

6 Análisis de las componentes galácticas

A lo largo de los capítulos anteriores hemos visto como obtener tanto las temperaturas y correcciones bolométricas de la muestra (capítulo 3) como una estimación de la distancia (y por tanto de la magnitud absoluta) corregida de sesgos observacionales para cada una de las estrellas de nuestra muestra (sección 5.4). Por otra parte, el propio método de máxima verosimilitud nos ha permitido clasificar las estrellas en las diferentes componentes estelares presentes en el entorno solar (disco delgado, disco grueso y halo), identificando además diversas subcomponentes dentro del disco delgado.

El ajuste realizado nos ha permitido también caracterizar diversos aspectos de las poblaciones, en particular su magnitud absoluta, su cinemática y sus distribuciones de metalicidad y color, así como poder estimar los sesgos observacionales de la muestra.

En este capítulo realizaremos en primer lugar un análisis de la metalicidad obtenida para cada una de las componentes. Este parámetro es necesario para poder seguidamente calcular las edades, a través de los respectivos diagramas HR y el uso de un conjunto de isócronas teóricas. Por último analizaremos las calibraciones de magnitud absoluta y la cinemática obtenida, con un especial interés en las posibles relaciones de ésta última con la metalicidad y la edad.

6.1. Diagramas HR de las componentes estelares

Los diagramas HR de las poblaciones en el plano temperatura efectiva - luminosidad sintetizan todo el trabajo descrito hasta el momento. Mientras el método desarrollado en el capítulo 3 nos permite obtener unas temperaturas efectivas precisas, el ajuste por máxima verosimilitud (capítulos 4 y 5) proporciona una estimación individual de la distancia corregida de sesgos observacionales. Esta distancia permite derivar una magnitud absoluta que, junto con la corrección bolométrica (también calculada en el capítulo 3), nos permitirá obtener la magnitud absoluta bolométrica. La luminosidad de la estrella puede ser derivada a partir de esta última¹.

La utilización del plano temperatura efectiva - luminosidad hace posible utilizar isócronas teóricas, resultado de los cálculos de estructura y evolución estelar, para la determinación de edades. Alternativamente, podrían transformarse las isócronas del plano teórico al observacional, pero estas transformaciones no suelen ser sencillas.

Antes de proceder a la determinación de edades hemos de mencionar que, aún utilizando un estimador no sesgado de la distancia, los diagramas HR obtenidos estarán sesgados, en el sentido de que contendrán en promedio más estrellas brillantes de la población que estrellas débiles. Así pues, lo que realmente podremos determinar es la edad de la muestra y no la de la población. Ahora bien, la determinación de la edad de cada componente se hace principalmente en base a la temperatura de su *turn-off*, la cual no está afectada por ningún sesgo observacional, siendo el papel de la luminosidad muy poco importante. Por ello podemos suponer que la edad obtenida ajustando isócronas al diagrama HR de cada componente estelar es totalmente representativa de la edad de la correspondiente población base.

6.2. Composición química

Además de la edad, el parámetro principal que caracteriza una isócrona es la composición química. Ésta se suele describir a través de la metalicidad y de la abundancia relativa de los llamados elementos α (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca y Ti). En general, no existe demasiada dispersión en las abundancias individuales de cada uno

¹Equivalentemente, el semidiámetro angular calculado tal y como se describe en el capítulo 3, permite determinar el radio de la estrella y, consecuentemente, su luminosidad.

de estos elementos, por lo que como segundo parámetro de la composición química se utiliza la abundancia media $[\alpha/Fe]$.

La metalicidad de las isócronas utilizadas en la determinación de la edad de cada una de las componentes galácticas será la obtenida en el capítulo 5. Estos valores, junto con los dados en varios trabajos que han estudiado la metalicidad de las diferentes componentes galácticas, se muestran en la tabla 6.1.

Aunque el rango de metalicidades de las estrellas del disco grueso es muy amplio, $-2.2 \leq [Fe/H] \leq -0.5$ (Chiba y Beers 2000), vemos que la mayoría de autores le asignan una metalicidad alrededor de -0.6. En realidad, la mayoría de estrellas tienen $[Fe/H] \geq -1.2$ dex y sólo recientemente se han descubierto estrellas menos metálicas con cinemática típica del disco grueso.

La mayor parte de las estrellas del halo tienen valores de $[Fe/H]$ comprendidos entre -2.5 y -1.0, con una pocas estrellas con metaliciades inferiores a -2.5. En el caso del halo es especialmente difícil encontrar valores promedio de su metalicidad, hablándose por lo general del límite superior. Algo similar ocurre con el disco delgado, donde se acepta que las metalicidades oscilan entre valores de -0.5 y +0.3, dependiendo de la edad y lugar de formación.

Teniendo en cuenta las dispersiones dentro de cada componente y la dificultad de obtener valores de $[Fe/H]$ con precisiones mejores que 0.15 dex, se puede decir que en general la mayoría de trabajos son compatibles entre sí, en especial el caso del disco grueso y el halo. En lo que se refiere al disco delgado, cabe señalar que cada autor ha definido subcomponentes en base a criterios distintos y por tanto que las metalicidades promedio de cada una de ellas no son directamente comparables. Lo que sí es importante hacer notar que todos los autores encuentran subcomponentes con metalicidades ligeramente diferentes, al igual que en nuestro caso.

A diferencia de la metalicidad, la cual puede ser determinada a través de métodos fotométricos, $[\alpha/Fe]$ sólo se puede calcular en base a observaciones espectroscópicas. Esto provoca que las estrellas de nuestra muestra no dispongan de estimaciones de $[\alpha/Fe]$, debiendo recurrir a estimaciones dadas por otros autores de la abundancia de elementos α de cada componente. Como vemos en la figura 6.1, una variación de $[\alpha/Fe]$ de 0.3 a 0.6 provoca que la secuencia principal sea más luminosa y que el *turn-off* de la isócrona se desplace a una temperatura más fría, afectando por consiguiente a la determinación de la edad, pero en menor medida que la metalicidad.

Los modelos de evolución química de la Galaxia predicen bajas metalicidades y valores altos de $[\alpha/Fe]$ para los primeros estadios de la evolución de la Galaxia, cuando la producción de elementos pesados era debida únicamente a las supernovas tipo II. Las precursoras de estas supernovas fueron estrellas muy masivas con un tiempo de evolución muy breve, que empezaron a explotar mucho antes que lo hiciesen las supernovas de tipo Ia, originadas a partir de estrellas menos masivas que forman parte de sistemas binarios. Las SN II expulsan al medio interestelar básicamente elementos α , mientras que las SN Ia expulsan elementos del pico del hierro (V, Cr, Mn, Fe, Co y Ni). El enriquecimiento del medio en elementos α debido a las SN II se fue progresivamente compensando con los elementos del pico del hierro originados en las SN Ia, una vez éstas empezaron a explotar, de manera que el valor de $[\alpha/Fe]$ disminuye, en términos generales, a medida que nos acercamos al momento actual (ver Jordi et al. (2002) para una discusión más detallada).

Dado que las diferentes componentes galácticas se formaron en épocas y escenarios distintos, es de esperar (y así se ha observado) que presenten diferentes abundancias de elementos α , de la misma forma que presentan diferentes valores de $[Fe/H]$.

Las estrellas del halo son pobres en metales y tienen valores de $[\alpha/Fe]$ relativamente altos, mientras que en el caso del disco delgado es al contrario ($[Fe/H]$ altos y $[\alpha/Fe]$ próximos a cero). El disco grueso se encontraría en una posición intermedia, debido a su formación durante las primeras etapas del disco delgado.

El valor de $[Fe/H]$ para el cual $[\alpha/Fe]$ empieza a decrecer varía según la tasa de formación estelar (SFR) considerada para cada población (Maeder 1999; Nissen 1999), variando entre $[Fe/H] = -1$ para el halo, y $[Fe/H] = -0.6, -0.4$ para los discos grueso y delgado, respectivamente. Estos valores son, sin embargo, aún objeto de discusión.

Hay que mencionar que el escenario descrito presenta excepciones y se han descubierto algunas estrellas del halo con $[Fe/H] \approx 0.0$, que podrían corresponder a estrellas acretaadas de galaxias enanas con una evolución química diferente a la del halo de nuestra galaxia (Nissen y Schuster 1997).

Tabla 6.1: Valores de la metalicidad para las diferentes componentes estelares galácticas del entorno solar

Autor	$\langle [Fe/H] \rangle$	Notas
Disco delgado		
Freeman y Bland-Hawthorn (2002)	(-0.5, 0.3)	
Fuhrmann (2004)	-0.007, -0.074	Según la componente
Este trabajo	0.06, -0.07, -0.19 (±0.05, ±0.10, ±0.25)	Según la componente
Disco grueso		
Gilmore y Wyse (1985)	-0.6	
Carney et al. (1989)	-0.5	
Gilmore et al. (1995)	-0.7	
Bell (1996)	-0.36 ± 0.06	
Robin et al. (1996)	-0.7±0.2	
Buser et al. (1998)	-0.6	
Fuhrmann (2004)	-0.562	
Este trabajo	-0.63 ±0.23	
Halo		
Laird et al. (1988)	-1.6	
Norris (1986)	< -1.2	Objetos trazadores del halo
Este trabajo	-1.51 ±0.58	

6.3. Determinación de edades

De las isócronas teóricas actualmente disponibles, tan solo las de Bergbusch y Vandenberg (2001) consideran diferentes abundancias de elementos α . Este conjunto de isócronas está calculado para $[\alpha/Fe] = 0.0, 0.3$ y 0.6 y 17 valores de $[Fe/H]$ comprendidos entre -2.31 y -0.3, adaptándose perfectamente a las propiedades del halo y del disco grueso.

Para el disco delgado las isócronas de Bergbusch y Vandenberg no son útiles por no alcanzar metalicidades solares. En su lugar hemos utilizado las isócronas del grupo de Padova (Girardi et al. 2000). Este conjunto de isócronas se presenta para 6 composiciones químicas iniciales: $[Z = 0.0004, Y = 0.23]$, $[Z = 0.001, Y = 0.23]$,

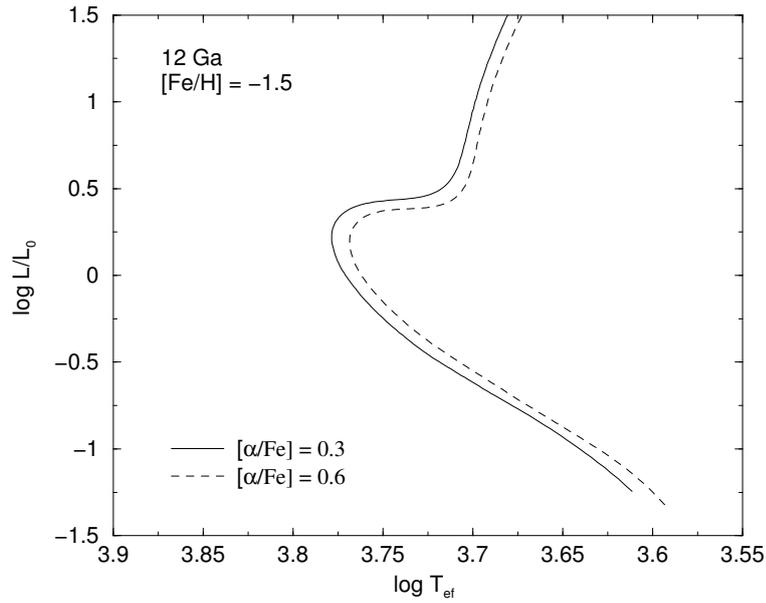


Figura 6.1: Efecto de la variación de α en las isócronas

$[Z = 0.004, Y = 0.24]$, $[Z = 0.008, Y = 0.25]$, $[Z = 0.019, Y = 0.273]$ (composición solar) y $[Z = 0.03, Y = 0.30]$ ²; correspondientes a valores de $[Fe/H] = -2.28, -1.68, -1.28, -0.68, -0.38, 0.00$ y 0.20 , respectivamente.

Otros parámetros que caracterizan las isócronas, como la longitud de mezcla, suelen estar fijados para todo el conjunto de isócronas y no serán objeto de discusión en este trabajo.

6.3.1. Halo

En primer lugar debemos adoptar un valor de $[\alpha/Fe]$ para las estrellas del halo. Bergbusch y Vandenberg (2001) han comparado sus isócronas teóricas con una pequeña muestra de estrellas subenanas del halo pertenecientes al catálogo *Hipparcos*. En general, el acuerdo es bueno si se toman las isócronas con $[\alpha/Fe] = 0.3$. Asumiremos pues que nuestra muestra de estrellas del halo tiene este valor de $[\alpha/Fe]$.

Dada la metalicidad obtenida para el halo por máxima verosimilitud (-1.51, con

²Recordemos que Z e Y son, respectivamente, las abundancias relativas en masa de los metales y helio que componen la estrella

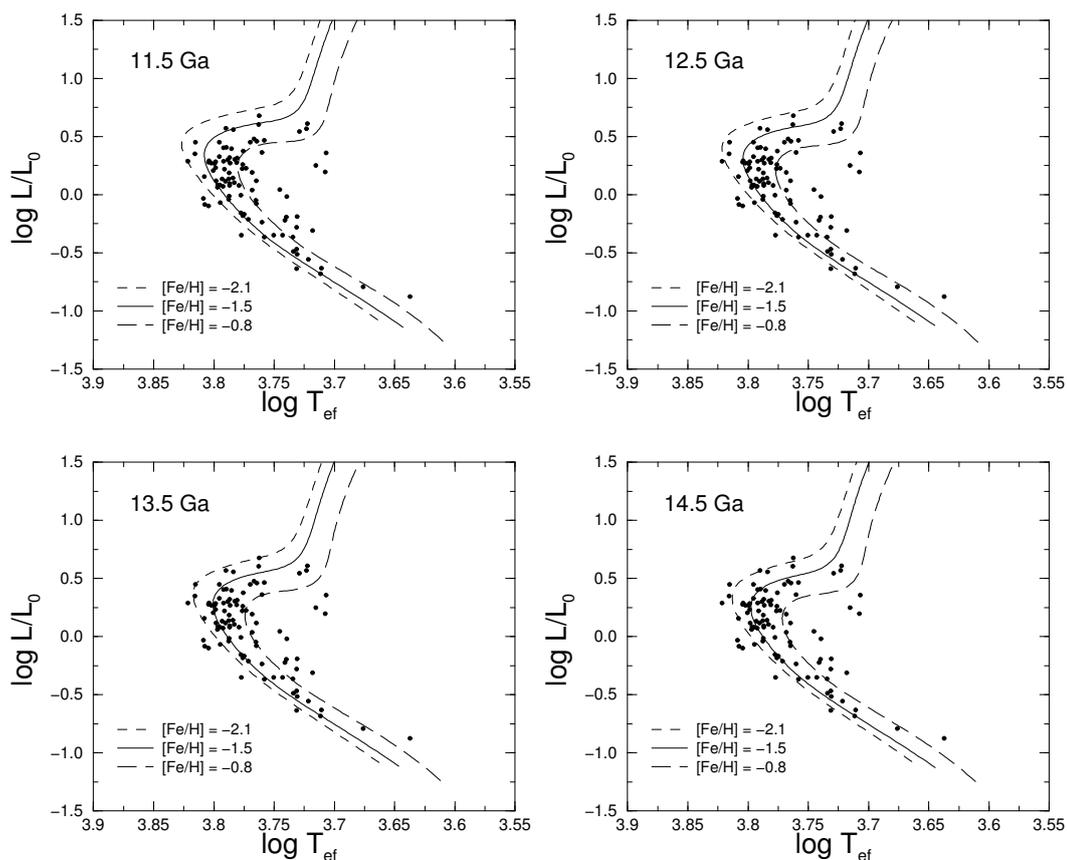


Figura 6.2: Ajuste de las isócronas de Bergbusch y Vandenberg (2001) a las estrellas del halo. Se muestran isócronas de cuatro edades diferentes con tres metalicidades cada una, correspondientes a $[Fe/H]$ y $\overline{[Fe/H]} \pm \sigma$. En todos los casos $[\alpha/Fe] = 0.3$

una dispersión de 0.58, tabla 5.7), hemos representado en la figura 6.2 las estrellas de esta componente junto con tres isócronas correspondientes a $[Fe/H] = -2.1, -1.5$ y -0.8 (aproximadamente $\overline{[Fe/H]} - \sigma, [Fe/H]$ y $\overline{[Fe/H]} + \sigma$), para 10.5, 11.5, 12.5 y 13.5 Ga.

Observamos que la muestra de estrellas puede ser interpretada como una única población con una edad de entre 12.5 y 13.5 Ga. El rango de metalicidades considerado da cuenta de gran parte de la dispersión observada en la posición de las estrellas dentro del diagrama HR. En la figura 6.3 se muestran los errores observacionales junto con la isócrona de 13.0 Ga.

Nuestra estimación de edad entre 12.5 y 13.5 Ga es perfectamente compatible con las obtenidas en diferentes trabajos a partir también de distintos tipos de objetos

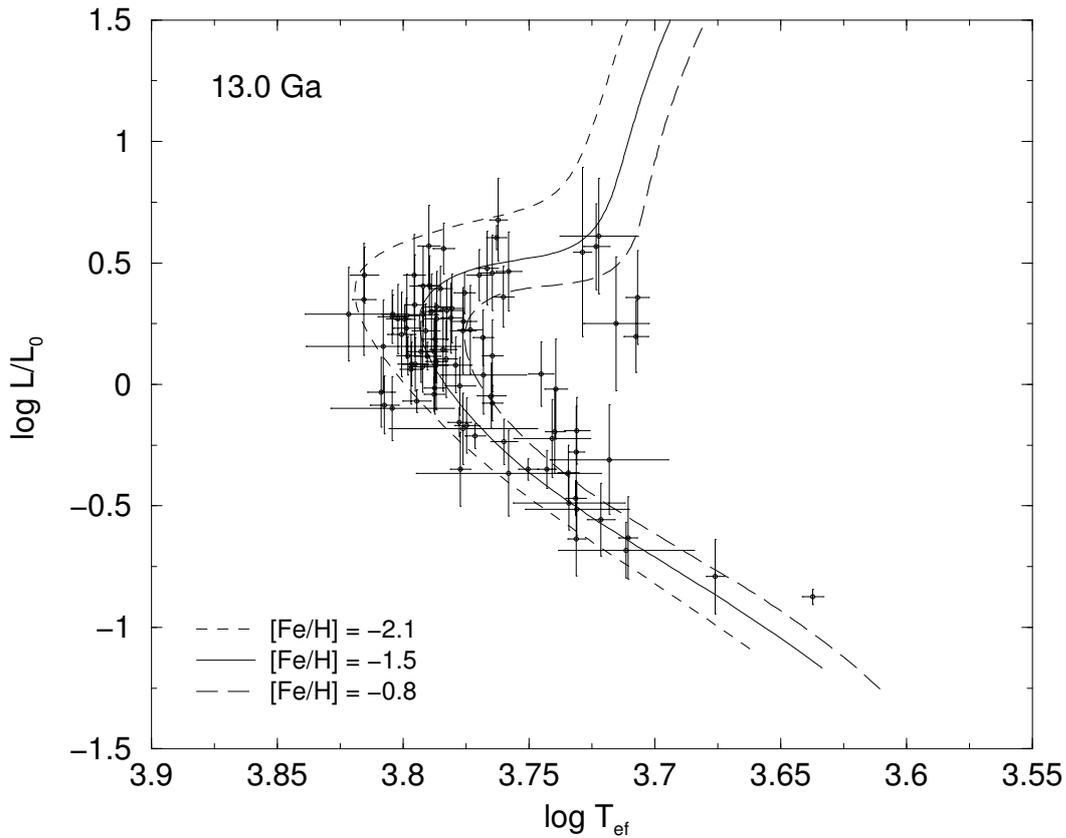


Figura 6.3: Ajuste de tres isócronas de 13.0 Ga y $[\alpha/Fe] = 0.3$ de diferente metalicidad $(\overline{[Fe/H]})$ y $(\overline{[Fe/H]} \pm \sigma)$ a las estrellas del halo. Se muestran los errores observacionales

(cúmulos globulares, variables RR Lyrae, ...): 8.5-13.3 Ga (Gratton et al. 1997); 11-13 Ga (Reid 1998); 10.2-12.8 Chaboyer et al. (1998). El valor medio de la edad del halo y de los cúmulos globulares obtenido a partir de 8 trabajos independientes es de 12.2 ± 0.5 (Lineweaver 1999).

6.3.2. Disco grueso

El disco grueso, descubierto por Gilmore y Reid (1983) a partir del perfil de densidad vertical de las estrellas del disco, es posiblemente la componente galáctica que presenta mayor complicación a la hora de ser interpretada. Diferentes episodios de acreción de satélites sobre el disco galáctico habrían *calentado* éste provocando la aparición de estructuras con alturas patrón sobre el plano galáctico mayores

que las del disco (Quinn y Goodman 1986; Walwer et al. 1996). Según Freeman y Bland-Hawthorn (2002), lo que normalmente se conoce como disco grueso sería debido a uno sólo de estos episodios de acreción, al principio de la vida del disco delgado. Otros procesos, como el calentamiento debido a brazos espirales transitorios (Dehnen 2000; Sellwood 1999), habrían originado más recientemente subestructuras dentro del disco grueso. Todos estos episodios estarían también reflejados en la cinemática del disco grueso, la cual presentaría discontinuidades (Freeman 1991). Más recientemente, Abadi et al. (2003) han propuesto que una gran parte de las estrellas que forman el disco grueso proviene de las propias galaxias acretadas, hipótesis que parece estar avalada por el análisis de la galaxia enana de Canis Majoris llevado a cabo por Martin et al. (2004).

Como hemos visto en el capítulo 5, en este trabajo hemos modelizado las estrellas del disco grueso como pertenecientes a una única componente estelar, ya que el escaso número de estrellas de la muestra pertenecientes a él no permitía separarlo en diferentes subcomponentes.

Las isócronas utilizadas para determinar la edad del disco grueso son las de Bergbusch y Vandenberg (2001), con un valor de $[\alpha/Fe] = 0.3$. Si bien sabemos que la abundancia de elementos α disminuye progresivamente con el aumento de la metalicidad, y deberíamos por tanto utilizar unas isócronas con un valor de $[\alpha/Fe]$ inferior al usado en el caso del halo, el valor de 0.3 es, de los tres valores disponibles (0.0, 0.3 y 0.6), el que más próximo a $[\alpha/Fe] = 0.2$, valor promedio para la abundancia de elementos α del disco grueso (Jordi et al. 2002). El diagrama HR de las estrellas de nuestra muestra clasificadas como disco grueso junto con las isócronas correspondientes a 9, 10, 11 y 12 Ga se muestra en la figura 6.4. Las metalicidades representadas ($[Fe/H] = -0.8, -0.6$ y -0.2) se corresponden aproximadamente al valor promedio obtenido en el ajuste por máxima verosimilitud ($\overline{[Fe/H]} = -0.63$) y $\overline{[Fe/H]} \pm \sigma$ (con $\sigma = 0.23$).

Vemos que el mejor ajuste se obtiene para edades entre los 10 y los 12 Ga, si bien la dispersión observada no parece poder ser explicada en su totalidad por la dispersión en metalicidad, existiendo algunas estrellas con edades que podrían ser superiores a los 12 Ga y otras claramente más jóvenes a los 10 Ga. Estas estrellas podrían proceder de episodios de acreción distintos al episodio principal que originó el disco grueso. Así pues, nuestro resultado indica que el disco grueso tiene un rango de edades no demasiado amplio y claramente más joven que el halo.

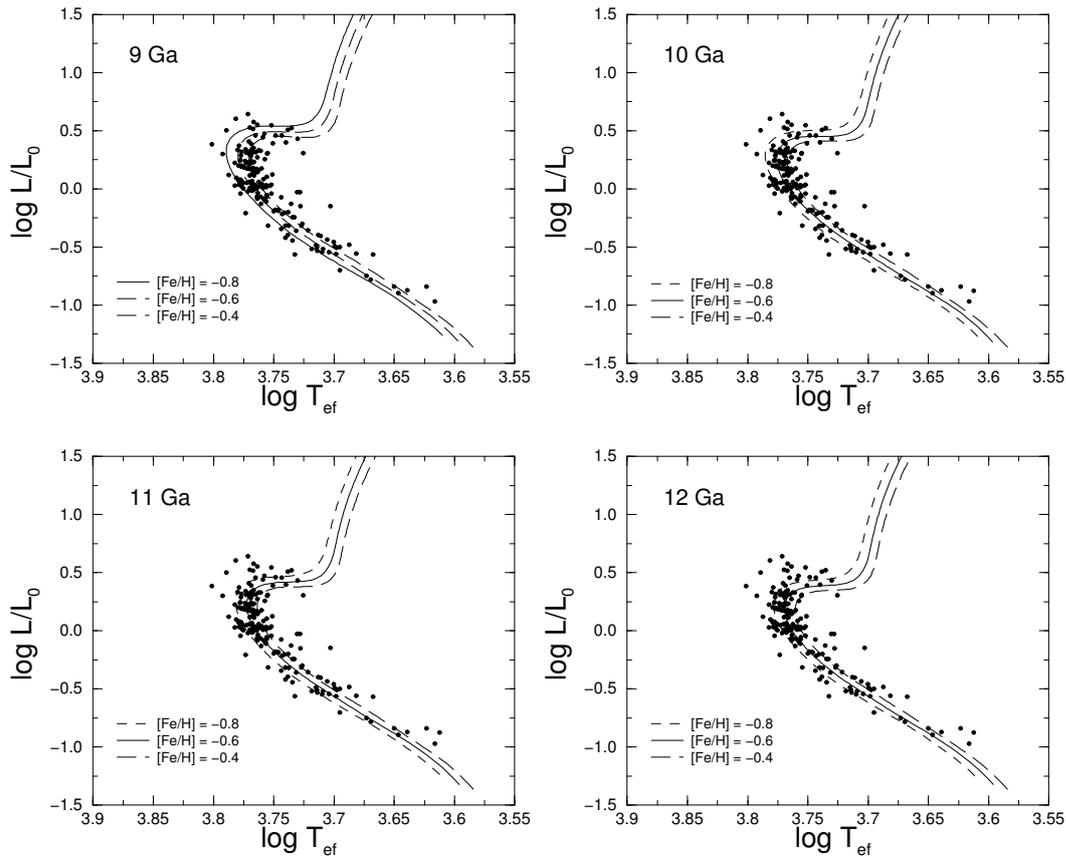


Figura 6.4: Ajuste de las isócronas de Bergbusch y Vandenberg (2001) ($[\alpha/Fe] = 0.3$ a las estrellas del disco grueso. Se muestra las isócronas de cuatro edades diferentes con tres metalicidades cada una, correspondientes a $\overline{[Fe/H]}$ y $\overline{[Fe/H]} \pm \sigma$.

En la literatura encontramos un gran número de estimaciones diferentes para la edad del disco grueso. Así por ejemplo, en el escenario propuesto por Freeman y Bland-Hawthorn (2002) su edad sería superior a los 10 Ga. Si aceptamos que ciertos cúmulos globulares como 47 Tuc están asociados con el disco grueso, podríamos estimar la edad de éste a partir de la edad de dichos cúmulos (12.5 ± 0.5 Ga, para 47 Tuc; Liu y Chaboyer 2000). Por su parte, Quillen y Garnett (2001) obtiene una edad de 9 Ga a partir de la cinemática, mientras que consideraciones químicas datan el disco grueso en edades entre los 8 Ga (Ibukiyama y Arimoto 2002) y los 13 Ga Pettinger et al. (2001).

6.3.3. Disco delgado

Para la determinación de las edades en el disco delgado se han utilizado el conjunto de isócronas de Padova, con un valor de $[\alpha/Fe] = 0.0$.

En las figuras 6.5 y 6.6 hemos representado el diagrama HR de cada una de las tres subcomponentes del disco junto con un conjunto de isócronas comprendidas entre $\log(\text{edad}) = 8.75$ y 10.25 . Para las componentes I y II se han utilizado las isócronas de metalicidad solar, por ser la metalicidad más próxima al valor promedio obtenido por máxima verosimilitud. La dispersión de metalicidad en los dos casos es muy pequeña, por lo que ambas componentes están bien representadas por dicha metalicidad. En el caso de la componente III la metalicidad obtenida fue $[\overline{Fe/H}] = -0.19$, justo a mitad de camino entre dos de los valores para los cuales se dan las isócronas de Padova. Además, en este caso la dispersión obtenida es relativamente alta ($\sigma_{[Fe/H]}=0.25$). Por todo ello hemos representado en la figura 6.6 las isócronas correspondientes a $[Fe/H]=-0.38$ y 0.00 , que aproximadamente se corresponden a $[\overline{Fe/H}] \pm \sigma_{[Fe/H]}$.

En el caso del disco delgado, al contrario que en el halo y en el disco grueso, no podemos obtener edades promedio, puesto que al haber eliminado de la muestra todos los tipos espectrales más calientes que el F, hemos eliminado muchas de las estrellas más jóvenes. A partir de la figuras 6.5 y 6.6 podemos obtener las isócronas que mejor ajustan al *turn-off* de cada una de las tres subcomponentes, lo cual nos dará una cota máxima para la edad de cada una de ellas.

Tanto para la componente I como para la componente II la edad del *turn-off* está comprendida entre los 5.6 Ga ($\log(\text{edad}) = 9.75$) y los 10 Ga ($\log(\text{edad}) = 10.0$). En cambio para la componente III esta edad es algo superior a los 10 Ga. Analizando la estructura del *turn-off* vemos que esta subcomponente muestra una alta concentración de estrellas entre los 1.8 Ga ($\log(\text{edad}) = 9.25$) y los 10 Ga, con pocas estrellas por debajo de 1.8 Ga. En cambio, las componentes I y II tienen estrellas claramente por debajo de 1 Ga. La edad promedio de la tercera componente será por tanto ligeramente superior a las edades promedio de las componentes I y II.

A modo de resumen, la tabla 6.2 muestra las edades derivadas para cada componente, así como los colores del *turn-off*.

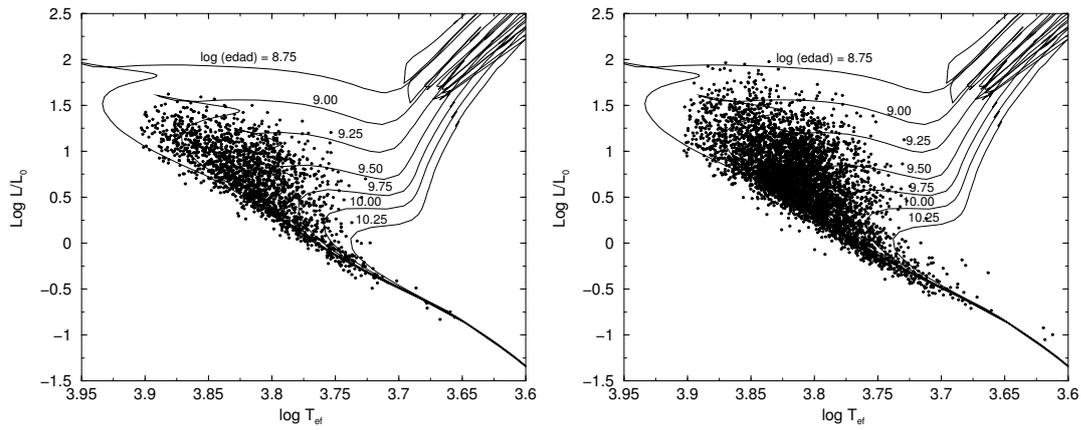


Figura 6.5: Ajuste de las isócronas de Padova a las estrellas de las componentes I (izquierda) y II (derecha) del disco delgado. Se muestran las isócronas entre $\log(\text{edad})=8.75$ y 10.25 para la metalicidad solar

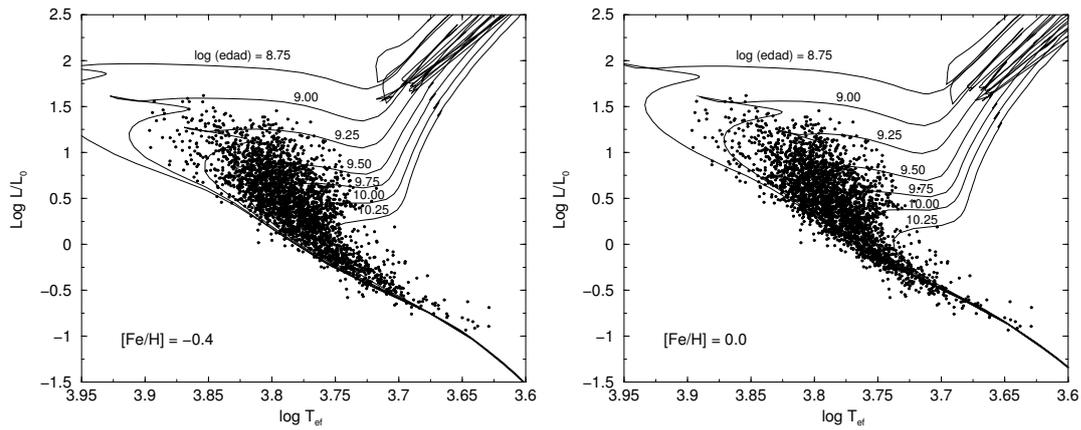


Figura 6.6: Ajuste de las isócronas de Padova a las estrellas de las componentes III del disco delgado. Se muestran las isócronas entre $\log(\text{edad})=8.75$ y 10.25 para una metalicidad de -0.38 (izquierda) y metalicidad solar (derecha) para las metalicidades de 0.0 y -0.4 dex

Tabla 6.2: Edades y colores del *turn-off* de las componentes galácticas

	D. delgado I	D. delgado II	D. delgado III	D. Grueso	Halo
Edad (Ga)	< 10.0	< 10.0	> 10.0	10.0-12.0	12.5-13.5
$(V - K)_{TO}$	0.95 ± 0.01	0.93 ± 0.01	1.43 ± 0.04	1.43 ± 0.01	1.32 ± 0.01

6.4. Calibración de magnitud absoluta

Nuestras calibraciones de magnitud absoluta están, dentro de las aproximaciones hechas en la modelización, corregidas de sesgos observacionales. En la figura 6.4 las hemos comparado con los valores dados en Schmidt-Kaler (1982), la cual está asimismo corregida del sesgo de Malmquist, para la clase de luminosidad V. Para transformar los tipos espectrales de Schmidt-Kaler en $(V - K)_0$ hemos utilizado la tabla 2.4.

Aunque a rasgos generales, el acuerdo entre ambas calibraciones es bueno, hay que tener en cuenta algunos factores que pueden originar las pequeñas discrepancias observadas:

- La modelización en dos segmentos de la relación magnitud-color adoptada en nuestro modelo es demasiado simple para reproducir con detalle los valores de Schmidt-Kaler.
- Al realizar esta comparación hemos de considerar que las dispersiones intrínsecas de la magnitud absoluta oscilan entre 0.6-0.7 mag en el extremo caliente de la calibración y 0.2-0.4 mag en el extremo frío.
- El escaso número de estrellas con $(V - K)_0 > 3.0$ es posiblemente la causa de que en este rango de temperaturas las diferencias sean mayores.
- La calibración de Schmidt-Kaler no es válida para estrellas pobres en metales, lo cual explicaría las mayores discrepancias observadas para la calibración del halo.
- El escaso número de estrellas del halo por encima de $(V - K)_0 = 1$ presentes en nuestra muestra puede conducir a valores poco precisos de la calibración en la zona más caliente de esta calibración.

Hemos de hacer notar que la calibración de magnitud absoluta está muy correlada con los sesgos observacionales en magnitud aparente y color, y con la distribución del propio color. No se debería descartar por tanto la utilización de modelos diferentes que pudiesen incluir estos efectos de correlación, y que es de esperar diesen calibraciones de la magnitud absoluta más precisas.

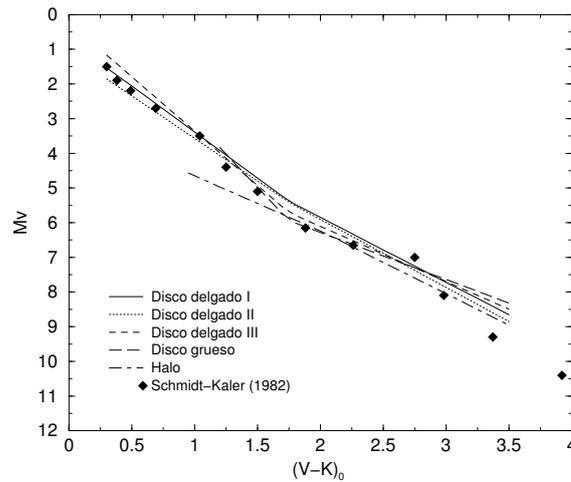


Figura 6.7: Comparación de las calibraciones obtenidas para cada componente galáctica con la calibración de Schmidt-Kaler (1982). En el primer caso se ha representado tan sólo el rango de temperaturas donde la calibración es válida

6.4.1. Análisis de la distancia más verosímil

La figura 6.4.1 muestra la comparación de la distancia más verosímil, calculada tal y como se ha explicado en la sección 5.4, con la distancia trigonométrica ($=1/\pi$) del catálogo Hipparcos de cada una de las estrellas de los diferentes grupos. Recordemos que, tal y como se ha explicado en la sección 4.5, la inversión de la paralaje conduce a una estimación sesgada de la distancia.

La diferencia entre ambas distancias no depende de la temperatura ni de la metalicidad en ninguno de los tres casos. Sin embargo sí que se observa una cierta estructura cuando se representan en función de la paralaje (panel superior). Por un lado, como era de esperar, las diferencias son mayores para las estrellas más alejadas. Estas estrellas son las que tienen los errores relativos de la paralaje trigonométrica más elevados, por lo que la distancia asignada por máxima verosimilitud puede diferir mucho de la correspondiente distancia trigonométrica. Recordemos que los errores observacionales tienen un importante papel en el ajuste (ver capítulo 4). A una estrella con un error nulo en la paralaje trigonométrica se le asignará el inverso de esta paralaje como la distancia más verosímil, mientras que a una estrella con un error grande se le asignará en general una distancia diferente en función de sus otros observables.

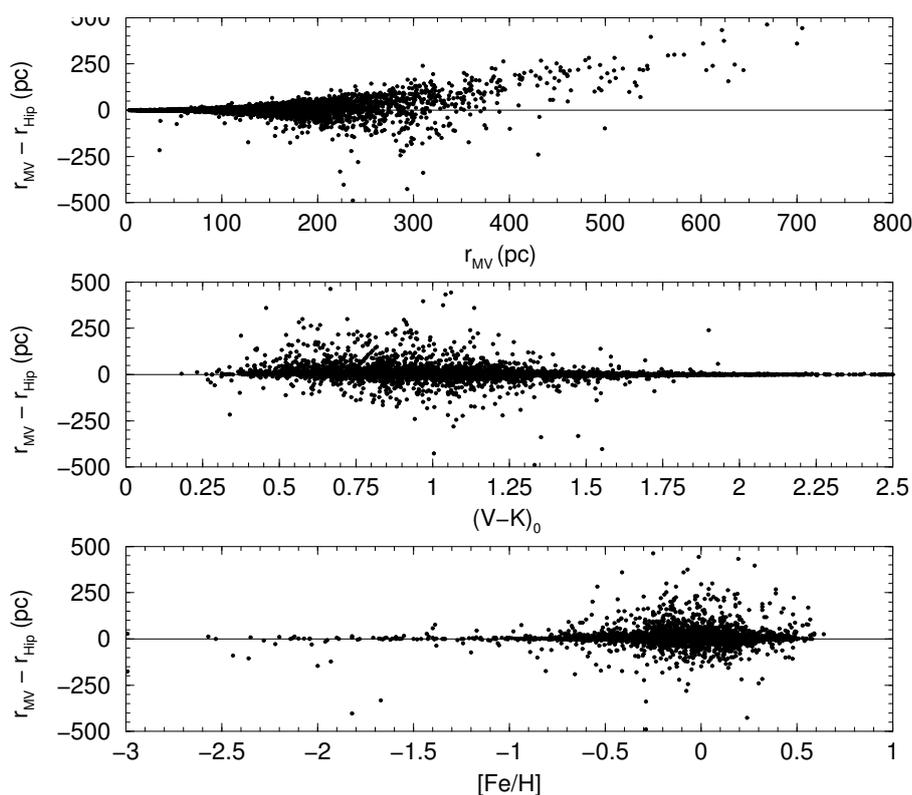


Figura 6.8: Comparación de las distancias más verosímiles con las distancias trigonométricas Hipparcos ($=1/\pi$) para todas las estrellas de los diferentes grupos

La segunda característica de la comparación es que las estrellas más lejanas tienen en promedio una distancia trigonométrica ligeramente inferior a la distancia asignada por máxima verosimilitud. Este efecto es similar al descrito por Luri y Arenou (1997) al comparar distancias simuladas (y por tanto equivalentes a distancias *reales*) de una muestra de estrellas con las mismas distancias después de haber considerado un cierto error observacional y haber seleccionado las estrellas por su magnitud aparente. Lo que se observa en el panel superior de la figura 6.4.1 es por tanto consecuencia del sesgo observacional, en particular de un sesgo de tipo Lutz-Kelker (Lutz y Kelker 1973) debido a efectos de selección, por el cual la paralaje observada de una muestra es en promedio superior al valor real. Luri y Arenou (1997) demuestran que un método basado en la máxima verosimilitud como el aquí utilizado es capaz de corregir este sesgo observacional.

6.5. Cinemática

El ajuste por máxima verosimilitud nos ha proporcionado unos valores característicos de la cinemática (velocidad media y dispersión) de cada componente. A diferencia de otros métodos, el utilizado en este trabajo permite que las estrellas que no poseen medidas de la velocidad radial contribuyan también a la determinación de los valores medios de la cinemática, aportando la información contenida en sus movimientos propios. Desde un punto de vista matemático, estas estrellas son tratadas como si la función de distribución del valor observado de la velocidad radial fuese uniforme (valores observados equiprobables), siendo entonces válida toda la formulación matemática descrita en el apéndice A. Como hemos mencionado en la sección 4.5, en los catálogos de velocidades radiales se favorece la inclusión de estrellas con un alto movimiento propio (que a su vez son en promedio las menos metálicas), como se pone de manifiesto en la proporción de estrellas de cada componente que poseen medidas de velocidad radial: 80 % en el halo, 70 % en el disco grueso y tan sólo 20 % en el disco delgado.

De entre los numerosos trabajos que han utilizado los datos del catálogo Hipparcos para obtener información sobre la cinemática de las distintas componentes galácticas en el mismo rango de edades que el considerado en este trabajo, hemos seleccionado los de Jahreiss et al. (1997), Fuchs et al. (1999) y Fuhrmann (2004) para realizar una comparación con nuestros resultados. Los dos primeros están basados en la muestra de Carney et al. (1994), que cubre un amplio rango de metalicidades ($[Fe/H] > -3$), siendo la principal diferencia que Jahreiss et al. (1997) no dispusieron del catálogo Hipparcos en su totalidad, sino tan sólo de su propuesta de estrellas a ser observadas durante la misión, las cuales estaban claramente sesgadas hacia estrellas de alto movimiento propio. Sin embargo, puesto que Jahreiss et al. (1997) dividen la muestra en un mayor número de intervalos de metalicidad, por lo que hemos creído conveniente considerar su trabajo en nuestra comparación. Por su parte Fuhrmann (2004) dispone de unas 225 estrellas con distancias inferiores a 25 pc y $T_{ef} > 5400$ K, principalmente pertenecientes al disco delgado. Vemos pues que estos tres trabajos cubren en su conjunto todo el rango de metalicidades de nuestra muestra.

Las comparaciones de la relación cinemática-metalicidad encontrada en el capítulo 5 y la dada en cada uno de los trabajos mencionados se muestra en la figura

Tabla 6.3: Cocientes de los ejes del elipsoide de velocidades

	σ_V/σ_U	σ_W/σ_U
Disco Delgado I	0.60	0.70
Disco Delgado II	0.69	0.63
Disco Delgado III	0.55	0.48
Disco Grueso	0.47	0.75
Halo	0.63	0.46

6.9. Cada punto representa un intervalo de metalicidad diferente, representado por la barra horizontal. La tabla 6.4, resume todos los valores representados en la figura 6.9. Las velocidades heliocéntricas obtenidas en el capítulo anterior han sido expresadas respecto del LSR utilizando un movimiento solar de (10, 5, 7) km/s (Dehnen y Binney 1998). En general el acuerdo es bueno en todo el rango de metalicidades.

Los parámetros cinemáticos obtenidos permiten también analizar la forma del elipsoide de velocidades, la cual a su vez proporciona información sobre la evolución dinámica del sistema (ver por ejemplo Jenkins 1992). Los modelos teóricos de la variación del elipsoide de velocidades con la edad arrojan resultados dispares, según se tengan en cuenta unos u otros efectos (calentamiento por nubes moleculares, brazos espirales, perturbaciones no axisimétricas, ...). Basándose en datos *Hipparcos*, Gómez et al. (1997) estudian la forma del elipsoide de velocidades para estrellas del disco situadas en el entorno solar. Su muestra está compuesta por estrellas B-F, más jóvenes en promedio que las utilizadas en este trabajo. Su conclusión es que el elipsoide de velocidades tiende a *redondearse* al aumentar la edad de la muestra, hasta una edad de 4-5 Ga (valores de $\sigma_V/\sigma_U = 0.7$ y $\sigma_W/\sigma_U = 0.62$). A partir de esta edad la forma permanece más o menos constante, lo cual implica que no hay evolución dinámica significativa del disco posteriormente a esta edad. Estudios posteriores (Nordström et al. 2004) indican que esta edad de *saturación* es mayor. La tabla 6.3 muestra los cocientes de los ejes (σ_V/σ_U y σ_W/σ_U) para cada componente en que hemos separado nuestra muestra. De nuestros resultados no se deduce una relación clara entre la forma del elipsoide y la metalicidad o la edad. Los valores obtenidos para las tres componentes del disco son compatibles con el trabajo de Gómez et al. (1997) y Nordström et al. (2004).

El disponer de las edades características de cada componente nos permite anali-

zar la existencia de una relación cinemática-edad-metalicidad. Si consideramos tan sólo las tres componentes principales (disco delgado, disco grueso y halo) la relación es fácil de ver. La figura 6.9 muestra un aumento de la dispersión de las velocidades (σ_U , σ_V , σ_W) a medida que disminuye la metalicidad. A su vez ésta disminuye al aumentar la edad. Lo mismo sucede con la componente de la velocidad en el sentido de la rotación galáctica, mientras que las componentes U y W no muestran una tendencia tan clara.

En el caso de considerar tan sólo el disco delgado el análisis de la relación cinemática-edad-metalicidad es algo más complicado. Resultados teóricos (modelos evolutivos, distribuciones de densidad, modelos dinámicos, ...) acotados por los datos empíricos de los que se dispone, afirman que la relación cinemática-edad-metalicidad dentro del disco delgado debe existir. Así, Robin et al. (2003), en la construcción de un modelo sintético de la Galaxia, divide el disco en siete grupos de edad (de 0 a 10 Ga) con diferente metalicidad y cinemática. Estos autores asumen además un gradiente continuo entre estos tres parámetros.

En este trabajo hemos hallado tres subcomponentes dentro del disco delgado. Una de ellas es claramente más vieja que las otras dos (la componente III) y muestra unas dispersiones de velocidad y una componente V de la velocidad mayores. (tabla 6.4). También su metalicidad (-0.19 dex frente a 0.06 y -0.07 dex de las otras componentes) indica la existencia de una relación cinemática-edad-metalicidad dentro del disco delgado. Por su parte las componentes I y II muestran una relación entre las dispersiones de las velocidades y la metalicidad, si bien las componentes U y V no parecen estar correladas con de la metalicidad. Las edades de ambos grupos son muy similares, por lo cual parece tratarse de dos componentes de una misma edad con cinemática ligeramente diferente.

Si suponemos una formación estelar continuada del disco, la modelización del mismo como una superposición de grupos podría no ser del todo adecuada. En este escenario, un modelo con una dependencia monótona cinemática-metalicidad representaría mejor a la población base. Hemos de tener en cuenta además que existen varios factores que pueden alterar la distribución gaussiana de las componentes de la velocidad. Por un lado, se puede dar la presencia de *grupos móviles* dentro de la muestra. Si bien estos grupos son poco importantes para los tipos espectrales que nos ocupan, su cinemática claramente diferenciada de la del resto de la población, podría afectar a la clasificación de nuestra muestra, actuando como *núcleo de acreción* en

el espacio de velocidades. En este sentido hay que mencionar la similitud entre la cinemática de la subcomponente I ($\bar{V} = (-22, -16, 1)$ km/s y $\sigma_{\bar{V}} = (10, 6, 7)$ km/s) y el reciente valor para el grupo de la Hyades-Pleiades dado por Famaey et al. (2004) ($\bar{V} = (-31, -20, -5)$ y $\sigma_{\bar{V}} = (11, 5, 9)$). Nordström et al. (2004), a partir de una amplia muestra de estrellas con velocidad radial, ponen de relieve la existencia de estructuras en el plano $U - V$, que se deberían a los citados grupos móviles o a la estructura de brazos espirales transitorios. Estas inhomogeneidades en el plano $U - V$ podrían también condicionar nuestra clasificación. Por otra parte, la distribución de la componente U puede estar afectada por la presencia de una *barra* en el centro de la Galaxia. Varios autores (Fux 2001; Raboud et al. 1998) han propuesto que dicha barra expulsaría a estrellas que han caído en las regiones internas de la Galaxia a grandes distancias galactocéntricas, formando una corriente que parecería fluir hacia el exterior de la Galaxia cuando son observadas desde el Sol. Las estrellas más afectadas serían las que se mueven en el plano galáctico con órbitas suficientemente excéntricas como para acercarse a las regiones internas de la Galaxia.

Es interesante también la comparación entre el trabajo de Fuhrmann (2004) y el nuestro. La muestra cinemática de Fuhrmann (2004), compuesta por estrellas de tipos espectrales B, A, F, G y K, está dividida en disco delgado y disco grueso. El primero está dividido a su vez en *disco joven* y *disco viejo*, estando la frontera entre ambos en una edad de alrededor de 4 Ga, aproximadamente la edad promedio del disco delgado. ¿Podría alguna de estas dos subcomponentes corresponderse con una de las subcomponentes que hemos encontrado para el disco delgado?. Para responder a esta pregunta fijémonos de nuevo en la tabla 6.4. Es fácil ver que los parámetros cinemáticos de nuestra componente III del disco delgado y el *disco viejo* de Fuhrmann (2004) muestran un alto grado de coincidencia. Las metalicidades difieren ligeramente (-0.19 para la componente III, -0.074 para el *disco viejo*), pero son totalmente compatibles si consideramos la dispersión asociada (algo superior a 0.2 dex en ambos casos) y tenemos en cuenta que el disco joven de Fuhrmann contiene estrellas con edades a partir de 4 Ga, siendo por tanto en promedio más joven (y menos metálico) que nuestra componente III.

Queda confirmado por lo tanto que nuestra componente III está formada por las estrellas más viejas del disco delgado. Este resultado ya se había apuntado en la sección 6.3.3, donde hemos encontrado que la edad de las estrellas más viejas de la tercera componente del disco delgado es superior a los 10.0 Ga, mayor que la de las otras dos componentes. El hecho de haber podido separar esta componente

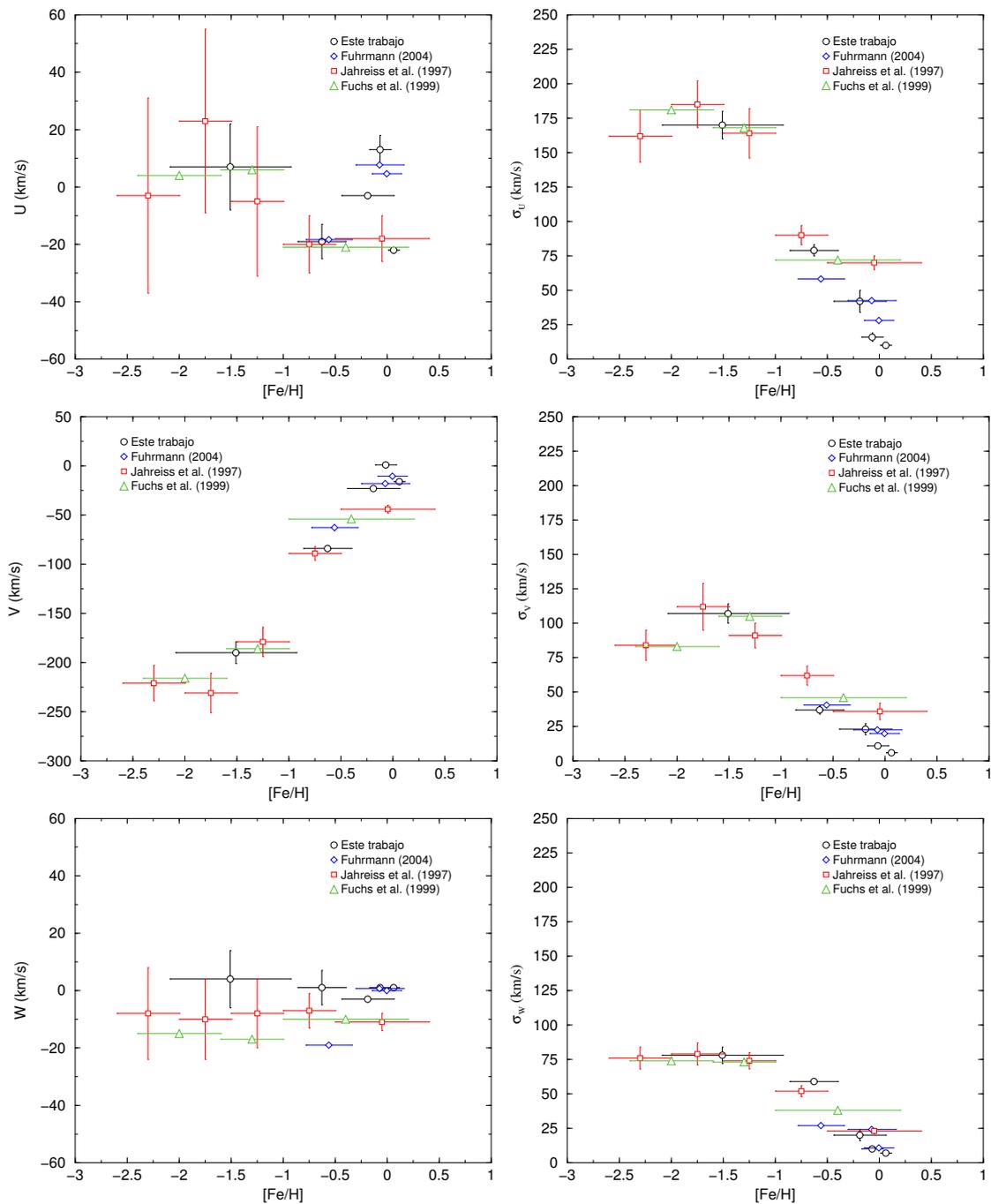


Figura 6.9: Comparación de la cinemática en función de la metalicidad a partir de los datos dados por diferentes autores. Cada punto representa un intervalo de metalicidad (barra de horizontal). La barra vertical representa el error

Tabla 6.4: Valores de los parámetros cinemáticos (respecto del LSR en km/s) en función de la metalicidad encontrados por diferentes autores. N representa el número de estrellas

$[Fe/H]$	$\sigma_{[Fe/H]}$	N	U	V	W	σ_U	σ_V	σ_W	Notas
Este trabajo (estrellas FGK)									
0.06	0.05	1964	-22	-16	1	10	6	7	Disco delgado I
-0.07	0.10	4842	13	1	1	16	11	10	Disco delgado II
-0.19	0.25	2953	-3	-23	-3	42	23	20	Disco delgado III
-0.63	0.23	199	-19	-84	1	79	37	59	Disco grueso
-1.51	0.58	107	7	-191	4	170	107	78	Halo
Fuhrmann (2004) (estrellas BAFGK)									
-0.007	0.14	58	4.6	-10.5	0.0	28.0	19.9	10.8	Disco joven
-0.074	0.23	60	7.7	-18.1	0.7	42.6	22.6	24.1	Disco viejo
-0.562	0.22	26	-18.3	-62.9	-19.0	58.2	40.5	27.0	Disco grueso
Jahreiss et al. (1997) (estrellas AFGK)									
(-0.5, 0.4)		95	-18	-44	-11	70	36	23	
(-1.0, -0.5)		101	-20	-89	-7	90	62	52	
(-1.5, -1.0)		45	-5	-179	-8	164	91	74	
(-2.0, -1.5)		35	23	-231	-10	185	112	79	
(-2.6, -2.0)		25	-3	-221	-8	162	84	76	
Fuchs et al. (1999) (estrellas AFGK)									
> -1.0		477	-21	-54	-10	72	46	38	
(-1.6, -1.0)		48	6	-186	-17	168	105	73	
< -1.6		35	4	-216	-15	181	83	74	

por criterios puramente cinemáticos (capítulo 5), parece indicar la existencia de una relación edad-cinemática dentro del disco delgado.

La cinemática del disco joven de Fuhrmann (2004) es parecida al promedio de nuestras componentes I y II. No obstante, hay que tener en cuenta que la muestra de Fuhrmann contiene estrellas muy jóvenes con cinemática no relajada que no están en nuestra muestra.

Antes de finalizar el análisis de la cinemática hay que mencionar la reciente aparición del catálogo de velocidades radiales de Nordström et al. (2004). Este trabajo recoge la velocidad radial de más de 14000 estrellas F y G. Sin duda el disponer de

esta información ayudará a una mejor determinación de los parámetros cinemáticos, así como de su relación con la edad y la metalicidad.