

2 Muestra de trabajo

Para poder estudiar las diferentes poblaciones de la Galaxia presentes en el entorno solar necesitamos disponer de una muestra de estrellas representativa. Debemos conocer con el mayor grado de precisión posible la astrometría (posición y velocidad espacial) de las estrellas, la cual nos permitirá estudiar su cinemática y su distribución en el espacio. Disponer además de parámetros físicos como la temperatura, la metalicidad y la luminosidad nos permitirá caracterizar las diferentes poblaciones y obtener parámetros derivados como la edad. Estos parámetros físicos pueden ser extraídos de catálogos ya existentes o bien ser calculados a partir de medidas fotométricas. Aunque en el entorno solar la absorción interestelar no es demasiado importante, conocerla aumentará el grado de precisión de nuestro estudio. Con el propósito de establecer calibraciones de magnitud absoluta, restringiremos la muestra a estrellas de la secuencia principal.

En el caso de la astrometría no cabe duda de que en la actualidad, y hasta la aparición de nuevos catálogos derivados de misiones espaciales como Gaia, la fuente más precisa es el catálogo *Hipparcos* (ESA 1997) (ver sección 2.1.1.1). En cuanto a los datos fotométricos que nos permitirán calcular los parámetros físicos, la reciente aparición del catálogo *2 Micron All Sky Survey* (*2MASS*) ha puesto a disposición de la comunidad astronómica la fotometría *JHK* de una ingente cantidad de estrellas (ver sección 2.1.1.2). Como veremos, esta fotometría proporciona determinaciones de la temperatura efectiva con una precisión de alrededor del 1.5 % para estrellas de tipos espectrales F, G y K. La metalicidad puede ser extraída de catálogos compilatorios de metalicidades espectroscópicas o bien ser derivada a partir de la fotometría Strömgren. Esta última permite también determinar el enrojecimiento interestelar de la estrella.

Para las estrellas más brillantes de la muestra, siempre que fue posible, se utili-

zaron observaciones propias en las bandas *JHK*, realizadas en el Telescopio Carlos Sánchez del Observatorio del Teide, ya que estas estrellas saturan los detectores *2MASS* (ver sección 2.1.1.2).

A modo de resumen podemos pues definir la muestra de la siguiente forma:

la muestra de trabajo está formada por estrellas FGK de la secuencia principal y subenanas pertenecientes al catálogo Hipparcos, con fotometría JHK para derivar la temperatura efectiva y con una determinación, espectroscópica o fotométrica, de la metalicidad. Además se ha calculado el enrojecimiento interestelar y se ha recopilado, siempre que ha sido posible, la velocidad radial.

Describiremos de forma detallada a lo largo de este capítulo el proceso de elaboración de la muestra, desde los criterios de selección utilizados hasta la recopilación de la información astrométrica y fotométrica y el posterior cálculo de los parámetros físicos. Veremos también algunas características de la muestra con ayuda de diagramas color-color.

2.1. Proceso de selección

2.1.1. Descripción de los catálogos

2.1.1.1. El catálogo *Hipparcos*

El catálogo final de la misión *Hipparcos* (*HIgh Precision PARallax COLlector Satellite* de la Agencia Europea del Espacio contiene 118218 estrellas con medidas astrométricas (posición, paralaje y movimiento propio) de alta precisión. Esta precisión depende de la magnitud de la estrella y de su latitud eclíptica, manteniéndose por debajo del mas (milisegundo de arco) para estrellas más brillantes que $H_p^1 = 9$ (ver figura 2.1). El catálogo es completo hasta una magnitud *V* entre 7.3 y 9.0, en función de la latitud galáctica y tipo espectral, y su magnitud *V* límite es aproximadamente 12.4. Los estudios realizados hasta la fecha muestran que el catálogo *Hipparcos* no presenta errores sistemáticos cuando se consideran áreas de cielo suficientemente grandes, si bien podría presentar correlaciones espaciales de los mismos

¹Magnitud Hipparcos (ESA 1997).

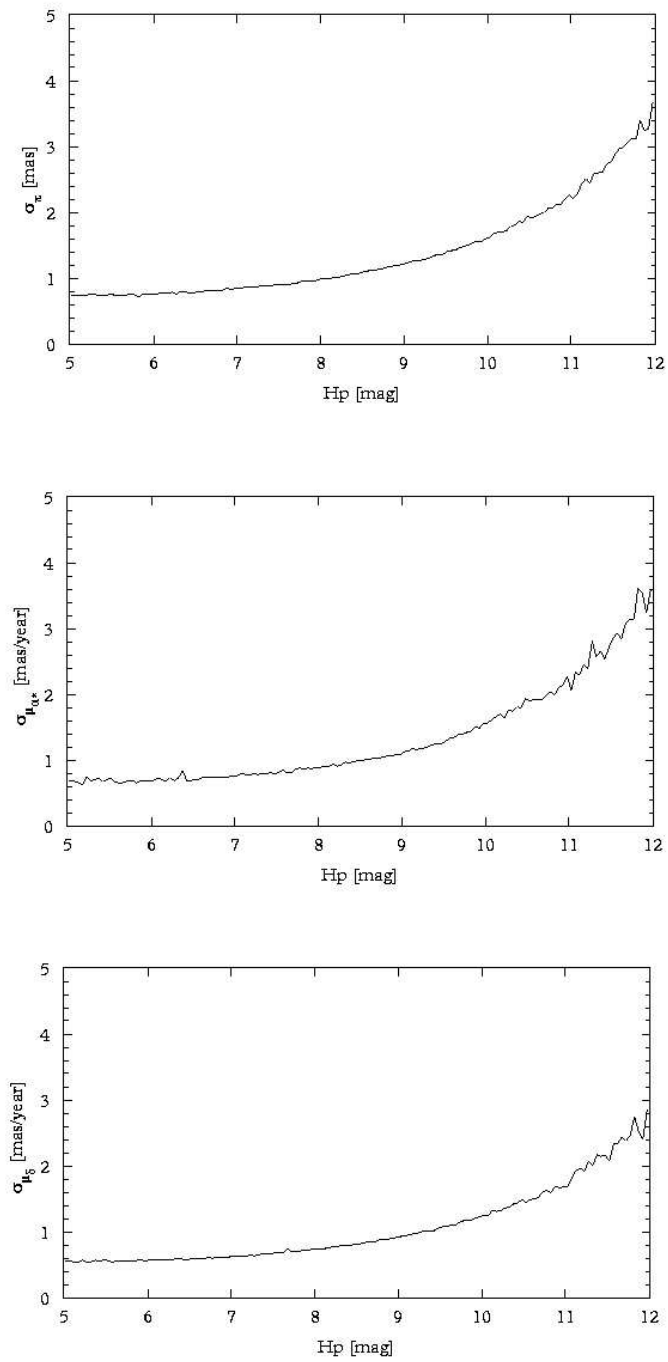


Figura 2.1: Error medio de las paralajes y movimientos propios en el catálogo *Hipparcos* en función de la magnitud *Hipparcos* H_p (ESA 1997)

a escalas pequeñas, del orden de unos pocos grados (Lindgren 1988; Narayanan y Gould 1999). Estas correlaciones, del orden del mas, si se confirma su existencia, deben ser tenidas en cuenta al estudiar áreas pequeñas del cielo, como en el caso de la determinación de distancias a cúmulos estelares, pero no afectan en absoluto a muestras de estrellas como la nuestra, distribuida por todo el cielo. Actualmente se puede considerar el catálogo *Hipparcos* como la fuente de referencia fundamental en cualquier investigación que necesite datos astrométricos.

La misión *Hipparcos* determinó también la fotometría en las bandas V y B en el sistema *Tycho* (V_T y B_T). Estas magnitudes Tycho difieren ligeramente de las correspondientes magnitudes Johnson, siendo las transformaciones entre ambas:

$$\begin{aligned} V &= V_T - 0.090(B_T - V_T) \\ B - V &= 0.850(B_T - V_T) \end{aligned} \tag{2.1}$$

válidas para estrellas no enrojecidas de la secuencia principal.

El catálogo incluye también una compilación de los índices de color ($B - V$) en el sistema Johnson y ($V - I$) en el sistema Cousins, derivados a partir de diversas fuentes (ver ESA (1997), Vol. 1 para más detalles).

Toda la información anterior se completa con una serie de marcas con información sobre duplicidad, variabilidad, etc.

2.1.1.2. El catálogo *2MASS*

El catálogo *2 Micron All Sky Survey* (Cutri et al. 2003b; Skrutskie et al. 1997) ha sido confeccionado a partir de observaciones realizadas con dos telescopios de 1.3 m situados en Mt. Hopkins (Arizona, EEUU) y Cerro Tololo (Chile) y contiene medidas fotométricas en el infrarrojo cercano de 491 millones de estrellas, así como de varios millones de galaxias, correspondientes al 99.998 % del cielo. Las observaciones en el hemisferio norte empezaron en junio de 1997, mientras que las del hemisferio sur lo hicieron en marzo del 1998. Ambos telescopios observaron simultáneamente en las bandas J ($1.25\mu\text{m}$), H ($1.65\mu\text{m}$) y K ($2.17\mu\text{m}$), con magnitudes límites para fuentes puntuales de 15.8, 15.1 y 14.3, respectivamente. La precisión fotométrica para estrellas brillantes no saturadas ($J > 5$, $H > 4.5$, $K > 4$) está entre el 1 % y el 2 %. Esta precisión disminuye al 10 % para estrellas con una magnitud próxima a la magnitud de saturación y al 20 %-25 % para las estrellas brillantes saturadas (ver

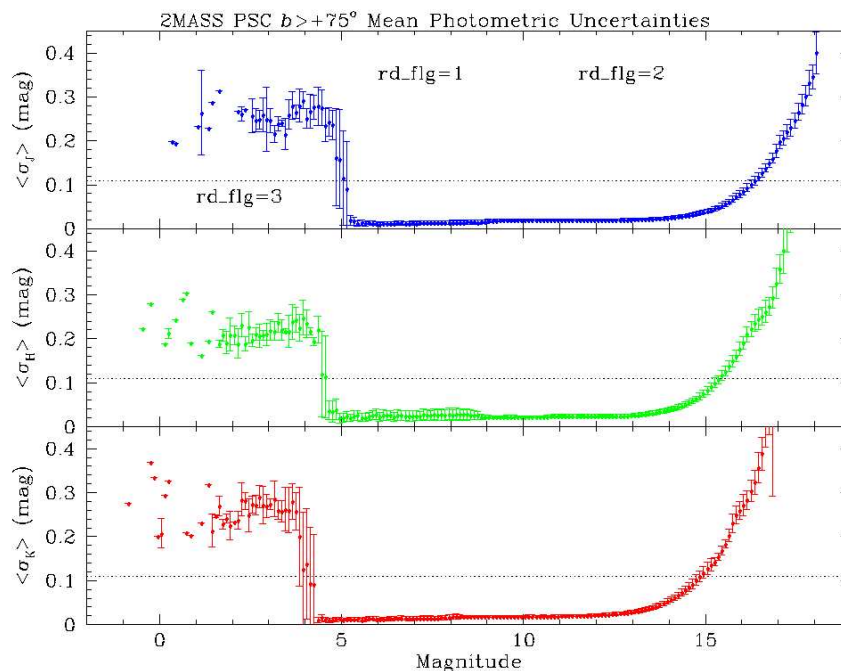


Figura 2.2: Errores medios en las magnitudes JHK del catálogo $2MASS$ en función de la magnitud correspondiente (Cutri et al. 2003a)

figura 2.2). La precisión astrométrica es de 70-80 mas para un rango de magnitudes K entre 9 y 14, empeorando monótonamente para estrellas más débiles. Para las estrellas saturadas esta precisión es de aproximadamente 120 mas.

Las observaciones realizadas desde el hemisferio Norte y el Sur son estadísticamente indistinguibles, según se ha podido determinar a partir de los campos comunes a ambos telescopios (Cutri et al. 2003a).

2.1.2. Intersección de los catálogos *Hipparcos* y $2MASS$

El catálogo *Hipparcos* se ha cruzado con el catálogo de fuentes puntuales del $2MASS$ en base a criterios astrométricos y fotométricos. Inicialmente se buscaron todas aquellas estrellas del catálogo $2MASS$ que se encontraban a menos de 10 segundos de arco de la posición de una estrella *Hipparcos* dada. Seguidamente, para la estrella $2MASS$ más cercana a la estrella *Hipparcos* considerada, se calculó el color $(V - K)$, a partir de la banda V del catálogo *Hipparcos* y la banda K del $2MASS$.

Si $(V - K) < -2$, valor extremo para las estrellas más calientes, se desestimó la estrella *2MASS* como contrapartida de la estrella *Hipparcos* y se repitió el proceso para la siguiente estrella que cumplía el criterio de proximidad, hasta hallar una con $(V - K) \geq -2$.

Para descartar identificaciones que, aún cumpliendo los criterios de proximidad y $(V - K)$, pudiesen ser erróneas, se recurrió a los diagramas color-color $(V - H)$ - $(V - J)$ - $(V - K)$. Las relaciones entre estos colores son muy lineales y presentan escasa dispersión (figura 2.3), de forma que si dadas unas magnitudes J , H y K , la magnitud V no se corresponde a la misma estrella, la posición dentro de estos diagramas color-color quedará claramente fuera de la relación promedio². Así, eliminando iterativamente las estrellas cuya diferencia con la relación promedio era superior a 3σ se pudieron descartar estrellas mal identificadas o que presentaban algún problema en su fotometría. Este procedimiento también podría descartar estrellas con un exceso en el infrarrojo debido por ejemplo a la presencia de disco de polvo circumestelares. Sin embargo, en las bandas *JHK* tan sólo las estrellas más calientes muestran un exceso infrarrojo apreciable (ver por ejemplo Malfait et al. 1998), por lo que su eliminación no afectaría a la construcción de nuestra muestra de estrellas FGK. Sólo pasaron a formar parte de la muestra aquellas estrellas con fotometría en las tres bandas *2MASS*.

El método descrito podría ser poco efectivo para estrellas múltiples no resueltas, pero en nuestro caso esto no supone un problema, ya que como veremos más adelante estas estrellas no son de nuestro interés y serán eliminadas de la muestra final.

En total la intersección de ambos catálogos, una vez aplicados los criterios descritos, contiene 117583 estrellas. Como se puede ver en el histograma de la figura 2.4 la concordancia entre las posiciones *Hipparcos* y *2MASS* es excelente.

Cabe mencionar que disponer de la fotometría infrarroja de las estrellas *Hipparcos* abre un amplio espectro de posibles estudios, desde la determinación de temperaturas precisas a la detección de estrellas con exceso infrarrojo, siendo el presente trabajo tan sólo un ejemplo de su aplicación.

²Se podría dar el caso de que aún estando mal identificada, la estrella cumpliera la relación promedio. Obviamente estos cruces erróneos no serán detectados en estos diagramas.

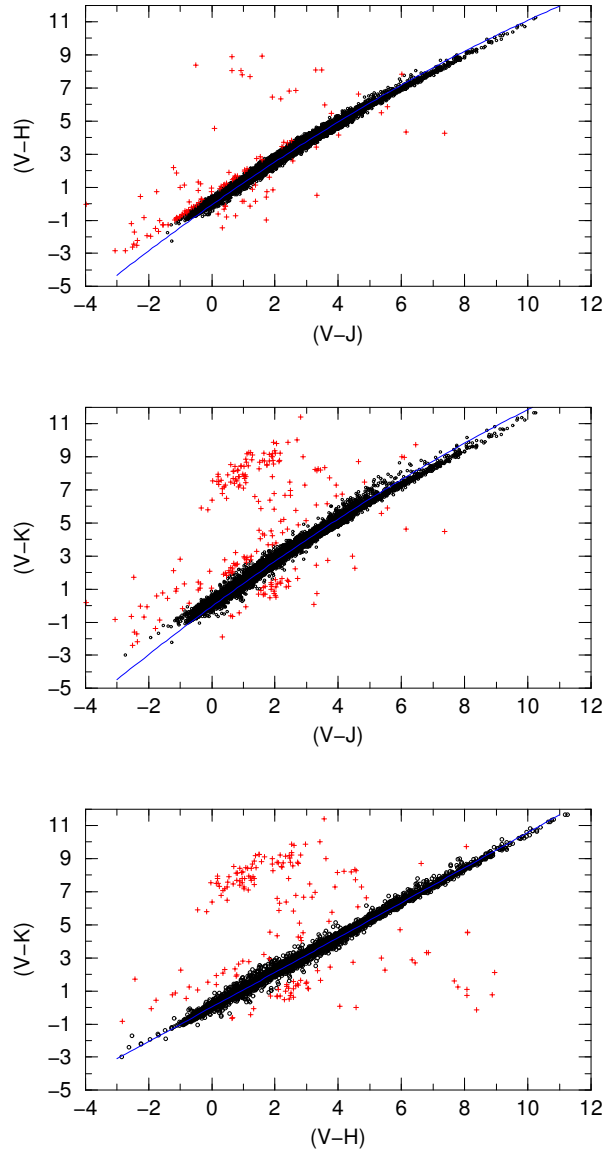


Figura 2.3: Diagramas color-color utilizados para detectar cruces erróneos entre los catálogos *Hipparcos* y *2MASS*. En rojo las estrellas eliminadas de la muestra. Los grupos de estrellas en la parte superior de las dos figuras inferiores corresponden a estrellas sin valores de la magnitud K . La línea azul corresponde a la relación promedio

2.1.3. Selección de estrellas de la secuencia principal

Una vez cruzados los catálogos *Hipparcos* y *2MASS*, el siguiente paso ha sido seleccionar las estrellas de la secuencia principal de los tipos espectrales F y posteriores. En el presente trabajo, entendremos por secuencia principal tanto las estrellas

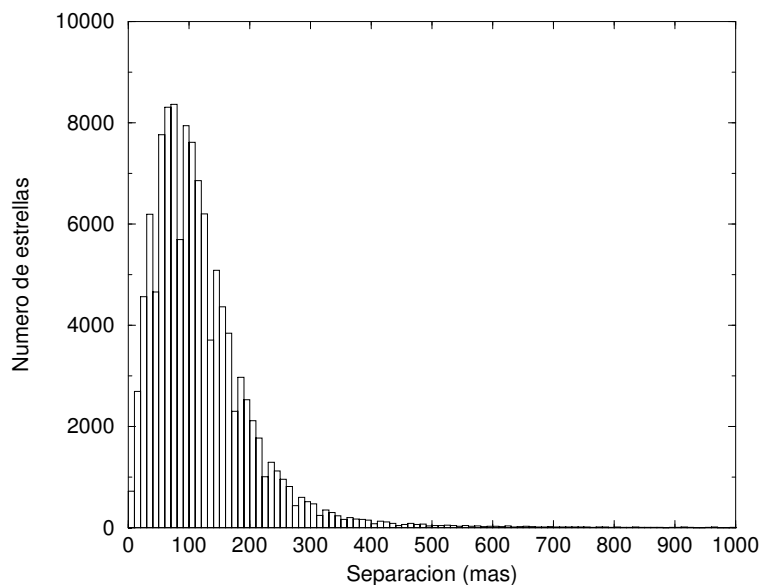


Figura 2.4: Histograma de las diferencias entre las posiciones *Hipparcos* y *2MASS* de las estrellas comunes a ambos catálogos

de clase V como las estrellas de clase VI (subenanas). Puesto que la información sobre la clase de luminosidad contenida en el catálogo *Hipparcos* es incompleta (menos del 50 % de las estrellas tienen determinación de la clase de luminosidad), la selección se hizo en base a la ubicación de las estrellas en el diagrama HR construido a partir de la información fotométrica y de distancia contenida en ambos catálogos.

La figura 2.5 muestra los diagramas HR observacionales $M_V - (B - V)$ y $M_K - (V - K)$ de las estrellas de tipos espectrales FGKM comunes a ambos catálogos y que poseen determinación de la clase de luminosidad en el catálogo *Hipparcos*. Para calcular las magnitudes absolutas se utilizaron las paralajes trigonométricas Hipparcos y todas las estrellas fueron corregidas de extinción usando el modelo de Arenou et al. (1992). La figura está limitada a las estrellas con un error relativo en la paralaje inferior al 50 % (o equivalentemente 1.09 magnitudes). Aunque este error puede parecer elevado, no lo es tanto en el presente contexto de clasificación de las estrellas por clase de luminosidad.

Al comparar ambos diagramas se puede apreciar que en el diagrama $M_K - (V - K)$ las diferentes clases de luminosidad quedan ligeramente más segregadas que en el $M_V - (B - V)$. Además, el primero es menos sensible a la extinción interestelar, lo cual atenúa las inexactitudes del modelo de extinción utilizado. Por todo ello

basamos la clasificación de estrellas en dicho diagrama.

La principal dificultad reside en la separación de las estrellas de la secuencia principal de las gigantes, las cuales se encuentran casi superpuestas en la zona superior de la secuencia principal. La separación de las estrellas supergigantes no presenta tantas dificultades. Además, las estrellas supergigantes que pudiesen contanimar nuestra muestra tras esta primera selección pueden ser detectadas fácilmente mediante el uso de la fotometría Strömgren (ver sección 2.3.1), lo cual no sucede con las estrellas gigantes. Diversos intentos realizados para segregar la secuencia principal de la rama de las gigantes en diferentes diagramas color-color (utilizando fotometría Johnson -visible e infrarroja- o Strömgren, o combinaciones de ambas) se mostraron infructuosos, en particular para las estrellas F.

Por su parte la clase IV (subgigantes) y la clase intermedia IV-V son en la práctica imposibles de distinguir de la secuencia principal desde un punto de vista fotométrico o de ubicación en el diagrama HR. Sin embargo, la inclusión de este tipo de estrellas no es perjudicial para establecer las calibraciones de magnitud absoluta ni para la caracterización de las componentes estelares.

Nuestra intención es delimitar el área dentro del diagrama HR donde consideraremos que queda ubicada la secuencia principal. Para ello hemos utilizado las estrellas *Hipparcos* con clase luminosidad conocida pertenecientes a las clases de secuencia principal o gigantes, y dividido el diagrama HR en una cuadrícula. La probabilidad de que una estrella pertenezca a una de las dos clases de luminosidad, estando situada en una celda de la cuadrícula dada, será la probabilidad condicionada calculada a partir del número de estrellas de cada clase dentro de la celda y en la totalidad del diagrama HR. Para aquellos puntos en que ambas probabilidades son nulas, la clase asignada es diferente de la secuencia principal o gigantes, y por tanto son estrellas fuera de nuestro interés. La secuencia principal queda definida como la zona del diagrama HR donde la probabilidad de encontrar una estrella de secuencia principal es superior a la de encontrar una estrella de cualquier otra clase de luminosidad. Todas las estrellas situadas en esta zona del diagrama serán consideradas como estrellas de secuencia principal.

Para aumentar la eficacia del método de clasificación se adoptaron además los siguientes criterios:

- Todas las estrellas con $M_K > 2.25$ pertenecen a la secuencia principal.

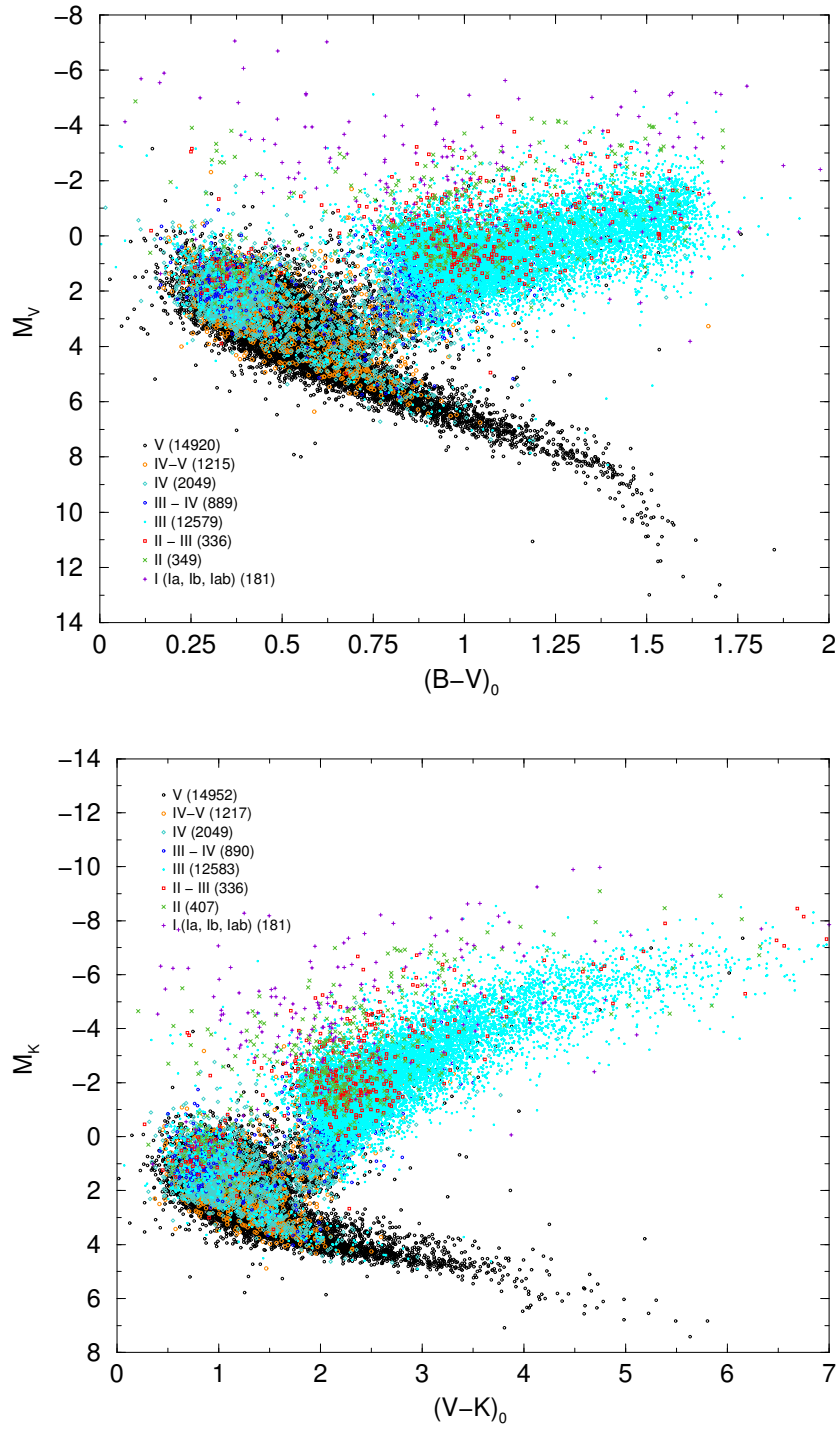


Figura 2.5: Diagramas HR de las estrellas *Hipparcos -2MASS* con determinación de la clase de luminosidad

- El criterio de separación entre secuencia principal y gigantes sólo se aplicó para $(V - K)_0 > 1.25$. Para temperaturas superiores es muy difícil distinguir las estrellas gigantes en base a su posición en el diagrama HR. Esto provoca que algunas estrellas subgigantes y gigantes ubicadas en la parte alta de nuestra secuencia principal pasen a formar parte de la muestra. Estas estrellas se encuentran en la fase de transición hacia la rama de las gigantes y en ciertos aspectos tienen todavía un comportamiento similar a la secuencia principal. En cualquier caso su número es poco significativo.
- Para evitar problemas de continuidad (el método podría producir *islas* de una clase en el interior de una zona mayoritariamente poblada por la otra), no se han considerado en el cálculo de las probabilidades las estrellas o pequeños grupos de estrellas aislados.
- Por último, una decena de estrellas claramente mal clasificadas por el método fueron descartadas manualmente.

Todas las estrellas *Hipparcos - 2MASS*, tanto de clase de luminosidad conocida como desconocida, se clasificaron usando el método descrito. El resultado fueron 41365 estrellas de secuencia principal. A estas estrellas se añadieron 14 estrellas clasificadas en el catálogo *Hipparcos* como estrellas subenanas de los tipos espectral F, G o K y que el método de clasificación había excluido por encontrarse aisladas en el diagrama HR.

Finalmente, de esta muestra aún fueron eliminadas las estrellas cuya entrada en el catálogo *Hipparcos* se corresponde a 2 o más componentes (sistemas múltiples) o marcadas como variables en este mismo catálogo, las cuales no son válidas para establecer una calibración de magnitud absoluta. El resultado final fueron 31768 estrellas (figura 2.6).

2.1.4. Selección de estrellas con determinación de la metalicidad

El último requisito exigido a las estrellas de la muestra fue conocer su metalicidad. Como veremos con detalle en la sección 2.4.1 las metalicidades se obtuvieron bien a través de catálogos compilatorios de medidas espectroscópicas, bien

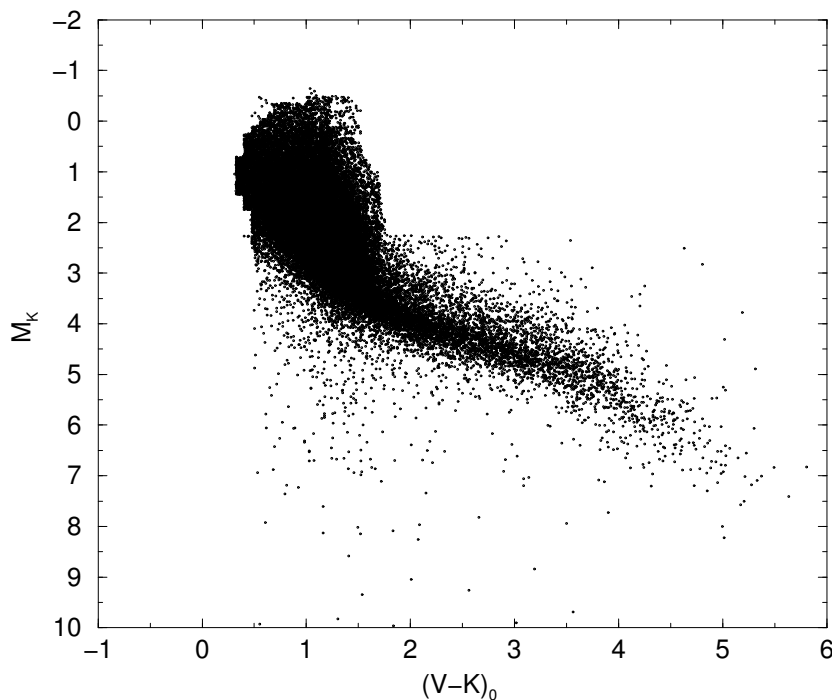


Figura 2.6: Diagrama HR de las 31768 estrellas *Hipparcos -2MASS* adoptadas como secuencia principal. La ubicación de estrellas fuera de la relación promedio se debe a los errores observacionales en la paralaje, los cuales, para unas pocas estrellas, puede exceder un valor relativo del 100 %

derivándolas a partir de la fotometría $uvby - \beta$. En cualquier caso, la inclusión de la metalicidad reduce sustancialmente el número de estrellas de la muestra, además de introducir sesgos (el más obvio hacia las estrellas más brillantes en el caso de medidas espectroscópicas) que deberán ser tenidos en cuenta.

Tras esta última selección, la muestra final de trabajo quedó formada por 11196 estrellas. El proceso de construcción queda resumido en la figura 2.7. En la figura 2.8 vemos la distribución del color $(V - K)_0$.

2.2. Datos astrométricos

Los datos astrométricos permiten establecer la posición y velocidad de cada una de las estrellas de la muestra. La primera se obtiene a través de las coordenadas

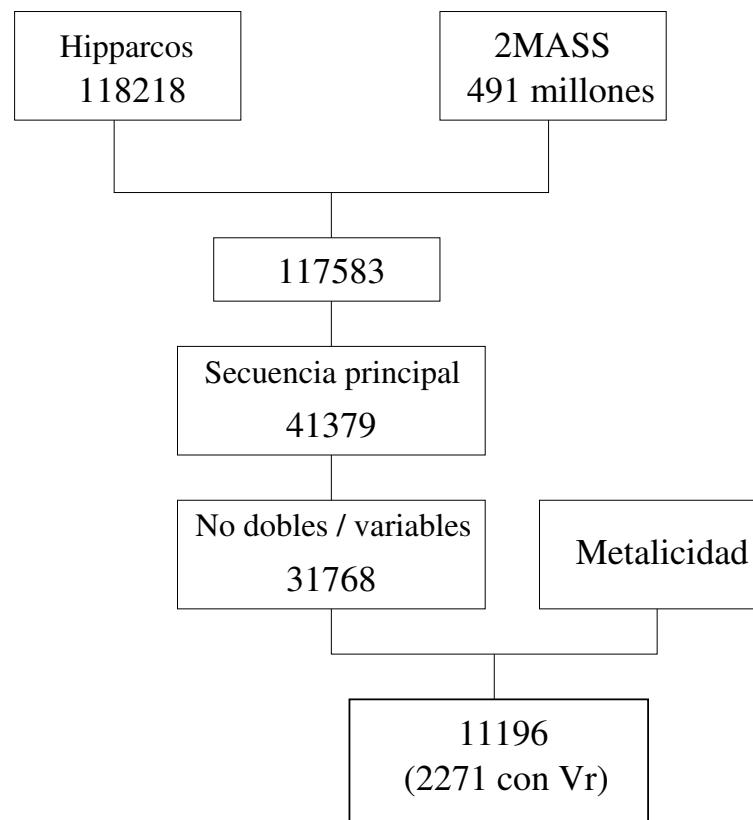


Figura 2.7: Esquema del proceso de construcción de la muestra con el número de estrellas en cada uno de los pasos

celestes y de la paralaje trigonométrica, la cual permite obtener una primera estimación de la distancia. La segunda se deriva a partir del movimiento propio, la distancia y la velocidad radial. Excepto la velocidad radial, el resto de cantidades, así como sus respectivos errores, son el resultado de la misión *Hipparcos*.

Las medidas de velocidad radial se extrajeron de la literatura. Las fuentes consultadas fueron:

- Catálogo de entrada de la misión *Hipparcos* (INCA) (Turon et al. 1993): contiene información fotométrica y astrométrica de las estrellas que posteriormente fueron observadas por el satélite *Hipparcos*. La velocidad radial proviene de diversas fuentes.
- Catálogo de Fouts y Sandage (1986), el cual contiene medidas de la velocidad radial para cerca de 900 estrellas con alto movimiento propio.

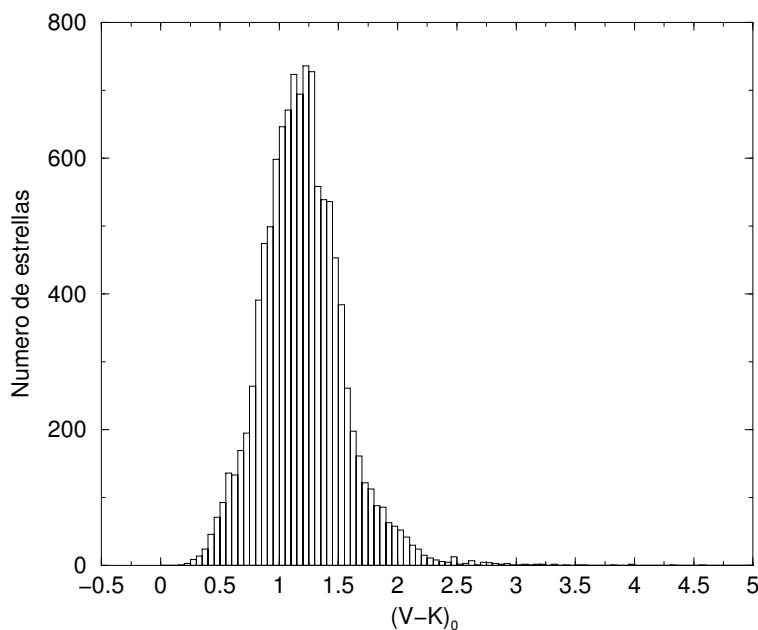


Figura 2.8: Histogramas de la distribución $(V - K)_0$ de las 11196 estrellas de la muestra de trabajo

- Muestra de Carney et al. (1994): con velocidades radiales de unas 1450 estrellas, pertenecientes al *Lowell Proper Motion Catalog* (Giclas et al. 1971, 1978).

Además, las velocidades radiales de 4 estrellas de la muestra fueron determinadas por nosotros mismos con el instrumento CORAVEL, el cual está acoplado al telescopio suizo de 1 m del *Observatoire de Haute Provence* (Francia). CORAVEL es un espectrofotómetro de correlación cruzada que compara el espectro de la estrella problema con el de la estrella Arcturus, de tipo espectral K2 III. La comparación se realiza para un total de 40 velocidades radiales, desplazando el espectro de la estrella observada para cada una de ellas. La velocidad radial de la estrella problema es la que presenta el máximo de la correlación cruzada. Este instrumento funciona de forma óptima para estrellas entre los tipos espectrales F intermedio a M (cerca del espectro de Arcturus) y proporciona velocidades radiales con un error del orden de 0.3 km s^{-1} , si las condiciones de observación son óptimas. En nuestro caso, sin embargo, debido precisamente a las malas condiciones de observación, los errores estimados fueron de 1.0 km s^{-1} . Las medidas se realizaron durante una campaña observacional en octubre de 1997 y están resumidas en la tabla 2.1.

Tabla 2.1: Valores de la velocidad radial de las 4 estrellas observadas con el instrumento CORAVEL. Los errores estimados son de 1.0 km s^{-1}

HIP	$V_{rad} \text{ (km s}^{-1}\text{)}$
400	7.7
111783	-58.7
115194	-48.4
116351	-24.7

Con todo ello se consiguió la velocidad radial para un total de 2271 estrellas (20 % de la muestra) ³.

En las figuras 2.9 y 2.10 representamos mediante histogramas las distribuciones de las paralajes, movimientos propios y sus respectivos errores, así como de las velocidades radiales de las 2271 estrellas que disponen de ella.

En la figura 2.9 comprobamos que nuestra muestra está formada por estrellas cercanas al Sol. La práctica totalidad se encuentra a una distancia (estimada como el inverso de la paralaje) inferior a los 400 pc, y el 90 % de ellas está a una distancia inferior a los 200 pc. En el panel inferior de la figura 2.9 hemos representado el error relativo de la paralaje ($\Delta\pi/\pi$). Este error es inferior al 20 % para el 85 % de las estrellas consideradas. Como veremos en el capítulo 4, el método de máxima verosimilitud utilizado para clasificar y estudiar las componentes estelares de la Galaxia tiene en cuenta el error individual de cada estrella, por lo cual no se ha sido necesario seleccionar las estrellas imponiendo un límite máximo a su error relativo en la paralaje.

Por último hemos representado en la figura 2.11 la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales y galácticas de las estrellas de la muestra. Se puede apreciar que dicha distribución es aproximadamente uniforme en todo el cielo, salvo quizá por una ligera mayor densidad de estrellas en los polos galácticos, que puede ser explicada por la existencia de campañas específicas de observación en fotometría Strömgren en estas regiones.

³La publicación del catálogo de velocidades radiales de Nordström et al. (2004) ha ampliado la disponibilidad de velocidades radiales para la práctica totalidad de la muestra. Cabe señalar que este catálogo ha sido disponible sólo en la fase final de redacción de la presente memoria.

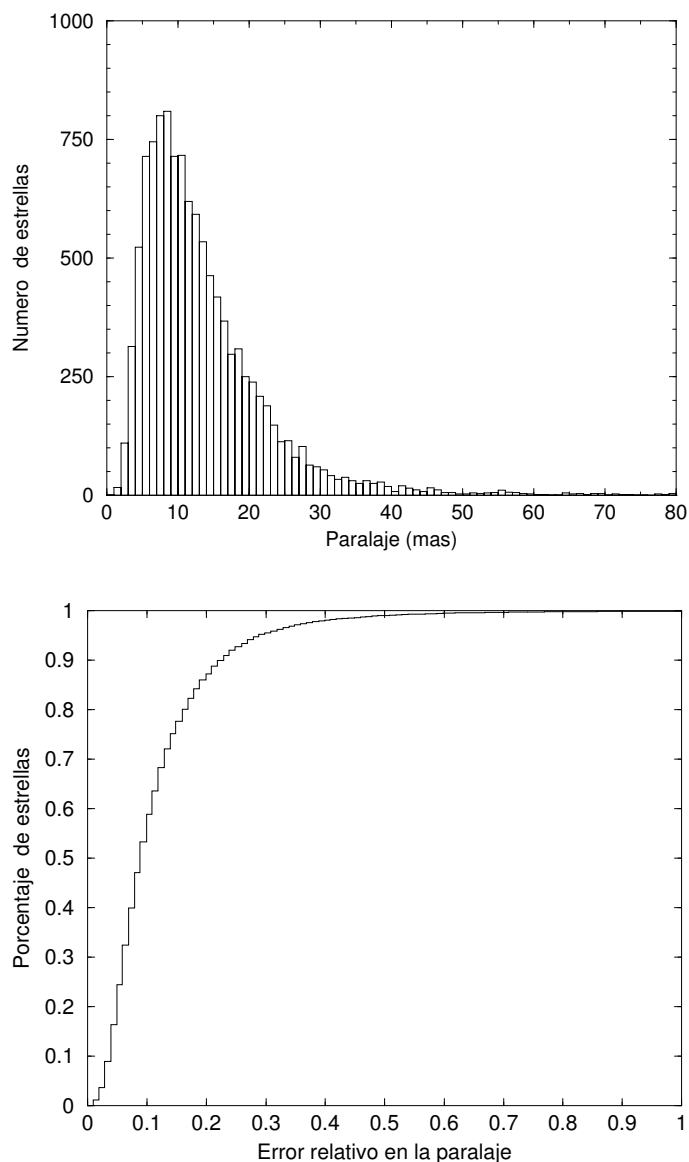


Figura 2.9: Histogramas de la distribución de paralajes de las 11196 estrellas de la muestra (panel superior) y histograma acumulativo de los errores en dicha paralaje (panel inferior)

2.3. Datos fotométricos

La fotometría puede proporcionar, con mayor o menor grado de precisión, información sobre la práctica totalidad de parámetros estelares. Así, a partir del uso de calibraciones y métodos adecuados, podemos obtener valores del enrojecimiento estelar, distancia, magnitud absoluta, metalicidad, temperatura y gravedad superfi-

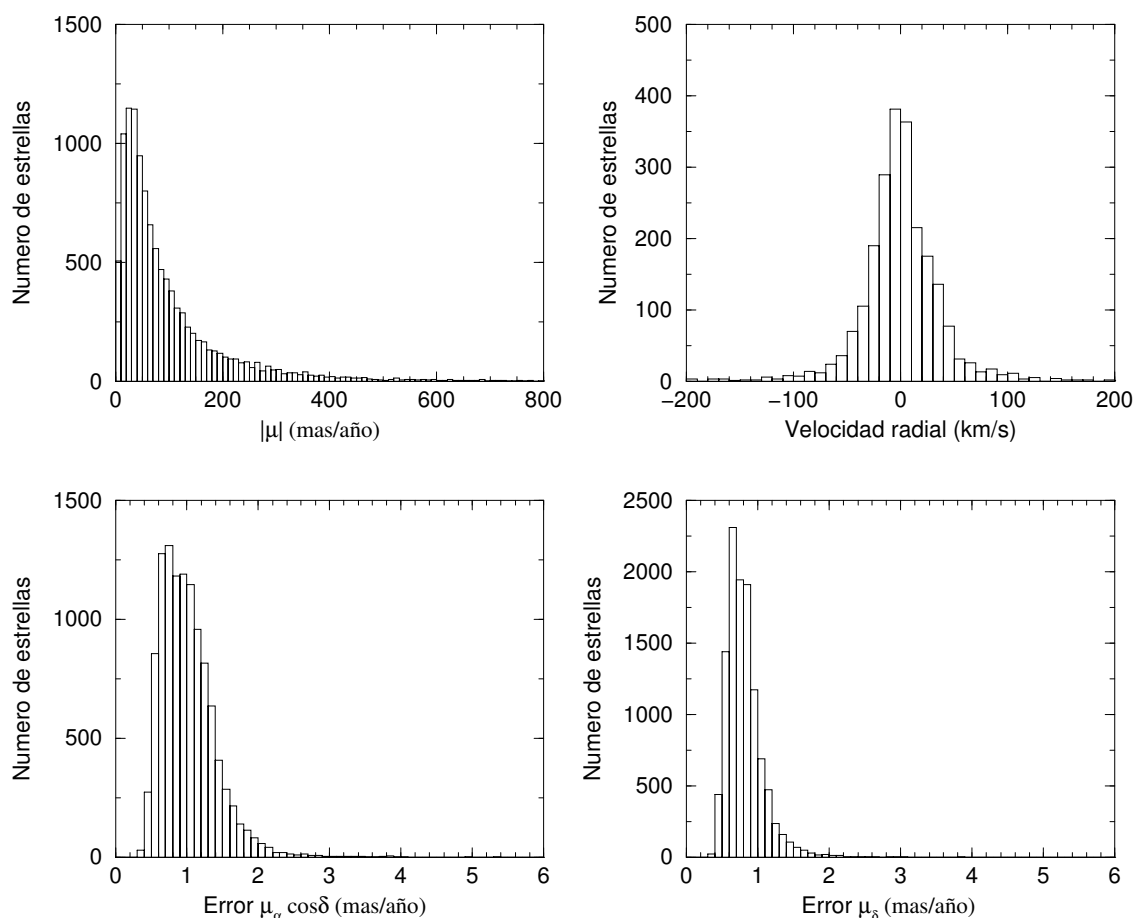


Figura 2.10: Histogramas de la distribución del movimiento propio y la velocidad radial (paneles superiores), y de la distribución de los errores en las dos componentes del movimiento propio (paneles inferiores). Para el movimiento propio se han representado la totalidad de las 11196 estrellas de la muestra, mientras que en el caso de la velocidad radial el número de estrellas es de 2271 (ver texto)

cial.

Diferentes sistemas fotométricos muestran distintas características que los hacen más o menos apropiados para calcular los parámetros estelares de un cierto tipo de estrellas. Para las estrellas FGK, la fotometría $uvby - \beta$ es especialmente adecuada en el cálculo del enrojecimiento interestelar y la metalicidad, y también puede ser utilizada en la determinación de magnitudes absolutas, temperaturas y gravedades superficiales (Masana 1994). Por su parte, la fotometría en las bandas JHK , por estar poco afectada por la metalicidad o gravedad, se muestra especialmente

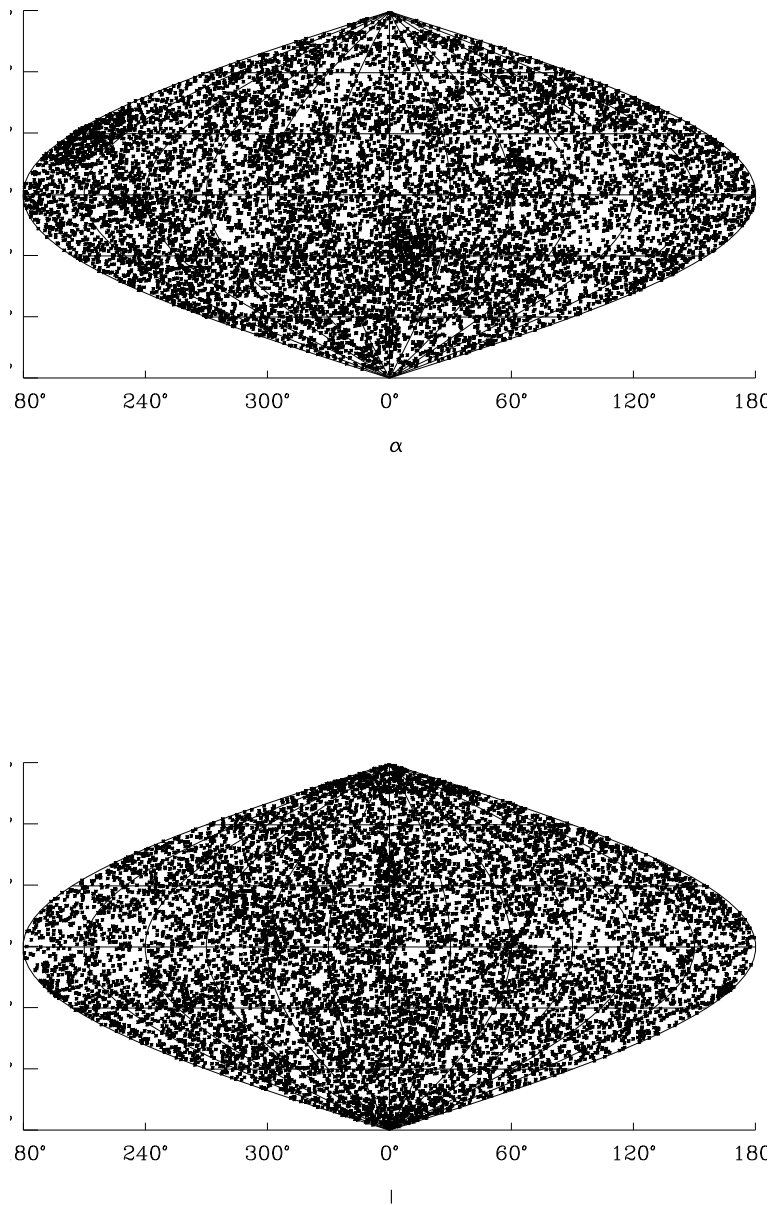


Figura 2.11: Distribución sobre la esfera celeste de las 11196 estrellas de la muestra: arriba en coordenadas ecuatoriales; abajo en coordenadas galácticas

útil en la determinación de la temperatura efectiva de la estrella y de su corrección bolométrica, ofreciendo además la ventaja de ser poco sensible a la absorción interestelar.

Estos dos sistemas fotométricos nos proporcionan, por tanto, los parámetros de la estrella necesarios para llevar a cabo el presente estudio. Describimos en esta sección las características de sistemas y las observaciones realizadas con cada uno de ellos.

2.3.1. Fotometría $uvby - \beta$

2.3.1.1. Características generales

El sistema fotométrico $uvby - \beta$ (Crawford y Mander 1966; Strömgren 1966), también llamado Strömgren-Crawford, está formado por cuatro filtros de banda intermedia (u, v, b, y) y dos filtros de banda estrecha ($\beta_{estrecho}, \beta_{ancho}$). Algunas características de estos filtros se dan en el tabla 2.2. A diferencia de los filtros del sistema Johnson, los filtros $uvby - \beta$ no se superponen entre sí y no presentan ningún corte en su función de transmisión debido a la atmósfera terrestre o a la respuesta del fotomultiplicador (figura 2.12).

El sistema Strömgren fue concebido originalmente para el estudio de estrellas de tipos espectrales B, A y F, pero posteriormente se mostró también útil en el estudio de estrellas G e incluso K, si bien algunas de sus aplicaciones, como la clasificación por tipos espectrales, pierden eficacia para los tipos espectrales más fríos.

A partir de los cuatro filtros $uvby$ se definen tres índices de color ($(b-y), c_1$ y m_1)⁴ relacionados, para los tipos espectrales que nos ocupan, con la temperatura efectiva, la luminosidad y la metalicidad, respectivamente. A estos tres índices hay que añadir el índice β , calculado como la diferencia $\beta_{ancho} - \beta_{estrecho}$ e indicador también de temperatura. Las calibraciones empíricas basadas en estos índices permiten obtener información sobre las características físicas de la estrella, además de permitirnos obtener los colores intrínsecos a partir de los colores observados, y por tanto el valor de la absorción interestelar. Un estudio más amplio de las aplicaciones del sistema fotométrico Strömgren-Crawford a la clasificación de estrellas y a la determinación

⁴ $c_1 \equiv (u - v) - (v - b)$ y $m_1 \equiv (v - b) - (b - y)$

Tabla 2.2: Características de los filtros del sistema $uvby-\beta$: λ_0 , longitud de onda central; $\Delta\lambda$, anchura a altura mitad; S_m , porcentaje de transmisión en el máximo (Schaifers y Voigt 1982)

Filtro	λ_0 (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	S_m (%)
u	3500	300	40
v	4110	190	50
b	4670	180	47
y	5470	230	52
$\beta_{estrecho}$	4859	30	62
β_{ancho}	4890	145	70

de sus parámetros físicos se puede encontrar en Masana (1994) y en Jordi et al. (1996).

En este trabajo hemos utilizado la fotometría $uvby-\beta$ para estimar, por un lado, la absorción interestelar A_v , y por otro, la metalicidad $[Fe/H]$ de aquellas estrellas que no poseían determinaciones espectroscópicas de la misma. Ambos cálculos están detallados en las secciones 2.4.1 y 2.6, respectivamente. Esta fotometría también se ha utilizado para determinar la gravedad superficial de la estrella parámetro necesario para el cálculo de la temperatura a partir de la fotometría JHK .

Las dos fuentes para la fotometría $uvby-\beta$ han sido el catálogo compilatorio de Hauck y Mermilliod (1998) y observaciones propias (ver más abajo). El catálogo de Hauck y Mermilliod contiene fotometría de 63313 estrellas, de las cuales 38767 son también estrellas del catálogo *Hipparcos*. De las 11196 estrellas de nuestra muestra, la práctica totalidad poseen medidas en los filtros $uvby$, necesaria para la determinación de la metalicidad (sección 2.4), mientras que aproximadamente el 60% de ellas poseen medidas en el filtro β .

2.3.1.2. Las observaciones $uvby-\beta$

Las observaciones en las bandas $uvby-\beta$ fueron realizadas en el telescopio de 1.52 m del Observatorio Astronómico Nacional (Calar Alto, Almería), equipado con un

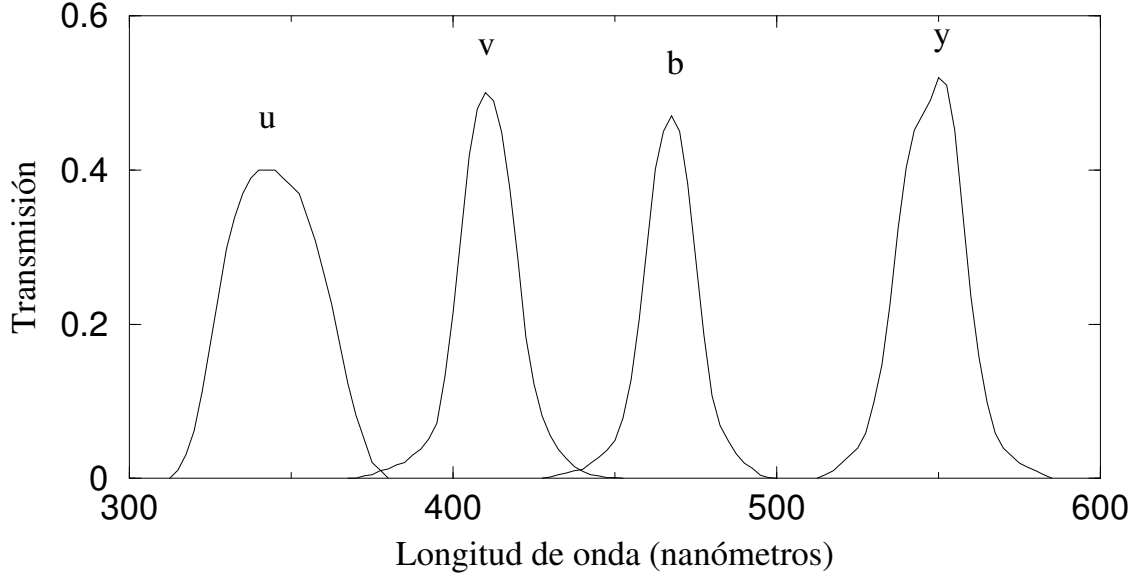


Figura 2.12: Curvas de transmisión de los filtros *uvby* Strömgren (Crawford y Barnes 1970)

fotómetro monocanal dotado de un fotomultiplicador RC 31034. Para la realización de las observaciones dispusimos de cuatro periodos de observación entre septiembre de 1995 y octubre de 1999 con un total de 30 noches. Debido a condiciones meteorológicas adversas sólo se pudieron aprovechar alrededor del 30 % de las mismas. En total se realizaron medidas de 114 estrellas de la muestra en los filtros *uvby* y/o β .

Cada noche se observaron un mínimo de dos estrellas estándares por hora, intercaladas entre las estrellas de programa, siguiéndose alguna de ellas a lo largo de la noche para la determinación de la extinción atmosférica. Las estrellas estándares fueron extraídas de las listas de Olsen (1983), Perry et al. (1987), Schuster y Nissen (1989) y de entre aquellas estrellas del catálogo de Hauck y Mermilliod (1998) que contaban con más de seis medidas de sus índices de color. Siguiendo Figueras et al. (1991), las medidas de los filtros *uvby* fueron reducidas noche a noche, usando las ecuaciones:

$$\begin{aligned}
 V_{ins} - y &= A_1 + B_1 t + C_1 \mathcal{M} + E_1 (b - y)_{st} \\
 (b - y)_{obs} &= A_2 + B_2 t + C_2 \mathcal{M} + E_2 (b - y)_{st} \\
 m_{1\ obs} &= A_3 + C_3 \mathcal{M} + E_3 m_{1\ st} + F_3 (b - y)_{st} \\
 c_{1\ obs} &= A_4 + C_4 \mathcal{M} + E_4 c_{1\ st} + F_4 (b - y)_{st}
 \end{aligned} \tag{2.2}$$

siendo $\mathcal{M}$ la masa de aire.

Los términos temporales B_1 y B_2 no siempre fueron necesarios.

El índice β se redujo conjuntamente para todas las noches de una misma campaña de observación, utilizando:

$$\beta_{obs} = C\beta_{cat} + D \quad (2.3)$$

En el caso del índice β es posible introducir una *corrección noche a noche* para tener en cuenta diferentes comportamientos del instrumental en noches distintas:

$$\beta'_{obs} = \beta_{obs} + \text{corrección} \quad (2.4)$$

realizando el ajuste 2.3 con β'_{obs} en vez de con β_{obs} .

Cada estrella fue observada al menos en dos noches diferentes, siendo el valor final de su fotometría la media de las diferentes medidas ponderada con el inverso del correspondiente error. El error final asignado es igual a la dispersión de las medidas individuales. Para todo ello, sólo se consideraron las medidas con errores inferiores a las 0.02 mag.

En el apéndice B se puede encontrar una tabla con la fotometría Strömgren-Crawford obtenida.

2.3.2. Fotometría JHK

2.3.2.1. Características generales

La fotometría infrarroja presenta algunas peculiaridades que la diferencian de los sistemas fotométricos que cubren otras regiones del espectro. La primera es que, a diferencia de en el visible, la atmósfera terrestre presenta varias bandas de absorción en el infrarrojo, especialmente debidas a la presencia de vapor de agua. En estas bandas la atmósfera es prácticamente opaca. Los filtros J , H y K coinciden con *ventanas* en las cuales la atmósfera es transparente (Fig. 2.13), si bien en ciertas condiciones, como con humedad alta, la transmisión a través de ellas puede disminuir ostensiblemente. En particular, para el filtro J el límite de transmisión en el extremo

Tabla 2.3: Características de los filtros del sistema JHK (sistema del TCS, filtro más detector de InSb): λ_0 , longitud de onda central; $\Delta\lambda$, anchura a altura mitad (Alonso et al. 1994b).

Filtro	λ_0 (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)
J	13375	1750
H	17550	3600
K	22550	4000

rojo viene determinado por las bandas de absorción de vapor de agua y no por su propia función de transmisión. Si, en general, la fotometría en cualquier rango espectral requiere de unas buenas condiciones atmosféricas, esto es especialmente cierto en el infrarrojo, disminuyendo así el número de noches consideradas *fotométricas* con respecto a observaciones en otras regiones del espectro electromagnético.

Otra característica del infrarrojo es que la emisión del cielo es muy importante: excepto para los objetos más brillantes, el cielo brilla en el IR más que el propio objeto. Esta emisión es además altamente variable en un escala de tiempo comparable a la duración de la medida (del orden de segundos o minutos), lo cual, como veremos en la próxima sección, obliga a utilizar técnicas de observación diferentes a las del visible.

La tabla 2.3 resume algunas características de los filtros JHK , mientras que la tabla 2.4 muestra el valor promedio del color ($V-K$) para distintos tipos espectrales. Para confeccionar esta última tabla nos hemos basado en las estrellas *Hipparcos* de secuencia principal (sección 2.1.3) con tipo espectral conocido y realizado el promedio de ($V-K$) en intervalos de dos subtipos espectrales.

2.3.2.2. Las observaciones infrarrojas en el TCS

Ya hemos mencionado en la sección 2.1.1.2 que la fotometría *2MASS* de las estrellas más brillantes puede llegar a tener un error del 20%, debido a que estas estrellas saturan los detectores, incluso en las tomas más cortas (51ms). Pese a todo, el catálogo *2MASS* da un valor para la fotometría de estas estrellas, obtenida bien

Tabla 2.4: Valor promedio de $(V - K)$ según el tipo espectral

Tipo Espectral	$(V - K)$	Tipo Espectral	$(V - K)$
B3	-0.48	F9	1.19
B5	-0.39	G1	1.32
B7	-0.37	G3	1.40
B9	-0.22	G5	1.50
A1	0.01	G7	1.58
A3	0.30	G9	1.70
A5	0.38	K1	1.88
A7	0.49	K3	2.26
A9	0.62	K5	2.75
F1	0.75	K7	2.98
F3	0.90	M1	3.37
F5	1.04	M3	3.92
F7	1.14	M5	[4.64]

utilizando fotometría de apertura, bien mediante un ajuste del perfil de las zonas no saturadas.

Para este trabajo, y siempre que ha sido posible, se ha sustituido la fotometría *2MASS* de las estrellas brillantes por fotometría obtenida con el telescopio Carlos Sánchez de 1.53 m del Observatorio de Izaña, en Tenerife, equipado con el fotómetro CVF (*Filtros Circulares Variables*), más precisa que la correspondiente fotometría *2MASS*.

Las campañas de observación en el TCS se iniciaron a finales de 1996 con la intención de obtener fotometría infrarroja de precisión de la muestra de estrellas enanas y subenanas FGK de la propuesta interna que nuestro equipo realizó a finales de 1992 para la explotación de los datos de la misión *Hipparcos*. A lo largo de varias campañas se obtuvo la fotometría *JHK* de casi 400 estrellas. A estas estrellas se sumaron las observadas por Alonso et al. (1994a), obteniendo así la fotometría TCS de un total de 490 estrellas comunes a la muestra de trabajo. La situación geográfica del observatorio y la montura del telescopio limitan las declinaciones observables al intervalo $66^\circ > \delta > -28^\circ$.

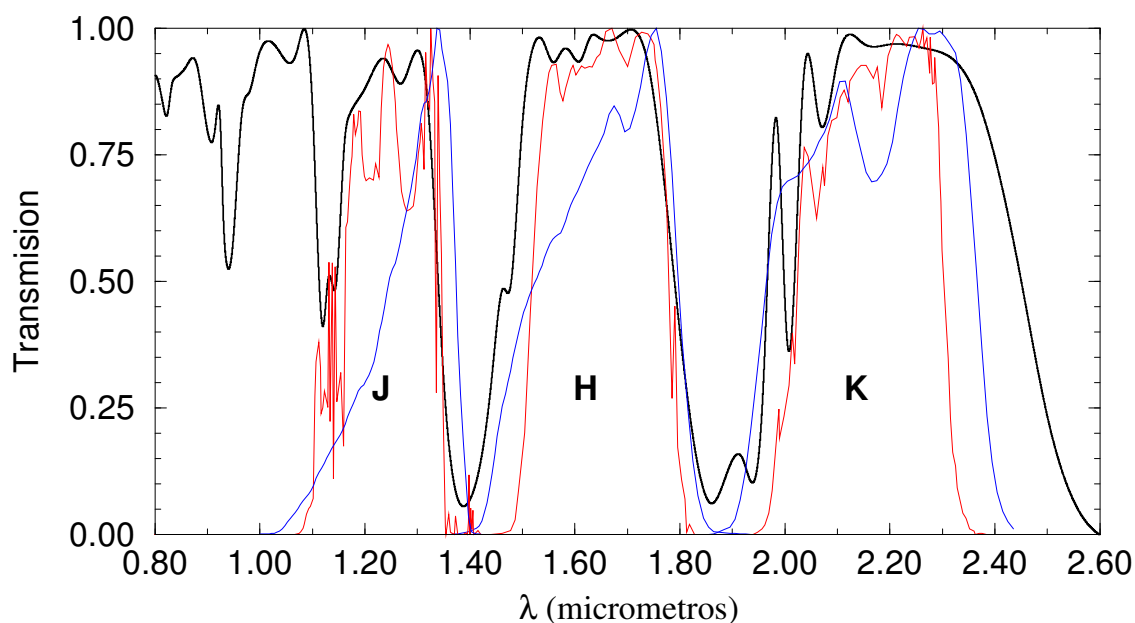


Figura 2.13: Curvas de transmisión normalizadas a la unidad de los filtros JHK de los sistemas TCS (línea azul) y $2MASS$ (línea roja) representadas junto con la transmisión de la atmósfera terrestre (línea negra)

Como hemos mencionado, la emisión infrarroja del cielo es altamente variable en escalas de tiempo del orden del segundo. Una medida convencional de *estrella + cielo*, restando después una medida del *cielo*, no daría resultados satisfactorios. En lugar de ello se utiliza la técnica del *chopping*, consistente en comparar el cielo y el objeto a intervalos de tiempo muy cortos, del orden de la décima de segundo. Para ello el fotómetro posee dos espejos que van oscilando entre dos posiciones, a las que llamamos *rayo 1* y *rayo 2*. En una de ellas medimos sólo el cielo, y en la otra el cielo más el objeto; restando obtenemos la señal del objeto.

La medida se obtiene tras haber realizado al menos un ciclo rayo 1 - rayo 2 - rayo 1 (es decir, situando primero el objeto en el rayo 1, seguidamente en el rayo 2 y por último de nuevo en el rayo 1), promediando después la señal obtenida en cada uno de ellos ⁵. En el caso de objetos débiles se realiza un segundo ciclo para aumentar la relación señal/ruido.

Para realizar las medidas del presente trabajo dispusimos de seis periodos de

⁵Las dos medidas del rayo 1 deben ser promediadas previamente para que ambos rayos tengan el mismo peso.

observación con un total de 67 noches repartidas entre septiembre de 1996 y mayo de 1999, si bien el último de ellos se perdió totalmente por causas técnicas. Pese a que las condiciones meteorológicas hicieron que tan sólo alrededor de un 40 % del tiempo concedido fuera útil para la fotometría, se observaron 391 estrellas. En la tabla B.3 se puede ver una estadística de las observaciones. Los coeficientes de extinción atmosférica son un estimador directo de la calidad de la noche y están explícitamente correlados con la presencia de polvo en suspensión, fenómeno frecuente en ciertas épocas del año en el Observatorio de Izaña.

Al igual que en el caso de la fotometría Strömgren, cada noche se observaron un promedio de dos estrellas estándares por hora, intercaladas entre las estrellas de programa, procurando observar varias veces a lo largo de la noche al menos una de ellas en trayectoria ascendente y otra descente, para asegurar así medidas a diferentes masas de aire. Las estrellas estándares utilizadas pertenecen a la lista de estrellas de calibración del sistema TCS de Kidger y Paez (1992) y cubren ampliamente el rango de colores de nuestras estrellas de programa.

Para la reducción de los datos de cada noche se realizó un ajuste por mínimos cuadrados para las estrellas estándares, de la forma:

$$m_{estand} = m_{inst} + A\mathcal{M} + B \quad (2.5)$$

donde m_{inst} es la magnitud instrumental, $\mathcal{M}$ es la masa de aire, A es el coeficiente de extinción atmosférica y B es un punto cero. Cuando los residuos mostraban una clara dependencia temporal, se añadió a la magnitud instrumental un término polinómico ($P(t)$) dependiente linealmente del tiempo, de forma que:

$$m'_{inst} = m_{inst} + P(t) \quad (2.6)$$

utilizando entonces m'_{inst} en vez de m_{inst} para realizar el ajuste (2.5). La dispersión de los residuos de las magnitudes de las estrellas estándares $m_{ajuste} - m_{estandar}$ se tomó como el error de la medida, constante para cada filtro y cada noche.

Las estrellas de programa fueron observadas un mínimo de dos veces en noches diferentes. Si la dispersión de las medidas, ponderada con el inverso de su error, era igual o menor a 0.03 mag, se asignó de manera definitiva a dicha estrella la media

de las medidas, ponderadas también con el inverso del error. Como error final de la magnitud se tomó la dispersión de dicha media. Se observaron también estrellas comunes en distintos periodos, para detectar posibles cambios en el comportamiento del instrumental que podrían haber introducido efectos sistemáticos. Estos efectos no fueron detectados, por lo que las medidas tomadas en diferentes periodos fueron tratadas conjuntamente.

El apéndice B contiene la fotometría JHK de las 391 estrellas observadas a lo largo de la realización del presente trabajo, de las cuales 261 pasaron a formar parte de la muestra final, desestimándose el resto por diversos motivos (por ejemplo falta de determinación de la metalicidad, duplicidad, ...). El error medio es de 0.011 mag para J y 0.009 mag para H y K .

La calidad de la fotometría de la submuestra de estrellas observadas por nosotros puede ser evaluada globalmente a través de diagramas color-color. Para ello seguimos el método expuesto por Selby et al. (1988), basado en evaluar la dispersión en los diagramas $(V - K) - (V - J)$ y $(V - K) - (V - H)$. Esta dispersión tiene dos componentes, una debida al error en la fotometría y otra intrínseca debida a la dependencia de los colores con la luminosidad, la metalicidad y la presencia de binarias. Ajustando polinomios de diferente grado a las relaciones color-color evaluamos el valor de la desviación estándar dentro del diagrama, la cual es una cota superior de la desviación estándar debida al error en la fotometría. Con este procedimiento hemos obtenido una desviación estándar para las estrellas de la muestra observadas por nosotros de 0.023 mag para el diagrama $(V - K) - (V - J)$ y de 0.015 mag para el $(V - K) - (V - H)$. Esto implica que la desviación estándar debida al error de las medidas es inferior a 0.023 mag para el filtro J e inferiores a 0.015 mag para los filtros H y K . Estos valores son del mismo orden que los dados por Selby et al. para otro conjunto de medidas realizadas en el Observatorio de Izaña y compatibles con los errores estimados para nuestra fotometría según el método descrito más arriba.

2.3.2.3. Transformación entre los sistemas TCS y $2MASS$

Uno de los problemas con que nos encontramos al trabajar con datos fotométricos en el infrarrojo es la falta de uniformidad entre sistemas. En general, los sistemas difieren tanto en las curvas de transmisión de los filtros (figura 2.13) como en el conjunto de estrellas de calibración utilizado. Además, puesto que las curvas efectivas

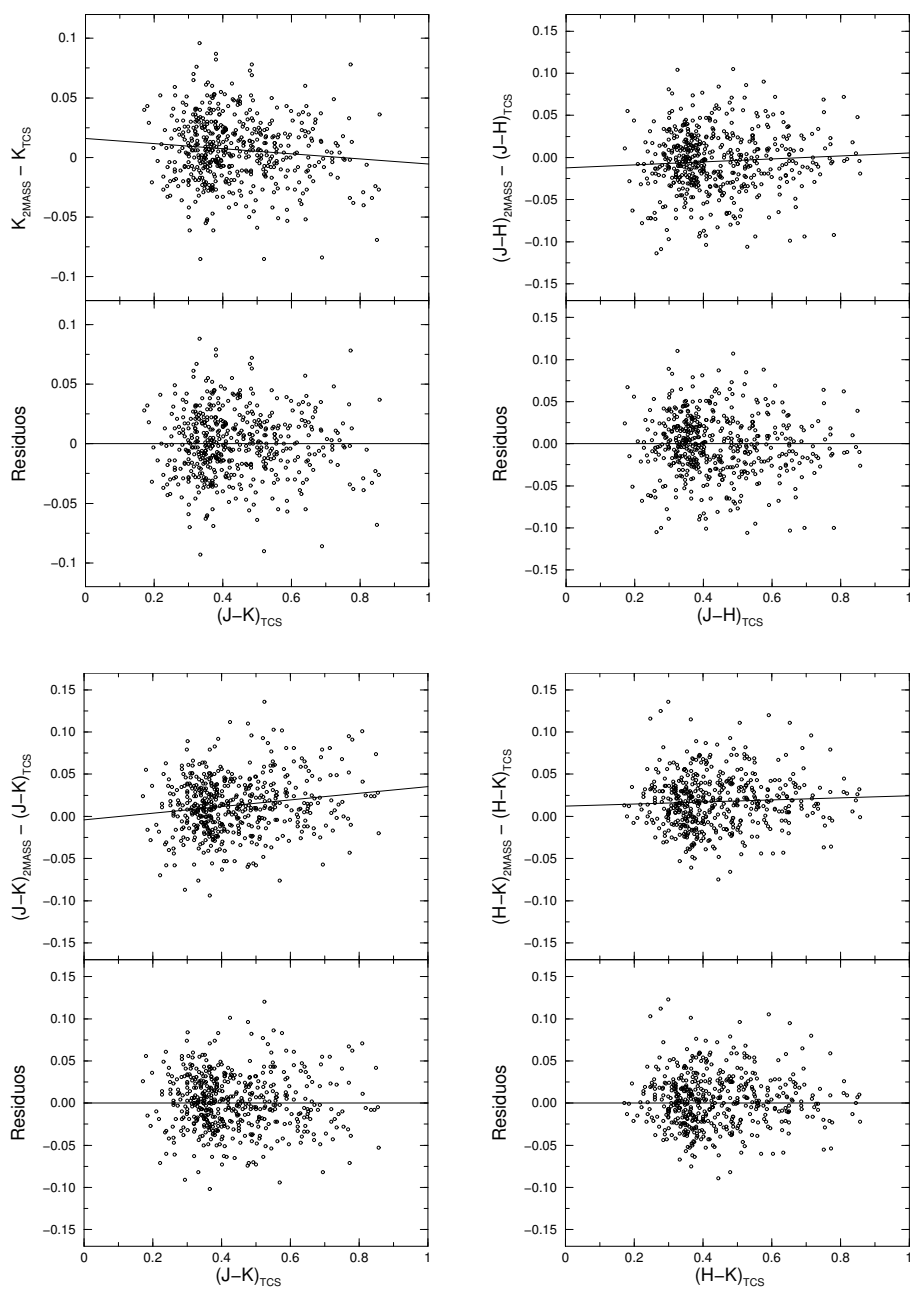


Figura 2.14: Transformaciones y correspondientes residuos entre los sistemas *2MASS* y TCS

de transmisión en el infrarrojo son altamente dependientes de las características de la atmósfera (en especial de la cantidad de vapor de agua), podemos decir que cada observatorio tiene su propio sistema fotométrico. Es por tanto imprescindible, cuando se usan conjuntamente datos fotométricos de diferentes sistemas, la utilización

de transformaciones que nos permitan unificar dichas medidas.

Para establecer la transformación entre los sistemas *2MASS* y TCS se utilizaron 490 estrellas (Alonso et al. (1994a) y observaciones propias) con fotometría en ambos sistemas, con un rango de colores $(J - K)$ entre 0.175 y 0.850. Las transformaciones fueron obtenidas minimizando el valor de χ^2 entre las observaciones y un modelo lineal de las mismas, lo cual permite considerar el error tanto de la variable independiente como de la dependiente (Press et al. 1992). Los resultados para la transformación de TCS a *2MASS* son:

$$\begin{aligned}
 K_{2MASS} &= K_{TCS} - (0.0189 \pm 0.008)(J - K)_{TCS} + (0.015 \pm 0.004) \\
 (J - H)_{2MASS} &= (1.042 \pm 0.007)(J - H)_{TCS} - (0.019 \pm 0.017) \\
 (J - K)_{2MASS} &= (1.050 \pm 0.012)(J - K)_{TCS} - (0.010 \pm 0.006) \\
 (H - K)_{2MASS} &= (1.038 \pm 0.052)(H - K)_{TCS} + (0.011 \pm 0.004)
 \end{aligned} \tag{2.7}$$

La dispersión en todos los casos se encuentra próxima a 0.03 mag.

La bondad del ajuste se puede estimar a partir de los valores de χ^2 de los residuos y la probabilidad q de obtener simplemente por casualidad (considerando una distribución gaussiana) un valor de χ^2 mayor que el obtenido. Vemos (tabla 2.5) que el ajuste para los colores es excelente, mientras que para la magnitud K es algo más pobre. Esto puede ser debido a la presencia de estrellas con pequeña variabilidad dentro de la muestra. Esta variabilidad no afectaría a la transformación de los colores puesto que las tres magnitudes JHK variarían prácticamente de forma simultánea.

La figura 2.14 muestra gráficamente los resultados obtenidos. Se puede apreciar que las diferencias entre las magnitudes K de ambos sistemas, pese a lo dicho en el párrafo anterior, no presenta ningún comportamiento anómalo.

Análogamente se determinó la transformación del sistema *2MASS* al TCS:

$$\begin{aligned}
 K_{TCS} &= K_{2MASS} + (0.031 \pm 0.007)(J - K)_{2MASS} - (0.021 \pm 0.004) \\
 (J - H)_{TCS} &= (0.960 \pm 0.016)(J - H)_{2MASS} + (0.018 \pm 0.006)
 \end{aligned}$$

Tabla 2.5: Valores de χ^2 y q para los ajustes realizados

	K	$(J - H)$	$(J - K)$	$(H - K)$
χ^2	1.291	0.674	0.794	0.558
q	$7 \cdot 10^{-6}$	1	1	1

$$\begin{aligned}
(J - K)_{TCS} &= (0.951 \pm 0.011)(J - K)_{2MASS} + (0.010 \pm 0.005) \\
(H - K)_{TCS} &= (0.962 \pm 0.048)(H - K)_{2MASS} - (0.011 \pm 0.004)
\end{aligned}
\tag{2.8}$$

2.4. Metalicidad

La composición química de una estrella puede caracterizarse por la abundancia relativa de algun elemento pesado, como el hierro, respecto al hidrógeno. Así, la mayoría de veces en que usamos el término *metalicidad* lo hacemos para referirnos a la abundancia de hierro relativa al hidrógeno $[Fe/H]$ ⁶, respecto a la abundancia solar:

$$[Fe/H] = \log Z_{\star} - \log Z_{\odot} \tag{2.9}$$

siendo $Z_{\star}$ y $Z_{\odot}$ las abundancias relativas en masa del hierro respecto al hidrógeno de la estrella y del Sol, respectivamente. Los valores de $[Fe/H]$ van aproximadamente de -4.5 hasta $+0.5$ dex.

Existen varios métodos para determinar la metalicidad de una estrella. Los más precisos son los basados en observaciones espectroscópicas. El catálogo compilatorio de Cayrel de Strobel et al. (1997) recoge 5946 medidas correspondientes a 3247 estrellas, de las cuales más de 2400 son estrellas del catálogo *Hipparcos*. Posteriormente publicó una nueva edición restringida a estrellas de tipo FGK, con espectros de alta resolución y elevada relación señal-ruido (Cayrel de Strobel et al. 2001). Un total de 614 estrellas de nuestra muestra pertenecen a alguno de estos catálogos. Para obtener la metalicidad se realizó una media no ponderada de las diferentes medidas catalogadas. Del catálogo de 1997 y en caso de haberlas, sólo se consideraron las

⁶A lo largo de este trabajo utilizaremos indistintamente metalicidad y $[Fe/H]$ para referirnos a la abundancia de hierro relativa al hidrógeno.

medidas posteriores al año 1985 para calcular las medias, eliminando así espectros registrados con anterioridad al uso de las cámaras CCD.

Si no se dispone de medidas espectroscópicas, la fotometría de banda estrecha o intermedia nos proporciona una buena determinación de la metalicidad. En particular, para las estrellas que disponen de fotometría $uvby-\beta$, la calibración de Schuster y Nissen (1989) nos permite calcular la metalicidad a partir de $(b-y)_0$, m_0 , c_0 y β .

2.4.1. Calibración de la metalicidad

La calibración de Schuster y Nissen (1989) proporciona la metalicidad a partir de los índices Strömgren ⁷. Para estrellas F y dentro de los límites $0.22 \leq (b-y) \leq 0.38$, $0.03 \leq m_1 \leq 0.21$, $0.17 \leq c_1 \leq 0.58$ y $-3.5 \leq [Fe/H] \leq 0.2$ la calibración es:

$$\begin{aligned} [Fe/H]_{SN} = & 1.052 - 73.21m_1 + 280.9m_1(b-y) \\ & + 333.95m_1^2(b-y) - 595.5m_1(b-y)^2 \\ & + [5.486 - 41.62m_1 - 7.963(b-y)] \log(m_1 - c_3) \end{aligned} \quad (2.10)$$

con $c_3 = 0.6322 - 3.58(b-y) + 5.20(b-y)^2$.

Para estrellas G-K2, en los intervalos $0.37 \leq (b-y) \leq 0.59$, $0.03 \leq m_1 \leq 0.57$, $0.10 \leq c_1 \leq 0.47$ y $-2.6 \leq [Fe/H] \leq 0.4$, Schuster y Nissen dan la siguiente calibración:

$$\begin{aligned} [Fe/H]_{SN} = & -2.0965 + 22.45m_1 - 53.8m_1^2 - 62.04m_1(b-y) \\ & + 145.5m_1^2(b-y) + [85.1m_1 - 13.8c_1 - 137.2m_1^2]c_1 \end{aligned} \quad (2.11)$$

Como los propios autores apuntan, las metalicidades resultantes podrían mostrar pequeñas diferencias sistemáticas cuando son comparadas con valores espectroscópicos de la metalicidad. Alonso et al. (1996b), entre otros autores, han puesto de manifiesto estas diferencias sistemáticas. Aprovechando el gran número de estrellas dentro de nuestra muestra que disponen de fotometría $uvby-\beta$ y de una determinación espectroscópica de $[Fe/H]$ hemos recalculado dichas diferencias. La figura 2.15

⁷Al establecer las calibraciones, Schuster y Nissen supusieron que todas las estrellas utilizadas estaban libres de enrojecimiento, motivo por el cual los índices que aparecen son los observados. Nosotros, dado que conocemos el valor del enrojecimiento de nuestras estrellas, utilizaremos los valores intrínsecos en las expresiones 2.10 y 2.11.

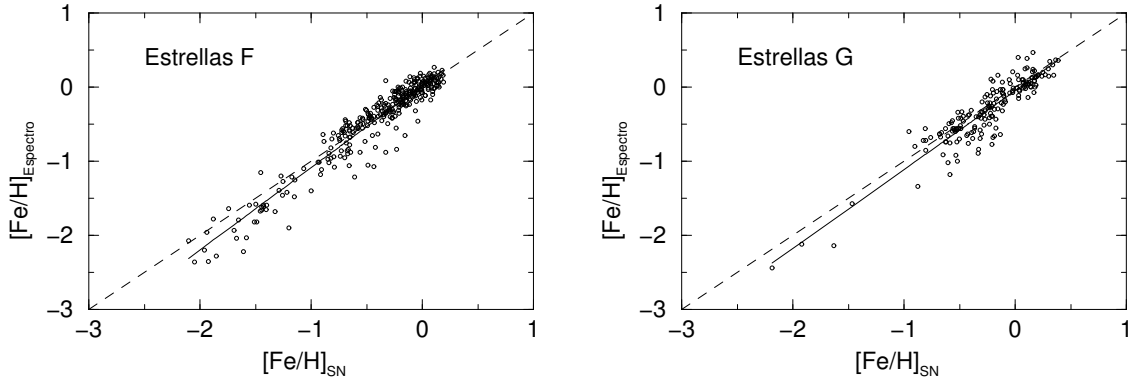


Figura 2.15: Comparación de las metalicidades fotométricas y espectroscópicas (ver texto)

muestra ambos valores de la metalicidad (espectroscópico y fotométrico) para 308 estrellas a las que se les aplicó la calibración (2.10) (izquierda) y 180 estrellas a las que se les aplicó la calibración (2.11) (derecha). La regresión lineal que obtenemos para las estrellas F es:

$$[Fe/H] = 1.108[Fe/H]_{SN} + 0.024 \quad \sigma = 0.16 \quad (2.12)$$

y para las G-K:

$$[Fe/H] = 1.065[Fe/H]_{SN} - 0.044 \quad \sigma = 0.16 \quad (2.13)$$

Estas correcciones, similares a las obtenidas por Alonso et al., han sido aplicadas en este trabajo.

En el caso de las estrellas K posteriores al subtipo K2 se utilizó la calibración de Olsen (1984):

$$\begin{aligned} [Fe/H] &= -8.6\delta m_0 - 39\delta m_0^2 + 0.09 + 0.9\delta c_0 & \text{si } \delta c_0 > 0 \\ [Fe/H] &= -8.6\delta m_0 - 39\delta m_0^2 + 0.09 & \text{si } \delta c_0 \leq 0 \end{aligned} \quad (2.14)$$

Para las estrellas más calientes, fuera del rango de validez de (2.10) se utilizó la

Tabla 2.6: Distribución de la muestra por intervalos de metalicidad

	$[Fe/H]$					
	≤ -2.0	$(-2.0, -1.5]$	$(-1.5, -1.0]$	$(-1.0, -0.5]$	$(-0.5, 0.0]$	> 0.0
Núm. estrellas	28	31	54	607	6332	4144

calibración de Smalley (1993):

$$[Fe/H] = 0.081 - 10.56\delta m_0 \quad (2.15)$$

En ambas expresiones δm_0 y δc_0 son las diferencias entre los índices de la estrella y los correspondientes valores dados por las relaciones estándares: $m_1 - \beta$, $c_1 - \beta$ para Smalley (1993) y $m_1 - (b - y)$ y $c_1 - (b - y)$ para Olsen (1984).

Otros métodos de determinación de la metalicidad, como las calibraciones basadas en fotometría de banda ancha, han sido desestimados debido a su escasa precisión.

La tabla 2.6 y la figura 2.16 muestran la distribución de metalicidades de las 11196 estrellas que forman la muestra de trabajo. Como vemos a penas un 1 % de la muestra presenta valores inferiores a -1.0 dex.

2.5. Gravedades superficiales

La gravedad superficial es uno de los parámetros de entrada en el método de determinación de la temperatura efectiva que describiremos en el próximo capítulo. Aunque como veremos el método es poco sensible a ella, se ha realizado un esfuerzo para calcular la gravedad superficial individual del máximo número posible de estrellas, utilizando para ello la fotometría Strömgren. Para estrellas anteriores al tipo espectral G2 se ha utilizado el prodecimiento descrito en Napiwotzki et al. (1992), mientras que para tipos posteriores se usó la expresión dada por Olsen (1984).

El trabajo original de Napiwotzki et al. estaba basado en las mallas de metalicidad solar dadas por Moon y Dworetsky (1985a), los cuales proporcionan la

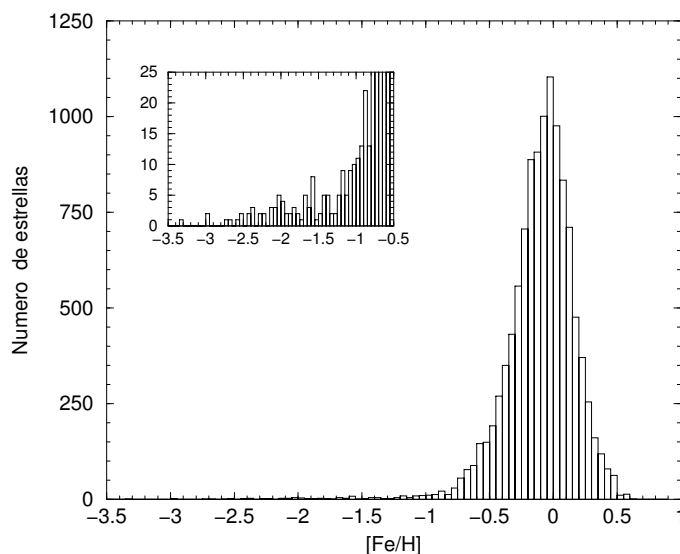


Figura 2.16: Histograma de la distribución de metalicidades. Toda la muestra y detalle de las estrellas de baja metalicidad

temperatura efectiva y la gravedad superficial en función de dos colores, que para el rango de temperaturas de nuestras estrellas son c_1 (indicador de luminosidad) y β (indicador de temperatura). Posteriormente, Napiwotzki (1998) generó un nuevo conjunto de mallas para varias metalicidades, utilizando los modelos ATLAS9 de Kurucz (ver sección 3.1.2) y que han sido las utilizadas en este trabajo. Debido al propio rango de validez de los modelos de atmósfera, estas mallas, al igual que las anteriores, no son recomendables por debajo de aproximadamente los 4000 K.

Por su parte Olsen, basándose en una muestra de estrellas cercanas de tipos espectrales entre G0 y K2 da una relación empírica entre la gravedad superficial y $(b - y)$, δm_1 y δc_1 , siendo los dos últimos indicadores de metalicidad y luminosidad, respectivamente.

Con estos dos procedimientos hemos determinado la gravedad superficial de 6363 estrellas que poseen fotometría Strömgren y cuyos colores se encuentran dentro del rango de validez de las calibraciones (ver figura 2.17). A ambas calibraciones se les ha asignado un error de 0.18 dex. Para el resto de estrellas se ha tomado $\log g = 4.5$, valor promedio de la secuencia principal, con un error de 0.5 dex.

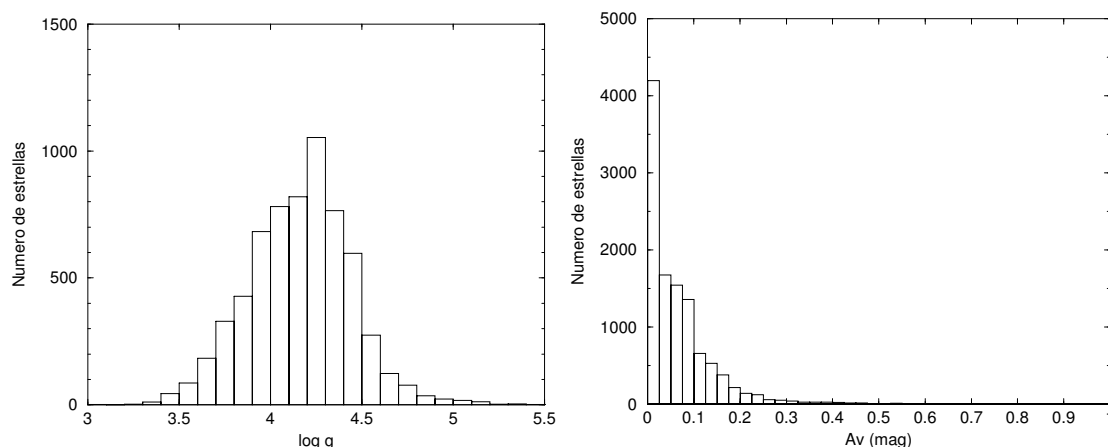


Figura 2.17: Histogramas de las distribuciones de gravedad superficial (izquierda) y absorción interestelar (derecha)

2.6. Absorción interestelar

Aunque un 70 % de las estrellas de la muestra se encuentra a una distancia inferior a los 100 pc y un 90 % a una distancia inferior a 200 pc, hemos corregido del exceso de color de cada una de las estrellas, puesto que ello minimiza la incertidumbre en el cálculo de los parámetros físicos, como la metalicidad, la temperatura efectiva o la gravedad superficial.

El enrojecimiento no afecta por igual a todas las longitudes de onda, estando las bandas infrarrojas menos afectadas que las ópticas y las ultravioletas. Esto es debido a la naturaleza de la materia interestelar, formada por gas y polvo. Mientras el primero provoca una absorción selectiva a ciertas longitudes de onda que prácticamente no modifica los índices de color, el segundo absorbe y dispersa la luz, de una forma más eficaz cuanto menor es la longitud de onda de la misma. A modo de ejemplo, damos en la tabla 2.7 las relaciones entre las absorciones para cada uno de los filtros Johnson, tomando como unidad la absorción en la banda V de Johnson. El exceso de color puede ser entonces calculado por ejemplo a partir de la relación $A_V = 3.15E(B - V)$. Para el caso de los filtros Strömgren es más práctico utilizar las relaciones entre los excesos de los diferentes índices: $E(c_1) = 0.18E(b - y)$, $E(m_1) = -0.33E(b - y)$; más $E(b - y) = 1/4.28A_V$. Todas estas relaciones dependen ligeramente del tipo espectral (Crawford y Mandewewala 1976), por lo que hemos adoptado un valor medio para los tipos espectrales que nos ocupan.

Tabla 2.7: Ley de absorción adoptada (Schaifers y Voigt 1982)

$A_V = 3.15E(B - V)$
$A_U = 1.58A_V$
$A_B = 1.31A_V$
$A_R = 0.73A_V$
$A_I = 0.52A_V$
$A_J = 0.30A_V$
$A_H = 0.24A_V$
$A_K = 0.15A_V$

En la práctica, el método más preciso para el cálculo del exceso de color consiste en la aplicación de calibraciones fotométricas (ver Masana 1994). En el presente trabajo hemos utilizado las calibraciones basadas en la fotometría Strömgren-Crawford. Dependiendo del índice β de la estrella hemos aplicado la calibración de Crawford (1979) ($\beta \geq 2.72$), Crawford (1975) ($2.72 > \beta \geq 2.65$) o Moon y Dworetsky (1985b) ($\beta < 2.65$). Los errores en $E(b - y)$ utilizando estas calibraciones son del orden de 0.01 mag. En caso de no poder utilizar estas calibraciones (40 % de las estrellas), bien por no disponer de la fotometría *uvby* - β completa o por encontrarse la estrella fuera del rango de validez de las mismas, se ha usado el modelo de absorción interestelar de Arenou et al. (1992). Este modelo se explica con más detalle en el capítulo 4.

El histograma de los valores de A_v resultantes se muestra en la figura 2.17.

2.7. Diagramas color-color

Presentamos en esta sección algunos diagramas color-color de las estrellas de la muestra de trabajo. Estos diagramas son útiles para determinar el comportamiento de los diferentes colores fotométricos respecto tanto de la temperatura efectiva como de la metalicidad. En todos los diagramas hemos representado los colores intrínsecos, es decir, libres de enrojecimiento, y hemos diferenciado 4 grupos de estrellas de acuerdo a su metalicidad. Las relaciones estándares son las dadas por Johnson (1966)

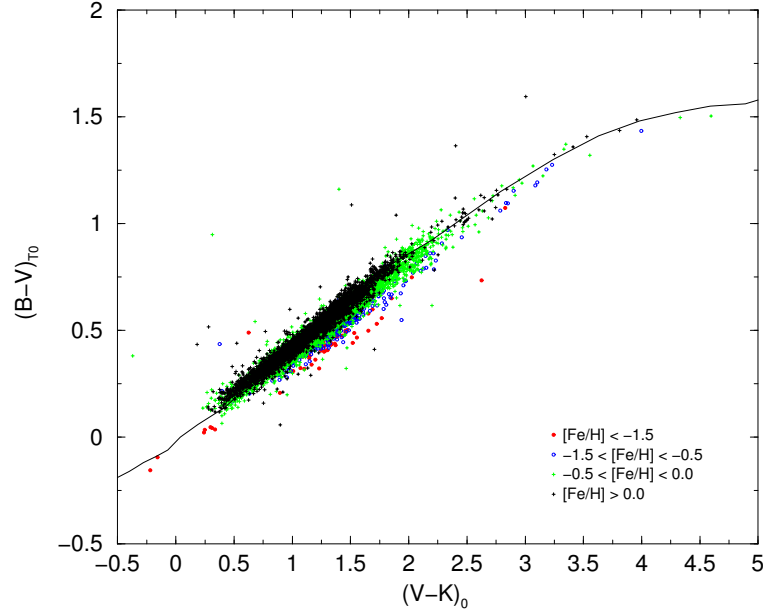


Figura 2.18: Diagrama $(V - K)_0 - (B - V)_{T0}$ de la muestra. Línea continua: secuencia principal dada en Johnson (1966)

para el color $(B - V)$ y por Bessell y Brett (1988) para los colores JHK . Estas últimas han sido transformados al sistema *2MASS* utilizando las calibraciones dadas por Carpenter (2001). Todos los colores han sido corregidos de absorción.

Tal y como veremos en la sección 3.3, $(V - K)$ es un buen indicador de la temperatura efectiva, a la vez que presenta muy poca dependencia con la metalicidad. Hemos representado (figuras 2.18 y 2.19) diferentes diagramas color-color en que uno de los ejes es $(V - K)$, pudiendo estudiar de esta forma el comportamiento de los otros colores respecto a los parámetros mencionados.

En la figura 2.18 se representa el diagrama $(V - K) - (B - V)$ de la muestra. Como se verá en la sección 3.3, $(B - V)$ se puede considerar un buen indicador de temperatura, si bien presenta una alta dispersión respecto a $(V - K)$ debido a encontrarse afectado por la metalicidad.

Respecto a los colores derivados de las magnitudes JHK (figura 2.19), $(J - K)$ presenta también una fuerte correlación con $(V - K)$ y por tanto con la temperatura, con poca dependencia de la metalicidad. En cambio $(H - K)$ se muestra poco sensible a la temperatura, presentando el diagrama $(V - K) - (H - K)$ escasa correlación.

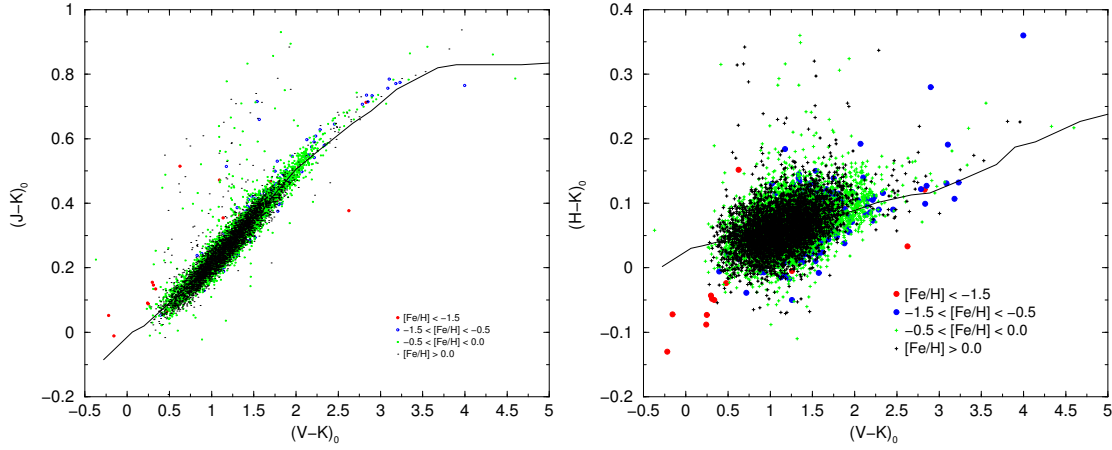


Figura 2.19: Diagramas $(J - K)_0 - (V - K)_0$ y $(H - K)_0 - (V - K)_0$ de la muestra. Línea continua: relación para la secuencia principal dada en Bessell y Brett (1988)

Esta falta de dependencia mostrada por la figura 2.19 se ve favorecida por el estrecho rango de variación de $(H - K)$ (entre 0.0 y 0.15 mag en nuestro caso), tan sólo un orden de magnitud por encima del error observacional típico.

2.8. Magnitudes absolutas y diagrama HR

El diagrama HR de las estrellas de la muestra se presenta en la figura 2.20, separado en cuatro rangos de metalicidad. Las magnitudes absolutas M_v se han obtenido a partir de las paralajes del catálogo *Hipparcos* :

$$M_v = m_v + 5 \log \pi + 5 - A_v \quad (2.16)$$

$$A_v = 4.28E(b - y) = 3.15E(B - V) \quad (2.17)$$

siendo A_v la absorción interestelar determinada según se ha descrito en la sección 2.6.

La magnitud absoluta tiene un error asociado σ_{M_v} :

$$\sigma_{M_v} = \sqrt{(\sigma_{m_v})^2 + \left(5 \log e \frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)^2 + (\sigma_{A_v})^2} \quad (2.18)$$

Los errores en m_v y A_v son del orden de 0.01 mag, por lo cual la principal

contribución al error de M_v es el error correspondiente a la paralaje. Así, una estrella con un error relativo en π del 20 % posee un error en M_v ligeramente superior a las 0.4 mag. Por claridad, en la figura 2.20 tan sólo se han representado las barras de error para el grupo de más baja metalicidad, que es a su vez el que tiene los mayores errores en M_v . La correlación entre el error en la magnitud absoluta y la metalicidad es fácilmente explicable si tenemos en cuenta que, en promedio, las estrellas menos metálicas son las que se encuentran más alejadas del Sol, y por tanto las que poseen un error relativo en la paralaje más elevado.

Pese a la alta precisión de los datos *Hipparcos*, hay que tener en cuenta que un error de 1 mas en la paralaje implica un error del 20 % en distancia para estrellas situadas a 200 pc, similar al obtenido con calibraciones fotométricas, cuyo error típico es de 0.25 mag. Afortunadamente ya hemos visto que nuestra muestra está principalmente formada por estrellas situadas en el entorno solar y que más de un 85 % de las estrellas tienen un error relativo en la paralaje inferior al 20 %.

La secuencia definida por cada grupo depende, como era de esperar, de la metalicidad. Vemos que los diversos procesos de selección aplicados en la construcción de la muestra han alterado el diagrama HR respecto al presentado en la figura 2.6. En particular han desaparecido gran parte de las estrellas que aparecían muy apartadas de la secuencia principal en la figura 2.6. Estas estrellas, mayoritariamente lejanas y débiles y con elevados errores de la paralaje, acostumbra a estar peor estudiadas y a tener menor probabilidad de poseer medidas de metalicidad.

En el capítulo 5 se discutirá con detalle la determinación de la magnitud absoluta a partir de la diversa información que poseemos de la estrella, por lo que los diagramas de la figura 2.20 deben considerados como una simple referencia.

2.9. Descripción del catálogo resultante

La muestra que hemos descrito en este capítulo ha dado lugar a un catálogo con 11196 entradas que contiene información astrométrica y fotométrica, así como los parámetros físicos más relevantes. El catálogo incluye además el error de cada uno de los valores reseñados y la fuente de procedencia, en el caso de que pueda existir más de una. La tabla 2.8 resume esta información.

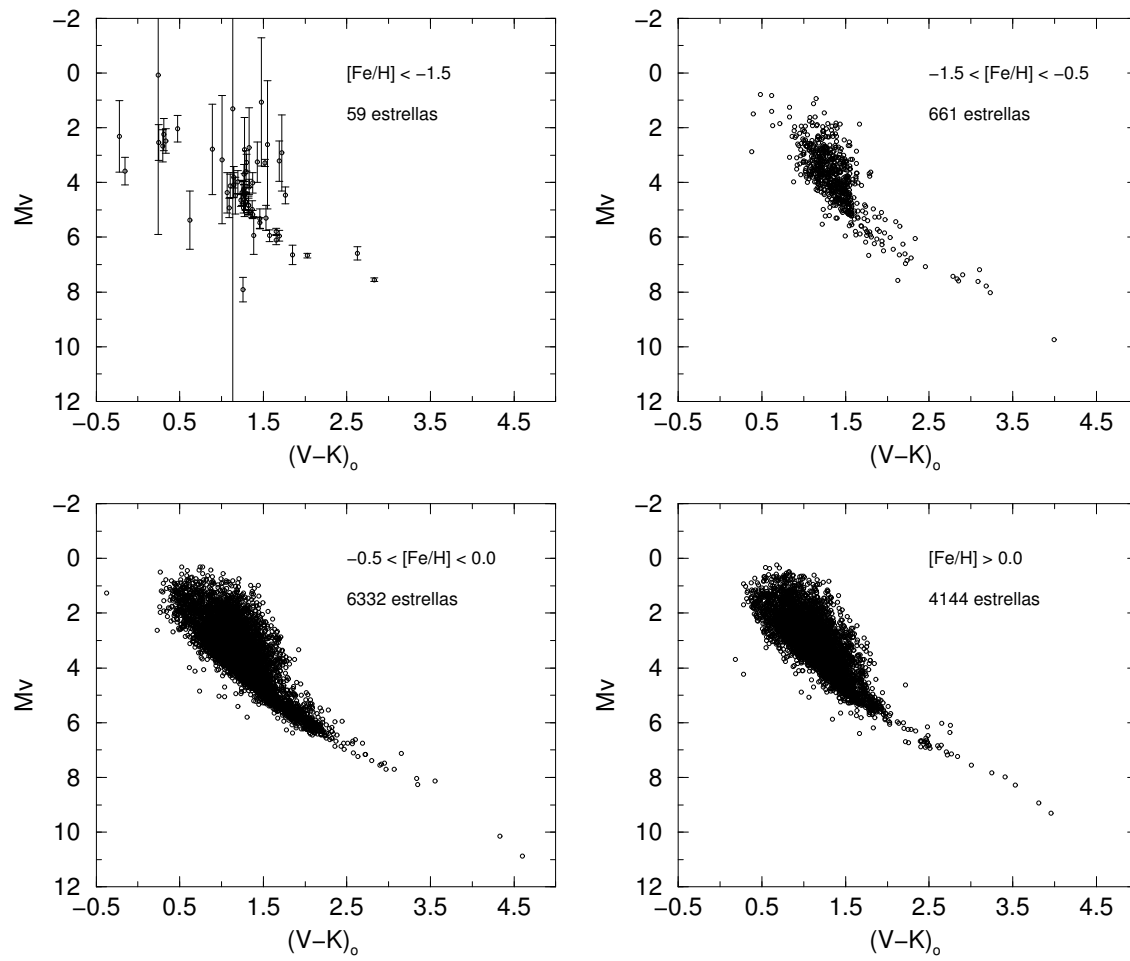


Figura 2.20: Diagrama HR de las estrellas de la muestra separado por grupos de metalicidad

Tabla 2.8: Resumen de la información contenida en el catálogo derivado de la muestra. El catálogo incluye además el error asignado a cada parámetro

	Parámetro	Fuente
ASTROMETRÍA	(α, δ) (μ_α, μ_δ) π	<i>Hipparcos</i> (ESA 1997)
	V_r	Diversos catálogos
FOTOMETRÍA	BV	Hauck y Mermilliod (1998) <i>Hipparcos</i> (ESA 1997)
	JHK	<i>2MASS</i> Observaciones propias
	$uvby - \beta$	Hauck y Mermilliod (1998) Observaciones propias
PARÁMETROS FÍSICOS	$[Fe/H]$	Cayrel de Strobel et al. (2001) Calibraciones fotométricas
	A_v	Arenou et al. (1992) Calibraciones fotométricas
	$\log g$	Calibraciones fotométricas
	T_{ef}, θ, CB	Ver capítulo 3

