concepto de población estelar es debido a la necesidad de clasificar a las estrellas tomando en cuenta sus propiedades físicas y químicas. W. Baade en 1944, basado en observaciones extragalácticas, concluye que las estrellas rojas brillantes se asocian preferentemente a la parte esférica de las galaxias y que las estrellas brillantes azules se asocian a la parte espiral, surgiendo dos poblaciones estelares principales.

Las estrellas de *población I* en la Galaxia se caracterizan por sus movimientos lentos con respecto al Sistema Local de Reposo (LSR por sus siglas en Inglés y, es la órbita circular de un objeto alrededor del centro Galáctico ubicado a una distancia igual a la que tiene el sol respecto al centro de la Galaxia), en órbitas casi circulares con composición química tipo solar ( $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.3$ ) constituida generalmente por estrellas relativamente jóvenes, y se localizan principalmente en el plano y el disco Galáctico, en donde aún hay formación estelar.

La *población II* se caracteriza por su alta velocidad con respecto al LSR, en órbitas excéntricas, y por la deficiencia de metales en su composición química ( $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.5$ ). Está constituida por objetos viejos, siendo las estrellas del Halo y los cúmulos globulares los más representativos; se localiza en el Bulbo y el Halo.

Las abundancias detalladas de los metales de la *población II*, dan evidencias indirectas de la existencia de una tercera población estelar, la *población III*, generada a la par de la Galaxia, originada en la misma nube protogaláctica formada de materia fría, unos 0.5 mega-años después del Big Bang (Bromm & Larson 2004).

Las estrellas de *población III* deben haber sido muy masivas y constituidas mayormente por hidrógeno (cantidad de hidrógeno por masa,  $X \sim 0.77$ ) y helio (cantidad de helio por masa,  $Y \sim 0.23$ ). Hoy en día no se ha observado ninguna estrella de esta población; se cree que evolucionaron muy rápido. Aunque se cree que estas estrellas masivas y primigenias existieron en gran cantidad en algún momento durante la formación de la Galaxia.

No debería existir confusión entre los conceptos *componentes Galácticas* y *población estelar*; sin embargo, estos conceptos están relacionados. En general, las estrellas de *población I* se asocian al disco delgado, y las estrellas de *población II* se asocian al disco grueso y al Halo.

La Tabla 1.1 muestra las propiedades asignadas a cada componente estelar de la Galaxia según Norris (1996), Padmanabhan (2001) y Bensby et al. (2003). La descripción de la tabla es la siguiente: la columna 1 da la componente, la columna 2 el tipo de población estelar, las columnas 3, 4 y 5 dan la escala de altura, la metalicidad y la edad, respectivamente, en la columna 6 aparece la dispersión en velocidad de la componente vertical,  $z$ , y en la columna 7 se da un objeto representativo.

Componente (1)	Población (2)	Escala de Altura (pc) (3)	[Fe/H] (dex) (4)	Edad (Ga) (5)	$\sigma_z$ Km/s (6)	Objetos Representativos (7)
Disco Delgado Joven	Pob. I Extrema	< 200	+0.3	<1.0	10	estrellas A y F
Disco Delgado Intermedio	Pob. I Intermedia	400	0.0	5	16	Sol
Disco Delgado Viejo	Pob. de disco	700	-0.3	10	25	RR Lyra
Disco Grueso	Pob. II Intermedia	1000-1300	-0.6	12-15	35	Gigantes Rojas
Bulbo	Pob. II Intermedia	1400 de radio	+0.2 y -1.5	12-15		Gigantes Rojas
Halo	Pob. II Extrema	1600-3000	-1.6	12-15	90	Cúmulos Globulares

Tabla 1.1. Propiedades de las componentes estelares.

El término de población I *extrema* significa la población I con la mínima escala de altura y mínima edad. Para el caso de población II extrema, implica la mayor escala de altura y mayor edad, el término “intermedia” se refiere a que los valores de escala de altura y la edad están dentro del régimen promedio para estos parámetros.

Las estrellas a las cuales se les calculan datos fotométricos están divididas en tres subgrupos: baja metalicidad, subgigantes de baja metalicidad y tipo solar. A excepción del subgrupo de estrellas tipo solar (el cual sirve como grupo de comparación para los datos fotométricos y cinemáticos), las estrellas fueron seleccionadas por su baja metalicidad, ya que ésta característica las debiera colocar como pertenecientes al Halo Galáctico, componente a la cual se le hace un análisis cinemático en busca de grupos en movimiento.

## 1.2.- Grupos de estrellas en movimiento (grupos en movimiento).

Desde el principio del siglo pasado, el tema de los grupos en movimiento comenzó a sonar con fuerza en la astronomía. Hubo un auge a mediados de ese mismo siglo, donde autores como Olin J. Eggen realizaron una gran cantidad de trabajos referentes a este tema. Eggen describe (Capítulo 6 del volumen V, de “*Stars and Stellar Systems*”, Eggen 1965) que había poca evidencia sobre la creencia de que el nacimiento de una estrella es un evento aislado en el espacio y el tiempo y que, por el contrario, hay mucha evidencia de cúmulos y sistemas estelares múltiples, indicando que las estrellas fueron formadas en grandes cantidades. Si la mayoría de las estrellas fueron producidas en conjuntos y las fuerzas encargadas de separar a las estrellas o a estos conjuntos no han sido lo suficientemente efectivas, las estrellas miembros de un conjunto podrían ser identificadas por sus movimientos similares. Así, si muchas estrellas tienen movimientos similares pero están bastante separadas en el cielo, estas estrellas pueden ser examinadas por su constitución química y por su distribución en el diagrama color-magnitud para poder identificar si pertenecen a algún grupo en movimiento.

Proctor (1869) fue el primero en dar a conocer a la comunidad estrellas con movimiento propio similar localizadas en varias regiones del cielo.

Mientras se compilaba el *Preliminary General Catalogue*, Lewis Boss (1908) desarrolló el método conocido como *punto convergente* para poder discernir grupos de estrellas ampliamente esparcidas en el plano del cielo. Aplicando ese método a las Híadas, usando el movimiento propio de 40 estrellas y las velocidades radiales de sólo tres, derivó una distancia y un movimiento espacial que han cambiado muy poco hasta hoy en día.

El éxito del punto convergente depende de la suposición de que los movimientos de las estrellas individuales en estos grupos en movimiento son paralelos. Este método hizo posible la identificación de muchos grupos en movimiento.

Antoja et al. (2008) mencionan que, después de los trabajos pioneros de Proctor (1869), Kapteyn (1905) y Lindblad (1925), Eggen estableció las propiedades cinemáticas y espaciales de las corrientes estelares (los grupos en movimiento) formadas por estrellas con cinemática similar en la vecindad solar. Como estas estructuras mostraban cinemática similar a la de ciertos cúmulos abiertos, trabajó exhaustivamente en la hipótesis de que los grupos en movimiento son el resultado de la dispersión de cúmulos estelares (resultantes de causas internas y externas). También mencionan que gracias a los datos astrométricos de Hipparcos se ha reconocido la existencia de los grupos en movimiento y su subestructura dentro de ellos.

Algunos trabajos en los cuales se ha tratado de deducir el origen de los grupos en movimiento y otros donde se utilizan estos grupos para explicar la evolución Galáctica y sus propiedades son: Mayor (1972) y Kalnajs (1991) que dan los primeros argumentos teóricos de un origen dinámico diferente para los grupos en movimiento; Dehnen (1998) apuntó que las resonancias orbitales pueden ser la causa de la existencia de los grupos en movimiento observados en la vecindad solar. Estos mecanismos “resonantes” son propuestos como los más plausibles originadores de los principales grupos en movimiento. Otras estructuras cinemáticas menores en la vecindad solar, tal como HR1614, parecen ser el remanente de un evento de formación estelar dispersado (De Silva et al. 2007) y se ha propuesto que otras estructuras estarían relacionadas con eventos de acreción en la Galaxia (Helmi et al. 2006).

En la publicación de Antoja et al. (2009) mencionan en su discusión que los grupos en movimiento vienen a ser una poderosa herramienta para estudiar la dinámica y la estructura a gran escala de la Vía Láctea. Ellos aplican técnicas multi-escala a una muestra de más de 24,000 estrellas en la vecindad solar para caracterizar las estructuras cinemáticas observadas en un espacio 4 dimensional U-V-Edad-[Fe/H], y se enfocan en establecer limitantes observacionales que les permitan estudiar el origen y la evolución de las estructuras.

En lo que respecta a encontrar nuevos grupos en movimiento, una publicación reciente realizada por Zhao, Zhao & Chen (2009) da un catálogo de 22 grupos, entre los cuales se encuentran algunos de los grupos ya detectados en la literatura. Estos autores dicen que hay dos formas de detectar los grupos en movimiento, uno de los cuales es el ya mencionado punto convergente, para datos de movimiento propio, y el otro es el de búsqueda de estructura cinemática en el espacio de velocidades. Este último método involucra principalmente la realización de diagramas con ayuda de las velocidades de las estrellas en la Galaxia. También pueden estar involucrados en este método parámetros como edad y metalicidad. Los trabajos recientes sobre grupos en movimiento utilizan el segundo método.

Después de la publicación del catálogo de Hipparcos (ESA 1997), la investigación concerniente a búsqueda de grupos estelares tuvo un gran auge, ya que estaban disponibles movimientos propios y paralajes más precisos. Trabajos como los de Famaey et al. (2005, 2007) han identificado cinco grupos en movimiento basados en 6,000 gigantes y han investigado la distribución de masa de la corriente de las Híadas basados en 14,000 enanas del Geneva-Copenhagen survey de Nordström et al (2004). Klement et al. (2008) identificaron al menos cuatro “sobredensidades de espacio-fase” (aglomeraciones de estrellas en un diagrama  $V$  vs  $(U^2 + 2V^2)^{1/2}$ ) con órbitas similares en la vecindad solar utilizando los datos públicos de Radial Velocity

Experiment (RAVE).

Diferentes autores usan diferentes técnicas y diferentes muestras, pero todos reportan la presencia de grupos en movimiento en la vecindad solar (tanto grupos en común como grupos diferentes).

Así pues, se tiene una variedad de técnicas para encontrar grupos, además de simulaciones que están surgiendo tanto para encontrar grupos como para explicar la dinámica de la Galaxia utilizando la presencia de estos grupos. Aquí trataremos de identificar alguna estructura sobre el Halo Galáctico con el uso de una cantidad considerable de estrellas y de tres distintos diagramas cinemáticos con contornos. Esto se hará en el Capítulo V.

Para la búsqueda de grupos en movimiento en el Halo usamos diagramas cinemáticos, donde los datos cinemáticos son obtenidos a partir de la fotometría Strömgren  $uvby-\beta$  y de datos obtenidos de la literatura. Lo que sigue es una breve descripción de la fotometría Strömgren  $uvby-\beta$ .

### 1.3.- ¿En qué consiste la fotometría?

En sí, la fotometría se puede definir como la “*medición de la luz*”. En el ámbito astronómico, la fotometría es la encargada de medir la radiación proveniente de los objetos celestes. Existen varios métodos de medición de la luz; el más antiguo e iniciador de esta área es la del ojo humano y es conocido como *fotometría visual*.

Hace más de 2000 años (180 A. de C.), el griego Hiparco de Nicea, observando las estrellas a simple vista y en un lugar oscuro estableció una escala de magnitudes para su brillo. La escala iba del número 1 al 6, asignando 1 a las estrellas con mayor brillo y conforme éste disminuía la magnitud era un número mayor hasta llegar a 6 para las estrellas más débiles observables. En el año 1856, N. R. Pogson confirmó lo que medio siglo antes había descubierto Herschel: que una estrella de magnitud 1 producía aproximadamente 100 veces el flujo de luz de una estrella de magnitud 6, ya que las magnitudes habían sido establecidas con respecto al ojo humano y éste no tiene una respuesta lineal a la luz. Pogson definió la escala de magnitudes de una manera tal que una diferencia de cinco magnitudes correspondiera a un factor 100 en el flujo de luz (Astronomical Photometry. Hende & Kaitchuck, published by Willmann-Bell, Inc, 1990).

Entonces, el flujo de luz para una diferencia de una magnitud es  $100^{1/5} = 10^{2/5} = 2.512$ . Esta definición es referida como la *escala de Pogson*. El cociente de flujo para una diferencia de dos magnitudes es  $(10^{2/5})^2$ , para una diferencia de tres magnitudes es  $(10^{2/5})^3$  y así en general. Por lo

tanto, podemos definir

$$F_1/F_2 = (10^{2/5})^{m_2 - m_1} \quad 1.1$$

donde  $F_1$ ,  $F_2$  y  $m_1$ ,  $m_2$  se refieren a los flujos y magnitudes de dos estrellas respectivamente. Lo anterior puede escribirse como

$$\log (F_1/F_2) = 2/5 (m_2 - m_1) \quad 1.2$$

o

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log (F_1/F_2). \quad 1.3$$

Otro método para medir la radiación de las estrellas es la fotografía, la cual fue aplicada a la fotometría a mediados del siglo XIX por J. Bond y otros en Harvard. La intensidad y el tamaño de la imagen parecían estar relacionados con el brillo de la estrella. Sin embargo, por las características del grabado fotográfico, las magnitudes determinadas por las placas fotográficas no corresponden en general a las magnitudes obtenidas visualmente. La sensibilidad del ojo alcanza su máximo en la parte verde-amarilla del espectro visible mientras que la sensibilidad máxima de la emulsión fotográfica se encuentra en la parte azul.

La placa fotográfica llegó a ser el primer detector después del ojo. Si una magnitud es obtenida de placas fotográficas, se denomina *magnitud fotográfica* ( $m_{pg}$ ). Con la aplicación de algunas técnicas fotográficas y de un filtro amarillo se puede reproducir el sistema visual y esto da lugar a un sistema foto-visual con *magnitudes fotovisuales* ( $m_{pv}$ ). Se pueden comparar las magnitudes fotovisuales con las visuales, teniendo en mente todas las dificultades que esto conlleva.

La observación fotográfica tiene varias ventajas sobre la observación visual, entre las que destacan un grabado permanente y que muchos objetos pueden ser registrados en una sola observación, además de que es menos subjetivo que la observación visual. Pero el análisis de objetos estelares a fin de obtener magnitudes es más complicado y los resultados frecuentemente resultan imprecisos.

El descubrimiento de la celda fotoeléctrica en 1911 en Estados Unidos fue importante para la cuestión observacional. Estas celdas fueron similares a un diodo tipo tubo, cuyos materiales de construcción consistían en electrodos compuestos de metales alcalinos. Al aplicarles un alto voltaje ( $\sim 300$  Volts) y ser expuestas a la luz, los electrones liberados por el proceso fotoeléctrico creaban una pequeña corriente con respuesta lineal; esto es, una fuente con el doble de brillo producía el doble de corriente. Sistemas similares fueron desarrollados en Europa.

El amplificador electrónico fue introducido a la Astronomía por Whitford. La invención en la década de 1930 del tubo multiplicador de electrones o fotomultiplicador fue un importante avance para la astronomía. Un tubo fotomultiplicador consiste de un cátodo fotoemisor (fotocátodo) consistente de metales alcalinos, seguido de electrodos enfocadores, un multiplicador

---

de electrones (dínodos) y un colector de electrones (ánodo) en un tubo al vacío. Cuando la luz entra al fotocátodo, éste convierte la energía de la luz incidente en fotoelectrones emitidos al vacío, los cuales son enfocados hacia los dínodos, donde son multiplicados en un proceso de emisión secundaria. Al final, la señal de salida se obtiene en el ánodo. Con este instrumento pudo definirse un nuevo sistema de magnitud fotoeléctrica más preciso. Este sistema involucra un conjunto de filtros y tubos fotomultiplicadores.

La meta de la fotometría astronómica parece simple: medir el flujo de luz de un objeto celeste. Se pensaría que todo lo que se necesita es colocar un detector de luz en el foco de un telescopio, pero el problema comienza cuando distintos observadores utilizando diferentes detectores y telescopios tratan de comparar o combinar sus datos: aunque hayan observado la misma estrella al mismo tiempo, sus mediciones no son necesariamente iguales. Las diferencias ocurren debido a muchas situaciones como, por ejemplo, la diferente respuesta espectral del telescopio y del detector.

El primer paso obvio hacia un conjunto de datos uniforme debiera ser que todos los observadores usen el mismo tipo de detector. También sería muy valioso aislar y medir ciertas porciones del espectro que contengan características que indiquen condiciones físicas de las estrellas. Esto se logra usando un detector con una respuesta espectral ancha, con regiones espectrales individuales aisladas por filtros que transmiten hacia el detector sólo un intervalo limitado de longitudes de onda. Cada observador debiera adaptar el detector y los filtros tan cercanamente como sea posible a un sistema común. Sin embargo, es imposible desarrollar dos o más filtros o detectores idénticos, por lo que la uniformidad nunca se dará estrictamente. Entonces, es necesario un componente más para este objetivo: las *estrellas estándar*.

Observaciones de las mismas estrellas no variables, de magnitud y color conocidos permitirán a cada observador transformar sus datos a un sistema fotométrico. Es así como se desarrolla un sistema fotométrico: especificando el detector, los filtros y un conjunto de estrellas estándar.

Basados en el tamaño de los intervalos de longitud de onda transmitidos por los filtros, los sistemas fotométricos pueden dividirse en tres categorías: sistemas de banda ancha, con un ancho de filtro de alrededor de 900 Å, de banda intermedia con ancho de filtro alrededor de 200 Å y los sistemas de banda angosta con ancho de 30 Å o menos en los filtros .

El sistema que se utiliza en este trabajo es el sistema *uvby-β*, el cual da información astrofísica importante. Hablemos un poco de este sistema.

## 1.4.- Sistema $uvby-\beta$ .

El sistema  $uvby-\beta$  está compuesto del sistema de cuatro colores de Strömngren y el sistema de banda intermedia  $H\beta$ . Lo que sigue es una descripción de estos sistemas por separado, comenzando por el sistema  $uvby$ .

### 1.4.1.- Sistema Strömngren $uvby$ .

El sistema Strömngren  $uvby$  es un sistema de banda intermedia que ha sido de mucha utilidad en los últimos años para los astrónomos que hacen fotometría. La designación para los filtros, la longitud de onda central y el ancho de banda para cada filtro están dados en la Tabla 2.2.

Este sistema está definido casi totalmente por el filtro. La longitud de onda donde se encuentra el filtro  $y$  (amarillo) coincide con la longitud de onda donde se calcula la magnitud visual  $V$  del sistema  $UBV$ . Este filtro no transmite componentes espectrales fuertes en estrellas de tipo temprano. El límite en el rojo está definido por el filtro  $y$  y no por el detector. El filtro  $b$  (azul) está centrado 300 Å hacia el rojo del filtro  $B$  del sistema  $UBV$  para reducir efectos de encubrimiento de línea "line blanketing" (de aquí en adelante *blanketing*. Ver Figura 1.2). Para estrellas de tipo espectral más tardío que A0, las líneas de absorción de metales se vuelven fuertes. Un filtro que está centrado en una región de longitud de onda donde tales líneas son comunes transmite menos flujo que el que debiera si no estuviesen esas líneas. Este efecto de blanketing es un indicador de temperatura y composición (metalicidad), y se vuelve más fuerte en tipos espectrales tardíos y a metalicidades más altas. Para conseguir una clara medición de su efecto es necesario medir el flujo estelar en una región de poco blanketing ( $b, y$ ) y compararlo con una región donde el blanketing es fuerte ( $u, v$ ). Para estrellas de tipo temprano los filtros  $y$  y  $b$  están casi libres de blanketing. En estrellas tardías, los dos filtros son afectados casi por igual.

El filtro  $v$  (violeta) está centrado en una región de fuerte blanketing pero protegido de la región donde las líneas de hidrógeno comienzan a acumularse, cerca del límite de Balmer. El filtro  $u$  (ultravioleta) mide tanto el blanketing como la discontinuidad de Balmer (ver Figura 1.2) y está centrado lo suficientemente lejos del límite atmosférico, cerca de 3000 Å, así que los sitios de observación no afectan en la definición del intervalo de longitud de onda observada. Por esto, el sistema está casi definido por filtro  $y$  y es insensitivo al detector usado y a la atmósfera terrestre.

La Figura 1.2 ilustra esquemáticamente un espectro estelar tipo F y el lugar donde se sitúan los filtros. A causa de que los filtros  $y$  y  $b$  están relativamente libres de blanketing, el índice  $(b - y)$  es un buen indicador de color y de temperatura efectiva. El índice de color es básicamente la pendiente del continuo. En la ausencia de blanketing, la pendiente del continuo sobre  $v, b$  y  $y$

debiera ser a grosso modo constante y  $(b - y)$  aproximadamente igual a  $(v - b)$ . Al estar  $(v - b)$  afectado por blanketing la diferencia entre estos dos índices indica la fuerza del blanketing; así, puede definirse un índice de metalicidad  $m_1$  como:

$$m_1 = (v - b) - (b - y). \quad 1.4$$

Para determinar cómo ha sido afectada la pendiente del continuo por la discontinuidad de Balmer, el índice  $c_1$  está definido por

$$c_1 = (u - v) - (v - b). \quad 1.5$$

Este índice mide la discontinuidad de Balmer y está casi libre de los efectos de blanketing. Para ver esto, notar que la medición de  $u$  contiene el efecto tanto de blanketing como el de la discontinuidad de Balmer.

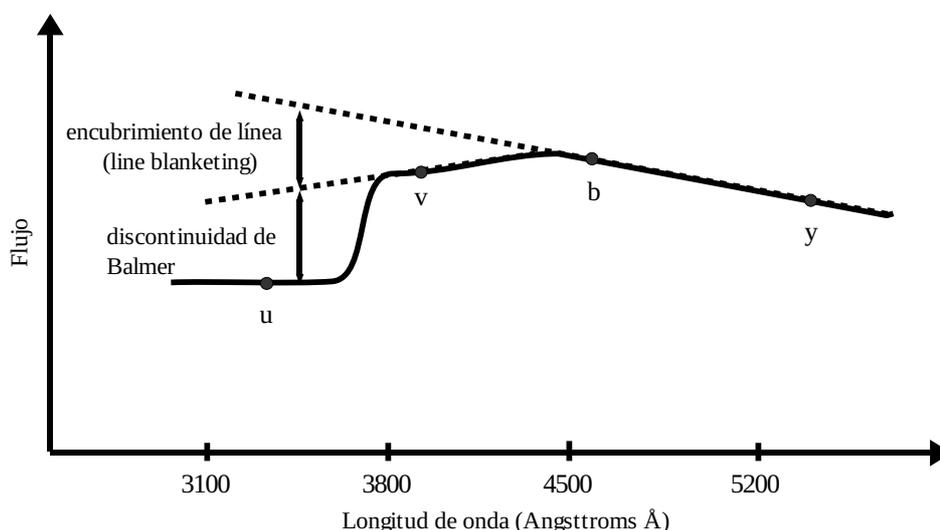


Figura 1.2. Ubicación de los filtros en el espectro estelar.

El filtro  $v$  contiene sólo el efecto de “blanketing”, el cual afecta al filtro  $v$  la mitad de lo que lo hace en el filtro  $u$ . Además, notar que  $c_1$  ha sido definido de tal manera que se puede escribir como

$$c_1 = (u - 2v + b), \quad 1.6$$

por lo que el “blanketing” en “ $u$ ” está cancelado por dos veces el de “ $v$ ”.

Resumiendo, el sistema de cuatro colores da una magnitud visual y mediciones de temperatura efectiva, de la fuerza de las líneas de metales y de la discontinuidad de Balmer. Y por estar definido por filtro y ser de banda intermedia ( $\Delta\lambda \leq 300\text{Å}$ ), independientemente de cualquier detector, no requiere de términos de segundo orden en las ecuaciones de extinción. Una desventaja es que las bandas más pequeñas hacen más difícil medir estrellas débiles.

### 1.4.2.- Fotometría de banda intermedia-angosta $H\beta$ .

En este sistema se usa un filtro de interferencia angosto centrado en la línea de  $H\beta$  (de aquí en adelante sólo  $\beta$ ). En estrellas tipo tempranos B8-A6, ésta es una línea fuerte de absorción. La cantidad de luz que pasa por el filtro angosto depende fuertemente del ancho equivalente de la línea, y este ancho equivalente de  $\beta$  es un indicador de luminosidad en estrellas de tipo espectral O a A y un indicador de temperatura para tipos de A a G.

Este sistema requiere dos filtros ya que una pequeña cantidad de flujo detectado puede significar una fuerte absorción de la línea  $\beta$  o simplemente una estrella débil. Así, se emplea un segundo filtro de banda más ancha que mide una cantidad mayor del continuo. El cociente de las mediciones de los filtros indica la intensidad de  $\beta$  con respecto al continuo. La Figura 1.3 muestra la respuesta de los filtros.

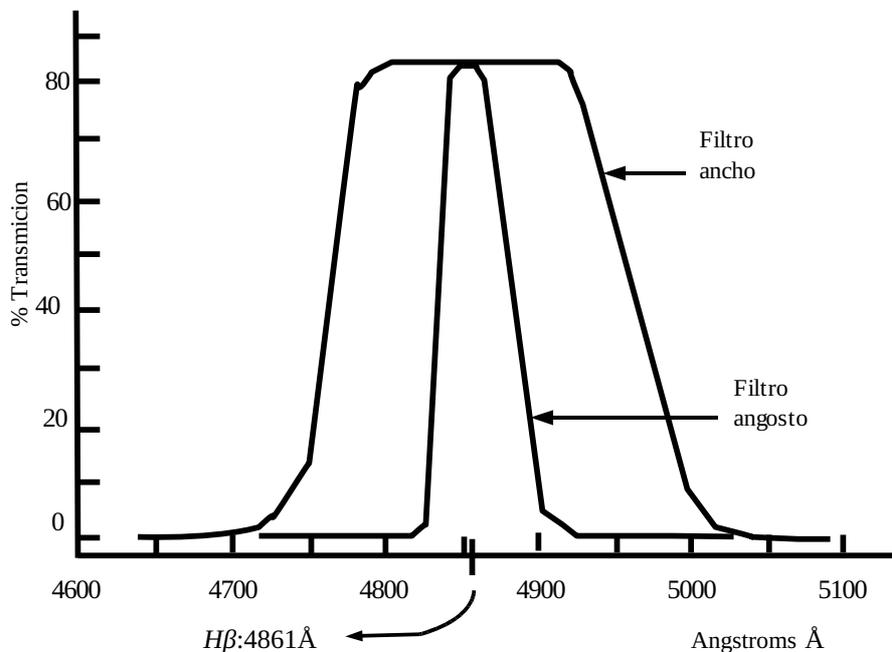


Figura 1.3. Respuesta de los filtros del sistema  $\beta$

Una vez explicado someramente el sistema fotométrico que utilizaremos, procedemos a dar una breve explicación de los trabajos que se tienen como base para alcanzar nuestros objetivos.

### 1.5- Fotometría $uvby-\beta$ de estrellas de alta velocidad y pobres en metal.

Este trabajo tiene como base una serie de publicaciones sobre fotometría  $uvby-\beta$  que se han desarrollado desde finales de los años 80. La primera publicación de esta serie es Schuster & Nissen (1988) "Four-color  $uvby$  and  $H\beta$  photometry of high-velocity and metal-poor stars. I. The catalogue of observations" (de aquí en adelante SN88). En esta publicación se presentó un catálogo con

fotometría de cuatro colores y  $\beta$  para un total de 711 estrellas pobres en metal y de alta velocidad. Las técnicas de reducción fotométrica son prácticamente las mismas que se utilizarán para este trabajo y serán descritas en detalle en el Capítulo III.

El catálogo presentado en esta publicación contiene observaciones hechas en el sur, en el European Southern Observatory (ESO) en La Silla, Chile, y observaciones del norte, en el Observatorio de San Pedro Mártir (SPM) en Baja California, México. Los datos fueron transformados al sistema instrumental  $uvby-\beta$  de Olsen (1983, 1984), y son los mismos sistemas  $uvby$  y  $\beta$  de Crawford & Barnes (1970) y Crawford & Mander (1966), respectivamente.

El catálogo en SN88 dio paso a algunas calibraciones que fueron presentadas en Schuster & Nissen (1989), “II. Intrinsic color and metallicity calibrations” (de aquí en adelante SN89). La fotometría de las estrellas del catálogo publicado en SN88 fue utilizada para derivar nuevas calibraciones de color intrínseco y metalicidad. Daremos más detalles de estas ecuaciones de calibración en el Capítulo III.

Schuster & Nissen (1989b), “III. Metallicities and ages of halo stars”, usan las calibraciones de SN89 en las estrellas del catálogo de SN88. El exceso de color y la metalicidad fueron calculados para 711 estrellas y se catalogaron a 220 de estas estrellas como estrellas del Halo, de acuerdo al criterio de  $[Fe/H] \leq -1$  definido en esta misma publicación. Además, se derivó la edad relativa de 77 estrellas del Halo que se ubican en el “*turn-off*” (punto de salida de la etapa de secuencia principal en el diagrama H-R, diagrama color vs magnitud, o luminosidad vs temperatura) del diagrama  $c_0$  vs  $(b - y)_0$ .

En la cuarta publicación, Allen, Schuster & Poveda (1991), “IV. Distances, Kinematics, and Galactic Orbits for Stars with  $\langle Fe/H \rangle \leq -2.0$ ”, se seleccionaron 43 estrellas de las 711 del catálogo fotométrico de SN88 que tienen  $[Fe/H] \leq -2.0$ , las cuales son representativas del componente más viejo de la Galaxia. Para estas estrellas se determinaron las distancias fotométricas, se integraron las órbitas galácticas mediante el modelo de potencial galáctico de Allen & Martos (1986), y se obtuvo un Halo retrógrado para  $Z_{max} > 5$  kpc y  $R_{max} > 20$  kpc.

En Nissen & Schuster (1991) “V. Distances, kinematics and ages of halo and disk stars” (de aquí en adelante NS91) se da una nueva calibración para la magnitud absoluta,  $M_V$ . Esta calibración es útil en estrellas F tardías, G subgigantes y enanas, cuya metalicidad está en el rango de  $-3.0 \leq [Fe/H] \leq 0.0$ , y está basada en la posición de la estrella en los diagramas  $c_0$  vs  $(b - y)_0$  y  $M_V$  vs  $(b - y)_0$ , tomando en cuenta el estado evolutivo de la estrella. Esta calibración es utilizada en

nuestro trabajo.

Se obtuvieron distancias de las estrellas a partir de las magnitudes, que cuando se combinaron con las velocidades radiales y los movimientos propios, ayudaron a calcular las velocidades espaciales de 611 de las 711 estrellas de alta velocidad del catálogo de SN88 con una precisión típica de 10-30 km/s. Se utilizó el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  para separar las estrellas pertenecientes al Halo de las estrellas del Disco, definido en esa publicación como “disco de alta velocidad”.

También, usando las isócronas de Vandenberg (1985), se estimaron las edades de las estrellas en la región del *turn off*, encontrándose que una gran mayoría de las estrellas de alta velocidad del Disco con metalicidades en el rango  $-1.2 < [Fe/H] < -0.5$  son tan viejas como las estrellas del Halo.

Un segundo catálogo de fotometría *uvby- $\beta$*  de 533 estrellas de alta velocidad se presenta en la publicación Schuster, Parrao & Contreras (1993), “VI. A second catalogue, and stellar populations of the Galaxy” (SPC93 de aquí en adelante). Los datos fueron tomados y reducidos usando el mismo fotómetro de las observaciones del norte, las mismas técnicas de observación, las mismas estándares y los mismos programas de reducción que en las observaciones del primer catálogo. Al sumar las estrellas de los dos catálogos, se obtuvieron valores de metalicidad  $[Fe/H]$  de 1214 estrellas y parámetros cinemáticos de 1149 estrellas. Se hace un análisis detallado de poblaciones estelares gracias a la evidencia que muestran diversos diagramas de esta misma publicación, tales como  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  y de Bottlinger (velocidad  $V'$  vs velocidad  $U'$ , definidas en el Capítulo IV). Se logra caracterizar el Disco, además de ver una distribución vertical del momento angular en el Halo.

Los dos catálogos fotométricos son utilizados para obtener edades en la séptima publicación Marquez & Schuster (1994), “VII. Ages of halo and thick-disk field stars”, donde se calcula la edad de estrellas del *turn-off*. Se emplean ajustes polinomiales para interpolar las isócronas de Vandenberg & Bell (1985) en el plano  $c_0$  vs  $(b - y)_0$ .

El exceso de color interestelar  $E(b - y)$  y las metalicidades fotométricas  $[Fe/H]$  de las estrellas fueron determinadas usando las calibraciones fotométricas dadas anteriormente. También se distinguieron a las estrellas como miembros de poblaciones estelares usando el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  y se integraron órbitas Galácticas para estrellas del Halo empleando la distribución de masa Galáctica de Allen & Santillán (1991).

En la publicación Schuster, et al. (1996), “ VIII. Stars of very low metal abundance”, se da un catálogo fotométrico  $uvby-\beta$  para 87 estrellas subgigantes y del turn-off en un muestreo de Beers et al. (1992). La mayoría de las estrellas tienen metalicidad  $[Fe/H] \leq -2.5$ . Las técnicas de reducción han sido las mismas que en los dos catálogos anteriores, además de que nuevamente los datos fueron obtenidos tanto en el sur como en el norte en los observatorios de ESO y SPM, respectivamente. Los datos fotométricos son comparados con la fotometría UBV e índices espectrales del muestreo de Beers et al. (1992), encontrándose similitud en los datos.

Se dan parámetros estelares tales como enrojecimiento  $E(b - y)$ , magnitud absoluta  $M_v$ , diferencia en magnitud  $\delta M_v$  y temperatura efectiva  $T_{eff}$ . Además, se notó que muchas estrellas tienen enrojecimiento significativo a pesar de que todas tienen latitudes  $|b| \geq 30^\circ$  en las observaciones del norte.

En Schuster & Allen (1997), “IX. Effects of orbital chaos in the Galactic halo”, usando el modelo de potencial Galáctico de Allen & Santillán (1991), se calculan las órbitas galácticas de 280 estrellas identificadas como estrellas del Halo en el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ . Se investigan también los efectos de caos sobre la estructura orbital.

A su vez, en la décima publicación, Schuster et al. (2004) “X. Stars of very low abundance: Observations, reddenings, metallicities, classifications, distances, and relative ages”, se presenta la fotometría  $uvby-\beta$  de 496 estrellas muy pobres en metal, y se utiliza para derivar parámetros como: enrojecimiento interestelar, metalicidades, clasificaciones fotométricas, distancias y edades relativas.

Nuevos datos fotométricos  $uvby-\beta$  de 442 estrellas de alta velocidad y pobres en metal se presentan en la publicación Schuster et al. (2006), “XI. Ages of halo and old disk stars” (de aquí en adelante SMMPC). Este catálogo, combinado con los dos anteriores (SN88 y SPC93), da un número total de 1533 estrellas de alta velocidad y pobres en metal, todas con datos fotométricos y cinemáticos. Se dan distancias para casi todas estas estrellas obtenidas de una calibración fotométrica basada en paralajes de Hipparcos; esta calibración así como los datos de las estrellas también serán utilizadas por nosotros en este trabajo. Se utilizan también las calibraciones fotométricas dadas a lo largo de la serie de publicaciones para obtener valores de  $E(b - y)$  y  $[Fe/H]$ . Además, el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  permite separar las estrellas del Halo y las estrellas del Disco. Estas estrellas son estudiadas en el diagrama  $(b - y)_0$  vs  $M_v$  y comparados con las isócronas de Bergbusch & Vandenberg (2001) para derivar edades estelares. Se detectan dos componentes en el disco grueso con edades  $\sim 10.0$  y  $12.5$  Ga, y para el Halo  $\sim 13.0$  Ga. Además, se hacen

comparaciones con WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) y el modelo jerárquico de Abadi et al. (2003).

En nuestro trabajo utilizamos el método de reducción de datos fotométricos aplicado en esta serie de publicaciones, así como los mismos métodos de obtención de algunos parámetros estelares. A su vez, utilizaremos los datos de los catálogos dados en esta serie y los uniremos con los nuevos datos que se obtengan aquí para realizar diagramas cinemáticos y tratar de encontrar subgrupos estelares dentro de la Galaxia.

El presente trabajo se describe de la siguiente manera: en el Capítulo II se da una descripción del fotómetro utilizado para la obtención de los datos así como algunos conceptos útiles y la manera en que se hicieron las observaciones. El Capítulo III contiene los conceptos de la reducción de los datos fotométricos, tales como la creación del sistema instrumental y la transformación de los datos al sistema estándar, además de que se verán las ecuaciones de calibración usadas para obtener parámetros fotométricos. En el Capítulo IV se analizan los datos fotométricos obtenidos y se dan los parámetros cinemáticos mientras que los diagramas y la búsqueda de estructura Galáctica aparece en el Capítulo V. Las conclusiones y las propuestas para trabajo futuro se dejan para el Capítulo VI.

## II.- INSTRUMENTACIÓN Y OBTENCIÓN DE DATOS.

El telescopio utilizado para este trabajo es el de 1.5m del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) en la sierra de San Pedro Mártir en Ensenada B. C. y el fotómetro usado es el *fotómetro Danés*. A continuación se da una descripción de este aparato.

### 2.1.- Fotómetro Danés.

El fotómetro Strömgren del OAN en SPM (fotómetro Danés) fue diseñado y construido entre los años 1981-1982 en los talleres del Observatorio de la Universidad de Copenhague, en la ciudad de Brorfelde, Dinamarca. Fue diseñado por B. Strömgren, E. H. Olsen, P. E. Nissen y R. F. Nielsen. El diseño óptico corrió a cargo de R. F. Nielsen y el diseño mecánico fue realizado por P. Bechmann (manual del fotómetro, Nissen 1984).

Este instrumento ha sido de gran utilidad para los astrónomos del OAN y de muchas otras partes. En general, el instrumento es empleado para hacer fotometría fotoeléctrica por conteo de fotones en dos modos: el modo de cuatro colores *uvby* (sistema Strömgren) y el modo  $\beta$  (sistema de Crawford). El instrumento cuenta con un espejo plano inclinado intercambiable en el camino óptico el cual sirve para dar la opción respectiva de  $\beta$  (espejo dentro) o bien la opción de cuatro colores (espejo fuera).

En el modo de *uvby*, el fotómetro separa los componentes espectrales de las cuatro bandas por medio de una rejilla de difracción, luego cuatro rendijas ("slots"), cuatro espejos de transferencia y cuatro lentes de Fabry con sus respectivos filtros y usa cuatro tubos fotomultiplicadores para la medición simultánea de los canales. Los fotomultiplicadores son Electron Tubes 9893Q/350A

Para el modo de  $\beta$ , el instrumento utiliza un filtro dicróico para separar la luz en dos haces que envía al fotomultiplicador respectivo por medio de filtros de interferencia centrados en la banda  $\beta$ , uno ancho para medir el continuo estelar y otro angosto para medir la línea espectral  $\beta$ . El fotomultiplicador utilizado es EMI9789QA. En la Figura 2.1 se presenta un esquema de los componentes del Fotómetro Danés.

El plano focal del instrumento se encuentra a 185 mm de la superficie superior, donde se encuentran los diafragmas con diferentes tamaños en una rueda mecanizada; el tamaño de los diafragmas se resume en la Tabla 2.1.

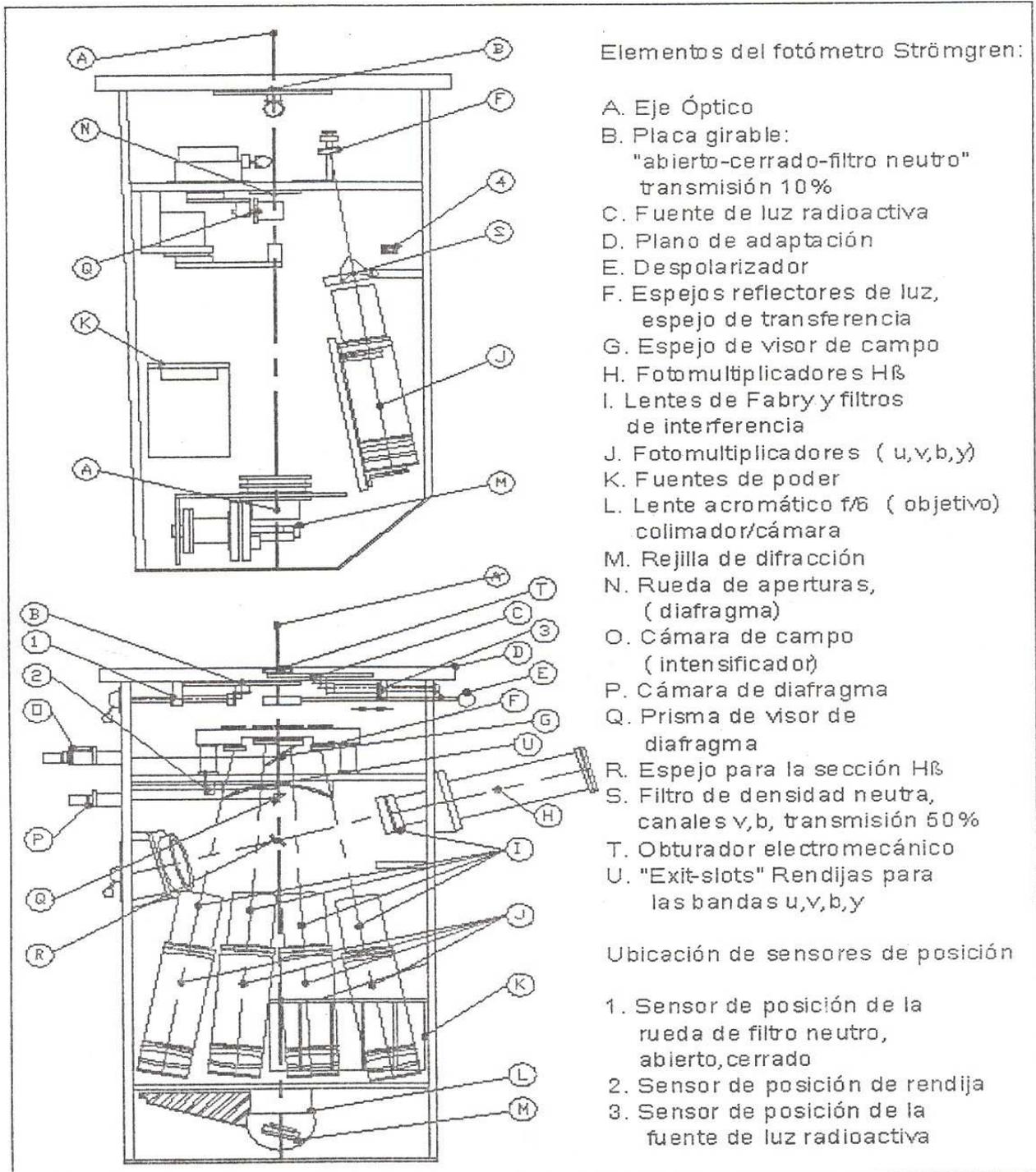


Figura 2.1. Diagrama general del fotómetro y todos sus componentes; la parte superior muestra una vista de lado mientras que la parte inferior muestra una vista de frente (figura obtenida de las publicaciones técnicas del Instituto de Astronomía. El Fotómetro Strömrgren del OAN-SPM, Figura 1. Gutiérrez et al. 2006).

Después de la rueda de diafragmas se encuentra el objetivo acromático con una distancia focal de 402 mm y una relación f/6 que colima el haz sobre la rejilla de difracción. Esta lente vuelve a actuar después como cámara sobre el haz dispersado por la rejilla, enfocándolo sobre un arreglo

de rendijas colocadas en el plano focal cilíndrico que está ubicado a la altura de la rueda con los diafragmas.

<i>Diafragma</i>	<i>Diámetro (mm)</i>	<i>Campo (")</i>
0	3	31.6
1	2	21.1
2	1.2	12.6
3	abierto	-
4	0.6	6.3
5	0.45	4.7

Tabla 2.1. Diámetro y campo para los diafragmas del fotómetro Danés.

La rejilla de difracción cuenta con 1200 líneas/mm y está optimizada para  $\lambda=5000 \text{ \AA}$  en primer orden. Después del arreglo de las rendijas que seleccionan la banda de paso (*uvby*) se encuentra un conjunto de espejos de transferencia esféricos que reenvían los respectivos haces hacia los fotomultiplicadores. Los espejos cuentan con un recubrimiento interferencial para optimizar la reflectividad en su respectiva banda y reducir la luz espuria.

A la entrada de los tubos fotomultiplicadores están colocadas las lentes de Fabry y los filtros de interferencia de alta transmisividad. El conjunto de filtros de interferencia combinado con las rendijas ofrecen las bandas espectrales dadas en la siguiente tabla:

	<i>u</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>y</i>
$\lambda_{\max}$ (Å) (rendija)	3686	4222	4801	5636
$\lambda_{\min}$ (Å) (rendija)	3324	4006	4572	5346
$\lambda_{\text{central}}$ (Å) (filtro)	3505	4110	4685	5488
FWHM (Å) (filtro)	330	170	183	235
Transmisividad (%)	76	83	89	90

Tabla 2.2. Longitudes de onda central, máxima y mínima para los índices *uvby*, así como su FWHM y transmisividad.

Como ya ha sido mencionado, existe un espejo plano móvil intercambiable que desvía el haz de luz hacia la sección  $\beta$ . Cuando el haz es reflejado en el espejo encuentra en su camino un separador de haces que lo separa en dos, conteniendo 20% y 80% de la luz, respectivamente. Estos haces inciden después en los canales  $\beta w$  (ancho) y  $\beta n$  (angosto) en cuyas entradas se ubican lentes de Fabry y los filtros de interferencia. El flujo que se recibe en cada canal resulta más o menos similar debido a la distribución de transmisividades más la fracción de luz en cada haz (Tabla 2.3), resultando en que la razón  $\beta n / \beta w$  es muy próxima a la unidad y el índice instrumental,  $\beta_{\text{ins}} = 2.5 \log[\beta n / \beta w]$  cercano a cero.

La siguiente tabla nos da información sobre la longitud de onda central, el ancho medio, la transmisividad y la fracción de luz de las bandas de  $\beta$ .

	$\beta_n$	$\beta_w$
$\lambda_{\text{central}}$ (Å)	4864	4865
FWHM (Å)	30	137
Transmisividad (%)	70	82
Fracción de luz (%)	80	20

Tabla 2.3. Longitud de onda central, FWHM y transmisividad para los filtros  $\beta$ .

Ya que el funcionamiento de la rejilla y el separador de haces dependen de la dirección de polarización de la luz, los índices que se miden para estrellas polarizadas pueden desviarse de las no polarizadas y depender de la orientación del fotómetro en el telescopio. Es por esto que el fotómetro cuenta con un despolarizador rotativo que puede intercalarse a la entrada del haz óptico principal para compensar este efecto.

La compuerta de entrada del fotómetro consta de tres posiciones: una para tapar el fotómetro, otra con una ventana abierta y otra con un filtro neutro de densidad óptica aproximada de 10. El propósito de este filtro es aumentar la magnitud límite inferior de trabajo por 2.5 magnitudes y, a veces, también proteger a los fotomultiplicadores de objetos brillantes.

Existen dos filtros neutros adicionales para los dos canales  $v$  y  $b$ , y solamente son intercalables simultáneamente, lo que permite observar objetos más brillantes para determinados tipos espectrales. Esto ayuda con la calibración de los canales  $u$  y  $y$ . Los canales donde los fotomultiplicadores tienen más sensibilidad son  $v$  y  $b$ .

El conjunto de tubos fotomultiplicadores son de dos tipos: los tubos colocados en la sección de cuatro colores son del modelo 9893Q/350A mientras que los de la sección  $\beta$  son del modelo 9789QA. El conjunto de tubos 9789QA cuenta con 13 dínodos de CsSb y el conjunto 9893Q/350A cuenta con 14 dínodos tipo BeCu.

Todos cuentan con un fotocátodo bialcalino y fueron seleccionados de fábrica con calidad astronómica. Originalmente, todos los tubos fotomultiplicadores eran del modelo 9789QA, pero al haberse deteriorado algunos, tuvieron que ser sustituidos por los 9893Q/350A, debido a que no se pudieron conseguir tubos del mismo modelo con calidad astronómica.

El voltaje es proporcionado por seis pequeñas fuentes de alto voltaje y gran estabilidad. El valor del voltaje fue determinado experimentalmente por los valores de compromiso entre máxima respuesta estable y mínima corriente oscura. Los fototubos se encuentran montados en bases comerciales de Electron Tubes. Las bases de los tubos 9893Q/350A ya incluyen los divisores de voltaje para los dínodos en un circuito impreso; en las otras se han soldado las resistencias en sus terminales. La Tabla 2.4 muestra algunas de las características de los fotomultiplicadores:

	<i>u</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>y</i>	<i>Hβw</i>	<i>Hβn</i>
Modelo	9893Q/350A	9893Q/350A	9893Q/350A	9893Q/350A	9789QA	9789QA
No. de serie	5243	5244	5251	5247	7965	9336
CB (μA/Im)	11.1	11.6	12.2	11.1	12.5	12.6
CR (μA/Im)	3.4	6.1	7.2	3.5	2.7	2.1
V. operación (V)	1950	1950	1950	1950	1100	915
QE <sub>max</sub> (%)	27.1	25.6	26.7	23.6	25	29.4
λ @ QE <sub>max</sub> (nm)	350	350	410	350	350	360

Tabla 2.4. Características de los tubos fotomultiplicadores.

Donde:

CB = Corning Blue (sensibilidad del fotocátodo con un filtro azul).

CR = Corning Red (sensibilidad del fotocátodo con un filtro rojo).

QE = Eficiencia Cuántica.

Otro dato importante que se debe conocer sobre el fotómetro es el tiempo muerto, y es lo que se describe a continuación.

## 2.2.- Tiempo muerto.

Cuando un fotón golpea a un tubo fotomultiplicador, éste tiene un intervalo pequeño de tiempo posterior a la llegada del fotón donde no responde a un golpe adicional de otro fotón. Este intervalo de tiempo es conocido como “tiempo muerto”. Si dos o más fotones golpean al tubo fotomultiplicador en un intervalo de tiempo más corto que el tiempo muerto, estos golpes serán detectados como un solo golpe. Los eventos de llegadas de fotones no son obviamente periódicos y pueden resultar en eventos muy aleatorios; puede suceder que se tengan muchos arribos en 10 segundos y ninguno en los próximos 10, por lo que los valores dados de tiempo muerto son un aproximado del comportamiento del aparato detector. Procedemos a ver la manera de calcular el tiempo muerto.

El número de cuentas observado  $N_o$  y el número de cuentas real  $N_r$  por unidad de tiempo se relacionan por medio de la ecuación:

$$N_r = \frac{N_o}{(1 - N_o * \tau)} \quad \text{o} \quad N_o = N_r - (N_o * \tau) N_r \quad 2.1$$

donde  $\tau$  es la constante de tiempo muerto. Los valores de tiempo muerto para el fotómetro Danés que se tienen para los fototubos son obtenidos del promedio de varias mediciones realizadas por diferentes observadores y se muestran en la Tabla 2.5. Para estas observaciones se han empleado básicamente dos técnicas: usando una lámpara de tungsteno con voltaje estabilizado y usando un conjunto de estrellas estándar, alternando mediciones con y sin filtro neutro. En ambos casos los valores son similares.

Para el cálculo de la constante de tiempo muerto se ha empleado la relación (Nissen 1984)

$$\tau_i = \frac{(N_{of} * b_i - N_{osf})}{(N_{of} * N_{osf} (b_i - 1))} \quad 2.2$$

donde:

$N_{of}$  = Número de cuentas observado con filtro neutro

$N_{osf}$  = Número de cuentas observado sin el filtro neutro

$b_i$  = Constante de atenuación del filtro neutro para el canal  $i$ .

Canal	Tiempo muerto $\tau$ (ns)
u	233±13
v	174±29
b	228±20
y	189±14
n	267±4
w	194±5

Tabla.2.5. Valor del tiempo muerto para cada canal (en nanosegundos).

### 2.3.- Calibración del fotómetro.

Por lo general, el ángulo de la rejilla del fotómetro es calibrado al comienzo de cada temporada de observación. La calibración se hace para las longitudes de onda de las bandas *uvby* solamente, ya que la sección  $\beta$  está exenta de desajustes de la rejilla por no tener partes móviles.

El ángulo de la rejilla puede cambiarse girando el tornillo micrométrico que se encuentra en un costado del fotómetro al lado del medidor. La posición del tornillo puede verse en el medidor

correspondiente. Media vuelta en el tornillo, que equivale a 0.1 unidades del medidor aproximadamente, corresponde a un desplazamiento de 10 Å en longitud de onda.

La longitud de onda del borde de la “rendija”  $b$  (4801 Å) es cercana a la longitud de onda de una línea fuerte de emisión de cadmio en 4799.9 Å (ver Tabla 2.2). Por lo tanto, esto puede usarse para encontrar la posición correcta de la rejilla.

Para esto, se ilumina una pantalla colocada en la cúpula con la luz de una lámpara espectral de cadmio. Luego se apunta el telescopio hacia la pantalla y se mide la señal en el canal  $b$  en diferentes ángulos de la rejilla usando el diafragma más pequeño. Se recomienda avanzar en pasos de 0.01 unidades, desde 0.3 a 0.7 y mover en una sola dirección para evitar problemas con el juego de la mecánica. Se grafica la señal  $N_b$  contra la posición del tornillo micrométrico, (0.3-0.7). (Nissen 1984).

Al entrar la línea de cadmio a la rendija se notará un incremento en la señal por aproximadamente 50%. El valor original medido para el tornillo micrométrico a la mitad del escalón es 0.471 y en general no ha cambiado significativamente. Ver Figura 3 del manual de Nissen (1984). Una vez ubicada la posición del centro del escalón, deberán agregarse 0.011 unidades a la posición del tornillo, que corresponde a la diferencia entre 4801 Å y 4799.9 Å.

Otras calibraciones periódicas realizadas por el personal técnico son: los niveles de voltaje de alimentación a los fotomultiplicadores y los niveles de ganancia y de discriminación de la electrónica de lectura de los pulsos, a fin de compensar cualquier pérdida gradual o cambio de sensibilidad de los tubos, así como cuando se tenga que remplazar a uno de éstos.

## 2.4.- Obtención de datos observacionales.

Los datos para este proyecto fueron obtenidos durante ocho temporadas de observación entre los años 2004 y 2008. Las temporadas son las siguientes: Abril 2004, Octubre 2004, Octubre 2006, Enero 2007, Junio 2007, Noviembre 2007, Abril 2008 y Agosto-Septiembre 2008. El ángulo de la rejilla del fotómetro se calibró al inicio de cada temporada.

Las estrellas se clasifican en varios tipos al momento de la observación: estándar, “drift”, extinción y programa.

Las estrellas *estándar* fueron seleccionadas de los catálogos de Olsen (1983, 1984), cuyo sistema vamos a usar. El sistema de Olsen (1983, 1984) es prácticamente el mismo sistema de Crawford & Barnes (1970) y Crawford & Mander (1966). Las estrellas estándar son brillantes y cubren bien los rangos de temperatura, metalicidad y gravedad de las estrellas programa, todas con magnitud visual  $6.0 \leq V \leq 9.0$ , lo cual implica que son fáciles de observar.

Para estas estrellas fue suficiente un tiempo de integración de 30 segundos para alcanzar más de 50 000 cuentas en cuatro colores y el mismo tiempo para obtener más de 30 000 cuentas para las bandas intermedia y angosta de  $\beta$ . Para obtener el valor del fondo de cielo, se movía el telescopio aproximadamente unos 60 segundos de arco hacia un lugar sin estrellas y se integraba por 10 segundos. Al aplicar este método de observación en estrellas estándar no hubo problemas con las cuentas en los canales.

En el caso de las estrellas programa, como son más débiles (magnitud  $V > 9.0$ ) el procedimiento ya no era tan sencillo. El objetivo era alcanzar el mismo número de cuentas de al menos 50 000 en cuatro colores y al menos 30 000 en  $\beta$ . Para ello se siguió un patrón en general de 3 observaciones de 20 segundos para estrella+cielo, y 1 observación de cielo también de 20 segundos, hasta alcanzar las cuentas deseadas. Si la estrella era muy débil ( $V > 12.0$ ), el tiempo de integración para cada observación era de  $\sim 5$  minutos de estrella+cielo, y  $\sim 3-4$  minutos de cielo, llevando una secuencia similar hasta alcanzar los objetivos deseados en el número de cuentas y en el cociente de error, este cociente se expresa como:  $V(*, c) = \sigma_c / \sigma_{*c} = T_{*c} / T_c$ , donde  $\sigma_c$  y  $T_c$  son la incertidumbre y el tiempo total de la integración en las cuentas de cielo, respectivamente,  $\sigma_{*c}$  y  $T_{*c}$  son la incertidumbre y el tiempo total de la integración en las cuentas de estrella+cielo, respectivamente. Se puso especial cuidado en el cociente de error para que este valor fuera menor que 1 al final de las integraciones; cuando éste no era el caso, se realizaron más integraciones de cielo.

Se trató en lo posible de observar estrellas de “extinción” (un par de ellas por noche) con declinación  $\delta \sim 0^\circ$ , con una diferencia en la masa de aire (cociente entre la trayectoria descrita por un fotón a lo largo de la atmósfera terrestre y la trayectoria mínima vertical que tendría que recorrer para llegar al mismo punto sobre la superficie terrestre; ver ecuación 3.3) de  $\Delta X > 0.8$  en las observaciones de una misma estrella y a -4, -2, 0, 2 y 4 horas del meridiano local en SPM para ayudar a calcular los coeficientes de extinción atmosférica. Estas estrellas se seleccionaron de entre las estrellas estándar y los valores en las observaciones también son útiles para el cálculo de la corrección atmosférica.

Las estrellas “drift” con  $\delta \sim 0^\circ$ , eran observadas simétricamente a  $\pm 2$  horas del meridiano (3-4 de estas estrellas por noche). Estas estrellas son útiles para el cálculo de los términos de tiempo en la ecuación de la corrección nocturna. Estas estrellas ayudan a identificar cambios del estado del fotómetro con el tiempo (probablemente debido a cambios en la temperatura).

### **III.- REDUCCIÓN DE LOS DATOS FOTOMÉTRICOS.**

Como se dijo en el Capítulo I, para poder comparar datos o unir varios conjuntos de datos de distintos observatorios se requiere tener un sistema fotométrico común. Este sistema fotométrico es el sistema estándar de Olsen (1983, 1984). Aquí, para alcanzar este objetivo contamos con la ayuda de programas en FORTRAN 77 diseñados por T. Andersen. Los nombres de los programas utilizados irán apareciendo conforme se avance en la explicación de los procesos de reducción, pero puede encontrarse en el Anexo una información un poco más detallada de estos programas.

A continuación procedemos a definir nuestro sistema instrumental y después a mostrar la manera en la que se hace la transformación de los datos al sistema estándar.

#### **3.1- Definición del sistema instrumental.**

Hay una serie de pasos a realizar para definir el sistema instrumental. Lo que se tiene es una cantidad de datos obtenidos del proceso de observación y el primer paso es revisar estos datos.

##### **3.1.1- Revisión de los datos.**

La revisión detallada de los datos nos ayuda a evitar grandes inconvenientes en los procesos posteriores, ya que si una serie de datos contiene errores desde el principio de la reducción, provocará resultados finales malos y que no corresponden a la realidad.

Entre las cosas que hay que revisar se tienen:

- Que no se haya identificado incorrectamente una estrella, y que los nombres de las estrellas sean consistentes.
- Que no se haya confundido alguna cuenta de estrella+cielo por cielo o viceversa.
- Revisar si se realizó alguna observación con la presencia de nubes.
- Constatar que no haya habido mal centrado de las estrellas en el diafragma.

Los dos últimos puntos son evidentes en las cuentas del canal  $u$  en un archivo de revisión (UCHECK) generado en uno de los programas de reducción de datos.

La revisión se hace utilizando los programas llamados *UVBY1ST* y *BETA1ST*. Estos programas están diseñados especialmente para trabajar los datos que salen del fotómetro Danés descrito en el capítulo anterior. Los datos que se obtienen de este fotómetro representan el flujo de fotones sobre el detector, lo que de aquí en adelante mencionaremos como “cuentas”.

Cuando se corren estos programas se obtiene una lista que contiene:

- Los errores promedio (desviaciones estándar) de las cuentas obtenidas de un mismo objeto en cada filtro para cada una de las observaciones realizadas.
- Las magnitudes y colores promedio corregidos por coeficientes promedio de extinción y por puntos ceros promedio de la transformación.
- Cuentas promedio, número de integraciones, tiempos de integración e integraciones totales.
- Tiempo sidereal y masa de aire.

Al analizar estos archivos de salida podemos identificar los problemas mencionados anteriormente y corregir o eliminar los datos erróneos. Los programas deben correrse para cada noche de observación.

Una vez revisados los datos observados y que no haya ningún problema, se procede a corregir las cuentas por tiempo muerto.

### 3.1.2- Corrección por tiempo muerto y resta de cielo.

La ecuación para corregir por tiempo muerto es la 3.1 (también presentada como ecuación 2.1 en el capítulo anterior):

$$N_r = \frac{N_o}{(1 - N_o * \tau)} \quad 3.1$$

donde:

- $N_o$  es el número de cuentas observadas
- $N_r$  es el número de cuentas real
- $\tau$  es el tiempo muerto.

Las constantes de tiempo muerto para cada filtro fueron dadas en el Capítulo II. Una vez corregido por tiempo muerto, se procede a restar las cuentas de cielo a las cuentas de estrella+cielo. Más precisamente, lo que se hace es sumar todas las observaciones de estrella+cielo y las de sólo cielo de una misma estrella. Las cuentas totales son divididas entre el tiempo de integración total para dar el resultado en cuentas por segundo promedio. Al número de cuentas por segundo de estrella+cielo se le restan las cuentas por segundo de cielo para obtener las cuentas promedio de la estrella.

Los programas que hacen esta corrección de tiempo muerto y resta de cielo son *TACONVU* y *TACONVB*. Además, calculan una hora sidereal promedio para las integraciones consideradas de un mismo objeto. Luego escriben estos datos promedio en el archivo *OBSDA* con el formato de entrada adecuado para el programa *TAINSTR* (en el Anexo pueden encontrarse más detalles).

Ya solamente con las cuentas de estrella, se corrigen los datos por extinción atmosférica para después calcular la magnitud  $V$  y los índices fotométricos,  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  para las reducciones “*uvby*”, y el índice  $\beta$ .

### 3.1.3- Extinción atmosférica y correcciones de noche.

Aún en las mejores noches de observación, la luz de las estrellas es afectada por la atmósfera de la Tierra, ya sea absorbiendo o dispersando su flujo de luz. La cantidad de luz afectada depende de la altura de la estrella sobre el horizonte, la longitud de onda de la observación y las condiciones atmosféricas del lugar de observación. Por esto es que es necesario corregir las magnitudes y colores medidos para tenerlas como si hubieran sido observadas en el espacio, i.e. masa de aire  $X = 0$ . Así, las mediciones de diferentes observatorios pueden ser comparadas efectivamente.

Para calcular la extinción atmosférica y poner las observaciones en un sistema instrumental utilizamos las ecuaciones dadas por Grønbech et al. (1976) para *uvby*:

$$m(s, f)_{instr} = -2.5 \log(d_f)(s, n) - k_f(n)X_s(s, n) + L(n) + M(n)_f t(s, n) - r(s, n) \quad 3.2$$

donde

$m(s, f)_{instr}$  es la magnitud instrumental del objeto  $s$  fuera de la atmósfera, observado con el filtro  $f$  para cada estrella.

$d_f(s, n)$  son las cuentas fotométricas promedio obtenidas con el filtro  $f$ , para el objeto  $s$  en la noche  $n$

$X_s$  es la masa de aire a la que se observó el objeto  $s$ .

$k_f(n)$  es el cociente de extinción atmosférica para el filtro  $f$ .

$L(n)$  es un término constante de corrección de noche.

$M(n)_f$  es un término de cambio en los coeficientes, que al ser multiplicado por el tiempo de la observación,  $t(s, n)$ , hace la función de un cambio lineal en la corrección de noche para el objeto  $s$ , la noche  $n$ , con el filtro  $f$ .

$t(s, n)$  es la hora sidereal a la que se observó el objeto  $s$  durante la noche  $n$ .

$r(s, n)$  es un residuo definido por la ecuación.

La ecuación para obtener la masa de aire ( $X_g$ ) es la definida por Hardie (1962) y es la siguiente:

$$X_g = \sec(z) - 0.0018167 (\sec(z) - 1) - 0.002875 (\sec(z) - 1)^2 - 0.0008083 (\sec(z) - 1)^3. \quad 3.3$$

donde

$$\sec(z) = (\sin(\theta) \sin(\delta) + \cos(\theta) \cos(\delta) \cos(h)) \quad 3.4$$

$\theta$  es la latitud del observatorio

$\delta$  es la declinación del objeto (posición Norte-Sur)

$h$  es el ángulo horario.

$z$  es el ángulo cenital.

Las correcciones de extinción atmosférica (EA) son lineales con la masa de aire para nuestras estrellas. Las observaciones promedio serán corregidas por EA y por correcciones de noche (CN); las correcciones dependen de la forma que se les da a estas ecuaciones. El programa utiliza dos parámetros por definir y que determinan los tipos de correcciones que se desean. Los parámetros mencionados son denominados dentro del programa como NEX y NCC y controlan la dependencia de la ecuación de la corrección por EA y de la CN, respectivamente. Por ejemplo:

En el caso de la corrección por EA al emplear:

NEX = -1 indica que el programa no realiza la corrección por EA y  $m(s, f) = -2.5 \log(d_f)$ .

NEX = 0 el coeficiente de extinción es constante y  $m(s, f) = -2.5 \log(d_f) - k_f X_s$ .

NEX = 1 el coeficiente de extinción varía linealmente en función del tiempo de observación y

$$m(s, f) = -2.5 \log(d_f)(s, n) - k_f(n)[1 - t(s, n)]X_g(s, n).$$

En el caso de la corrección nocturna:

NNC = -1 no realiza la CN y  $m(s, f) = -2.5 \log(d_f)$ .

NNC = 0 la CN es constante y  $m(s, f) = -2.5 \log(d_f) - L(n)$ .

NNC = 1 la CN varía linealmente en función del tiempo de observación y

$$m(s, f) = -2.5 \log(d_f)(s, n) - L(n) M(s, n) t(s, n).$$

Para el caso de la reducción de nuestros datos, se aplicó una corrección de EA constante y CN que varía linealmente como función del tiempo para las índices *uvby*.

Las correcciones se calculan mediante ajustes a rectas empleando el método de mínimos cuadrados, tomando los puntos de observación de objetos estándar para cada índice. Para medir los coeficientes de extinción atmosférica es indispensable que el número de observaciones de un objeto sea de cuando menos dos, ya que el programa calcula los coeficientes de una recta mediante un algoritmo. Si la diferencia entre los valores de masa de aire de las observaciones no tiene un valor amplio (mayor que 0.8) o si no se tiene más de una observación por objeto, la solución dada no es confiable; puede darse el caso de que sea errónea en su totalidad.

Para el caso del índice  $\beta$  la extinción atmosférica es casi cero ya que el índice  $\beta$  se calcula como la razón de las medidas de dos filtros cuyas longitudes de onda efectivas (angosto  $\beta n$  y ancho  $\beta w$ ) son casi idénticas. Para este caso se definen los parámetros como extinción atmosférica constante y corrección nocturna que varía linealmente con el tiempo.

La ecuación para  $\beta$  en el programa es:

$$\beta(s) = -2.5 \log(\beta n) - k_n X_s + 2.5 \log(\beta w) + k_w X_s \quad 3.5$$

que corresponde a

$$\beta(s) = -2.5 \log(\beta n) + 2.5 \log(\beta w) - (k_n - k_w) X_s \quad 3.6$$

tomando valores calculados se tiene  $(k_n - k_w) \approx 0.000$ . Entonces,

$$\beta(s) = -2.5 \log(\beta n) + 2.5 \log(\beta w) = -2.5 \log(\beta n / \beta w). \quad 3.7$$

Por lo tanto, para este caso empleamos los parámetros  $NEX = -1$  y  $NNC = 1$ .

El programa que nos ayuda con la extinción atmosférica y las correcciones de noche tiene el nombre de *TAINSTR* y, en general, realiza las siguientes funciones:

- Separa objetos estándar de objetos programa.
- Calcula la magnitud e índices instrumentales de los objetos estándar.
- Emplea las estrellas estándar para calcular los coeficientes de extinción atmosférica y las correcciones nocturnas.
- Calcula magnitudes e índices en el sistema instrumental de toda la temporada para estrellas programa.

Este mismo programa genera dos archivos, uno de los cuales contiene la definición del sistema fotométrico instrumental, correcciones nocturnas, coeficientes de extinción atmosférica, dispersiones de cada noche, el sistema instrumental de las estrellas estándar con sus residuos y la fotometría de las estrellas programa (RESDA). El otro archivo contiene los valores instrumentales necesarios para obtener los coeficientes de transformación al sistema estándar (SAL2D).

Recordemos las ecuaciones que nos ayudan a calcular los índices:

$$(b - y) = b - y. \quad 3.8$$

$$m_1 = (v - b) - (b - y). \quad 3.9$$

$$c_1 = (u - v) - (v - b). \quad 3.10$$

que nos servirán para la transformación al sistema estándar.

### 3.2- Transformación al sistema estándar.

Lo que sigue en el proceso es transformar el sistema instrumental al sistema estándar. Este sistema corresponde al sistema estándar  $uvby-H\beta$  de Olsen (1983, 1984) y está basado en el sistema de Crawford & Barnes (1970) y Crawford & Mander (1966).

#### 3.2.1- Ecuaciones de transformación.

Las ecuaciones que nos permiten realizar esta transformación para los filtros  $uvby$  son las de Crawford & Barnes (1970) y se definen de la siguiente manera:

$$V = A + B * (b - y)_{st} + y_{instr} \quad 3.11$$

$$(b - y)_{st} = C + D * (b - y)_{instr} \quad 3.12$$

$$m_{1(st)} = E + F * m_{1(instr)} + J * (b - y)_{st} \quad 3.13$$

$$c_{1(st)} = G + H * c_{1(instr)} + I * (b - y)_{st} \quad 3.14$$

Donde  $V$  es la magnitud estándar del sistema de Johnson. Para el caso de  $\beta$ , las ecuaciones son las de Crawford & Mander (1966) definidas como sigue:

$$\beta_{st} = L + M \beta_{inst} \quad 3.15$$

con

$$\beta_{instr} = -2.5 \log (\beta_n / \beta_w). \quad 3.16$$

Los programas que realizan la transformación al sistema estándar son *TATRAN.U* y *TATRAN.B*. El programa *TATRAN.U* requiere de tres archivos de entrada. Uno de estos archivos contiene los parámetros de dependencia de las ecuaciones de transformación, otro contiene los datos de la fotometría  $uvby$  instrumental y el último contiene las estrellas estándar observadas con sus respectivos valores estándar  $uvby$ . Lo que hace este programa es calcular los coeficientes de transformación y como resultado da (en el archivo RESDA2):

- \* Los coeficientes (A, B, C, etc.) y sus errores
- \* Errores promedio de las transformaciones
- \* Valores estándar transformados del sistema instrumental para estrellas estándar y sus errores
- \* La fotometría estándar para estrellas programa.

El programa *TATRAN.B* tiene la misma función que *TATRAN.U* pero lo hace para los datos de  $\beta$ . También requiere de tres archivos: lista de estrellas estándar observadas con sus valores  $\beta$ , los parámetros de las ecuaciones de transformación y la fotometría instrumental. Los resultados arrojados son los mismos mencionados anteriormente, sólo que para el índice  $\beta$ .

### 3.2.2- Unión de datos para una misma estrella.

Para cada estrella, es necesario promediar los datos ya reducidos al sistema estándar. Por ejemplo, si una estrella fue observada por cuatro noches, sus resultados de las cuatro noches deben ser promediados. Esto se hace con la ayuda de otros dos programas. El programa *TAFINU* hace el promedio de los datos de *uvby* y *TAFINB* lo hace para los datos de  $\beta$ . Cabe señalar que para los promedios y las desviaciones se utiliza cierto peso basado en la masa de aire de la observación:  $\langle o \rangle = \sum(o_i * W_i) / \sum W_i$ , donde  $W_i \equiv$  peso  $i = (1/x_i)$ ,  $x_i$  es la masa de aire de la observación  $i$ , y  $o_i$  es la observación  $i$ .

Entonces, lo que se obtiene de estos programas es la unión de las observaciones correspondientes a un mismo objeto, calculando el valor promedio y su desviación estándar para cada índice.

Para el caso de *uvby* los programas se corrieron por separado dos veces. En algunas noches se tenían observaciones con neblina o nubes tenues. Estas observaciones tienen un efecto despreciable en el cálculo de los índices  $m_1$ ,  $c_1$  y  $(b - y)$ . Sin embargo, el efecto en el cálculo de la magnitud  $V$  ya no es despreciable. Así, el programa se corrió con todas las observaciones (incluyendo las observaciones con nubes tenues o neblina) para calcular los índices  $m_1$ ,  $c_1$  y  $(b - y)$  con el mayor número de observaciones; después, se volvió a correr el programa para calcular la magnitud  $V$  eliminando las observaciones con nubes tenues o neblina.

Se utiliza un programa que lleva por nombre *UNEV* para unir la magnitud  $V$  con los índices  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ : *UNEV*  $\rightarrow V, (b - y), m_1$  y  $c_1$ .

Los datos fotométricos finales se dan en una sola tabla donde los valores de *uvby* y  $\beta$  están juntos. Esta unión de datos se hace con el programa *UNEBETA*.  $\rightarrow V, (b - y), m_1, c_1, \beta$ . El catálogo final despliega:  $V, (b - y), m_1, c_1, N_v, N_u, \beta, N_\beta$ . Donde  $N_v, N_u$ , y  $N_\beta$  son el número de observaciones de  $V$ , los índices  $((b - y), m_1, c_1)$  y  $\beta$ , respectivamente.

### 3.3- Calibraciones utilizadas.

Para estas estrellas, deseamos obtener datos tales como enrojecimiento interestelar, metalicidad y magnitud absoluta (distancia). Para lograr esto, en el proceso de reducción utilizamos calibraciones fotométricas dadas a conocer en la serie de publicaciones de fotometría de estrellas de baja metalicidad y alta velocidad.

### 3.3.1.- Calibración de color intrínseco.

La corrección por enrojecimiento interestelar es de vital importancia en el cálculo de parámetros físicos estelares. Utilizamos el índice  $\beta$  para estas correcciones, ya que este índice es buen indicador de temperatura efectiva para estrellas tipo F, G y A, y además está libre de efectos de enrojecimiento interestelar. El índice  $(b - y)$ , el cual también es indicador de temperatura, puede ser calibrado contra  $\beta$  para obtener el color intrínseco, ya que  $(b - y)$  sí es afectado por el enrojecimiento interestelar. La ecuación 3.17 puede utilizarse en estrellas más distantes y enrojecidas para obtener  $(b - y)_0$  y así calcular el enrojecimiento.

$$E(b - y) = (b - y) - (b - y)_0. \quad 3.17$$

Los índices  $m_1$  y  $c_1$  pueden ser desenrojecidos con las relaciones

$$m_0 = m_1 + 0.3 E(b - y) \quad 3.18$$

y

$$c_0 = c_1 - 0.2 E(b - y) \quad 3.19$$

derivados por Crawford (1975b).

La ecuación de calibración de color intrínseco utilizada para la reducción de nuestros datos es la ecuación 1 de SN89 (ecuación 3.20) y fue derivada por ellos utilizando la muestra de estrellas presentadas en SN88 que consta de estrellas pobres en metal y de alta velocidad. Un gran porcentaje de estas estrellas es de población II. La ecuación de calibración es válida para estrellas tipo G y F tardías de población II intermedia y extrema y población I.

Esta calibración fue hecha con estrellas cuya distancia es menor que 80 parsecs (pc). Las distancias fueron determinadas con el método que veremos más adelante.

Tratando de que la calibración fuera lo más exacta posible, las estrellas que mostraban ser variables fotométricas o dobles visuales durante las observaciones fueron quitadas de la muestra de calibración.

La ecuación de calibración para color intrínseco es puramente empírica y no se tiene una derivación analítica. Durante la regresión matemática y las iteraciones necesarias para obtener la ecuación, cualquier estrella era removida de la muestra cuando sus errores tuvieran un valor absoluto más grande o igual a  $3\sigma$ , donde  $\sigma$  es el error estándar de la solución. De las 288 estrellas que se seleccionaron con distancias menores que 80 pc al principio, sólo 21 de ellas fueron eliminadas de la muestra.

La muestra final de 267 estrellas para la calibración de color intrínseco  $(b - y)_0$ , tienen valores en sus parámetros dentro de los siguientes rangos:

$$\begin{aligned} 0.254 &\leq (b - y) \leq 0.550 \\ 0.033 &\leq m_1 \leq 0.470 \\ 0.116 &\leq c_1 \leq 0.540 \\ 2.550 &\leq \beta \leq 2.681 \\ 9.0 \text{ pc} &\leq D \leq 80 \text{ pc} \\ -2.49 &\leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.22 \end{aligned}$$

con los valores promedio:  $(b - y) = 0.401$ ,  $m_1 = 0.184$ ,  $c_1 = 0.303$ ,  $\beta = 2.583$ ,  $D = 56.7 \text{ pc}$  y  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$ . De acuerdo con SN89 un valor más adecuado en el rango de  $\beta$  debiera ser:  $2.55 \leq \beta \leq 2.65$  ya que sólo hay 4 estrellas de calibración con  $\beta > 2.65$ .

La ecuación final de calibración de color intrínseco es la siguiente:

$$\begin{aligned} (b - y)_0 = & 0.58362 + 1.541 m_0 - 1.066 c_0 - 2.965 (\Delta\beta) + 9.64(\Delta\beta)^2 - 4.383 m_0(\Delta\beta) \\ & - 3.821 m_0 c_0 + 6.695 c_0(\Delta\beta) + 7.763 m_0 c_0^2. \end{aligned} \quad 3.20$$

donde  $\Delta\beta = 2.720 - \beta$ .

La ecuación debe ser iterada hasta obtener un valor consistente de  $(b - y)_0$ . Aunque en la ecuación anterior aparecen los índices desenrojados  $c_0$  y  $m_0$ , al principio se introducen los índices  $m_1$  y  $c_1$ . Luego, con la ayuda de las ecuaciones 3.17-3.19 se calcula  $m_0$  y  $c_0$ ; estos nuevos valores son introducidos a la ecuación 3.20. Sólo se necesitan unas pocas iteraciones para conseguir una diferencia en el error menor que 0.0001. Si el valor de  $E(b - y)$  es mayor o igual que 0.015, los índices son corregidos por enrojecimiento con las ecuaciones 3.18 y 3.19. Si no es el caso, la estrella probablemente no tiene enrojecimiento y, por lo tanto,  $m_0 = m_1$  y  $c_0 = c_1$ .

### 3.3.2.- Calibraciones de metalicidad.

Las calibraciones de metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}]$  que utilizamos son las ecuaciones 2 y 3 de SN89, donde se usan sólo estrellas con valores  $[\text{Fe}/\text{H}]$  provenientes de análisis detallados de espectros de alta dispersión para obtener estas calibraciones. Las estrellas fueron seleccionadas para tener rango espectral entre F0 y K5 y clases de luminosidad IV, V y VI o, alternativamente,  $\log g$  en el rango de 3.4 a 5.4.

Las estrellas dobles y las estrellas con fotometría contaminada o con líneas de emisión en su espectro han sido eliminadas de la lista de calibración.

La fotometría de las estrellas usadas para la calibración fue realizada en el sistema de Olsen (1983, 1984). Se dio preferencia a la fotometría de las estrellas de la publicación SN88, aunque también se usan otras fuentes como: Olsen (1983), Crawford & Perry (1966) y Strömgren & Perry (1965).

La lista final incluyó 219 estrellas de calibración, de las cuales se pudo obtener dos ecuaciones de calibración que, al igual que la ecuación para color intrínseco, son obtenidas empíricamente y no se tiene una derivación analítica (SN89). De las ecuaciones de calibración para metalicidad, una es para estrellas tipo G y la otra es para estrellas tipo F.

Las estrellas seleccionadas para la calibración de  $[Fe/H]$  que es útil para estrellas F cubren los siguientes rangos:

$$\begin{aligned} 0.22 &\leq (b - y) \leq 0.38 \\ 0.03 &\leq m_1 \leq 0.21 \\ 0.17 &\leq c_1 \leq 0.58 \\ -3.5 &\leq [Fe/H] \leq 0.2. \end{aligned}$$

La muestra final de estrellas de calibración tipo F incluye 103, donde 20 de ellas tienen  $[Fe/H] \leq -1.0$  y fueron incluidas en la regresión con doble peso (fueron introducidas dos veces), para cubrir bien las estrellas de población II. Los valores de  $(b - y)$  de las relaciones de Crawford (1975a) con  $0.222 \leq (b - y) \leq 0.337$  y con un valor de  $[Fe/H] = 0.13$  (i.e. la metalicidad de las Híadas) fueron incluidas con doble peso para extender bien la población I.

La solución final para estrellas F es aplicable a estrellas desde población I hasta población II extrema. La ecuación de calibración final es la siguiente:

$$\begin{aligned} [Fe/H] = & 1.052 - 73.21 m_1 + 280.9 m_1(b - y) + 333.95 m_1^2(b - y) - 595.5 m_1(b - y)^2 \\ & + [5.486 - 41.62 m_1 - 7.963 (b - y)] \log(m_1 - c_3). \end{aligned} \quad 3.21$$

donde  $c_3 = 0.6322 - 3.58 (b - y) + 5.20(b - y)^2$ , y la desviación estándar de la regresión es  $\sigma[Fe/H] = 0.16$ .

Se supuso para esta ecuación que las estrellas de calibración estaban todas desenrojadas, ya que todas estaban más cerca que 80 pc y su valor calculado de  $E(b - y)$  era menor que 0.025. Por ende, se utilizan los índices no corregidos  $m_1$ ,  $c_1$  y  $(b - y)$ . La ecuación puede ser utilizada para estrellas enrojadas, pero hay que cambiar los índices  $m_1$ ,  $c_1$  y  $(b - y)$  por los índices desenrojados  $m_0$ ,  $c_0$  y  $(b - y)_0$ . Esto mismo aplicará en la ecuación para estrellas G.

El término logarítmico de la ecuación 3.21 da el comportamiento asintótico para acoplar a la mayoría de estrellas pobres en metal. La calibración para estrellas F no depende de la gravedad superficial de las estrellas o, equivalentemente, no depende de  $c_1$ .

La estrellas seleccionadas en la muestra de calibración para la solución de estrellas G cubre los siguientes rangos:

$$\begin{aligned} 0.37 &\leq (b - y) \leq 0.59 \\ 0.03 &\leq m_1 \leq 0.57 \\ 0.10 &\leq c_1 \leq 0.47 \\ -2.6 &\leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.4 \end{aligned}$$

La muestra final contiene 116 estrellas de las cuales 12 tienen  $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.0$ . A estas estrellas con  $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.0$  les fue dado un peso doble, al igual que a los colores estándar de Crawford (1975a) con  $0.394 \leq (b - y) \leq 0.412$  y  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.13$ , (i.e. el valor de las Híadas). La ecuación de calibración final para estrellas G es:

$$\begin{aligned} [\text{Fe}/\text{H}] = & -2.0965 + 22.45 m_1 - 53.8 m_1^2 - 62.04 m_1(b - y) + 145.5 m_1^2(b - y) \\ & + [85.1 m_1 - 13.8 c_1 - 137.2 m_1^2] c_1. \end{aligned} \quad 3.22$$

La desviación estándar de esta calibración fue  $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] = 0.16$ . No hay término logarítmico en esta última ecuación; sólo hubo una estrella con  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.0$  y fue ajustada muy bien sin término logarítmico. Probablemente, para las estrellas G las cuales tienen líneas de metal más fuertes que las estrellas F, cuando tienen cierto valor de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $m_1$  retiene su sensibilidad a más bajas abundancias y así, los términos lineales y cuadráticos en la solución son adecuados para  $[\text{Fe}/\text{H}] > -2.60$ .

### 3.3.3.- Relaciones de magnitud absoluta $M_v$ .

Otro aspecto que es importante conocer es la magnitud absoluta  $M_v$  que también será necesaria para calcular la distancia. Hemos empleado dos métodos para determinar  $M_v$  para nuestras estrellas.

#### 3.3.3.1.- Primer método para calcular $M_v$ .

El primer método utilizado es la ecuación 1 de NS91:

$$M_v(\text{star}) = M_v(\text{ZAMS}) - f \delta c_0 \quad 3.23$$

donde  $M_v(\text{star})$  es la magnitud absoluta de la estrella,  $M_v(\text{ZAMS})$  es la magnitud absoluta de la estrella en la edad cero de secuencia principal (ZAMS por sus siglas en inglés) con cierto valor calculado de metalicidad y con cierto valor  $(b - y)_0$  medido.

Para este método es importante conocer el desplazamiento del ZAMS de la estrella en los diagramas  $c_0$  vs  $(b-y)_0$  y  $Mv$  vs  $(b-y)_0$ . Uno de ellos es  $\delta c_0 = c_0(\text{star}) - c_0(\text{ZAMS})$  y corresponde al desplazamiento en el diagrama  $c_0$  vs  $(b-y)_0$ ; el otro es  $\delta Mv = Mv(\text{ZAMS}) - Mv(\text{star})$  y corresponde al desplazamiento en el diagrama  $Mv$  vs  $(b-y)_0$ .

Las Figuras 3.1 y 3.2 muestran la manera en que se obtienen  $\delta c_0$  y  $\delta Mv$ , respectivamente. En las figuras aparecen las pendientes de ZAMS para ciertos valores de metalicidad. Estas pendientes (puntos cero de  $c_0(\text{ZAMS})$  y de  $Mv(\text{ZAMS})$ ) están dados por las relaciones estándar de Crawford (1975a) y Olsen (1984) ( $c_0(\text{std})$  y  $Mv(\text{std})$ ).

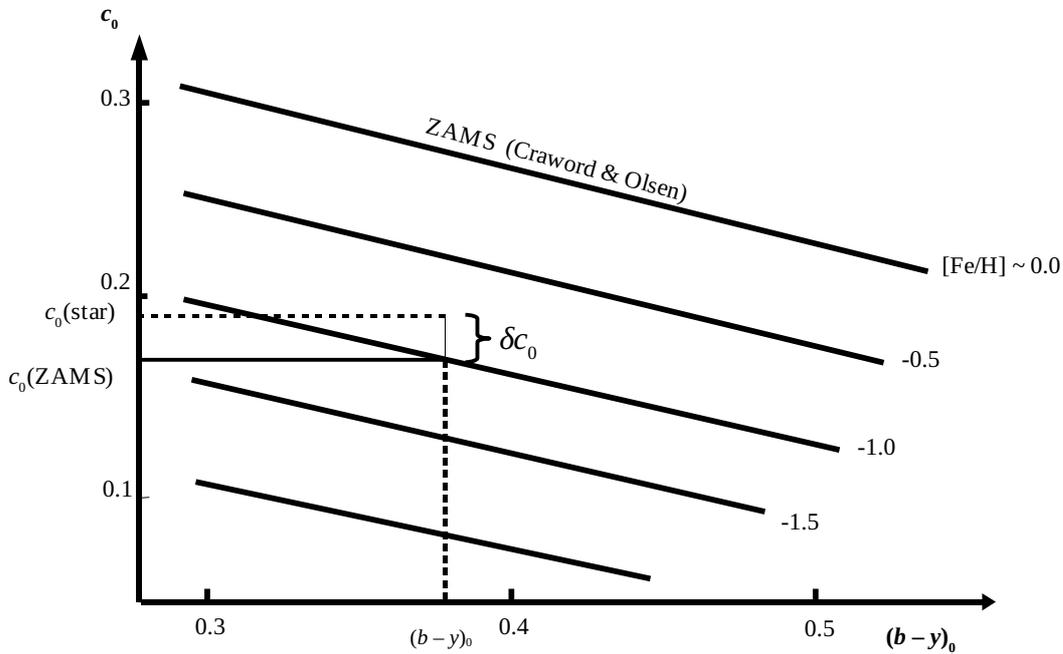


Figura 3.1. Diagrama  $(b-y)$  vs  $c_0$ . Se muestra cómo obtener  $\delta c_0$  para una estrella con  $(b-y) = (b-y)_0$  y  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$ .

Sobre un rango amplio de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  el desplazamiento del ZAMS en el diagrama  $c_0$  vs  $(b-y)_0$  no es una función simple de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  solamente, sino que el ZAMS cambia de forma.

Para calcular  $c_0(\text{ZAMS})$  de las estrellas utilizamos  $\Delta c_0 = c_0(\text{ZAMS}) - c_0(\text{std})$ ; donde  $\Delta c_0$  que calculamos a partir de la ecuación 2 de NS91 (ecuación 3.24). Esta ecuación es obtenida empíricamente usando los datos  $uvby$  de las 711 estrellas de SN88 y, su forma es:

$$\begin{aligned} \Delta c_0 = & -0.346 - 0.751 [\text{Fe}/\text{H}] + 1.804 (b-y)_0 - 0.196 [\text{Fe}/\text{H}]^2 \\ & - 2.006 (b-y)_0^2 + 4.261 (b-y)_0 [\text{Fe}/\text{H}] + 1.057 (b-y)_0 [\text{Fe}/\text{H}]^2 \\ & - 4.890 [\text{Fe}/\text{H}] (b-y)_0^2 - 1.201 [\text{Fe}/\text{H}]^2 (b-y)_0^2. \end{aligned} \quad 3.24$$

Una corrección para estrellas con  $[Fe/H] \geq -0.34$  y  $(b - y) < 0.562$  es aplicada mediante la siguiente ecuación (ecuación 5 de SN91).

$$\Delta(\Delta_{C_0}) = 0.728 * (-0.34 - [Fe/H]) (0.562 - (b - y)_0). \quad 3.25$$

Las estrellas de SN88 tienen varios límites en azul y rojo, más allá de los cuales no hay estrellas útiles para medir  $\Delta_{C_0}$ , y puede que la calibración no sea realista e incluso sea inestable. Los límites en el azul son:

$$(b - y)_0 = 0.275 \text{ si } [Fe/H] \leq -1.65,$$

$$(b - y)_0 = 0.296 + 0.0125 [Fe/H] \text{ cuando } -1.65 < [Fe/H] \leq -0.45 \text{ y}$$

$$(b - y)_0 = 0.332 + 0.0923 [Fe/H] \text{ cuando } [Fe/H] > -0.45,$$

mientras que los límites al rojo son 0.55 cuando  $[Fe/H] > -0.60$  y 0.58 para metalicidades más bajas.

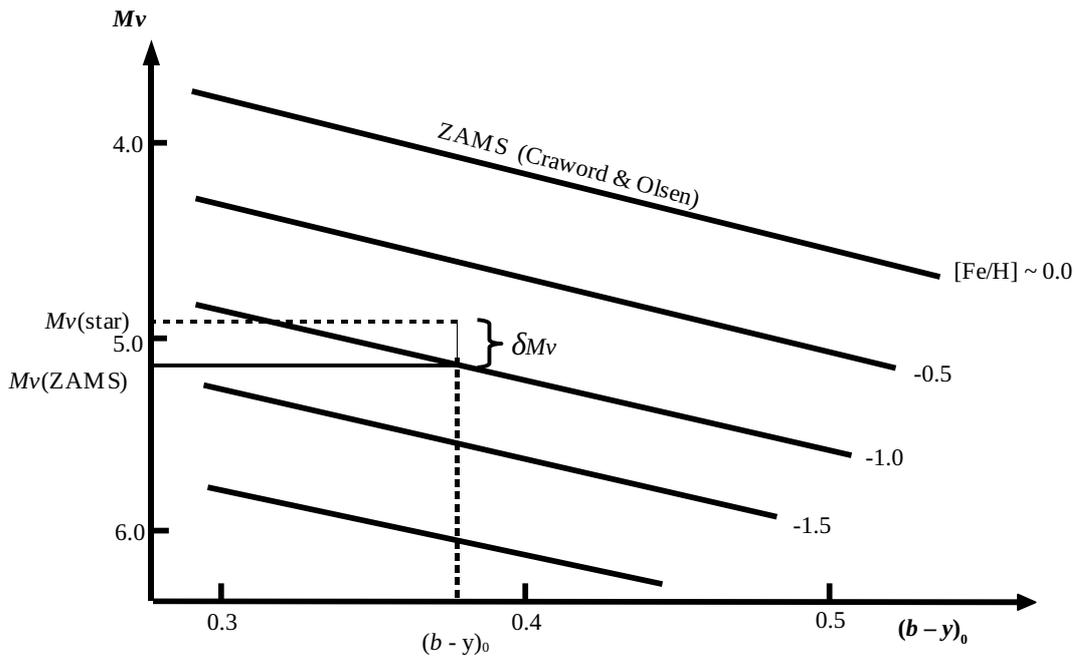


Figura 3.2. Diagrama  $(b - y)$  vs  $M_v$ . Se muestra cómo obtener  $\delta M_v$  para una estrella con  $(b - y) = (b - y)_0$  y  $[Fe/H] = -1.0$ .

Unas pocas estrellas de alta velocidad y pobres en metal tienen valor de  $(b - y)_0$  mayor que 0.58 (son más rojas) y no son subgigantes (su tipo tardío y su valor de  $c_0$  indican que a la edad actual del universo aún no han evolucionado), pero no hay suficientes de ellas para definir bien  $\Delta_{C_0}$ . Para estas estrellas se supuso que  $M_v(\text{star}) = M_v(\text{ZAMS})$ , ya que, se piensa que estas estrellas siguen en secuencia principal y, por lo tanto, el término de corrección evolutiva es cero.

Una vez que las posiciones del ZAMS en el diagrama  $c_0$  vs  $(b - y)_0$  han sido definidas como una función de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $\delta c_0$  puede ser calculado para una estrella dada ( $\delta c_0 = c_0(\text{star}) - c_0(\text{ZAMS})$ , donde  $c_0(\text{star})$  es el valor medido para la estrella).

El coeficiente  $f$  de la corrección evolutiva ha sido determinado por Nissen et al. (1987) usando datos  $uvby-\beta$  del cúmulo abierto M67 combinado con datos para NGC 752 y NGC 3680 (Nissen 1988), encontrando

$$f = 9.0 + 38.5 ((b - y)_0 - 0.22) \quad 3.26$$

para estrellas en el rango de  $0.22 \leq (b - y) \leq 0.47$ .

Ya que los cúmulos tienen  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx 0.0$  no se puede asegurar que la expresión es válida para estrellas pobres en metal. Sin embargo, la fotometría CCD  $uvby$  de Anthony-Twarog (1987) para el cúmulo globular NGC 6397, el cual tiene  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -2.0$  da  $f \approx 17 \pm 6$  en  $(b - y)_0 = 0.42$ , sólo ligeramente más grande que el valor  $f = 16.7$  calculado con la ecuación anterior. La gran incertidumbre es debido en gran medida a la baja sensibilidad del detector CCD en el ultravioleta.

Ahora veremos la manera de obtener el desplazamiento del ZAMS en el plano  $M_V$  vs  $(b - y)_0$  como función de la metalicidad ( $\delta M_V = M_V(\text{ZAMS}) - M_V(\text{star})$ ). Para ello, utilizamos  $\Delta M_V = M_V(\text{ZAMS}) - M_V(\text{std})$ , donde la expresión para  $\Delta M_V$  ha sido derivada de modelos de Vandenberg & Bell (1985) con  $(b - y)_0 = 0.38$  y con la fracción de masa del helio  $Y$ , interpolada a un valor de 0.25. Este  $(b - y)_0$  se eligió para evitar los efectos evolutivos en los modelos de temperaturas más calientes y para evitar tanto como fuera posible los efectos sistemáticos discutidos por Vandenberg & Bell (1985).

La expresión para obtener  $\Delta M_V$  es (ecuación 4 de NS91):

$$\Delta M_V = -35.68 (Z - 0.0169) + 1734.6(Z - 0.0169)^2 \quad 3.27$$

donde  $Z$  es la fracción de masa de elementos pesados dados como una función de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de la siguiente forma:

$$\begin{aligned} \log Z/Z_{\text{sol}} &= 0.6[\text{Fe}/\text{H}] && \text{para } [\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.0 \\ \log Z/Z_{\text{sol}} &= 0.4 + [\text{Fe}/\text{H}] && \text{para } [\text{Fe}/\text{H}] < -1.0 \end{aligned} \quad 3.28$$

Una vez calculado  $\Delta M_V$ , y con las relaciones estándar de Crawford (1975a) y Olsen (1984)  $M_V(\text{std})$ , podemos obtener  $M_V(\text{ZAMS})$  ( $M_V(\text{ZAMS}) = \Delta M_V + M_V(\text{std})$ ). Además, con la ecuación 3.24 podemos para obtener  $\Delta c_0$ , que a su vez nos ayuda a calcular  $\delta c_0$  ( $\delta c_0 = c_0(\text{star}) - \Delta c_0 - c_0(\text{std})$ ). Por último, con la ecuación 3.26 obtenemos  $f$ , teniendo así todo lo necesario para calcular la magnitud absoluta de la estrella ( $M_V(\text{star}) = M_V(\text{ZAMS}) - f \delta c_0$ ).

### 3.3.3.2.- Segundo método para calcular $M_v$ .

El segundo método para obtener la magnitud absoluta es una calibración empírica aplicada en Schuster et al. (2004) y SMMPC, basada en datos de Hipparcos (ESA 1997). Se utilizaron 512 estrellas con errores en el paralaje de 10% o menos. La muestra fue limpiada de binarias.

La ecuación de calibración es un polinomio en  $(b - y)$ ,  $c_0$  y  $m_0$ , con términos de alto orden, llegando hasta cuarto orden. Nuevamente, la ecuación de calibración es obtenida empíricamente y no hay una deducción analítica. La solución fue iterada hasta que todos los términos tuvieran cocientes T ( $T = \text{coeficiente} / \text{error estimado}$ ) mayores que  $3\sigma$ .

Las 512 estrellas de calibración tuvieron los siguientes rangos:

$$\begin{aligned} -2.4 &\leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.4 \\ 0.038 &\leq m_0 \leq 0.593 \\ 0.279 &\leq (b - y) \leq 0.600 \\ 0.102 &\leq c_0 \leq 0.474 \\ 0.991 &\leq M_v \leq 8.029. \end{aligned}$$

La región en el diagrama  $(b - y)$  vs  $M_v$  sobre la cual la calibración está bien definida es un polígono irregular y no un rectángulo (Ver Figura 4.1 en Sección 4.1); aplica bien para estrellas de secuencia principal, secuencia principal evolucionadas y del *turn-off* en el rango de  $(b - y)$  dado anteriormente, y para estrellas subgigantes en  $0.42 \leq (b - y) \leq 0.52$  y  $0.5 \leq M_v \leq 4.0$ .

Para la mayoría de estrellas pobres en metal, las calibraciones fotométricas no son enteramente adecuadas, ya que existen pocas estrellas de calibración con  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.0$ . Pero esta calibración fotométrica basada en Hipparcos parece funcionar bastante bien para estrellas muy pobres en metal. Ciertamente funciona muy bien hasta  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -2.40$ .

La ecuación para este segundo método de derivación de  $M_v$  es (Schuster et al. 2004):

$$\begin{aligned} M_v = & 35.6942 - 299.391(b - y) - 100.263 m_1 + 79.4142 c_1 + 849.84 (b - y)^2 \\ & - 285.43 c_1^2 + 177.460 (b - y) m_1 + 292.22 m_1 c_1 - 725.867 (b - y)^3 \\ & + 220.641 c_1^3 - 355.216 (b - y)^2 c_1 - 136.597 m_1^2 (b - y) - 302.858 m_1^2 c_1 \\ & + 249.444 c_1^2 (b - y) - 312.86 c_1^2 m_1 + 218.299 m_1^2 (b - y)^2 + 497.514 m_1^2 c_1^2. \end{aligned} \quad 3.29$$

### 3.3.4.- Distancia.

El cálculo de la distancia se hace con el módulo de distancia dado por:

$$m - M = -5 \log (d/10) \quad 3.30$$

donde  $d$  es la distancia en pc,  $m$  es la magnitud aparente y  $M$  es la magnitud absoluta.

La ecuación anterior la podemos escribir como:

$$\log(d/10) = 0.2(m - M) \quad 3.31$$

esto implica

$$d = 10 * 10^{0.2(m - M)} = 10^{0.2(m - M + 5.0)} \quad 3.32$$

Para nuestro caso, tenemos las magnitudes  $V$  y  $M_V$  calculadas fotométricamente, por lo que la expresión para la distancia es:

$$\text{Distancia} = 10^{0.2(V - M_V + 5.0)} \quad 3.33$$

Todas las calibraciones vistas en este capítulo están dentro del programa *STROVHI*. También, el programa calcula una temperatura efectiva y lo hace con las ecuaciones que ahora veremos.

### 3.3.5- Temperatura efectiva.

Las ecuaciones que determinan la temperatura son las derivadas por Magain (1987) para estrellas con  $(b - y) \leq 0.405$  (ecuación 3.34), y por Olsen (1984) para  $(b - y) > 0.405$  (ecuación 3.35).

$$T_{eff} = 8330 - 7040(b - y)_0 * (1 - 0.099 * 10^{[Fe/H]}) \quad 3.34$$

$$\log T_{eff} = -0.469(b - y) - 0.103 \delta m_1 + 0.087 \delta c_1 + 3.947 \quad 3.35$$

Donde

$$\delta m_1 = m_1(\text{Híadas}) - m_1(\text{estrella}) \quad \text{con } (b - y) = \text{constante.}$$

De manera análoga se define:

$$\delta c_1 = c_1(\text{estrella}) - c_1(\text{ZAMS}) \quad \text{con } (b - y) = \text{constante.}$$

La temperatura es útil para el análisis espectroscópico y, sumada con la gravedad, permite obtener una clasificación estelar. En nuestro trabajo no se utiliza este parámetro, pero hacemos mención de él ya que aparece dentro del programa que nos dará los demás parámetros que requerimos. Cabe mencionar que hay nuevas y mejores calibraciones de  $T_{eff}$  dadas por Alonso et al. (1999), Ramírez & Meléndez (2005), etc.

Con estas calibraciones los datos son reducidos, por lo que en el siguiente capítulo se describirán los resultados de la reducción.

## IV.- ANÁLISIS DE RESULTADOS FOTOMÉTRICOS Y CINEMÁTICOS.

Presentamos en este capítulo un análisis de los resultados obtenidos de la reducción fotométrica. Comenzaremos por analizar los datos y parámetros obtenidos después de aplicar las calibraciones vistas en el capítulo anterior; luego, describiremos los datos contenidos en el archivo de entrada del programa que calcula las velocidades espaciales, y procederemos a realizar los diagramas cinemáticos con la ayuda de estas velocidades y la metalicidad, que presentaremos en el Capítulo V, con el objetivo de encontrar estructura (grupos en movimiento) en el Halo Galáctico.

### 4.1.- Análisis de los datos fotométricos y resultados de las calibraciones.

Desde un principio, las estrellas utilizadas en este trabajo fueron divididas en tres subgrupos, los cuales son: estrellas de baja metalicidad (BM), estrellas subgigantes de baja metalicidad (SG) y estrellas tipo solar (TS). El análisis se hace para cada grupo por separado, ya que cada uno tiene distintas características en la reducción de los datos.

#### 4.1.1.- Estrellas de baja metalicidad (BM).

La muestra total consta de 216 estrellas, de las cuales 72 están en el grupo de BM seleccionadas en la literatura (a base de espectroscopía y de fotometría) por tener  $[Fe/H] < -2.0$ . En la Tabla 4.1 se presentan los datos fotométricos para esta muestra, donde la primera columna indica un número consecutivo en la lista, la columna 2 es la identificación de la estrella (en el caso donde sólo aparece el número, la identificación corresponde a estrellas de Luyten Palomar), en las columnas 3 a 6 aparecen la magnitud  $V$  y los índices  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  respectivamente, el número de observaciones para determinar  $V$  está en la columna 7, la columna 8 da el número de observaciones para determinar los índices  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ , y las columnas 9 y 10 tienen el índice  $\beta$  y el número de observaciones para su determinación, respectivamente.

Esta tabla (4.1) es el archivo de entrada del programa (*STROVHI*) que calcula los parámetros fotométricos. Al realizar los cálculos de estos parámetros, algunas estrellas tenían valores que no entraban dentro de los límites de las ecuaciones de calibración, por lo que se tuvieron que ampliar un poco los límites de estas ecuaciones para obtener valores de las ecuaciones aplicables a estas estrellas, como se indica más adelante en esta misma sección. Estas estrellas que no entran en el rango original están señaladas en la Tabla 4.2.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	$m_1$ (5)	$c_1$ (6)	$N_V$ (7)	$N_{(ind)}$ (8)	$\beta$ (9)	$N_0\beta$ (10)
1	-13:3442	10.290	0.309	0.050	0.387	6	6	2.621	6
2	-22:1833	11.186	0.526	0.329	0.169	7	8	2.521	8
3	-23:12296	10.867	0.372	0.054	0.265	7	7	2.597	7
4	211-3	12.168	0.357	0.046	0.240	2	2	2.603	2
5	430-051	12.778	0.370	0.074	0.179	5	5	2.574	6
6	440-071	13.315	0.414	0.068	0.128	5	5	2.566	5
7	469-098	12.566	0.447	0.056	0.169	5	5	2.555	5
8	487-027	12.585	0.333	0.052	0.253	5	5	2.595	5
9	492-053	12.681	0.343	0.044	0.219	6	6	2.586	5
10	528-161	12.690	0.439	0.040	0.135	2	2	2.581	2
11	558-002	12.699	0.327	0.053	0.299	5	5	2.610	5
12	636-003	12.812	0.377	0.062	0.200	3	3	2.581	3
13	666-038	13.023	0.435	0.112	0.170	5	5	2.557	5
14	732-048	12.533	0.316	0.058	0.288	6	6	2.630	5
15	736-002	12.372	0.322	0.054	0.357	5	5	2.615	5
16	760-071	13.414	0.376	0.056	0.235	2	2	2.585	2
17	787-042	12.191	0.420	0.087	0.145	5	5	2.540	5
18	802-051	11.388	0.407	0.053	0.178	5	6	2.561	6
19	833-020	12.916	0.454	0.122	0.054	5	5	2.560	5
20	G14-32	8.374	0.596	0.320	0.371	6	6	2.540	6
21	G15-10	12.036	0.479	0.058	0.130	4	4	2.530	4
22	G17-25	9.612	0.474	0.204	0.163	11	11	2.536	7
23	G17-37	13.495	0.562	0.134	0.169	5	5	2.547	4
24	G18-21	13.146	0.445	0.039	0.102	4	4	2.543	4
25	G18-40	12.460	0.399	0.053	0.174	6	6	2.569	6
26	G19-25	11.703	0.497	0.179	0.130	7	7	2.530	7
27	G25-24	11.627	0.378	0.054	0.182	5	5	2.575	6
28	G26-12	12.162	0.349	0.037	0.255	5	5	2.568	5
29	G26-42	12.531	0.381	0.061	0.223	5	5	2.573	4
30	G28-31	12.615	0.399	0.039	0.220	5	5	2.588	5
31	G28-34	12.976	0.621	0.406	0.181	5	5	2.509	5
32	G28-48	11.089	0.499	0.367	0.232	6	7	2.541	7
33	G29-23	10.229	0.341	0.058	0.326	5	5	2.586	5
34	G30-52	8.501	0.496	0.249	0.262	2	2	2.569	2
35	G43-5	12.442	0.437	0.079	0.105	6	6	2.523	6
36	G44-38	13.466	0.639	0.335	0.120	4	4	2.489	4
37	G58-15	13.072	0.437	0.068	0.125	9	9	2.548	9
38	G65-33	12.907	0.627	0.446	0.158	4	4	2.496	4
39	G72-34	12.964	0.564	0.228	0.168	3	3	2.515	3
40	G92-49	12.264	0.681	0.102	0.319	5	5	2.571	5
41	G94-66	13.876	0.577	0.161	0.117	3	3	2.535	3
42	G114-42	12.779	0.392	0.114	0.205	7	7	2.570	7
43	G116-69	12.787	0.474	0.138	0.130	4	4	2.540	4
44	G117-64	13.013	0.383	0.052	0.177	6	6	2.578	6
45	G122-43	12.000	0.400	0.054	0.162	5	5	2.584	5
46	G126-2	11.132	0.670	0.470	0.142	5	5	2.492	5
47	G126-52	10.993	0.323	0.044	0.344	4	4	2.608	4
48	G126-62	9.479	0.331	0.064	0.327	6	6	2.589	8
49	G130-41	13.197	0.557	0.210	0.133	2	2	2.526	2
50	G137-86	13.132	0.333	0.085	0.264	4	4	2.582	4
51	G139-16	12.549	0.497	0.048	0.166	4	4	2.555	4
52	G144-28	12.931	0.457	0.056	0.134	2	2	2.563	2
53	G149-96	13.665	0.490	0.265	0.070	5	5	2.522	5
54	G157-38	12.573	0.356	0.054	0.163	1	2	2.607	2
55	G165-39	10.067	0.312	0.054	0.364	4	5	2.602	7
56	G167-50	13.542	0.482	0.115	0.124	5	5	2.528	5
57	G171-15	11.551	0.455	0.074	0.094	5	5	2.535	5
58	G171-50	13.073	0.378	0.041	0.179	3	3	2.568	3
59	G176-27	11.267	0.508	0.344	0.217	5	5	2.533	5
60	G178-41	12.644	0.372	0.056	0.179	5	5	2.573	5
61	G188-20	12.646	0.408	0.038	0.276	2	2	2.628	2
62	G190-15	11.024	0.485	0.055	0.084	6	6	2.543	6
63	G195-35	13.099	0.486	0.067	0.109	5	5	2.536	5
64	G199-66	12.672	0.375	0.065	0.175	5	5	2.590	5
65	G214-1	12.063	0.434	0.062	0.128	3	3	2.545	3
66	G214-5	11.541	0.394	0.051	0.149	5	5	2.564	5
67	G267-6	10.825	0.334	0.071	0.242	2	2	2.606	2
68	HD101063	9.443	0.496	0.151	0.279	6	6	2.548	3
69	HD205650	9.058	0.373	0.096	0.233	5	5	2.574	4
70	WOLF436	12.356	0.375	0.057	0.211	4	4	2.568	4
71	WOLF1143	10.989	0.477	0.120	0.118	2	2	2.542	2
72	WOLF6728	12.584	0.429	0.099	0.124	2	2	2.566	2

Tabla 4.1. Valores de los índices fotométricos para las estrellas de BM.

La Tabla 4.2 muestra el resultado dado por el programa *STROVHI*, ya con los límites de las ecuaciones ampliados un poco. La descripción de la Tabla 4.2 es la siguiente: de las columnas 1-10 la descripción es la misma que en la Tabla 4.1, sólo que algunos valores en las columnas 3-6 han sido re-calculados por el enrojecimiento; las columnas 11 y 12 dan el enrojecimiento calculado y el número de iteraciones en ese cálculo, respectivamente; la columna 13 muestra la metalicidad de la estrella calculada con las ecuaciones 3.21 y 3.22; en la columna 14 y 15 están la magnitud ( $M_{V_1}$ ) y la distancia ( $D_1$  en pc) calculadas con las ecuaciones 3.23 y 3.33, respectivamente; mientras que las columnas 16 y 17 son nuevamente magnitud ( $M_{V_2}$ ) y distancia ( $D_2$ ), calculadas con las ecuaciones 3.29 y 3.33, respectivamente; la columna 18 da el desplazamiento  $\delta c_0$ ; en la columna 19 está la temperatura efectiva y, por último, en la columna 20 aparecen algunas notas.

Las estrellas que tienen un asterisco (\*) al lado de la columna 12 son las estrellas a las cuales se les ha aplicado el enrojecimiento (en las columnas 3-6), ya que el valor calculado de  $E(b - y)$  es mayor que 0.015 mag.

Con respecto a la columna 20 (notas), aparecen señaladas las estrellas que no entran en los rangos (zona de validez) de las ecuaciones de calibración; por lo tanto, los rangos de los valores en los parámetros que aparecen dentro de estas ecuaciones fueron ampliadas un poco dentro del programa. Se pueden encontrar tres distintas marcas en esta columna 20, estas son:

$E_{Cl}$ , significa que ha sido ampliado el rango de la ecuación de calibración de color intrínseco.

$E_{Mt}$ , significa que ha sido ampliado el rango de la ecuación de calibración de metalicidad.

$E_{Mg}$ , significa que ha sido ampliado el rango de la ecuación de magnitud absoluta.

En el capítulo anterior se dieron las calibraciones fotométricas a utilizar y su respectivo rango de aplicación.

La ecuación de calibración de color intrínseco tiene los siguientes rangos en sus índices:

$$\begin{aligned} 0.254 &\leq (b - y) \leq 0.550 \\ 0.033 &\leq m_1 \leq 0.470 \\ 0.116 &\leq c_1 \leq 0.540 \\ 2.550 &\leq \beta \leq 2.681 \end{aligned}$$

Los límites de  $(b - y)$  en la ecuación de calibración no aparecen dentro del programa; esto es porque algunos valores pueden ser mayores que este límite debido al mismo enrojecimiento, por lo que el límite en  $\beta$  es más adecuado. Las estrellas que no tienen enrojecimiento calculado es debido a que  $\beta$  está fuera de rango, y hemos supuesto un enrojecimiento interestelar pequeño, i.e. cero.

Para el grupo de estrellas de BM no hubo necesidad de ampliar los intervalos de validez (diferentes de  $\beta$ ) en la ecuación de color intrínseco.

No	ID	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	Nv	Ni	β	N <sub>p</sub>	E(b-y)	It	[Fe/H]	M <sub>V1</sub>	D <sub>1</sub> (pc)	M <sub>V2</sub>	D <sub>2</sub> (pc)	F*δc <sub>0</sub>	T <sub>eff</sub>	Notas	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	
1	-13:3442	10.154	0.277	0.059	0.381	6	6	2.621	6	0.032	5	*	-2.42	4.32	146.7	3.86	181.1	0.345	6378.	EMg
2	-22:1833	11.186	0.526	0.329	0.169	7	8	2.521	8				-1.16	7.28	60.4	6.97	69.7	-0.141	4798.	
3	-23:12296	10.715	0.337	0.065	0.258	7	7	2.597	7	0.035	5	*	-1.61	5.06	134.9	4.64	164.2	0.150	5966.	
4	211-3	12.061	0.332	0.053	0.235	2	2	2.603	2	0.025	5	*	-1.95	5.28	226.8	4.89	271.6	-0.064	5994.	
5	430-051	12.778	0.370	0.074	0.179	5	5	2.574	6	-0.004	3		-1.35	5.95	232.2	5.33	308.9	-0.463	5737.	
6	440-071	13.212	0.390	0.075	0.123	5	5	2.566	5	0.024	4	*	-1.73	6.36	234.2	5.55	340.4	-0.564	5590.	
7	469-098	12.332	0.393	0.072	0.158	5	5	2.555	5	0.054	4	*	-1.70	5.81	201.4	5.58	224.5	0.012	5572.	
8	487-027	12.585	0.333	0.052	0.253	5	5	2.595	5	0.000	1		-2.00	5.02	326.4	4.66	384.3	0.215	5988.	
9	492-053	12.681	0.343	0.044	0.219	6	6	2.586	5	-0.001	2		-2.22	5.28	302.7	4.96	349.4	0.078	5917.	
10	528-161	12.417	0.375	0.059	0.122	2	2	2.581	2	0.064	5	*	-1.62	6.57	147.9	5.46	245.8	-0.945	5693.	
11	558-002	12.633	0.312	0.058	0.296	5	5	2.610	5	0.015	4	*	-1.98	4.77	374.1	4.37	449.9	0.226	6138.	
12	636-003	12.812	0.377	0.062	0.200	3	3	2.581	3	0.014	4		-1.55	5.43	299.5	5.16	339.8	0.194	5683.	
13	666-038	12.913	0.409	0.120	0.165	5	5	2.557	5	0.026	4	*	-1.39	5.81	263.2	5.68	279.1	0.136	5426.	
14	732-048	12.533	0.316	0.058	0.288	6	6	2.630	5	0.011	5		-1.93	4.82	348.8	4.42	419.3	0.216	6108.	
15	736-002	12.253	0.294	0.062	0.351	5	5	2.615	5	0.028	5	*	-2.00	4.43	367.1	3.91	465.6	0.391	6259.	
16	760-071	13.311	0.352	0.063	0.230	2	2	2.585	2	0.024	4	*	-1.59	5.26	407.5	4.87	487.0	0.114	5857.	
17	787-042	12.191	0.420	0.087	0.145	5	5	2.540	5				-1.72	5.83	186.8	5.87	184.0	0.331	5296.	
18	802-051	11.276	0.381	0.061	0.173	5	6	2.561	6	0.026	4	*	-1.77	5.67	132.5	5.41	148.7	0.043	5653.	
19	833-020	12.916	0.454	0.122	0.054	5	5	2.560	5				-2.20	7.35	129.9	5.82	263.1	-0.656	5017.	E <sub>nt</sub>
20	G14-32	8.374	0.596	0.320	0.371	6	6	2.540	6				-0.38	7.20	17.2	-1.66	1016.3	0.000	4486.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
21	G15-10	12.036	0.479	0.058	0.130	4	4	2.530	4				-2.12	6.48	129.4	5.76	179.6	0.482	4824.	
22	G17-25	9.612	0.474	0.204	0.163	11	11	2.536	7				-1.35	6.28	46.3	6.44	43.1	0.484	5068.	
23	G17-37	13.495	0.562	0.134	0.169	5	5	2.547	4				-2.14	7.12	188.4	2.93	1296.7	0.546	4327.	
24	G18-21	13.146	0.445	0.039	0.102	4	4	2.543	4				-2.11	6.43	220.4	6.27	236.7	0.133	5028.	
25	G18-40	12.352	0.374	0.061	0.169	6	6	2.569	6	0.025	4	*	-1.59	5.90	195.3	5.41	244.7	-0.298	5704.	
26	G19-25	11.703	0.497	0.179	0.130	7	7	2.530	7				-1.83	7.01	86.7	6.63	103.3	0.079	4818.	
27	G25-24	11.627	0.378	0.054	0.182	5	5	2.575	6	0.012	4		-1.74	5.57	162.4	5.31	183.3	0.097	5674.	
28	G26-12	12.162	0.349	0.037	0.255	5	5	2.568	5	-0.008	3		-2.51	4.66	317.1	4.34	367.5	0.774	5874.	E <sub>ng</sub>
29	G26-42	12.531	0.381	0.061	0.223	5	5	2.573	4	0.015	4		-1.81	4.88	338.9	4.83	346.3	0.834	5652.	
30	G28-31	12.400	0.349	0.054	0.210	5	5	2.588	5	0.050	5	*	-1.84	5.46	244.6	5.06	293.2	-0.073	5876.	
31	G28-34	12.976	0.621	0.406	0.181	5	5	2.509	5				-0.89	7.72	112.3	5.18	362.8	0.000	4263.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
32	G28-48	11.089	0.499	0.367	0.232	6	7	2.541	7				-0.47	6.62	78.3	6.40	86.6	-0.145	5125.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
33	G29-23	10.229	0.341	0.058	0.326	5	5	2.586	5	0.005	3		-1.76	4.01	175.6	3.48	223.8	1.282	5933.	
34	G30-52	8.301	0.449	0.263	0.253	2	2	2.569	2	0.047	4	*	-0.35	5.71	33.0	5.81	31.5	0.153	5433.	
35	G43-5	12.442	0.437	0.079	0.105	6	6	2.523	6				-1.94	6.40	161.7	6.18	178.5	0.029	5133.	
36	G44-38	13.466	0.639	0.335	0.120	4	4	2.489	4				-2.09	8.97	79.3	4.26	693.2	-0.732	4043.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
37	G58-15	13.072	0.437	0.068	0.125	9	9	2.548	9				-1.94	6.05	253.6	6.08	249.8	0.377	5140.	
38	G65-33	12.907	0.627	0.446	0.158	4	4	2.496	4				-0.65	7.62	114.0	6.29	210.7	0.000	4250.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
39	G72-34	12.964	0.564	0.228	0.168	3	3	2.515	3				-1.82	7.30	135.6	5.09	375.2	0.347	4410.	
40	G92-49	11.117	0.414	0.182	0.266	5	5	2.571	5	0.267	5	*	-0.54	5.12	158.5	5.20	152.4	0.406	5588.	
41	G94-66	13.876	0.577	0.161	0.117	3	3	2.535	3				-2.47	8.36	126.8	4.57	726.0	-0.560	4216.	E <sub>ng</sub>
42	G114-42	12.779	0.392	0.114	0.205	7	7	2.570	7	0.000	1		-1.22	5.44	293.1	5.34	307.5	0.225	5587.	
43	G116-69	12.787	0.474	0.138	0.130	4	4	2.540	4				-1.81	6.51	179.8	6.42	187.4	0.365	4957.	
44	G117-64	12.936	0.365	0.057	0.173	6	6	2.578	6	0.018	4	*	-1.69	5.87	259.3	5.35	329.1	-0.339	5765.	
45	G122-43	11.865	0.369	0.063	0.156	5	5	2.584	5	0.031	5	*	-1.54	6.18	137.3	5.41	195.1	-0.645	5742.	E <sub>nt</sub>
46	G126-2	11.132	0.670	0.470	0.142	5	5	2.492	5				-0.34	7.69	48.9	4.60	202.1	0.000	4023.	E <sub>nt</sub> E <sub>ng</sub>
47	G126-52	10.888	0.299	0.051	0.339	4	4	2.608	4	0.024	5	*	-2.43	4.37	201.0	3.92	247.6	0.517	6229.	E <sub>nt</sub>
48	G126-62	9.479	0.331	0.064	0.327	6	6	2.589	8	-0.003	3		-1.65	4.20	113.6	3.69	143.9	0.961	6005.	
49	G130-41	13.197	0.557	0.210	0.133	2	2	2.526	2				-2.11	7.86	116.9	5.94	283.2	-0.234	4407.	
50	G137-86	13.132	0.333	0.085	0.264	4	4	2.582	4	-0.024	4		-1.21	5.22	382.8	4.68	490.8	-0.180	6000.	
51	G139-16	12.114	0.396	0.078	0.146	4	4	2.555	4	0.101	4	*	-1.68	5.99	168.0	5.64	197.2	-0.128	5549.	
52	G144-28	12.651	0.392	0.076	0.121	2	2	2.563	2	0.065	5	*	-1.74	6.37	180.1	5.57	260.6	-0.549	5575.	
53	G149-96	13.665	0.490	0.265	0.070	5	5	2.522	5				-2.14	7.89	142.9	5.66	399.5	-0.830	4915.	E <sub>nt</sub>
54	G157-38	12.573	0.356	0.054	0.163	1	2	2.607	2	0.001	2		-1.81	6.05	201.2	5.36	277.3	-0.601	5828.	E <sub>nt</sub>
55	G165-39	10.067	0.312	0.054	0.364	4	5	2.602	7	0.007	4		-2.12	3.87	173.8	3.31	224.6	1.141	6135.	
56	G167-50	13.542	0.482	0.115	0.124	5	5	2.528	5				-1.96	6.72	231.6	6.36	272.8	0.255	4860.	
57	G171-15	11.551	0.455	0.074	0.094	5	5	2.535	5				-2.06	6.68	94.2	6.41	106.7	0.013	4993.	E <sub>nt</sub>
58	G171-50	13.073	0.378	0.041	0.179	3	3	2.568	3	0.011	3		-2.19	5.43	337.7	5.29	359.5	0.289	5671.	
59	G176-27	11.267	0.508	0.344	0.217	5	5	2.533	5				-0.66	6.72	81.2	6.60	85.9	-0.031	5007.	
60	G178-41	12.644	0.372	0.056	0.179	5	5	2.573	5	0.004	3		-1.70	5.70	244.6	5.33	289.9	-0.100	5716.	
61	G188-20	12.265	0.319	0.065	0.258	2	2	2.628	2	0.089	6	*	-1.70	5.24	254.2	4.78	314.7	-0.196	6085.	
62	G190-15	11.024	0.485	0.055	0.084	6	6	2.543	6				-2.21	7.47	51.3	6.54	78.8	-0.455	4729.	E <sub>nt</sub>
63	G195-35	13.099	0.486	0.067	0.109	5	5	2.536	5				-2.15	7.03	163.5	6.20	239.8	-0.008	4758.	
64	G199-66	12.672	0.375	0.065	0.175	5	5	2.590	5	0.011	4		-1.50	5.86	230.2	5.38	287.6	-0.274	5698.	
65	G214-1	12.063	0.434	0.062	0.128	3	3	2.545	3				-1.96	5.98	164.8	6.03	161.1	0.407	5156.	
66	G214-5	11.474	0.378	0.056	0.146	5	5	2.564	5	0.016	4	*	-1.69	6.14	116.6	5.54	153.9	-0.472	56	

Las estrellas de BM que exceden algunos de los intervalos de validez en las ecuaciones de metalicidad son 11 y están dadas en la Tabla 4.3. Su descripción es como sigue: la columna 1 da la identificación de la estrella, ID; la columna 2, el valor del índice ( $b - y$ ); la columna 3, el tipo espectral para el cual aplica la ecuación de calibración; la columna 4, el índice  $c_1$ ; y la columna 5, la diferencia del valor de  $c_1$ ,  $dc_1$ , con respecto al rango en la ecuación de calibración. El parámetro que define si es aplicable la calibración para estrellas F o G es ( $b - y$ ).

ID	( $b - y$ )	Tipo espectral aplicable	$c_1$	$dc_1$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
G 122-43	0.369	F	0.156	0.014
G 157-38	0.300	F	0.163	0.007
G 149-96	0.490	G	0.070	0.030
G 171-15	0.455	G	0.094	0.006
G 190-15	0.485	G	0.084	0.016
833-020	0.454	G	0.054	0.046
G 14-32	0.596	-	0.371	-
G 28-34	0.621	-	0.181	-
G 44-38	0.639	-	0.120	-
G 65-33	0.627	-	0.158	-
G 126-2	0.670	-	0.142	-

Tabla 4.3. Estrellas con valores de  $c_1$  que rebasan los límites en las ecuaciones de calibración de metalicidad.

En la Tabla 4.3 las últimas 5 estrellas tienen valores de ( $b - y$ ) que no entran en el intervalo de validez de las ecuaciones de calibración para metalicidad, por lo que fue ampliado el intervalo de validez de ( $b - y$ ) en la ecuación para estrellas tipo G, a fin de poder calcular un valor de metalicidad para estas estrellas. El resto de las estrellas en la Tabla 4.3 (las 6 primeras) tienen valores de  $c_1$  que exceden los intervalos de validez en las ecuaciones de calibración (tipo F o G). Los intervalos de validez en las ecuaciones fueron determinados por las estrellas de calibración; dentro de estos intervalos las ecuaciones funcionan muy bien. En el caso de valores que rebasan los intervalos no se conoce con precisión la validez de las calibraciones. Suponemos que para valores pequeños (menores que 0.02) en  $dc_1$ , las ecuaciones siguen funcionando bien ya que no están muy lejos de los valores límite; pero para valores más grandes en  $dc_1$  la metalicidad calculada ya debe ser considerada con algo de reserva.

El objetivo de extender los límites de la ecuaciones es calcular la metalicidad, ya que ésta es necesaria para el cálculo de la magnitud absoluta  $M_v$  y, por ende, de la distancia. Se tienen dos métodos para calcular la magnitud absoluta dentro del programa de reducción, que ya fueron explicados en el capítulo anterior. Los parámetros de estos métodos se dan a continuación.

Las condiciones del primer método son las siguientes:

Límites en el azul

$$\begin{aligned} (b-y)_0 &= 0.275 && \text{si } [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.65, \\ (b-y)_0 &= 0.296 + 0.0125 [\text{Fe}/\text{H}] && \text{cuando } -1.65 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.45 \text{ y} \\ (b-y)_0 &= 0.332 + 0.0923 [\text{Fe}/\text{H}] && \text{cuando } [\text{Fe}/\text{H}] > -0.45. \end{aligned}$$

Límites al rojo son 0.55 cuando  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.60$ , y 0.58 en cualquier otro caso.

En el programa de reducción se ponen como restricción los límites en el azul, mientras que si una estrella no cumple con los límites al rojo, el programa hace  $\delta c_1 = 0.0$  y, por lo tanto,  $\delta M_v = f * \delta c_1 = 0$ ; pero al final de cuentas calcula una magnitud para esa estrella ( $\delta M_v = M_v(\text{ZAMS}) - M_v(\text{star}) \rightarrow M_v(\text{ZAMS}) = M_v(\text{star})$ , ver Sección 3.3.3.1).

De la muestra de BM sólo 5 estrellas tienen valores que exceden estos límites al rojo del primer método y, por lo tanto, tienen un valor de cero para la corrección evolutiva (columna 18 de la Tabla 4.2).

Los límites de la ecuación de calibración para el segundo método empleado para calcular  $M_v$  son:

$$\begin{aligned} -2.4 &\leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.4 \\ 0.038 &\leq m_0 \leq 0.593 \\ 0.279 &\leq (b-y) \leq 0.600 \\ 0.102 &\leq c_0 \leq 0.474 \end{aligned}$$

Para el segundo método, sólo aparecen los rangos de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $m_0$  y  $(b-y)$  en la ecuación de calibración dentro del programa. Las estrellas de BM que no cumplen con algunos de los rangos en la ecuación de calibración para calcular  $M_v$  se muestran en la Tabla 4.4. En la tabla aparecen el nombre de la estrella, el parámetro que excede el límite y la cantidad excedida.

ID	$(b-y)$	$\sigma(b-y)$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\sigma[\text{Fe}/\text{H}]$	$m_1$	$\sigma m_1$
-13:3442	0.277	0.002	- 2.42	0.02	-	-
G 26-12	-	-	- 2.51	0.11	0.037	0.001
G 28-34	0.621	0.021	-	-	-	-
G 44-38	0.639	0.039	-	-	-	-
G 65-33	0.627	0.027	-	-	-	-
G 94-66	-	-	- 2.47	0.07	-	-
G 126-2	0.670	0.070	-	-	-	-
G 126-52	-	-	- 2.43	0.03	-	-

Tabla 4.4. Estrellas que exceden algún límite de la ecuación para calcular  $M_v$ .

Para este segundo método, hay una manera de verificar si esta magnitud es confiable para poder calcular las distancias. Esto se puede ver en la Figura 4.1.

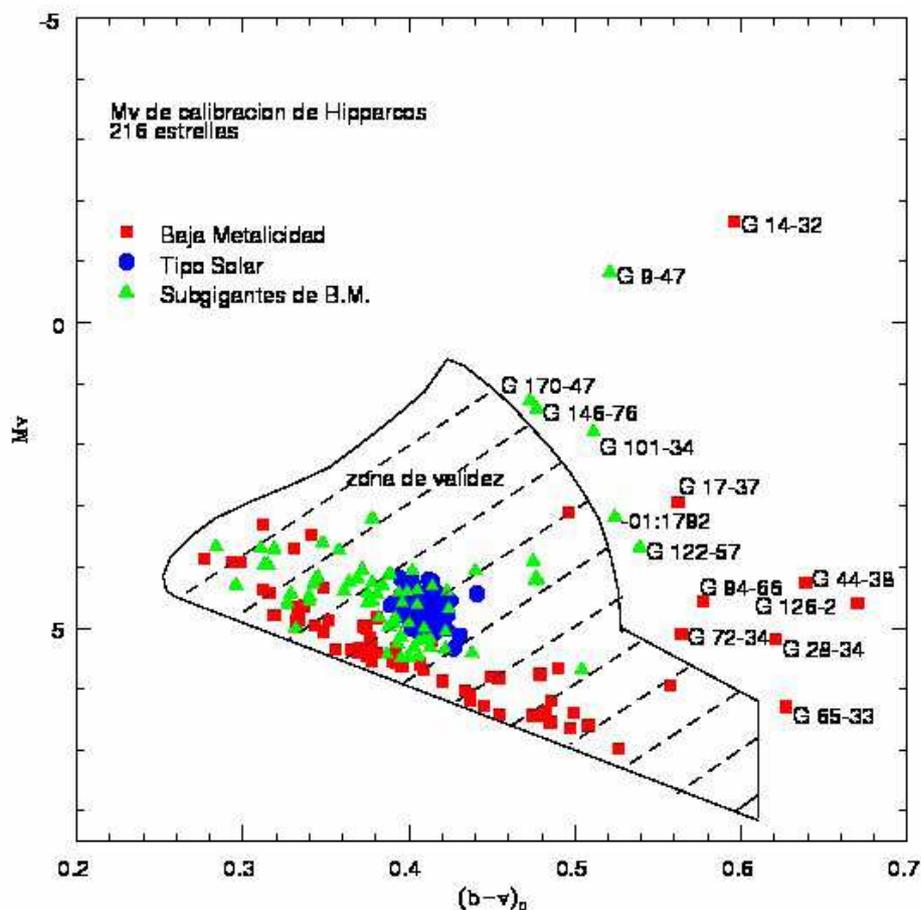


Figura 4.1. Diagrama  $(b - y)_0$  vs  $M_v$ . Se muestra la zona de validez del segundo método del cálculo de magnitud absoluta  $M_v$  y distancia. Las estrellas que aparecen marcadas con su nombre no entran en el rango de validez.

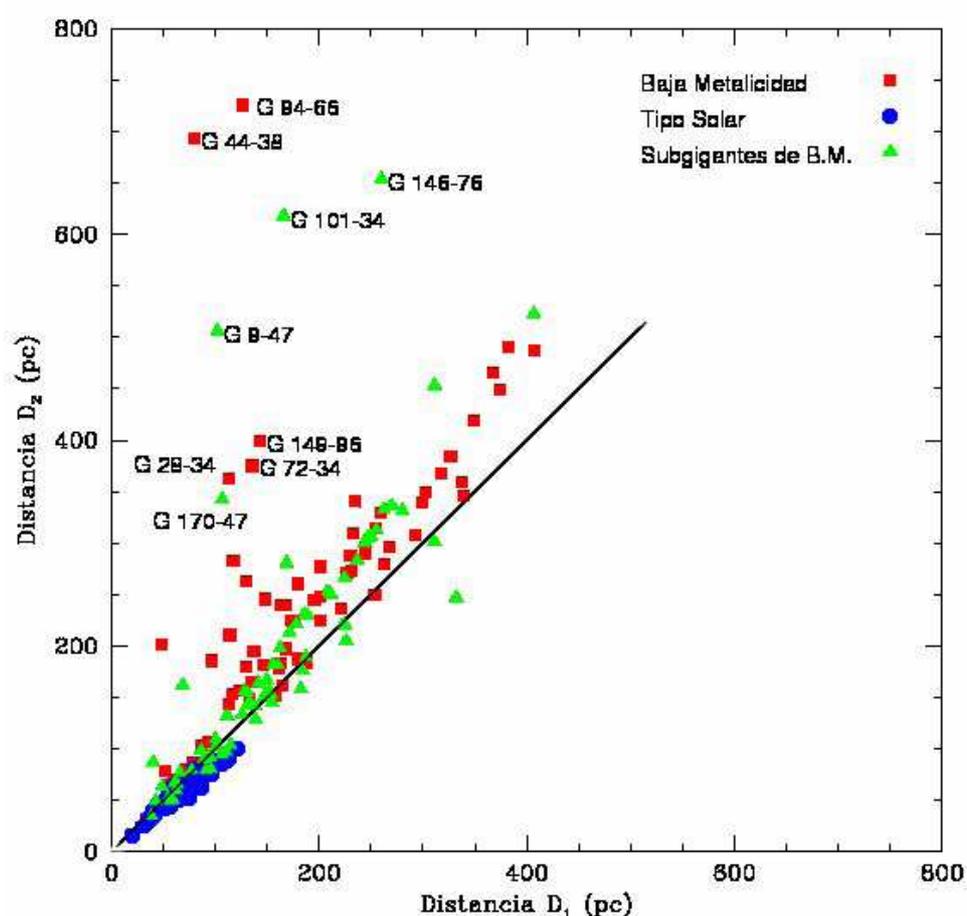
El área marcada como zona de validez es donde se ubican las 512 estrellas de calibración de SMMPC.

La distancia se calcula a partir de las magnitudes  $V$  y  $M_v$  fotométricas. Como tenemos dos estimaciones de  $M_v$ , también tenemos dos distancias. Todas las estrellas que aparecen señaladas en la Figura 4.1, y una más que no aparece en el diagrama, (HD210295  $[(b - y), M_v] = (0.580, -5.63)$ ), son las que están fuera del rango de calibración y, efectivamente, al comparar la distancia de estas estrellas en la Tabla 4.5, nos damos cuenta de que existe discrepancia entre los dos valores calculados ( $D_1$  y  $D_2$ ). La Figura 4.2 muestra una comparación de las distancias calculadas, donde aparecen señaladas las estrellas con mayor diferencia entre los dos valores. Se muestra la línea correspondiente a  $D_1 = D_2$  para una mejor comparación.

ID (BM)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)	ID (SG)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)	ID (TS)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)
G 14-32	17.2	1016.3	-01:1792	68.6	161.5	HIP348	58.1	58.0
G 15-10	129.4	179.6	+37:1458	62.3	59.9	HIP996	61.5	56.3
G 17-25	46.3	43.1	405-060	149.4	166.9	HIP1411	96.6	85.1
G 17-37	188.4	1296.7	412-048	332.2	246.8	HIP2894	53.6	51.5
G 18-21	220.4	236.7	500-093	311.2	453.2	HIP4909	61.5	56.0
G 18-40	195.3	244.7	615-196	182.7	157.9	HIP5134	56.9	61.5
G 19-25	86.7	103.3	625-044	128.0	156.2	HIP6407	54.6	52.4
G 25-24	162.4	183.3	628-018	151.6	155.1	HIP7245	62.1	51.9
G 26-12	317.1	367.5	685-044	177.8	221.7	HIP8507	72.8	65.0
G 26-42	338.9	346.3	685-047	249.7	307.0	HIP8841	75.7	69.4
G 28-31	244.6	293.2	685-055	133.2	144.2	HIP9349	50.1	43.9
G 28-34	112.3	362.8	752-017	270.1	335.7	HIP10710	64.6	65.8
G 28-48	78.3	86.6	752-018	125.8	132.7	HIP11728	55.1	45.4
G 29-23	175.6	223.8	753-029	224.9	220.0	HIP11915	62.2	56.3
G 30-52	33.0	31.5	813-013	224.4	267.0	HIP14614	40.2	39.8
G 43-5	161.7	178.5	814-012	280.4	331.5	HIP18621	49.9	47.4
G 44-38	79.3	693.2	814-014	188.4	229.8	HIP25670	86.4	62.3
G 58-15	253.6	249.8	830-004	310.8	301.1	HIP28336	63.8	61.2
G 65-33	114.0	210.7	867-011	148.4	151.0	HIP35265	37.2	31.0
G 72-34	135.6	375.2	G 1-30	236.3	283.8	HIP36512	42.1	38.3
G 92-49	158.5	152.4	G 101-34	165.8	617.7	HIP38072	107.1	85.7
G 94-66	126.8	726.0	G 102-27	95.5	91.5	HIP41317	52.3	42.6
G 114-42	293.1	307.5	G 102-47	106.4	94.6	HIP41832	52.5	48.8
G 116-69	179.8	187.4	G 107-43	154.6	144.9	HIP42872	121.2	100.3
G 117-64	259.3	329.1	G 107-50	247.0	305.0	HIP44324	47.7	46.6
G 122-43	137.3	195.1	G 113-22	115.1	103.5	HIP44935	82.2	67.2
G 126-2	48.9	202.1	G 122-57	40.3	86.5	HIP44997	58.5	49.7
G 126-52	201.0	247.6	G 128-58	244.1	299.9	HIP47990	71.3	61.0
G 126-62	113.6	143.9	G 141-19	99.9	101.9	HIP49572	107.9	91.2
G 130-41	116.9	283.2	G 143-23	246.9	306.1	HIP49756	41.5	35.8
G 137-86	382.8	490.8	G 146-76	260.1	653.6	HIP50826	61.6	66.5
G 139-16	168.0	197.2	G 152-67	211.2	250.3	HIP51337	95.5	79.3
G 144-28	180.1	260.6	G 153-64	137.7	141.6	HIP52040	66.8	67.2
G 149-96	142.9	399.5	G 154-21	89.1	89.9	HIP52137	64.5	55.8
G 157-38	201.2	277.3	G 154-25	255.0	313.3	HIP55409	63.9	50.0
G 165-39	173.8	224.6	G 16-13	138.9	128.1	HIP55459	49.1	41.6
G 167-50	231.6	272.8	G 16-20	160.2	181.6	HIP58303	57.9	51.8
G 171-15	94.2	106.7	G 16-28	225.9	204.5	HIP59357	64.4	64.2
G 171-50	337.7	359.5	G 16-8	154.1	152.4	HIP60653	85.7	80.6
G 176-27	81.2	85.9	G 161-73	208.2	252.7	HIP60314	95.9	74.5
G 178-41	244.6	289.9	G 170-47	106.7	342.4	HIP64713	113.4	91.5
G 188-20	254.2	314.7	G 172-16	155.4	181.7	HIP64497	95.4	75.8
G 190-15	51.3	78.8	G 179-22	162.6	197.9	HIP64150	30.9	24.8
G 195-35	163.5	239.8	G 19-27	56.4	49.4	HIP63048	56.4	44.4
G 199-66	230.2	287.6	G 193-33	77.1	79.6	HIP64794	60.5	55.0
G 214-1	164.8	161.1	G 196-48	141.3	164.0	HIP65627	75.7	72.0
G 214-5	116.6	153.9	G 205-42	147.8	151.6	HIP66885	79.3	81.4
G 267-6	122.9	156.3	G 23-14	110.7	97.5	HIP64993	86.6	71.9
211-3	226.8	271.6	G 23-20	186.8	189.0	HIP70394	90.4	77.7
430-051	232.2	308.9	G 24-25	86.3	99.0	HIP73815	57.2	49.1
440-071	234.2	340.4	G 29-20	59.5	50.5	HIP74389	74.1	52.2
469-098	201.4	224.5	G 33-9	132.8	146.1	HIP74341	81.8	68.1
487-027	326.4	384.3	G 59-18	131.2	154.9	HIP75528	85.6	77.3
492-053	302.7	349.4	G 60-26	91.0	79.3	HIP75923	76.7	69.6
528-161	147.9	245.8	G 80-28	111.4	131.6	HIP77883	82.2	64.6
558-002	374.1	449.9	G 83-45	168.6	280.5	HIP77936	98.4	88.1
636-003	299.5	339.8	G 87-27	60.5	67.1	HIP78028	60.3	59.7
666-038	263.2	279.1	G 9-47	102.0	505.9	HIP78680	46.0	47.3
732-048	348.8	419.3	G 90-3	171.5	212.9	HIP79186	53.9	51.5
736-002	367.1	465.6	G 95-11	262.0	332.8	HIP79304	91.0	78.7
760-071	407.5	487.0	HD132475	66.5	77.1	HIP79672	19.9	15.7
787-042	186.8	184.0	HD140283	49.0	62.9	HIP81512	92.8	86.3
802-051	132.5	148.7	HD148211	42.9	49.0	HIP85285	62.7	59.9

Tabla 4.5. Comparación de las distancias  $D_1$  y  $D_2$  para los tres subgrupos de estrellas.

ID (BM)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)	ID (SG)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)	ID (TS)	Distancia $D_1$ (pc)	Distancia $D_2$ (pc)
833-020	129.9	263.1	HD189558	54.6	52.9	HIP88194	36.4	32.7
-13:3442	146.7	181.1	HD195137	99.9	109.4	HIP88427	79.2	80.8
-22:1833	60.4	69.7	HD210295	192.9	11003.9	HIP100963	34.1	30.7
-23:12296	134.9	164.2	HD24341	38.4	35.3	HIP102152	111.0	89.2
W436	268.4	296.5	LTT6194	406.7	522.6	HIP103025	88.4	78.8
W6728	167.3	239.4	R740	185.8	230.7	HIP104504	55.6	56.6
WOLF1143	71.2	80.8	-18:6261	184.1	176.3	HIP108708	96.6	75.9
HD101063	96.6	185.8	685-053	222.0	219.4	HIP108996	89.2	73.9
HD205650	56.0	65.7				HIP109931	96.1	80.6
						HIP118159	63.8	65.7

Tabla 4.5. Comparación de las distancias  $D_1$  y  $D_2$  para los tres subgrupos de estrellas (continuación).Figura 4.2. Comparación entre las distancias  $D_1$  y  $D_2$ .

En la Tabla 4.5 podemos ver que algunas estrellas tienen valor de distancia  $D_2$  mayor a 800 pc, y un valor de  $D_1$  mucho menor. Estas estrellas no aparecen en la Figura 4.2 ya que los límites de los ejes son 800 pc para cada distancia. Las estrellas que no aparecen en la gráfica (G 14-32, G 17-37 y HD210295) junto con las que están señaladas (a excepción de G 149-96) están fuera de

la zona de validez de la Figura 4.1 para determinar  $M_v$ . Estas estrellas obviamente no tienen valor de distancia confiable y, como la distancia es necesaria para calcular las velocidades espaciales de las estrellas dentro de la Galaxia (velocidades Galácticas), para ellas se buscó en la literatura datos de paralaje para determinar su distancia. Para las estrellas a las que no se les encontró datos de paralaje, se consideró la distancia  $D_1$  que se obtuvo con la magnitud absoluta  $M_{v1}$  calculada del primer método, visto en el capítulo anterior.

#### 4.1.2.- Estrellas subgigantes de baja metalicidad (SG).

La muestra para SG contiene 71 estrellas. Estas estrellas fueron proporcionadas por B. W. Carney como una parte de un proyecto clave del SIM (Space Interferometry Mission). En la Tabla 4.6 se dan los índices fotométricos de esta muestra. La descripción de esta tabla es la misma que para la Tabla 4.1. Al igual que en el caso de estrellas de BM, analizaremos las calibraciones fotométricas.

No (1)	ID (2)	$V$ (3)	$(b-y)$ (4)	$m_1$ (5)	$c_1$ (6)	$N_v$ (7)	$N_{(ind)}$ (8)	$\beta$ (9)	$No_\beta$ (10)
1	-01:1792	9.234	0.524	0.208	0.283	5	6	2.544	6
2	-18:6261	10.825	0.396	0.140	0.289	9	10	2.577	10
3	+37:1458	8.916	0.439	0.058	0.236	11	13	2.554	13
4	405-060	11.294	0.513	0.058	0.294	13	15	2.575	15
5	412-048	12.052	0.595	0.161	0.411	11	12	2.599	12
6	500-093	12.189	0.475	0.091	0.226	11	12	2.541	12
7	615-196	11.454	0.451	0.153	0.249	9	10	2.555	10
8	625-044	11.890	0.500	0.070	0.196	5	5	2.580	5
9	628-018	11.621	0.565	0.146	0.321	7	8	2.582	8
10	685-044	11.810	0.476	0.031	0.312	5	5	2.606	5
11	685-047	12.522	0.574	-0.021	0.371	4	4	2.601	4
12	685-053	12.236	0.528	0.090	0.283	8	9	2.573	9
13	685-055	11.531	0.532	0.120	0.277	3	3	2.587	3
14	752-017	11.830	0.427	0.011	0.357	5	5	2.597	5
15	752-018	11.434	0.484	0.137	0.225	8	8	2.579	8
16	753-029	11.670	0.518	0.027	0.269	6	8	2.552	8
17	813-013	12.424	0.486	0.007	0.295	9	9	2.601	9
18	814-012	12.576	0.453	-0.011	0.342	6	7	2.609	7
19	814-014	11.637	0.492	0.047	0.331	8	9	2.595	9
20	830-004	11.525	0.388	0.112	0.301	10	11	2.575	11
21	867-011	11.897	0.590	0.119	0.293	7	7	2.578	7
22	G1-30	12.181	0.403	0.035	0.281	12	13	2.602	13
23	G101-34	10.743	0.511	0.114	0.263	5	6	2.548	6
24	G102-27	9.049	0.442	0.147	0.349	12	14	2.577	14
25	G102-47	10.310	0.465	0.088	0.231	9	10	2.550	10
26	G107-43	10.274	0.425	0.148	0.316	9	11	2.570	11
27	G107-50	11.642	0.371	0.042	0.334	5	6	2.603	6
28	G113-22	9.695	0.405	0.110	0.262	5	6	2.564	6
29	G122-57	8.372	0.539	0.273	0.296	12	13	2.543	13
30	G128-58	12.080	0.437	0.059	0.312	9	10	2.596	10
31	G141-19	10.570	0.513	0.008	0.226	5	6	2.550	6
32	G143-23	12.174	0.400	0.064	0.288	4	4	2.599	4
33	G146-76	10.485	0.477	0.080	0.292	9	9	2.539	9
34	G152-67	12.293	0.510	0.006	0.291	7	7	2.589	7
35	G153-64	11.414	0.486	0.102	0.241	6	7	2.574	7
36	G154-21	9.682	0.486	0.044	0.277	3	4	2.563	4
37	G154-25	12.948	0.551	0.009	0.308	6	6	2.596	6
38	G16-13	9.951	0.399	0.115	0.281	8	8	2.570	8
39	G16-20	10.815	0.437	0.064	0.286	6	7	2.567	7
40	G16-28	12.062	0.480	0.130	0.260	6	6	2.562	6
41	G16-8	11.626	0.494	0.121	0.248	7	7	2.571	7
42	G161-73	10.834	0.380	0.074	0.321	4	5	2.579	5

Tabla 4.6. Valores de los índices fotométricos para las estrellas SG.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	$m_1$ (5)	$c_1$ (6)	$N_V$ (7)	$N_{(ind)}$ (8)	$\beta$ (9)	$N_{\beta}$ (10)
43	G170-47	8.946	0.473	0.041	0.264	3	4	2.528	4
44	G172-16	10.964	0.422	0.076	0.293	14	16	2.584	16
45	G179-22	10.674	0.477	0.145	0.258	9	10	2.538	10
46	G19-27	8.152	0.424	0.163	0.292	3	4	2.559	4
47	G193-33	8.800	0.384	0.144	0.317	8	9	2.592	9
48	G196-48	10.345	0.388	0.065	0.279	13	15	2.570	15
49	G205-42	9.970	0.440	0.075	0.239	6	6	2.544	6
50	G23-14	10.747	0.522	0.095	0.244	4	5	2.553	5
51	G23-20	11.568	0.464	0.065	0.257	5	6	2.567	6
52	G24-25	10.570	0.416	0.109	0.180	5	5	2.573	5
53	G29-20	9.194	0.497	0.171	0.266	5	6	2.550	6
54	G33-9	10.583	0.422	0.089	0.277	14	16	2.573	16
55	G59-18	10.168	0.476	0.152	0.264	9	10	2.547	10
56	G60-26	9.799	0.441	0.122	0.242	11	12	2.554	12
57	G80-28	9.975	0.393	0.034	0.285	10	11	2.580	11
58	G83-45	13.438	0.564	0.037	0.135	6	6	2.566	6
59	G87-27	9.826	0.504	0.288	0.269	5	6	2.548	6
60	G9-47	7.686	0.521	0.181	0.398	8	9	2.549	9
61	G90-3	10.398	0.382	0.038	0.311	5	6	2.576	6
62	G95-11	11.928	0.460	0.023	0.366	11	13	2.599	13
63	HD132475	8.564	0.391	0.074	0.292	7	7	2.570	7
64	HD140283	7.208	0.378	0.035	0.288	9	10	2.557	10
65	HD148211	7.701	0.364	0.132	0.316	7	9	2.583	9
66	HD189558	7.737	0.389	0.102	0.293	10	11	2.572	11
67	HD195137	9.875	0.434	0.114	0.311	2	3	2.586	3
68	HD210295	9.575	0.580	0.184	0.366	9	10	2.540	10
69	HD24341	7.878	0.442	0.178	0.286	14	16	2.565	16
70	LTT6194	12.816	0.413	0.026	0.414	4	4	2.618	4
71	R740	12.750	0.549	-0.036	0.261	3	3	2.591	3

Tabla 4.6. Valores de los índices fotométricos para las estrellas SG (continuación).

En este caso, a diferencia de la muestra de BM, tenemos que algunos de los rangos en los parámetros dentro de la ecuación de calibración para color intrínseco fueron ampliados (ver Sección 3.3.1). Los espacios vacíos en la columna 11 de las Tablas 4.2, 4.7 y 4.10 son debidos a que el valor en  $\beta$  es distinto al de los límites en la ecuación.

En el caso particular de tres estrellas SG que tienen valores negativos en el índice  $m_1$ , 685-047, 814-012 y R740 con  $m_1 = -0.021$ ,  $-0.011$ , y  $-0.036$ , respectivamente, se ampliaron los límites en los rangos hasta  $-0.036 \leq m_1 \leq 0.50$  para obtener datos de enrojecimiento. La idea era saber si al entrar en la ecuación de calibración y calcular el enrojecimiento, al momento de corregir sus índices estos valores daban un valor consistente, i.e. quedaban dentro del rango de calibración. En general, así fue para todas las estrellas que entraron en el rango más amplio de los parámetros dentro de la ecuación. La Tabla 4.7 muestra los valores de estos índices desenrojados junto con los demás parámetros fotométricos para la muestra de SG.

Una vez aplicada esta ampliación en el rango del índice  $m_1$  dentro de la ecuación de calibración de color intrínseco y corregido el enrojecimiento, revisamos los valores de los índices para ver cuáles no cumplían con los límites de las ecuaciones para el cálculo de metalicidad. Encontramos que sólo la estrella R740 no cumplía con el índice  $m_1$ , ya que tenía un valor de 0.029, lo cual es sólo 0.001 magnitudes por debajo del valor límite. Al igual que antes, las ecuaciones

funcionan bien dentro de los rangos establecidos para los parámetros; fuera del rango es difícil saber qué tan confiables son las ecuaciones de calibración. Sin embargo, para esta estrella, la diferencia es muy pequeña (0.001 mag), por lo que podemos suponer que el valor de metalicidad que se obtiene es confiable.

La Tabla 4.8 presenta los parámetros fotométricos para la muestra de estrellas SG. La descripción de esta tabla es la misma que la de la Tabla 4.2.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	m <sub>i</sub> (5)	c <sub>1</sub> (6)	Nv Ni (7) (8)	β (9)	N <sub>β</sub> (10)	E(b-y) (11)	It (12)	[Fe/H] (13)	M <sub>V1</sub> (14)	D <sub>1</sub> (pc) (15)	M <sub>V2</sub> (16)	D <sub>2</sub> (pc) (17)	F*δ <sub>C0</sub> (18)	T <sub>eff</sub> (19)	Notas (20)
1	-01:1792	9.234	0.524	0.208	0.283	5 6	2.544	6			-0.99	5.05	68.6	3.19	161.5	1.960	4786.	
2	-18:6261	10.825	0.396	0.140	0.289	9 10	2.577	10	0.006	3	-0.81	4.50	184.1	4.59	176.3	0.973	5585.	
3	+37:1458	8.715	0.392	0.072	0.227	11 13	2.554	13	0.047	4 *	-1.70	4.74	62.3	4.83	59.9	1.077	5573.	
4	405-060	10.699	0.375	0.099	0.266	13 15	2.575	15	0.138	5 *	-1.03	4.83	149.4	4.59	166.9	0.536	5717.	
5	412-048	11.274	0.414	0.215	0.375	11 12	2.599	12	0.181	5 *	0.05	3.67	332.2	4.31	246.8	1.360	5758.	
6	500-093	12.189	0.475	0.091	0.226	11 12	2.541	12			-1.82	4.72	311.2	3.91	453.2	2.165	4989.	
7	615-196	11.331	0.422	0.162	0.243	9 10	2.555	10	0.029	3 *	-0.85	5.02	182.7	5.34	157.9	0.802	5481.	
8	625-044	11.404	0.387	0.104	0.173	5 5	2.580	5	0.113	5 *	-1.37	5.87	128.0	5.44	156.2	-0.193	5618.	
9	628-018	10.952	0.409	0.193	0.290	7 8	2.582	8	0.156	5 *	-0.33	5.05	151.6	5.00	155.1	0.252	5660.	
10	685-044	11.178	0.329	0.075	0.283	5 5	2.606	5	0.147	6 *	-1.41	4.93	177.8	4.45	221.7	0.148	6022.	
11	685-047	11.408	0.315	0.057	0.319	4 4	2.601	4	0.259	6 *	-1.98	4.42	249.7	3.97	307.0	0.608	6115.	E <sub>CI</sub>
12	685-053	11.648	0.391	0.131	0.256	8 9	2.573	9	0.137	5 *	-0.93	4.92	222.0	4.94	219.4	0.571	5608.	
13	685-055	10.940	0.395	0.161	0.250	3 3	2.587	3	0.137	5 *	-0.66	5.32	133.2	5.15	144.2	0.046	5612.	
14	752-017	11.331	0.311	0.046	0.334	5 5	2.597	5	0.116	5 *	-2.51	4.17	270.1	3.70	335.7	0.842	6142.	E <sub>SG</sub>
15	752-018	11.098	0.406	0.160	0.209	8 8	2.579	8	0.078	5 *	-0.89	5.60	125.8	5.48	132.7	0.039	5548.	
16	753-029	11.135	0.394	0.064	0.244	6 8	2.552	8	0.124	4 *	-1.83	4.37	224.9	4.42	220.0	1.480	5564.	
17	813-013	11.739	0.327	0.055	0.263	9 9	2.601	9	0.159	6 *	-1.95	4.98	224.4	4.61	267.0	0.175	6032.	
18	814-012	11.899	0.296	0.036	0.311	6 7	2.609	7	0.157	6 *	-3.76	4.66	280.4	4.30	331.5	0.211	6250.	E <sub>CI</sub>
19	814-014	11.003	0.344	0.091	0.301	8 9	2.595	9	0.148	5 *	-1.10	4.63	188.4	4.20	229.8	0.470	5924.	E <sub>SG</sub>
20	830-004	11.525	0.388	0.112	0.301	10 11	2.575	11	0.008	3	-1.14	4.06	310.8	4.13	301.1	1.519	5618.	
21	867-011	11.105	0.406	0.174	0.256	7 7	2.578	7	0.184	5 *	-0.59	5.25	148.4	5.21	151.0	0.204	5620.	
22	61-30	11.854	0.327	0.058	0.266	12 13	2.602	13	0.076	5 *	-1.85	4.99	236.3	4.59	283.8	0.164	6032.	
23	G101-34	10.743	0.511	0.114	0.263	5 6	2.548	6			-1.76	4.64	165.8	1.79	617.7	2.563	4762.	
24	G102-27	8.875	0.402	0.159	0.341	12 14	2.577	14	0.040	4 *	-0.54	3.97	95.5	4.07	91.5	1.395	5583.	
25	G102-47	10.068	0.409	0.105	0.220	9 10	2.550	10	0.056	4 *	-1.38	4.93	106.4	5.19	94.6	1.003	5470.	
26	G107-43	10.189	0.405	0.154	0.312	9 11	2.570	11	0.020	3 *	-0.66	4.24	154.6	4.38	144.9	1.253	5658.	
27	G107-50	11.394	0.313	0.059	0.322	5 6	2.603	6	0.058	5 *	-1.91	4.43	247.0	3.97	305.0	0.573	6127.	
28	G113-22	9.695	0.405	0.110	0.262	5 6	2.564	6	0.011	3	-1.26	4.39	115.1	4.62	103.5	1.453	5494.	
29	G122-57	8.372	0.539	0.273	0.296	12 13	2.543	13			-0.62	5.35	40.3	3.69	86.5	1.579	4755.	
30	G128-58	11.674	0.343	0.087	0.293	9 10	2.596	10	0.094	5 *	-1.16	4.74	244.1	4.29	299.9	0.378	5934.	
31	G141-19	10.034	0.388	0.045	0.201	5 6	2.550	6	0.125	4 *	-2.00	5.04	99.9	4.99	101.9	0.781	5599.	
32	G143-23	11.917	0.340	0.082	0.276	4 4	2.599	4	0.060	5 *	-1.25	4.95	246.9	4.49	306.1	0.180	5948.	
33	G146-76	10.485	0.477	0.080	0.292	9 9	2.539	9			-2.01	3.41	260.1	1.41	653.6	3.521	5026.	
34	G152-67	11.564	0.340	0.057	0.257	7 7	2.589	7	0.170	5 *	-1.80	4.94	211.2	4.57	250.3	0.347	5937.	
35	G153-64	11.014	0.393	0.130	0.222	6 7	2.574	7	0.093	5 *	-1.03	5.32	137.7	5.26	141.6	0.242	5588.	
36	G154-21	9.230	0.381	0.076	0.256	3 4	2.563	4	0.105	4 *	-1.64	4.48	89.1	4.46	89.9	1.205	5654.	
37	G154-25	12.040	0.340	0.072	0.266	6 6	2.596	6	0.211	6 *	-1.43	5.01	255.0	4.56	313.3	0.194	5946.	
38	G16-13	9.951	0.399	0.115	0.281	8 8	2.570	8	0.011	3	-1.16	4.24	138.9	4.41	128.1	1.478	5540.	
39	G16-20	10.559	0.378	0.082	0.274	6 7	2.567	7	0.059	4 *	-1.23	4.54	160.2	4.26	181.6	0.979	5688.	
40	G16-28	11.765	0.411	0.151	0.246	6 6	2.562	6	0.069	4 *	-0.87	5.00	225.9	5.21	204.5	0.692	5547.	
41	G16-8	11.233	0.403	0.148	0.230	7 7	2.571	7	0.091	4 *	-0.89	5.29	154.1	5.32	152.4	0.304	5533.	
42	G161-73	10.740	0.358	0.081	0.317	4 5	2.579	5	0.022	4 *	-1.26	4.15	208.2	3.73	252.7	1.180	5822.	
43	G170-47	8.946	0.473	0.041	0.264	3 4	2.528	4			-2.46	3.81	106.7	1.27	342.4	3.108	4984.	E <sub>SG</sub>
44	G172-16	10.701	0.361	0.094	0.281	14 16	2.584	16	0.061	4 *	-1.07	4.74	155.4	4.40	181.7	0.506	5811.	
45	G179-22	10.674	0.477	0.145	0.258	9 10	2.538	10			-1.28	4.62	162.6	4.19	197.9	2.151	5069.	
46	G19-27	8.152	0.424	0.163	0.292	3 4	2.559	4	0.002	2	-0.71	4.40	56.4	4.68	49.4	1.365	5526.	
47	G193-33	8.800	0.384	0.144	0.317	8 9	2.592	9	0.008	3	-0.66	4.36	77.1	4.30	79.6	0.882	5686.	
48	G196-48	10.262	0.369	0.071	0.275	13 15	2.570	15	0.019	4 *	-1.40	4.51	141.3	4.19	164.0	0.980	5745.	
49	G205-42	9.970	0.440	0.075	0.239	6 6	2.544	6			-1.85	4.12	147.8	4.07	151.6	2.340	5246.	
50	G23-14	10.277	0.413	0.128	0.222	4 5	2.553	5	0.109	4 *	-1.16	5.06	110.7	5.33	97.5	0.830	5479.	
51	G23-20	11.214	0.382	0.090	0.241	5 6	2.567	6	0.082	4 *	-1.42	4.86	186.8	4.83	189.0	0.778	5654.	
52	G24-25	10.481	0.395	0.115	0.176	5 5	2.573	5	0.021	4 *	-1.31	5.80	86.3	5.50	99.0	-0.057	5561.	
53	G29-20	8.941	0.438	0.189	0.254	5 6	2.550	6	0.059	4 *	-0.69	5.07	59.5	5.42	50.5	0.879	5420.	
54	G33-9	10.394	0.378	0.102	0.268	14 16	2.573	16	0.044	4 *	-1.01	4.78	132.8	4.57	146.1	0.607	5694.	
55	G59-18	10.168	0.476	0.152	0.264	9 10	2.547	10			-1.20	4.58	131.2	4.22	154.9	2.140	5092.	
56	G60-26	9.677	0.413	0.130	0.236	11 12	2.554	12	0.028	3 *	-1.10	4.88	91.0	5.18	79.3	0.968	5498.	
57	G80-28	9.767	0.345	0.049	0.275	10 11	2.580	11	0.048	4 *	-2.04	4.53	111.4	4.17	131.6	0.827	5906.	
58	G83-45	12.733	0.400	0.086	0.102	6 6	2.566	6	0.164	6 *	-1.77	6.60	168.6	5.49	280.5	-0.674	5518.	
59	G87-27	9.826	0.504	0.288	0.269	5 6	2.548	6			-0.48	5.92	60.5	5.69	67.1	0.610	5026.	
60	G9-47	7.686	0.521	0.181	0.398	8 9	2.549	9			-1.01	2.64	102.0	-0.83	505.9	4.351	4890.	
61	G90-3	10.252	0.348	0.048	0.304	5 6	2.576	6	0.034	4 *	-2.03	4.08	171.5	3.61	212.9	1.314	5882.	
62	G95-11	11.322	0.319	0.065	0.338	11 13	2.599	13	0.141	6 *	-1.69	4.23	262.0	3.71	332.8	0.807	6088.	
63	HD132475	8.483	0.372	0.080	0.288	7 7	2.570	7	0.019	4 *	-1.26	4.37	66.5	4.05	77.1	1.103	5725.	
64	HD140283	7.208	0.378	0.035	0.288	9 10	2.557	10	0.001	2	-2.53	3.76	49.0	3.21	62.9	1.975	5670.	E <sub>SG</sub>
65	HD148211	7.701	0.364	0.132	0.316	7 9	2.583	9	-0.013	4	-0.67	4.54	42.9	4.25	49.0	0.505	5821.	
66	HD189558	7.737	0.389	0.102	0.293	10 11	2.572	11	0.009	3	-1.30	4.05	54.6	4.12	52.9	1.621	5605.	
67	HD195137	9.623	0.375	0.132	0.299	2 3	2.586	3	0.059	4 *	-0.73	4.62	99.9	4.43	109.4	0.577	5736.	
68	HD210295	9.575	0.580	0.184	0.366	9 10	2.540	10			-1.37	3.15	192.9	-5.6311003.9	4.525	4436.		

Para el caso de la magnitud absoluta, los límites en los parámetros dentro del segundo método tuvieron que ser ampliados para poder calcular la  $M_v$  de 5 estrellas. Las 5 estrellas rebasan el límite menor del intervalo de validez de metalicidad y 3 de ellas también tienen un valor de  $m_1$  que está fuera del intervalo de validez. Sus nombres, los valores de  $[Fe/H]$ , de  $m_1$ , y sus respectivas diferencias respecto al límite ( $\sigma[Fe/H]$  y  $\sigma m_1$ ) se muestran en la Tabla 4.8.

ID	$[Fe/H]$	$\sigma[Fe/H]$	$m_1$	$\sigma m_1$
<b>814-012</b>	-3.76	1.26	0.036	0.002
<b>HD140283</b>	-2.53	0.13	0.035	0.003
<b>R740</b>	-3.30	1.10	0.029	0.009
<b>752-017</b>	-2.51	0.11	-	-
<b>G 170-47</b>	-2.46	0.06	-	-

Tabla 4.8. Estrellas con algún parámetro fuera de los límites de la ecuación para calcular  $M_v$ .

La Figura 4.3 muestra la distribución de las estrellas en un diagrama  $(b - y)_0$  vs  $c_0$ , realizado con los datos de la reducción fotométrica.

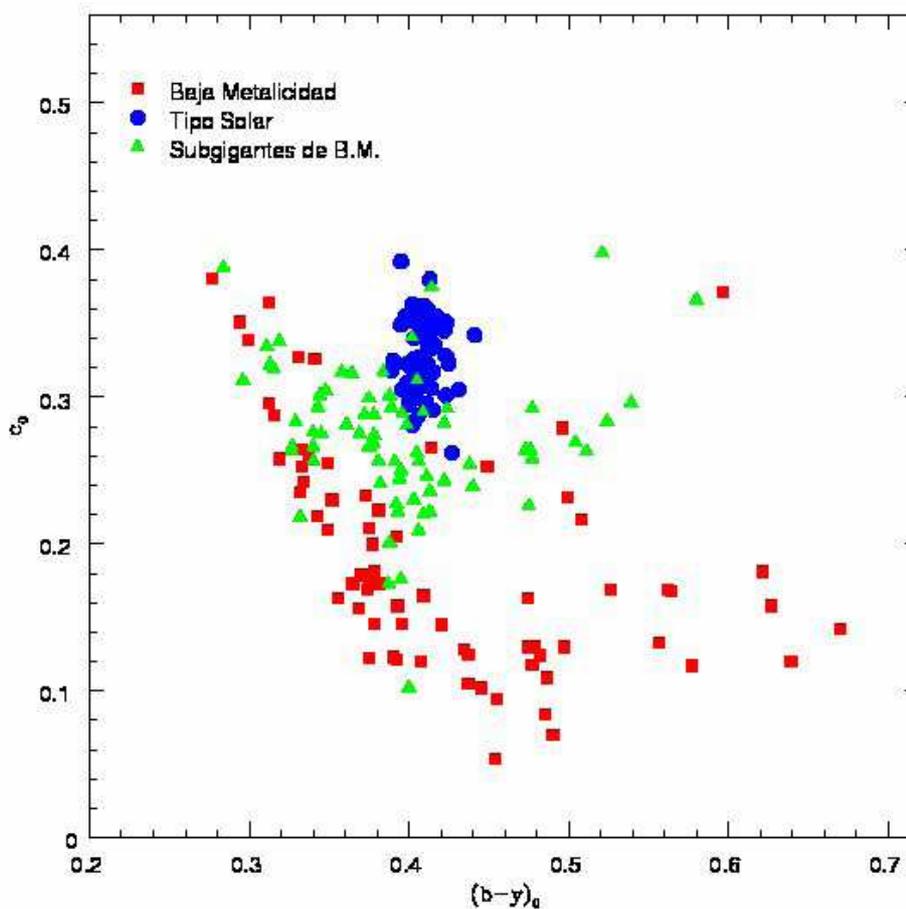


Figura 4.3. Diagrama  $(b - y)_0$  vs  $c_0$ .

La metalicidad calculada para algunas estrellas de esta muestra (SG) es  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.80$ , además de que algunas no presentan valores grandes de  $c_1$ . Esto hace pensar que las estrellas fueron mal clasificadas y realmente no son subgigantes de baja metalicidad.

#### 4.1.3.- Estrellas tipo solar (TS).

Este grupo consta de 73 estrellas. Estas estrellas también han sido estudiadas en otro contexto por J. Meléndez e I. Ramírez para identificar estrellas como el Sol. Sus índices fotométricos se muestran en la Tabla 4.9, y la descripción de esta tabla es la misma que la de la Tabla 4.1.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	$m_1$ (5)	$c_1$ (6)	$N_V$ (7)	$N_{(\text{ind})}$ (8)	$\beta$ (9)	$\text{No}_\beta$ (10)
1	HIP348	8.600	0.407	0.188	0.307	4	4	2.584	4
2	HIP996	8.184	0.403	0.190	0.340	4	4	2.598	4
3	HIP1411	9.088	0.441	0.211	0.342	4	4	2.579	4
4	HIP2894	8.653	0.415	0.208	0.291	4	4	2.587	4
5	HIP4909	8.508	0.403	0.206	0.319	4	4	2.597	4
6	HIP5134	8.965	0.402	0.187	0.281	4	4	2.581	4
7	HIP6407	8.612	0.411	0.205	0.296	4	4	2.584	4
8	HIP7245	8.377	0.423	0.218	0.328	4	4	2.596	4
9	HIP8507	8.890	0.413	0.207	0.317	4	4	2.595	4
10	HIP8841	9.232	0.423	0.209	0.301	4	4	2.593	4
11	HIP9349	7.975	0.407	0.210	0.324	4	4	2.594	4
12	HIP10710	8.924	0.400	0.191	0.302	5	5	2.594	5
13	HIP11728	8.041	0.414	0.219	0.333	5	5	2.590	5
14	HIP11915	8.608	0.406	0.211	0.314	4	4	2.594	4
15	HIP14614	7.858	0.400	0.198	0.303	5	5	2.591	5
16	HIP18261	7.976	0.390	0.195	0.325	5	5	2.604	5
17	HIP25670	8.285	0.413	0.219	0.380	6	6	2.599	6
18	HIP28336	8.982	0.411	0.209	0.294	6	6	2.578	6
19	HIP35265	6.936	0.395	0.207	0.349	7	7	2.594	7
20	HIP36512	7.732	0.403	0.210	0.316	5	5	2.588	5
21	HIP38072	9.206	0.406	0.215	0.351	6	6	2.601	6
22	HIP41317	7.808	0.409	0.218	0.341	5	5	2.588	5
23	HIP41832	8.125	0.399	0.199	0.322	7	7	2.580	7
24	HIP42872	9.276	0.402	0.198	0.363	4	4	2.594	4
25	HIP44324	7.942	0.390	0.190	0.322	6	6	2.587	6
26	HIP44935	8.722	0.413	0.212	0.344	5	5	2.590	5
27	HIP44997	8.346	0.412	0.221	0.322	5	5	2.588	5
28	HIP47990	8.704	0.406	0.218	0.327	5	5	2.591	5
29	HIP49572	9.288	0.406	0.203	0.346	5	5	2.591	5
30	HIP49756	7.549	0.403	0.220	0.326	5	5	2.593	5
31	HIP50826	9.129	0.403	0.189	0.283	5	5	2.581	5
32	HIP51337	8.905	0.399	0.203	0.354	5	5	2.595	5
33	HIP52040	9.194	0.406	0.207	0.288	5	5	2.573	5
34	HIP52137	8.638	0.415	0.218	0.317	5	5	2.584	5
35	HIP55409	8.010	0.407	0.217	0.356	5	5	2.585	5
36	HIP55459	7.658	0.406	0.206	0.341	5	5	2.607	5
37	HIP58303	8.443	0.411	0.210	0.314	5	5	2.642	5
38	HIP59357	8.665	0.389	0.189	0.318	5	5	2.581	5
39	HIP60314	8.783	0.409	0.213	0.362	4	5	2.592	5
40	HIP60653	8.737	0.401	0.181	0.352	5	5	2.579	5
41	HIP63048	7.808	0.423	0.220	0.351	5	5	2.582	5
42	HIP64150	6.795	0.412	0.234	0.335	5	5	2.584	5
43	HIP64497	8.943	0.411	0.215	0.351	5	5	2.598	5
44	HIP64713	9.268	0.398	0.211	0.355	5	5	2.579	5
45	HIP64794	8.433	0.408	0.201	0.321	3	3	2.584	3
46	HIP64993	8.899	0.405	0.213	0.341	3	3	2.588	3
47	HIP65627	9.136	0.408	0.199	0.308	3	3	2.590	3
48	HIP66885	9.305	0.403	0.180	0.304	3	3	2.562	3

Tabla 4.9. Valores de los índices fotométricos para las estrellas TS.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	m <sub>1</sub> (5)	c <sub>1</sub> (6)	N <sub>v</sub> (7)	N <sub>(ind)</sub> (8)	β (9)	No <sub>β</sub> (10)
49	HIP70394	9.568	0.431	0.226	0.305	4	4	2.580	4
50	HIP73815	8.198	0.409	0.212	0.328	4	5	2.600	5
51	HIP74341	8.861	0.416	0.214	0.335	3	3	2.588	3
52	HIP74389	7.781	0.395	0.214	0.392	3	4	2.590	4
53	HIP75528	9.785	0.427	0.192	0.262	4	4	2.568	4
54	HIP75923	9.184	0.414	0.212	0.306	2	2	2.588	2
55	HIP77883	8.739	0.422	0.225	0.345	2	2	2.594	2
56	HIP77936	9.334	0.412	0.151	0.292	4	4	2.574	4
57	HIP78028	8.640	0.410	0.185	0.307	4	4	2.590	4
58	HIP78680	8.198	0.404	0.182	0.299	4	4	2.594	4
59	HIP79186	8.316	0.427	0.185	0.322	4	4	2.583	4
60	HIP79304	8.684	0.412	0.192	0.359	4	4	2.594	4
61	HIP79672	5.494	0.400	0.219	0.356	4	4	2.603	4
62	HIP81512	9.228	0.425	0.189	0.323	4	4	2.581	4
63	HIP85285	8.388	0.406	0.164	0.312	4	4	2.583	4
64	HIP88194	7.070	0.415	0.195	0.336	4	4	2.591	4
65	HIP88427	9.331	0.418	0.179	0.314	4	4	2.590	4
66	HIP100963	7.091	0.408	0.199	0.327	4	4	2.586	4
67	HIP102152	9.193	0.417	0.210	0.355	4	4	2.595	4
68	HIP103025	8.719	0.414	0.190	0.353	4	4	2.587	5
69	HIP104504	8.550	0.396	0.191	0.305	4	4	2.589	5
70	HIP108708	8.943	0.415	0.217	0.353	4	4	2.595	4
71	HIP108996	8.894	0.406	0.209	0.345	4	4	2.598	4
72	HIP109931	8.941	0.423	0.205	0.350	4	4	2.588	4
73	HIP118159	9.003	0.400	0.195	0.295	3	4	2.589	4

Tabla 4.9. Valores de los índices fotométricos para las estrellas TS (continuación).

Esta muestra de estrellas tiene en sus índices valores muy uniformes. Para estas estrellas no hubo necesidad de ampliar el rango de los parámetros dentro de las ecuaciones de calibración en el programa. Los valores de los parámetros fotométricos se presentan en la Tabla 4.10, y su descripción es similar a la de la Tabla 4.2.

No (1)	ID (2)	V (3)	(b-y) (4)	m <sub>1</sub> (5)	c <sub>1</sub> (6)	N <sub>v</sub> (7)	N <sub>i</sub> (8)	β (9)	N <sub>β</sub> (10)	E(b-y) (11)	It (12)	[Fe/H] (13)	M <sub>v1</sub> (14)	D <sub>1</sub> (pc) (15)	M <sub>v2</sub> (16)	D <sub>2</sub> (pc) (17)	F*δC <sub>0</sub> (18)	T <sub>eff</sub> (19)	Notas (20)
1	HIP348	8.600	0.407	0.188	0.307	4	4	2.584	4	0.001	2	-0.31	4.78	58.1	4.78	58.0	0.471	5688.	
2	HIP996	8.184	0.403	0.190	0.340	4	4	2.598	4	0.006	3	-0.19	4.24	61.5	4.43	56.3	0.856	5674.	
3	HIP1411	9.088	0.441	0.211	0.342	4	4	2.579	4	0.013	3	-0.23	4.16	96.6	4.44	85.1	1.476	5524.	
4	HIP2894	8.653	0.415	0.208	0.291	4	4	2.587	4	0.001	2	-0.24	5.01	53.6	5.09	51.5	0.283	5646.	
5	HIP4909	8.508	0.403	0.206	0.319	4	4	2.597	4	-0.002	3	-0.09	4.56	61.5	4.77	56.0	0.442	5723.	
6	HIP5134	8.965	0.402	0.187	0.281	4	4	2.581	4	-0.005	3	-0.36	5.19	56.9	5.02	61.5	0.044	5621.	
7	HIP6407	8.612	0.411	0.205	0.296	4	4	2.584	4	-0.003	3	-0.22	4.93	54.6	5.01	52.4	0.295	5674.	
8	HIP7245	8.377	0.423	0.218	0.328	4	4	2.596	4	0.008	3	-0.09	4.41	62.1	4.80	51.9	0.850	5646.	
9	HIP8507	8.890	0.413	0.207	0.317	4	4	2.595	4	0.005	3	-0.15	4.58	72.8	4.83	65.0	0.605	5688.	
10	HIP8841	9.232	0.423	0.209	0.301	4	4	2.593	4	0.011	4	-0.25	4.84	75.7	5.03	69.4	0.564	5604.	
11	HIP9349	7.975	0.407	0.210	0.324	4	4	2.594	4	-0.002	3	-0.07	4.48	50.1	4.76	43.9	0.557	5738.	
12	HIP10710	8.924	0.400	0.191	0.302	5	5	2.594	5	0.000	2	-0.25	4.87	64.6	4.83	65.8	0.240	5671.	
13	HIP11728	8.041	0.414	0.219	0.333	5	5	2.590	5	-0.004	3	-0.01	4.34	55.1	4.75	45.4	0.739	5716.	
14	HIP11915	8.608	0.406	0.211	0.314	4	4	2.594	4	-0.004	3	-0.08	4.64	62.2	4.85	56.3	0.396	5734.	
15	HIP14614	7.858	0.400	0.198	0.303	5	5	2.591	5	-0.005	3	-0.18	4.84	40.2	4.86	39.8	0.216	5696.	
16	HIP18261	7.976	0.390	0.195	0.325	5	5	2.604	5	-0.004	3	-0.09	4.49	49.9	4.60	47.4	0.364	5808.	
17	HIP25670	8.285	0.413	0.219	0.380	6	6	2.599	6	-0.004	3	0.10	3.60	86.4	4.31	62.3	1.374	5777.	
18	HIP28336	8.982	0.411	0.209	0.294	6	6	2.578	6	-0.008	3	-0.20	4.96	63.8	5.05	61.2	0.242	5678.	
19	HIP35265	6.936	0.395	0.207	0.349	7	7	2.594	7	-0.013	4	0.05	4.08	37.2	4.48	31.0	0.709	5858.	
20	HIP36512	7.732	0.403	0.210	0.316	5	5	2.588	5	-0.010	3	-0.06	4.61	42.1	4.82	38.3	0.373	5736.	
21	HIP38072	9.206	0.406	0.215	0.351	6	6	2.601	6	-0.003	3	0.05	4.06	107.1	4.54	85.7	0.866	5782.	
22	HIP41317	7.808	0.409	0.218	0.341	5	5	2.588	5	-0.010	3	0.03	4.21	52.3	4.66	42.6	0.761	5756.	
23	HIP41832	8.125	0.399	0.199	0.322	7	7	2.580	7	-0.015	3	-0.11	4.52	52.5	4.68	48.8	0.457	5735.	
24	HIP42872	9.276	0.402	0.198	0.363	4	4	2.594	4	-0.004	3	-0.06	3.86	121.2	4.27	100.3	1.111	5743.	
25	HIP44324	7.942	0.390	0.190	0.322	6	6	2.587	6	-0.013	3	-0.14	4.55	47.7	4.60	46.6	0.348	5780.	
26	HIP44935	8.722	0.413	0.212	0.344	5	5	2.590	5	-0.002	3	-0.04	4.15	82.2	4.59	67.2	0.935	5726.	
27	HIP44997	8.346	0.412	0.221	0.322	5	5	2.588	5	-0.007	3	-0.02	4.51	58.5	4.86	49.7	0.544	5720.	
28	HIP47990	8.704	0.406	0.218	0.327	5	5	2.591	5	-0.009	3	0.02	4.44	71.3	4.78	61.0	0.517	5758.	
29	HIP49572	9.288	0.406	0.203	0.346	5	5	2.591	5	-0.003	3	-0.07	4.12	107.9	4.49	91.2	0.901	5760.	
30	HIP49756	7.549	0.403	0.220	0.326	5	5	2.593	5	-0.011	3	0.05	4.46	41.5	4.78	35.8	0.434	5806.	
31	HIP50826	9.129	0.403	0.189	0.283	5	5	2.581	5	-0.005	3	-0.35	5.18	61.6	5.02	66.5	0.951	5619.	
32	HIP51337	8.905	0.399	0.203	0.354	5	5	2.595	5	-0.007	3	-0.01	4.00	95.5	4.41	79.3	0.881	5796.	
33	HIP52040	9.194	0.406	0.207	0.288	5	5	2.573	5	-0.016	3	-0.20	5.07	66.8	5.06	67.2	0.074	5698.	
34	HIP52137	8.638	0.415	0.218	0.317	5	5	2.584	5	-0.006	3	-0.08	4.59	64.5	4.90	55.8	0.554	5689.	
35	HIP55409	8.010	0.407	0.217	0.356	5	5	2.585	5	-0.017	3	0.08	3.98	63.9	4.51	50.0	0.936	5784.	
36	HIP55459	7.658	0.406	0.206	0.341	5	5	2.607	5	0.006	3	-0.05	4.20	49.1	4.56	41.6	0.804	5758.	
37	HIP58303	8.443	0.411	0.210	0.314	5	5	2.642	5	0.008	4	-0.12	4.63	57.9	4.87	51.8	0.503	5702.	
38	HIP59357	8.665	0.389	0.189	0.318	5	5	2.581	5	-0.018	4	-0.15	4.62	64.4	4.63	64.2	0.277	5781.	
39	HIP60653	8.737	0.401	0.181	0.352	5	5	2.579	5	-0.010	3	-0.26	4.07	85.7	4.20	80.6	1.059	5661.	

Tabla 4.10. Parámetros fotométricos para estrellas TS.

No	ID	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	Nv	Ni	β	N <sub>β</sub>	E(b-y)	It	[Fe/H]	M <sub>V1</sub>	D <sub>1</sub> (pc)	M <sub>V2</sub>	D <sub>2</sub> (pc)	F*δC <sub>0</sub>	T <sub>eff</sub>	Notas
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)
40	HIP60314	8.783	0.409	0.213	0.362	4	5	2.592	5	-0.007	3	0.04	3.87	95.9	4.42	74.5	1.098	5773.	
41	HIP63048	7.808	0.423	0.220	0.351	5	5	2.582	5	-0.006	3	-0.02	4.05	56.4	4.57	44.4	1.143	5675.	
42	HIP64150	6.795	0.412	0.234	0.335	5	5	2.584	5	-0.018	3	0.12	4.35	30.9	4.83	24.8	0.604	5752.	
43	HIP64497	8.943	0.411	0.215	0.351	5	5	2.598	5	-0.000	2	0.02	4.05	95.4	4.54	75.8	0.965	5751.	
44	HIP64713	9.268	0.398	0.211	0.355	5	5	2.579	5	-0.028	4	0.08	3.99	113.4	4.46	91.5	0.811	5861.	
45	HIP64794	8.433	0.408	0.201	0.321	3	3	2.584	3	-0.004	3	-0.16	4.52	60.5	4.73	55.0	0.604	5716.	
46	HIP64993	8.899	0.405	0.213	0.341	3	3	2.588	3	-0.011	3	0.02	4.21	86.6	4.62	71.9	0.726	5774.	
47	HIP65627	9.136	0.408	0.199	0.308	3	3	2.590	3	-0.001	2	-0.21	4.74	75.7	4.85	72.0	0.436	5698.	
48	HIP66885	9.305	0.403	0.180	0.304	3	3	2.562	3	-0.021	3	-0.37	4.81	79.3	4.75	81.4	0.441	5613.	
49	HIP70394	9.568	0.431	0.226	0.305	4	4	2.580	4	0.003	3	-0.17	4.79	90.4	5.12	77.7	0.644	5576.	
50	HIP73815	8.198	0.409	0.212	0.328	4	5	2.600	5	0.002	3	-0.05	4.41	57.2	4.74	49.1	0.635	5733.	
51	HIP74341	8.861	0.416	0.214	0.335	3	3	2.588	3	-0.001	2	-0.06	4.30	81.8	4.70	68.1	0.847	5697.	
52	HIP74389	7.781	0.395	0.214	0.392	3	4	2.590	4	-0.028	4	0.19	3.43	74.1	4.19	52.2	1.265	5972.	
53	HIP75528	9.785	0.427	0.192	0.262	4	4	2.568	4	0.005	3	-0.56	5.12	85.6	5.34	77.3	0.577	5511.	
54	HIP75923	9.184	0.414	0.212	0.306	2	2	2.588	2	-0.001	2	-0.15	4.76	76.7	4.97	69.6	0.437	5675.	
55	HIP77883	8.739	0.422	0.225	0.345	2	2	2.594	2	0.002	2	0.02	4.16	82.2	4.69	64.6	0.991	5682.	
56	HIP77936	9.334	0.412	0.151	0.292	4	4	2.574	4	0.012	3	-0.76	4.37	98.4	4.61	88.1	1.275	5592.	
57	HIP78028	8.640	0.410	0.185	0.307	4	4	2.590	4	0.009	3	-0.36	4.74	60.3	4.76	59.7	0.587	5666.	
58	HIP78680	8.198	0.404	0.182	0.299	4	4	2.594	4	0.008	3	-0.37	4.88	46.0	4.82	47.3	0.378	5606.	
59	HIP79186	8.236	0.408	0.191	0.318	4	4	2.583	4	0.019	4	* -0.27	4.58	53.9	4.68	51.5	0.647	5696.	
60	HIP79304	8.684	0.412	0.192	0.359	4	4	2.594	4	0.009	3	-0.20	3.89	91.0	4.20	78.7	1.322	5723.	
61	HIP79672	5.494	0.400	0.219	0.356	4	4	2.603	4	-0.009	4	0.14	4.00	19.9	4.52	15.7	0.791	5898.	
62	HIP81512	9.228	0.425	0.189	0.323	4	4	2.581	4	0.013	3	-0.38	4.39	92.8	4.55	86.3	1.143	5588.	
63	HIP85285	8.388	0.406	0.164	0.312	4	4	2.583	4	0.010	3	-0.54	4.40	62.7	4.50	59.9	1.022	5668.	
64	HIP88194	7.070	0.415	0.195	0.336	4	4	2.591	4	0.009	3	-0.22	4.26	36.4	4.50	32.7	1.010	5680.	
65	HIP88427	9.249	0.399	0.185	0.310	4	4	2.590	4	0.019	4	* -0.28	4.76	79.2	4.71	80.8	0.369	5668.	
66	HIP100963	7.091	0.408	0.199	0.327	4	4	2.586	4	-0.002	3	-0.16	4.43	34.1	4.65	30.7	0.704	5720.	
67	HIP102152	9.193	0.417	0.210	0.355	4	4	2.595	4	0.005	3	-0.06	3.97	111.0	4.44	89.2	1.184	5708.	
68	HIP103025	8.719	0.414	0.190	0.353	4	4	2.587	5	0.006	3	-0.24	3.99	88.4	4.24	78.8	1.289	5699.	
69	HIP104504	8.550	0.396	0.191	0.305	4	4	2.589	5	-0.006	3	-0.22	4.82	55.6	4.79	56.6	0.208	5710.	
70	HIP108708	8.943	0.415	0.217	0.353	4	4	2.595	4	-0.000	2	0.02	4.02	96.6	4.54	75.9	1.048	5729.	
71	HIP108996	8.894	0.406	0.209	0.345	4	4	2.598	4	-0.001	2	-0.01	4.14	89.2	4.55	73.9	0.835	5767.	
72	HIP109931	8.941	0.423	0.205	0.350	4	4	2.588	4	0.007	3	-0.15	4.03	96.1	4.41	80.6	1.285	5654.	
73	HIP118159	9.003	0.400	0.195	0.295	3	4	2.589	4	-0.005	3	-0.24	4.98	63.8	4.92	65.7	0.120	5676.	

Tabla 4.10. Parámetros fotométricos para estrellas TS (continuación).

Aquí, sólo a dos estrellas les fue aplicada la corrección por enrojecimiento. Al ver esta tabla podemos darnos cuenta de la uniformidad en todos los índices y parámetros, en los que no encontramos mucha variación. En las Figuras 4.1 y 4.3 podemos constatar esta uniformidad, además de que se pueden comparar las magnitudes y distancias a partir de los dos métodos, observando que tampoco existe mucha dispersión en los valores (ver Figura 4.2).

Después de haber dado algo de detalle sobre las tablas con datos fotométricos, vamos a obtener ahora los parámetros cinemáticos, más concretamente, las velocidades espaciales dentro de la Galaxia, a las que de aquí en adelante nos referiremos como “velocidades Galácticas”.

## 4.2.- Parámetros cinemáticos.

Deseamos obtener las velocidades Galácticas ( $U'$ ,  $V'$  y  $W'$ ), con el objetivo de realizar algunos diagramas y con ellos buscar estructura (grupos en movimiento) en el Halo Galáctico.

Las velocidades Galácticas  $U$ ,  $V$  y  $W$  son calculadas mediante un programa que usa las fórmulas y la ecuación matricial de Johnson y Soderblom (1987) (las ecuaciones están en el Anexo B), teniendo como entrada los datos que se muestran en la Tabla 4.11. Las velocidades Galácticas corresponden a un sistema dextrógiro (de mano derecha), es decir, con  $U$ ,  $V$  y  $W$  positivos en dirección al centro de la Galaxia, en dirección de la rotación Galáctica y hacia el polo norte

Galáctico, respectivamente ( $U$  = radial,  $V$  = acimutal y  $W$  = perpendicular, con respecto al disco). En el programa se introducen los valores de (+10.0, +14.9, +7.7) km/s utilizados por SN88 para corregir por el movimiento solar. Así,  $(U', V', W') = (U, V, W) + (10.0, 14.9, 7.7)$ , donde  $(U, V, W)$  están referidas al Sol y  $(U', V', W')$  al Sistema Local de Reposo (LSR), con errores típicos medios de ( $\pm 6.2, \pm 6.6, \pm 4.8$ ) km/s, respectivamente (SN88, SPC93 y SMMPC).

Para lograr este objetivo hacemos uso del programa *SPACEVEL*. Como dijimos antes, este programa necesita un archivo de entrada dado por la Tabla 4.11. El contenido de esta tabla es como sigue: en la columna 1 está el nombre de la estrella; las columnas 2, 3 y 12 son la ascensión recta, la declinación y la época de éstas, respectivamente; las columnas 4 y 7 son la velocidad radial y su error, respectivamente (en km/s); las columnas 5, 6, 8 y 9 dan, en ese orden, el movimiento propio en ascensión recta, movimiento propio en declinación y los errores de estas cantidades (en milisegundos de arco / año, "mas/y"); las columnas 10 y 11 tienen la distancia y su error (en pc); por último, las columnas 13, 14 y 15 tienen algunas notas sobre las fuentes para velocidad radial, movimiento propio y distancia ( $V_r$ ,  $MP$  y  $D$ ), respectivamente. La letra "B" que aparece al costado del nombre de la estrella, indica que ha sido catalogada como binaria.

Con respecto a las notas de las columnas 13, 14 y 15, la letra indica la fuente de la que se obtuvieron la velocidad radial,  $V_r$ , el movimiento propio,  $MP$ , y la distancia adoptada,  $D$ , respectivamente.

Las fuentes de información correspondientes a cada letra de las columnas 13, 14 y 15 se presentan en el Anexo (sección C). Para el caso de la distancia, se dio preferencia a la que se obtiene del paralaje de Hipparcos (**P** en la columna 15). Para todas aquellas estrellas con un error menor que el 10% en el paralaje de Hipparcos, la distancia se calculó a partir de este valor. La letra **S** indica que se adoptó la distancia calculada con el segundo método de calibración de  $M_V$  ( $D_2$  en Tabla 4.5), mientras que **N** indica que fue calculada con el primer método ( $D_1$  en Tabla 4.5); esta distancia tiene un error más significativo. Por último, **A** significa un promedio de distancias obtenidas de la literatura a partir del paralaje con errores mayores que el 10% (sólo tres estrellas). Los errores en distancia (columna 11, Tabla 4.11) están dados de la siguiente manera: los errores de las distancias obtenidas por medio del paralaje han sido calculados a partir del error en paralaje; para las distancias marcadas con **S** el error adoptado es de 10%; para las distancias señaladas con **N**, el error varía según el valor de  $f * \delta c_0$  (columna 18, Tablas 4.2, 4.7 y 4.10) y va desde un 15% para valores pequeños hasta 30% para valores más grandes. Por último, el error para las distancias marcadas con **A** se obtiene de un promedio pesado del error (ver Anexo B.3) del paralaje; obviamente, este error en paralaje es mucho mayor que 10%.

ID	A.R	Decl	Vr	$\mu$ (AR)	$\mu$ (Dec)	$\sigma Vr$	$\sigma\mu$ (AR)	$\sigma\mu$ (Dec)	D	$\sigma D$	Eqnx	Notas
(1)	(2)	(3)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(pc)	(pc)	(12)	Vr MP D (13,14,15)
-13:3442	11.7807359	-14.112068	117.00	0.02500	-0.19670	7.00	0.00160	0.00160	181.1	18.1	2000.00	R T S
-22:1833	04.8208614	-22.635275	61.00	0.02262	-0.23369	7.00	0.00272	0.00300	69.7	6.9	2000.00	R H S
-23:12296 B	15.4537605	-23.605086		-0.22620	-0.10160		0.00280	0.00270	164.2	16.4	2000.00	L S
211-3	02.2278415	-00.088527	163.03	0.26030	-0.10620	0.32	0.00550	0.00550	271.6	27.1	2000.00	D L S
430-051	10.6339558	+14.143675	-9.00	-0.01600	-0.18800	7.00	0.00200	0.00600	308.9	30.8	2000.00	R U S
440-071	14.5462250	+16.016233	80.00	-0.19280	-0.11280	7.00	0.00550	0.00550	340.4	34.0	2000.00	R L S
469-098 B	02.0814647	+11.017616	-60.00	0.18260	-0.13900	7.00	0.00380	0.00380	224.5	22.4	2000.00	R L S
487-027	09.3189863	+13.127525	63.00	0.09670	-0.22070	7.00	0.00240	0.00250	384.3	38.4	2000.00	R L S
492-053	11.3985158	+09.628252	173.00	0.04540	-0.18700	7.00	0.00380	0.00380	349.9	34.9	2000.00	R L S
528-161 B	01.7333683	+06.055958	80.00	0.19890	-0.07900	7.00	0.00480	0.00480	245.8	24.5	2000.00	R L S
558-002	13.5506663	+07.954533		0.05150	-0.17900		0.00670	0.00670	449.2	44.9	2000.00	L S
636-003 B	20.7503444	-01.682083	-57.00	-0.03830	-0.18610	7.00	0.00550	0.00550	339.8	33.9	2000.00	R L S
666-038	09.0802694	-08.282638	295.00	0.09700	-0.14510	7.00	0.00550	0.00550	279.1	27.9	2000.00	R L S
732-048	11.2176333	-12.800583	6.00	-0.20580	-0.09030	7.00	0.00550	0.00550	419.3	41.9	2000.00	R L S
736-002	12.7376083	-15.766694	-31.00	-0.20790	-0.07400	7.00	0.00450	0.00450	465.6	46.5	2000.00	R L S
760-071 B	22.5611388	-10.796388	-199.00	0.15580	-0.04010	7.00	0.00550	0.00550	487.0	48.7	2000.00	R L S
787-042	09.4323100	-16.079913	308.00	-0.22670	-0.04420	7.00	0.00220	0.00240	184.0	18.4	2000.00	R L S
802-051	15.2479242	-18.630718	-55.00	-0.27688	-0.37754	7.00	0.00297	0.00202	148.7	14.8	2000.00	R H S
833-020	03.9651527	-25.559555	-29.00	-0.11420	-0.18900	7.00	0.00550	0.00550	129.9	26.0	2000.00	R L N
G14-32	13.1404969	-07.308457	73.80	-0.21979	0.08320	0.60	0.00110	0.00088	212.3	46.4	2000.00	S H A
G15-10	15.1627835	-04.751842	89.75	0.06613	-0.46747	0.23	0.00382	0.00290	179.6	17.9	2000.00	D H S
G17-25	16.5784316	-04.229070	-171.29	-0.13309	-0.70400	1.93	0.00239	0.00205	48.3	3.5	2000.00	D H P
G17-37 B	16.8394444	-01.778333		-0.09700	-0.26900		0.03000	0.03000	188.4	23.5	2000.00	G N
G18-21	22.0762105	+11.373647	-286.12	-0.05000	-0.20200	0.27	0.00300	0.00400	236.7	23.6	2000.00	D U S
G18-40	22.3315572	+05.429797	-192.16	0.31560	0.03800	0.17	0.00450	0.00450	244.7	24.4	2000.00	D L S
G19-25	17.4330555	-02.741055	-32.73	-0.09190	-0.34600	0.27	0.00450	0.00450	103.3	10.3	2000.00	D L S
G25-24	21.2783333	-01.303333	43.89	0.26630	-0.25110	0.16	0.00150	0.00150	183.3	18.3	2000.00	D L S
G26-12	21.5601588	+00.395244	-238.91	0.24386	-0.03229	0.17	0.00640	0.00288	367.5	36.7	2000.00	D H S
G26-42	22.0064777	+01.685072	-107.39	-0.07400	-0.26000	0.29	0.00100	0.00200	346.3	34.6	2000.00	D U S
G28-31	23.0662750	-02.542388	-169.32	-0.05190	-0.19000	0.19	0.00440	0.00440	293.2	29.3	2000.00	D L S
G28-34	23.0965750	-02.178083	-68.50	0.62000	-0.26000	6.70	0.03000	0.03000	112.3	22.5	2000.00	F G N
G28-48	23.2168108	+01.803191	25.06	-0.06850	-0.14880	0.25	0.00150	0.00150	86.6	8.6	2000.00	D L S
G29-23	23.3279028	+03.371301	-246.40	0.30416	-0.14213	0.70	0.00250	0.00191	223.8	22.3	2000.00	S H S
G30-52 B	00.2084199	+14.563522	-15.30	0.32176	-0.07131	0.30	0.00167	0.00134	40.1	2.0	2000.00	N H P
G43-5	09.8309958	+06.609900	99.17	0.06810	-0.32950	0.27	0.00410	0.00400	178.5	17.8	2000.00	D L S
G44-38	10.8238575	+04.667283	64.95	0.08200	-0.30200	0.19	0.00200	0.00200	79.3	15.9	2000.00	D U N
G58-15 B	10.7778197	+22.720519	8.81	0.13670	-0.28310	0.20	0.00550	0.00550	249.8	24.9	2000.00	L S
G65-33	14.2001383	+07.103333	-212.10	-0.17000	-0.01000	6.70	0.01500	0.01000	114.0	22.8	2000.00	F U N
G72-34	01.7676875	+35.913494	-100.73	0.10870	-0.38280	0.19	0.00550	0.00550	135.6	20.3	2000.00	D L N
G92-49	20.0560444	-02.955777	-100.35	0.15030	-0.22630	0.21	0.00550	0.00550	152.4	15.2	2000.00	D L S
G94-66	02.4316033	+17.964200	-118.20	0.10560	-0.21160	0.28	0.00550	0.00550	126.8	15.8	2000.00	D L N
G114-42	09.1791416	-03.802722	-86.78	0.13020	-0.25800	0.33	0.00550	0.00550	307.5	30.7	2000.00	D L S
G116-69	09.9617697	+32.613133	200.88	-0.37390	-0.27760	0.28	0.00550	0.00550	187.4	18.7	2000.00	D L S
G117-64	10.0229961	+28.762727	-58.29	-0.10650	-0.25700	0.16	0.00550	0.00550	329.1	32.9	2000.00	D L S
G122-43 B	11.7382150	+40.538325	-2.90	-0.11075	-0.25290	0.13	0.00218	0.00157	195.1	19.5	2000.00	L H S
G126-2 B	21.4852886	+12.183002	-247.00	0.15532	-0.46083	5.00	0.00979	0.00669	38.9	11.9	2000.00	Y H A
G126-52 B	22.0703830	+19.548458	-241.86	-0.00340	-0.29820	0.19	0.00110	0.00110	247.6	24.7	2000.00	D T S
G126-62	22.1920482	+18.092826	-291.31	0.50720	0.05760	0.55	0.00130	0.00130	143.9	14.4	2000.00	D T S
G130-41	00.0934683	+29.181194	-115.49	0.07410	-0.24000	0.28	0.00550	0.00550	283.2	28.3	2000.00	D L S
G137-86	16.1709025	+09.139444	-83.93	-0.22020	-0.08700	0.14	0.00500	0.00500	490.8	49.0	2000.00	D L S
G139-16	17.1631633	+08.073788	40.77	-0.10000	-0.41000	0.24	0.01400	0.00700	197.2	19.7	2000.00	D U S
G144-28	20.7070000	+11.290000	-14.60	-0.10474	-0.36528	0.27	0.01000	0.01000	260.6	26.0	2000.00	D C S
G149-96	13.5214508	+21.801813	53.86	-0.28200	0.01600	0.35	0.00400	0.00200	399.5	39.9	2000.00	D U S
G157-38	23.2681250	-10.919388	-28.00	-0.06980	-0.24930	7.00	0.00550	0.00550	277.3	27.7	2000.00	R L S
G165-39	13.9859675	+33.860933	-171.10	0.08909	-0.42920	0.40	0.00139	0.00120	224.6	22.4	2000.00	N H S
G167-50	15.5920988	+27.850625	-27.57	-0.37000	-0.17600	0.25	0.00200	0.00400	272.8	27.2	2000.00	D U S
G171-15	23.7507522	+44.667666	-333.25	0.05130	-0.22820	0.20	0.00190	0.00180	106.7	10.6	2000.00	D L S
G171-50	00.3344105	+42.729566	-192.19	0.17330	-0.17380	0.24	0.00550	0.00550	359.5	35.9	2000.00	D L S
G176-27 B	11.3646111	+50.625758	-28.90	0.25340	-0.23970	0.30	0.00280	0.00250	85.9	8.5	2000.00	L L S
G178-41	14.6677916	+45.299661	-0.28	-0.28350	0.04200	0.16	0.00330	0.00330	289.9	28.9	2000.00	D L S
G188-20	21.7029216	+30.996697	-115.65	-0.11830	-0.26500	0.23	0.00400	0.00400	314.7	31.4	2000.00	D L S
G190-15 B	23.2274503	+39.417388	-54.67	0.17538	-0.31355	1.08	0.00186	0.00138	78.8	7.8	2000.00	D H S
G195-35	09.6384736	+48.445391	-126.22	0.21600	-0.25000	0.25	0.00400	0.00300	239.8	23.9	2000.00	D U S
G199-66	13.3420147	+56.580047	-144.94	-0.28890	-0.12430	0.17	0.00550	0.00550	287.6	28.7	2000.00	D L S
G214-1	21.7987866	+33.107552	-119.53	0.19790	-0.01350	0.14	0.00210	0.00180	161.1	16.1	2000.00	D T S
G214-5	21.9862172	+41.041397	-235.27	-0.29190	-0.19260	0.12	0.00180	0.00170	153.9	15.3	2000.00	D L S
G267-6	23.9810033	-28.854214	61.00	-0.06810	-0.27433	7.00	0.00278	0.00102	156.3	15.6	2000.00	R H S
HD101063	11.6278896	-28.851346	182.80	-0.31368	-0.01482	0.20	0.00122	0.00072	185.8	18.5	2000.00	N H S
HD205650	21.6238979	-27.635188	-102.10	0.34228	-0.20893	10.21	0.00119	0.00069	65.7	6.5	2000.00	Z H S
WOLF436	12.7837950	+01.636627	47.00	-0.18090	-0.02900	7.00	0.00540	0.00540	296.5	29.6	2000.00	R L S
WOLF1143	21.9211519	+32.644778	-177.90	0.76205	0.13038	2.00	0.00137	0.00236	80.8	8.0	2000.00	Y H S
WOLF6728	10.8414205	+56.441902	-130.47	0.17000	-0.39600	0.34	0.00300	0.00400	239.4	23.9	2000.00	D U S
HIP348	00.0726395	+12.957292	18.08	0.31780	0.09764	0.11	0.00104	0.00079	59.6	4.0	2000.00	I H P
HIP996	00.2078701	+20.234345	-48.55	0.21641	-0.02217	0.14	0.00095	0.00070	51.6	2.7	2000.00	I H P
HIP1411	00.2945396	+37.537641	-51.48	-0.17124	-0.09423	0.12	0.00108	0.00077	68.6	5.4	2000.00	I H P
HIP2894	00.6120476	+48.828284	4.94	0.06067	-0.01945	0.09	0.00091	0.00089	55.4	3.8	2000.00	I H P
HIP4909	01.0492835	-09.861238	-3.50	0.00282	0.01674	0.15	0.00122	0.00101	54.7	4.0	2000.00	I H P
HIP5134	01.0952510	+02.477113	-3.12	-0.05132	-0.00091	0.16	0.00104	0.00074	63.3	4.6	2000.00	I H P
HIP6407	01.3718673	+03.513099	5.37	0.04436	-0.15955	0.13	0.00129	0.00094	58.6	4.1	2000.00	I H P
HIP7245	01.5556067	+29.265147	21.46	0.19010	-0.05462	0.12	0.00100	0.00068	52.9	3.0	2000.00	I H P
HIP8507	01.8285890	-18.936068	-9.93	0.								

ID	A.R	Decl	Vr	$\mu$ (AR)	$\mu$ (Dec)	$\sigma Vr$	$\sigma\mu$ (AR)	$\sigma\mu$ (Dec)	D	$\sigma D$	Eqnx	Notas
(1)	(2)	(3)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(pc)	(pc)	(12)	(13,14,15)
HIP41832	08.5280350	+53.560561		-0.04962	-0.10145		0.00130	0.00083	45.5	2.3	2000.00	H P
HIP42872	08.7363194	-28.193096	53.90	-0.11479	-0.01646	0.30	0.00079	0.00097	75.7	7.3	2000.00	N H P
HIP44324	09.0269552	+49.736822	4.98	-0.08531	-0.12718	0.17	0.00110	0.00062	43.0	1.9	2000.00	I H P
HIP44935	09.1528799	+10.821698	-38.84	0.18228	-0.16347	0.50	0.00130	0.00054	64.6	4.8	2000.00	J H P
HIP44997	09.1649609	+14.456762	-12.20	-0.18368	0.02463	0.30	0.00122	0.00057	50.2	2.8	2000.00	N H P
HIP47990	09.7816485	-04.298070	5.96	-0.04405	-0.04224	0.50	0.00146	0.00076	66.3	5.4	2000.00	J H P
HIP49572	10.1195106	+29.456301	0.90	-0.11465	-0.14457	0.12	0.00105	0.00090	74.3	6.7	2000.00	I H P
HIP49756	10.1565080	+02.371081	-17.54	-0.20348	-0.00782	0.14	0.00101	0.00067	37.1	1.3	2000.00	I H P
HIP50826	10.3781149	+16.931221	13.58	-0.14809	-0.06468	0.50	0.00141	0.00073	64.7	5.7	2000.00	J H P
HIP51337	10.4860214	+32.966946		-0.12164	-0.14781		0.00106	0.00057	70.8	5.6	2000.00	H P
HIP52040	10.6332143	+54.887357	21.23	-0.08303	-0.06732	0.14	0.00099	0.00075	70.1	6.1	2000.00	I H P
HIP52137	10.6516271	+55.512491	-21.78	0.03419	-0.03396	0.13	0.00091	0.00070	55.5	3.5	2000.00	I H P
HIP55409	11.3477134	-23.217341	3.80	-0.19960	-0.17754	0.20	0.00073	0.00066	42.8	1.8	2000.00	N H P
HIP55459	11.3580749	+58.484362	6.90	0.04128	0.02919	0.20	0.00054	0.00057	38.7	1.3	2000.00	N H P
HIP58303	11.9562681	+58.299810		-0.10213	-0.02895		0.00073	0.00078	54.1	2.9	2000.00	H P
HIP59357	12.1774640	-16.956289	23.12	-0.23760	-0.04558	0.50	0.00098	0.00068	57.0	3.6	2000.00	J H P
HIP60314	12.3673684	+34.255663	5.65	-0.13295	-0.08034	0.17	0.00113	0.00097	70.3	6.2	2000.00	I H P
HIP60653	12.4317239	-17.248491	34.54	-0.18427	-0.08185	0.50	0.00092	0.00064	67.5	4.7	2000.00	J H P
HIP63048	12.9189624	+27.766358	-40.00	-0.01051	-0.07295	0.30	0.00121	0.00067	41.9	1.8	2000.00	N H P
HIP64150	13.1475064	+05.207241	22.60	0.08452	-0.06995	0.10	0.00092	0.00070	26.3	0.6	2000.00	J H P
HIP64497	13.2202905	-08.931726	-13.53	-0.12884	0.00164	0.13	0.00132	0.00078	70.6	5.9	2000.00	I H P
HIP64713	13.2631634	-29.505887	21.13	-0.10969	-0.08270	0.50	0.00115	0.00076	69.7	5.7	2000.00	J H P
HIP64794	13.2801025	+12.415430	37.11	0.07873	-0.20593	0.13	0.00115	0.00083	54.2	3.9	2000.00	I H P
HIP64993	13.3215711	-15.567432	-6.04	0.02508	-0.03676	0.50	0.00120	0.00075	67.8	5.6	2000.00	J H P
HIP65627	13.4550208	+46.820163		-0.06860	0.03324		0.00085	0.00119	82.9	7.8	2000.00	H P
HIP66885	13.7069791	-30.666363	0.92	-0.08313	-0.22769	0.50	0.00099	0.00065	70.3	5.9	2000.00	J H P
HIP70394	14.4022567	+29.161296		-0.06483	-0.03380		0.00096	0.00101	79.7	7.7	2000.00	H P
HIP73815	15.0870135	+06.289910	3.55	-0.00240	-0.24801	0.13	0.00097	0.00087	52.3	3.0	2000.00	I H P
HIP74341	15.1936319	+24.232911	4.89	-0.05042	-0.05598	0.14	0.00098	0.00107	73.3	6.4	2000.00	I H P
HIP74389	15.2028761	-30.886289	7.50	0.09882	-0.10406	0.10	0.00113	0.00087	39.5	1.8	2000.00	N H P
HIP75528	15.4296946	+46.866078		0.01476	0.00633		0.00111	0.00122	86.7	8.3	2000.00	H P
HIP75923	15.5069940	-01.318807	-26.79	-0.07071	-0.02855	0.50	0.00132	0.00134	65.7	6.0	2000.00	J H P
HIP77883	15.9054970	-08.580381	-70.74	-0.10503	-0.02392	0.50	0.00141	0.00133	67.7	5.6	2000.00	J H P
HIP77936	15.9163238	+52.403875		-0.00856	0.09500		0.00098	0.00104	86.4	6.7	2000.00	H P
HIP78028	15.9324403	+36.722867	-20.67	-0.18927	-0.00240	0.15	0.00075	0.00084	56.0	2.9	2000.00	I H P
HIP78680	16.0618969	+34.012972	0.31	0.05521	0.02976	0.15	0.00061	0.00071	46.8	1.9	2000.00	I H P
HIP79186	16.1614388	+40.119068	-42.77	-0.15002	0.26349	0.17	0.00086	0.00077	54.5	2.5	2000.00	I H P
HIP79304	16.1851151	+02.914353	-11.54	-0.06482	-0.03596	0.50	0.00141	0.00130	58.6	4.1	2000.00	J H P
HIP79672	16.2603528	-08.369441	11.22	0.23216	-0.49583	0.10	0.00104	0.00072	14.0	0.2	2000.00	I H P
HIP81512	16.6497822	+45.589581	-11.01	-0.04391	-0.17264	0.13	0.00082	0.00082	73.6	4.5	2000.00	I H P
HIP85285	17.4268395	-21.631792	46.98	0.00028	-0.03892	0.50	0.00128	0.00076	48.1	2.8	2000.00	J H P
HIP88194	18.0108039	+29.571922	1.95	-0.13938	0.17334	0.15	0.00056	0.00060	28.9	0.6	2000.00	I H P
HIP88427	18.0535741	+35.968224	-11.92	-0.02735	-0.18964	0.07	0.00092	0.00106	85.2	7.9	2000.00	I H P
HIP100963	20.4699485	+22.128993	-1.21	-0.02355	-0.24367	0.11	0.00065	0.00058	28.2	0.6	2000.00	I H P
HIP102152	20.6985089	-27.215951	-44.29	0.17374	-0.01666	0.15	0.00151	0.00098	80.9	8.0	2000.00	I H P
HIP103025	20.8725142	+15.106320		-0.03216	0.01795		0.00109	0.00067	63.6	4.5	2000.00	H P
HIP104504	21.1688689	-24.823102	-16.87	0.17690	-0.03484	0.14	0.00132	0.00060	53.0	3.5	2000.00	I H P
HIP108708	22.0207553	-19.312728	-21.58	0.10931	-0.01599	0.15	0.00139	0.00065	63.4	5.1	2000.00	I H P
HIP108996	22.0804800	-23.728558	2.16	-0.04157	0.00704	0.14	0.00172	0.00078	59.5	4.4	2000.00	I H P
HIP109931	22.2651818	+24.927996	3.93	-0.18214	-0.07586	0.12	0.00104	0.00093	75.2	6.3	2000.00	I H P
HIP118159	23.9679267	-00.128194	4.30	-0.04519	-0.01905	0.17	0.00168	0.00082	67.1	5.9	2000.00	I H P
-01:1792	07.6639199	-01.522325	51.90	0.18620	-0.24391	1.90	0.00178	0.00062	60.6	8.0	2000.00	N H A
-18:6261	23.1767261	-17.493105		0.18100	-0.03600		0.00220	0.00230	176.3	17.6	2000.00	L S
+37:1458	06.2670896	+37.721880	242.18	0.07224	-0.35130	0.12	0.00142	0.00081	59.9	5.9	2000.00	D H S
405-060	00.5415655	+18.498000	-181.00	-0.00870	-0.17390	7.00	0.00140	0.00140	166.9	16.6	2000.00	R L S
412-048	03.4897361	+18.915194	-9.00	0.10120	-0.12130	7.00	0.00550	0.00550	246.8	24.6	2000.00	R L S
500-093 B	14.4838861	+13.674250	-26.00	-0.07100	-0.05010	7.00	0.00550	0.00550	453.2	45.3	2000.00	R L S
615-196	12.4887361	-02.231916	10.00	-0.04600	-0.11240	7.00	0.00160	0.00160	157.9	15.7	2000.00	R T S
625-044 B	16.7205666	-01.925138	42.00	-0.06150	-0.20660	7.00	0.00160	0.00180	156.2	15.6	2000.00	R L S
628-018	17.5572222	-03.113333	-62.00	-0.02880	-0.02270	7.00	0.00220	0.00240	155.1	15.5	2000.00	R T S
685-044	16.6993777	-07.876250	-7.00	-0.23220	-0.17060	7.00	0.00310	0.00330	221.7	22.1	2000.00	R L S
685-047	16.6861833	-05.948472	-55.00	-0.09430	-0.16410	7.00	0.00310	0.00330	307.0	30.7	2000.00	R L S
685-053	16.4070722	-03.983222	-22.00	-0.01600	-0.16600	7.00	0.00380	0.00380	219.4	21.9	2000.00	R L S
685-055	16.5782194	-09.031305		0.02330	-0.18280		0.00230	0.00260	144.2	14.4	2000.00	L S
752-017	19.4238722	-11.949416	-225.00	-0.04530	-0.16510	7.00	0.00310	0.00310	270.1	40.5	2000.00	R L N
752-018	19.4295444	-11.165861	32.00	-0.03530	-0.11500	7.00	0.00180	0.00190	132.7	13.2	2000.00	R L S
753-029	19.8342638	-13.328861	-60.00	-0.10950	-0.18440	7.00	0.00220	0.00230	220.0	22.0	2000.00	R L S
813-013	19.7285166	-15.927000	26.00	-0.04740	-0.23300	7.00	0.00550	0.00550	267.0	26.7	2000.00	R L S
814-012	20.0312472	-15.907944	174.00	-0.12030	-0.15720	7.00	0.00550	0.00550	280.4	28.0	2000.00	R L N
814-014	20.0466250	-15.076111	-11.00	-0.01620	-0.19080	7.00	0.00230	0.00250	229.8	22.9	2000.00	R L S
830-004 B	02.5292985	-21.169745		0.17281	-0.05738		0.00249	0.00229	301.1	30.1	2000.00	H S
867-011	18.5601611	-24.252444	7.00	-0.02670	-0.11970	7.00	0.00320	0.00310	151.0	15.1	2000.00	R L S
G1-30	00.8672555	+06.957750	-148.02	0.01990	-0.21300	0.20	0.00550	0.00550	283.8	28.3	2000.00	D L S
G101-34	06.3344015	+38.345587	219.93	0.10114	-0.18296	0.30	0.00296	0.00165	165.8	41.4	2000.00	D H N
G102-27	05.7612171	+14.688919	38.30	0.06315	-0.18993	0.16	0.00149	0.00095	91.5	9.1	2000.00	D H S
G102-47	06.0993159	+07.317539	96.87	0.08920	-0.24388	0.26	0.00199	0.00131	94.6	9.4	2000.00	D H S
G107-43	07.0353227	+36.949663	80.44	-0.06490	-0.21110	0.27	0.00250	0.00250	144.9	14.4	2000.00	D L S
G107-50	07.1646902	+42.653708	148.37	0.01500	-0.25600	0.19	0.00190	0.00190	305.0	30.5	2000.00	D L S
G113-22	08.2827161	+00.017700	53.81	0.22440	-0.15040	0.22	0.00090	0.00090	103.5	10.3	2000.00	D L S
G122-57	11.9666891	+48.203455	47.25	-0.24435	-0.12581	0.15	0.00102	0.00079	40.3	8.1	2000.00	D H N
G128-58	23.4249305	+30.107027	-142.90	0.25870	0.03810	0.20	0.00550	0.00550	299.9	29.9	2000.00	D L S
G141-19 B	18.5546789	+13.157080	101.20	-0.04077	-0.274							

ID	A.R	Decl	Vr	$\mu$ (AR)	$\mu$ (Dec)	$\sigma Vr$	$\sigma\mu$ (AR)	$\sigma\mu$ (Dec)	D	$\sigma D$	Eqnx	Notas
(1)	(2)	(3)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(km/s)	(mas/y)	(mas/y)	(pc)	(pc)	(12)	(13,14,15)
G172-16	00.6429666	+47.630569	-84.98	0.29410	0.02020	0.24	0.00230	0.00220	181.7	18.1	2000.00	D L S
G179-22	15.2406070	+33.010630	96.08	0.01126	-0.20333	0.24	0.00140	0.00152	197.9	19.7	2000.00	D H S
G19-27	17.5237230	-02.538810	3.94	-0.27340	-0.10693	0.06	0.00106	0.00054	75.1	7.2	2000.00	D H P
G193-33	07.1749413	+53.251778	-28.83	-0.07267	-0.24132	0.20	0.00135	0.00092	79.6	7.9	2000.00	D H S
G196-48 B	10.8490616	+53.247552	133.87	-0.22217	-0.18934	0.79	0.00116	0.00103	164.0	16.4	2000.00	D H S
G205-42	18.9047096	+42.983438	-269.16	0.03892	0.25422	0.14	0.00086	0.00119	151.6	15.1	2000.00	D H S
G23-14	19.8637799	+05.612733	18.46	-0.14042	-0.23174	0.23	0.00771	0.00597	97.5	9.7	2000.00	D H S
G23-20	20.0093648	+09.353532	-267.12	-0.19399	-0.19669	0.26	0.00349	0.00241	189.0	18.9	2000.00	D H S
G24-25 B	20.6711388	+00.555497	-307.15	0.14160	-0.14430	0.48	0.00140	0.00140	99.0	9.9	2000.00	D L S
G29-20	23.3003325	+09.074475	-190.36	0.41250	-0.12430	0.19	0.00160	0.00160	50.5	5.0	2000.00	D L S
G33-9	00.7592885	+16.971612	-91.87	0.02022	-0.21710	0.25	0.00143	0.00192	146.1	14.6	2000.00	D H S
G59-18	12.3919502	+16.902566	31.70	-0.28100	-0.12970	0.40	0.00140	0.00130	154.9	15.4	2000.00	N L S
G60-26	12.6664926	+12.642247	112.94	-0.00199	-0.31704	0.25	0.00209	0.00145	79.3	7.9	2000.00	D H S
G80-28 B	03.8651506	-03.819639	133.40	0.27240	0.00685	3.20	0.00177	0.00160	131.6	13.1	2000.00	S H S
G83-45	04.9259083	+16.211972	170.02	0.19880	-0.26690	0.38	0.00550	0.00550	280.5	28.0	2000.00	D L S
G87-27	07.1689744	+37.276080	-48.67	0.00547	-0.25610	0.21	0.00195	0.00122	67.1	6.7	2000.00	D H S
G9-47	09.1119238	+20.509864	170.15	-0.07922	-0.18566	0.18	0.00140	0.00095	102.0	30.6	2000.00	D H N
G90-3	07.4974567	+32.866194	29.09	0.01693	-0.19964	0.28	0.00244	0.00148	212.9	21.2	2000.00	D H S
G95-11	03.1679091	+34.847552	205.26	0.24950	-0.00460	0.34	0.00520	0.00620	332.8	33.2	2000.00	D L S
HD132475	14.9971566	-22.012722	176.40	-0.56047	-0.49947	0.20	0.00112	0.00092	77.1	7.7	2000.00	N H S
HD140283	15.7175268	-10.933497	-169.00	-1.11560	-0.30278	0.20	0.00093	0.00083	57.3	3.2	2000.00	N H P
HD148211 B	16.4535830	-22.126796	-15.50	-0.27685	-0.30100	0.20	0.00112	0.00104	52.7	2.7	2000.00	N H P
HD189558 B	20.0167348	-12.255650	-13.00	-0.30916	-0.36529	0.20	0.00110	0.00103	67.8	5.0	2000.00	N H P
HD195137	20.5016150	-16.236977	14.00	-0.27540	-0.10740	6.70	0.00160	0.00160	109.4	10.9	2000.00	F L S
HD210295	22.1615128	-13.605408	-19.00	-0.03979	-0.08460	10.00	0.00158	0.00078	192.9	57.9	2000.00	B H N
HD24341	03.9142197	+52.419864	143.00	0.10759	-0.14905	0.40	0.00152	0.00115	65.1	4.5	2000.00	N H P
LT76194 B	15.5093333	-29.655916	218.48	-0.06460	-0.17480	0.70	0.00550	0.00550	522.6	52.2	2000.00	D L S
R740	19.5934388	-04.170861	-197.00	-0.16640	-0.25690	7.00	0.00550	0.00550	185.8	18.5	2000.00	R L N

Tabla 4.11. Archivo de entrada del programa que calcula las velocidades Galácticas (continuación).

Los datos que entrega el programa están en la Tabla 4.12 y su contenido es el siguiente; en la columna 1 aparece el nombre de la estrella; las columnas 2-7 contienen las velocidades Galácticas  $U'$ ,  $V'$ ,  $W'$  y sus errores ( $\sigma U'$ ,  $\sigma V'$ ,  $\sigma W'$ ), respectivamente; las columnas 8 y 9 dan la distancia y su error, respectivamente; la columna 10 es la metalicidad fotométrica; la columna 11 da la velocidad de rotación  $V_{rot}$  ( $V_{rot} = V' + 220$  Km/s) y la columna 12 da X, definido en SPC93 como:  $X = -0.1305 * V_{rot} - 19.08 * [Fe/H] - 6.63$ , y que es utilizado para separar estrellas del Halo de las del Disco.

La cantidad de estrellas es menor (202), ya que, como se puede ver de la Tabla 4.11, hay algunas estrellas que no tienen velocidad radial, y las velocidades Galácticas no pudieron ser calculadas para estas estrellas.

ID	$U'$	$V'$	$W'$	$\sigma U'$	$\sigma V'$	$\sigma W'$	D	$\sigma D$	[Fe/H]	Vrot	X
(1)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(pc)	(pc)	(dex)	(km/s)	(12)
-13:3442	122.19	-157.37	-12.90	9.91	10.42	11.64	181.10	18.10	-2.42	62.63	31.3697
-22:1833	31.71	-67.71	-41.83	7.16	6.25	4.42	69.70	6.90	-1.16	152.29	-4.3708
211-3	-243.68	-275.84	-85.73	17.81	32.47	5.78	271.60	27.10	-1.95	-55.84	37.8630
430-051	105.74	-228.11	-83.00	10.50	25.95	10.49	308.90	30.80	-1.35	-8.11	20.1865
440-071	-44.88	-317.56	158.69	12.35	35.12	10.82	340.40	34.00	-1.73	-97.56	39.1099
469-098	-38.50	-231.74	16.58	9.84	23.06	6.85	224.50	22.40	-1.70	-11.74	27.3385
487-027	121.43	-368.14	-74.04	16.01	35.65	13.31	384.30	38.40	-2.00	-148.14	50.8623
492-053	191.18	-288.78	90.10	21.81	23.84	9.91	349.90	34.90	-2.22	-68.78	44.7029
528-161	-164.72	-167.84	-60.69	14.83	21.60	6.57	245.80	24.50	-1.62	52.16	17.4723
636-003	151.46	-255.97	-52.06	19.51	24.77	12.01	339.80	33.90	-1.55	-35.97	27.6375
666-038	59.01	-337.08	126.36	20.63	14.49	7.24	279.10	27.90	-1.39	-117.08	35.1701
732-048	-254.84	-234.45	-251.72	28.63	26.11	27.92	419.30	41.90	-1.93	-14.45	32.0800
736-002	-322.95	-310.45	-138.98	33.60	35.48	15.01	465.60	46.50	-2.00	-90.45	43.3335
760-071	-320.93	-241.23	-41.65	28.70	19.98	22.99	487.00	48.70	-1.59	-21.23	26.4780
787-042	-215.59	-273.82	-27.13	12.25	6.66	16.38	184.00	18.40	-1.72	-53.82	33.2116
802-051	-75.86	-291.28	-96.48	7.10	31.82	8.45	148.70	14.80	-1.77	-71.28	36.4439
833-020	86.49	-89.94	57.67	13.24	23.94	8.04	129.90	26.00	-2.20	130.06	18.3731
G14-32	-180.76	-84.93	130.26	47.65	14.85	13.55	212.30	46.40	-0.38	135.07	-17.0063
G15-10	274.94	-249.91	-163.65	20.09	25.93	23.36	179.60	17.90	-2.12	-29.91	37.7227
G17-25	-78.74	-157.62	-128.80	4.65	10.29	4.24	48.30	3.50	-1.35	62.38	10.9874
G18-21	101.18	-337.46	70.49	17.20	13.11	10.29	236.70	23.60	-2.11	-117.46	48.9573

Tabla 4.12. Datos cinemáticos de las estrellas.

ID	$U'$	$V'$	$W'$	$\sigma U'$	$\sigma V'$	$\sigma W'$	$D$	$\sigma D$	[Fe/H]	$V_{rot}$	X
(1)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(pc)	(pc)	(dex)	(km/s)	(12)
G18-40	-363.16	-161.27	-43.40	32.38	5.51	18.10	244.70	24.40	-1.59	58.73	16.0435
G19-25	52.21	-150.31	-44.72	7.20	15.53	4.73	103.30	10.30	-1.83	69.69	19.1914
G25-24	-24.59	-126.10	-278.71	5.93	16.94	26.26	183.30	18.30	-1.74	93.90	14.3153
G26-12	-387.47	-212.83	-168.08	29.66	7.81	32.26	367.50	36.70	-2.51	7.17	40.3253
G26-42	276.52	-350.89	-52.97	30.70	29.43	13.06	346.30	34.60	-1.81	-130.89	44.9866
G28-31	167.53	-260.27	63.40	19.72	18.83	8.93	293.20	29.30	-1.84	-40.27	33.7330
G28-34	-219.98	-234.12	-126.12	46.51	44.45	39.47	112.30	22.50	-0.89	-14.12	12.1941
G28-48	66.89	-5.25	-31.21	5.41	3.52	1.93	86.60	8.60	-0.47	214.75	-25.6877
G29-23	-214.18	-355.63	14.81	20.77	22.08	18.78	223.80	22.30	-1.76	-135.63	44.6505
G30-52	-33.76	-31.97	0.73	2.37	1.87	0.95	40.10	2.00	-0.35	188.03	-24.4895
G43-5	127.33	-262.85	4.72	16.69	22.28	7.41	178.50	17.80	-1.94	-42.85	35.9773
G44-38	72.67	-102.06	29.13	15.85	16.39	6.15	79.30	15.90	-2.09	117.94	17.8565
G58-15	264.37	-254.18	47.60	26.39	27.31	4.47	249.80	24.90	-1.94	-34.18	34.8462
G65-33	-376.54	-239.86	-54.51	58.25	54.52	25.94	114.00	22.80	-0.65	-19.86	8.3632
G72-34	54.59	-206.08	-149.74	4.03	23.65	30.26	135.60	20.30	-1.82	13.92	26.2793
G92-49	-45.64	-150.95	-126.49	3.27	11.05	16.80	152.40	15.20	-0.54	69.05	-5.3383
G94-66	84.93	-153.83	18.20	2.53	16.06	8.44	126.80	15.80	-2.47	66.17	31.8618
G114-42	379.46	-187.70	-78.85	33.15	26.99	8.37	307.50	30.70	-1.22	32.30	12.4325
G116-69	-320.86	-300.05	-45.67	21.45	28.90	21.37	187.40	18.70	-1.81	-80.05	38.3519
G117-64	8.48	-384.38	-172.25	7.86	41.98	14.34	329.10	32.90	-1.69	-164.38	47.0662
G122-43	6.54	-239.74	27.68	1.89	25.47	2.30	195.10	19.50	-1.54	-19.74	25.3289
G126-2	-55.05	-235.72	52.64	8.97	16.30	20.89	38.90	11.90	-0.34	-15.72	1.9090
G126-52	170.41	-363.14	-103.76	20.65	16.97	22.55	247.60	24.70	-2.43	-143.14	58.4136
G126-62	-342.90	-269.64	-17.23	30.03	3.96	17.28	143.90	14.40	-1.65	-49.64	31.3301
G130-41	82.36	-255.59	-212.95	7.97	18.53	28.95	283.20	28.30	-2.11	-35.59	38.2738
G137-86	-108.66	-482.54	229.05	10.05	48.58	28.89	490.80	49.00	-1.21	-262.54	50.7179
G139-16	259.56	-287.67	-51.63	22.14	33.17	13.31	197.20	19.70	-1.68	-67.67	34.2549
G144-28	350.91	-280.10	-124.18	36.33	29.26	17.96	260.60	26.00	-1.74	-60.10	34.4129
G149-96	-416.77	-281.46	145.82	44.06	30.18	8.60	399.50	39.90	-2.14	-61.46	42.2224
G157-38	232.71	-241.14	-30.72	23.93	25.44	9.46	277.30	27.70	-1.81	-21.14	30.6639
G165-39	363.27	-303.29	-137.60	37.48	27.61	1.99	224.60	22.40	-2.12	-83.29	44.6892
G167-50	-51.04	-455.95	244.57	6.45	45.97	25.89	272.80	27.20	-1.96	-235.95	61.5588
G171-15	140.04	-313.51	-10.25	1.93	2.98	11.28	106.70	10.60	-2.06	-93.51	44.8772
G171-50	-85.01	-361.60	-239.60	19.57	22.07	32.41	359.50	35.90	-2.19	-141.60	53.6335
G176-27	135.45	-43.29	51.23	11.22	5.22	6.84	85.90	8.50	-0.66	176.71	-17.0975
G178-41	-281.28	-207.67	151.72	29.39	22.53	14.54	289.90	28.90	-1.70	12.33	24.1963
G188-20	382.29	-198.52	-121.58	39.16	10.50	17.14	314.70	31.40	-1.70	21.48	23.0029
G190-15	17.73	-82.28	-99.59	0.79	4.76	12.45	78.80	7.80	-2.21	137.72	17.5638
G195-35	270.00	-262.99	118.13	17.83	26.39	20.47	239.80	23.90	-2.15	-42.99	40.0019
G199-66	-180.16	-395.86	8.71	23.20	35.09	13.18	287.60	28.70	-1.50	-175.86	44.9404
G214-1	-110.04	-118.09	-64.05	10.96	1.89	10.49	161.10	16.10	-1.96	101.91	17.4674
G214-5	269.28	-206.21	73.71	25.29	1.01	2.44	153.90	15.30	-1.69	13.79	23.8154
G267-6	156.75	-139.96	-38.01	13.68	15.95	7.01	156.30	15.60	-1.48	80.04	11.1627
WOLF436	-174.34	-169.83	28.19	20.85	18.31	7.44	296.50	29.60	-1.67	50.17	18.6861
WOLF1143	-261.93	-177.23	-84.45	25.52	2.95	14.31	80.80	8.00	-1.95	42.77	24.9946
WOLF6728	283.76	-381.26	163.79	20.78	36.04	26.18	239.40	23.90	-1.63	-161.26	45.5150
HD101063	-188.08	-250.90	14.31	23.51	11.38	8.81	185.80	18.50	-1.30	-30.90	22.2064
HD205650	-120.16	-80.11	3.09	9.16	7.40	10.87	65.70	6.50	-1.07	139.89	-4.4706
HIP348	-84.08	2.75	-4.49	6.11	1.60	0.20	59.60	4.00	-0.31	222.75	-29.7840
HIP996	-20.93	-46.91	28.03	2.30	1.47	0.64	51.60	2.70	-0.19	173.09	-25.5933
HIP1411	87.92	-10.05	9.06	4.56	1.37	1.61	68.60	5.40	-0.23	209.95	-29.6399
HIP2894	-5.12	9.84	0.62	0.90	0.65	0.46	55.40	3.80	-0.24	229.84	-32.0444
HIP4909	7.84	17.14	12.33	0.36	0.35	0.19	54.70	4.00	-0.09	237.14	-35.8591
HIP5134	23.81	22.20	9.39	0.97	0.67	0.19	63.30	4.60	-0.36	242.20	-31.3686
HIP6407	18.54	-22.73	-18.00	0.81	2.78	1.49	58.60	4.10	-0.22	197.27	-28.1756
HIP7245	-36.54	-7.97	-7.53	1.94	2.04	0.26	52.90	3.00	-0.09	212.03	-32.5823
HIP8507	3.25	11.78	19.95	0.75	0.38	0.26	62.90	4.60	-0.15	231.78	-34.0155
HIP8841	11.92	-48.75	-20.17	1.04	6.39	0.69	76.00	7.50	-0.25	171.25	-24.2087
HIP9349	-1.65	5.56	-8.56	0.31	0.54	0.14	43.90	2.30	-0.07	225.56	-34.7298
HIP10710	-22.54	-0.28	-5.02	1.43	2.09	0.30	66.70	5.60	-0.25	219.72	-30.5338
HIP11728	-14.94	5.85	24.77	1.00	0.53	0.92	41.80	1.90	-0.01	225.85	-35.9121
HIP11915	-39.86	-18.89	19.04	3.13	2.25	1.71	56.90	4.00	-0.08	201.11	-31.3488
HIP14614	34.99	-26.82	6.58	0.22	1.51	0.74	40.90	1.70	-0.18	193.18	-28.4055
HIP18261	7.70	-8.68	-10.45	0.58	1.25	0.55	45.20	2.50	-0.09	211.32	-32.4900
HIP25670	29.94	20.96	-9.32	0.70	0.19	1.11	46.80	2.40	0.10	240.96	-39.9836
HIP28336	-77.82	-29.73	2.64	1.45	0.82	1.40	39.60	2.20	-0.20	190.27	-27.6437
HIP35265	-14.10	-5.74	0.95	0.22	0.56	0.43	27.40	0.80	0.05	214.26	-35.5446
HIP36512	20.98	-4.58	6.01	0.56	0.46	0.14	36.50	1.20	-0.06	215.42	-33.5970
HIP38072	-37.86	-26.70	-10.11	1.98	1.02	1.53	80.90	7.30	0.05	193.30	-32.8092
HIP41317	59.11	-22.08	-0.77	1.84	0.70	0.34	38.90	1.30	0.03	197.92	-33.0313
HIP42872	-28.31	-34.24	-19.84	2.06	0.33	3.47	75.70	7.30	-0.06	185.76	-29.7273
HIP44324	-8.40	-9.56	-0.27	0.68	1.12	0.54	43.00	1.90	-0.14	210.44	-31.4206
HIP44935	91.12	-8.66	8.43	4.22	3.24	1.78	64.60	4.80	-0.04	211.34	-33.4467
HIP44997	-13.71	25.93	-29.86	1.79	0.36	1.71	50.20	2.80	-0.02	245.93	-38.3416
HIP47990	3.97	-0.01	-4.40	0.52	0.95	1.34	66.30	5.40	0.02	219.99	-35.7209
HIP49572	-10.28	-41.00	-18.63	1.81	5.03	2.45	74.30	6.70	-0.07	179.00	-28.6542
HIP49756	-11.33	18.65	-25.80	0.99	0.28	0.76	37.10	1.30	0.05	238.65	-38.7283
HIP50826	-25.70	-17.41	-10.31	2.66	2.40	2.60	64.70	5.70	-0.35	202.59	-26.3897
HIP52040	-23.02	-7.37	18.90	1.90	2.42	0.55	70.10	6.10	-0.20	212.63	-30.5621
HIP52137	29.95	2.96	-2.16	0.56	0.43	0.51	55.50	3.50	-0.08	222.96	-34.2000
HIP55409	-7.46	-19.31	-30.78	0.77	1.32	1.72	42.80	1.80	0.08	200.69	-34.3463
HIP55459	12.50	24.58	13.42	0.23	0.27	0.17	38.70	1.30	-0.05	244.58	-37.5942
HIP59357	-35.10	-37.73	5.33	3.20	2.37	1.24	57.00	3.60	-0.15	182.27	-27.5538
HIP60314	-16.36	-29.88	11.41	2.28	3.98	0.24	70.30	6.20	0.04	190.12	-32.2044
HIP60653	-19.87	-51.93	8.06	2.79	3.13	1.72	67.50	4.70	-0.26	168.07	-23.6018
HIP63048	16.01	0.93	-32.13	0.34	0.59	0.30	41.90	1.80	-0.02	220.93	-35.0797
HIP64150	67.25	-49.96	-3.34	1.17	1.34	0.73	26.30	0.60	0.12	170.04	-31.1097
HIP64497	-30.60	-3.69	0.75	2.97	2.07	0.38	70.60	5.90	0.02	216.31	-35.2402
HIP64713	-1.08	-33.33	-0.14	1.87	2.85	1.62	69.70	5.70	0.08	186.67	-32.5170
HIP64794	63.63	-21.24	27.88	3.26	2.21	1.12	54.20	3.90	-0.16	198.76	-29.5150
HIP64993	18.09	15.12	-5.59	0.98	0.44	0.83	67.80	5.60	0.02	235.12	-37.6948
HIP66885	4.48	-41.66	-49.78	0.65	4.71	4.87	70.30	5.90	-0.37	178.34	-22.8432
HIP73815	45.94	-31.10	-12.11	1.95	2.66	1.31	52.30	3.00	-0.05	188.90	-30.3278
HIP74341	16.61	-8.55	18.52	0.51	2.20	0.62	73.30	6.40	-0.06	211.45	-33.0796

Tabla 4.12. Datos cinemáticos de las estrellas (continuación).

ID	$U'$	$V'$	$W'$	$\sigma U'$	$\sigma V'$	$\sigma W'$	$D$	$\sigma D$	[Fe/H]	$V_{rot}$	$X$
(1)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(pc)	(pc)	(dex)	(km/s)	(12)
HIP74389	27.58	11.80	-13.80	0.53	0.18	1.12	39.50	1.80	0.19	231.80	-40.5049
HIP75923	-16.32	-7.35	-2.04	0.76	1.98	0.89	65.70	6.00	-0.15	212.65	-31.5190
HIP77883	-60.20	-13.63	-13.67	1.03	2.34	1.50	67.70	5.60	0.02	206.37	-33.9431
HIP78028	-16.57	-29.59	24.05	1.04	1.73	1.68	56.00	2.90	-0.36	190.41	-24.6093
HIP78680	9.19	26.51	0.09	0.16	0.49	0.35	46.80	1.90	-0.37	246.51	-31.7398
HIP79186	-76.84	-4.47	0.89	3.40	0.37	1.15	54.50	2.50	-0.27	215.53	-29.6053
HIP79304	-0.01	-6.47	8.80	0.46	1.38	0.71	58.60	4.10	-0.20	213.53	-30.6797
HIP79672	36.83	0.33	-15.05	0.26	0.23	0.41	14.00	0.20	0.14	220.33	-38.0539
HIP81512	60.00	-23.26	13.46	3.23	1.87	0.83	73.60	4.50	-0.38	196.74	-25.0544
HIP85285	57.62	10.59	9.11	0.50	0.48	0.39	48.10	2.80	-0.54	230.59	-26.4183
HIP88194	-8.09	17.13	32.14	0.41	0.13	0.50	28.90	0.60	-0.22	237.13	-33.3776
HIP88427	74.98	-26.10	-7.61	6.50	2.92	1.01	85.20	7.90	-0.28	193.90	-26.5920
HIP100963	34.04	-1.14	-7.81	0.53	0.33	0.34	28.20	0.60	-0.16	218.86	-32.1390
HIP102152	-64.19	3.67	-20.77	3.94	0.37	5.35	80.90	8.00	-0.06	223.67	-34.6738
HIP104504	-30.27	1.84	-15.64	1.90	0.56	2.28	53.00	3.50	-0.22	221.84	-31.3827
HIP108708	-25.51	-2.11	3.48	1.98	0.76	1.70	63.40	5.10	0.02	217.89	-35.4464
HIP108996	19.88	19.15	13.19	0.76	0.35	0.62	59.50	4.40	-0.01	239.15	-37.6484
HIP109931	78.61	19.23	23.15	5.72	0.20	1.47	75.20	6.30	-0.15	239.23	-34.9871
HIP118159	25.32	18.80	4.14	1.45	0.35	0.22	67.10	5.90	-0.24	238.80	-33.2141
-01:1792	28.51	-83.01	30.98	7.75	8.68	1.96	60.60	8.00	-0.99	136.99	-5.6179
+37:1458	-240.23	-63.67	22.69	1.23	9.62	2.62	59.90	5.90	-1.70	156.33	5.4055
405-060	129.59	-176.55	36.02	6.58	8.78	10.90	166.90	16.60	-1.03	43.45	7.3522
412-048	-8.82	-167.98	-13.62	7.33	19.17	7.07	246.80	24.60	0.05	52.02	-14.3727
500-093	-37.27	-167.51	13.40	11.61	21.60	8.68	453.20	45.30	-1.82	52.49	21.2454
615-196	22.42	-68.50	-27.85	2.04	8.54	7.52	157.90	15.70	-0.85	151.50	-10.1830
625-044	105.02	-118.82	-10.94	8.44	14.47	5.07	156.20	15.60	-1.37	101.18	6.3053
628-018	-39.42	-30.72	0.71	6.37	3.78	2.67	155.10	15.50	-0.33	189.28	-25.0352
685-044	10.42	-275.01	95.55	6.51	29.00	9.96	221.70	22.10	-1.41	-55.01	27.4516
685-047	22.06	-262.77	-33.17	8.96	27.23	5.41	307.00	30.70	-1.98	-42.77	36.7305
685-053	59.71	-130.18	-76.38	9.30	14.71	8.78	219.40	21.90	-0.93	89.82	-0.6073
752-017	-100.43	-278.93	20.37	14.51	30.02	7.00	270.10	40.50	-2.51	-58.93	48.9518
752-018	69.37	-39.04	-10.29	6.88	7.50	2.19	132.70	13.20	-0.89	180.96	-13.2636
753-029	68.56	-205.14	50.09	12.45	19.75	3.90	220.00	22.00	-1.83	14.86	26.3466
813-013	133.97	-251.75	-61.63	12.32	28.53	9.26	267.00	26.70	-1.95	-31.75	34.7197
814-012	288.51	-133.13	0.30	15.16	22.99	9.38	280.40	28.00	-3.76	86.87	53.7742
814-014	67.68	-177.47	-49.96	8.92	19.10	7.11	229.80	22.90	-1.10	42.53	8.8073
867-11	28.03	-68.50	-14.30	6.96	8.80	3.21	151.00	15.10	-0.59	151.50	-15.1437
G1-30	161.94	-268.38	-30.28	12.74	22.30	16.54	283.80	28.30	-1.85	-48.38	34.9817
G101-34	-217.46	-130.77	56.76	3.09	40.90	2.89	165.80	41.40	-1.76	89.23	15.3064
G102-27	-6.82	-75.61	-15.45	2.03	8.21	1.91	91.50	9.10	-0.54	144.39	-15.1694
G102-47	-36.26	-126.58	-20.57	4.33	10.62	1.88	94.60	9.40	-1.38	93.42	7.5091
G107-43	-95.31	-104.61	-56.48	2.92	12.00	8.98	144.90	14.40	-0.66	115.39	-9.0955
G107-02	-194.02	-326.82	-25.63	6.71	35.53	9.06	305.00	30.50	-1.91	-106.82	43.7529
G113-22	67.62	-92.42	82.74	9.44	7.23	5.75	103.50	10.30	-1.26	127.58	0.7621
G122-57	-37.73	-15.96	49.61	6.47	8.33	0.32	40.30	8.10	-0.62	204.04	-21.4281
G128-58	-310.18	-221.90	1.34	35.29	12.12	10.20	299.90	29.90	-1.16	-1.90	15.7508
G141-19	175.09	-6.83	-14.13	9.38	9.10	4.04	101.90	10.10	-2.00	213.17	3.7117
G143-23	290.33	-247.45	39.46	31.88	22.25	8.25	306.10	30.60	-1.25	-27.45	20.8026
G146-76	15.75	-291.96	-83.35	12.00	73.66	2.68	260.10	65.00	-2.01	-71.96	41.1118
G152-67	-54.52	-314.92	70.61	22.22	48.06	30.39	250.30	25.00	-1.80	-94.92	40.1009
G153-64	134.36	-142.47	57.81	2.33	17.07	1.58	141.60	14.10	-1.03	77.53	2.9043
G154-21	-81.64	-126.07	-4.56	9.90	10.69	2.01	89.90	8.90	-1.64	93.93	12.4030
G154-25	273.93	-263.08	-59.23	9.81	32.55	11.77	313.30	31.30	-1.43	-43.08	26.2757
G16-13	-28.08	-160.07	26.94	1.04	16.40	5.57	128.10	12.80	-1.16	59.93	7.6818
G16-20	216.64	-159.19	71.99	7.71	20.11	4.35	181.60	18.10	-1.23	60.81	8.9021
G16-28	44.53	-195.83	32.08	3.40	21.14	2.64	204.50	20.40	-0.87	24.17	6.8149
G16-8	-78.17	-177.65	81.93	8.04	19.01	10.52	152.40	15.20	-0.89	42.35	4.8252
G161-73	258.45	-266.55	38.77	29.66	19.53	4.43	252.70	25.20	-1.26	-46.55	23.4857
G170-47	-134.94	-285.08	5.16	6.77	28.74	31.94	106.70	26.70	-2.46	-65.08	48.7993
G172-16	-167.03	-184.27	34.05	21.87	12.86	1.88	181.70	18.10	-1.07	35.73	9.1233
G179-22	195.35	-57.21	86.36	15.48	11.19	0.79	197.90	19.70	-1.28	162.79	-3.4522
G19-27	25.20	-65.92	72.33	1.12	7.88	6.10	75.10	7.20	-0.71	154.08	-13.1900
G193-33	-6.58	-65.82	-47.91	4.16	7.29	4.37	79.60	7.90	-0.66	154.18	-14.1571
G196-48	-187.10	-138.44	91.72	12.90	18.52	2.77	164.00	16.40	-1.40	81.56	9.4389
G205-42	-241.88	-188.14	-36.40	17.55	4.20	3.78	151.60	15.10	-1.85	31.86	24.5100
G23-14	111.96	-60.19	8.97	9.14	8.98	3.37	97.50	9.70	-1.16	159.81	-5.3526
G23-20	28.66	-331.56	118.40	19.05	14.80	6.72	189.00	18.90	-1.42	-111.56	35.0222
G24-25	-189.96	-233.65	47.54	0.92	4.44	8.40	99.00	9.90	-1.31	-13.65	20.1464
G29-20	-66.30	-167.72	95.50	7.05	5.32	5.16	50.50	5.00	-0.69	52.28	-0.2880
G33-9	90.69	-137.51	-31.33	4.88	9.79	10.53	146.10	14.60	-1.01	82.49	1.8753
G59-18	-120.11	-173.94	-0.74	12.97	18.14	3.94	154.90	15.40	-1.20	46.06	10.2555
G60-26	81.73	-109.73	87.02	6.12	9.78	2.99	79.30	7.90	-1.10	110.27	-0.0328
G80-28	-161.20	-115.22	28.96	7.68	10.83	11.07	131.60	13.10	-2.04	104.78	18.6197
G83-45	-122.33	-438.51	-33.35	3.72	44.67	7.05	280.50	28.00	-1.77	-218.51	55.6567
G87-27	47.54	-62.24	-33.02	0.88	7.73	2.51	67.10	6.70	-0.48	157.76	-18.0590
G9-47	-110.65	-129.65	62.71	0.94	24.94	15.33	102.00	30.60	-1.01	90.35	0.8506
G90-3	-14.34	-184.91	-27.45	1.01	19.67	5.08	212.90	21.20	-2.03	35.09	27.5230
G95-11	-377.68	-162.69	131.31	22.04	27.75	21.21	332.80	33.20	-1.69	57.31	18.1366
HD132475	67.63	-300.31	68.93	8.16	25.97	3.20	77.10	7.70	-1.26	-80.31	27.8913
HD140283	-238.27	-237.43	50.72	6.03	14.60	7.63	57.30	3.20	-2.53	-17.43	43.9173
HD148211	-14.59	-85.48	5.97	0.55	5.21	0.31	52.70	2.70	-0.67	134.52	-11.4007
HD189558	85.29	-112.75	51.01	6.34	8.97	2.87	67.80	5.00	-1.30	107.25	4.1773
HD195137	118.59	-46.67	97.81	11.03	7.32	10.21	109.40	10.90	-0.73	173.33	-15.3208
HD210295	60.29	-55.55	21.26	18.33	19.12	7.71	192.90	57.90	-1.37	164.45	-1.9513
HD24341	-140.57	41.59	-8.90	1.99	3.29	1.06	65.10	4.50	-0.51	261.59	-31.0373
LTT6194	148.81	-454.36	-138.78	8.46	41.86	25.97	522.60	52.20	-2.05	-234.36	63.0683
R740	6.20	-312.03	75.62	16.74	22.45	5.68	185.80	18.50	-3.30	-92.03	68.3438

Tabla 4.12. Datos cinemáticos de las estrellas (continuación).

---

Ya con las velocidades Galácticas disponibles para 202 de las 216 estrellas, las uniremos con las velocidades Galácticas de las estrellas publicadas en SN88, SPC93 y SMMPC. Como el proceso que se utilizó para calcular las velocidades Galácticas para las estrellas de esos catálogos es el mismo empleado aquí, nos permite unir los datos y, con ello, realizar los diagramas de Bottlinger ( $V'$  vs  $U'$ ), de Toomre ( $V'$  vs  $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ ) y  $[Fe/H]$  vs  $V_{tot}$ , para tratar de identificar estructura en el Halo de la Galaxia. Eso es lo que veremos a continuación.

## V.- BÚSQUEDA DE SUBESTRUCTURA.

Lo que hacemos a continuación es un análisis cinemático al conjunto de datos compuesto por nuestras 202 estrellas y una muestra de 1533 estrellas que vienen de los catálogos publicados en la serie de fotometría de estrellas de baja metalicidad y alta velocidad (SN88, SPC y SMMPC). Cabe señalar que cuando nos referimos a estrellas de alta velocidad, esta velocidad está medida con respecto a la velocidad del Sol (y a su vez respecto al LSR).

Comenzamos haciendo una revisión de las listas de 202 y 1533 estrellas en busca de estrellas que aparezcan en ambas listas, las estrellas repetidas muestran valores similares en sus índices en ambas listas, para estas estrellas los valores nuevos y los anteriores han sido promediados (tomando en cuenta la masa de aire y haciendo promedio pesado). La muestra final sin estrellas repetidas contiene 1637 estrellas. Esta muestra total también es analizada cinemáticamente dos veces, una de ellas incluyendo toda la muestra (1637 estrellas) y la otra quitando las estrellas que han sido identificadas como binarias o variables (1319 estrellas).

El análisis cinemático consiste en la elaboración de tres diagramas de contornos, los cuales nos ayudan con la búsqueda de grupos estelares en movimiento en el Halo Galáctico y, una vez identificado algún grupo, hacemos una revisión y comparación con publicaciones acerca de este tema. Los diagramas antes mencionados son: metalicidad-velocidad de rotación ( $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ , donde  $V_{rot} = V' + 220$  km/s), de Bottlinger ( $V'$  vs  $U'$ ) y de Toomre ( $V'$  vs  $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ ).

Para cada caso, se utilizó un programa de *awk* para separar los datos correspondientes a cada diagrama y se utilizó un macro de Super Mongo para hacer los diagramas de contornos.

En los diagramas que usaremos, la velocidad  $W$  solo interviene en el diagrama de Toomre y es insensible al signo del valor de esta velocidad. Podría parecer que estamos despreciando los efectos que  $W$  puede tener en la cinemática y en la consecuente búsqueda de grupos en movimiento. Sin embargo, existe una tendencia de que las estrellas se dispersan aun más en la velocidad  $W$  de lo que lo hacen en las velocidades  $U$  y  $V$ . Dehnen (1998) estima la función de velocidad de estrellas cercanas usando las posiciones y velocidades tangenciales de  $\sim 14,000$  estrellas observadas con el satélite Hipparcos. La distribución muestra estructura en las velocidades  $U$  y  $V$  pero no en  $W$ . Su proyección de la función de velocidad en el plano  $U$ - $V$  muestra algunos de los grupos en movimiento encontrados en la literatura, pero en las proyecciones de los planos que involucran a  $W$  ya no aparecen los grupos; esto se atribuye al mezclado de fase, que es más eficiente para dispersar estrellas en la velocidad  $W$ . Consideramos entonces, que no perdemos capacidad de encontrar grupos en movimiento al no involucrar algún diagrama que tenga sensibilidad al signo de  $W$ .

Damos a continuación algunos usos que han tenido los diagramas que analizaremos. El diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  ha sido utilizado en SPC93 para separar las estrellas del Halo de las del Disco que tienen velocidades altas con respecto al LSR y que NS91 han denominado "disco de alta velocidad". Se propone la separación de estas componentes mediante una recta que pasa a través de los puntos  $([\text{Fe}/\text{H}], V_{\text{rot}}) = (-0.3, 0 \text{ km s}^{-1})$  y  $(-1.5, 175 \text{ km s}^{-1})$  en su muestra de estrellas y argumentan, entre otras cosas, que el diagrama en su trabajo tiene una similitud con el de Carney et al. (1990). El diagrama también es utilizado en SMMPC, donde hacen una separación entre estrellas del Halo y estrellas del Disco con el uso del parámetro  $X$  definido en SPC93 en una muestra mayor de estrellas y con mejores datos cinemáticos, además de que hacen un análisis más profundo de la población que definen como perteneciente al "disco de alta velocidad", y su subcomponente el disco grueso.

El diagrama de Bottlinger ( $V$  vs  $U'$ ) es el diagrama más utilizado en el tema de búsqueda de subestructura en la Galaxia. Este diagrama cinemático muestra una agrupación de estrellas cuando hay estructura, y ha sido utilizado por Eggen en algunas de sus publicaciones (Eggen 1977, 1996a, 1996b). Antoja et al. (2008) tratan de caracterizar las estructuras en el espacio  $U$ - $V$ -Edad- $[\text{Fe}/\text{H}]$  para establecer limitantes observacionales que permitan estudiar el origen y la evolución de estas estructuras y para ello, entre otras cosas, utilizan el diagrama de Bottlinger.

En NS91 utilizan este diagrama para analizar la distribución de estrellas del Halo y de estrellas de alta velocidad del Disco, y encuentran una característica en el diagrama que pudiera reflejar la posibilidad de un grupo en movimiento, el cual probablemente corresponda al grupo de Cygni 61 de Eggen (1965). Esta característica se observa en la componente del "disco de alta velocidad".

El diagrama de energía de Toomre ( $V$  vs  $(U^2 + W^2)^{1/2}$ ) se aplica para seleccionar a las estrellas con la mayor velocidad y así definir un límite inferior para la velocidad de escape y para la masa de la Galaxia en la publicación de García Cole et al. (1999). También es utilizado en Nissen & Schuster (2009) para separar poblaciones estelares.

Aquí, utilizaremos los tres diagramas anteriormente mencionados para encontrar subestructura, con la ayuda de contornos. Los contornos fueron aplicados en SMMPC al diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  para investigar la estructura del "disco de alta velocidad", donde encuentran dos estructuras, probablemente del disco grueso; una de estas estructuras corresponde muy bien al grupo "Arcturus", que mencionaremos más adelante. El mismo algoritmo de contornos utilizado por ellos es el que será usado aquí. A continuación damos a conocer lo que obtuvimos para cada diagrama y después hacemos un análisis.

### 5.1.- Diagrama [Fe/H] vs Vrot.

Para la búsqueda de grupos en el Halo Galáctico se hicieron varios diagramas de contornos utilizando un macro de *Super Mongo*, en el cual se introducen los datos generados en un programa escrito en *awk*. Los datos introducidos al programa son: límites de los ejes de graficación, un “kernel” (las dimensiones de una caja) y el tamaño del paso (la cantidad que debe avanzar el kernel en el eje  $x$  y el eje  $y$ ). En nuestro caso, el tamaño del paso es del 50% del tamaño del kernel; por ejemplo, en la Figura 5.1 se tiene un kernel con tamaño 0.2 dex en el eje  $x$  y 20 km/s en el eje  $y$ , por lo que el paso es 0.1 dex en el eje  $x$  y 10 km/s en el eje  $y$ . El programa comienza por colocar el kernel en el límite inferior del eje  $x$  y en el límite superior del eje  $y$ , desplazándose luego positivamente en el eje  $x$  haciendo un “barrido” hasta alcanzar el límite superior; la cantidad desplazada cada vez es el valor dado al paso. Al llegar al límite superior en  $x$  regresa al límite inferior, pero avanzando un paso en el eje  $y$  hacia abajo (hacia el límite inferior). Este procedimiento se repite hasta hacer el barrido completo de la gráfica.

Cada desplazamiento es denominado “un pixel”. Así, volviendo al ejemplo en la Figura 5.1, donde el eje  $x$  va de -3.3 dex hasta 0.6 dex, como el paso en  $x$  es de 0.1 dex, se tienen que hacer 40 desplazamientos para ir de -3.3 hasta 0.1, esto es, 40 pixeles para el eje  $x$ . Llamaremos alta resolución cuando el kernel (y, en consecuencia, el paso) es muy pequeño en comparación con el tamaño de los ejes de la gráfica (muchos pixeles), y baja resolución cuando el kernel es grande en comparación con el tamaño de los ejes de la gráfica (pocos pixeles).

El programa cuenta el número total de objetos que se encuentran en cada pixel, y entrega como resultado: la posición del pixel ( $m, n$ ) (donde  $m$  toma valores desde 1 hasta el número total de pixeles en el eje  $x$ , y  $n$  toma valores desde 1 hasta el número total de pixeles para el eje  $y$ ), el número de objetos encontrados en cada pixel y los valores de los ejes que corresponden a cada pixel. Estos datos son introducidos en el macro de *Super Mongo*, donde se emplean los comandos *IMAGE*, *LEVELS* y *CONTOUR* para graficar los contornos en las figuras.

Los diagramas se hicieron yendo de una resolución baja hasta una resolución alta. Como era de esperarse, los diagramas con baja resolución muestran pocas estructura, mientras que los diagramas con mucha resolución muestran demasiada. Lo que hicimos fue, tanto para el caso de la muestra completa como para la muestra sin estrellas binarias ni variables, tomar un diagrama con baja resolución pero que comenzara a mostrar estructura y otro diagrama con mayor resolución (pero no demasiada) que tuviera estructura muy bien definida, y comparar entre ellos para buscar estructuras consistentes, que etiquetamos como posibles “candidatos a grupos”.

Una vez que se identifican los candidatos a grupos en todos estos diagramas, mediante el uso de otro programa escrito en *awk* se aíslan las estrellas de cada candidato a grupo; definiendo límites que aíslan los conjuntos de estrellas que consideramos como candidatos a un grupo. Los grupos que hemos identificado aparecen en los diagramas en “rectángulos”.

En el caso del primer análisis, correspondiente al diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ , se tiene que 37 estrellas carecen de valor de metalicidad fotométrica, por lo que la muestra en este análisis (con binarias) tiene 1600 estrellas. En el caso de los otros dos diagramas (Toomre y Bootlinger) hemos dejado la muestra completa de 1637 estrellas.

Después de comparar ambos diagramas, hemos visto estructura de la que podemos inferir un total de 12 posibles grupos, los cuales tienen los siguientes límites:

Grupo	límites			
	$[Fe/H]$ (dex) mín.	$[Fe/H]$ (dex) máx.	$V_{rot}$ (km s <sup>-1</sup> ) mín.	$V_{rot}$ (km s <sup>-1</sup> ) Máx.
1	-2.10	-1.40	-265	-225
2	-2.10	-1.65	-142	-83
3	-2.26	-1.78	-72	-27
4	-1.79	-1.00	-88	-19
5	-2.03	-1.60	-5	40
6	-1.56	-1.30	0	42
7	-1.40	-0.95	-25	20
8	-2.70	-2.40	50	90
9	-2.15	-1.60	70	135
10	-1.81	-1.35	40	80
11	-1.33	-0.99	28	80
12	-0.81	-0.39	28	90

Las Figuras 5.1-5.4 muestran los diagramas de contornos para el caso de  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ ; las dos primeras, 5.1 y 5.2, fueron hechas con la muestra completa de 1600 estrellas, con alta y baja resolución, respectivamente. Las diagramas correspondientes a la muestra de la que se han eliminado las binarias y las variables (1319 estrellas), con alta y baja resolución, son las Figuras 5.3 y 5.4, respectivamente.

En lo que respecta a la identificación de grupos, se hizo una comparación entre los cuatro diagramas y se marcó como candidato a grupo a aquel conjunto que muestra estructura similar en todos los diagramas. A veces estas estructuras se ven como "islas" y a veces como "penínsulas".

Hay algunas pocas excepciones donde se señaló como candidato a grupo a aquél que mostró mucha estructura en los diagramas con alta resolución aunque en los correspondientes de baja resolución no la haya mostrado. Esto ocurrió también en el análisis de los otros dos diagramas.

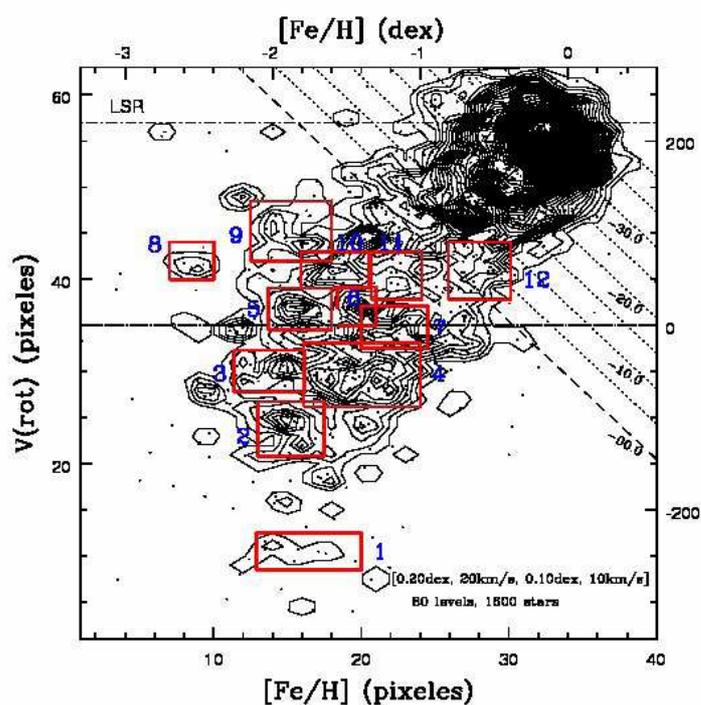


Figura 5.1. Diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  para 1600 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de 0.20 dex y 20  $\text{km s}^{-1}$  y un paso de 0.10 dex y 10  $\text{km s}^{-1}$  con 80 niveles de contornos.

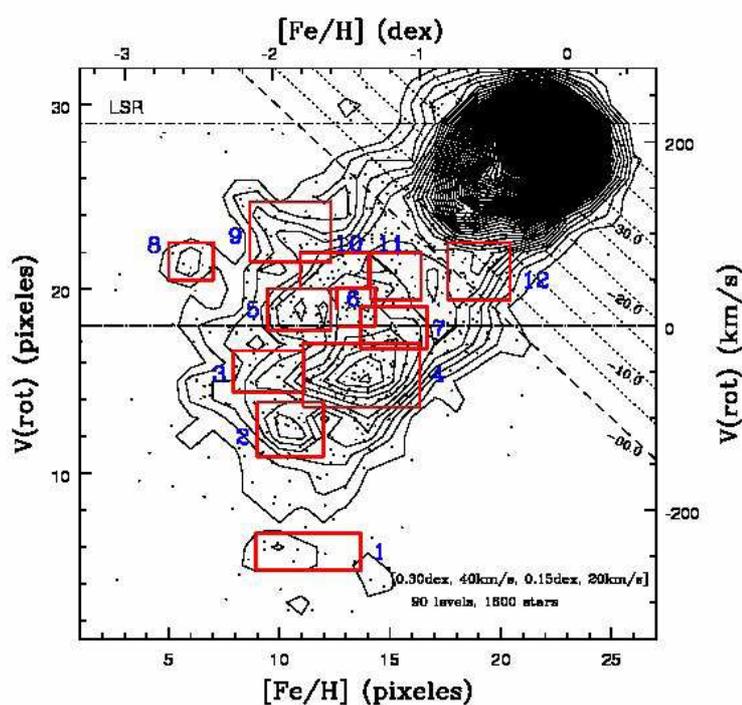


Figura 5.2. Diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  para 1600 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de 0.30 dex y 40  $\text{km s}^{-1}$  y un paso de 0.15 dex y 20  $\text{km s}^{-1}$  con 90 niveles de contornos.

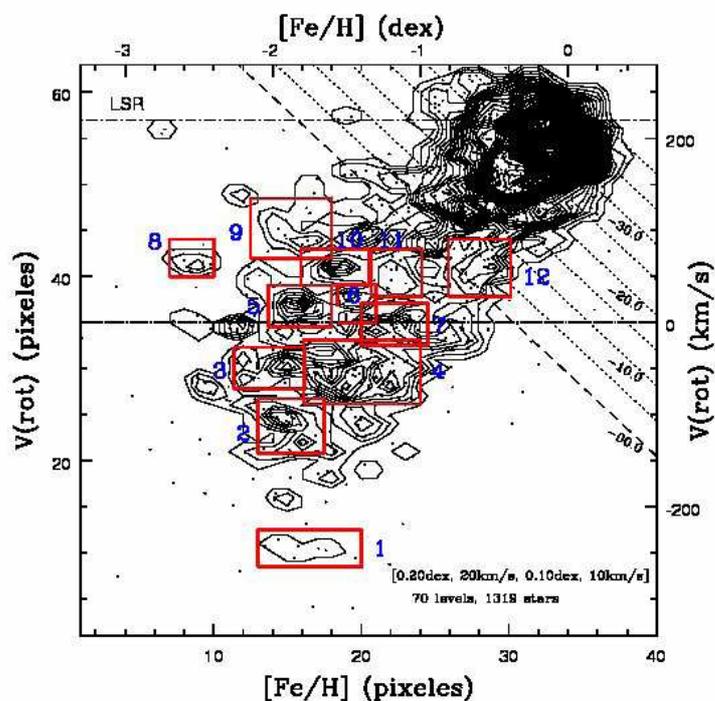


Figura 5.3. Diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  para 1319 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de 0.20 dex y 20  $\text{km s}^{-1}$  y un paso de 0.10 dex y 10  $\text{km s}^{-1}$  con 70 niveles de contornos.

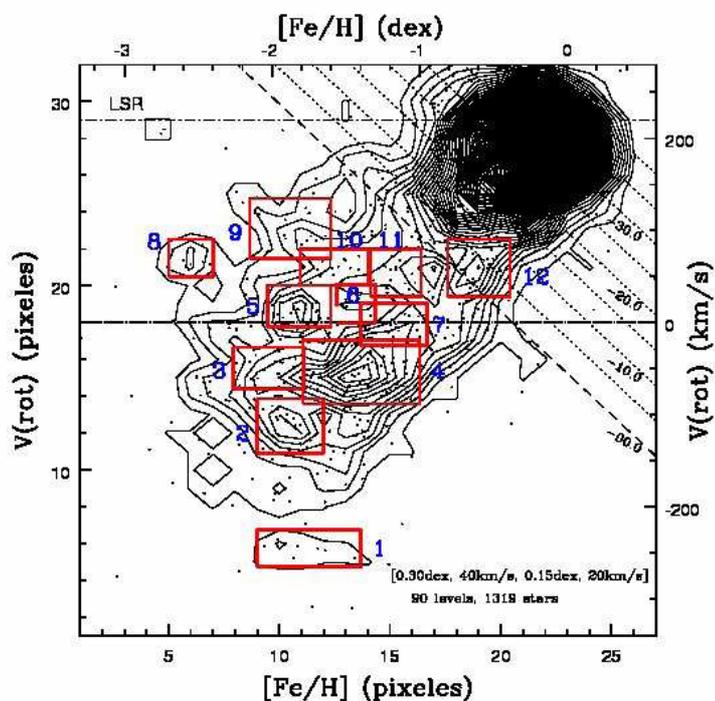


Figura 5.4. Diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$  para 1319 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de 0.30 dex y 40  $\text{km s}^{-1}$  y un paso de 0.15 dex y 20  $\text{km s}^{-1}$  con 90 niveles de contornos.

En las Figuras 5.1-5.4 se ha graficado también la línea que muestra la velocidad del LSR ( $V_{rot} = 220$  km/s), la línea con  $V_{rot} = 0$  km/s, y varias líneas del parámetro  $X$  definido en SPC93. La línea con el valor de  $X = -00.0$  es la que se utilizó en SMMPC para separar la población del Halo de la del "disco de alta velocidad", y se ha usado aquí de igual manera (las líneas que corresponden a  $X \leq -0.0$  están en la zona denominada en NS91 como disco de alta velocidad). Vemos también en las figuras que el grupo catalogado con el número 12 está sobre la línea que divide a las componentes; hemos decidido dejarlo ya que el disco de alta velocidad tiene una mezcla de varias componentes Galácticas, entre éstas la del Halo.

## 5.2.- Diagrama de Bottlinger $V'$ vs $U'$ .

El procedimiento para analizar el diagrama de Bottlinger es el mismo que para el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ . En estos diagramas también se identificaron 12 posibles grupos cuyos límites son:

Grupo	límites			
	mín.	$V'$ (km s <sup>-1</sup> ) máx.	mín.	$U'$ (km s <sup>-1</sup> ) máx.
1	-250	-175	-335	-235
2	-305	-225	-250	-165
3	-240	-190	-190	-125
4	-60	0	-200	-135
5	-290	-250	-125	-58
6	-190	-130	-150	-60
7	-335	-255	-60	55
8	-255	-208	0	95
9	-145	-80	55	123
10	-272	-190	105	172
11	-65	-10	115	172
12	-292	-202	210	287

Las Figuras 5.5 y 5.6 muestran los diagramas  $V'$  vs  $U'$  para 1637 estrellas con alta y baja resolución, respectivamente, y las Figuras 5.7 y 5.8 muestran los diagramas para la muestra de 1319 estrellas con alta y baja resolución, respectivamente.

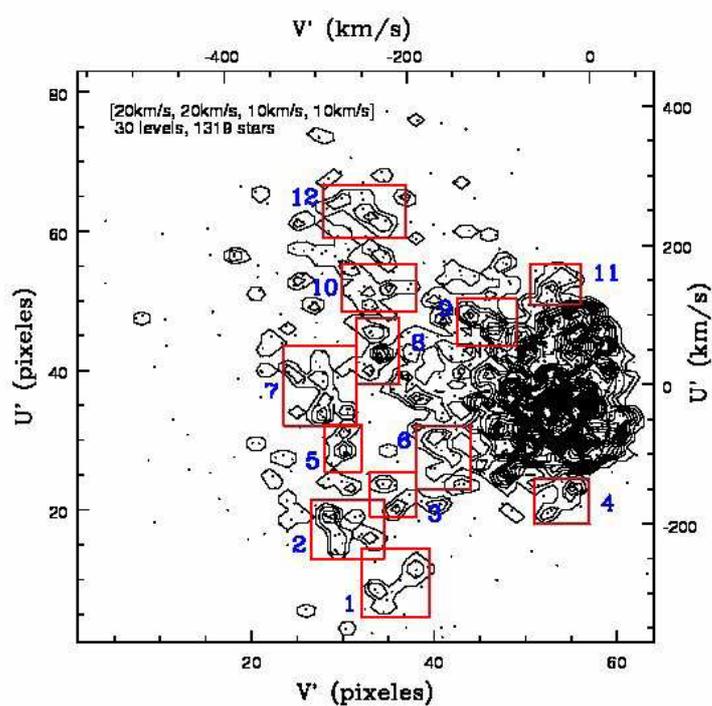


Figura 5.5. Diagrama de Bottlinger para 1637 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.20 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.10 \text{ km s}^{-1}$  y  $10 \text{ km s}^{-1}$  con 30 niveles de contornos.

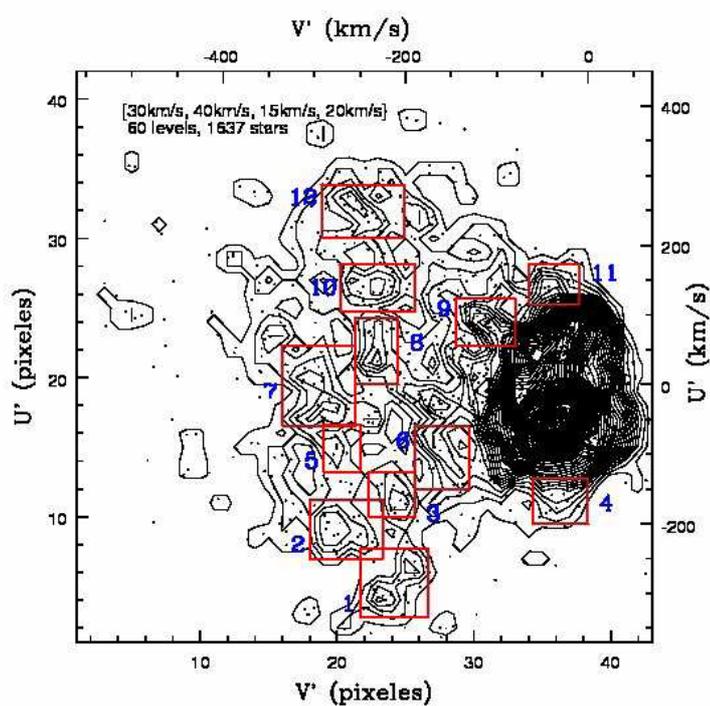


Figura 5.6. Diagrama de Bottlinger para 1637 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.30 \text{ km s}^{-1}$  y  $40 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.15 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  con 60 niveles de contornos.

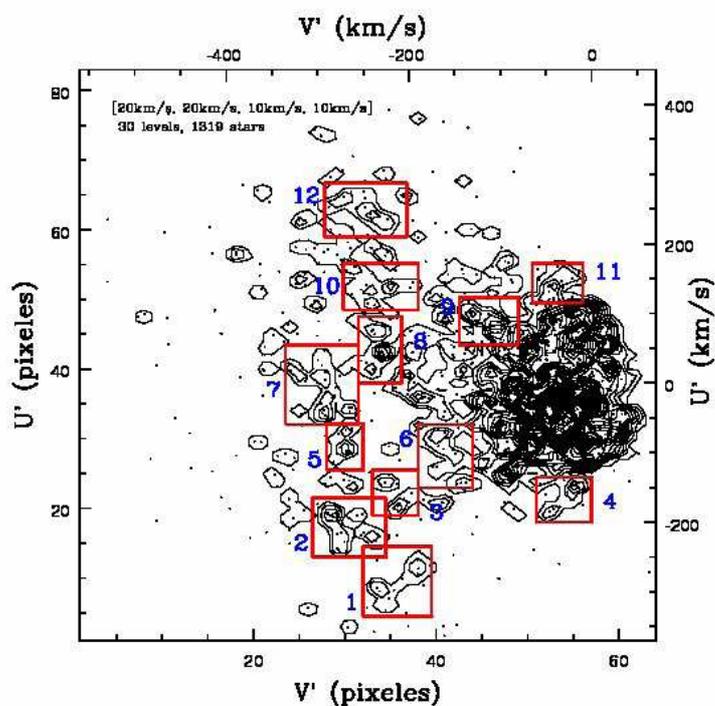


Figura 5.7. Diagrama de Bottlinger para 1319 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.20 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.10 \text{ km s}^{-1}$  y  $10 \text{ km s}^{-1}$  con 30 niveles de contornos.

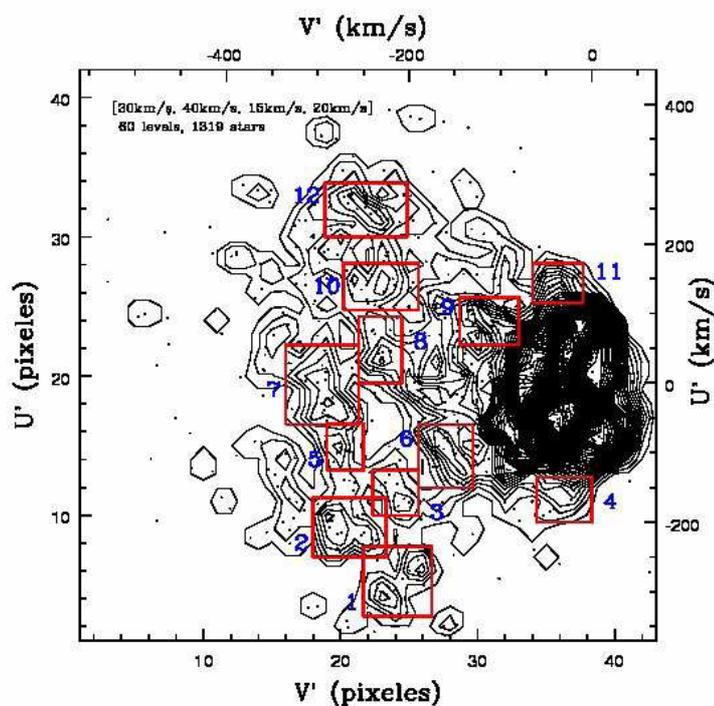


Figura 5.8. Diagrama de Bottlinger para 1319 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.30 \text{ km s}^{-1}$  y  $40 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.15 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  con 60 niveles de contornos.

En los diagramas de Bottlinger y Toomre no tenemos ninguna línea u otro tipo de señalamiento que nos permita separar las poblaciones; sin embargo, se ve una gran estructura muy agrupada y otras pequeñas estructuras dispersas en las afueras de la estructura principal. Esta estructura principal es la que suponemos que corresponde al disco de alta velocidad; por eso mismo, se identifican grupos sólo en las estructuras menores alrededor del disco para buscar candidatos a grupos en movimiento, pues recordemos que estamos buscando estructura en la componente del Halo Galáctico. En todos estos casos el disco de alta velocidad está compuesto principalmente por estrellas del disco delgado viejo y del disco grueso, con un poco de contaminación del Halo Galáctico.

En todas las figuras se muestra el número de píxeles correspondientes a cada eje (izquierda y abajo), y también se muestran los valores de los parámetros que se están graficando (derecha y arriba). Los candidatos a grupos son encerrados en cajas y etiquetados con su número correspondiente.

### 5.3.- Diagrama de Toomre $V'$ vs $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ .

Las Figuras 5.9 y 5.10 muestran el diagrama de Toomre para 1637 estrellas con alta y baja resolución, respectivamente. También en este caso fueron identificados 12 posibles grupos, y los límites de los grupos propuestos se muestran a continuación:

Grupo	límites			
	$V'$ (km s <sup>-1</sup> )		$(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ (km s <sup>-1</sup> )	
	mín.	máx.	mín.	máx.
1	-320	-280	42	100
2	-350	-313	95	145
3	-252	-210	100	160
4	-185	-128	62	145
5	-316	-248	162	250
6	-240	-162	160	210
7	-115	-75	150	190
8	-40	0	140	180
9	-65	-20	180	220
10	-263	-223	220	278
11	-255	-213	278	335
12	-215	-160	260	315

Las Figuras 5.11 y 5.12 muestran el diagrama de Toomre para la muestra de 1319 estrellas con alta y baja resolución, respectivamente.

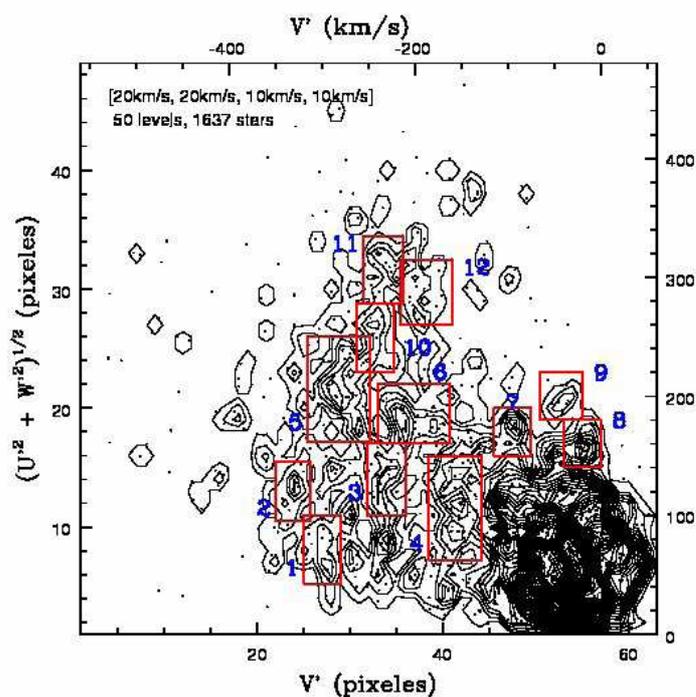


Figura 5.9. Diagrama Toomre para 1637 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.20 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.10 \text{ km s}^{-1}$  y  $10 \text{ km s}^{-1}$  con 50 niveles de contornos.

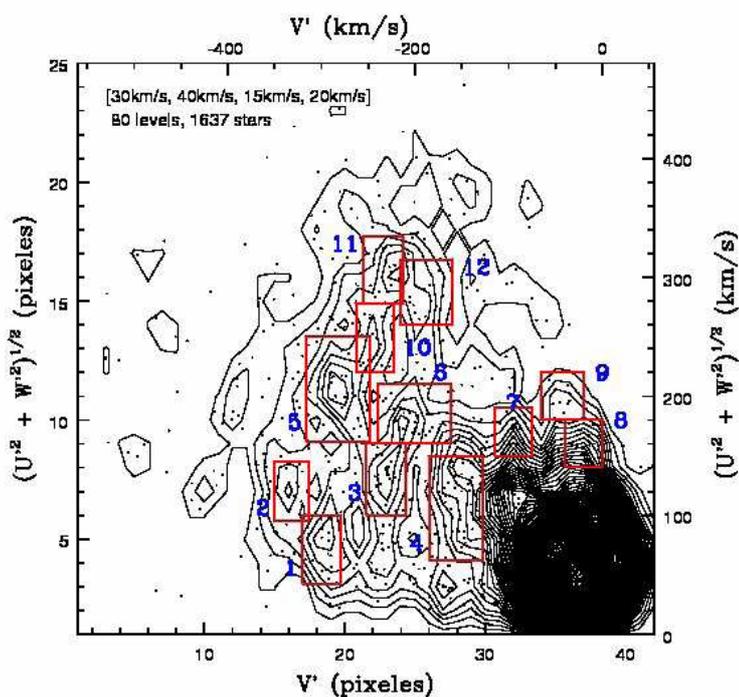


Figura 5.10. Diagrama Toomre para 1637 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.30 \text{ km s}^{-1}$  y  $40 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.15 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  con 80 niveles de contornos.

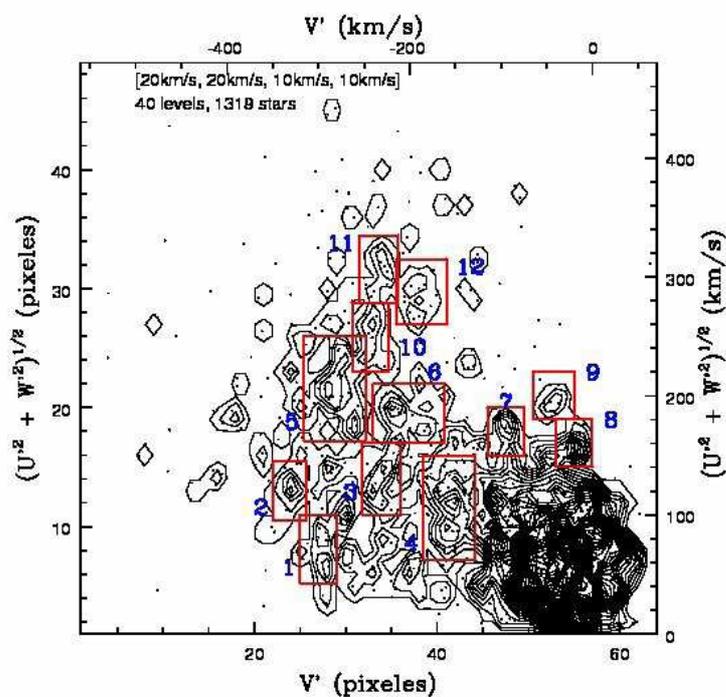


Figura 5.11. Diagrama Toomre para 1319 estrellas (alta resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.20 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.10 \text{ km s}^{-1}$  y  $10 \text{ km s}^{-1}$  con 40 niveles de contornos.

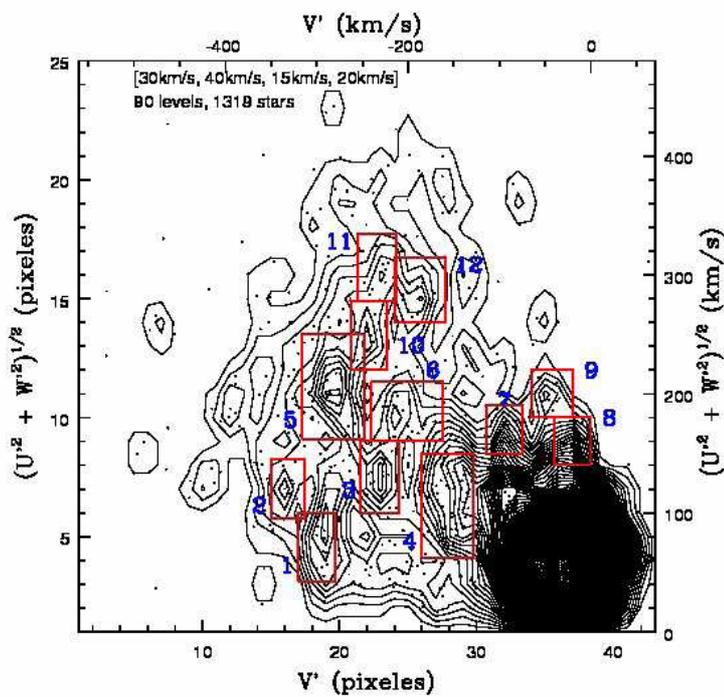


Figura 5.12. Diagrama Toomre para 1319 estrellas (baja resolución). Se ha utilizado un kernel de  $0.30 \text{ km s}^{-1}$  y  $40 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $0.15 \text{ km s}^{-1}$  y  $20 \text{ km s}^{-1}$  con 90 niveles de contornos.

Comparamos el diagrama  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  con los respectivos de Bottlinger y de Toomre en búsqueda de grupos de estrellas que aparezcan en más de un diagrama. Efectivamente, encontramos algunos grupos de estrellas que aparecen en más de un diagrama, mismos que llamaremos “*grupos traslapantes*”. Los resultados se muestran a continuación.

#### 5.4.- Grupos traslapantes.

En la Tabla 5.1 se da la lista de las estrellas que son miembros de algunos de los grupos y que se identificaron como tales en al menos dos diagramas distintos. Los datos están referidos al diagrama de  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ , donde los grupos de este diagrama están señalados en los renglones y, como podemos ver de la tabla, el grupo 1 de este diagrama no pudo ser identificado en ninguno de los otros dos. La descripción de la tabla es la siguiente: en la columna 1 está la identificación de la estrella; las velocidades  $U'$ ,  $V'$ , y  $W'$  aparecen en las columnas 2, 3 y 4 respectivamente; la columna 5 es la que corresponde a la metalicidad fotométrica; la columna 6 tiene la velocidad de rotación; la columna 7 da el parámetro  $(U^2+W^2)^{1/2}$ ; y las columnas 8 y 9 dan los números de los grupos en los diagramas de Bottlinger y de Toomre en los que también se encontró la estrella, respectivamente.

Las estrellas que tienen un asterisco (\*) a un lado del nombre de identificación corresponden a la muestra de 202 estrellas de este trabajo, mientras que las que tienen una “b” a un costado del nombre, corresponden a aquellas estrellas catalogadas como binarias o variables.

ID (1)	$U'$ (2)	$V'$ (3)	$W'$ (4)	$[Fe/H]$ (5)	$V_{rot}$ (6)	$(U^2+W^2)^{1/2}$ (7)	Bot. (8)	Toom. (9)
Grupo 2								
G88-10 b	-47.83	-320.04	-127.98	-1.82	-100.04	136.63	7	2
440-071*	-44.88	-317.56	158.69	-1.73	-97.56	164.91	7	
HD181743	-37.82	-328.53	-56.05	-1.89	-108.53	67.62	7	
G152-67*	-54.52	-314.92	70.61	-1.80	-94.92	89.21	7	1
G115-34	141.94	-323.26	13.20	-1.97	-103.26	142.55		2
G170-18	-101.42	-335.27	25.28	-2.03	-115.27	104.52		2
G171-15*	140.04	-313.51	-10.25	-2.06	-93.51	140.41		2
-09:0466	233.24	-313.87	68.09	-1.96	-93.87	242.98		5
-15:2546	191.74	-312.67	67.55	-1.66	-92.67	203.29		5
Grupo 3								
G1-30*	161.94	-268.38	-30.28	-1.85	-48.38	164.74	10	5
G28-31*	167.53	-260.27	63.40	-1.84	-40.27	179.12	10	5
G43-5*	127.33	-262.85	4.72	-1.94	-42.85	127.41	10	
HD108177	146.12	-263.99	27.25	-1.80	-43.99	148.64	10	
813-013*	133.97	-251.75	-61.63	-1.95	-31.75	147.47	10	3
492-053*	191.18	-288.78	90.10	-2.22	-68.78	211.35		5
G10-54	193.68	-263.54	-52.00	-1.93	-43.54	200.54		5
G130-41*	82.36	-255.59	-212.95	-2.11	-35.59	228.32		5
G10-4	-113.46	-282.10	-116.86	-2.13	-62.10	162.88	5	5
G3-16	-86.93	-275.93	37.51	-1.96	-55.93	94.68	5	
G13-9	-98.56	-264.29	-92.06	-2.24	-44.29	134.87	5	
G146-76*	15.75	-291.96	-83.35	-2.01	-71.96	84.83	7	1
685-047*	22.06	-262.77	-33.17	-1.98	-42.77	39.84	7	
G66-9	4.58	-291.04	-25.13	-1.86	-71.04	25.54	7	
HD215801	-6.23	-280.46	139.68	-2.10	-60.46	139.82	7	
G15-10*	274.94	-249.91	-163.65	-2.12	-29.91	319.96	12	11
G58-15*	264.37	-254.18	47.60	-1.94	-34.18	268.62	12	10
666-030	267.33	-271.04	44.78	-2.05	-51.04	271.05	12	
G84-16	220.86	-285.31	129.48	-1.92	-65.31	256.02	12	
G195-35*	270.00	-262.99	118.13	-2.15	-42.99	294.71	12	
211-3*	-243.68	-275.84	-85.73	-1.95	-55.84	258.32	2	

Tabla 5.1. Lista de estrellas traslapantes entre grupos y diagramas.

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	(U <sup>2</sup> +W <sup>2</sup> ) <sup>1/2</sup> (7)	Bot. (8)	Toom. (9)
Grupo 4								
-48:2445	-217.17	-278.56	-10.50	-1.67	-58.56	217.42	2	5
490-061	-198.54	-285.49	24.15	-1.40	-65.49	200.00	2	5
709-053	-188.83	-288.69	103.87	-1.48	-68.69	215.51	2	5
787-042*	-215.59	-273.82	-27.13	-1.72	-53.82	217.29	2	5
G18-39	-190.57	-256.36	-17.39	-1.40	-36.36	191.36	2	5
G31-26	-217.88	-304.88	113.66	-1.37	-84.88	245.74	2	5
G36-47	-183.01	-274.73	-79.54	-1.49	-54.73	199.55	2	5
G66-30 b	-198.74	-271.86	7.39	-1.57	-51.86	198.88	2	5
G70-33	-207.69	-287.04	61.44	-1.25	-67.04	216.59	2	5
G86-39	-237.17	-278.35	-24.19	-1.44	-58.35	238.40	2	5
G87-13	-198.27	-284.49	15.80	-1.22	-64.49	198.90	2	5
G120-15	-239.44	-276.54	12.81	-1.46	-56.54	239.78	2	5
G157-85	-185.83	-288.49	-66.24	-1.35	-68.49	197.28	2	5
G176-53	-228.07	-270.48	60.61	-1.44	-50.48	235.99	2	5
G187-30 b	-227.66	-299.24	-34.54	-1.28	-79.24	230.27	2	5
HD101063*	-188.08	-250.90	14.31	-1.30	-30.90	188.62	2	5
-03:5166	172.23	-297.98	34.48	-1.51	-77.98	175.65		5
-24:9840	158.90	-292.48	-135.40	-1.69	-72.48	208.76		5
877-025	192.94	-303.31	-89.22	-1.14	-83.31	212.57		5
G10-3	187.91	-292.86	84.93	-1.49	-72.86	206.21		5
G15-24	-143.89	-259.35	83.11	-1.35	-39.35	166.17		5
G34-45	184.25	-278.10	46.66	-1.62	-58.10	190.07		5
G89-14 b	202.53	-255.77	19.87	-1.61	-35.77	203.50		5
G98-53	-153.97	-261.45	-95.49	-1.09	-41.45	181.18		5
G146-56	223.58	-263.03	26.68	-1.32	-43.03	225.17	12	5
HIP36878	212.66	-275.82	90.99	-1.21	-55.82	231.31	12	5
G2-38 b	219.81	-257.90	-53.68	-1.28	-37.90	226.27	12	10
G21-22	249.46	-257.09	-29.61	-1.24	-37.09	251.21	12	10
G82-42	212.29	-245.10	-136.78	-1.29	-25.10	252.54	12	10
G268-32	193.89	-241.20	-156.12	-1.75	-21.20	248.93		10
G116-45	243.19	-242.67	145.07	-1.08	-22.67	283.17	12	11
808-022 b	276.98	-261.48	-95.45	-1.20	-41.48	292.97	12	
G108-48	252.88	-287.42	-188.94	-1.15	-67.42	315.67	12	
G119-64	238.21	-290.86	-120.57	-1.49	-70.86	266.99	12	
G139-16*	259.56	-287.67	-51.63	-1.68	-67.67	264.65	12	
G154-25*	273.93	-263.08	-59.23	-1.43	-43.08	280.26	12	
G161-73*	258.45	-266.55	38.77	-1.26	-46.55	261.34	12	
G3-37	-54.45	-290.10	37.76	-1.59	-70.10	66.26	7	1
G5-36	-38.72	-292.97	-55.34	-1.20	-72.97	67.54	7	1
G142-44	-46.48	-291.65	63.09	-1.35	-71.65	78.36	7	1
G170-56	-48.66	-288.86	-28.28	-1.11	-68.86	56.28	7	1
G272-122	-43.54	-294.72	32.70	-1.57	-74.72	54.45	7	1
GCRV8296	46.92	-292.18	-1.75	-1.53	-72.18	46.95	7	1
HIP22068	0.58	-299.93	81.28	-1.43	-79.93	81.28	7	1
HD132475*	67.63	-300.31	68.93	-1.26	-80.31	96.57		1
659-016	-34.63	-265.48	43.74	-1.62	-45.48	55.79	7	
685-044*	10.42	-275.01	95.55	-1.41	-55.01	96.12	7	
G51-7	-41.62	-264.51	24.26	-1.19	-44.51	48.17	7	
G53-41	-29.19	-295.60	-146.90	-1.22	-75.60	149.77	7	
G65-52 b	-33.96	-275.99	-72.22	-1.33	-55.99	79.81	7	
G172-61 b	-13.69	-262.52	56.65	-1.11	-42.52	58.28	7	
HD106038	25.71	-295.17	18.91	-1.09	-75.17	31.92	7	
HD110261	-35.65	-262.26	56.20	-1.56	-42.26	66.55	7	
LTT5864	-17.60	-280.57	-13.28	-1.51	-60.57	22.05	7	
G90-37	76.09	-239.83	110.72	-1.05	-19.83	134.35	8	3
G232-18	74.16	-241.16	100.10	-1.01	-21.16	124.58	8	3
G59-27 b	-67.61	-240.61	-134.25	-1.64	-20.61	150.31		3
HD105004 b	-44.01	-240.07	-91.54	-1.09	-20.07	101.57		3
HD233511	-128.43	-243.10	32.62	-1.43	-23.10	132.51		3
G73-56	31.80	-251.94	-23.85	-1.33	-31.94	39.75	8	
G115-22	14.96	-242.69	-44.82	-1.44	-22.69	47.25	8	
G122-43*	6.54	-239.74	27.08	-1.54	-19.74	27.86	8	
G180-24	113.43	-244.78	-19.96	-1.46	-24.78	115.17	10	3
WOLF610	119.19	-246.19	15.40	-1.17	-26.19	120.18	10	3
HD3567	167.42	-258.36	-49.12	-1.18	-38.36	174.48	10	5
636-003*b	151.46	-255.97	-52.06	-1.55	-35.97	160.16	10	
G60-48	-66.94	-269.02	-36.29	-1.38	-49.02	76.14	5	
G124-36	-97.70	-268.49	-43.59	-1.01	-48.49	106.98	5	
HD194598	-66.10	-262.04	-22.69	-1.11	-42.04	69.89	5	
LTT6079	-72.31	-276.73	-95.57	-1.76	-56.73	119.84	5	
760-071*b	-320.93	-241.23	-41.65	-1.59	-21.23	323.62	1	11
G143-23*	290.33	-247.45	39.46	-1.25	-27.45	293.00		11
548-006	-323.40	-245.64	-111.01	-1.52	-25.64	341.92	1	
Grupo 5								
G70-33	271.36	-205.68	-80.71	-1.77	14.32	283.11	12	12
G214-5*	269.28	-206.21	73.71	-1.69	13.79	279.19	12	12
G59-24	-273.73	-190.40	-96.71	-1.94	29.60	290.31	1	12
G27-45	-254.43	-190.38	-213.58	-1.80	29.62	332.19	1	
G178-41*	-281.28	-207.67	151.72	-1.70	12.33	319.59	1	

Tabla 5.1. Lista de estrellas traslapantes entre grupos y diagramas (continuación).

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	$(U^2+W^2)^{1/2}$ (7)	Bot. (8)	Toom. (9)
Grupo 5 (continuación)								
G205-42*	-241.88	-188.14	-36.40	-1.85	31.86	244.60	1	
G29-71 b	-154.75	-203.24	68.40	-1.96	16.76	169.19	3	6
G187-40	-180.56	-215.33	59.64	-1.62	4.67	190.15	3	6
HIP72023	-166.50	-205.37	82.31	-1.85	14.63	185.73	3	6
G201-44 b	183.50	-187.66	-23.27	-1.95	32.34	184.97		6
HD160617	45.32	-220.60	-93.34	-1.94	-0.60	103.76	8	3
HD116064	-94.71	-211.33	120.42	-1.96	8.67	153.20		3
Grupo 6								
G18-24 b	-242.57	-209.15	-196.75	-1.49	10.85	312.33	1	12
G179-54 b	-301.04	-201.00	87.39	-1.44	19.00	313.47	1	12
G195-34	-269.12	-199.48	-20.68	-1.52	20.52	269.91	1	12
G202-65 b	-302.61	-215.51	-9.22	-1.41	4.49	302.75	1	11
G88-23	268.71	-197.99	-115.36	-1.39	22.01	292.43		12
G210-33	233.03	-195.07	125.62	-1.50	24.93	264.73		12
G215-47 b	299.24	-209.46	-96.82	-1.37	10.54	314.51		12
G9-27 b	-172.21	-200.18	-47.33	-1.48	19.82	178.60	3	6
G35-1	-184.67	-212.05	70.98	-1.33	7.95	197.84	3	6
G191-55	208.96	-189.90	0.95	-1.40	30.10	208.96		6
G33-30 b	-72.56	-181.95	22.81	-1.46	38.05	76.06	6	4
G86-40 b	133.74	-209.76	3.79	-1.31	10.24	133.79	10	
G140-46	137.46	-198.79	55.31	-1.34	21.21	148.17	10	
G72-6	-329.90	-202.53	47.56	-1.49	17.47	333.31	1	
G126-63 b	-312.84	-197.10	-127.54	-1.39	22.90	337.84	1	
G26-1 b	79.82	-212.50	-153.28	-1.54	7.50	172.82	8	6
Grupo 7								
G128-58*	-310.18	-221.90	1.34	-1.16	-1.90	310.18	1	11
G163-70	-297.67	-216.52	16.89	-1.19	3.48	298.15	1	11
G192-43	-325.76	-225.43	-15.57	-1.37	-5.43	326.13	1	11
660-011	293.67	-225.27	-6.21	-1.16	-5.27	293.74		11
G75-31 b	-254.11	-201.99	108.49	-1.08	18.01	276.30	1	12
G116-45	243.19	-242.67	145.07	-1.08	-22.67	283.17	12	11
G125-13	219.45	-224.26	-152.79	-1.39	-4.26	267.40	12	10
HD250792	246.35	-235.80	103.09	-1.18	-15.80	267.05	12	10
G9-36	230.65	-210.44	83.66	-1.10	9.56	245.35	12	
G22-20	93.04	-213.17	46.14	-1.01	6.83	103.85	8	3
G90-37	76.09	-239.83	110.72	-1.05	-19.83	134.35	8	3
G232-18	74.16	-241.16	100.10	-1.01	-21.16	124.58	8	3
HIP90261	44.87	-229.00	-102.25	-1.14	-9.00	111.66	8	3
439-450	35.84	-228.22	-63.30	-1.02	-8.22	72.74	8	
819-013	54.17	-234.92	-46.85	-1.00	-14.92	71.62	8	
HIP13964	43.45	-220.83	9.05	-1.32	-0.83	44.38	8	
HIP58962 b	-44.01	-240.07	-91.54	-1.09	-20.07	101.57		3
G3-9	-176.21	-211.94	-58.41	-0.97	8.06	185.64	3	6
G35-1	-184.67	-212.05	70.98	-1.33	7.95	197.84	3	6
G24-25*b	-189.96	-233.65	47.54	-1.31	-13.65	195.82	3	6
593-016	196.54	-230.74	24.83	-1.21	-10.74	198.10		6
HD193901	-145.81	-230.77	-64.77	-1.32	-10.77	159.55	3	3
430-051*	105.74	-228.11	-83.00	-1.35	-8.11	134.42	10	3
G202-35 b	132.54	-235.45	71.05	-1.15	-15.45	150.38	10	3
G86-40 b	133.74	-209.76	3.79	-1.31	10.24	133.79	10	
557-010	-226.31	-235.71	-1.17	-1.38	-15.71	226.31	2	10
G215-47 b	299.24	-209.46	-96.82	-1.37	10.54	314.51		12
Grupo 8								
HD200654	-122.84	-140.93	-32.29	-2.67	79.07	127.01	6	4
-13:3442*	122.19	-157.37	-12.90	-2.42	62.63	122.87		4
G94-66*	84.93	-153.83	18.20	-2.47	66.17	86.86		4
HD338529	54.50	-152.71	-66.66	-2.60	67.29	86.10		4
Grupo 9								
636-003	98.42	-131.07	-105.91	-1.70	88.93	144.58	9	4
G44-38*	72.67	-102.06	29.13	-2.09	117.94	78.29	9	
G76-21	-59.97	-128.75	124.21	-1.91	91.25	137.93		4
G172-58	-143.87	-143.05	22.86	-2.03	76.95	145.67	6	
G232-40	-170.83	-95.74	-25.13	-1.77	124.26	172.67		7
HD19445	167.06	-108.72	-59.33	-1.91	111.28	177.28		7
Grupo 10								
G51-1	-79.88	-162.02	68.38	-1.41	57.98	105.15	6	4
HIP95217	-81.71	-176.59	-135.22	-1.74	43.41	157.99	6	
G25-17	97.39	-167.96	53.46	-1.58	52.04	111.10		4
G38-13 b	137.05	-163.43	-2.78	-1.43	56.57	137.08		4
HD274939	41.25	-152.21	-90.65	-1.50	67.79	99.59		4
528-161*	-164.72	-167.84	-60.69	-1.62	52.16	175.54		6
G147-62 b	163.17	-174.22	56.71	-1.52	45.78	172.74		6
WOLF436*	-174.34	-169.83	28.19	-1.67	50.17	176.60		6

Tabla 5.1. Lista de estrellas traslapantes entre grupos y diagramas (continuación).

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	(U <sup>2</sup> +W <sup>2</sup> ) <sup>1/2</sup> (7)	Bot. (8)	Toom. (9)
Grupo 11								
G56-39	-90.96	-167.30	4.09	-1.05	52.70	91.05	6	4
G59-18*	-120.11	-173.94	-0.74	-1.20	46.06	120.11	6	4
G83-26	-101.29	-148.57	102.81	-1.19	71.43	144.32	6	4
G269-87	-96.35	-152.24	-1.37	-1.13	67.76	96.36	6	4
814-014*	67.68	-177.47	-49.96	-1.10	42.53	84.12		4
405-060*	129.59	-176.55	36.02	-1.03	43.45	134.50		4
G74-30	-49.20	-162.09	50.23	-1.16	57.91	70.31		4
G66-22	-266.39	-189.33	17.91	-1.04	30.67	266.99	1	12
G108-19	303.74	-174.16	-31.22	-1.31	45.84	305.34		12
G133-45	20.73	-189.06	-165.52	-1.12	30.94	166.81		6
G172-16*	-167.03	-184.27	34.05	-1.07	35.73	170.47		6
Grupo 12								
558-008	-64.69	-145.71	-41.49	-0.64	74.29	76.85	6	4
G1-35	-119.32	-150.54	-14.45	-0.50	69.46	120.19	6	4
G7-10	-88.21	-180.45	96.04	-0.74	39.55	130.40	6	4
G57-7	-70.85	-160.65	-49.72	-0.54	59.35	86.56	6	4
G99-21	-60.97	-181.06	23.69	-0.61	38.94	65.41	6	4
G13-38	112.74	-140.17	89.65	-0.77	79.83	144.04	9	4
G128-36	69.99	-135.51	-93.57	-0.41	84.49	116.85	9	4
G3-22	126.66	-164.30	9.45	-0.45	55.70	127.01		4
G29-20*	-66.30	-167.72	95.50	-0.69	52.28	116.26		4
G51-20	-22.13	-178.17	-80.95	-0.63	41.83	83.92		4
G58-28	36.43	-150.39	-63.87	-0.71	69.61	73.53		4
G89-33	33.58	-140.60	96.74	-0.51	79.40	102.40		4
G90-4	69.34	-166.01	-29.33	-0.69	53.99	75.29		4
G92-49*	-45.64	-150.95	-126.49	-0.54	69.05	134.47		4
G99-2	71.74	-182.62	117.44	-0.66	37.38	137.62		4
HD184499	-55.02	-147.22	66.28	-0.69	72.78	86.14		4
HIP54469	98.18	-156.99	-89.70	-0.52	63.01	132.99		4
G165-6	-143.49	-137.04	-111.70	-0.46	82.96	181.84	6	
HD222766	-176.53	-172.36	1.59	-0.64	47.64	176.54		6
HIP74477	-171.52	-162.94	94.49	-0.70	57.06	195.83		6

Tabla 5.1. Lista de estrellas traslapantes entre grupos y diagramas (continuación).

Hacemos ahora un análisis por separado tomando dos tipos de traslapes: el primero de ellos es el que involucra a estrellas que aparecen en los tres diferentes diagramas y otro que involucra traslape en sólo dos diagramas, con la finalidad de obtener algunos candidatos a grupos en movimiento.

#### 5.4.1.- Candidatos a grupos en movimiento.

En un principio hemos graficado 1637 estrellas con la intención de buscar estructura en el Halo. Sin embargo, no todas las estrellas pertenecen al Halo; de hecho, hay ~ 500 estrellas que están por debajo de la línea que separa a las estrellas del Halo de las del disco de alta velocidad (línea diagonal punteada etiquetada con -00.0 en las Figuras 5.1-5.4). La cantidad de estrellas que se tiene en general para cada grupo es muy baja, por lo que hemos decidido considerar cuatro estrellas como el número mínimo en cada traslape para considerarlo un posible grupo en movimiento. Una vez que tenemos identificados algunos candidatos a grupos en movimiento, hacemos una comparación con grupos encontrados en la literatura para ver si existe alguna compatibilidad.

Se supone que las estrellas en grupos o cúmulos nacen al mismo tiempo y de una misma nube progenitora, lo cual hace pensar que su composición química sea idéntica para todas. Pero, aún

así, por diversas condiciones o procedimientos dinámicos, las estrellas dentro de un mismo cúmulo pueden tener variaciones en edad y composición química. También existen variaciones debido a la manera en que se calculan los parámetros; por ejemplo, las metalicidades fotométricas obtenidas aquí vienen de las calibraciones de SN89 como ya se ha mencionado en el Capítulo III. SN89 calculan los errores de metalicidad como  $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] \pm 0.15$  para  $-1.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.0$  y  $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] \pm 0.25$  para  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -2.5$  y posiblemente hasta  $\pm 0.30$ .

La Tabla 5.2 muestra los grupos propuestos como candidatos a grupos en movimiento, donde aparecen las estrellas que estuvieron en los tres diagramas. La descripción de la tabla es como sigue: en la columna 1 aparece el nombre de la estrella; las columnas 2, 3 y 4 dan las velocidades  $U'$ ,  $V'$  y  $W'$ , respectivamente; la columna 5 es la metalicidad fotométrica; la columna 6 tiene la velocidad de rotación; la columna 7 da  $(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ ; y en las columnas 8, 9 y 10 aparecen el número del grupo al cual pertenecen en los diagramas  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$ , de Bottlinger, y de Toomre, respectivamente. Los grupos candidatos están separados por renglones.

ID (1)	$U'$ (2)	$V'$ (3)	$W'$ (4)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (5)	$V_{\text{rot}}$ (6)	$(U'^2 + W'^2)^{1/2}$ (7)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ vs $V_{\text{rot}}$ (8)	Bot. (9)	Toom. (10)
Grupo A1									
-48:2445	-217.17	-278.56	-10.50	-1.67	-58.56	217.42	4	2	5
490-061	-198.54	-285.49	24.15	-1.40	-65.49	200.00	4	2	5
709-053	-188.83	-288.69	103.87	-1.48	-68.69	215.51	4	2	5
787-042*	-215.59	-273.82	-27.13	-1.72	-53.82	217.29	4	2	5
G18-39	-190.57	-256.36	-17.39	-1.40	-36.36	191.36	4	2	5
G31-26	-217.88	-304.88	113.66	-1.37	-84.88	245.74	4	2	5
G36-47	-183.01	-274.73	-79.54	-1.49	-54.73	199.55	4	2	5
G66-30 b	-198.74	-271.86	7.39	-1.57	-51.86	198.88	4	2	5
G70-33	-207.69	-287.04	61.44	-1.25	-67.04	216.59	4	2	5
G86-39	-237.17	-278.35	-24.19	-1.44	-58.35	238.40	4	2	5
G87-13	-198.27	-284.49	15.80	-1.22	-64.49	198.90	4	2	5
G120-15	-239.44	-276.54	12.81	-1.46	-56.54	239.78	4	2	5
G157-85	-185.83	-288.49	-66.24	-1.35	-68.49	197.28	4	2	5
G176-53	-228.07	-270.48	60.61	-1.44	-50.48	235.99	4	2	5
G187-30 b	-227.66	-299.24	-34.54	-1.28	-79.24	230.27	4	2	5
HD101063*	-188.08	-250.90	14.31	-1.30	-30.90	188.62	4	2	5
Grupo A2									
G146-56	223.58	-263.03	26.68	-1.32	-43.03	225.17	4	12	5
HIP36878	212.66	-275.82	90.99	-1.21	-55.82	231.31	4	12	5
G2-38 b	219.81	-257.90	-53.68	-1.28	-37.90	226.27	4	12	10
G21-22	249.46	-257.09	-29.61	-1.24	-37.09	251.21	4	12	10
G82-42	212.29	-245.10	-136.78	-1.29	-25.10	252.54	4	12	10
Grupo A3									
G3-37	-54.45	-290.10	37.76	-1.59	-70.10	66.26	4	7	1
G5-36	-38.72	-292.97	-55.34	-1.20	-72.97	67.54	4	7	1
G142-44	-46.48	-291.65	63.09	-1.35	-71.65	78.36	4	7	1
G170-56	-48.66	-288.86	-28.28	-1.11	-68.86	56.28	4	7	1
G272-122	-43.54	-294.72	32.70	-1.57	-74.72	54.45	4	7	1
HIP22068	0.58	-299.93	81.28	-1.43	-79.93	81.28	4	7	1
HIP69232	46.92	-292.18	-1.75	-1.53	-72.18	46.95	4	7	1
Grupo A4									
G18-24 b	-242.57	-209.15	-196.75	-1.49	10.85	312.33	6	1	12
G179-54 b	-301.04	-201.00	87.39	-1.44	19.00	313.47	6	1	12
G195-34	-269.12	-199.48	-20.68	-1.52	20.52	269.91	6	1	12
G202-65 b	-302.61	-215.51	-9.22	-1.41	4.49	302.75	6	1	11
Grupo A5									
G22-20	93.04	-213.17	46.14	-1.01	6.83	103.85	7	8	3
G90-37	76.09	-239.83	110.72	-1.05	-19.83	134.35	7	8	3
G232-18	74.16	-241.16	100.10	-1.01	-21.16	124.58	7	8	3
HIP90261	44.87	-229.00	-102.25	-1.14	-9.00	111.66	7	8	3

Tabla 5.2. Candidatos a grupos en movimiento. Estrellas que se traslapan en los tres diagramas.

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	$(U^2+W^2)^{1/2}$ (7)	[Fe/H]vsV <sub>rot</sub> (8)	Bot. (9)	Toom. (10)
Grupo A6									
G56-39	-90.96	-167.30	4.09	-1.05	52.70	91.05	11	6	4
G59-18*	-120.11	-173.94	-0.74	-1.20	46.06	120.11	11	6	4
G83-26	-101.29	-148.57	102.81	-1.19	71.43	144.32	11	6	4
G269-87	-96.35	-152.24	-1.37	-1.13	67.76	96.36	11	6	4
Grupo A7									
558-008	-64.69	-145.71	-41.49	-0.64	74.29	76.85	12	6	4
G1-35	-119.32	-150.54	-14.45	-0.50	69.46	120.19	12	6	4
G7-10	-88.21	-180.45	96.04	-0.74	39.55	130.40	12	6	4
G57-7	-70.85	-160.65	-49.72	-0.54	59.35	86.56	12	6	4
G99-21	-60.97	-181.06	23.69	-0.61	38.94	65.41	12	6	4

Tabla 5.2. Candidatos a grupos en movimiento. Estrellas que se traslapan en los tres diagramas (continuación).

El candidato a grupo en movimiento asignado con A2 involucra estrellas de dos grupos distintos en el diagrama de Toomre (5 y 10), pero vemos que no involucra mayor problema, ya que si observamos los diagramas de Toomre (Figuras 5.10 y 5.12) hay contornos que envuelven a las estrellas en estos dos grupos y, viendo la Tabla 5.2, observamos que sus parámetros no presentan una desviación significativa. Algo similar ocurre con el candidato a grupo A4.

Hemos hecho también una lista de candidatos a grupos en movimiento que involucran estrellas ubicadas en el traslape de dos diagramas, tanto en el par [Fe/H]vsV<sub>rot</sub>-Toomre, como en el par [Fe/H]vsV<sub>rot</sub>-Bottlinger. Para calificar un candidato a grupo en movimiento requerimos un mínimo de 6 estrellas en el traslape. Los candidatos se presentan en la Tabla 5.3 y la descripción de esta tabla es similar a la de la Tabla 5.2.

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	$(U^2+W^2)^{1/2}$ (7)	[Fe/H]vsV <sub>rot</sub> (8)	Bot. (9)	Toom. (10)
Grupo B1									
G1-30*	161.94	-268.38	-30.28	-1.85	-48.38	164.74	3		5
G28-31*	167.53	-260.27	63.40	-1.84	-40.27	179.12	3		5
492-053*	191.18	-288.78	90.10	-2.22	-68.78	211.35	3		5
G10-54	193.68	-263.54	-52.00	-1.93	-43.54	200.54	3		5
G130-41*	82.36	-255.59	-212.95	-2.11	-35.59	228.32	3		5
G10-4	-113.46	-282.10	-116.86	-2.13	-62.10	162.88	3		5
Grupo B2									
G59-27 b	-67.61	-240.61	-134.25	-1.64	-20.61	150.31	4		3
G90-37	76.09	-239.83	110.72	-1.05	-19.83	134.35	4		3
G180-24	113.43	-244.78	-19.96	-1.46	-24.78	115.17	4		3
G232-18	74.16	-241.16	100.10	-1.01	-21.16	124.58	4		3
HD105004 b	-44.01	-240.07	-91.54	-1.09	-20.07	101.57	4		3
HD233511	-128.43	-243.10	32.62	-1.43	-23.10	132.51	4		3
WOLF610	119.19	-246.19	15.40	-1.17	-26.19	120.18	4		3
Grupo B3									
-03:5166	172.23	-297.98	34.48	-1.51	-77.98	175.65	4		5
-24:9840	158.90	-292.48	-135.40	-1.69	-72.48	208.76	4		5
877-025	192.94	-303.31	-89.22	-1.14	-83.31	212.57	4		5
G10-3	187.91	-292.86	84.93	-1.49	-72.86	206.21	4		5
G15-24	-143.89	-259.35	83.11	-1.35	-39.35	166.17	4		5
G34-45	184.25	-278.10	46.66	-1.62	-58.10	190.07	4		5
G89-14 b	202.53	-255.77	19.87	-1.61	-35.77	203.50	4		5
G98-53	-153.97	-261.45	-95.49	-1.09	-41.45	181.18	4		5
HD3567	167.42	-258.36	-49.12	-1.18	-38.36	174.48	4		5
Grupo B4									
659-016	-34.63	-265.48	43.74	-1.62	-45.48	55.79	4	7	
685-044*	10.42	-275.01	95.55	-1.41	-55.01	96.11	4	7	
G51-7	-41.62	-264.51	24.26	-1.19	-44.51	48.17	4	7	

Tabla 5.3. Candidatos a grupos en movimiento con estrellas que se traslapan en dos diagramas.

ID (1)	U' (2)	V' (3)	W' (4)	[Fe/H] (5)	Vrot (6)	$(U^2+W^2)^{1/2}$ (7)	[Fe/H]vsV <sub>rot</sub> (8)	Bot. (9)	Toom. (10)
Grupo B4 (continuación)									
G53-41	-29.19	-295.60	-146.90	-1.22	-75.60	149.77	4	7	
G65-52 b	-33.96	-275.99	-72.22	-1.33	-55.99	79.81	4	7	
G172-61 b	-13.69	-262.52	56.65	-1.11	-42.52	58.28	4	7	
HD106038	25.71	-295.17	18.91	-1.09	-75.17	31.92	4	7	
HD110261	-35.65	-262.26	56.20	-1.56	-42.26	66.55	4	7	
LTT5864	-17.60	-280.57	-13.28	-1.51	-60.57	22.05	4	7	
Grupo B5									
808-022 b	276.98	-261.48	-95.45	-1.20	-41.48	292.97	4	12	
G108-48	252.88	-287.42	-188.94	-1.15	-67.42	315.67	4	12	
G116-45	243.19	-242.67	145.07	-1.08	-22.67	283.17	4	12	
G119-64	238.21	-290.86	-120.57	-1.49	-70.86	266.99	4	12	
G139-16*	259.56	-287.67	-51.63	-1.68	-67.67	264.64	4	12	
G154-25*	273.93	-263.08	-59.23	-1.43	-43.08	280.26	4	12	
G161-73*	258.45	-266.55	38.77	-1.26	-46.55	261.34	4	12	
Grupo B6									
G3-22	126.66	-164.30	9.45	-0.45	55.70	127.01	12	4	
G13-38	112.74	-140.17	89.65	-0.77	79.83	144.04	12	4	
G29-20*	-66.30	-167.72	95.50	-0.69	52.28	116.26	12	4	
G51-20	-22.13	-178.17	-80.95	-0.63	41.83	83.92	12	4	
G58-28	36.43	-150.39	-63.87	-0.71	69.61	73.53	12	4	
G89-33	33.58	-140.60	96.74	-0.51	79.40	102.40	12	4	
G90-4	69.34	-166.01	-29.33	-0.69	53.99	75.29	12	4	
G92-49*	-45.64	-150.95	-126.49	-0.54	69.05	134.47	12	4	
G99-2	71.74	-182.62	117.44	-0.66	37.38	137.62	12	4	
G128-36	69.99	-135.51	-93.57	-0.41	84.49	116.85	12	4	
HD184499	-55.02	-147.22	66.28	-0.69	72.78	86.14	12	4	
HIP54469	98.18	-156.99	-89.70	-0.52	63.01	132.99	12	4	

Tabla 5.3. Candidatos a grupos en movimiento con estrellas que se traslapan en dos diagramas (continuación).

#### 5.4.2.- Grupos en movimiento propuestos.

Al analizar las tablas anteriores nos damos cuenta de que existe la posibilidad de que algunos candidatos a grupos en movimiento en la Tabla 5.3 sean una extensión de los candidatos de la Tabla 5.2. Tenemos así que: el candidato B3 podría ser una extensión del candidato A1, el cual nombraremos "grupo **G 18-39**"; el candidato B5 lo podría ser de A2, que nombraremos "grupo **G 21-22**"; B4 de A3, "grupo **G 3-37**"; y, por último, B6 parece ser la extensión de A7, y llamaremos a éste el "grupo **G 1-35**". El nombre ha sido dado tomando en cuenta la identificación de Giclas et al. (1959, 1961, 1975, 1978) con la numeración de campo más baja en la Tabla 5.2 y cuya estrella no ha sido catalogada como binaria (letra "b" a un costado del nombre). Hemos decidido nombrar estos grupos ya que muestran bastantes componentes, al ser una combinación de grupos de las Tablas 5.2 y 5.3. El resto de grupos de la Tabla 5.2 también son propuestos como grupos en movimiento, los cuales nombramos como: **G 18-24**, **G 22-20** y **G 56-39** (grupos A4, A5 y A6, respectivamente). En referencia a los grupos restantes de la Tabla 5.3 (grupos B1 y B2), al revisar los datos de sus miembros vemos que tienen intervalos amplios en velocidades  $U'$  y  $W'$  (los miembros aparecen sólo en los diagramas de  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$  y de Toomre). Aunque como vimos al principio de este capítulo, la velocidad  $W'$  puede tener un margen amplio para un grupo en movimiento, los intervalos amplios de esta velocidad sumados a los de la velocidad  $U'$  son los que nos hace no considerarlos como grupos en movimiento.

Todos nuestros grupos en movimiento aparecen en la Tabla 5.4. Los valores de esta tabla son los mismos que los de las primeras 7 columnas de las Tablas 5.2 y 5.3.

ID (1)	$U'$ (2)	$V'$ (3)	$W'$ (4)	[Fe/H] (5)	$V_{\text{rot}}$ (6)	$(U'^2+W'^2)^{1/2}$ (7)
Grupo G 18-39						
-03:5166	172.23	-297.98	34.48	-1.51	-77.98	175.65
-24:9840	158.90	-292.48	-135.40	-1.69	-72.48	208.76
-48:2445	-217.17	-278.56	-10.50	-1.67	-58.56	217.42
490-061	-198.54	-285.49	24.15	-1.40	-65.49	200.00
636-003*b	151.46	-255.97	-52.06	-1.55	-35.97	160.15
709-053	-188.83	-288.69	103.87	-1.48	-68.69	215.51
877-025	192.94	-303.31	-89.22	-1.14	-83.31	212.57
G10-3	187.91	-292.86	84.93	-1.49	-72.86	206.21
G15-24	-143.89	-259.35	83.11	-1.35	-39.35	166.17
G18-39	-190.57	-256.36	-17.39	-1.40	-36.36	191.36
G31-26	-217.88	-304.88	113.66	-1.37	-84.88	245.74
G34-45	184.25	-278.10	46.66	-1.62	-58.10	190.07
G36-47	-183.01	-274.73	-79.54	-1.49	-54.73	199.55
G66-30 b	-198.74	-271.86	7.39	-1.57	-51.86	198.88
G70-33	-207.69	-287.04	61.44	-1.25	-67.04	216.59
G86-39	-237.17	-278.35	-24.19	-1.44	-58.35	238.40
G87-13	-198.27	-284.49	15.80	-1.22	-64.49	198.90
G89-14 b	202.53	-255.77	19.87	-1.61	-35.77	203.50
G98-53	-153.97	-261.45	-95.49	-1.09	-41.45	181.18
G120-15	-239.44	-276.54	12.81	-1.46	-56.54	239.78
G157-85	-185.83	-288.49	-66.24	-1.35	-68.49	197.28
G176-53	-228.07	-270.48	60.61	-1.44	-50.48	235.99
G187-30 b	-227.66	-299.24	-34.54	-1.28	-79.24	230.27
HD3567	167.42	-258.36	-49.12	-1.18	-38.36	174.48
HD101063*	-188.08	-250.90	14.31	-1.30	-30.90	188.62
Grupo G 21-22						
808-022 b	276.98	-261.48	-95.45	-1.20	-41.48	292.97
G2-38 b	219.81	-257.90	-53.68	-1.28	-37.90	226.27
G21-22	249.46	-257.09	-29.61	-1.24	-37.09	251.21
G82-42	212.29	-245.10	-136.78	-1.29	-25.10	252.54
G108-48	252.88	-287.42	-188.94	-1.15	-67.42	315.67
G116-45	243.19	-242.67	145.07	-1.08	-22.67	283.17
G119-64	238.21	-290.86	-120.57	-1.49	-70.86	266.99
G139-16*	259.56	-287.67	-51.63	-1.68	-67.67	264.64
G146-56	223.58	-263.03	26.68	-1.32	-43.03	225.17
G154-25*	273.93	-263.08	-59.23	-1.43	-43.08	280.26
G161-73*	258.45	-266.55	38.77	-1.26	-46.55	261.34
HIP36878	212.66	-275.82	90.99	-1.21	-55.82	231.31
Grupo G 3-37						
659-016	-34.63	-265.48	43.74	-1.62	-45.48	55.79
685-044*	10.42	-275.01	95.55	-1.41	-55.01	96.11
G3-37	-54.45	-290.10	37.76	-1.59	-70.10	66.26
G5-36	-38.72	-292.97	-55.34	-1.20	-72.97	67.54
G51-7	-41.62	-264.51	24.26	-1.19	-44.51	48.17
G53-41	-29.19	-295.60	-146.90	-1.22	-75.60	149.77
G65-52 b	-33.96	-275.99	-72.22	-1.33	-55.99	79.81
G142-44	-46.48	-291.65	63.09	-1.35	-71.65	78.36
G170-56	-48.66	-288.86	-28.28	-1.11	-68.86	56.28
G172-61 b	-13.69	-262.52	56.65	-1.11	-42.52	58.28
G272-122	-43.54	-294.72	32.70	-1.57	-74.72	54.45
HIP22068	0.58	-299.93	81.28	-1.43	-79.93	81.28
HIP59490	25.71	-295.17	18.91	-1.09	-75.17	31.92
HIP62108	-35.65	-262.26	56.20	-1.56	-42.26	66.55
HIP69232	46.92	-292.18	-1.75	-1.53	-72.18	46.95
LTT5864	-17.60	-280.57	-13.28	-1.51	-60.57	22.05
Grupo G 1-35						
558-008	-64.69	-145.71	-41.49	-0.64	74.29	76.85
G1-35	-119.32	-150.54	-14.45	-0.50	69.46	120.19
G3-22	126.66	-164.30	9.45	-0.45	55.70	127.01
G7-10	-88.21	-180.45	96.04	-0.74	39.55	130.40
G13-38	112.74	-140.17	89.65	-0.77	79.83	144.04
G29-20*	-66.30	-167.72	95.50	-0.69	52.28	116.26
G51-20	-22.13	-178.17	-80.95	-0.63	41.83	83.92
G57-7	-70.85	-160.65	-49.72	-0.54	59.35	86.56
G58-28	36.43	-150.39	-63.87	-0.71	69.61	73.53
G89-33	33.58	-140.60	96.74	-0.51	79.40	102.40
G90-4	69.34	-166.01	-29.33	-0.69	53.99	75.29

Tabla 5.4. Grupos en movimiento propuestos.

ID (1)	$U'$ (2)	$V'$ (3)	$W'$ (4)	[Fe/H] (5)	$V_{\text{rot}}$ (6)	$(U'^2+W'^2)^{1/2}$ (7)
Grupo G 1-35 (cont.)						
G92-49*	-45.64	-150.95	-126.49	-0.54	69.05	134.47
G99-2	71.74	-182.62	117.44	-0.66	37.38	137.62
G99-21	-60.97	-181.06	23.69	-0.61	38.94	65.41
G128-36	69.99	-135.51	-93.57	-0.41	84.49	116.85
HD184499	-55.02	-147.22	66.28	-0.69	72.78	86.14
HIP54469	98.18	-156.99	-89.70	-0.52	63.01	132.99
Grupo G 18-24						
G18-24 b	-242.57	-209.15	-196.75	-1.49	10.85	312.33
G179-54 b	-301.04	-201.00	87.39	-1.44	19.00	313.47
G195-34	-269.12	-199.48	-20.68	-1.52	20.52	269.91
G202-65 b	-302.61	-215.51	-9.22	-1.41	4.49	302.75
Grupo G 22-20						
G22-20	93.04	-213.17	46.14	-1.01	6.83	103.85
G90-37	76.09	-239.83	110.72	-1.05	-19.83	134.35
G232-18	74.16	-241.16	100.10	-1.01	-21.16	124.58
HIP90261	44.87	-229.00	-102.25	-1.14	-9.00	111.66
Grupo G 56-39						
G56-39	-90.96	-167.30	4.09	-1.05	52.70	91.05
G59-18*	-120.11	-173.94	-0.74	-1.20	46.06	120.11
G83-26	-101.29	-148.57	102.81	-1.19	71.43	144.32
G269-87	-96.35	-152.24	-1.37	-1.13	67.76	96.36

Tabla 5.4. Grupos en movimiento propuestos (continuación).

A continuación trataremos de identificar si alguno de estos grupos propuestos aparece en la literatura concerniente a este tema (también comparamos los candidatos a grupos de la Tabla 5.3 que no han sido considerados como grupos en movimiento).

### 5.5.- Revisión de grupos en movimiento.

Con la finalidad de conocer si alguno de los que nosotros hemos denominado candidatos a grupos en movimiento o alguno de los grupos propuestos en la Tabla 5.4 han sido identificados previamente, revisamos en la literatura relacionada con este tema para tratar de encontrar alguna coincidencia.

Uno de los autores con gran número de trabajos de este tipo es O. J. Eggen, quien entre sus publicaciones da a conocer una cantidad considerable de grupos en movimiento. Por lo general, la selección de Eggen fue cinemática, basándose principalmente en datos como: la velocidad radial, los movimientos propios y el paralaje.

La mayoría de estos trabajos están relacionados con la población del Disco; sin embargo, Eggen identificó tres grupos en el Halo (Eggen 1958, 1977, 1996a, 1996b). Estos grupos son:

<i>Ross 451</i>	con promedio de velocidades $(U, V, W) \sim (-145, -344.5, +154) \text{ km s}^{-1}$
<i>Groombridge 1830</i>	con promedio de velocidades $(U, V, W) \sim (-263, -151, -22) \text{ km s}^{-1}$
<i>Kapteyn</i>	con promedio de velocidades $(U, V, W) \sim (+13, -288.5, -16) \text{ km s}^{-1}$

Hay otro grupo que parece tener estrellas del Halo, *Arcturus*, aunque Eggen lo ha considerado como grupo del disco grueso.

La Tabla 5.5 muestra los miembros de estos grupos encontrados en las publicaciones mencionadas.

<i>Arcturus</i>		<i>Groombridge 1830</i>	<i>Kapteyn</i>		<i>Ross 451</i>	
ADS497	HD111515	BD+7294	BD-004470	HD109995	BD+11468	G 66-38
G 10-15	HD115577	BD+191185	BD-043208	HD110621	BD+202030	G 75-56
G 14-25	HD120803	CD-514628	BD-133834	HD111721	BD+203603	G 84-44
G 144-6	HD121849	Gmb 1830	BD+203603	HD130095	BD+292091	G 94-33
G 166-57	HD124897	HD103095	CD-301121	HD139961	BH Peg	G 99-30
G 270-183	HD134088	HD163810	CD-308626	HD161817	BN Vul	HD97
G 37-8	HD145417	HD219617	CD-621346	HD181007	CD-3514849	HD8724
G 42-34	HD149161	RR Lyr	G 10-4	HD181743	CD-381484	HD21581
G 68-3	HD153075		G 18-54	HD186478	CD-481741	HD34048
HD3266	HD153334		G 185-30	HD188031	G 103-52	HD37078
HD4308	HD170052		G 24-3	HD193242	G 11-44	HD47147
HD6734	HD174323		G 236-38	HD208069	G 114-25	HD59392
HD10785	HD176021		G 38-1	HD215601	G 119-38	HD74000
HD11397	HD177758		G 5-36	HD215801	G 126-52	HD74462
HD12369	HD181720		G 60-48	HD223065	G 130-65	HD82590
HD19375	HD183439		HD8724	ST Leo	G 142-36	HD103545
HD21543	HD183877		HD13979	SU Dra	G 182-32	HD108177
HD23654	HD184700		HD21022	SX Phe	G 191-52	HD130545
HD24616	HD184768		HD25532	TY Vir	G 203-68	HD139961
HD33708	HD196866		HD33793	U Lep	G 227-10	HD166161
HD39364	HD199288		HD44007	X ari	G 236-80	LTT2175
HD62301	HD208998		HD106038		G 56-48	Ross 570
HD65583	HD212038				G 61-36	WZ Hya
HD75530	HD213415				G 63-26	
HD80811	HD213893					
HD90508	HD219215					
HD94518	HD219685					
HD102212	HD221830					
HD104556	HD216179					
HD104556	HD223713					
HD106516						
HD108754						

Tabla 5.5. Miembros de grupos en movimiento del Halo Galáctico.

Las estrellas en los grupos en movimiento de la Tabla 5.5 fueron comparadas con las 1637 estrellas con datos cinemáticos que hemos trabajado en este capítulo, para tratar de encontrar estrellas en común y, ver a su vez, si pertenecen a algún grupo propuesto.

La siguiente tabla (5.6) muestra las estrellas encontradas en esta comparación. Su descripción es la siguiente: la primera columna tiene la identificación de la estrella empleada por nosotros (catálogos de SN88, SPC93, SMMPC y el obtenido en este trabajo); la segunda columna tiene la identificación que da Eggen en sus publicaciones (1959, 1977, 1996a y 1996b); las columnas 3-8 tienen las velocidades  $U'$ ,  $V'$ ,  $W'$  y sus errores (SMMPC y las 202 estrellas de este trabajo), respectivamente; las columnas 9-11 tienen las velocidades  $U'$ ,  $V'$  y  $W'$  dadas por Eggen (en

algunos casos se tienen dos valores de velocidad, tomamos para nuestra comparación el valor más reciente); la columna 12 tiene la metalicidad fotométrica; y por último, las columnas 13, 14 y 15 tienen el número del grupo en el que aparece la estrella en los diagramas de  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ , Bottlinger y Toomre, respectivamente.

Arcturus														
ID														
Nosotros	Eggen	U'	V'	Nosotros	ErU'	ErV'	ErW'	Eggen 1996, AJ 112,1595			[Fe/H]	[Fe/H]vsV <sub>r</sub>	Bot.	Toom.
(1)	(2)	(3)	(4)	W'	(6)	(7)	(8)	U'	V'	W'	(12)	(13)	(14)	(15)
HD194598	G144-6	-66.10	-262.04	-22.69	4.76	6.13	6.95	36	-95.1	-8.3	-1.11	4	5	
HD24616	HD24616	-16.07	-147.68	-18.28	3.87	6.84	5.81	-26	-95.6	-39.3	-0.48	12		
G42-34	BD+202421	10.11	-135.20	-12.84	2.08	13.75	5.04	9	-96.1	-1.3	-0.58	12		
G68-3	BD+205292	27.29	-131.35	-32.82	1.27	7.05	9.65	21	-95.1	12.7	-0.46	12		
HD4308	HD4308	61.26	-96.02	-21.22	2.45	3.71	5.51	* 62	-101.1	-18.3	-0.30		9	
HD184700	HD184700	72.39	-107.98	-20.44	9.55	11.80	3.43	* 66	-101.1	-20.3	-0.34		9	
HD6734	HD6734	60.00	-108.00	46.05	2.39	4.28	6.34	58	-95.1	50.7	-0.05		9	
								* 59	-101.1	49.7				
HD223713	HD223713	10.57	-141.85	120.45	2.97	10.15	7.76	* 11	-101.1	99.7	-0.22			4
HD10785	HD10785	-24.81	-88.24	21.91	3.63	8.39	6.73	-29	-95.6	22.7	-0.05			
G37-8	BD+33529	8.92	-89.80	0.88	5.64	3.73	2.69	8	-95.6	-0.3				
HD21543	HD21543	-46.49	-76.04	-11.37	0.88	4.54	1.58	-52	-96.1	-7.3	-0.52			
HD62301	HD62301	4.56	-93.70	-15.30	6.26	3.49	3.22	5	-96.1	-16.3	-0.72			
HD65583	HD65583	-1.89	-73.92	-22.87	6.10	1.67	3.20	12	-95.6	-2.3	-0.59			
HD94518	HD94518	46.56	-122.06	-71.20	2.36	7.59	9.82	32	-95.1	-12.3	-0.41			
HD108754	HD108754	6.34	-126.51	-68.97	0.36	8.40	4.65	6	-95.1	-51.3	-0.48			
								* 3	-101.1	-59.3				
HD121849	HD121849	-5.59	-93.26	7.03	5.02	4.96	3.28	-1	-94.6	10.7	-0.36			
HD134088	HD134088	-19.33	-51.18	-59.69	5.19	2.80	4.78	-10	-94.1	-76.3	-0.74			
HD145417	HD145417	-39.21	-76.33	-21.09	5.94	3.95	0.71	-52	-95.1	-28.3	-1.22			
HD153075	HD153075	71.51	-75.06	-15.20	6.13	3.44	1.14	60	-94.1	-21.3	-0.53			
								* 57	-101.1	-17.3				
HD177758	HD177758	43.86	-61.83	4.94	6.41	3.68	1.07	57	-93.6	1.7	-0.66			
								* 59	-101.1	7.7				
HD181720	HD181720	-50.93	-87.21	-29.56	6.58	7.17	4.78	-54	-93.6	-36.3	-0.68			
HD199288	HD199288	30.99	-86.62	53.72	5.33	1.91	4.62	31	-95.1	56.7	-0.74			
G26-42	BD208998	-12.98	-64.24	41.93	4.33	2.96	5.34	-14	-94.1	44.7	-0.53			
HD213415	HD213415	-23.92	-93.75	-15.51	6.55	10.10	5.39	-23	-94.1	-14.3	-0.74			
HD221830	HD221830	-54.98	-98.09	70.21	2.68	5.94	3.41	-39	-95.1	68.7	-0.53			
HD75530	HD75530	32.49	-94.58	-78.82	3.26	6.73	7.88	* 30	-101.1	-90.3	-0.32			
HD94518	HD94518	46.56	-122.06	-71.20	2.36	7.59	9.82	* 37	-101.1	-25.3	-0.41			
G176-53	HD106516	63.37	-56.99	-53.89	1.17	1.58	1.54	* 76	-101.1	-90.3	-0.82			
G14-5	HD111515	49.54	-69.40	-34.62	1.20	2.54	1.61	* 66	-101.1	-59.3	-0.47			
HD183877	HD183877	-28.72	-78.06	-14.65	6.42	2.61	2.69	* -14	-101.1	-28.3	-0.13			
HD184768	HD184768	33.19	-48.96	-19.74	5.59	4.74	1.68	* 69	-101.1	-53.3	-0.08			
HD212038	HD212038	1.11	-127.34	33.00	4.01	5.63	5.69	* 2	-101.1	26.7	-0.53			
HD216179	HD216179	38.80	-75.31	-54.68	2.60	7.61	5.71	* 51	-101.1	-71.3	-0.68			
Groombridge 1830														
ID														
Nosotros	Eggen	U'	V'	W'	ErU'	ErV'	ErW'	Eggen&Sandage 1959, MNRAS 119,225			[Fe/H]	[Fe/H]vsV <sub>r</sub>	Bot.	Toom.
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	U'	V'	W'	(12)	(13)	(14)	(15)
HD250792	BD+191185	246.35	-235.80	103.09	5.19	28.47	9.12	* 222	-156	56	-1.18	7	12	10
HD219617	HD219617	230.14	-171.94	-30.46	21.95	19.39	2.70	230	-165	-35	-1.42	10		
HD103095	Gmb1830	291.07	-144.17	-5.38	2.77	1.67	1.06	268	-127	20	-1.33			
								* 275	-156	-14				
HD163810	HD163810	257.18	-192.03	36.23	6.91	25.71	1.27	250	-130	15	-1.27			
								* 224	-156	34				
-51:4628	CD-514628	267.17	-125.92	174.02	22.21	8.57	15.47	* 185	-156	119	-1.32			
Kapteyn														
ID														
Nosotros	Eggen	U'	V'	W'	ErU'	ErV'	ErW'	Eggen 1996, AJ 112,1595			[Fe/H]	[Fe/H]vsV <sub>r</sub>	Bot.	Toom.
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	U'	V'	W'	(12)	(13)	(14)	(15)
G5-36	G5-36	-38.72	-292.97	-55.34	5.85	30.50	6.89	* -11	-274.1	-52.3	-1.20	4	7	1
GCRV8296	BD-133834	46.92	-292.18	-1.75	5.92	26.45	10.85	57	-272.6	-3.3	-1.53	4	7	1
								* 43	-274.1	11.7				
HD106038	HD106038	25.71	-295.17	18.91	1.87	28.21	8.41	* 40	-274.1	23.7	-1.09	4	7	
HD110621	HD110621	-35.65	-262.26	56.20	15.73	11.61	2.98	-45	-272.1	59.7	-1.56	4	7	
								* -40	-274.1	53.7				
HD181743	HD181743	-37.82	-328.53	-56.05	9.23	34.20	6.29	-26	-272.1	-46.3	-1.89	2	7	
								* -30	-274.1	-44.3				
HD188031	HD188031	-166.74	-331.07	12.93	8.18	35.25	7.44	-164	-271.1	17.7	-1.84	2		
HD215801	HD215801	-6.23	-280.46	139.68	4.70	30.58	8.35	-4	-271.1	146.7	-2.10	3	7	
								* -3	-274.1	134.7				
G13-9	BD-043208	-98.56	-264.29	-92.06	11.68	24.76	14.76	-105	-273.6	-96.3	-2.24	3	5	
G38-1	G38-1	86.67	-226.96	30.28	7.64	11.06	2.44	62	-274.6	30.7	9.99		8	
HD139961	HD139961	30.42	-239.89	70.91	28.82	49.71	11.49	* 11	-274.1	86.7	9.99		8	
-62:1346	CD-621346	79.35	-117.83	-39.22	5.14	9.45	5.49	63	-266.6	22.7	-0.78		9	
HD111721	HD111721	-3.84	-79.96	-22.51	5.06	16.56	10.92	-54	-272.6	-139.3	-1.11			
G24-3	G24-3	-14.08	-237.39	83.28	11.94	10.96	2.88	19	-270.6	81.7	-1.64			
								* 31	-274.1	90.7				
G18-54	G18-54	65.12	-354.07	-11.85	11.18	23.08	17.17	28	-273.1	37.7	-1.34			

Tabla 5.6. Estrellas en común entre nuestros catálogos fotométricos y los grupos de Eggen

Ross 451 ID Nosotros (1)	Eggen (2)	U' (3)	V' (4)	W' (5)	ErU' (6)	ErV' (7)	ErW' (8)	Eggen 1996, AJ 112,2661 U' (9)	V' (10)	W' (11)	[Fe/H] (12)	[Fe/H]vsV <sub>r</sub> (13)	Bot. (14)	Toom. (15)
-15:2546	HD74000	191.74	-312.67	67.55	27.85	15.38	0.82	* 180	-305.1	69.7	-1.66	2		5
G84-44	G88-44	143.82	-343.21	39.46	14.49	36.06	4.26	138	-335.6	42.7	-1.80	2		
G11-44	G11-44	160.30	-342.06	-84.93	14.19	31.05	17.99	166	-329.6	-78.3	-1.71	2		
								* 154	-305.1	-66.3				
G119-32	BD+292091	156.33	-313.94	97.57	18.22	31.67	6.59	* 158	-305.1	96.7	-1.51			5
-48:1741	CD-481741	70.34	-321.60	-86.35	12.54	10.82	9.25	84	-380.6	-78.3	-1.21			2
G63-26	G63-26	84.15	-332.42	45.74	7.59	34.76	2.30	91	-328.6	45.7	-1.22			2
HD108177	HD108177	146.12	-263.99	27.25	11.49	21.40	11.99	187	-329.6	-11.3	-1.80	3	10	
								* 186	-305.1	2.7				
GCRV1828	Ross570	55.34	-462.84	-161.87	15.18	46.15	7.76	-12	-333.1	-122.3	-2.05	1		
HD59392	HD59392	117.62	-302.49	-24.44	19.56	9.56	1.87	189	-331.6	-8.3	-1.45	4		
G191-52	G191-52	2.37	-312.89	-156.25	15.98	28.43	16.63	-11	-336.1	-168.3	-2.15		7	
HD139961	HD139961	30.42	-239.89	70.91	28.82	49.71	11.49	-17	-322.6	87.7			8	
G99-30	G99-30	-60.66	-313.90	-57.97	12.25	28.57	13.13	-51	-337.1	-57.3	-1.29			1
G130-65	G130-65	154.68	-363.32	-64.63	5.95	18.55	24.15	154	-332.1	-30.3	-1.90			
G75-56	G75-56	103.91	-412.18	-68.92	15.84	45.06	10.57	86	-334.1	-54.3	-1.99			
HD47147	HD47147	105.12	-356.97	52.55	95.34	63.08	85.46	57	-334.1	29.7				
G126-52	G126-52	173.45	-365.88	-107.02	20.99	17.27	22.92	126	-329.1	38.7	-2.39			
GCRV13543	CD-3514849	182.07	-394.05	-44.78	10.95	41.99	6.00	169	-327.1	-51.3	-2.67			
								* 165	-305.1	-47.3				
G5-35	BD+11468	-124.63	-354.56	-32.37	6.60	37.91	1.48	-132	-332.1	-33.3	-1.60			

Tabla 5.6. Estrellas en común entre nuestros catálogos fotométricos y los grupos de Eggen (continuación).

Los grupos dentro de la Tabla 5.6 están separados por su nombre, y algunas de las estrellas tienen dos valores de velocidad (el segundo valor aparece en el siguiente renglón que comprende a la estrella), dados en dos distintas publicaciones de Eggen (1958, 1977, 1996a y 1996b).

Las velocidades Galácticas de las 1637 estrellas de nuestros catálogos están tomadas de la siguiente manera:  $U$  positivo en la dirección del centro Galáctico,  $V$  positivo en la dirección de la rotación Galáctica y  $W$  positivo hacia el polo norte Galáctico, mientras que las velocidades Galácticas dadas por Eggen difieren en que él considera positivo a  $U$  hacia afuera del centro Galáctico. Por otra parte, los valores dados por Eggen para las velocidades, no están corregidos por el movimiento solar, excepto las del grupo de Groombridge 1830; la corrección que da para este grupo es:  $U_{\text{Sol}} = -11$  km/s,  $V_{\text{Sol}} = 17$  km/s y  $W_{\text{Sol}} = 7$  km/s, mientras que nosotros usamos los valores  $U_{\text{Sol}} = +10.0 \pm 6.2$  km/s,  $V_{\text{Sol}} = +14.9 \pm 6.6$  km/s y  $W_{\text{Sol}} = +7.7 \pm 4.8$  km/s (SN88, SPC93 y SMMPC). Para la Tabla 5.6 cambiamos el signo de  $U$  en los datos de Eggen y corregimos sus velocidades por el movimiento solar con los valores aplicados por nosotros, para poder comparar adecuadamente estos datos. La referencia de donde provienen los valores de las velocidades Galácticas aparece junto al nombre de cada grupo; los datos que tienen un asterisco (\*) provienen de Eggen (1977).

### **5.5.1.- Comparación de la calidad de nuestros datos con respecto a los utilizados por Eggen.**

Un aspecto que debe ser tomado en cuenta es la calidad de los datos utilizados para los análisis de Eggen y los nuestros. Es difícil dar una revisión detallada al respecto, pero damos aquí un panorama general: Eggen, para sus trabajos de grupos en movimiento, utilizó en sus primeras publicaciones muchos catálogos obtenidos a partir de observaciones en telescopios terrestres (Wilson's catalogue, Yale Zone Catalogue, Cape Observatory, Lick Observatory, etc.) y, más recientemente, utilizó datos de fuentes como Carlsberg (1993), Sandage & Fouts (1987) y Carney et al. (1994). En este trabajo, muchas de las 1637 estrellas cuentan con datos más actuales tomados desde el espacio y por lo mismo son más precisos; por ejemplo, los movimientos propios obtenidos del archivo de Hipparcos (Van Leeuwen 2007), tienen muy buena precisión, y permiten disminuir los errores en muy buena medida con respecto a catálogos obtenidos de observaciones terrestres y, en las velocidades radiales, el error es menor hasta por un factor mayor que 5. Sólo por mencionar un ejemplo, para catálogos basados en mediciones terrestres se tienen  $\sim 1250$  datos de paralaje con precisión  $\pi's_T < 15\%$ , mientras que Hipparcos logró medir  $\sim 21,000$  con precisión  $\pi's_H < 10\%$ .

Dentro de la nuestra de 1637 estrellas hay algunas pocas que no tienen valores tan precisos, pues los datos vienen de los mismos catálogos que utilizó Eggen (por ejemplo Sandage & Fouts (1987) y Carney et al. (1994)). Aunque en general, los datos utilizados para las 1637 estrellas provienen de catálogos más recientes.

Otro detalle a considerar es el número de estrellas que han sido seleccionadas como candidatos a miembros dentro de un grupo y que en realidad no pertenecen a él.

Eggen (1958) hace un análisis con el método de punto convergente para un grupo sintético ( $\delta = -90^\circ$ ) con el fin de conocer cuántos miembros espurios son aceptados. Estimó que dos o tres miembros espurios estarían incluidos en grupos con una velocidad espacial total con respecto al Sol de hasta 100 km/s y que no se incluirían miembros espurios en grupos con movimiento espacial total superior a 150 km/s.

En el análisis que estamos realizando, es difícil determinar cuándo un miembro espurio está dentro de un grupo candidato. Al seleccionar los grupos hemos considerado a las estrellas que forman agrupaciones en los diagramas y aparecen dentro de los mismos contornos; para seleccionar los miembros en los grupos se han utilizado rectángulos, y dentro de estos rectángulos pueden estar estrellas que no pertenecen a la agrupación localizada dentro los contornos. Ésta sería la única forma en que podríamos considerar a una estrella como miembro espurio.

Al ver las características de nuestros grupos en movimiento (Tabla 5.4) suponemos que no contienen un número significativo de miembros espurios.

Una comparación de nuestras velocidades Galácticas ( $U'$ ,  $V'$ ,  $W'$ ) de los grupos de la Tabla 5.6 contra las velocidades dadas por Eggen es mostrada en las Figuras 5.13, 5.14 y 5.15.

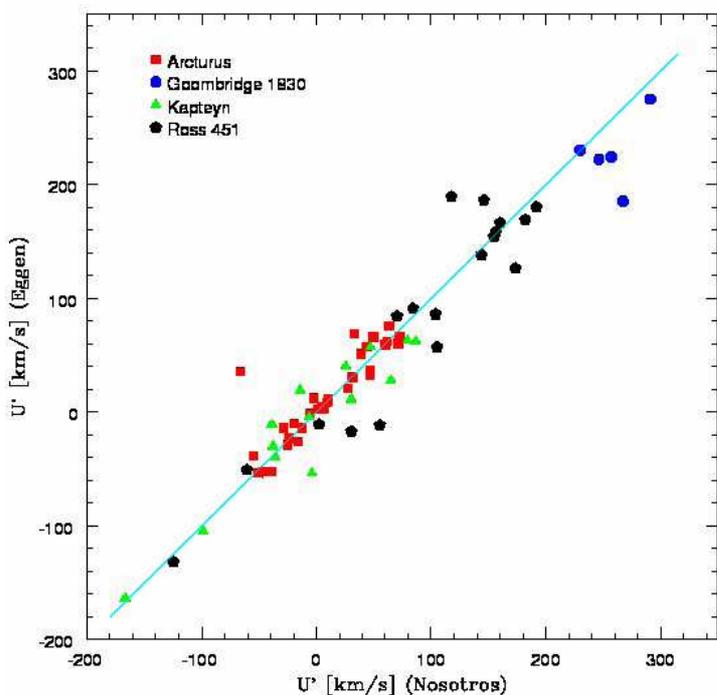


Figura 5.13. Comparación entre nuestra velocidad Galáctica  $U'$  y la dada por Eggen para los grupos en movimiento de la Tabla 5.6. Se muestra la línea de correspondencia 1 a 1 para una mejor visualización.

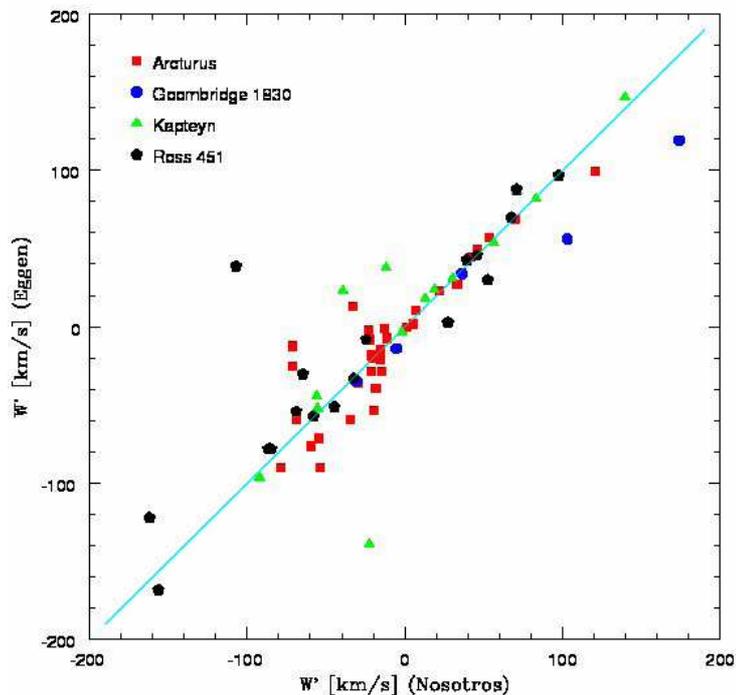
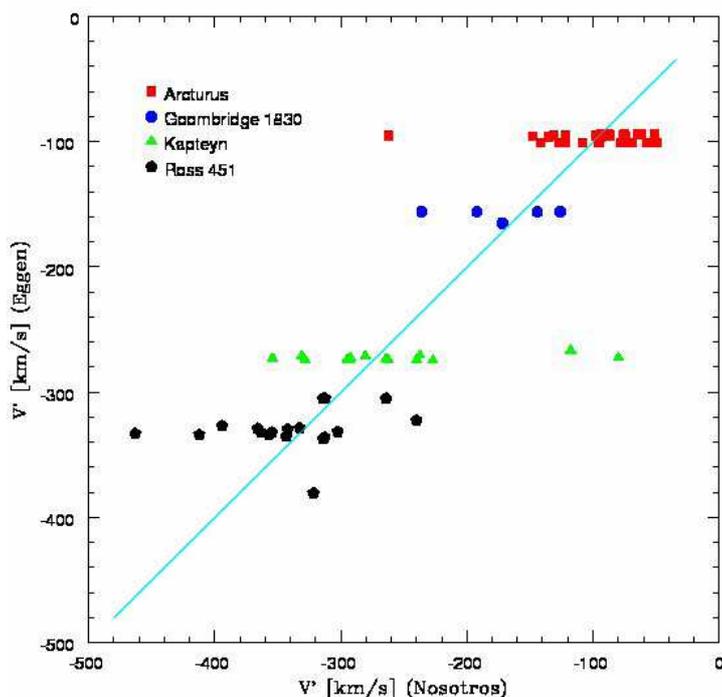


Figura 5.14. Comparación entre nuestra velocidad Galáctica  $W'$  y la dada por Eggen para los grupos en movimiento de la Tabla 5.6. Se muestra la línea de correspondencia 1 a 1 para una mejor visualización.

Figura 5.15. Comparación entre nuestra velocidad Galáctica  $V'$  y la dada por Eggen para los grupos en movimiento de la Tabla 5.6. Se muestra la línea de correspondencia 1 a 1 para una mejor visualización.



Examinando las figuras, vemos que las velocidades Galácticas  $U'$  y  $W'$  en general tienen buen ajuste, aunque para el caso de la velocidad  $V'$  el ajuste no es tan bueno (ver Figura 5.15). Nuestro análisis de búsqueda de grupos en movimiento involucra la comparación de tres diagramas, y en todos ellos aparece de algún modo la velocidad  $V'$ , por lo que el análisis es muy sensible a esta velocidad. Sin embargo, Eggen en su análisis (principalmente mediante el punto convergente) se basa sólo en valores de la velocidad  $V'$  que están dentro de un intervalo muy pequeño en comparación con los intervalos que nosotros tomamos. Este hecho nos hace suponer que es difícil encontrar acuerdo entre nuestros grupos y los de Eggen; aun así, encontramos algunos resultados interesantes los cuales describimos a continuación.

### 5.5.2.- Resultados de la comparación entre nuestros grupos y los de la literatura.

El principal resultado de la comparación entre nuestros grupos y los que se hallan en la literatura, se encontró en nuestro grupo **G 3-37** y el grupo de Kapteyn (Tabla 5.6), los cuales tienen 4 estrellas en común.

Otros grupos en movimiento de Eggen tienen algunas estrellas en común con sólo un grupo en algún diagrama; en particular, Ross 451 tiene tres estrellas que se traslapan con el grupo 2 del diagrama de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$ . O el caso de Arcturus que tiene tres estrellas en común con el grupo 12 de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$ , y otras tres estrellas que se traslapan con el grupo 9 del diagrama de Bottlinger. En lo que se refiere al grupo Grombridge 1830, que sólo tiene cinco estrellas para tratar de hacer una comparación, una de ellas (HD250792) aparece en el grupo 7 del diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $V_{\text{rot}}$ , en el grupo 12 del diagrama de Bottlinger y en el grupo 10 del diagrama de Toomre; estos dos últimos grupos son parte del grupo en movimiento **G 21-22**, pero no podemos asegurar que la estrella (HD250792) y **G 21-22** tengan alguna relación.

Como vimos en la sección anterior, la mayor discrepancia al comparar nuestras velocidades con las dadas por Eggen para las estrellas que tenemos en común, se encuentra en la velocidad  $V'$ , mientras que las velocidades  $U'$  y  $W'$  tienen una mayor similitud. Sin embargo, dentro de los mismos grupos, tanto los nuestros como los de Eggen (Tablas 5.4 y 5.6), existe un margen amplio en los valores de estas velocidades ( $U'$  y  $W'$ ). El margen en la velocidad  $U'$  es lo que nos hace adentrarnos en el siguiente resultado.

### 5.5.3.- Buscando compatibilidad con el grupo Omega Centauri ( $\omega\text{Cen}$ ).

Algo interesante proviene de algunos de los grupos en movimiento propuestos en la Sección 5.4.2: **G 3-37**, **G 18-39** y **G21-22**. Estos grupos tienen algunas características comunes: los mismos

intervalos de variación en metalicidad ( $-1.69 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.08$ ) y en velocidad  $V'$  ( $-303 \leq V' \leq -242$ , indicando esto último un movimiento retrógrado). Sin embargo, algunas estrellas tienen valores negativos de  $U'$  y otras tienen valores positivos, i.e. con movimientos hacia afuera y hacia adentro, respectivamente.

La Tabla 5.7 da el promedio de los valores de algunos parámetros para los nuestros grupos en movimiento, junto con dos grupos de Eggen (tomados de las Tablas 5.4 y 5.6). Los parámetros de la tabla son: las velocidades Galácticas  $U'$  y  $V'$ , la metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y el número de estrellas involucradas,  $N$ . Las velocidades  $U'$  y  $V'$  del grupo Kapteyn vienen del promedio de los valores dados por Eggen para las estrellas que aparecieron en común en el grupo 7 de los diagramas de Bottlinger, mientras que las correspondientes a Arcturus vienen del promedio de los valores dados por Eggen en la Tabla 5.6 para todas las estrellas de este grupo. La metalicidad es la calculada de la fotometría.

Grupo	G 1-35	G 3-37	G 18-24	G 18-39	G 21-22	G 22-20	G 56-39	Arcturus	Kapteyn
$U'$	$\sim -66$ (9 estrellas) $\sim +77$ (8 estrellas)	$\sim -22$	$\sim -279$	$\sim -200$ (17 estrellas) $\sim +177$ (8 estrellas)	$\sim +243$	$\sim 72$	$\sim -102$	$\sim 15$	$\sim 2$
$V'$	$\sim -159$	$\sim -283$	$\sim -206$	$\sim -268$	$\sim -267$	$\sim -231$	$\sim -160$	$\sim -97$	$\sim -273$
$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\sim -0.6$	$\sim -1.36$	$\sim -1.46$	$\sim -1.41$	$\sim -1.30$	$\sim -1.05$	$\sim -1.14$	$\sim -0.52$	$\sim -1.56$
N	17	16	4	25	12	4	4	32	6

Tabla 5.7. Velocidades ( $U'$  y  $V'$ ), metalicidad y número de estrellas involucradas para varios grupos.

Queremos hacer notar entonces la posible pertenencia de los grupos G 18-39 y G 21-22 al grupo  $\omega\text{Cen}$ . Este grupo es definido en la publicación de Meza et al. (2005), cuyas estrellas tienen momento angular específico similar a  $\omega\text{Cen}$ , el cúmulo globular más luminoso de la Galaxia.

¿Cómo podemos explicar la pertenencia de nuestros grupos a  $\omega\text{Cen}$ ? Meza et al. (2005) usan simulaciones numéricas para investigar las características orbitales de los desechos de marea de satélites, cuyas órbitas han sido arrastradas dentro del plano de discos galácticos a causa de la fricción dinámica (ver Anexo B.2 para el concepto de fricción dinámica) antes de que el satélite fuera desecho. Mencionan que los satélites perturbados en órbitas muy excéntricas coplanares con el disco, pueden depositar estrellas en trayectorias de distinta energía y momento angular orbital durante cada pasaje por el pericentro. Para un observador colocado entre el pericentro y el apocentro de tales órbitas, estas trayectorias serían vistas como distintas agrupaciones de estrellas con baja velocidad vertical ( $W$ ) y una distribución ancha de velocidad radial ( $U$ ), simétrica y con *doble pico*; tales características las podemos ver en los grupos G 18-39 y G 21-22 (ver Figura 5.16).

Abadi et al. (2003a,b) argumentan que la disociación de satélites en órbitas coplanares proporcionan un mecanismo para agregar estrellas de varias edades y metalicidades a la componente del disco de una galaxia. Ellos concretan su análisis a desechos que contribuyen con estrellas al disco delgado, y argumentan que los eventos de acreción son los posibles responsables de la mayoría de estrellas viejas en el disco delgado en la vecindad solar. Meza et al. (2005) argumentan que los satélites que ellos analizaron no contribuyen substancialmente al disco delgado, pero que la mayor parte de los desechos se confinan en un plano robustamente coincidente con el disco de la galaxia y debería, por lo tanto, ser considerado como parte del disco grueso.

Para una posible detección de estas agrupaciones, Meza et al. (2005), apoyados en el trabajo de Abadi et al. (2003b), proponen lo siguiente: buscar en muestras de estrellas cercanas grupos con (i) movimiento vertical modesto, (ii) velocidad radial neta despreciable (esto puede aplicarse al grupo G 3-37 y al grupo Kapteyn, los cuales muestran características similares), y (iii) momento angular común. Después, corroborarlo con características sugestivas de un origen común.

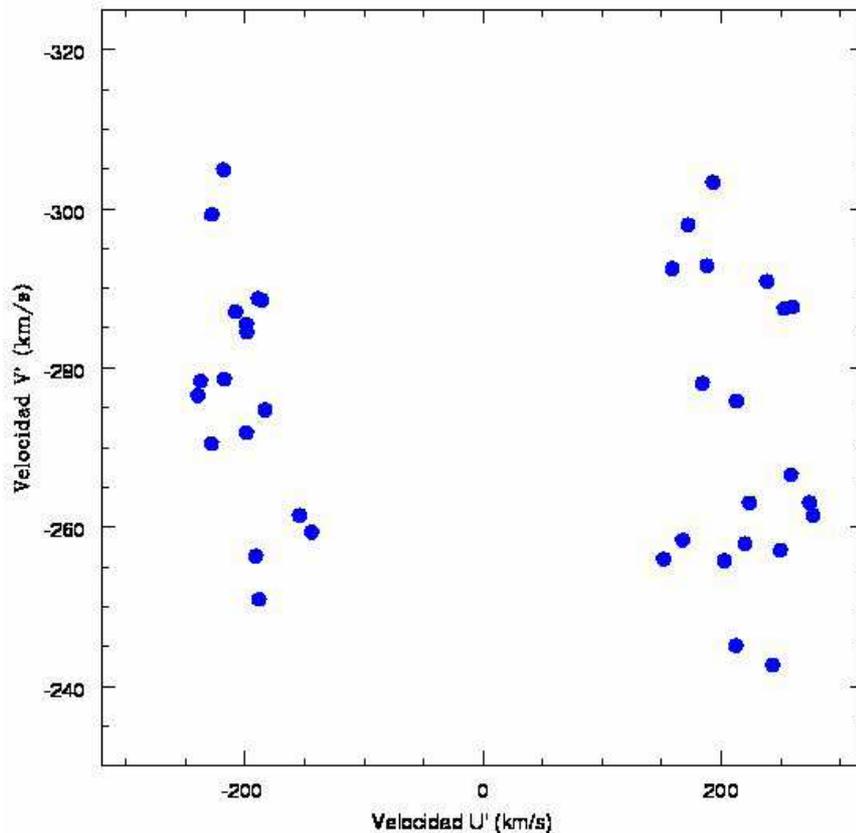


Figura 5.16. Comparación de velocidades  $U'$  vs  $V'$  para los grupos G 18-39 y G 21-22. Se puede ver una característica de doble pico como la mencionada por Meza et al. (2005).

En lo que respecta al grupo  $\omega$ Cen, éste ha sido identificado con órbita retrógrada (velocidad  $V'$  opuesta a la rotación de la Galaxia). Se piensa que fue el núcleo de una galaxia enana masiva,

densa, perturbada y acretada en el campo de marea de la Vía Láctea. La metalicidad típica de las estrellas en este grupo es baja, aunque hay evidencias de una larga y compleja historia de enriquecimiento y formación estelar (Norris, Freeman & Mighell 1996; Lee et al. 1999).

Quinn & Goodman (1986) dicen que la interacción de una galaxia con su sistema de satélites lleva a un decaimiento orbital de los satélites en tiempos de escala comparables a los de sus periodos orbitales. En las simulaciones que estos autores presentan, exploran un rango de masa, excentricidad orbital e inclinación del satélite. Quinn & Goodman (1986) obtienen órbitas retrógradas colocando la órbita del satélite girando en sentido contrario a la rotación del disco de la galaxia. Encuentran en sus simulaciones que el tiempo de decaimiento de estas órbitas es considerablemente mayor que el correspondiente a las prógradas, por lo que podemos inferir que, debido a su mayor tiempo de decaimiento, las estrellas con órbitas retrógradas pueden verse hoy en día en grupos, como los grupos del Halo vistos en la Tabla 5.4.

Meza et al. (2005) analizan la distribución de velocidad radial ( $U$ ) y vertical ( $W$ ) para estrellas del grupo  $\omega$ Cen, se enfocan en estrellas que tienen sus órbitas robustamente confinadas al disco y restringen la lista a estrellas con  $|W| < 65$  km/s. Colocan este límite en  $W$  para descartar estrellas del Halo. Sus candidatos a miembros del grupo son pocos: sólo 13 estrellas. Aún así, hacen un análisis de ellas. En su Figura 10, ( $U$  vs  $W$ ), sus candidatos al grupo  $\omega$ Cen abarcan un rango simétrico en  $U$ , de -300 a 300 km/s sin una obvia tendencia central. Las estrellas que analizan tienen un rango en velocidad de rotación de  $-50$  km/s  $< V_{\text{rot}} < 0$  km/s, mientras que el rango de las estrellas de nuestros grupos que creemos que pueden pertenecer a  $\omega$ Cen es  $-85$  km/s  $< V_{\text{rot}} < -20$  km/s; Ambos rangos tienen algo de traslape, por lo que suponemos que los grupos G 18-39 y G21-22 están relacionados con  $\omega$ Cen. Además, recordemos que ellos quieren evitar estrellas del Halo y nosotros estamos trabajando con estrellas del Halo. El apocentro del grupo  $\omega$ Cen está fuera del círculo solar (trayectoria descrita por el Sol en la Galaxia suponiendo una órbita circular); por lo tanto, es posible ver grupos de estrellas moviéndose a su apocentro con altas velocidades positivas en  $U$  o viniendo de su apocentro con altos valores negativos. Este es el caso de los grupos G 18-39 y G 21-22 (ver la Tabla 5.7).

Meza et al. (2005) mencionan que los candidatos al grupo  $\omega$ Cen no están distribuidos en forma aleatoria entre la muestra, sino que trazan una trayectoria estrecha bien definida en su Figura 11, ( $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs  $[\alpha/\text{Fe}]$ ), abarcando un rango en metalicidad amplio ( $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.9$ ) el cual es consistente con el rango en metalicidad medido para estrellas individuales en  $\omega$ Cen (Suntzeff & Kraft 1996). Podemos ver que el rango de metalicidad de los grupos G 18-39 y G 21-22 está dentro

de estos mismos valores. Esto nos da más argumentos para suponer que estos grupos pertenecen a  $\omega$ Cen. De las 13 estrellas que son propuestas por Meza et al. (2005) para pertenecer a  $\omega$ Cen, encontramos 11 en común con nuestra muestra de 1637 estrellas. Ninguna estrella pertenece a los grupos G 18-39 y G 21-22, lo cual puede ser obvio, ya que nosotros estamos analizando el Halo Galáctico mientras que ellos lo evitan.

ID	$U'$	$V'$	$W'$	[Fe/H]
-57:1633	-303.07	-225.22	-26.10	-0.81
-61:0282	295.59	-285.29	1.77	-1.10
G180-24	113.43	-244.78	-19.96	-1.46
HD3567	167.42	-258.36	-49.12	-1.18
HD84937	235.58	-223.44	0.63	-2.14
HD106038	25.71	-295.17	18.91	-1.09
HD108177	146.12	-263.99	27.25	-1.80
HD140283	-239.83	-237.32	49.68	-2.39
HD179626	93.04	-213.17	46.14	-1.01
HD194598	-66.10	-262.04	-22.69	-1.11
HD233511	-128.43	-243.10	32.62	-1.43

Tabla 5.8. Estrellas dadas por Meza et al. (2005) como candidatas a  $\omega$ Cen y que se traslapan con nuestra muestra. Los datos son tomados de nuestra muestra de 1637 estrellas.

Podemos resumir que los grupos G 18-39 y G 21-22, en conjunto, muestran la estructura de doble pico que Meza et al. (2005) encuentran en su análisis, donde probablemente este par de grupos sean parte de lo que habrá sido la galaxia huésped de  $\omega$ Cen. También, vemos que los grupos G 3-37 y Kapteyn tienen características en común. En estos dos últimos grupos, la mayor discrepancia está en la metalicidad; pero, tomando en cuenta los errores de los datos, éstos se ajustan en buena medida.

El último aspecto relevante por mencionar está relacionado con el grupo "Arcturus". Este grupo es considerado como grupo moviente del disco grueso, detalle que consideramos crucial para no encontrar acuerdo con nuestros grupos en movimiento; sin embargo, corresponde muy bien a uno de los grupos del disco grueso identificado en SMMPC (Figura 7), con  $V_{\text{rot}} \sim 120$  km/s (i.e.  $V' \sim -100$  km/s) y  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.7$  (recordemos que estamos usando la muestra de estrellas y los mismos diagramas de contornos de SMMPC). El valor de la metalicidad de Arcturus que aparece en la Tabla 5.7 es  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.52$ , el valor de SMMPC es  $[\text{Fe}/\text{H}] = \sim -0.7$  y Eggen (1977), en su Tabla 20A da un valor promedio de metalicidad de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.65$ . Dentro de los errores ( $\pm 0.2$ ) estos valores se ajustan en buena medida.

## VI.- CONCLUSIONES.

### 6.1.- Conclusiones generales.

Se han obtenido datos fotométricos para 216 estrellas y datos cinemáticos para 202 de ese conjunto. La falta de algunos parámetros, más concretamente la velocidad radial, ha hecho que no sea posible contar con la información cinemática completa de todas las estrellas. Se espera que en un futuro se pueda contar con todos los parámetros para todas las estrellas.

En un principio, las estrellas se dividieron en tres subgrupos, de los cuales el subgrupo catalogado como tipo solar, tiene datos muy uniformes. Observando los diagramas  $(b - y)_0$  vs  $M_V$  y  $(b - y)_0$  vs  $c_0$  (Figuras 4.1 y 4.3) se puede constatar esta homogeneidad al ver a las estrellas bien establecidas en una pequeña región. La duda surge para el grupo catalogado como estrellas subgigantes de baja metalicidad, donde al hacer una revisión en sus índices fotométricos, parece que algunas estrellas de este grupo han sido mal identificadas como subgigantes. Con respecto al subgrupo de estrellas de baja metalicidad, algunas de estas estrellas arrojan un valor de metalicidad fotométrica por encima del promedio del grupo; probablemente no son de tan "baja metalicidad".

Con relación a los datos fotométricos, vimos en el Capítulo IV que hay estrellas cuyos índices no entraban dentro de los rangos de calibración, por lo que algunas estrellas tendrán parámetros fotométricos que tal vez no sean lo suficientemente precisos. Pero, en general, la mayoría de las estrellas tienen valores confiables. Las pocas estrellas que pudieran tener valores erróneos pueden ser identificadas con valores de distancias  $D_1$  y  $D_2$  muy distintos (Tabla 4.5).

Hubo una cantidad pequeña de estrellas que cayeron fuera de los intervalos de validez de la calibración de color-intrínseco. En este caso los intervalos de validez de la calibración se ampliaron un poco para poder aplicarles una corrección por enrojecimiento; una vez aplicado el desenrojecimiento a estas estrellas, los valores de sus índices quedaban dentro de los intervalos de validez de las demás ecuaciones de calibración.

Los datos cinemáticos aquí obtenidos, junto con los existentes en tres catálogos (SN88, SPC93 y SMMPC) hicieron posible la elaboración de diagramas cinemáticos para hacer una búsqueda y proponer varios grupos en movimiento en el Halo Galáctico.

La propuesta de estos grupos de estrellas del Halo se hizo al comparar entre tres distintos diagramas (con contornos). Los diagramas son  $[Fe/H]$  vs  $V_{rot}$ , de Bottlinger y de Toomre, cuyos contornos facilitan la identificación de la posible estructura. Del análisis realizado con los diagramas obtuvimos siete posibles grupos en movimiento, los cuales son: G 1-35, G 3-37, G 18-24, G 18-39, G 21-22, G 22-20 y G 56-39.

Se hizo una comparación con los grupos en movimiento del Halo identificados en la literatura y se encontraron algunos resultados interesantes. Uno de ellos es la posibilidad de que uno de nuestros grupos en movimiento (G 3-37) parece estar relacionado con el grupo Kapteyn dado a conocer por Eggen (1996a). Pensamos que la razón principal de que no se haya encontrado una mayor coincidencia entre nuestros grupos en movimiento y los de la literatura, se debe a la diferencia en la velocidad  $V'$  de nuestros datos y los de Eggen (ver Figura 5.15). Mientras que Eggen para su análisis utiliza valores de  $V'$  que por lo general tiene un intervalo menor que 10 km/s, nuestros intervalos para seleccionar grupos son algo más grandes (mayores que 30 km/s). Otra posibilidad es que la mayoría de nuestros grupos son distintos a los dados por Eggen.

Otro resultado interesante, es el hecho de que algunos de nuestros grupos en movimiento (G 18-39 y G 21-22) parecen ser parte de lo que se supone fue el satélite progenitor del grupo  $\omega$ Cen. El análisis hecho aquí, ilustra entonces un método que puede ser aplicado para buscar estructura o los restos de algún satélite de nuestra Galaxia que haya sido despojado de estrellas por fricción dinámica, tal como lo sugiere Meza et al. (2005). Esto sería de gran ayuda para entender un poco más sobre la formación y la evolución de la Galaxia.

Algunos de nuestros grupos en movimiento del Halo Galáctico contienen un buen número de estrellas (mayor que 10) mientras que otros sólo tienen 4 miembros (grupos G 18-24, G 22-20 y G 56-39). Aun así, pensamos que los grupos que proponemos realmente son grupos en movimiento del Halo Galáctico.

## **6.2.- Discusión final.**

Los grupos en movimiento de la Galaxia pueden tener distintos orígenes. Se piensa que algunos son los desechos de galaxias enanas que han caído dentro de la Vía Láctea, otros tienen su origen en grandes nubes moleculares y otros pueden originarse a causa de la evolución dinámica de la Vía Láctea. Pero, para comprender su origen y su importancia en la Galaxia es necesario primero detectar estos grupos en movimiento.

Sería deseable contar con una muestra de datos con la mejor calidad posible; lamentablemente, no siempre es así. En lo que respecta a este trabajo, sería de gran ayuda tener una mayor cantidad de estrellas con datos disponibles para los parámetros requeridos, tales como velocidad radial, paralaje y movimiento propio. También, cabe señalar que sería bueno buscar calibraciones fotométricas actuales, que permitan mejorar la calidad de los datos y reducir las incertidumbres (aunque suponemos que, por ahora, las que tenemos son lo suficientemente confiables).

Una vez cubierto lo anterior, se podrá hacer un mejor análisis cinemático, lo cual nos llevaría a escenarios más confiables que nos permitan aumentar el entendimiento de nuestra Galaxia.

### **6.3.- Propuestas de trabajo futuro.**

En lo que se refiere a la búsqueda de grupos en movimiento quedan todavía dudas. Algo que proponemos para ayudar a despejar estas dudas es hacer un análisis de los grupos propuestos aquí, aplicando el método de punto convergente de la misma manera que lo hacía Eggen para determinar la membresía de una estrella a sus grupos en movimiento y, así, identificar en qué medida las estrellas que proponemos como miembros de un grupo siguen perteneciendo a él.

Para el tipo de análisis que hemos hecho, es recomendable contar con fotometría y cinemática de una cantidad mayor de estrellas pertenecientes al Halo Galáctico ya que, como vimos de las Figuras 5.1 a 5.12, la cantidad de estrellas del Halo es menor que las del Disco, por lo que es necesario observar todavía un gran número de estrellas para ampliar nuestra muestra de estrellas del Halo.

También, una vez que se cuente con datos más precisos habrá que repetir el trabajo aquí realizado, y ver en qué medida cambian los resultados nuevos con respecto a los viejos, para tener una idea de cuánto pueden afectarse los resultados.

Otro asunto sería tratar de recopilar de catálogos de estrellas de baja metalicidad una mayor cantidad de estrellas y ampliar el análisis hecho aquí para tratar de encontrar estructura y grupos en movimiento, y analizar cuánta estructura puede agregarse a la que hemos encontrado.

Algo también interesante sería realizar el análisis a estrellas del Disco para buscar cierto tipo de características como las mencionadas por Meza et al. (2005) en su análisis al grupo  $\omega$ Cen y así tratar de ampliar el número de los miembros de este grupo. Además, en la literatura se tiene un mayor número de grupos en movimiento en la parte del Disco Galáctico, que podrían ser utilizados como comparación.

Por último, habría que comparar las edades de los grupos en diagramas tales como  $M_V$  vs  $(b - y)_0$  o  $c_0$  vs  $(b - y)_0$ , o con isócronas, para ver si existe alguna relación de este parámetro en los mismos grupos.

# ANEXO.

## A. Programas utilizados.

Para la reducción de los datos fotométricos fue necesario correr diversos programas, todos ellos en FORTRAN (77 y 95). Estos programas son prácticamente los mismos que se han utilizado para las publicaciones de la serie de fotometría *uvby- $\beta$* . Algunos han sufrido ligeras modificaciones mientras que otros han permanecido sin cambio.

A continuación se dan los nombres de estos programas y una pequeña descripción de lo que hace cada uno.

### A.1. Programas para crear el sistema instrumental.

Para crear el sistema instrumental se usa una serie de programas en FORTRAN 77. Son los siguientes: ***PRECES***, ***UVBY1ST***, ***BETA1ST***, ***TACONVU***, ***TACONVB*** y ***TAINSTR***.

Todos los programas anteriores, excepto ***PRECES*** fueron creados por T. Andersen. Básicamente no han sufrido cambios, a excepción de los nombres de los archivos de entrada o salida, los cuales se han cambiado con la finalidad de que el nombre de un archivo de salida de un programa sea el mismo para el archivo de entrada del programa posterior. Esto para evitar crear demasiados archivos, ahorrar memoria y evitar confusión en los nombres de los mismos.

Algunos archivos de salida deben ser modificados un poco antes de que se utilicen como entrada en otro programa.

A continuación damos una breve descripción de los programas:.

***PRECES***: Este programa permite precesar las coordenadas de las estrellas a una fecha fija, para que al armar el archivo de entrada para otros programas, todas las estrellas estén precesadas a la misma época, la de la observación.

Archivo de entrada:

Archivo de salida:

"nombre del archivo donde están las estrellas a precesar"      "nombre que se le indicó al programa"

***UVBY1ST***: Este programa calcula errores promedio (desviaciones estándar) de las cuentas integradas de un mismo objeto en los filtros *uvby*, calcula magnitudes y colores promedio corregidos por los coeficientes de extinción y por puntos cero de la transformación, y da el tiempo

sideral y la masa de aire de las observaciones. Es utilizado para revisión de las listas de estrellas en los datos de cuatro colores. Es útil para detectar errores, tales como: mala identificación de una estrella, confusión entre estrella y cielo, cambios de diafragma, mal centrado de la estrella en el diafragma, entre otros. Parte de lo mencionado anteriormente nos ayuda a identificar si la noche ha sido fotométrica, comparando los errores (promedio y estadístico) para la magnitud  $V$ .

Archivos de entrada:

*UDATA1*

*stdata*

Archivo de salida:

*UCHECK*

*UDATA1* está compuesto por los datos *uvby* de observación de una noche, *stdata* contiene la lista de todas las estrellas observadas en la temporada, tanto estándar como programa, y *UCHECK* contiene el archivo con los datos mencionados en la descripción del programa.

***BETA1ST***: Tiene la misma función que el programa ***UVBY1ST***, pero lo hace para los datos  $\beta$ .

Archivo de entrada:

*BDATA1*

Archivo de salida:

*BCHECK*

*BDATA1* contiene los datos  $\beta$  para una noche de observación y *BCHECK* contiene los datos útiles para la revisión de las estrellas (no se usa *stdata*).

***TACONVU***: Lo que hace este programa es sumar las cuentas y corregir por tiempo muerto, además de calcular un promedio de cuentas integradas, restando el cielo, para poder crear el sistema instrumental. En este caso, los cálculos que se hacen son para cuatro colores. Se escribe todo en el formato de entrada de ***TAINSTR***.

Archivos de entrada:

*udata1*

*stdata*

Archivo de salida:

*tauvby*

Tanto *udata1* como *stdata* son los mismos archivos utilizados en los programas anteriores (*udata1* = *UDATA1*) y *tauvby* contiene datos con las características mencionadas en la descripción del programa, trabajado para cuatro colores.

---

**TACONVB:** Realiza lo mismo que el programa **TACONVU** pero lo hace con los datos de  $\beta$ .

Archivos de entrada:	Archivos de salida:
<i>bdata1</i>	<i>tabeta</i>
<i>stdata</i>	

El archivo *bdata1* es igual *BDATA1* y el archivo *tabeta* tiene la misma función que *tauvby* pero lo hace para los datos de  $\beta$ .

**TAINSTR:** Utilizando este programa se crea el sistema instrumental para toda la temporada de observación. Separa objetos estándar de objetos programa, calcula magnitudes visuales *V*, los índices, las correcciones de noche y los coeficientes de extinción atmosférica de las estrellas estándar, así como las magnitudes e índices en el sistema instrumental para las estrellas programa.

Un detalle importante al correr este programa es que la transformación de cuatro colores y los de  $\beta$  se hacen por separado, por lo que hay que tener cuidado con los nombres de los archivos de entrada y salida para reconocer el tipo de datos y no confundirlos. En el archivo de salida *RESDA* aparecen los índices fotométricos del sistema instrumental calculados, las correcciones nocturnas y los coeficientes de extinción atmosférica entre otras cosas.

Los archivos de salida son necesarios para crear el sistema estándar, por lo que un buen orden de estos archivos ayudará a los procedimientos posteriores.

Archivos de entrada:	Archivos de salida:
<i>NOCHE</i>	<i>RESDA</i>
<i>OBSDA</i>	<i>SAL2D</i>

El archivo *NOCHE* contiene características y parámetros de la temporada. Con él se puede determinar si se calculan índices o colores para el sistema *uvby*, se controla el número de noches útiles de la temporada y cuáles noches se ignoran, se definen los parámetros de extinción y la corrección de noche y, si se desea, la corrección por tiempo muerto. El archivo *OBSDA* contiene todas las noches de la temporada (la unión de los archivos *tauvby* o *tabeta*), separando cada noche con un "2" al final de la última estrella de cada noche. El archivo *RESDA* contiene la definición del sistema fotométrico instrumental y *SAL2D* los valores instrumentales necesarios para obtener los coeficientes de transformación al sistema estándar.

Una ventaja de revisar los archivos de salida es que se puede detectar cualquier error que se haya escapado en la revisión de los programas anteriores. Siempre es bueno dar más de una revisión a los datos resultantes en cada programa.

## A.2. Programas para transformar los datos al sistema estándar.

Una vez completado el sistema instrumental, el siguiente paso es hacer la transformación de los datos a un sistema estándar. Como se ha mencionado en este trabajo, el sistema estándar al cual se hace referencia es el sistema de Olsen (1983, 1984), que es prácticamente el sistema de Strömngren-Crawford. Para lograr esta tarea utilizamos los programas que también fueron creados por T. Andersen y L. Parrao (también están escritos en FORTARN 77). Los nombres de ellos son: **TASCONV**, **TATRANU**, **TATRANB**, **TAFINU**, **TAFINB**, **TAFIN**, **UNEV** y **UNEBETA**.

De la misma manera que en el anexo A.1, damos aquí una breve descripción de los programas;

**TASCONV**: Lo que se realiza con este programa es separar las estrellas estándar del archivo *stdata* y los divide en dos archivos. Uno de estos archivos cuenta con la información de cuatro colores y el otro con la de  $\beta$  para las estrellas estándar. Los archivos se utilizan después por separado, pues se emplean para hacer la transformación al sistema estándar.

Archivo de entrada:

*stdata*

Archivos de salida:

*TASTDB*

*TASTDU*

El archivo *stdata* es el mismo que se mencionó en el anexo A.1, *TASTDU* contiene valores fotométricos *uvby* de las estrellas estándar y *TASTDB* los valores fotométricos de  $\beta$  de las estrellas estándar.

**TATRANU**: La función de este programa es transformar los datos de cuatro colores al sistema estándar. Con este programa se obtienen los coeficientes de transformación, los errores de estos coeficientes, los errores promedio de las transformaciones y la transformación del sistema instrumental al sistema estándar.

Archivos de entrada:

*TAPARU*

*TASTDU*

*SAL2D*

Archivo de salida:

*RESDA2*

Los archivos *SAL2D* y *TASTDU* son los archivos de salida de **TAINSTR** y **TASCONV**, respectivamente, y ya han sido descritos. *TAPARU* contiene los parámetros que dan el valor de los

exponentes de las ecuaciones de transformación, y *RESDA2* contiene la información que se mencionó en la descripción del programa para los datos de cuatro colores (los términos que se incluyen son:  $V$ ,  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ ).

**TATRANB:** Este programa realiza lo mismo que el programa *TATRANU*, pero utilizando los datos de  $\beta$ .

Archivos de entrada:

*TAPARB*

*TASTDB*

*SAL2D*

Archivo de salida:

*RESDA2*

Nuevamente, los archivos *SAL2D* y *TASTDB* ya han sido descritos. *TAPARB* y *RESDA2* son similares a los que se usan en el programa anterior, pero con los datos de  $\beta$ .

Los tres programas que siguen calculan valores promedio y las desviaciones, empleando cierto peso basado en la masa de aire de la observación (peso = 1.0 / masa de aire).

**TAFINU:** Este programa une las observaciones de cuatro colores relacionadas con un mismo objeto y calcula el valor promedio y la desviación estándar para cada índice.

Archivos de entrada:

*stdata*

*UOBSRV*

Archivos de salida:

*UAVERG*

*ARTIC.U*

Aquí, *stdata* contiene solamente las estrellas de interés (estrellas programa). *UOBSRV* se forma con los datos reducidos al sistema estándar, contenidos en la última sección del archivo *RESDA2*. *UAVERG* contiene valores y errores promedio de la fotometría de cuatro colores y *ARTIC.U* contiene la fotometría final *uvby* en un formato publicable.

**TAFINB:** Hace la misma función que *TAFINU* pero con los datos de  $\beta$ .

Archivos de entrada:

*stdata*

*BOBSRV*

Archivos de salida:

*BAVERG*

*ARTIC.B*

El archivo *stdata*, al igual que en el programa anterior, sólo contiene las estrellas de interés. *BOBSRV* se forma con los datos reducidos al sistema estándar, contenidos en la última sección del archivo *RESDA2*. *BAVERG* contiene valores y errores promedio de la fotometría de  $\beta$  y *ARTIC.B* contiene la fotometría final  $\beta$  en un formato listo para publicarse .

**TAFIN:** Realiza la misma función que *TAFINU* dando solamente los valores promedio para cada objeto en cuestión, obteniendo el archivo *HVSFIN* que será empleado para calcular los parámetros físicos.

Archivos de entrada:	Archivo de salida:
<i>stdata</i>	<i>HVSFIN</i>
<i>UOBSRV</i>	

*UOBSRV* y *stdata* son los mismos que se han descrito antes.

Con la reducción de datos utilizando los programas ya mencionados se obtienen valores fotométricos *uvby* y  $\beta$  por separado. Para unir estos datos se utilizan otros programas que no calculan nada en específico, sólo unen los datos.

**UNEV:** Este programa une los datos que corresponden a la magnitud *V* con los de los índices  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ .

Archivos de entrada:	Archivo de salida:
<i>UNO</i>	<i>TRES</i>
<i>DOS</i>	

El archivo *UNO* es igual al *UAVERG* que se construyó para  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ . El archivo *DOS* es igual al archivo *UAVERG* (donde se pone más atención al cálculo de la magnitud *V*), y *TRES* contiene la unión de estos datos y el número de observaciones para cada uno, algo así como un catálogo final para cuatro colores: *V*,  $(b - y)$ ,  $m_1$ ,  $c_1$ ,  $N_v$  y  $N_u$ .

**UNEBETA:** Este programa une los datos de los índices calculados *V*,  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  con  $\beta$ , obteniendo una tabla final con todos los valores.

Archivos de entrada:	Archivo de salida:
<i>TRES</i>	<i>HVSFIN</i>
<i>ARTIC.B</i>	

*HVSFIN* contiene los datos totales  $V$ ,  $(b - y)$ ,  $m_1$ ,  $c_1$  y  $\beta$  junto con el número de observaciones para  $V$ ,  $\beta$  y los otros índices, de la siguiente manera:  $V$ ,  $(b - y)$ ,  $m_1$ ,  $c_1$ ,  $N_v$ ,  $N_u$ ,  $\beta$  y  $N_\beta$ .

### A.3. Programa para obtener $E(b - y)$ , $[Fe/H]$ , $M_v$ , la distancia y $T_{\text{eff}}$ .

El programa con el cual se obtiene el enrojecimiento,  $E(b - y)$ , la metalicidad,  $[Fe/H]$ , la magnitud absoluta,  $M_v$ , la distancia y la temperatura efectiva  $T_{\text{eff}}$  para cada estrella, mediante las ecuaciones presentadas en el Capítulo III es **STROVI** (FORTRAN 95).

Archivos de entrada:

*HVSFIN*

*STDCRAW*

*STDOLSN*

Archivos de salida:

*PHYSPAR*

*HISTO1*

*STDCRAW* y *STDOLSN* contienen las relaciones estándar de Crawford (1975a) y Olsen (1984), respectivamente, *PHYSPAR* contiene los parámetros físicos y *HISTO1* contiene los datos necesarios para hacer histogramas de  $E(b - y)$  y  $[Fe/H]$  si se desea.

Con la ayuda de algunos de los datos obtenidos con este programa y la recopilación de algunos otros más de la literatura, se han calculado las velocidades Galácticas, y para ello se hace uso de un programa más.

### A.4. Programa para obtener los parámetros cinemáticos.

El último programa que es parte de los análisis lleva por nombre **SPACEVEL** (FORTRAN 95). Este programa obtiene las velocidades Galácticas de cada estrella. En el archivo de entrada (*spacevel.in*) hay que recopilar datos tales como ascensión recta, declinación, la época de las coordenadas, velocidad radial y su error, así como movimientos propios, distancia y sus respectivos errores. La mayoría de estos datos es obtenida de la literatura. Las velocidades  $U'$ ,  $V'$  y  $W'$  son calculadas mediante un programa que usa las fórmulas y la ecuación matricial de Johnson y Soderblom (1987) (ver Anexo B).

En el archivo de salida (*spacevel.out*) aparecen las velocidades  $U'$ ,  $V'$  y  $W'$  y sus respectivos errores, la metalicidad y la velocidad de rotación ( $V_{\text{rot}} = V' + 220$  km/s).

## B. Conceptos útiles.

### B.1. Ecuaciones para calcular las velocidades Galácticas.

Las velocidades espaciales de las estrellas dentro de la Galaxia (velocidades Galácticas) son calculadas mediante el programa *SPACEVEL*. El programa utiliza las ecuaciones de Johnson & Soderblom (1987):

$$\begin{pmatrix} U \\ V \\ W \end{pmatrix} = B \cdot \begin{pmatrix} \rho \\ k\mu_\alpha/\pi \\ k\mu_\delta/\pi \end{pmatrix}$$

donde  $U$ ,  $V$  y  $W$  son las velocidades tomadas como positivas en dirección al centro de la Galaxia, en dirección de la rotación Galáctica y hacia el polo norte Galáctico, respectivamente, y  $B = T \cdot A$  con

$$T = \begin{pmatrix} +\cos\theta_0 & +\sin\theta_0 & 0 \\ +\sin\theta_0 & -\cos\theta_0 & 0 \\ 0 & 0 & +1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} -\sin\delta_{\text{NGP}} & 0 & +\cos\delta_{\text{NGP}} \\ 0 & -1 & 0 \\ +\cos\delta_{\text{NGP}} & 0 & +\sin\delta_{\text{NGP}} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} +\cos\alpha_{\text{NPG}} & +\sin\alpha_{\text{NPG}} & 0 \\ +\sin\alpha_{\text{NPG}} & -\cos\alpha_{\text{NPG}} & 0 \\ 0 & 0 & +1 \end{pmatrix}$$

y

$$A = \begin{pmatrix} +\cos\alpha\cos\delta & -\sin\alpha & -\cos\alpha\sin\delta \\ +\sin\alpha\cos\delta & +\cos\alpha & -\sin\alpha\sin\delta \\ +\sin\delta & 0 & +\cos\delta \end{pmatrix}$$

donde

$\rho$  = velocidad radial (en km/s)

$\pi$  = paralaje (en segundos de arco)

$\mu_\alpha$  = movimiento propio en ascensión recta (en segundos de arco por año)

$\mu_\delta$  = es el movimiento propio en declinación (en segundos de arco por año)

$\alpha$  = es la ascensión recta

$\delta$  = es la declinación

$\alpha_{\text{NPG}}$  = es la ascensión recta del polo norte Galáctico

$\delta_{\text{NPG}}$  = es la declinación del polo norte Galáctico

$\theta_0$  = es el ángulo del polo norte celeste relativo al semicírculo que pasa por el polo norte Galáctico y la longitud Galáctica igual a cero

$k$  = es una constante cuyo valor es  $k = 4.74057$ .

## B.2. Fricción dinámica.

En un contexto general, la fricción dinámica consiste en la fuerza gravitacional que experimenta una galaxia satélite cuando se mueve alrededor y dentro de su galaxia huésped, atravesando tanto regiones luminosas de la galaxia como su componente extendido de materia oscura. La fricción dinámica frena a la galaxia satélite haciéndola caer en forma espiral hacia la galaxia huésped. Aquí consideramos como galaxia satélite al cuerpo que se mueve alrededor de un sistema de mayor masa, pero podemos considerar que ambos son dos sistemas cualesquiera, uno de ellos con menor masa y moviéndose alrededor de su compañera.

Ahora nos podríamos preguntar: ¿Cómo actúa la fricción dinámica?. Como la galaxia satélite se moverá alrededor de las estrellas individuales de la galaxia huésped, la gravedad del satélite altera la trayectoria de las estrellas formando una estela de estrellas detrás de él; al incrementar la estela, su gravedad jala hacia atrás al satélite frenando su movimiento. El satélite pierde energía y momento angular; a este efecto se le conoce como "fricción dinámica" porque actúa como una fuerza friccional o viscosa, pero es debido a pura gravedad.

La fuerza friccional que hay en la interacción entre el satélite y las estrellas de la galaxia huésped depende de diversos efectos: (i) Satélites (o compañeras) más masivos sienten una mayor fricción. Cuanto más masivo es el satélite, puede alterar más la trayectorias de las estrellas y construir una estela más grande. (ii) La fricción dinámica es más fuerte en regiones con altas densidades. Si la densidad de las estrellas es mayor, habrá mayor contribución a la formación de la estela, haciéndola más masiva. (iii) En bajas velocidades, la fricción dinámica se incrementa conforme se incrementa la velocidad. El aumento en una estela depende de la velocidad del satélite: si ésta es lo suficientemente grande, puede dispersar estrellas preferencialmente detrás del satélite (si el satélite no se estuviera moviendo, dispersaría estrellas tanto en frente como hacia atrás de la misma manera y no habría ningún efecto adicional). En altas velocidades, la fuerza friccional cae como el cuadrado de la velocidad, ya que la capacidad de dispersar estrellas cae conforme la velocidad crece.

Debido a la fricción dinámica, las órbitas de los satélites decaen lentamente con el tiempo, así que la distribución espacial y cinemática de los satélites observados hoy en día es muy diferente de lo que fue originalmente.

### B.3. Promedio pesado para errores.

A continuación damos la ecuación que utilizamos para calcular los errores en distancia. Estos errores se obtienen de aplicar un promedio pesado para los datos de los errores (mayor que 10%) de paralaje para una misma estrella.

$$\bar{X} = \frac{\sum_{i=1}^N (W_i x_i)}{\sum_{i=1}^N W_i}$$

$$\text{Error} = \sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N W_i (x_i - \bar{X})^2}{(N-1) \sum_{i=1}^N W_i}}$$

donde

$x_i$  = observación  $i$

$X_i$  = masa de aire de la observación  $i$

$W_i$  = peso  $i = 1/X_i$

$N$  = número total de observaciones.

## C. Búsqueda de los datos en la literatura.

El archivo de entrada para el programa *SPACEVEL* requiere de algunos datos que son obtenidos de la literatura. Estos datos son los movimientos propios y las velocidades radiales. En el archivo de entrada para este programa también se requiere la distancia, la cual se calcula a partir de las calibraciones fotométricas mencionadas en el Capítulo IV. Sin embargo, para algunas estrellas se ha cambiado la distancia determinada fotométricamente por la distancia obtenida a partir del paralaje. Esta distancia, determinada a partir del paralaje, obtenida de los archivos correspondientes, debe cumplir con que su error sea menor que el 10%.

### C.1. Fuentes de información de donde obtuvimos los movimientos propios.

Los datos de movimientos propios fueron encontrados utilizando el sistema de búsqueda en Internet de SIMBAD. Para completar estos datos empleamos las siguientes referencias:

**L.-** Improved Astrometry and Photometry for the Luyten Catalog II.

Salim, S., & Gould, A. 2003, *AJ*, 582, 1011

Catálogo en SIMBAD: J/ApJ/582/1011/table2. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**T.-** The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 million brightest stars.

Hog E., et al. 2000, *A&A*, 355, L27

Catálogo en SIMBAD: I/259/tyc2. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**H.-** The Hipparcos Catalogue

Van Leeuwen 2007, *A&A*, 474, 864

Perryman, M. A. C., et al. 1997, *A&A*, 323, L49

Catálogo en SIMBAD: I/239. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**U.-** The USNO-B Catalog

Monet, D. G., et al. 2003, *AJ*, 125, 984

Catálogo en SIMBAD: I/284/out. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**G.-** Lowell Proper Motion Survey

Giclas, H. L., Burnham, R. Jr., & Thomas, N. G. 1978, *Lowell Obs.* 8, 59

La letra que aparece al principio de cada referencia es la que se señala en la columna 14 de la Tabla 4.11.

**C.2. Fuentes de información de donde obtuvimos las velocidades radiales.**

Para las velocidades radiales muchas estrellas se encuentran en diferentes catálogos, por lo que para ellas elegimos el catálogo con el error más pequeño. Al final, hubieron 14 estrellas de las cuales no encontramos información sobre velocidad radial. Una gran cantidad de estrellas tiene velocidades radiales que vienen de datos aún sin publicar y que han sido amablemente proporcionados por sus autores. A continuación damos las referencias de las cuales tomamos las velocidades radiales:

**N.-** The Geneva-Copenhaguen Survey of the Solar Neighbourhood. Ages, Metallicities and Kinematic Properties of ~ 14000 F and G dwarfs.

Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989

Catálogo en SIMBAD: V/117. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**D.-** A Survey of Proper-Motion Stars XVI. Orbital Solutions For 171 Single-Lined Spectroscopic Binaries

Latham, D. W., et al. 2002, *AJ*, 124, 1144

Catálogo en SIMBAD: J/AJ/124/1144. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>

**L.-** A Survey of Proper Motion Stars XV. Digital Solutions for 34 Double-Lined Spectroscopic Binaries.

Golbert, D. et al. 2002, *AJ*, 124, 1143

A Survey of Proper Motion Stars VI. Orbits for 40 Spectroscopic Binaries.

Latham, D. W., et al. 1988, *AJ*, 96, 567

**B.-** Kinematics of Metal-Poor Stars in the Galaxy. II. Proper Motions for Large Nonkinematically Selected Sample.

Beers, T. C., et al. 2000, *AJ* 119, 2866

**R.-** Subwarf Studies. II. Abundances and Kinematics From Medium Resolution Spectra

Ryan S. G., & Norris, J. E. 1991, *AJ*, 101, 1835

**F.-** New Subwarfs V. Radial Velocities for 889 High-Proper-Motion Stars Measured With The Mount Wilson 100 Inch Reflector.

Fouts, G., & Sandage, A. 1986, *AJ*, 91, 1189

**S.-** New Subwarfs II.

Sandage A. 1969, ApJ, 158, 1115

## New Subwarfs III.

Sandage A. 1981, AJ, 86, 1643

**Y.-** <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> (1953 GCRV...C...0W).

**Z.-** <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> (1961 RGOB...48...389E).

**I.-** Información de velocidades radiales proporcionada por Iván Ramírez, por publicar.

**J.-** Información de velocidades radiales proporcionada por Jorge Meléndez, por publicar.

La letra que aparece al principio de cada referencia es la que se señala la columna 13 de la Tabla 4.11.

### **C.3. Fuentes de información de donde obtuvimos las distancias.**

Hay algunas distancias calculadas a partir del paralaje y utilizadas dentro del programa de datos cinemáticos. Los valores de paralaje fueron obtenidos en:

**P.-** The Hipparcos Catalogue

Van Leeuwen 2007, A&A, 474, 864

Perryman, M. A. C., et al. 1997, A&A, 323, L49

Catálogo en SIMBAD: I/239

**A.-** Promedio de varias fuentes:

Van Leeuwen 2007, A&A, 474, 864

The USNO-B Catalog. Monet, D. G., et al. 2003, AJ, 125, 984.

Distancia obtenida del primer método de obtención de  $M_V$  (método de SN89, columna 15 de las Tablas 4.2, 4.7 y 4.10,  $D_1$ ).

La letra que aparece en el principio de cada referencia es la que se señala en la columna 15 de la Tabla 4.11.

## BIBLIOGRAFIA Y REFERENCIAS.

- Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., & Eke, V. R. 2003a, *ApJ*, 591, 499  
Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., & Eke, V. R. 2003b, *ApJ*, 597, 21  
Allen, C., & Martos, M. A. 1986, *Rev. Mex. Astron. Astrofís.* 13, 137  
Allen, C., & Santillán A. 1991, *Rev. Mex. Astron. Astrofís.* 25 255  
Allen, C., Schuster, W. J., & Poveda, A. 1991, *A&A*, 244, 280  
Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, *A&AS*, 140, 261  
Anthony-Twarog, B. J. 1987, *AJ*, 93, 1454  
Antoja, T., Figueras, F., Fernández, D., & Torra, J. 2008, *A&A*, 490, 135  
Antoja, T., Valenzuela, O., Pichardo, B., Moreno, E., et al. 2008, *A&A*, 490, 135  
Ballero, S. K., Matteucci, F., Origlia, L., & Rich, M. 2007, *A&A*, 467, 123  
Beers, T. C., Preston, G. W., & Shectman, S. A. 1992, *AJ*, 103, 1987  
Beers, T. C., et al. 2000, *AJ* 119, 2866  
Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 452  
Bergbusch, P. A., & Vandenberg, D. A. 2001, *ApJ*, 556, 322  
Brewer, R-M., & Carney, B. W. 2006, *AJ*, 131, 431  
Carlsberg 1993, Carlsberg Meridian Catalogue No. 8, Carlsberg Obs.  
Carney, B. W. 1996, *PASP*, 108, 900  
Carney, B. W., Latham, D. W., & Laird, J. B. 1990, *AJ*, 99, 572  
Carney, B. W., Latham, D. W., Laird, J. B., & Aguilar, L. A. 1994, *AJ*, 107, 2240  
Carney, B. W., Latham, D. W., & Laird, J. B. 2005, *AJ*, 129, 466  
Carney, B. W., Wright, J. S., Sneden, C., et al. 1997, *AJ*, 114, 363  
Cescutti, G., Matteucci, F., Francois, P., & Chappiini, C. 2007, *A&A*, 462, 943  
Chiappini, C., Matteucci, F., & Gratton, R. 1997, *ApJ*, 477, 765  
Crawford, D. L. 1975a, *AJ*, 80, 955  
Crawford, D. L. 1975b, *Publ. Astron. Soc. Pac.* 87, 481  
Crawford, D. L., & Barnes, J. V. 1970, *AJ*, 75, 978  
Crawford, D. L., & Mander, J. 1966, *AJ*, 71, 114  
Crawford, D. L., & Perry, C. L. 1966, *AJ*, 71, 206  
De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., et al. 2007, *AJ*, 133, 694  
Dehnen, W. 1998, *AJ*, 115, 2384  
Eggen, O. J. 1958, *MNRAS*, 118, 65  
Eggen, O. J. 1959, *Obs.* 79, 88  
Eggen, O. J. 1965, Vol. V of *Star and Stellar Systems* (The University of Chicago Press)  
Eggen, O. J. 1977, *ApJ*, 215, 812  
Eggen, O. J. 1996a, *AJ*, 112, 1595  
Eggen, O. J. 1996b, *AJ*, 112, 2661  
Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748  
Eggen, O. J., & Sandage, A. 1959, *MNRAS*, 119, 255  
ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA SP-1200  
Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., et al. 2005, *A&A*, 430, 165  
Famaey, B., Pont, F., Luri, X., et al. 2007, *A&A*, 461, 957  
Feltzing, S., & Gilmore, G. 2000, *A&A*, 355, 949  
Fouts, G., & Sandage, A. 1986, *AJ*, 91, 1189  
Garcia Cole, A., Schuster, W. J., Parrao, L., & Moreno, E. 1999, *Rev.Mex.Astron.Astrofis.* 35, 111  
Giclas, H. L., Burnham, R. Jr., & Thomas, N. G. 1961, *Lowell Obs.*  
Giclas, H. L., Burnham, R. Jr., & Thomas, N. G. 1975, *Lowell Obs.*  
Giclas, H. L., Burnham, R. Jr., & Thomas, N. G. 1978, *Lowell Obs.* 8, 59  
Giclas, H. L., Slaughter, C. D., & Burnham, R. Jr. 1959, *Lowell Obs.*  
Gilmore, G. 1984, *MNRAS*, 207, 223

- Gilmore, G., Wyse, R. F. G., & Kuijken, K. 1989, ARA&A, 27, 555
- Golbert, D., et al. 2002, AJ, 124, 1143
- Grønbech, B., Olsen, E. H., & Strömberg, B. 1976, A&AS, 26, 155
- Gutiérrez, L., et al. 2006. El Fotómetro Strömberg del OAN-SPM. Publicaciones Técnicas del IA
- Helmi, A., Navarro, J. F., Nordström, B., et al. 2006, MNRAS, 365, 1309
- Henden K. 1992, Astronomical Photometry: A Text and Handbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer (The Ohio State University)
- Hernquist, L., & Quinn, P. J. 1989, ApJ, 342, 1
- Høg, E., et al. 2000, A&A 355, L27
- Johnson, R. H., & Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864
- Jones, B. J. T., & Wyse, R. F. 1983, A&A, 120, 165
- Kalnajs, A. J. 1991, Dynamics of Disk Galaxies, de. B. Sundelius, 323
- Kapteyn, J. C. 1905, Reports of the British Association for the Advancement of Science, 264, 257
- Klement, R., Fuchs, B., & Rix, H. W. 2008, ApJ, 685, 261
- Larson, R. B. 1976, MNRAS, 176, 31
- Latham, D. W., et al. 1988, AJ, 96, 567
- Latham, D. W., et al. 2002, AJ, 124, 1144
- Lee, Y. W., Joo, J. M., Rey, S. C., Lee, H. C., & Walker, A. R. 1999, Nat. 402, 55
- Lewis B. 1908, AJ, 26, 31
- Lindblad, B. 1925, Apj, 62, 191
- Luyten, W. J. 1979a, NLTT Catalogue (Minneapolis: University of Minnesota)
- Luyten, W. J. 1979b, LHS Catalogue (Minneapolis: University of Minnesota)
- Magain, P. 1987, A&A, 181, 323
- Márquez, A., & Schuster, W. J. 1994, A&AS, 108, 341 (MS)
- Mayor, M. 1972, A&A, 18, 97
- Meza A. Navarro, J. F., Abadi, M. G., & Steinmetz, M. 2005, MNRAS, 359, 93
- Mihalas, D., & Binney, J. 1981, Galactic Astronomy (New York: W. H Freeman)
- Monet, D. G., et al. 2003, ApJ, 125, 984
- Nissen, P. E., 1988, A&A, 199, 146
- Nissen, P. E., 1984 “Description and Data for the Danish *b*-channel *uvby- $\beta$*  photometer”
- Nissen, P. E., 1994, in Stars, Gas and Dust in the Galaxy, Invited
- Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 1991, A&A, 251, 457 (NS91)
- Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 1997, A&A, 326, 751
- Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 2009, IAUS, 254, 103
- Nissen, P. E., Twarog, B. A., Crawford, D. L. 1987, AJ, 93, 634
- Norris, J. 1987, A In the Galaxy, de. G. Gilmore, B. Carswell, p. 227. Dordrecht:Reidel
- Norris, J. 1996, ASPC, 92, 14
- Norris, J., Freeman, K. C., & Mighell, K. J. 1996, ApJ, 462, 241
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, A&A, 418, 989
- Olsen, E. H. 1983, A&AS, 54, 55
- Olsen, E. H. 1984, A&AS, 57, 443
- Quinn, P. J., & Goodman, J. 1986, ApJ, 309, 472
- Padmanabhan, T. 2001, Theoretical Astrophysics Vol. II: Stars and Systems. de. Cambridge.
- Perryman, M. A. C., et al. 1997 A&A, 323, L49
- Preston, G. W., Beers, T. C., & Shectman, S. A. 1994, AJ, 108, 538
- Proctor. R. A. 1869, Proc. R. Soc., London, 18, 169
- Ramírez, I., & Meléndez, J. 2005, ApJ, 626, 465
- Ryan, S. G. 1989, AJ, 98, 1693
- Ryan, S. G., & Norris, J. E. 1991, AJ, 101, 1835
- Salim, S., & Gould, A. 2003, ApJ 582, 1011
- Sandage, A. 1969, ApJ, 158, 1115
- Sandage, A. 1981, AJ, 86, 1643

- Sandage, A. 1987, AJ, 93, 610
- Sandage, A., & Fouts, G. 1987, AJ, 93, 74
- Schuster, W. J., & Allen, C. 1997, A&A 319, 796
- Schuster, W. J., Beers, T. C., Michel, R., et al. 2004, A&AA, 422, 527
- Schuster, W. J., Moitinho, A., Márquez, A., et al. 2006, A&A, 445, 939 (SMMPC)
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1988, A&AS, 73, 225 (SN88)
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1989a, A&A, 221, 65 (SN89)
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1989b, A&A, 222, 69
- Schuster, W.J., Nissen, P.E., Parrao, L., et al. 1996, A&AS, 1996 117, 317
- Schuster, W. J., Parrao, L., & Contreras M. 1993, A&AS, 97, 951 (SPC93)
- Searle, L., & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357
- Statler, T. S. 1988, ApJ, 331, 71
- Strömgren, B., Perry, C. 1965, Photoelectric uvby Photometry for 1217 Stars Brighter than V=6.5, mostly of Spectral Classes A, F and G, Institute for Advanced Study, Princeton, New Jersey
- Suntzeff, N. B., & Kraft, R. P. 1996, AJ, 111, 1913
- Van Leeuwen 2007, A&A, 474, 864
- VandenBerg, D. A. 1985, Astrophys. J. Suppl. 58, 711
- VandenBerg, D. A., & Bell, R. A. 1985, Astrophys. J. Suppl. Ser. 58, 561
- Wyse, R. F. G., & Gilmore, G. 1986, AJ, 9, 855
- Wyse, R. F. G., & Gilmore, G. 1988, AJ, 95, 1404
- Wyse, R. F. G., & Gilmore, G., Norris, J. E., et al. 2006, ApJ, 639, L13
- Zhao, J., Zhao, G., & Chen, Y. 2009, ApJ, 692, 113
- Zoccali, M., Lecureur, A., Barbuy, B., Hill, V., et al. 2006, A&A, 457, L1
- <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3>