

UNIVERSITAT DE BARCELONA

DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA



UNIVERSITAT DE BARCELONA



Diseño y caracterización del sistema
fotométrico de la misión Gaia de la Agencia
Espacial Europea

Memoria presentada por
José Manuel Carrasco Martínez
para optar al grado de
Doctor en Física

Barcelona, octubre de 2006

Parte I

DEFINIENDO LAS EXPECTATIVAS

”Lo mucho se vuelve poco con desear otro poco más”

Francisco de Quevedo (1580-1645)

Escritor español

2 La información astrofísica

La parte I de esta memoria de tesis está dedicada a definir qué esperamos que nos proporcione el sistema fotométrico de *Gaia*.

Como hemos mencionado en el capítulo 1, la misión *Gaia* es una misión clave para entender la dinámica y estructura de la Vía Láctea, y consecuentemente, su formación e historia. El sistema fotométrico de la misión tiene que caracterizar los objetos observados en término de sus parámetros astrofísicos (es decir, temperatura, luminosidad, composición química y edad), con una precisión suficiente para describir cuantitativamente la evolución química y dinámica de la Galaxia a lo largo de todas las distancias al centro galáctico. La fotometría también es necesaria para corregir las aberraciones cromáticas del plano focal astrométrico para alcanzar el nivel de precisión del microsegundo de arco deseado.

Así, en este capítulo, que puede considerarse aún como parte de la introducción de la tesis, recordaremos cómo son las estrellas de la Vía Láctea que observaremos con *Gaia* (sec. 2.1), cómo son sus espectros (sec. 2.2) y cómo recuperar la información astrofísica que contienen (sec. 2.3). No tratamos aquí de revisar los últimos conocimientos sobre estas materias, sino simplemente recordar al lector el escenario básico en el que nos moveremos a lo largo de esta tesis. Para conocer más detalladamente la contribución de *Gaia* en cada uno de los campos mencionados aquí remitimos al lector a leer el libro de definición de la misión (ESA 2000), en el que se compilan los problemas abiertos en el conocimiento de la Galaxia (su composición, historia, forma, ...), la astrofísica estelar, etc.

Más adelante, ya en el siguiente capítulo (cap. 3), nos preocuparemos de definir un conjunto de estrellas representativas de la Vía Láctea y que permitan desenmascarar cómo fue, es y será nuestra Galaxia.

2.1. ¿Cómo es la Vía Láctea y sus estrellas?

2.1.1. Poblaciones galácticas

Nuestra Galaxia contiene una variada población de estrellas, de diferentes tipos, edades, abundancias químicas, cinemática, etc, además de cierta cantidad de gas y polvo. Para entender la Vía Láctea, los astrónomos han clasificado las estrellas en diferentes poblaciones en base a las propiedades cinemáticas y las edades de las estrellas.

El satélite *Hipparcos* (ESA 1997) hizo una muy importante contribución al estudio de nuestra galaxia, dada la calidad sin precedentes de sus paralajes y movimientos propios. Utilizando datos de *Hipparcos* se pudo, por ejemplo, determinar con mayor precisión la rotación galáctica a partir de la cinemática de las estrellas cefeidas (Feast et al. 1998), se estudió el sistema local de asociaciones OB (de Zeeuw et al. 1999), se obtuvieron nuevos e interesantes resultados acerca del Cinturón de Gould (Torra et al. 1997) y se determinaron los parámetros cinemáticos de la estructura espiral de la Galaxia a partir de diferentes poblaciones estelares (Mishurov & Zenina 1999).

Someramente, podemos identificar en la Galaxia una estructura denominada de *disco*, que a su vez se puede dividir en *disco delgado* y *disco grueso*, un *bulbo* en el centro del disco, y un gran *halo* que rodea las otras estructuras mencionadas (ver Fig. 2.1).

Halo: El halo de la Vía Láctea contiene unas 10^9 estrellas viejas y pobres en metales, así como unos 140 cúmulos globulares conocidos. Así pues, las estrellas del halo representan sólo una centésima parte de las estrellas de la Galaxia, pero son las estrellas más deficientes en metales y, a su vez, objetos muy viejos. El modelo de formación de galaxias grandes contempla las fusiones de galaxias pequeñas o bloques pequeños. Este proceso en la formación de la Vía Láctea deja huellas en las distribuciones cinemáticas de las estrellas y pueden ser contempladas en la actualidad en forma de las denominadas corrientes del halo. Es por ello que las estrellas del halo más externo pueden utilizarse para desvelar los procesos de formación. Las metalicidades y cinemática encontradas en el halo apuntan a la existencia de subpoblaciones dentro del mismo: el *halo interno* y el *halo*

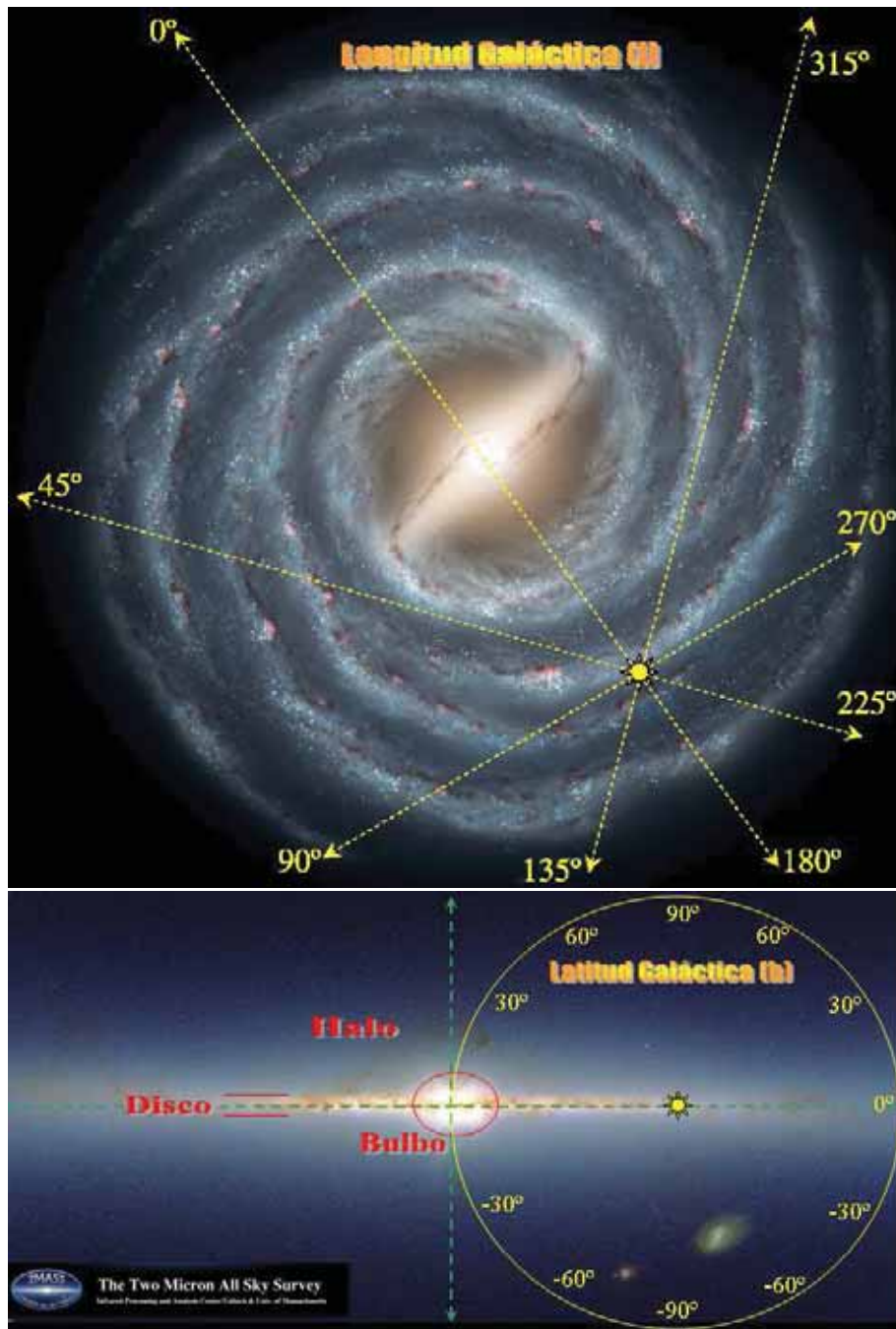


Figura 2.1: Estructura de una galaxia espiral barrada como la Vía Láctea. El hecho característico de las galaxias espirales son los brazos con forma espiral que forman las estrellas jóvenes de su disco. En el centro se encuentra el bulbo y envolviéndolo todo el halo. En amarillo se muestran las coordenadas galácticas (longitud y latitud galáctica) siempre con el Sol en el centro del sistema de referencia.

externo, aunque esto se podrá y se investigará más gracias a *Gaia*.

Bulbo: Las estrellas del bulbo se cree que son viejas, aunque no tanto como las del halo, y poseen un momento angular muy bajo, situadas en la región más interna de la Galaxia. Su metalicidad varía ampliamente en un rango centrado en la abundancia del Sol. Las estrellas del bulbo comparten propiedades físicas y dinámicas tanto con las estrellas del halo como con las del disco. Hay muchas preguntas aún sin responder sobre el bulbo, principalmente debido a la dificultad de observación dada su lejanía del Sol y la gran cantidad de materia interestelar que hay en el disco que bloquea la radiación óptica de las estrellas del bulbo en su camino a nosotros. En cambio, observando en el rango infrarrojo del espectro, podemos observar mejor la región central de la Galaxia y así se puede derivar más información del bulbo (Picaud & Robin 2004).

Disco delgado: El disco galáctico es la estructura más evidente de la Vía Láctea y la que contiene la mayor parte de las estrellas de la Galaxia. Sabemos que nuestra galaxia es una galaxia espiral, pero aún no se conoce a ciencia cierta de cuántos brazos está compuesta, ni su ondulación, ... El disco galáctico siempre se ha simplificado como una estructura muy fina y de simetría axial. Pero esto puede no ser completamente cierto. Se ha observado en otras galaxias la presencia de una deformación y asimetría y hay evidencias que muestran que estas dos propiedades también están presentes en la Vía Láctea (Fig. 2.2). Esto se podrá esclarecer al analizar los datos proporcionados por *Gaia*.

Disco grueso: Existe en nuestra Galaxia una componente de disco diferente del disco delgado que acabamos de mencionar. Se trata de un disco también pero de un grosor algo mayor que el disco delgado. Se han planteado al menos dos mecanismos que permitirían explicar la formación de este disco grueso: i) las estrellas del disco delgado se dispersan, debido probablemente a choques entre ellas, elevándose a mayor altura del plano de la Galaxia (Gilmore & Wise 1989; Burkert et al. 1992; Morrison 1993), o, ii) estrellas viejas provenientes de pequeñas galaxias satélite que fueron engullidas por la nuestra (Carney 2000; Quinn & Goodman 1986; Quinn et al. 1993). Para distinguir entre estos dos escenarios de formación *Gaia* jugará un papel fundamental a la hora de estudiar las distribuciones cinemáticas y de abundancias químicas de las estrellas de este disco grueso.

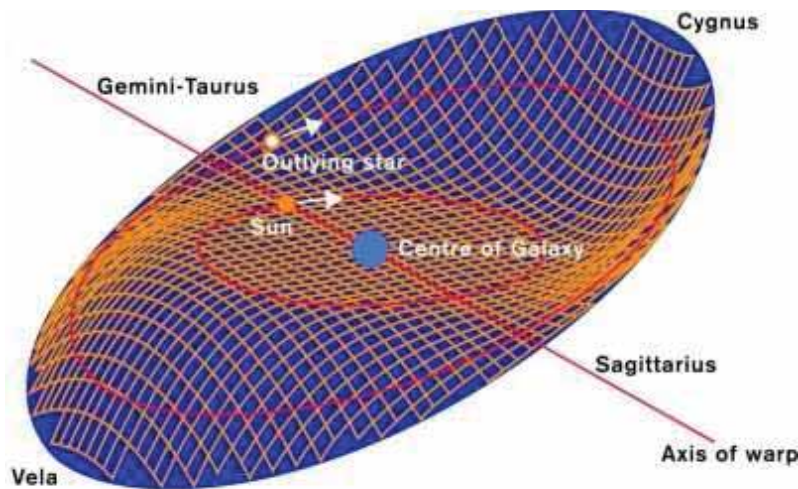


Figura 2.2: El disco de la Galaxia basado en observaciones en HI (Smart et al. 1998). El eje vertical está exagerado un factor 10. Las flechas indican el movimiento del Sol y de una estrella externa sobre sus órbitas en la Galaxia. La estrella externa tiene un movimiento hacia arriba respecto al Sol. Las direcciones en el cielo, tal y como se ven desde la Tierra, se indican por los nombres de las constelaciones. La línea indica el lugar de desplazamiento vertical nulo para el disco ondulado.

2.1.2. Clasificación y evolución estelar

Recordamos en esta sección brevemente el sistema de clasificación de las estrellas y sus fases de evolución.

Fueron astrónomos del Harvard Observatory (Cannon & Pickering 1918) los que clasificaron las estrellas según características comunes de su espectro, especialmente según la forma del continuo, las líneas de absorción presentes y su intensidad (ver sec. 2.2). De ello resultaron los *tipos espectrales*, O, B, A, F, G, K, M (de mayor a menor temperatura), que actualmente se han extendido con los tipos L y T para los objetos subestelares. Dentro de cada tipo, se crearon también subtipos, de manera que una estrella de tipo B0 sigue a una O9, y una A0 a una B9. La presencia de peculiaridades, líneas de emisión o presencia anómala de líneas metálicas se indica añadiendo las letras ‘p’, ‘e’ y ‘m’, respectivamente.

W.W. Morgan y P.C. Keenan del Observatorio de Yerkes (Morgan et al 1943), introdujeron la *clase de luminosidad* para distinguir estrellas de igual temperatura

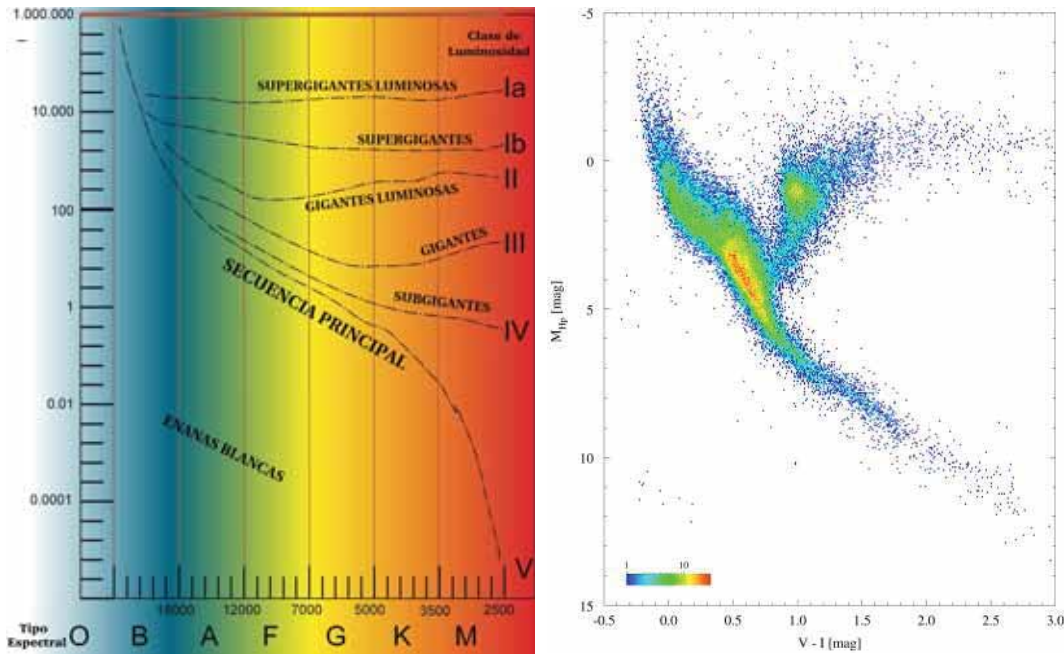


Figura 2.3: Diagrama HR. *Izquierda*: Las estrellas van evolucionando recorriendo diferentes posiciones en este diagrama en función de la masa de la estrella, partiendo de la secuencia principal, pasando por las etapas de gigante para, algunas de ellas, acabar en forma de enana blanca. *Derecha*: Diagrama HR obtenido gracias a las observaciones del satélite *Hipparcos* (ESA) a partir de un catálogo de 41453 estrellas con $\sigma_{\pi}/\pi < 0.2$ y $\sigma_{V-I} < 0.05$ mag. La escala de colores indica el número de estrellas en una celda de 0.01 mag en $V - I$ y 0.05 mag en M_{Hp}

pero diferente gravedad en la superficie, lo que implica diferente anchura de las líneas espectrales. La clase de luminosidad se indica con un número romano al final del tipo espectral (de I a VII, ver Fig. 2.3).

Las estrellas no son inmutables sino que a medida que van consumiendo el combustible termonuclear de su núcleo sufren variaciones en composición, temperatura y presión en el interior que provocan cambios en el color y temperatura de sus capas externas y en su tamaño y luminosidad. Todo esto queda en evidencia cuando se estudia el diagrama HR (ver Fig. 2.3).

Las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la *secuencia principal* (quemando únicamente hidrógeno en su núcleo). Cuando las estrellas de baja masa, o intermedia, abandonan la secuencia principal sufren un incremento de su luminosidad y a veces

una disminución de su temperatura efectiva, subiendo así por el diagrama HR por la rama de las *gigantes rojas* (Red Giant Branch en inglés, o RGB) hasta que se inicia la combustión helio en el núcleo, volviendo a disminuir su luminosidad. En esta región del diagrama HR se observa una acumulación de estrellas, denominada en inglés *Red Clump*. La luminosidad en el “red clump” depende muy poco de la composición química y de la edad, por lo que pueden servir como calibradores de distancia. Finalmente, cuando el helio se acaba, suben de nuevo en el diagrama HR por la *rama asintótica de las gigantes* (Assimptotic Giant Branch, o AGB). Algunas estrellas AGB en sus últimos estadios evolutivos se convierten en estrellas variables de largo periodo (con periodos de entre 100 y 500 días). Tal y como se explica en Chiosi et al. (1992), tras el flash del helio, las estrellas de masa intermedia de la población II sufren una elevación del carbono producido en el núcleo hacia las capas más externas de la estrella. Esto la lleva a situarse en el diagrama HR en la *rama horizontal* (Horizontal Branch o HB). La posición final en la HB dependerá de diversos factores, como por ejemplo la masa y la metalicidad de la estrella. Las estrellas pobres en metales evolucionan hasta abarcar una posición más azulada de esta rama horizontal (Blue Horizontal Branch, o BHB) y las ricas en metales tendrán colores más rojizos (Red Horizontal Branch o RHB). En esta HB existe una banda de inestabilidad donde las estrellas allí alojadas (llamadas de tipo *RR-Lyrae*) pulsan.

Las estrellas mucho más masivas que el Sol evolucionan rápidamente a partir de la secuencia principal hacia luminosidades muy elevadas (unos 5 órdenes más luminosas que las gigantes rojas (Humphreys & Davidson 1979)) dando lugar a las *supergigantes*. Algunas de las estrellas más masivas y evolucionadas muestran la fase de *Wolf-Rayet*, o WR, con altos vientos estelares. Esta fase es relativamente corta. Por este motivo su observación es poco frecuente. Entre las estrellas masivas y evolucionadas encontramos las variables de tipo *Cefeida*, cuya relación entre el brillo intrínseco y el periodo permite determinar la distancia a la fuente. A partir del periodo de variabilidad de la Cefeida se deduce su brillo intrínseco y comparándolo con el observado se puede calcular la dilución geométrica debida a la distancia a la fuente. Por ello se utilizan como calibradores de distancia.

Finalmente, cuando la masa de las estrellas no muy masivas ya no permite más etapas de combustión en el núcleo estelar para formar elementos más pesados las estrellas van perdiendo tamaño (y por tanto brillo) hasta convertirse en *enanas blancas* (WD o *White Dwarfs*). Las enanas blancas se pueden dividir en dos grandes tipos, con hidrógeno en sus capas externas (DA) o sin hidrógeno (DB, D0, DC, DQ

o DZ).

Las estrellas con masas mayores pueden colapsar en objetos más compactos, provocando la creación de *estrellas de neutrones* y hasta de *agujeros negros*. Algunas estrellas, antes de formar estos objetos, sufren fases explosivas, conocidas como *supernovas*. Los tipos de supernova y su efecto en el enriquecimiento en elementos químicos del medio interestelar se analizan en la sec. 2.3.3.

2.2. ¿Cómo es el espectro de una estrella?

La clasificación de las estrellas está basada principalmente en su análisis espectral. Por ello es conveniente recordar y describir brevemente en esta sección qué trazas conforman el espectro de una estrella para luego intentar, mediante la fotometría, analizar la información que estas trazas nos puedan proporcionar. Tener esto en mente será muy útil y necesario cuando decidamos emplazar nuestros filtros a lo largo del espectro para recuperar las características físicas del objeto emisor.

En el núcleo de las estrellas se producen las reacciones de fusión nuclear. La energía liberada es absorbida por el gas y se reemite en todas las longitudes de onda, generando un continuo de radiación de forma muy similar a como lo haría un cuerpo negro ideal (Fig. 2.4).

En las capas más externas de la estrella (atmósfera estelar), la absorción y reemisión se produce a longitudes de onda diferentes, dando lugar a la presencia de líneas de absorción y a la modificación del continuo *blanketing*.

Al conjunto de líneas espectrales muy cercanas que bloquean la radiación de un ancho intervalo de longitudes de onda se las llama *banda espectral*.

La acumulación de líneas debidas al átomo de hidrógeno en la zona del espectro visible provoca las bien conocidas depresiones del salto de Balmer y el salto de Paschen (Fig. 2.5).

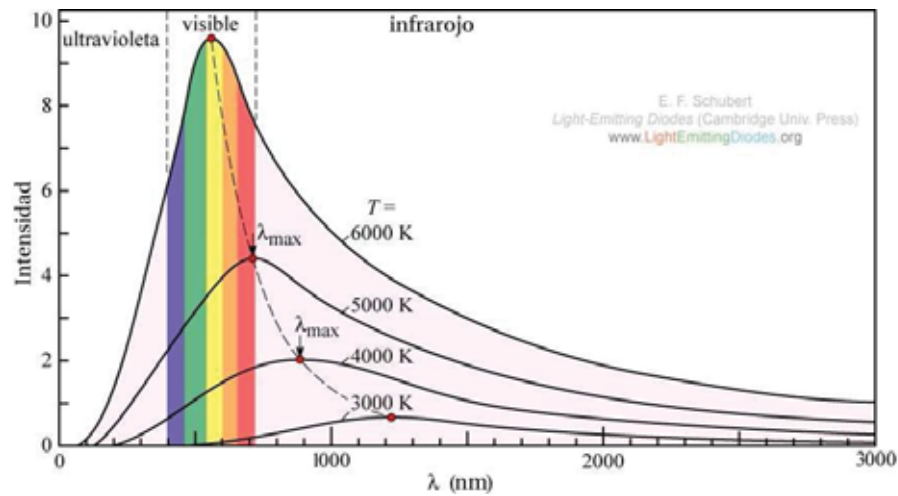


Figura 2.4: El espectro que emite un cuerpo negro sigue la ley de Plank con un máximo que varía en función de la temperatura según la ley de Wien.

2.2.1. Regiones espectrales con información

La recuperación de los parámetros físicos de las estrellas se basa en el análisis de las regiones espectrales donde estos parámetros provocan mayores cambios siguiendo los procesos descritos en las secciones precedentes.

Zdnavičius (2005) analiza con detalle las posiciones y rangos en los que los modelos sintéticos de atmósferas estelares de Kurucz (1979) son más sensibles a cambios en la temperatura, gravedad o metalicidad. A continuación hacemos un breve resumen:

- Los cambios de gravedad en las estrellas calientes (estrellas de tipos espectrales B-A-F) repercuten básicamente en cuatro regiones espectrales marcadas por el hidrógeno, elemento dominante en el espectro de este tipo de estrellas (consultar tabla 2.1 para ver los elementos que dominan el espectro de las estrellas en los diferentes rangos de temperatura superficial): i) en el continuo de Balmer ($\lambda < 360$ nm), con un máximo de variación alrededor de los 330 nm, ii) en la zona del salto de Balmer ($370 \text{ nm} < \lambda < 400 \text{ nm}$), con un máximo en 390 nm, iii) en una región amplia entre 400 y 830 nm que podríamos denominar continuo de Paschen; y iv) finalmente en el salto de Paschen ($\lambda < 850$ nm). Para las estrellas más frías (G-K-M), en cambio, aunque aún se aprecian cam-

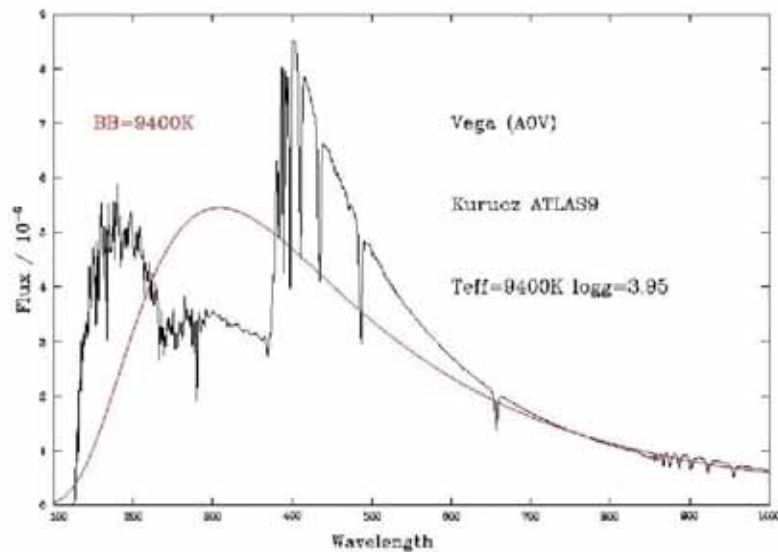


Figura 2.5: Salto de Balmer para una estrella como Vega según los modelos de Kurucz (Kurucz 1979). Se pueden apreciar las diferencias entre el continuo de la estrella y el espectro de cuerpo negro (línea roja).

bios en la zona del salto de Balmer los grandes cambios debidos a la gravedad se extienden a longitudes de onda algo mayores ($\lambda < 410\text{--}480\text{ nm}$), y se aprecian grandes cambios en el triplete de MgI (515 nm) (estrellas G5-K5) y en las bandas de MgH, CN, CH y TiO.

- En lo relativo a la metalicidad, las regiones más sensibles se hallan de nuevo alrededor de los 515 nm (en la banda de MgH y el triplete de MgI) para las estrellas K. Para las estrellas M, la intensidad de las bandas del TiO muestra depende del contenido metálico. Para las estrellas de tipo A, F y G el blanketing empieza a longitudes de onda menores que 380 nm.
- La temperatura modifica la forma del continuo, tanto la pendiente como la posición del máximo. La intensidad de las líneas y bandas de absorción (H_α , H_β ...), por ejemplo, para las estrellas entre aproximadamente 5000 y 8500 K, TiO para las estrellas más frías que K5) es también un indicador de la temperatura de la atmósfera estelar. Como se comenta en la sec. 2.3.1, será la absorción interestelar el factor que básicamente nos enmascarará la temperatura efectiva de la atmósfera estelar.

En este rápido resumen se puede apreciar que en ciertas regiones espectrales se deja notar el efecto de más de un parámetro estelar, provocando así incertidumbres a la hora de saber si un cambio en la susodicha región se debe al cambio de uno u otro parámetro. Cuando esto pasa decimos que los parámetros están *degenerados*.

2.3. Determinación de los parámetros astrofísicos

En la sec. 2.2 hemos visto cómo el espectro de una estrella es básicamente un continuo de cuerpo negro afectado por la presencia de líneas y bandas de absorción debidas a los elementos químicos presentes en las atmósferas estelares.

Nos interesa conocer de una estrella su edad y composición. Para desentrañar la edad de una estrella debemos conocer lo caliente o fría que es (su temperatura, sec. 2.3.1), su tamaño, y por tanto, su luminosidad intrínseca (sec. 2.3.2) y su composición química. Para conocer la composición nos tenemos que fijar, por supuesto, en cómo son las líneas y bandas de los elementos químicos presentes (sec. 2.3.3), porque como ya se ha mencionado las abundancias de elementos nos pueden dar una idea de cómo se ha enriquecido el medio interestelar en su lugar de nacimiento.

Pero para llegar a saber todo esto antes debemos conocer cómo corregir otros efectos que modifican el espectro en su camino desde la estrella hasta nosotros, como por ejemplo la absorción producida por el medio interestelar (sec. 2.3.1).

2.3.1. Temperatura y extinción

El espectro emitido por la estrella se ve modificado en su camino al observador debido a la materia que se encuentra en el espacio que hay entre la estrella y nosotros. Esta materia está compuesta principalmente de gas y polvo. El polvo (más bien parecido a humo de tamaño micrométrico) produce dispersión de la luz y absorción y reemisión a otras longitudes de onda. Esta dispersión depende de la longitud de onda, de manera que los fotones con longitudes de onda rojas se desvían menos de su dirección original, puesto que el tamaño de las partículas dispersoras es del orden o inferior al tamaño de la longitud de onda de la radiación, que los de longitudes de onda más cortas y azuladas. Por ello, la absorción interestelar se suele llamar también *enrojecimiento*, ya que la estrella aparenta ser más roja de lo que es en

Tabla 2.1: Principales rasgos espectrales distinguibles en los espectros de las estrellas de la secuencia principal. Fuente: Jaschek & Jaschek (1987) y FAST Stellar Spectral Atlas.

Tipo	T_{ef} (K)	Rasgos espectrales	Ejemplos
WR	> 40000	Emisión ancha de He II (454.1 nm). Las estrellas WC muestran emisión C III (569.6 nm) y C IV (580.8 nm), mientras que las WN muestran N III (464 nm) de forma prominente. Las WO son raras y muestran $C/O < 1$.	WR124
O	28000–40000	Líneas de He II aumentando con T_{ef} y de He I disminuyendo con T_{ef} . Líneas de H débiles.	10 Lacertra
B	10000–28000	Máximo en las líneas de He I. Líneas H I de Balmer en los tipos más fríos. Puede haber fuertes líneas de la serie de Balmer del H en emisión (Be).	Rigel, Spica
A	8000–10000	Línea H I de Balmer máxima en A0. Ca II aumentado hacia los tipos más fríos. Otros metales ionizados. Presencia de Na.	Sirius, Vega
F	6000–8000	Ca II más fuerte (la línea K más pronunciada que la H). H más débil, aunque H_{γ} en su máximo de absorción. Líneas de metal ionizado apareciendo.	Canopus, Procyon
G	4900–6000	Ca II fuerte. Fe y otros metales fuertes, con líneas de metales neutros apareciendo (Na). H cada vez más débil. Ausencia de CN.	Sol(G3V), Capella
K	3500–4900	Fuertes líneas metálicas neutras. bandas de CH, CN y MgH desarrollándose. TiO débil en las K más frías. H_{δ} presente per débil.	Arcturus, Aldebarán
M	2000–3500	Muchas líneas. TiO y otras bandas moleculares (VO). Ca prominente. Las estrellas S muestran bandas de ZrO y las estrellas N líneas C_2 con elementos del proceso s (Ba, Sr), cosa que no se ve en las estrellas R. Las estrellas C poseen $C/O > 1$, C_3 , CN, CH, SiC_2 , CaII y la NaD fuerte.	Betelgeuse, Antares
L	1500–2000	Líneas moleculares de híbridos metálicos (FeH, CaH, CrH, VO). No poseen TiO ni ZrO. Tienen Li, Cs, Rb, K, Na, CH_4 .	GD 165B
Enana Marrón	< 1000	Baja luminosidad. Li (670.8 nm), CH_4 . No posee las líneas de las estrellas M ni L (TiO, ZrO, VO, FeH, CrH, ...).	Gliese229B, Teide1, PPL1

realidad debido a la deficiencia de luz azulada y este efecto puede confundir las estrellas calientes y azules con estrellas más frías y rojas si nos fijamos únicamente en el continuo de la radiación. Este efecto es la principal limitación, pues, a la hora de obtener la temperatura de las estrellas. Para *Gaia* esto es cierto sobre todo para las estrellas suficientemente brillantes ($V \leq 17-18$), ya que para las estrellas más débiles, el factor limitante es más bien la insuficiente estadística de fotones recibidos.

Sabiendo el exceso en el color, por ejemplo $E(B-V)$, se puede saber la absorción en la magnitud V mediante la ley de absorción que proporcione la relación entre ambas (R_V):

$$A_V = R_V \cdot E(B - V) \quad (2.1)$$

Para el promedio galáctico $R_V = 3.1$, pero su valor puede variar mucho en función del tipo espectral y la dirección galáctica (Sūdžius et al. 1996) debido a diferentes composiciones químicas, diferentes distribuciones del tamaño del polvo (Fitzpatrick 1999; Draine 2003). En la sec. 4.3 se indican dos posibles leyes de extinción.

En la ley de extinción en el infrarrojo cercano dominan las variaciones debidas a las composiciones químicas, pero éstas son pequeñas en comparación con las del óptico. A_K (la absorción en el filtro K) es más fácil de conocer que A_V ayudándonos de la paralaje que obtendrá el satélite (Knude & Fabricius 2003b). Mediante una ley de extinción estándar podríamos transformar A_K en A_V . Esto sería útil para las estrellas de la secuencia principal.

Para estrellas más evolucionadas existen otros métodos. La anchura equivalente del triplete del calcio en el infrarrojo (observada con el espectrógrafo de *Gaia*) combinada con algún índice de color libre de enrojecimiento (resultado de restar la magnitud encontrada en un filtro ancho y otro más estrecho situado en la misma longitud de onda central) permite en principio tener una aproximación al valor de la extinción y separar las gigantes de las estrellas de secuencia principal. Una vez sabido esto ya se pueden saber el resto de parámetros y determinar unívocamente y de forma más precisa el enrojecimiento de la estrella. Este método ha sido probado empíricamente y parece ser útil para enanas de tipos espectrales entre A0 y K3 (Kaltcheva et al. 2003).

A_V y T_{ef} están degeneradas (lo que quiere decir que el efecto de una influye en

la determinación de la otra). Debido a esto hay una degeneración global entre todos los parámetros y esta degeneración sólo se puede romper si podemos determinar A_V sin necesidad de conocer los otros parámetros físicos de la estrella. Teniendo esto en cuenta Knude (2002) revisa el polvo galáctico en diversas escalas utilizando varias aproximaciones para reencontrar la extinción interestelar usando fotometría óptica e infrarroja, cuentas del número de estrellas, paralajes, datos de otras misiones espaciales, etc. Con todo ello, el autor muestra que el enrojecimiento puede ser determinado con una precisión de $\sigma_{E(B-V)} \sim 0.03$ mag. Esta imprecisión se traduce en un error en la determinación de la temperatura de alrededor de 150 K para una estrella G2 V (o sea, un 2.6 % de incertidumbre) y de 50 K para una estrella M0 V (un 1.4 %).

Cuando los datos de *Gaia* estén disponibles, habrá también diversos barridos (conocidos en inglés como *surveys*) profundos del plano galáctico en el infrarrojo que podrán ser considerados para complementar las observaciones obtenidas en el rango óptico de *Gaia* (UKIDSS, VISTA, OmegaCAM/VST, ...).

El barrido de cielo producido por *VISTA* en JHK del hemisferio sur permite observar el plano sur de la Galaxia y el bulbo que no cubre *UKIDSS*. Tanto *OmegaCAM/VST* como *VISTA* incluyen una banda alrededor de los 1000 nm que puede ser útil para determinar el enrojecimiento comparándolo con un filtro azul.

UKIDSS barrerá el plano norte para latitudes galácticas en $\pm 5^\circ$ con una extensión hacia el centro galáctico de $\pm 2^\circ$, explorando el bulbo en una banda muy estrecha de latitudes positivas sobre el centro galáctico. Las bandas fotométricas JHK han probado ser excelentes indicadores de extinción (NICE en Lada et al. (1999) y NICER en Lombardi & Alves (2001)). Como se muestra en Knude & Fabricius (2003a), la fotometría JHK puede utilizarse también con las estrellas de la secuencia principal de tipos espectrales comprendidos entre A0 y G5 con A_V inferiores a 3 mag para extraer las absorciones en V individuales utilizando diagramas color-magnitud absoluta. En el artículo se utilizaron las magnitudes absolutas extraídas de *Hipparcos* (ESA 1997). Con los paralajes de *Gaia*, la precisión en las magnitudes absolutas mejorará significativamente.

Durante las calibraciones de luminosidad de la fotometría *2MASS* para estrellas de secuencia principal A9-K5 (Knude & Fabricius 2003b) utilizando los paralajes obtenidos con la misión *Hipparcos* (ESA 1997), pudieron determinar vectores de enrojecimiento empíricos. Esta misma técnica se podría usar con la fotometría de *Gaia*

combinada con *2MASS*, *UKIDSS* o *VISTA* para identificar regiones de extinción con valores alejados del promedio galáctico.

2.3.2. Luminosidades absolutas

La fotometría será crucial para determinar las luminosidades absolutas de las estrellas para las que el error en la paralaje sea elevado ($\gtrsim 10\text{--}20\%$). Se pueden establecer calibraciones de magnitud absoluta con las estrellas con buenas paralajes y aplicarlo del modo tradicional a distancias más grandes, es decir, asumiendo que las estrellas lejanas son intrínsecamente similares a las estrellas con buenas paralajes. Una precisión en paralaje de $\sim 10\text{--}20\%$ es equivalente a una $\sigma_{M_V} \sim 0.2\text{--}0.4$, es decir, $\sigma_{\log g} \sim 0.1\text{--}0.2$. Esta es, pues, la precisión que deberíamos obtener con la fotometría.

El libro de definición de la misión, ESA (2000), en su pág. 269, lista las precisiones estimadas en las paralajes en función del tipo espectral, la absorción interestelar y las magnitudes aparentes V . Las distancias en las que el error relativo de la paralaje es $\sim 10\%$ se mostraron en la tabla 1.1 en función del tipo espectral, tanto para estrellas no enrojecidas como suponiendo una absorción promedio de 0.7 mag kpc^{-1} .

2.3.3. Composición química

Ya se ha mencionado que las estrellas producen elementos más pesados que el hidrógeno. En la combustión producida en el núcleo de la estrella no se forman elementos más pesados que el átomo de hierro. Las estrellas masivas, al morir, liberan los elementos químicos producidos en las capas más externas de la estrella en el momento de la combustión en forma de supernova, enriqueciendo el medio interestelar con los metales producidos (y además en el proceso de la explosión de supernova se generan elementos más pesados que los del pico del hierro). Estos elementos químicos están disponibles en el medio interestelar y pasan a formar parte del contenido de una posterior generación de estrellas que tendrá más proporción de metales que su estrella progenitora, tanta más cuantas más explosiones de supernova hayan contribuido a enriquecer la nube de material interestelar donde se genera.

Por eso se define el *índice de metalicidad* ($[\text{Fe}/\text{H}]$) en el que se compara la proporción de hierro respecto a hidrógeno de la estrella (*) con la del Sol (\odot):

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\odot} \quad (2.2)$$

siendo N_{Fe} y N_{H} la abundancia de hierro e hidrógeno, respectivamente.

No en todos los trabajos se entiende $[\text{Fe}/\text{H}]$ de la misma forma y esto puede llevar a confusión. A veces se usa, en vez del hierro únicamente, la suma de todos los elementos de la familia del hierro, variando éstas de forma más o menos importante dentro del grupo (Cr, Mn, Fe, Co, Ni y a veces se añaden también Sc y V). Otras veces se incluyen también todos aquellos elementos diferentes del hidrógeno o el helio hablando entonces de *metalicidad global* e indicándolo también como $[\text{M}/\text{H}]$.

Las estrellas que son muy masivas ($M_* > 7-8M_{\odot}$) acaban “explotando” en lo que se conoce como supernovas de tipo II (SNII). En esta explosión se libera mucha energía y, parte de ella, sirve para generar elementos múltiples de la partícula α (${}^4\text{He}$). Estos elementos son el Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca y Ti y se suelen llamar también *elementos α* .

Puesto que las estrellas más masivas evolucionan más rápido que las estrellas menos masivas, en el origen de la Galaxia, este tipo de supernovas fueron las que enriquecieron el medio interestelar, aumentando así la proporción de los elementos α en las siguientes generaciones estelares.

Las estrellas menos masivas evolucionan más lentamente, llegando al estadio que se conoce como *enana blanca*. Cuando una enana blanca de carbono-oxígeno forma parte de un sistema binario y la compañera vierte materia sobre la enana blanca, se acaba produciendo una explosión en deflagración nuclear de carbono (conocida como supernova de tipo Ia, SNIa). Los elementos que se generan en este tipo de explosión son mayoritariamente los del pico del hierro, muy por encima de los elementos α . Así, a medida que las estrellas ya han tenido tiempo suficiente para evolucionar a enana blanca, ya pueden ocurrir estas SNIa y enriquecer el medio interestelar con los elementos del pico del hierro y compensar la sobreabundancia de elementos α respecto a elementos de la familia del hierro.

Edvardsson (1993) define $[\alpha/\text{Fe}]$ teniendo en cuenta sólo las abundancias de Mg, Si, Ca y Ti:

$$[\alpha/\text{Fe}] = \frac{1}{4} \cdot \left([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Si}/\text{Fe}] + [\text{Ca}/\text{Fe}] + [\text{Ti}/\text{Fe}] \right) \quad (2.3)$$

Así pues las poblaciones estelares con una proporción de elementos α en relación con los de la familia del hierro mayor que en el Sol (es decir, con $[\alpha/\text{Fe}] > 0$) se formaron en una época de evolución de la Galaxia mucho más temprana, cuando dominaban el enriquecimiento del medio interestelar por supernovas de tipo II. Este escenario ha sido probado con observaciones de $[\alpha/\text{Fe}]$ comparadas con $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Pagel & Tautvaišienė 1995) y se encuentra en acuerdo con los modelos teóricos (ver Fig. 2.6).

Los cálculos hechos por Maeder (1999) muestran que la abundancia de elementos α empieza a decrecer para valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ altos, en la época de la historia galáctica en la que el ritmo de formación estelar aumentó. Esto está de acuerdo con Nissen (1999) donde se argumenta que las estrellas del disco grueso tuvieron un ritmo rápido de formación estelar aumentando rápidamente la metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.4$) antes de que $[\alpha/\text{Fe}]$ pudiera decrecer (Fig. 2.6). En cambio, para el disco grueso Nissen (1999) comenta que el ritmo de formación estelar fue menor y empezó a decrecer $[\alpha/\text{Fe}]$ cuando $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$. Para el halo este ritmo de formación fue todavía más lento y este efecto se produjo cuando $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.2$. Este escenario, sin embargo, aunque está muy aceptado por la comunidad científica, no explica completamente el valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en el cual empieza a decrecer $[\alpha/\text{Fe}]$ y es necesario disponer de más observaciones para refinar estos valores de caída.

La metalicidad de las estrellas poco metálicas son más difíciles de determinar debido a que los cambios de metalicidad en estas estrellas provocan cambios muy ténues en el espectro. Cayrel de Strobel et al. (2001) compila medidas espectroscópicas de $[M/\text{H}]$ para estrellas F, G y K logrando $\sigma_{[M/\text{H}]} \sim 0.10\text{--}0.15$ dex. Si, en cambio, se utiliza fotometría calibrada con medidas espectroscópicas, estos errores pueden ser de $0.20\text{--}0.30$ dex. Por ello, las estrellas con $[M/\text{H}] < -3.0$ deben observarse espectroscópicamente desde Tierra para obtener la precisión suficiente para caracterizar los objetos más interesantes.

Además, las binarias frías no resueltas tienden a confundirse con estrellas aisladas menos metálicas (a modo de ejemplo, una estrella G ó K de la secuencia principal con una compañera de $1.5\text{--}2$ magnitudes más débil tiende a dar un $\Delta[M/\text{H}] \sim -0.4$).

Las medidas fotométricas de la metalicidad se hacen utilizando filtros estrechos

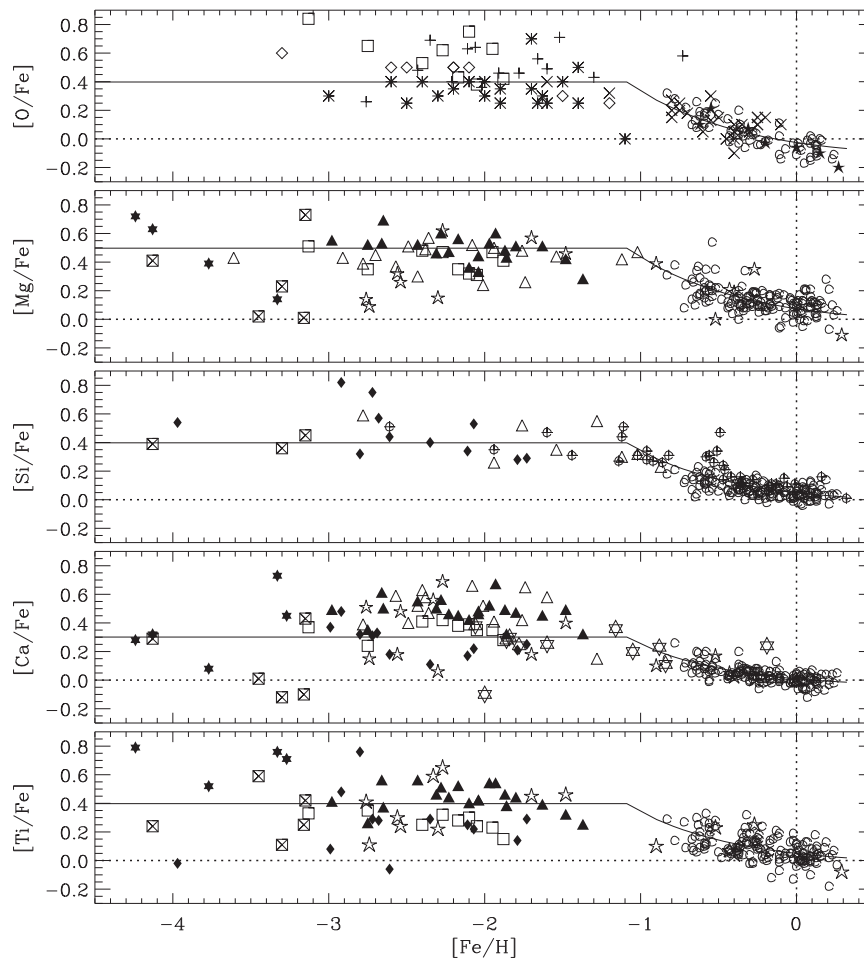


Figura 2.6: Figura 3 de Pagel & Tautvaišienė (1995) en la que se proporcionan los cocientes de los elementos α en función de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para las estrellas del disco delgado, el halo y las estrellas del disco grueso pobres en metales. Los símbolos indican datos obtenidos por diferentes trabajos: cuadrados blancos Nissen et al. (1994); cuadrados con cruces Primas et al. (1994); círculos blancos Edvardsson (1993); círculos con el signo + François (1986); signo + King (1993); cruces Barbuy & Erdelyi-Mendez (1989); asteriscos Barbuy (1988); rombos blancos Bessell et al. (1991); rombos negros Gratton & Snenen (1988); triángulos blancos Magain (1987); triángulos negros Magain (1989); estrellas de seis puntas blancas Hartmann & Gehren (1988); estrellas de seis puntas negras Norris et al. (1993); estrellas blancas de cinco puntas Tautvaišienė & Straižys (1989) y estrellas negras de cinco puntas Kyröläinen et al. (1986).

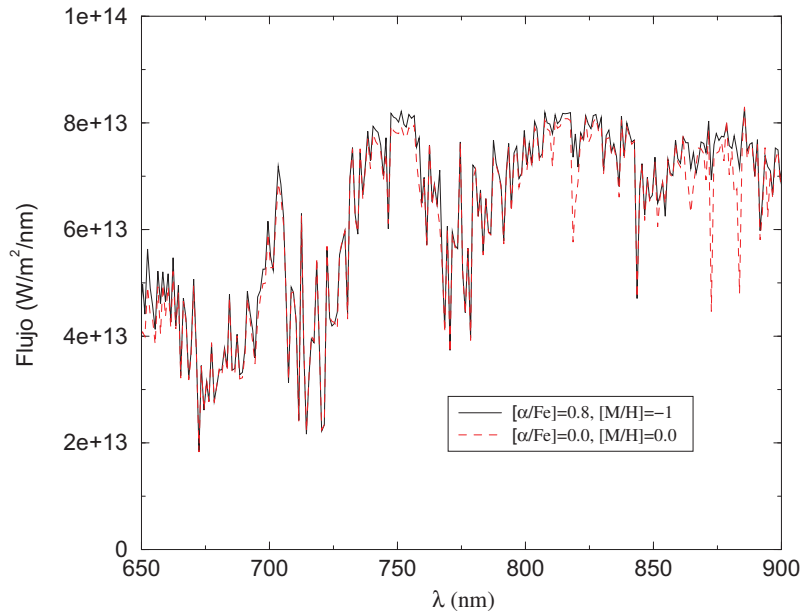


Figura 2.7: Detalle de la región espectral donde se localizan las bandas de titanio en dos espectros estelares extraídos de la librería de Hauschildt et al. (2003) (ver sec. 4.2), de $T_{\text{ef}} = 3500$ K y $\log g = 4.5$ con diferentes abundancias químicas. Se puede observar cómo una estrella con bajo contenido en hierro y alto contenido en elementos α puede confundirse con una estrella con menos elementos α y mayor proporción de hierro.

o intermedios, aunque Kotoneva et al. (2002) introduce formas de determinarla con fotometría BVI y paralajes, con dispersiones de tan sólo 0.1 dex respecto a los valores espectroscópicos). En el caso de las gigantes se añade el problema de que al ser más brillantes, se llegan a ver gigantes más lejanas y, por tanto, más afectadas de extinción interestelar, lo que puede empeorar la relación señal-ruido de la observación.

El espectro de las estrellas de tipo M está dominado por las bandas de absorción del TiO y sólo se podrá medir $[\text{Ti}/\text{H}]$ (con precisiones ligeramente mejores que las de las gigantes G-K de población I mencionadas). Así, con el valor de $[\text{Ti}/\text{H}]$, no se puede prácticamente distinguir las estrellas del disco grueso ricas en elementos α de las estrellas pobres en metales del disco delgado con composición normal en elementos α (ver Fig. 2.7). Por otro lado, las abundancias de los tipos espectrales tempranos (anteriores a $\sim A3$) no se pueden conseguir mediante la fotometría.

Tautvaišienė & Edvardsson (2002) hacen una estimación somera de las preci-

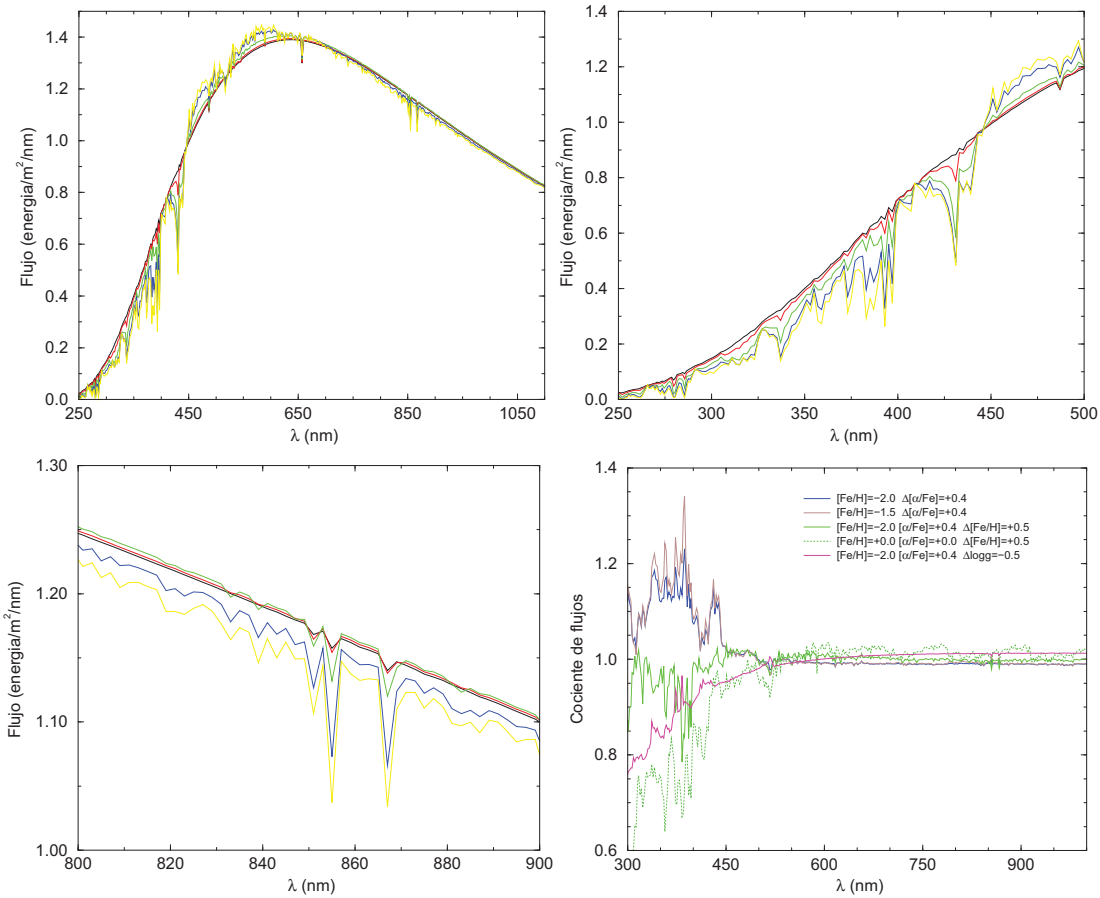


Figura 2.8: *Arriba-izquierda*: Espectro de (Kurucz 1979) para una gigante K con diversas metalicidades $[M/H] = -5, -4, -3, -2, -1.5$ y $[\alpha/Fe] = +0.0$. *Arriba-derecha* y *abajo-izquierda*: detalle del espectro para los rangos de longitud de onda más sensibles a cambios en la metalicidad. Las estrellas muy pobres en metales ($[M/H] = -4, -5$) sólo se pueden distinguir en la banda G. *Abajo-Derecha*: Comparación de los espectros donde cambian $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$ y $\log g$.

siones que se pueden obtener en las determinaciones de $[\alpha/Fe]$ con *Gaia* resultan de alrededor de 0.2 dex para gigantes G y K de $V \sim 18$ y enanas de $V \sim 16.5$ del disco grueso si se observan las líneas del Ca II y las de MgI con un filtro colocado en ellas de anchuras de 8–10 nm. La Fig. 2.8 muestra el espectro de una gigante K con varias metalicidades típicas de las estrellas más pobres en metales. A partir de una inspección de los flujos relativos, se puede suponer que las incertidumbres de $[\alpha/Fe]$ serán mayores que en el caso de estrellas del disco grueso, pero esto debe ser confirmado en el futuro.

Así, es improbable que la fotometría pueda proveer abundancias de elementos

α para las gigantes más débiles y para las enanas. Por ejemplo, el flujo del triplete de CaI (610–620 nm) y MgI (~ 520 nm) representan sólo el 1–3% del flujo. Esta variación tan pequeña del flujo es muy difícil de detectar con filtros fotométricos demasiado anchos, pero si utilizáramos filtros más estrechos se disminuiría la magnitud límite. Además, la banda de MgI varía también bajo cambios en la gravedad superficial, lo cual confunde el análisis de la abundancia de elementos α . Por su parte, CaII sufre efectos debido a actividad estelar.

Por ello, quizás debamos pensar si incluimos la determinación de $[\alpha/\text{Fe}]$ como objetivo de la fotometría o lo dejamos como labor para el espectrómetro de velocidades radiales y la fotometría se dedica sólo a aproximar su valor. De todas formas, las propuestas de sistema fotométrico deberían considerar la posibilidad de determinar tanto $[\text{M}/\text{H}]$ como $[\alpha/\text{Fe}]$, o al menos cómo un valor de $[\alpha/\text{Fe}] \neq 0$ puede confundir la determinación de $[\text{M}/\text{H}]$. De acuerdo con C. Soubiran (Soubiran 2002) el espectrógrafo de velocidades radiales de *Gaia* (en su versión *Gaia-2*) podrá proporcionar $\sigma_{T_{\text{ef}}} \sim 160$ K, $\sigma_{\log g} \sim 0.3$ y $\sigma_{[\text{M}/\text{H}]} \sim 0.2$ a $V \sim 15$ para estrellas más frías que ~ 6000 K. Según Katz & Munari (2002), para poder determinar abundancias individuales (por ejemplo, Mg, Si, ...) se necesitaría una resolución mínima de $R = 10000$ (con la posible excepción del Ca, el cuál tiene líneas muy saturadas para los últimos tipos espectrales). Como el diseño de RVS (en *Gaia-2*) es de $R = 11500$ podemos esperar, pues, medidas individuales de las abundancias de los elementos α .

2.3.4. Edades

Saber la luminosidad y la temperatura de una estrella (es decir, saber su localización en el diagrama HR) no implica conocer su edad (ver discusión en Binney & Merrifield (1998)) debido a que existen diversas combinaciones de $[\text{M}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$ y edad posibles. Para obtener edades precisas se necesita conocer de manera muy fiable la temperatura, el enrojecimiento y la composición química.

En el caso de los *cúmulos*, es viable conocer sus edades una vez determinada la distancia y la metalicidad. Para ello se aprovecha que todas las estrellas del cúmulo se formaron a la vez y que, por tanto, tienen la misma edad y la metalicidad de la nube a partir de la que se formaron. En el diagrama HR las estrellas del cúmulo dibujarán lo que se conoce como *isocrona*, es decir, estrellas de la misma edad en diferentes estadios de evolución. Los modelos teóricos de evolución estelar (ver por ejemplo

Bergbusch & Vandenberg (2001) o Schaller et al. (1992)) proporcionan isocronas para diferentes edades y composiciones químicas. Comparando estos modelos con las observaciones del cúmulo se puede, así, determinar su edad. Además, debemos añadir el factor estadístico: la gran muestra de estrellas de las que disponemos en cada cúmulo permite determinar mejor la edad, proporcionando unas precisiones mejores que las obtenidas para cada miembro individualmente. Este factor estadístico se aplica a todo tipo de agrupaciones estelares, tanto a los cúmulos globulares, como a los cúmulos abiertos, asociaciones OB, corrientes del halo, grupos móviles, ...). La Fig. 2.9 muestra isocronas representativas de las estrellas del halo y disco grueso.

El “turn-off” de la isocrona (marcado por las estrellas que están abandonando la secuencia principal) es clave para la determinación de edades. Analizando nuevamente el halo y el disco grueso a modo de ejemplo, la Fig. 2.9 (abajo) muestra cómo, para una composición química dada, una variación en la edad de 2 Gyr (siendo 1 Gyr = 10^9 años) provoca un desplazamiento del “turn-off” de 0.01 dex en $\log T_{\text{ef}}$. Por ello, es necesario que la temperatura se conozca con precisiones mejores que centenares de grados kelvin (es decir, $\sigma_{\log T_{\text{ef}}} \sim 1.5\text{--}2\%$). A partir de la misma figura podemos ver que un error en $\log T_{\text{ef}}$ de 0.01 dex equivale a una incertidumbre en $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 0.3 dex, y, para la $[\alpha/\text{Fe}]$, una incertidumbre de 0.3 dex provoca una variación de -0.006 dex en la temperatura del “turn-off”, provocando un error en la determinación de la edad de 1 Gyr. Así pues, $[\alpha/\text{Fe}]$ tiene un impacto menor sobre la determinación de la edad que $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Así pues, para el caso de *Gaia*, se esperan unas incertidumbres de 4–5 Gyr a $V \sim 18\text{--}19$ para la determinación de edades individuales de las estrellas del “turn-off” del halo, disco grueso y componente vieja del disco delgado.

La determinación de la edad para las estrellas *subgigantes* F-G es bastante insensible a las incertidumbres en la temperatura efectiva, ya que las isocronas son casi horizontales. Un error en M_V de 0.15 mag se traduce en una incertidumbre en la edad de 2 Gyr. Si asumimos un error en $[\text{M}/\text{H}]$ y en $[\alpha/\text{Fe}]$ de 0.3 dex, la precisión final para estas subgigantes es de unos 3–4 Gyr.

Kučinskas et al. (2003) muestra que las estrellas *AGB tempranas* pueden proporcionar edades tan precisas como las del “turn-off” para $[\text{M}/\text{H}] > -1.5$ cuando $\sigma_{\log T_{\text{ef}}} \sim 0.01$, $\sigma_{\log g} \sim 0.2$, $\sigma_{[\text{M}/\text{H}]} \sim 0.2$ y $\sigma_{E_{B-V}} \sim 0.03$, permitiendo, así, una determinación de la edad para distancias más grandes que las de las estrellas del “turn-off” y las subgigantes.

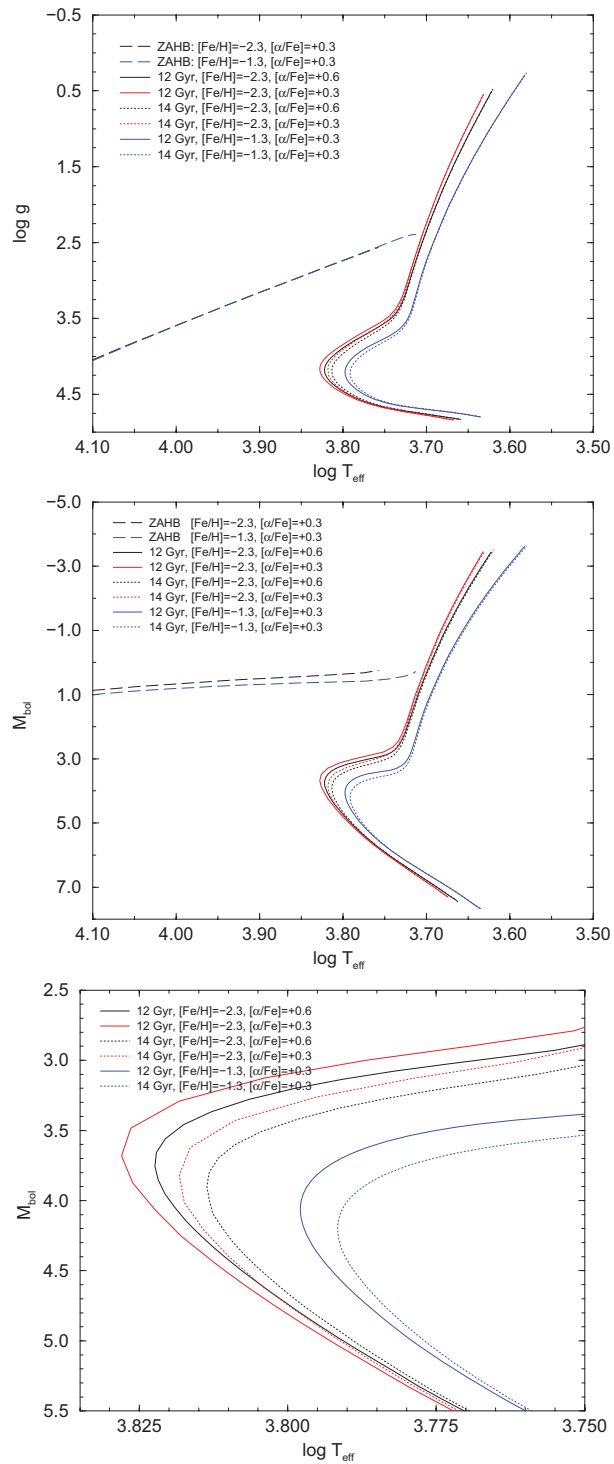


Figura 2.9: *Arriba y centro*: Isocronas de 12 y 14 Gyr para varias $[\text{M}/\text{H}]$ y $[\alpha/\text{Fe}]$ representativas de las estrellas del halo y disco grueso extraídas de Bergbusch & Vandenberg (2001). La rama horizontal de edad cero se ha extraído de Vandenberg et al. (2000). Las gigantes rojas y AGB se vuelven más rojas a mayor contenido metálico. *Abajo*: Detalle de la región del “turn-off” de las isocronas mostradas en el panel central.

