

1.1. Objetivos del trabajo

Como acabamos de mencionar, el presente trabajo tiene como objetivo estudiar y caracterizar el entorno solar y las diferentes poblaciones estelares que lo componen, especialmente su cinemática, composición química y edad. Para ello nos hemos centrado en los tipos espectrales FGK, muy comunes en el entorno solar, tanto de la secuencia principal como subenanas. Hemos prestado especial atención a que la muestra sea suficientemente representativa, incluyendo estrellas de todas las poblaciones. La muestra resultante está formada por estrellas cuya distancia no sobrepasa los 400 pc, lo cual implica que se dispondrá de datos individuales precisos. Trabajar con esta muestra permitirá que los resultados obtenidos se extiendan a estrellas tanto del disco como del halo de la Galaxia, pudiendo estudiar así sus similitudes y diferencias, y las relaciones entre cinemática, edad y composición química.

El primer objetivo abordado ha sido la clasificación de las estrellas de la muestra en diferentes grupos de acuerdo a su cinemática y metalicidad, utilizando métodos estadísticos basados en la máxima verosimilitud. Posteriormente, estos grupos han sido identificados con las diferentes componentes galácticas presentes en el entorno solar: el disco delgado, el disco grueso y el halo. Obviamente el disco delgado es la componente más representada en la muestra, siendo posible la búsqueda de *subcomponentes* dentro de él.

Una vez obtenida esta clasificación, el siguiente objetivo es estudiar más a fondo cada una de las componentes. En particular se ha determinado la edad de cada una de ellas mediante el ajuste de isócronas a los diagramas HR teóricos. Para ello hemos desarrollado métodos para el cálculo de la temperatura y la luminosidad de cada estrella individual, cantidades que permiten su ubicación en dicho diagrama. El cálculo de la temperatura está basado en la fotometría infrarroja y permite también la determinación de la corrección bolométrica de la estrella. Por su parte, la aplicación de un método estadístico basado en la estimación de la máxima verosimilitud, que iremos detallando a lo largo del trabajo, proporcionará la magnitud absoluta de la estrella corregida de sesgos observacionales (ver 1.1.1). Esta magnitud, junto con la corrección bolométrica, permitirá calcular la luminosidad.

1.1.1. Errores y sesgos observacionales: ajustes por máxima verosimilitud

Como en todo trabajo basado en datos observacionales, nos hemos enfrentado a dos aspectos que, de no ser tenidos en cuenta con el rigor necesario, pueden condicionar la validez de los resultados finales. Estos dos aspectos son los errores observacionales y los sesgos introducidos en la construcción de la muestra.

Ambos aspectos han sido tratados a través de métodos estadísticos basados en la máxima verosimilitud. Para ello, debemos primero modelizar la *población base* de la cual ha sido extraída nuestra muestra, teniendo en cuenta no sólo la distribución de los parámetros intrínsecos que la caracterizan (distribución espacial, cinemática, metalicidad, distribución de color, ...), sino también los errores de los observables que formen parte, directa o indirectamente, del modelo y del proceso de selección (el cual deberá ser a su vez modelizado) que ha dado lugar a la muestra.

Un ajuste por máxima verosimilitud del modelo planteado nos dará, por una parte, los parámetros intrínsecos característicos de la población, y por otra una estimación de los parámetros de cada estrella individualmente, corregida de sesgos observacionales en la medida que nuestro modelo sea capaz de reproducir el proceso de selección.

En nuestro caso este procedimiento se ha utilizado para obtener una estimación no sesgada de la distancia individual de cada estrella, la cual ha sido utilizada en la determinación de la luminosidad.

1.2. Poblaciones estelares: una visión histórica

Los trabajos de, entre otros, Lindblad y Oort a comienzos del siglo XX pusieron de manifiesto que la Galaxia está compuesta de diferentes subsistemas. A partir de estudios cinemáticos y de observaciones de galaxias externas, se estableció la existencia de una componente esférica con una rotación prácticamente nula y de una componente aplanada con una mayor velocidad de rotación entorno al centro de la Galaxia. Aunque en aquel momento no se atribuyeron, más allá de la propia cinemática, propiedades astrofísicas diferentes a las estrellas de cada una de estas

subestructuras, estos trabajos introdujeron el concepto de *población estelar*.

Décadas más tarde, gracias al telescopio de 100 pulgadas de Mount Wilson y aprovechando los apagones originados por la Segunda Guerra Mundial, Baade (1944) consiguió resolver estrellas individuales tanto de las regiones internas de algunas galaxias espirales, donde domina la componente esferoidal, como de galaxias elípticas. Baade notó que en ambos casos las estrellas más brillantes eran gigantes rojas, totalmente diferentes de las estrellas supergigantes azules que dominan los brazos espirales de los discos. Baade concluyó que existían dos poblaciones estelares: una *población I*, propia de los discos de galaxias espirales, ricos en gas y polvo, y formada principalmente por estrellas azules; y una *población II*, formada por estrellas rojas, característica de entornos con poco gas y polvo como son las galaxias elípticas o la componente esferoidal de las galaxias espirales.

Los diagramas HR de cúmulos abiertos (formados por estrellas de población I) y de cúmulos globulares (formados por estrellas de población II), pronto pusieron de manifiesto que ambas poblaciones estaban constituidas por estrellas muy distintas. El progreso en el entendimiento de la física y la evolución estelar y como ésta se traduce en la posición de las estrellas en el diagrama HR, permitió establecer que la edad era uno de los elementos claves en la distinción entre estrellas de ambas poblaciones, siendo las más jóvenes las de la población I.

Paralelamente, el uso de técnicas espectroscópicas reveló que las estrellas de población II eran deficientes en metales comparadas con las de población I. Estas últimas poseen abundancias similares a las del Sol y presentan algunos elementos químicos que sólo se producen en las explosiones de supernovas. Las estrellas de población I se formaron pues a partir de material expulsado por supernovas de una población estelar previa. Como el medio interestelar se va enriqueciendo con los metales expulsados por las supernovas, era lógico pensar que, en general, cuanto más tiempo pase, más metálicas serán las estrellas que se formen a partir de dicho medio. O lo que es lo mismo, cuanto menos metálica sea una estrella, más vieja sería.

Todo lo anterior permitió establecer un primer escenario altamente simplificado no sólo de la estructura de la Galaxia, sino también de su evolución: a partir de materia formada básicamente por hidrógeno y helio, se habrían formado las estrellas de población II, en una estructura esférica de la que hoy en día quedaría el halo. Estas estrellas habrían evolucionado, llegando a explotar muchas de ellas como su-

pernovas y enriqueciendo el medio interestelar con los metales sintetizados durante la explosión. A partir de este medio enriquecido se empezaron a formar las estrellas de población I, más ricas por tanto en metales.

La diferente cinemática de las poblaciones I y II debe explicarse a través de los procesos dinámicos que dieron lugar a la formación del halo y el disco.

1.3. Visión actual de la Galaxia

Es difícil intentar esbozar en pocas líneas cual es la concepción actual de nuestra galaxia, tanto desde el punto de vista de su estructura como de su formación y evolución. La teoría de formación de las galaxias, si bien ha experimentado grandes avances en las últimas décadas, dista aún de estar completa, y la discusión de muchos de sus aspectos, motivo de controversia en la actualidad, quedan fuera del ámbito de este trabajo.

Entre los últimos trabajos aparecidos al respecto, cabe destacar el artículo de revisión de Freeman y Bland-Hawthorn (2002) en el cual se ofrece una visión completa de la estructura y formación de la Galaxia, y los trabajos centrados en alguna de las componentes galácticas en particular, como los de Fuhrmann (2004) (disco y halo), Norris (1999) (disco grueso) y Wyse et al. (1997) (bulbo). Tomando como punto de partida estos trabajos, damos en esta sección un breve apunte de la visión que hoy en día tenemos de la Galaxia.

1.3.1. Estructura

Desde el punto de vista de su estructura, actualmente se considera la Galaxia formada por 4 componentes: disco, halo, bulbo y corona de materia oscura (figura 1.1). A su vez, el disco se divide en dos subestructuras: el disco delgado y el disco grueso. Cada una de estas componentes y subcomponentes tienen un origen y evolución distintos, y presentan rasgos observacionales (distribución espacial, cinemática, edad, metalicidad, ...) diferenciados. A estas componentes *estelares* habría que añadir una componente *no estelar* formada de gas y polvo.

Describimos a continuación las características generales de estas 4 componentes.

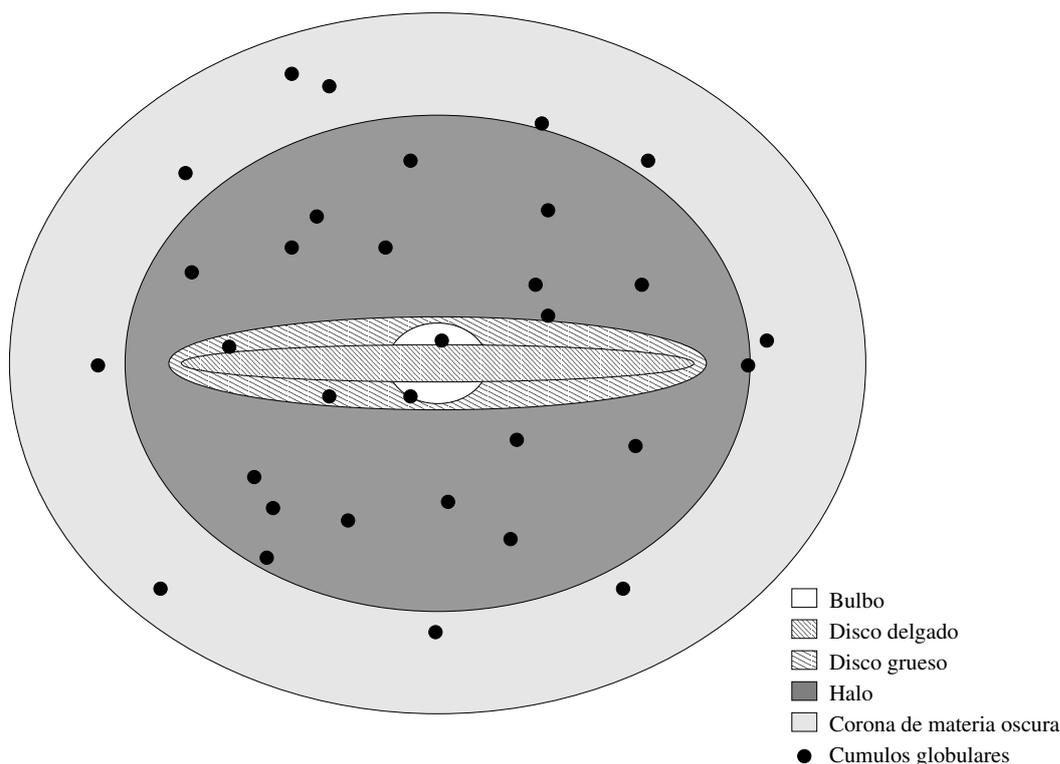


Figura 1.1: Esquema de la estructura de la Galaxia. No dibujada a escala: el radio del disco se estima en unos 15 kpc, mientras que la corona de materia oscura se podría extender al menos hasta los 100 kpc (Freeman y Bland-Hawthorn 2002)

Aunque el bulbo y la corona de materia oscura no serán tratados en el presente trabajo, incluimos su descripción por completitud.

- El bulbo es posiblemente la componente galáctica peor conocida. Su existencia fue indicada por Baade (1951). Hasta hace poco más de una década, los diagramas color-color y la presencia en él de estrellas RR-Lyrae parecían indicar que el bulbo era una componente vieja (Lee 1992), con estrellas incluso más viejas que las del halo. Sin embargo, trabajos más recientes han mostrado que parte de las RR-Lyrae observadas en el bulbo, precisamente las más pobres en metales, podrían ser en realidad estrellas del halo (Alard 1996). Medidas de metalicidad de estrellas RR-Lyrae asociadas con seguridad al bulbo y de gigantes rojas (McWilliam y Rich 1994) dan valores promedio alrededor de -0.3 dex, más parecido a las estrellas más viejas del disco que a las estrellas del halo, con lo cual es de esperar que la edad del bulbo sea inferior a la que

se creía en un principio. En cualquier caso, la dificultad de las observaciones a través de la gran cantidad de polvo presente en la línea de visión, hace aún complicado dar una buena estimación de la edad del bulbo.

- En el disco galáctico se encuentra el 90% de la materia visible de la Galaxia. Su perfil de densidad perpendicular al plano galáctico se puede ajustar satisfactoriamente mediante una ley exponencial, con una altura patrón característica en el entorno solar de unos 300 pc, si bien depende del grupo de estrellas considerado. Las estrellas que lo forman son relativamente jóvenes y ricas en metales, debido al progresivo enriquecimiento del medio interestelar por el material expulsado por supernovas. La formación estelar continúa en los brazos espirales del disco, ricos en gas y polvo. El disco presenta una curva de rotación que depende de la distancia al centro de la Galaxia, y que para el radio galactocéntrico del Sol es ligeramente superior a los 200 km/s.

Muchas galaxias, incluida la nuestra, presentan un segundo disco más difuso, con una altura patrón del orden del kpc. Este disco *grueso* (en contraposición al disco *delgado* descrito en el párrafo anterior), fue descubierto por Gilmore y Reid (1983). Comparado con el disco delgado, el disco grueso parece ser más pobre en metales, más viejo en promedio, y con un brillo superficial del orden del 10% del de aquel. Actualmente se cree que su formación se debió al *calentamiento* del disco delgado, por uno o varios fenómenos de acreción o mezcla en las primeras etapas del disco delgado (Quinn y Goodman 1986; Velázquez y White 1999). Estudios recientes (Gilmore et al. 2002) sugieren que la acreción de una galaxia con aproximadamente un cuarto de la masa del disco delgado inicial podría haber causado la formación del disco grueso.

- El halo contiene las estrellas más viejas y pobres en metales de la Galaxia. Está compuesto por estrellas de campo y por un sistema de cúmulos globulares. Su masa es aproximadamente el 1% del total de la masa estelar de la Galaxia. Cinemáticamente se caracteriza por poseer un momento angular prácticamente nulo, siendo casi exclusivamente su dispersión de velocidades la responsable de evitar el colapso gravitatorio.

Actualmente se cree que el halo se formó, al menos parcialmente, por la acreción de pequeñas galaxias satélite pobres en metales, que habían tenido evoluciones químicas independientes antes de ser acretadas por la Galaxia (Freeman 1987; Helmi 2002; Searle y Zinn 1978).

Hay que mencionar que todas las estrellas observadas del halo, incluso las más

pobres en metales, poseen trazas de elementos pesados, lo cual parece indicar la existencia de una generación de estrellas anterior a la población II, bautizada como *población III*.

- La corona de materia oscura ha sido detectada únicamente por su campo gravitatorio. Contiene al menos el 90% del total de la masa de la Galaxia y se extiende hasta 100 kpc (Kochanek 1996). Aunque motivo de controversia, se cree que es esferoidal.

1.3.2. Modelos de formación de la Galaxia

El primer trabajo que intentó dar una visión completa de la formación de la Galaxia fue el de Eggen et al. (1962), completado posteriormente por Sandage (1969) (modelo ELS de aquí en adelante). A raíz de nuevas evidencias observacionales, Searle y Zinn (1978) (modelo SZ) proponen un modelo alternativo. Aunque las teorías de formación y evolución galácticas actuales toman ingredientes de ambos modelos, es conveniente describir primero cada uno de ellos por separado.

1.3.2.1. El modelo ELS

El modelo ELS está basado en la existencia de una relación entre la metalicidad de una estrella y su cinemática, especialmente con la componente de la velocidad perpendicular al plano galáctico W , su dispersión y la velocidad de rotación entorno al centro galáctico (a menor metalicidad, W y σ_W crecen y la velocidad de rotación decrece). Además, estrellas de baja metalicidad presentan órbitas de excentricidad elevada, y viceversa.

Para poder explicar estas correlaciones en términos de evolución galáctica, Eggen et al. recurren a un modelo en el que la Galaxia se formó a partir de una gran nube primigenia pobre en metales, más o menos esférica y en rotación. Esta nube, originariamente en caída libre, aumenta su velocidad de rotación a medida que se contrae, y da lugar a las primeras estrellas y cúmulos globulares, ambos pobres en metales. Las explosiones de supernova van enriqueciendo el medio durante el colapso, de manera que cuando éste finaliza dando lugar a un disco aplanado y soportado por rotación, las estrellas que se forman en dicho disco son ricas en metales. La

excentricidad de las órbitas de las estrellas del halo y los cúmulos globulares son una consecuencia del estado de caída libre de la nube primigenia.

La duración del colapso según el modelo ELS debería ser muy corta, entre 10^8 y 10^9 años. Este modelo implica una relación monótona entre metalicidad y cinemática. Además debería existir un gradiente de metalicidad con la altura sobre el plano galáctico, ya que mientras que las estrellas menos metálicas se pudieron formar a cualquier altura, las más jóvenes y más metálicas, se debieron formar cerca del plano.

1.3.2.2. El modelo SZ

El modelo SZ tuvo su origen en el descubrimiento de que la distribución de metalicidades del halo es escasamente dependiente del radio galáctico. Este hecho observacional sugirió a Searle (1977) un nuevo escenario, en el cual el halo se formó a partir de diversos fragmentos con una masa típica de $\approx 10^8 \mathcal{M}_\odot$, cada uno de ellos con una evolución química propia, lo cual explicaría la dispersión de metalicidades observadas en el halo y su falta de correlación con el radio galactocéntrico.

Por su parte el disco se formó a partir del colapso del material de estas estructuras protogalácticas que no llegó a formar estrellas, siguiendo una evolución independiente al halo. Ambas estructuras, halo y disco, no alcanzaron el equilibrio dinámico hasta épocas muy posteriores.

El colapso del halo en el modelo SZ dura del orden de los giga-años. Este modelo no implica la existencia de una relación metalicidad - cinemática.

1.3.2.3. Modelo actual

El modelo actualmente aceptado es básicamente el propuesto por SZ pero con algunos ingredientes del modelo ELS. Se acepta que las partes más externas del halo, donde no se observa gradiente de metalicidad, se formaron durante un periodo largo de tiempo a partir de acreción de varios subsistemas que habrían evolucionado independientemente. Sin embargo, la parte más interna del halo, la cual muestra una relación metalicidad-cinemática (Norris 1996), se podría haber formado en un proceso de colapso disipativo del gas que no hubiese llegado a formar estrellas, tal y como describe el modelo ELS. Este mismo colapso habría dado lugar al bulbo.

La formación del disco sería independiente de la del halo (y del bulbo). El disco se originó a partir de un colapso disipativo de material que se desprendió de las regiones más externas del halo por fuerzas de marea o fricción dinámica (Freeman y Bland-Hawthorn 2002; Freeman 1996). La morfología actual del disco delgado depende de la cantidad de procesos de acreción que se hayan dado durante su formación o posteriormente. A su vez, esta cantidad depende del número de pequeñas galaxias que podrían existir en el entorno de la Vía Láctea susceptibles de ser acretadas. Pocos eventos de acreción darían lugar a un disco muy delgado, y al contrario. Otros procesos como ondas espirales o interacción con nubes moleculares, contribuirían también a *calentar* el disco. Por su parte, el disco grueso se habría formado como consecuencia de uno o varios eventos de acreción ocurridos cuando el disco delgado se acababa de formar.

Los procesos de acreción sobre el disco continúan en la actualidad, como se puso en evidencia con el descubrimiento de la galaxia enana de Sagitario (Ibata et al. 1994) o el más reciente de la galaxia enana de Canis Major (Martin et al. 2004). Estas galaxias, que están siendo fragmentadas por las fuerzas de marea de la Galaxia, han atravesado en varias ocasiones el plano galáctico.

A la vista de los modelos de evolución, cabe esperar pues un halo viejo y rico en metales, un disco grueso relativamente viejo y no tan pobre en metales y un disco delgado con un amplio rango de edades y metalicidades.

1.4. Esquema de la presente memoria

La memoria ha sido estructurada en siete capítulos, el primero de ellos la presente introducción. Tras ésta, el segundo capítulo describe la construcción y principales propiedades de la muestra de trabajo utilizada. En el siguiente capítulo nos ocuparemos de los métodos de determinación de la temperatura efectiva, necesaria para construir los diagramas HR teóricos de la muestra. Como resultado derivado del método propuesto para el cálculo de la temperatura, obtendremos también la corrección bolométrica, así como una calibración de ambos parámetros en función del color ($V - K$) y la metalicidad. En el capítulo cuarto se presenta el método de máxima verosimilitud que nos permitirá, entre otras cosas, obtener una estimación no sesgada de las distancias individuales y, por tanto, de la luminosidad. En él se describe además la modelización de la muestra requerida para la aplicación de

dicho método. En el quinto capítulo, mediante la aplicación del método de máxima verosimilitud, llevaremos a cabo en primer lugar una separación de las estrellas de la muestra en diferentes componentes estelares. Seguidamente obtendremos los parámetros del modelo que caracterizan a cada una de ellas. Los valores de la distancia corregidos de sesgos que se derivan a partir de estos parámetros serán utilizados en el capítulo sexto para construir los diagramas HR teóricos de cada componente y estimar así su edad. En este capítulo también se analizarán y discutirán los resultados obtenidos referentes a la cinemática y la metalicidad. La memoria finaliza con las conclusiones del trabajo y proyecciones futuras.

