

UNIVERSITAT DE BARCELONA  
DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA

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

*José Manuel Carrasco Martínez*



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





PROGRAMA DE DOCTORADO DE ASTRONOMÍA Y METEOROLOGÍA

BIENIO 2000–2002

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

DIRECTOR DE LA TESIS

Dra. Carme Jordi i Nebot



*A mi padre*



*En el mismo momento en que el hombre descubrió la vastedad del universo y se dio cuenta de que aun sus más disparatadas fantasías eran ínfimas comparadas con la verdadera dimensión de la Vía Láctea, tomó medidas para asegurar que sus descendientes no pudiesen ver las estrellas en lo más mínimo. (...) A medida que avanzaba la tecnología y se contaminaban los centros urbanos, las noches se fueron quedando sin estrellas. Nuevas generaciones alcanzaron la madurez ignorando totalmente el firmamento que había pasmado a sus mayores y estimulando el advenimiento de la era moderna de la ciencia y la tecnología. Sin darse cuenta siquiera, justo cuando la astronomía entraba en su edad de oro, la mayoría de la gente se apartaba del cielo en un aislamiento cósmico que sólo terminó con los albores de la exploración espacial.*

**Carl Sagan (1934-1996)**

**Astrónomo estadounidense.**



---

## Agradecimientos

Me pone más nervioso escribir estas primeras líneas que el resto de la tesis. Sé que muchos de los que estáis leyendo estas palabras iniciales no os leeréis el resto del documento o, como mucho, os abanicaréis con sus páginas mientras veis pasar las aburridas figuras y tablas que en ellas se contienen. Sí, yo también lo hago cada vez que me cae una memoria de tesis en las manos, llevado por el instinto “cotilla” de averiguar a quién habrá mencionado el autor en los agradecimientos. Supongo que si redacto de forma extensa estos agradecimientos me libraré de los cotillas más perezosos. Pues bien, allá va.

Escribir una tesis sobre astronomía es algo que he deseado hacer desde siempre pero que mi modestia y poca confianza en mí mismo, así como mis amigos más escépticos en mis capacidades (es decir, todos), se empeñaban en hacerme dudar de que algún día pudiera conseguir. Parece ser que finalmente sí lo he conseguido y llega el momento de repasar y agradecer a todos aquellos que han facilitado este logro.

Por supuesto, una tesis doctoral no se hace sin un director de tesis y yo me considero muy afortunado de haber tenido a Carme Jordi como directora de tesis. Creo que Carme ha sido en todo momento eso, una directora de tesis y, aunque parezca raro, creo que eso es lo más bonito que se puede decir de un director de tesis. Carme me ha guiado en este proceso, enseñándome todo lo necesario, soportando mis preguntas más absurdas y mis fallos más tontos con una paciencia encomiable, dedicándome una gran parte de su ocupado tiempo. Nunca me ha gustado ser pelota, así que no me extenderé más en las cualidades que hacen de Carme la mejor directora de tesis que he tenido (perdón por el chiste). Carme, moltes gràcies!

I would like to thank Jens Knude his kindness to accept me for my stay in Copenhagen and for everything I learned with him about color diagrams and reddening determination. Thank you very much!

También tengo que agradecer a mi familia el haber podido escribir la tesis. Mis padres siempre me han apoyado (y mantenido, je, je), permitiendo que mi deseo pudiera cumplirse, aunque en algún momento se les escapara algún “¿Y esto qué salidas tiene?”. Mi hermana, en cambio, siempre le ha visto el sentido lúdico a lo

que quiero que se convierta en mi profesión y aún recuerdo cómo en una de mis excursiones nocturnas al campo para ver estrellas ella me dijo con cierta envidia que menuda excusa me había buscado para irme de juerga el fin de semana al campo con mis amigos. En fin, la falta de sueño y los pies congelados tenían que tener alguna compensación.

Los miembros del departamento de Astronomía y Meteorología me han proporcionado un excelente ambiente de trabajo durante estos años y animo al “DAM-nyam” a que luche por no extinguirse a pesar de que poco a poco nuevas tesis vayan leyéndose y algunos miembros se vayan distanciando de las paredes de la facultad. Tened por seguro que, si finalmente consigo que esta tesis sea aprobada y una vez obtenido el título de doctor, haremos una de nuestras míticas cenas. Habéis sido unos compañeros de “comederos” fantásticos, así que muchas gracias a todos (Elies, Miquel, Yolanda, Sara, Xavi, Manu, Manel, Mercè, Jordi, Germán, Adolfo, Pau, Tomeu, Joaquim, Nacho, ...).

También quiero mencionar a los miembros del grupo Hipparcos del departamento y en especial a los que hemos hecho posible algunas de las retransmisiones por internet de diversos eventos astronómicos y que además han sido compañeros de congresos (Guillem, Salva, Francesc, Eduard, Lola, David, Belén, ...). He pasado muy buenos ratos con vosotros en medio de alguna observación o viajando por el mundo en busca de alguna forma de conocer nueva gente.

Hablando de conocer a gente en congresos, quiero acordarme aquí de la gente maravillosa con la que hemos podido contactar en diversos congresos y/o escuelas de invierno (Ricardo, Bea, Manolo, Juanjo, Pedro, Juan, Alina, Silvia, Raffaella, Hervé, Deborah, Alberto, Vincenzo, Maria Teresa, Vivi, y tantos otros). Espero veros a menudo.

Me estoy dando cuenta de la gran cantidad de personas que conozco y por las que he tomado cierto aprecio en estos últimos años. Pero, por supuesto, también están aquellos amigos que, desde siempre han vivido conmigo mi sueño de ser doctor en astronomía. En este punto es donde “la cofradía” debe ser mencionada sin espera: Jordi, Néstor, Dani, David, Núria, Rosa. A todos ellos les debo dedicar un ‘desagradecimiento’, puesto que mientras he estado con ellos, NO he estado trabajando con esta tesis e incluso, a veces, mientras sí estaba trabajando con la tesis de hecho estaba deseando dejar de trabajar e irme a pasar el rato con ellos. Así que muchos desagradecimientos. Los fines de semana no serían lo mismo sin todos vosotros. De-

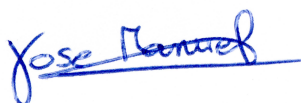


sagradezco también al resto de amigos con los que haya pasado algún fin de semana (Jordi Bernabeu, Ester, Maite, Marc, Pere, Raimon, Rosario, Vanessa, ...).

Por último, y para no superar en extensión al resto de la tesis, finalizo esta sección de desagradecimientos con la que ahora mismo es la persona más importante de mi vida, la maravillosa mujer con la que me he casado llamada Eugènia y que es la que realmente me ha animado en los momentos más duros de mi vocación científica y personal. Gracias por recordarme en mis horas bajas la ilusión y felicidad con la que viví mis primeros meses en el departamento. Gracias por convertirme en alguien un poco más sensible y por emocionarte y alegrarte a medida que voy logrando mis objetivos en la vida. Gran parte de esto te lo debo a tí, sin duda. Muchas gracias. Te quiero.

Tras esta retahíla de peloteos os invito a leer el resto de mi memoria de tesis para que cuando me veáis contradigáis mis palabras iniciales con un: “Pues yo sí que la he leído”.

Barcelona, 16 de octubre de 2006

A handwritten signature in blue ink that reads "Jose Manuel". The signature is written in a cursive style and is underlined with a single horizontal stroke.

La realización de este trabajo ha sido posible gracias a una *Beca de Recerca i Docència* de la Universitat de Barcelona y a los contratos del Ministerio de Ciencia y Tecnología PNE-2003-04352, ESP2004-20292-E y ESP2005-24356-E.

## Summary of the thesis

The aim of this thesis is to design the photometric system for Gaia space mission (ESA), to be launched at the end of 2011. This set of bands must allow the correct classification of Gaia sources, parameterize them in terms of their physical properties and, furthermore, permit the evaluation of the chromatic effects in the astrometric measurements.

The considered payload design (*Gaia-2*), include broad and intermediate photometric bands. The recent payload design changes (February 2006), substitutes the filters by low resolution spectrophotometry. This change was produced, ensuring the correct identification of the spectral regions covered by the photometric bands proposed in this PhD, accepted previously to this change in the design. In this way, *Gaia-3* implements the same photometric system considered here but with prisms, instead of filters.

The intermediate band filters are more effective to measure discrete spectral features. But for the fainter stars without enough signal in intermediate bands, and for the very crowded stellar fields, *Gaia* have also broad band photometry allocated in the astrometric instrument, with higher angular resolution.

There are a lot of existing photometric systems, but none of them is optimum for *Gaia*, due to wide kind of stars, the large amount of sources to be observed with *Gaia* ( $10^9$ ) and due to the wide aparent luminosities to be observed by the satellite.

In photometric system design it was needed to have clear in mind the scientific targets of the mission and, in particular, of photometry. A list of key scientific targets (ST) was created, prioritizing them as function of their importance in the global context of *Gaia*. The photometric system was then optimized according to this priorities. In this way, we decided to optimize the system for isolate stars, without multiplicities and, among these, the crucial stars to understand the Milky Way. The used methodology was to look at the useful stars to study each of the galactic populations, identifying the best tracers for each scientific goal and selecting the representative stars at different directions, distances, interstellar absorption, etc. The final ST list is formed by 9183 stars. There were also considered some non prioritary sources and there were introduced “a posteriori” to produce some changes in the photometric system without losing the ST characterization (for instance, the optimization of the band centered on  $H_\alpha$  to detect the emission line stars.

Along this thesis, we have developed a simulation tool of Gaia photometric observations. This simulator is flexible enough to adapt changes in the instrument and in the passbands. The goal is to simulate the detected photon counts and the associated error, considering both the end of the mission or a single transit. These errors are useful to make an estimation of the astrophysical parameters determination and their associated recovered uncertainties.

The different proposals to be the *Gaia* photometric system were evaluated objectively using a mathematical entity, called Figure of Merit (FoM), to show how good the results were for each photometric system, independently with the classification and parameterization algorithms. Using this FoM, we could propose changes in the passbands to increase the value of the FoM, and getting the optimum photometric system for *Gaia*. The FoM concept is based on the characterization of the sensitivity of the passbands to slight changes on the astrophysical parameters of the observed source. Changes in the fluxes are compared with the observational errors, considering in some cases a certain a priori knowledge of the source (as for instance, the knowledge of the parallax from astrometry).

The result of this study was the creation of C1M (medium band) and C1B (broad band) systems, with 14 and 5 bands, respectively. As a brief summary, 3 of the C1B bands are located at the left of  $H_\beta$  line, on  $H_\alpha$  line and at the right of the Paschen jump. The other 2 passbands fill the gap between the other passbands. In C1M system the passbands are located to measure the Balmer jump and Balmer series, the CaII H line, the MgI+MgH bands, TiO bands for cold stars and CN bands for R and N type stars. an extra passband is located to measure the flux at the spectral range covered by the radial velocity spectrometer, which measure the Ca triplet.

Once the *Gaia* photometric system is defined, the final chapter of the thesis deal with the inverse problem, trying to recover the astrophysical parameters from C1M+C1B observations. This job is done by the classification working group (ICAP), but in this thesis we give some guides to deal with this subject, using the criteria to propose the set of bands. The color-color diagrams showed could be used in the future to the creation of the classification algorithms.



# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>3</b>
1.1. La misión <i>Gaia</i>	3
1.1.1. Objetivos científicos	5
1.1.2. Principios	9
1.1.3. Instrumentos	10
1.1.3.1. ASTRO	12
1.1.3.2. SPECTRO	16
1.2. Sistemas fotométricos	18
1.2.1. Sistema Johnson, o sistema de Arizona	19
1.2.2. Sistemas Strömngren y Vilnius	21
1.2.3. Sistema de Ginebra	22
1.3. Objetivo de la tesis	22
1.4. Estructura del trabajo	25

## I DEFINIENDO LAS EXPECTATIVAS

<b>2. La información astrofísica</b>	<b>31</b>
2.1. ¿Cómo es la Vía Láctea y sus estrellas?	32
2.1.1. Poblaciones galácticas	32
2.1.2. Clasificación y evolución estelar	35
2.2. ¿Cómo es el espectro de una estrella?	38
2.2.1. Regiones espectrales con información	39
2.3. Determinación de los parámetros astrofísicos	41
2.3.1. Temperatura y extinción	41
2.3.2. Luminosidades absolutas	45
2.3.3. Composición química	45

2.3.4. Edades . . . . .	51
<b>3. Estrellas clave de <i>Gaia</i></b>	<b>55</b>
3.1. Abundancias y edades de las poblaciones estelares . . . . .	56
3.2. Objetivos científicos y prioridades . . . . .	58
3.2.1. Entendiendo la Vía Láctea . . . . .	59
3.2.2. Objetivos en el halo . . . . .	60
3.2.3. Objetivos en el bulbo . . . . .	63
3.2.4. Objetivos en el disco grueso . . . . .	65
3.2.5. Objetivos en el disco delgado . . . . .	67
3.2.6. Estrellas extragalácticas . . . . .	70
3.2.7. Objetos no estelares . . . . .	70
3.2.8. Prioridades de los parámetros astrofísicos . . . . .	71
3.3. Precisiones esperadas . . . . .	72
3.3.1. Precisión en las paralajes . . . . .	72
3.3.2. Precisiones a partir de la fotometría . . . . .	73
3.4. Construcción de la lista de ST . . . . .	75

## II

## CREANDO LAS HERRAMIENTAS

<b>4. Fotometría sintética</b>	<b>89</b>
4.1. El simulador . . . . .	89
4.1.1. Datos de entrada . . . . .	90
4.1.2. Datos de salida . . . . .	93
4.2. Librería de espectros . . . . .	94
4.2.1. Requisitos . . . . .	95
4.2.2. Espectros sintéticos de estrellas . . . . .	95
4.3. Ley de absorción . . . . .	105
4.4. Fondo de cielo . . . . .	107
4.5. Instrumentos . . . . .	108
4.6. Punto cero de las magnitudes . . . . .	114
4.7. Evaluación de errores . . . . .	114
4.7.1. Número de observaciones . . . . .	116

### III PROPONIENDO LOS FILTROS

<b>5. Sistemas fotométricos</b>	<b>125</b>
5.1. Las propuestas previas a la figura de mérito . . . . .	127
5.1.1. Sistema de Barcelona-Ginebra . . . . .	130
5.1.2. Sistemas de Vilnius . . . . .	135
5.1.3. Sistemas de Bailer-Jones . . . . .	136
5.1.4. Sistemas de Lindegren y la corrección cromática . . . . .	139
5.1.5. Sistema de Uppsala . . . . .	141
5.1.6. Sistemas de Straižys . . . . .	141
5.1.7. Sistema de København . . . . .	144
5.2. Blindtesting . . . . .	145
5.3. La figura de mérito . . . . .	148
5.3.1. Principios de la figura de mérito . . . . .	148
5.3.2. Evaluación de las propuestas BBP . . . . .	154
5.3.3. Evaluación de las propuestas MBP . . . . .	166
5.4. El sistema fotométrico para <i>Gaia</i> . . . . .	199
5.4.1. C1B . . . . .	200
5.4.2. C1M . . . . .	205
5.4.3. Las bandas <i>G</i> y <i>GS</i> . . . . .	210

### IV EVALUANDO EL SISTEMA FINAL

<b>6. Rendimiento fotométrico</b>	<b>217</b>
6.1. Recuperar la información astrofísica . . . . .	217
6.1.1. Índices de temperatura y extinción . . . . .	218
6.1.2. Colores sensibles a la gravedad . . . . .	224
6.1.3. Índices de abundancias químicas . . . . .	228
6.1.4. Clasificación por $\chi^2$ . . . . .	232
6.1.5. Redes neuronales . . . . .	235
6.2. Objetos no prioritarios . . . . .	238
6.2.1. Estrellas con líneas de emisión . . . . .	239
6.2.2. Cuásares . . . . .	240

**V CONCLUSIONES Y BIBLIOGRAFÍA**

<b>7. Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>247</b>
7.1. Conclusiones . . . . .	247
7.2. Diseño actual de <i>Gaia</i> . . . . .	251
7.3. Trabajo futuro . . . . .	256
7.4. Últimas palabras . . . . .	259
<b>8. Referencias bibliográficas</b>	<b>261</b>
8.1. Información en la red . . . . .	261
8.2. Artículos y publicaciones . . . . .	262

**VI APÉNDICES**

<b>9. Acrónimos y definiciones de interés</b>	<b>281</b>
---	------------



*”Dile a un hombre que hay 300 billones de estrellas en el Universo y te creará...  
Dile que un banco está recién pintado, y tendrá que tocarlo para asegurarse.”*

**Raimond Verwei**



# 1 Introducción

El propósito de esta tesis es diseñar el conjunto de filtros que constituyen el sistema fotométrico de la misión espacial *Gaia*, de la Agencia Espacial Europea (ESA, en su acrónimo inglés). Estos filtros deben permitir la clasificación de los objetos observados por *Gaia* (estrellas, cuásares, objetos del Sistema Solar, etc.), parametrizarlos en términos de sus propiedades físicas y además permitir la evaluación de los efectos cromáticos en las medidas astrométricas.

Esta memoria se divide en cuatro grandes bloques. En el primero de ellos se establecen los objetivos científicos del sistema fotométrico. En el segundo bloque se crean las herramientas necesarias para el diseño y evaluación de los filtros. En el tercer bloque, se diseñan y describen los filtros y se procede a la selección de los mismos. Finalmente, en el cuarto bloque se analiza su retorno científico. Siguen a estos cuatro bloques, el capítulo de conclusiones y trabajo de futuro, el capítulo de bibliografía y apéndices y le precede el presente capítulo introductorio.

## 1.1. La misión *Gaia*

La misión astrométrica *Gaia* fue aprobada en octubre de 2000 como piedra angular (*cornerstone*) del programa Horizon 2000+ de la ESA con fecha de lanzamiento no posterior al año 2012. Tras su lanzamiento, *Gaia* se situará en órbita de Lissajous alrededor del segundo punto de Lagrange del sistema Sol-Tierra-Luna (L2) (a  $1.5 \cdot 10^6$  km de la Tierra). En febrero del año 2006, el *Science Programme Committee* (SPC) de ESA aprobó unánimemente la misión y su presupuesto y se entró en la fase B2 con el consorcio EADS-Astrium como primer contratante. El lanzamiento está previsto para diciembre de 2011.

El objetivo principal de *Gaia* es clarificar la estructura, formación y evolución de nuestra galaxia, la Vía Láctea, a partir de un censo cuantitativo de las poblaciones estelares que en ella se encuentran (Perryman et al. 2001; Mignard 2005). Hará un barrido del cielo de forma similar a como lo hizo la misión *Hipparcos* (Perryman et al. 1997; ESA 1997) también de la ESA, obteniendo astrometría (posición, movimiento propio y paralaje), fotometría (entre, aproximadamente, 300 y 1100 nm) y espectros (entre 848–874 nm para determinar velocidades radiales) de más de mil millones de estrellas, es decir, casi el 1% de nuestra galaxia, además de estrellas de las galaxias del Grupo Local, otras galaxias, cuásares y objetos del Sistema Solar. *Gaia* observará, durante 5 años, todos los objetos del cielo más brillantes que, aproximadamente, magnitud visual  $V = 20$  mag (25 según el tipo espectral de la estrella). La precisión en la astrometría se espera que sea de unos  $7 \mu\text{as}$  a  $V = 10$ ,  $12\text{--}25 \mu\text{as}$  a  $V = 15$  y  $100\text{--}300 \mu\text{as}$  a  $V = 20$  (dependiendo del tipo espectral). En la Fig. 1.1 se puede observar el salto cuantitativo que representa la precisión de *Gaia* respecto a catálogos anteriores. La fotometría alcanzará el mismo límite de completitud. Las velocidades radiales se obtendrán para unos 100–150 millones de estrellas con magnitudes inferiores a  $V = 17$  mag con precisiones alrededor de  $1\text{--}15 \text{ km s}^{-1}$ , dependiendo de la magnitud aparente y del tipo espectral de la estrella y de la densidad en el cielo (Katz et al. 2004; Wilkinson et al. 2005). En la tabla 1.1 se muestra para qué distancia el error en la paralaje alcanza el 10% para estrellas de distintos tipos espectrales. En la Fig. 1.2 se puede ver qué implican estas precisiones en el estudio de la Galaxia.

Para el estudio del origen y evolución de la Galaxia no sólo es necesario saber las posiciones y velocidades de las estrellas (posiciones en el espacio de fases, de seis dimensiones), sino también la información sobre las propiedades físicas (edades y abundancias químicas) de las mismas. A diferencia de la misión *Hipparcos* (ESA 1997), en la que sólo se observaron 120000 estrellas, con *Gaia* es impensable complementar la astrometría con campañas fotométricas y espectrométricas desde la Tierra para los  $10^9$  objetos que se observarán hasta  $V = 20\text{--}25$  mag. Por este motivo *Gaia* incorpora en la carga útil del satélite el instrumento fotométrico para clasificar los objetos y determinar los parámetros físicos básicos de cada tipo de objeto (por ejemplo, para estrellas, estos parámetros son la temperatura, la luminosidad, la composición química, etc.). Además, la fotometría es absolutamente necesaria para obtener una astrometría precisa al nivel del microsegundo de arco, puesto que la corrección de los efectos cromáticos requiere información de la distribución espectral de energía de cada objeto.

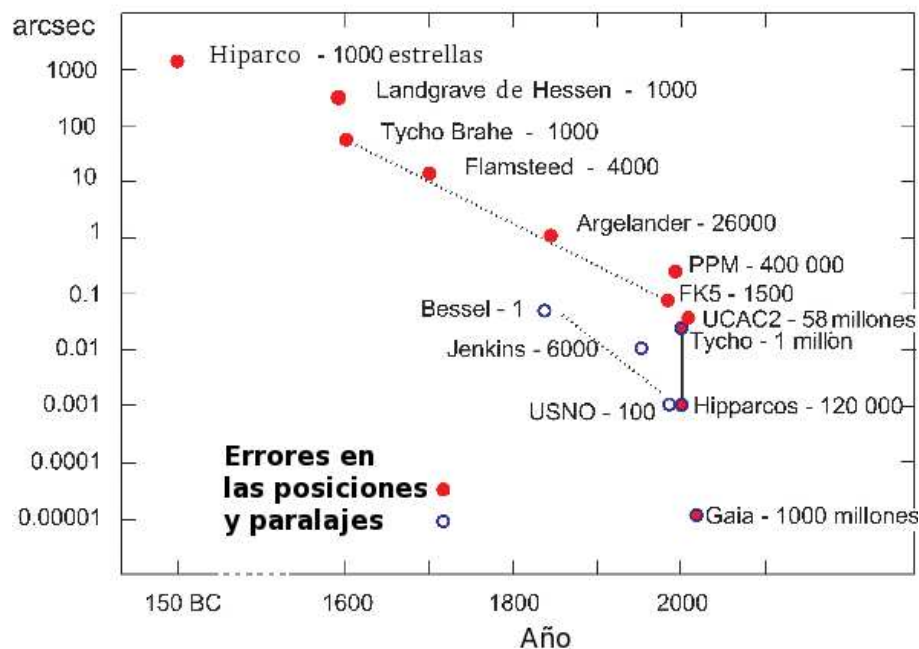


Figura 1.1: Evolución en el tiempo de la precisión en los catálogos astrométricos. Sin duda la utilización de plataformas espaciales para realizar medidas astrométricas ha permitido una gran mejora de precisión en las posiciones de las estrellas y *Gaia*, a su vez, representa un gran salto hacia adelante.

Las características de la misión *Gaia* se resumen en las próximas secciones y se pueden encontrar más extensamente explicadas en el '*Red Book*' de la misión (GAIA Study Report, ESA (2000)). La documentación más actualizada sobre el satélite se puede encontrar en <http://www.rssd.esa.int/index.php?project=GAIA>.

### 1.1.1. Objetivos científicos

Como ya ha sido mencionado, el principal objetivo de *Gaia* es observar las características físicas, la cinemática y la distribución de una gran fracción del contenido estelar de nuestra galaxia y, así, esclarecer su dinámica y estructura y, consecuentemente, su formación e historia evolutiva. Entender nuestra galaxia nos ayudará, por supuesto, a entender las otras galaxias espirales similares a la nuestra, proporcionando, por primera vez, tests cuantitativos para los modelos de formación galáctica.

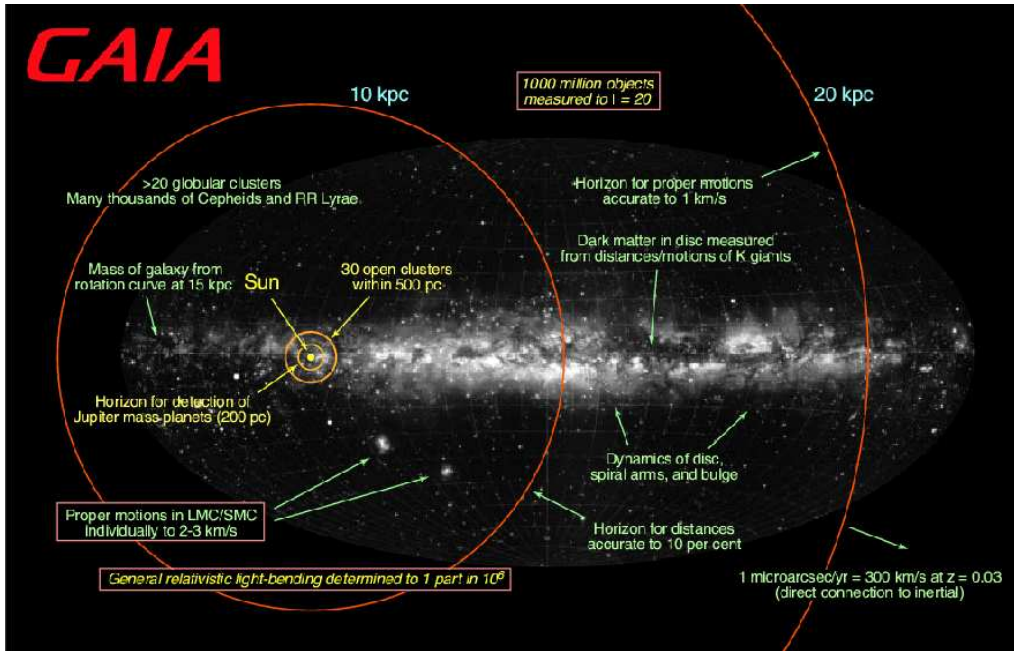


Figura 1.2: Distancia y precisiones esperadas con las que *Gaia* podrá contribuir en nuestro conocimiento de la Vía Láctea. La imagen de fondo de esta figura es un mapa del cielo obtenida en el observatorio de Lund en los años 40 del siglo pasado.

Los *ritmos de formación estelar*, o SFR en su acrónimo inglés, nos indican las proporciones y el número cumulativo de estrellas formadas en cada población galáctica considerada: bulbo, disco interno, entorno solar, disco externo y halo de la Vía Láctea (ver sec. 2.1.1). Esta información, unida a la información cinemática y de abundancias químicas, permitirá determinar la historia evolutiva de la Galaxia.

El hecho de que *Gaia* determine distancias (y por tanto luminosidades) y los parámetros físicos de las estrellas, de cualquier población estelar, permitirá avanzar enormemente en el campo de la *astrofísica estelar*. Todas las partes del diagrama de Hertzsprung-Russell (ver sec. 2.1.2) serán calibradas directamente; desde las estrellas presecuencia principal a los estadios finales, pasando por las etapas intermedias de evolución y desde las enanas marrones a las estrellas O más masivas, ...

Se obtendrán muestras de *estrellas variables* de prácticamente todos los tipos, incluyendo binarias eclipsantes, de contacto o semi-contacto, pulsantes, ... Dentro del grupo de estrellas pulsantes debemos incluir los calibradores estándares de distancias, como son las Cefeidas, las RR-Lyrae y las variables de largo periodo (LPV

Tabla 1.1: Distancias para errores relativos de las paralajes  $\sim 10\%$ :  $d_o$ ,  $V(d_o)$  sin considerar absorción interestelar (corresponde aproximadamente a la dirección del polo galáctico),  $d_{\text{abs}}$ ,  $V(d_{\text{abs}})$  cuando se considera una absorción promedio del plano galáctico de  $0.7 \text{ mag kpc}^{-1}$ . Las precisiones de la paralaje están extraídas de la tabla 8.4 de ESA (2000).

SP	$M_V$	$d_o(\text{pc})$	$V(d_o)$	$d_{\text{abs}}(\text{pc})$	$V(d_{\text{abs}})$
B1 V	-3.2	20000	13.2	7000	15.7
A0 V	0.65	8500	15.2	4500	16.8
A3 V	1.5	7000	15.7	3800	17.1
A5 V	1.95	6500	16.0	3500	17.3
F2 V	3.6	4500	16.7	2700	17.8
F8 V	4.0	4000	17.0	2500	18.1
G2 V	4.7	3500	17.2	2200	18.2
K3 V	6.65	2400	18.4	1600	19.1
M0 V	8.8	1200	19.7	1000	20.0
M8 V	13.5	500	21.8	450	22.1
G8 III	0.8	9000	15.6	4400	17.1
K3 III	0.3	10000	15.3	4800	17.1
M0 III	-0.4	13000	15.2	5500	17.2
M7 III	-0.3	17000	15.9	6300	18.1
B0 Ib	-6.1	33000	11.5	9500	15.4
WD	8.0	1500	18.9	1200	19.2

en inglés). Se podrán, así, establecer sus relaciones periodo-luminosidad en función de un amplio rango de parámetros estelares, incluyendo la metalicidad.

*Gaia* también observará muchas *estrellas binarias y múltiples* con fracciones de masa ( $q \equiv \frac{M_{\text{secundaria}}}{M_{\text{primaria}}}$ ) muy pequeñas (hasta  $\sim 0.1$ ). Se estima que se podrán detectar hasta unas 10 millones de binarias más cercanas que 250 pc, detectando incluso más hasta distancias superiores a 1 kpc. Algunas compañeras pueden ser de naturaleza subestelar, ya sean *enanas marrones* o *planetas*. Se podrán distinguir entre estos dos tipos de compañera mediante la masa, el alineamiento y la forma de la órbita, siempre y cuando se conozca los parámetros orbitales del sistema. Aunque hay programas

específicos para la detección de sistemas planetarios extrasolares, la astrometría de *Gaia* con precisión de  $\sim 10 \mu\text{as}$  contribuirá enormemente en este campo de investigación.

El *Sistema Solar* también es un objetivo importante de la misión. El satélite observará los cuerpos menores de nuestro sistema planetario, y se estima en un millón el número de nuevos objetos descubiertos por *Gaia*, incluyendo un gran número de objetos con órbitas cercanas a la Tierra (NEOs, o *Near Earth Objects*).

*Gaia* también hará aportaciones en el campo de la *astronomía extragaláctica*. Por ejemplo en lo referente a la estructura, dinámica y poblaciones estelares presentes en el Grupo Local (especialmente en las nubes de Magallanes, M31 y M33), movimientos espaciales del Grupo Local, barrido multicolor de galaxias y estudio de supernovas, núcleos galácticos y cuásares. La observación de cuásares permitirá mejorar en uno o dos órdenes de magnitud la materialización del ICRS (*International Celestial Reference System*, es decir el conjunto de prescripciones y convenciones que, junto con el modelo requerido definen para cualquier tiempo la tríada de ejes necesarios para situar los objetos celestes).

Además de todos los campos anteriormente mencionados en los que *Gaia* hará una importante contribución, también debemos añadir el campo de la física fundamental, ya que, a la precisión de los microsegundos de arco los efectos relativistas, como por ejemplo la curvatura gravitacional de la luz, son relevantes. *Gaia* determinará los parámetros relativistas ( $\gamma$  y  $\beta$ ) y el momento cuadrupolar solar ( $J_2$ ) con una precisión sin precedentes.

Como puede verse, con un censo preciso de posiciones, distancias, movimientos espaciales (movimiento propio y velocidades radiales) y fotometría de aproximadamente mil millones de objetos completo hasta magnitud visual  $V = 20\text{--}25$  mag, la lista de objetivos científicos de *Gaia* es larguísima. A continuación se presenta un breve resumen de los objetos observados:

- $10^9$  estrellas de la Vía Láctea
- $10^6\text{--}10^7$  galaxias resueltas
- $10^5$  supernovas extragalácticas
- 500000 cuásares



- $10^5$ – $10^6$  objetos nuevos del Sistema Solar
- Más de 50000 enanas marrones
- 30000 planetas extrasolares
- 200000 enanas blancas del disco
- 200 casos de microlentes gravitatorias
- $10^7$  binarias resueltas dentro de 250 pc

### 1.1.2. Principios

Una *misión astrométrica* como *Gaia* tiene la capacidad de proporcionar medidas globales de las posiciones y sus cambios debido al movimiento propio y a la paralaje, en relación al ICRS a partir de un gran número de cuásares observados por la propia misión. El satélite *Hipparcos* (1989–1993) demostró que se podía obtener una precisión de milisegundos de arco (*mas*) con un barrido continuo del cielo, observando en dos direcciones al mismo tiempo (ESA 1997). Con la tecnología actual, y siguiendo este mismo principio pero sustituyendo el detector fotométrico por un conjunto de CCD y aumentando el tamaño del campo de visión, podemos conseguir una mejora de precisión de un factor 100 o superior, observar objetos 1000 veces más débiles y unos 10000 objetos más que *Hipparcos*.

La astrometría nos proporciona sólo dos componentes del movimiento espacial. Necesitamos medir también el movimiento en la dirección de la visual (*velocidad radial*). Las velocidades radiales serán obtenidas en *Gaia* gracias a la correlación cruzada entre los espectros obtenidos por el propio satélite y espectros de comparación. La velocidad radial de la estrella obtenida así, nos ayudará a detectar sistemas binarios.

La elección del rango del espectrógrafo [848–874 nm] (Munari 1999a) fue motivada por un número de consideraciones. Esta región es cercana a los máximos de emisión del tipo de estrellas observadas mayoritariamente por el instrumento: las estrellas F, G y K. En el espectro de estas estrellas existen tres líneas intensas del calcio en este rango que permiten medir las velocidades radiales, incluso a relaciones señal-ruido muy bajas (obteniendo  $\sigma_V = 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  a  $S/N \sim 1$  por píxel, para

una estrella de tipo K1 V), así como para las estrellas con bajo contenido metálico. Para las estrellas más calientes, en esta región espectral predominan las líneas del hidrógeno de la serie de Paschen, las cuáles son muy visibles en las estrellas con rotación rápida. Dicha región contiene una banda interestelar difusa, localizada a 862 nm, que parece ser un trazador fiable del enrojecimiento interestelar. Además, la extinción en el dominio del espectrógrafo de velocidades radiales es la mitad que en la región del filtro *V*. Por último, este rango espectral se encuentra básicamente libre de líneas telúricas de absorción y, por lo tanto, se puede utilizar desde Tierra incluso antes del lanzamiento del satélite.

La luminosidad, temperatura efectiva, masa, edad y composición de las estrellas nos las proporciona la *fotometría multicolor*. La fotometría de *Gaia* en el diseño contemplado en esta memoria se puede dividir en fotometría de banda ancha o BBP (*Broad Band Photometry*), y en fotometría de banda intermedia o MBP (*Medium Band Photometry*). La BBP se usa para la corrección de la cromaticidad en el plano astrométrico, junto con la determinación de los parámetros astrofísicos, tarea, ésta última, que comparte con la MBP. Para poder reconstruir la historia de formación de la Galaxia, las abundancias deberían poder ser determinadas con una incertidumbre menor que 0.2 dex, mientras que las temperaturas lo deberían ser con precisiones mejores que el 5 % para estrellas calientes y mejores que el 2 % para las estrellas frías. Además, se debería poder determinar por separado las abundancias de elementos de la familia del hierro y los elementos  $\alpha$  (elementos múltiples de la partícula  $\alpha$ : Mg, Si, Ca, Ti, ...).

A diferencia de la fotometría desde la superficie terrestre, las observaciones desde *Gaia* no se ven afectadas por la atmósfera. El sistema fotométrico puede sacar partido de esta ventaja y potenciar esta capacidad, y que a la vez sea óptimo para prácticamente todo el diagrama Hertzsprung-Russell (HR).

### 1.1.3. Instrumentos

Siguiendo los principios mencionados en el apartado anterior, se ha propuesto un diseño para la carga útil del satélite (Fig. 1.3).

Durante las fases A y B1 de desarrollo de la misión, la carga útil y la concepción de los instrumentos ha sufrido diversas modificaciones, algunas para rebajar

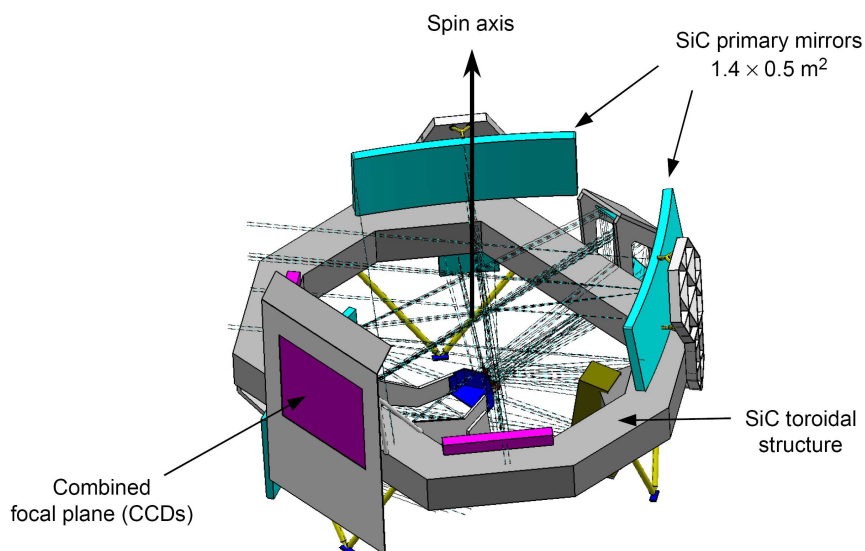


Figura 1.3: La carga útil de *Gaia* consiste en dos telescopios dedicados a la astrometría y a la fotometría de banda ancha (ASTRO-1 y ASTRO-2), separados por el llamado ángulo básico, del orden de  $106^\circ$ , y de un instrumento para hacer espectros para extraer las velocidades radiales de los objetos y la fotometría de banda intermedia (SPECTRO)

costes en la medida de lo posible, y otras como consecuencia de diversas pruebas tecnológicas. Esta tesis se ha desarrollado en paralelo a todos estos cambios y ha ido adaptándose a los mismos. El instrumento que se describe en esta memoria de tesis es el conocido como *Gaia-2*, propuesto en abril de 2002. Respecto al modelo anterior de instrumento, la carga útil fue rediseñada para que cupiera en una lanzadora rusa Soyuz-Fregat, en vez de en una lanzadora Ariane 5 pensada en un primer momento para la misión. Recientemente, en febrero de 2006, el consorcio EADS-Astrium ha propuesto una revisión completa de la carga útil con importantes implicaciones en el instrumento fotométrico. Este concepto, *Gaia-3*, se describe al final de esta tesis (sec. 7.2). A pesar de estos drásticos cambios, los principios y objetivos aquí descritos, así como los métodos y las herramientas de evaluación creados siguen siendo válidos.

La configuración general de los instrumentos en el diseño de *Gaia-2*, se resume rápidamente en:

1. La filosofía de la misión es la misma que la que se usó en *Hipparcos*, es decir, dos

telescopios astrométricos (ASTRO) separados un ángulo, denominado *ángulo básico* de unos  $106^\circ$ , que comparten un mismo plano focal. En dicho plano focal se incluye un *mapeador* del cielo o ASM (*Astrometric Sky Mapper*) que se dedica a la detección de objetos y selección a bordo del propio satélite para cada dirección astrométrica. Además, en el plano focal astrométrico, se incluyen, por supuesto, las CCD dedicadas propiamente a la astrometría (AF, *Astrometric Field*) y también se incluyen en dicho plano focal las CCD dedicadas a la fotometría de banda ancha (BBP, *Broad Band Photometry*).

2. Un telescopio (SPECTRO), en el que un dichroico divide parte de la luz hacia el espectrógrafo de velocidades radiales (RVS en su acrónimo inglés), que observa en la región espectral comprendida en 848–874 nm a una resolución nominal de 11500, y en otro plano focal se realiza la fotometría de banda intermedia (MBP, *Medium Band Photometry*). En este plano focal fotométrico, de forma análoga a como se ha explicado para el caso del instrumento ASTRO, también habrá mapeadores, (llamados en este caso *SSM: SPECTRO Sky Mapper*) dedicados a la detección de los objetos.
3. La carcasa opto-mecánico-térmica, que comprende (i) la estructura toroidal que soporta todos los espejos y planos focales, donde se alojan los instrumentos ASTRO y SPECTRO, (ii) escudo solar para evitar la incidencia directa de luz solar, (iii) control de la inyección de calor del módulo de servicio al de carga útil, (iv) mecanismo de aislamiento del espejo secundario para cada instrumento astrométrico, y (v) sistema de monitorización del ángulo básico, aunque sin control activo.

Según Høg (2002a,b), el límite superior en la densidad de estrellas en el cielo para que *Gaia* las pueda procesar se establece en 50000–100000 estrellas. En cambio, estimaciones más recientes (Evans 2004) muestran que el tratamiento de los datos con el MBP es posible para densidades estelares de hasta  $2\text{--}4 \cdot 10^5$  estrellas/grado cuadrado a magnitud 20. Estas nuevas estimaciones amplían considerablemente la región galáctica observada, tal y como se muestra en la Fig. 1.4.

### 1.1.3.1. ASTRO

El instrumento dedicado a la astrometría se compone de dos telescopios idénticos. Cada uno de estos telescopios tiene una focal muy larga (50 m), formado por seis

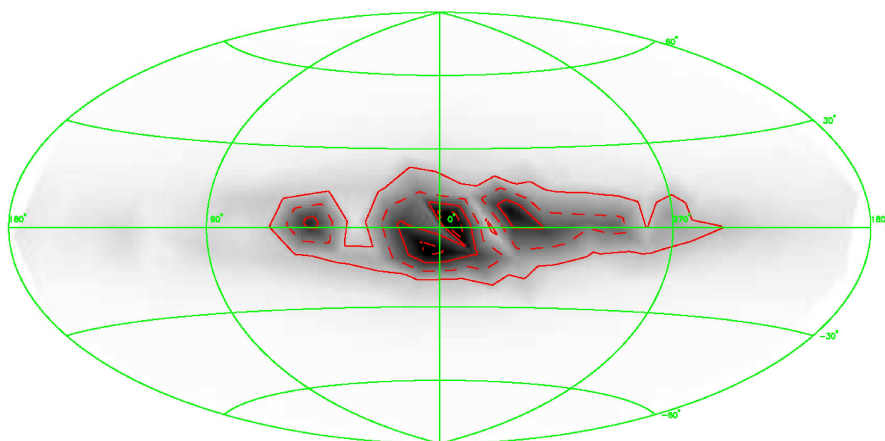


Figura 1.4: Figura 7 extraída de Evans (2004) en la que se muestra un mapa de las densidades estelares utilizando el modelo de galaxia de Besançon por debajo de magnitud 20 en el filtro centrado en 585 nm del sistema 2F (ver sec. 5.1). Las líneas continuas se dibujan para 50000 y 150000 estrellas por grado cuadrado y las discontinuas para 100000 y 200000 estrellas por grado cuadrado. Un límite de tan sólo 50000–100000 excluye un diamante con vértices  $l = \pm 100^\circ$  y  $b = \pm 10^\circ$ . En cambio, un límite de 200000 estrellas por grado cuadrado excluiría una porción menor situada cerca del centro galáctico.

espejos anastigmáticos de superficies esféricas.

El sistema óptico resultante es bastante compacto. La pupila de entrada resultante es de  $1.7 \times 0.7 \text{ m}^2$  con una forma rectangular.

El plano focal consiste en un conjunto de CCD funcionando en modo TDI (*Time-Delayed Integration*), trasladando la carga a la misma velocidad que los objetos barren el plano focal debido al continuo escaneo del satélite (a un ritmo de  $60''/\text{s}$ ). De esta forma se consigue integrar las imágenes de las estrellas directamente dentro de cada CCD. Por diseño, la disposición de CCD y filtros en el plano focal asegura la redundancia en caso de posibles fallos.

Se pretende determinar la zona del plano focal por donde pasan los objetos, ya que la mayoría del cielo está vacío. Utilizando esta predetección podremos bajar a Tierra sólo una pequeña región, llamada *ventana*, alrededor de cada objeto (que incluya su disco de Airy de difracción). Puesto que la precisión astrométrica depende de la precisión en la dirección de barrido y no en su dirección perpendicular, hacemos una especie de degradado de la resolución en esta dirección transversal, para así dis-

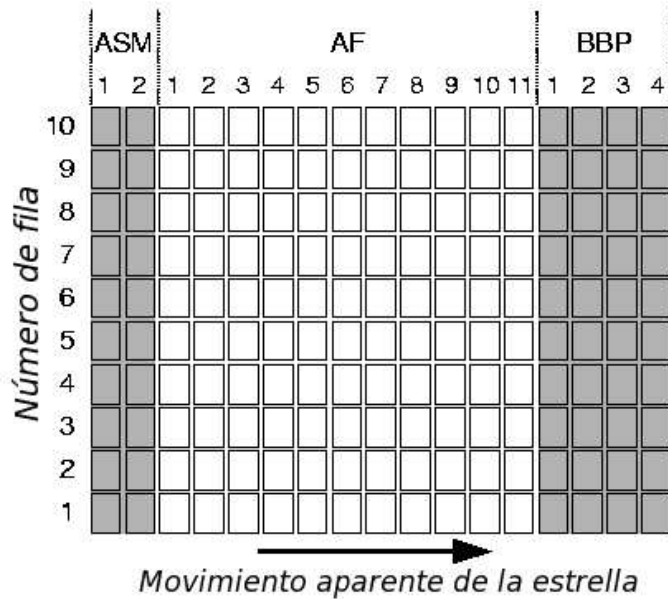


Figura 1.5: Plano focal del instrumento astrométrico. Las dos primeras columnas de CCD corresponden al mapeador, ASM, para detectar las posiciones de los objetos. A continuación el objeto atravesará el campo astrométrico, AF, propiamente dicho y finalmente se obtendrá fotometría de banda ancha, BBP, gracias a cuatro columnas de CCD.

minuir la telemetría de la misión, formando así los llamados *samples* (conjuntos de píxeles que sumamos).

El plano focal tiene tres funciones asignadas (Fig. 1.5): (i) el ASM (*Astrometric Sky Mapper*), destinado a detectar los objetos que entran en el campo de visión; (ii) campo astrométrico (AF, *Astrometric Field*), dedicado plenamente a las medidas astrométricas; y (iii) el campo fotométrico de banda ancha (BBP, *Broad Band Photometer*).

- El **Astrometric Sky Mapper** (ASM) se compone de dos columnas de 10 CCD sin filtro, que permiten la detección autónoma de los objetos (una columna para cada telescopio). Las probabilidades de detección dependen de la magnitud y de la densidad de objetos en el campo de visión, siendo prácticamente la unidad para magnitudes por debajo de 20, cayendo rápidamente hacia cero para objetos más débiles (Arenou et al. 2005). La detección a bordo tiene varias ventajas: i) se pueden desechar los píxeles que no contengan información (Høg 2005a), reduciendo así el ruido de lectura de la CCD y la cantidad

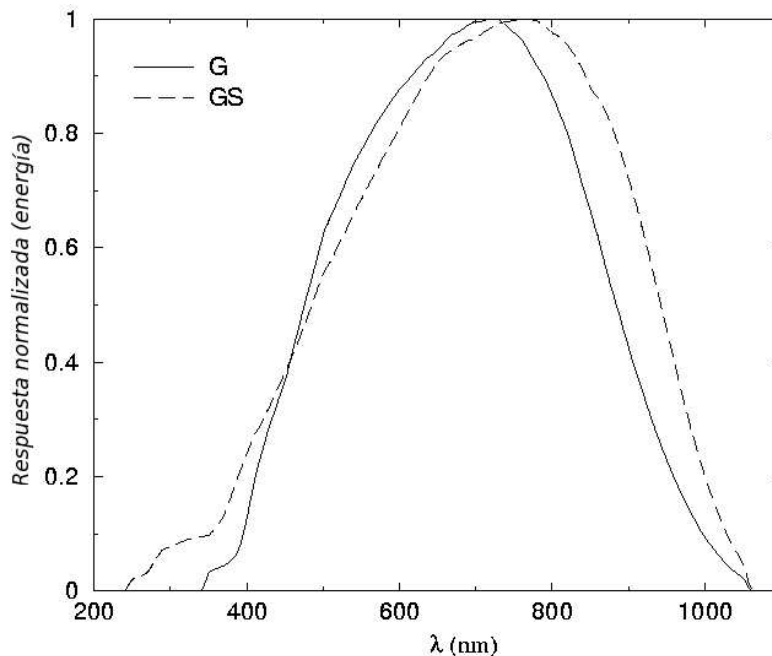


Figura 1.6: Bandas anchas *G* y *GS* de *Gaia* correspondientes a la luz blanca de los planos focales de ASTRO y SPECTRO, respectivamente.

de información que se debe bajar a la Tierra, reduciendo así la telemetría; ii) permite la detección no sesgada de todos los objetos hasta la magnitud límite; y iii) se podrán así detectar objetos no predecibles, como supernovas, objetos del Sistema Solar, etc. Además la detección a bordo es totalmente necesaria, pues no existe ningún catálogo de entrada tan completo como el que *Gaia* proporcionará.

- El **campo astrométrico** (AF) está formado por una matriz de 11 columnas (AF01-AF11) de 10 CCD cada una. La confirmación de los objetos detectados en ASM se realiza con la primera columna de CCD (AF01). Esta confirmación es necesaria porque se deben rechazar aquellas falsas detecciones provocadas por eventos de partículas espúreas (rayos cósmicos, etc.) y ruido en el límite de detección.

Puesto que la precisión astrométrica crece con la señal recibida, las observaciones astrométricas se realizarán sin filtro. La transmisión de los espejos convolucionada con la respuesta cuántica (QE) de las CCD definen una banda ancha de luz blanca llamada *G* (ver Fig. 1.6).

El tamaño de los píxeles es de  $10 \times 30 \mu\text{m}^2$  (lo que representa una escala an-

gular del píxel de  $44.2 \times 132.6 \text{ mas}^2$ ), con AL×AC, siendo AL la dirección de escaneo del cielo (*Along Scan*), y AC (*Across Scan*) la dirección transversal. Como se puede comprobar, la dirección de mayor resolución es la dirección de escaneo y no la transversal, ya que la precisión astrométrica depende principalmente de la resolución en la dirección de barrido, como ya se ha mencionado. Las 11 columnas de CCD son idénticas. Sin embargo, en la última columna (AF11) se lee una región mayor alrededor de cada estrella para obtener un mapa del entorno de cada estrella al final de la misión. Esto puede ser especialmente útil para los objetos del Sistema Solar. Sin embargo esto aún está siendo considerado y últimamente se ha propuesto trasladar esta función a la CCD de ASM (Høg 2005b).

- Por último, en el plano focal de ASTRO encontramos también un número de CCD dedicadas a la **fotometría de banda ancha** (BBP). Consisten en 4 columnas de 10 CCD cada una. Cada CCD tiene un tiempo de integración de unos 3 segundos. En principio, los filtros se pueden distribuir en las 40 CCD en cualquier combinación óptima desde el punto de vista astrofísico. Para el estudio de las estrellas variables, por ejemplo, convendría situar un filtro por columna de CCD. Así se podrían obtener de forma cuasi-simultánea medidas de la estrella en diferentes filtros. Ello implicaría restringir el número de filtros de banda ancha al número de columnas de CCD (es decir, cuatro). Se deberá valorar si es conveniente restringir el número de filtros o, por el contrario, añadir más filtros que columnas de CCD optimiza el retorno astrofísico.

La fotometría de banda ancha se dedica, como ya hemos mencionado anteriormente, a proporcionar medidas multicolor y multiépoca de cada objeto observado para permitir la corrección cromática, detección de binariedades, NEOs (*Near Earth Objects*), determinar la información astrofísica de los objetos extensos y estelares, etc.

### 1.1.3.2. SPECTRO

Este instrumento está situado entre los dos ASTRO. SPECTRO está compuesto por un telescopio de 3 espejos anastigmáticos, con una focal menor (4.17 m frente a los 50 m de ASTRO) puesto que la resolución espacial no es esencial para la fotometría. La pupila de entrada, rectangular también, es de  $0.75 \times 0.70 \text{ m}^2$ .



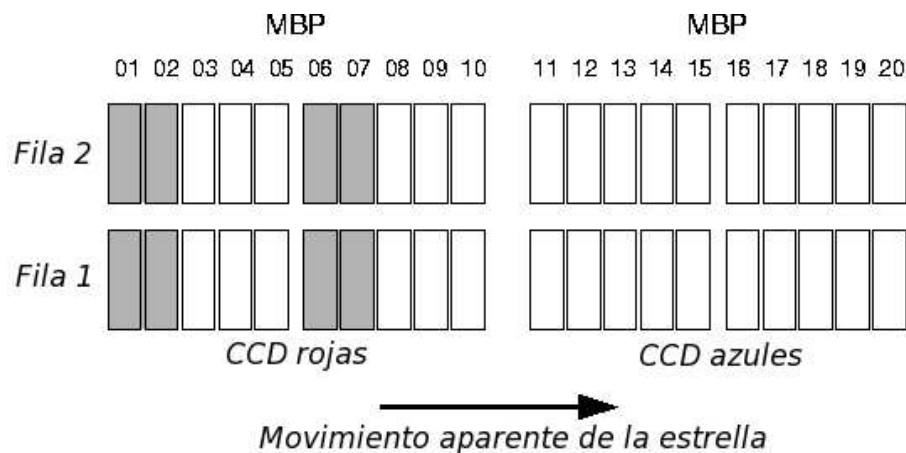


Figura 1.7: Esquema del plano focal del instrumento SPECTRO-MBP. Los valores MBP01–MBP20 indican las posiciones físicas de las CCD en la dirección de escaneo, independientemente de su funcionalidad (detección o fotometría) y de la asignación de filtros en ellas. El SPECTRO Sky Mapper (SSM), en la que no se situará ningún filtro, se sitúa en las columnas MBP01, 02, 06 y 07.

SPECTRO contiene un mapeador (SSM: SPECTRO Sky Mapper), el *espectrómetro de velocidades radiales* (RVS) y el *fotómetro de banda intermedia* (MBP).

Nuevamente se utiliza la tecnología CCD con transferencia de carga (TDI) para el diseño del plano focal, con píxeles de  $10 \times 10 \mu\text{m}^2$  ( $500 \times 500$  mas) para el campo fotométrico y de  $20 \times 20 \mu\text{m}^2$  para el espectrómetro. El diseño del plano focal de SPECTRO también asegura la redundancia en caso de posibles fallos durante la misión.

En la Fig. 1.7 se puede ver el esquema del plano focal del instrumento SPECTRO y la distribución de los filtros del MBP.

- El **espectrómetro de velocidades radiales** (RVS) obtiene espectros de las fuentes brillantes (hasta  $V \sim 15\text{--}17$ ) y se basa en un espectrógrafo con colimador, rejilla de transmisión y un prisma. La dirección de dispersión es en la dirección de escaneo. El plano focal consiste en dos columnas de tres CCD operando en modo TDI, proporcionando un tiempo total de integración de unos 60 segundos. El espectrómetro tiene una buena uniformidad de dispersión en su rango de trabajo ( $848 \text{ nm} < \lambda < 874 \text{ nm}$ ). La resolución espectral varía entre 0.0754 y 0.0744 nm/píxel en todo el campo visual.

- La **fotometría de banda intermedia** (MBP) consiste también en 40 CCD distribuidas en 20 columnas de 2 filas cada una. Las primeras 10 columnas se iluminan directamente desde el telescopio SPECTRO. Estas CCD están optimizadas para longitudes de onda rojas (CCD-Red) y poseen un mayor grosor y un recubrimiento antireflectante. Las otras 10 columnas reciben sólo la luz azul que deja pasar el dichroico que desvía la luz roja hacia el espectrógrafo. Estas otras CCD están optimizadas para las longitudes de onda azuladas (CCD-Blue), teniendo el mismo grosor que una CCD “normal” pero añadiéndole también un recubrimiento antireflectante.

En SSM se detectan estrellas de magnitud menor a 20. Las bandas espectrales necesitarán filtros fijados directamente a la matriz de CCD. Cada filtro dispondrá de una o más columnas de CCD con un tiempo de integración por columna de unos 12 segundos.

Ya hemos comentado que para el estudio de estrellas variables sería conveniente la colocación de un mismo filtro para todas las CCD de una columna. De las 20 columnas en total hay cuatro CCD-Red dedicadas a mapeadores en las que no se alojan filtros fotométricos. A la banda efectiva de luz blanca en estas CCD sin filtro lo llamaremos *GS*, ver Fig. 1.6, análogamente a la magnitud *G* definida para ASTRO.

De esta forma, restándole estas 4 CCD ocupadas por el SSM, quedan 16 columnas disponibles para asignar filtros de banda intermedia. Uno de los filtros ‘rojos’ debe cubrir la misma región espectral que la del RVS, alrededor de 860 nm, para poder calibrar el flujo del espectro obtenido. Esto deja, pues, 15 columnas libres a la hora de definir el sistema fotométrico de banda intermedia.

## 1.2. Sistemas fotométricos

Existen multitud de sistemas fotométricos (una lista exhaustiva puede encontrarse en la base de datos de sistemas fotométricos en Asiago (ADPS) accesible en la página web: <http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/> y un agradable resumen en el que se explica la historia y utilidad de los sistemas fotométricos más relevantes se puede encontrar en Bessell (2005)). Pero ninguno de estos sistemas es óptimo para la implementación en el espacio en una misión como *Gaia*. Los sistemas fotométricos creados para la observación desde la Tierra se ven limitados por

la absorción por parte de la atmósfera de ciertos intervalos espectrales, como por ejemplo las bandas de  $O_3$  y  $H_2O$ . Además, los sistemas fotométricos existentes suelen estar diseñados para un cierto intervalo de tipos espectrales o tipos de objeto. En cambio, el sistema fotométrico de *Gaia* debe asegurar la determinación de los parámetros astrofísicos de cualquier tipo de estrella a lo largo de todo el diagrama de Hertzsprung-Russell, pero, además, debe tener en cuenta que *Gaia* también observará cuásares, galaxias, objetos del Sistema Solar, etc, y que también deben ser caracterizados correctamente.

Además, *Gaia* permitirá la extensión de la fotometría estelar a regiones galácticas donde los patrones de clasificación clásicos ya no serán válidos debido a variaciones sistemáticas en las abundancias de elementos en las atmósferas estelares y en la materia interestelar.

Sumado a todo ello, *Gaia* debe caracterizar astrofísicamente tanto los objetos muy brillantes como aquellos situados en el límite de detección del satélite ( $G_{lim} \sim 20$ ).

Por lo tanto, debido a la gran variedad de objetos y a su rango de luminosidades aparentes, diseñar un nuevo sistema fotométrico se convierte en una necesidad.

Ello no impide, sin embargo, aprovechar la experiencia adquirida hasta ahora con el uso de los diversos sistemas fotométricos existentes para amoldarlos a nuestro propósito. Así pues, en las secciones siguientes repasaremos algunos de los sistemas fotométricos existentes más ampliamente utilizados en el rango óptico con el propósito de ver cómo abordan ellos problemas similares a los que nos encontramos para crear el sistema fotométrico de *Gaia* y a partir de los cuáles se basarán algunas de las propuestas creadas para *Gaia* (ver resumen en la tabla 1.2 de la pág. 24).

### 1.2.1. Sistema Johnson, o sistema de Arizona

Whitford (1940) fue el primer trabajo en el que se mostraron las ventajas de la fotometría fotoeléctrica. Pero no fue hasta la introducción del tubo fotomultiplicador refrigerado 1P21, sensible sobre todo a las longitudes de onda azules, a mediados de la década de 1940 y el desarrollo de las técnicas de amplificación de bajo ruido que se produjo un gran impulso a la fotometría de precisión. Utilizando esta nueva técnica, Johnson & Morgan (1953) crearon el sistema UBV.

Los filtros azul y amarillo originales fueron escogidos porque se utilizaron los cristales disponibles en aquella época, de manera que al usarlos con el tubo fotomultiplicador 1P21 se correspondían con las respuestas fotográficas del azul ( $\lambda_o(B) \sim 436$  nm, *Blue* en inglés) y del visual ( $\lambda_o(V) \sim 545$  nm). Un filtro más hacia el ultravioleta ( $\lambda_o(U) \sim 367$  nm), útil para las estrellas muy calientes, se obtuvo al usar un cristal violeta común. Para las observaciones desde la Tierra, el límite hacia las longitudes de onda cortas de este filtro  $U$  varía debido a que la absorción atmosférica en esta región espectral varía con el tiempo y con nuestra posición en la Tierra.

El fototubo 1P21 mencionado dominó el desarrollo de sistemas fotométricos durante 30 años. Pero aunque en el rango azul este fotomultiplicador tenía una alta sensibilidad, en el rojo no era tan óptima. Sin embargo, desde el mismo momento de su introducción, se intentó extender la fotometría hacia longitudes de onda mayores, por ejemplo, en trabajos como Kron & Smith (1951). Pero los detectores creados tenían una ganancia muy baja y una corriente oscura muy alta, lo cual restringía los estudios a las estrellas más brillantes. Aún y así se incorporaron los filtros R, I de Kron al sistema de Johnson & Morgan además de otros filtros más infrarrojos, JKLMN (Johnson 1965, 1966) utilizando detectores y bolómetros de PbS (sulfuro de plomo).

No fue hasta mediados de la década de 1970 que aparecieron nuevos materiales de detección que permitieron mejorar sensiblemente la respuesta en el rango rojo e infrarrojo del espectro (por ejemplo el GaAs, los fototubos multialcalinos o los fotodiodos de InSb, ...). Aprovechando estos nuevos detectores, Cousins (1976) definió una lista de estándares fotométricas extraordinariamente precisas para los filtros de Johnson.

Por último Glass (1973), con observaciones utilizando el detector de InSb añadió la banda H ( $\sim 1630$  nm) entre las bandas I y J.

Así, poco a poco, se conformó lo que ahora se conoce como *sistema de Johnson* o *de Arizona* (ver Fig. 1.8, donde se muestran los filtros del sistema de Johnson que caen dentro del rango espectral de *Gaia*).

Así pues, la elección de estos filtros no se basó tanto en las propiedades astrofísicas de los objetos observados como en la disponibilidad de cristales para construir dichos filtros. Sin embargo, se han hecho muchos estudios utilizándolos y el peso de la historia y el poder comparar con medidas a lo largo del tiempo ha provocado que

este sistema perdure hasta nuestros días. Para la misión que nos planteamos ahora se deberían utilizar los filtros que más retorno astrofísico prometan. Si conseguimos el objetivo de crear un sistema fotométrico capaz de clasificar la gran variedad de objetos de *Gaia*, y dado el elevado número de estrellas observadas, los filtros de *Gaia* se convertirán en los que más objetos hayan observado y por ello podrían llegar a convertirse en el sustituto natural del sistema Johnson como sistema fotométrico de referencia.

### 1.2.2. Sistemas Strömgren y Vilnius

Con la aparición del fotomultiplicador 1P21, además del sistema de Johnson (sec. 1.2.1) surgieron otros sistemas fotométricos. Uno de estos sistemas fue el presentado por Strömgren (1956), que consiste en el conjunto de filtros *uvby* específicamente pensado para caracterizar las estrellas B, A y F, y en particular la medida de la discontinuidad de Balmer (ver capítulo 2), la metalicidad y la temperatura.

Para aislar las características del espectro se requieren por lo general filtros fotométricos con una transmisión en un intervalo de longitudes de onda estrecho. Esta restricción no permite utilizar los filtros basados en cristales coloreados con tintes químicos, donde la transición entre transmisión máxima y bloqueo de fotones es normalmente de decenas de nanómetros. Para hacer filtros estrechos, o filtros con los límites más abruptos, se deben usar filtros interferométricos.

Los *filtros interferométricos* se componen de varias capas de material parcialmente transmisor separadas cierta distancia. Esta separación es la que, mediante fenómenos de interferencia, selecciona las longitudes de onda de nuestro interés. Combinando diversas capas se pueden crear filtros con una respuesta de transmisión más o menos compleja.

A diferencia de los filtros de Johnson, los filtros de Strömgren no se solapan. El filtro *u* ( $\lambda_o \sim 350$  nm) se halla situado enteramente en longitudes de onda menores al salto de Balmer y el filtro *v* ( $\lambda_o \sim 400$  nm) en longitudes de onda mayores, situado en una región con mucha absorción debido a líneas metálicas. El filtro *b* está centrado en una región mucho menos afectada por los elementos metálicos de la estrella que el *B* de Johnson. El filtro *y* está centrado como el filtro *V* de Johnson, pero es más estrecho. A estos cuatro filtros Crawford & Mander (1966) añadieron

dos más, centrados en la línea  $H_\beta$ , para extraer luminosidades de las estrellas B y poder estimar temperaturas de las estrellas A tardías, F y G tempranas.

Paralelamente, Straižys & Zdanavičius (1965) desarrollaron el sistema fotométrico de Vilnius con 7 filtros (*UPXYZVS*), algunos prácticamente equivalentes a los del sistema de Strömgen (*uvby*). El sistema de Vilnius extiende las capacidades del sistema de Strömgen a tipos espectrales más fríos y permite la detección de estrellas peculiares. Más recientemente, Straižys et al. (1996) proponen el sistema combinado de Strömvil (Fig. 1.9) que consiste en añadir al sistema de Strömgen los 3 filtros de Vilnius que no tienen análogo en Strömgen, éstos son los filtros *P*, *Z* y *S* con longitudes de onda centrales iguales a 374, 516 y 656 nm, respectivamente.

### 1.2.3. Sistema de Ginebra

Un sistema fotométrico a medio camino entre un sistema de banda ancha como el de Johnson y uno de banda intermedia como el Strömvil se desarrolló en el Observatorio de Ginebra en la primera mitad de la década de 1960 (Golay 1962). Tres de sus filtros son muy similares a los filtros *UBV* de Johnson (ver sec. 1.2.1 y la tabla 1.2) y se les designó con el mismo nombre. El sistema de Ginebra añade cuatro filtros más (*B<sub>1</sub>*, *B<sub>2</sub>*, *V<sub>1</sub>* y *G*) solapados con estos tres filtros más anchos (Fig. 1.10), para medir mejor las trazas espectrales que dan información sobre la metalicidad o luminosidad de las estrellas observadas. El hecho de que estos filtros sean más anchos que los de Strömvil permite estudiar objetos más débiles.

## 1.3. Objetivo de la tesis

Hemos visto en la sec. 1.2 algunos de los sistemas fotométricos disponibles en el momento en que se planteó la misión *Gaia*. Dado que *Gaia* observará del orden de  $10^9$  objetos, debemos escoger el sistema de filtros que mejor asegure una recuperación de las propiedades físicas de la mayoría de los objetos (o al menos de los más importantes para estudiar el origen y evolución de la Vía Láctea, ya que éste es el objetivo primordial de la misión, ver sec. 1.1). Este es el objetivo de esta tesis: diseñar el sistema fotométrico de *Gaia* de acuerdo con los objetivos científicos y las restricciones instrumentales.

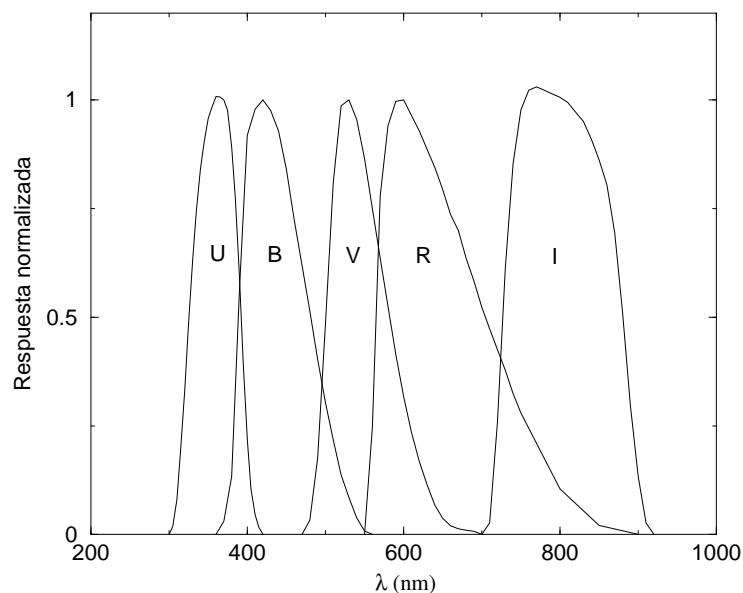


Figura 1.8: Filtros del sistema de Johnson-Cousins (Johnson 1965; Cousins 1976) que caen dentro del intervalo espectral observable con *Gaia*

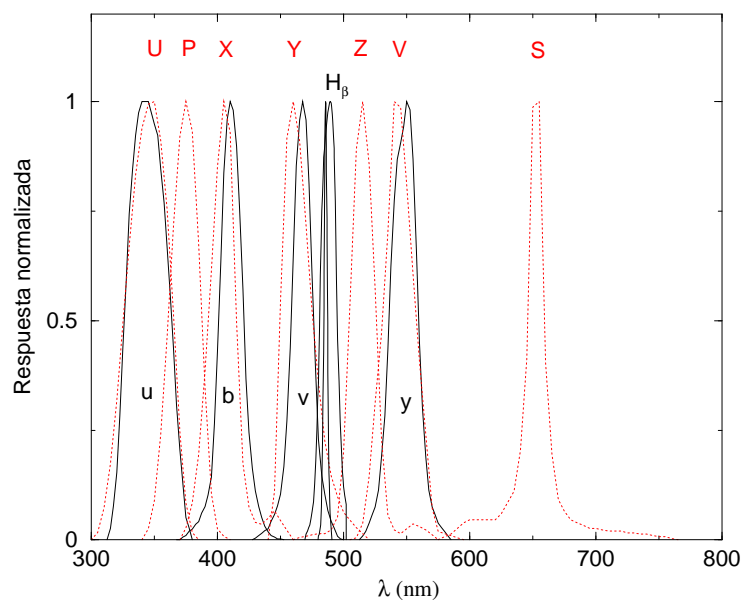


Figura 1.9: Sistema de Strömviil (Straizys et al. 1996) resultado de substituir *U*, *X*, *Y* y *V* del sistema de Vilnius (filtros en rojo) por los filtros *u*, *v*, *b* e *y* de Strömngren (filtros en negro) respectivamente. El sistema de Strömviil está formado finalmente por *u*, *P*, *v*, *b*, *Z*, *y*, *S*.

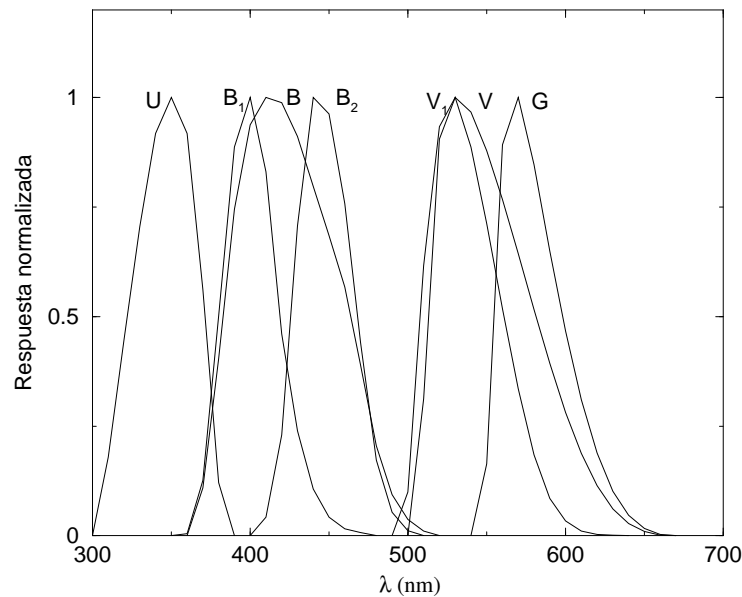


Figura 1.10: Sistema de Ginebra (Golay 1962). La información que en Johnson se englobaba en un filtro ancho similar a  $B$  de este sistema, ahora se separa en  $B_1$  y  $B_2$ . La misma estrategia se lleva a cabo separando  $V$  en  $V_1$  y  $G$ .

Tabla 1.2: Longitud de onda central y anchura equivalente de los filtros de los sistemas explicados en el texto: Johnson, Strömvil, Ginebra.

	Johnson-Cousins					Ginebra						
Band	U	B	V	R	I	U	$B_1$	B	$B_2$	$V_1$	V	G
$\lambda_o$ (nm)	360	440	550	700	900	346	402	424	448	540	550	580
$\Delta\lambda$ (nm)	40	100	80	210	220	46	40	81	42	46	72	44

	Strömvil									
Band	u	P	v	b	Z	y	S	$H_{\beta_N}$	$H_{\beta_W}$	
$\lambda_o$ (nm)	350	374	411	467	516	547	656	486	489	
$\Delta\lambda$ (nm)	30	26	19	18	21	23	20	3	15	

$\lambda_o$ : longitud de onda central

$\Delta\lambda$ : Anchura a altura-mitad (FWHM)



Como hemos visto, los sistemas fotométricos descritos hasta aquí no se adecúan demasiado bien a nuestro propósito. Un sistema tan utilizado como el de Johnson no es óptimo para la determinación de composiciones químicas, por ejemplo, y por otro lado, los filtros tan estrechos como el de  $H_\beta$  limitan el estudio únicamente a las estrellas más brillantes.

Existen, sin embargo, para los sistemas fotométricos expuestos en la sec. 1.2 muchos estudios y se han analizado formas de extraer la información física subyacente. Las propiedades de los filtros utilizadas para extraer la información astrofísica en los sistemas existentes se debería tener presente en el momento de crear cualquier nuevo sistema de filtros (capítulo 5). De la misma forma, si en alguno de los sistemas mencionados, hay algún filtro que ha demostrado una gran utilidad para nuestro propósito, no debemos dudar en incluirlo en nuestro sistema fotométrico final.

Como ya hemos mencionado (sec. 1.1.3), *Gaia* contempla tanto fotometría de banda ancha como de banda intermedia. Los filtros de banda intermedia serán más efectivos a la hora de medir en detalle ciertas trazas espectrales que permitan extraer, por ejemplo, abundancias químicas. Pero para aquellas estrellas demasiado débiles para proporcionar suficiente señal en los filtros estrechos o pertenecientes a campos estelares demasiado densos para la resolución angular de SPECTRO, aún dispondremos de los filtros de banda ancha situados en el instrumento astrométrico y, aunque la extracción de datos astrofísicos no sea tan precisa, ya que el propósito de incluir filtros de banda ancha se debe más a la necesidad de corregir la cromaticidad y será este objetivo el que prime en la definición del sistema, se debería también asegurar la posibilidad de hacer astrofísica con ellos.

Durante las fases A y B1 de desarrollo de la misión, la comunidad científica involucrada ha estado organizada en grupos de trabajo. En particular, esta tesis se enmarca en el *Photometry Working Group* (PWG) compuesto por unas 20 personas activas de diferentes instituciones europeas.

## 1.4. Estructura del trabajo

Para crear el sistema fotométrico que mejor se adapte a los objetivos científicos de *Gaia*, antes de nada debemos definir y concretar muy bien cuáles son estos objetivos.

En la parte I de esta memoria de tesis, tras revisar someramente en el capítulo 2 cuál es la información de las estrellas, definiremos cuáles son los objetos que deberemos asegurar que el sistema sepa analizar y extraer su información astrofísica y con qué precisión (capítulo 3). Los objetos deberán ser priorizados de acuerdo a su importancia respecto de los objetivos científicos.

Puesto que las observaciones de *Gaia* todavía no existen, debemos crear una herramienta que nos permita simular las observaciones. Esto lo haremos en la parte II (capítulo 4) de la memoria. Esta herramienta de simulación ha de ser suficientemente flexible para acomodar cambios del instrumento y de los filtros.

Una vez hecho esto ya estaremos en condiciones (en la parte III) de proponer sistemas fotométricos para la misión (capítulo 5).

Una vez definido el sistema fotométrico de la misión, tanto el de banda ancha como el de banda intermedia, llega el momento, en la parte IV, de confirmar o no la bondad de este sistema a la hora de recuperar los parámetros astrofísicos (capítulo 6) definidos en la parte I.

Finalmente, en el capítulo V, tras presentar las conclusiones del trabajo, analizaremos cómo encaramos el trabajo futuro de la fotometría de *Gaia*.

## 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*



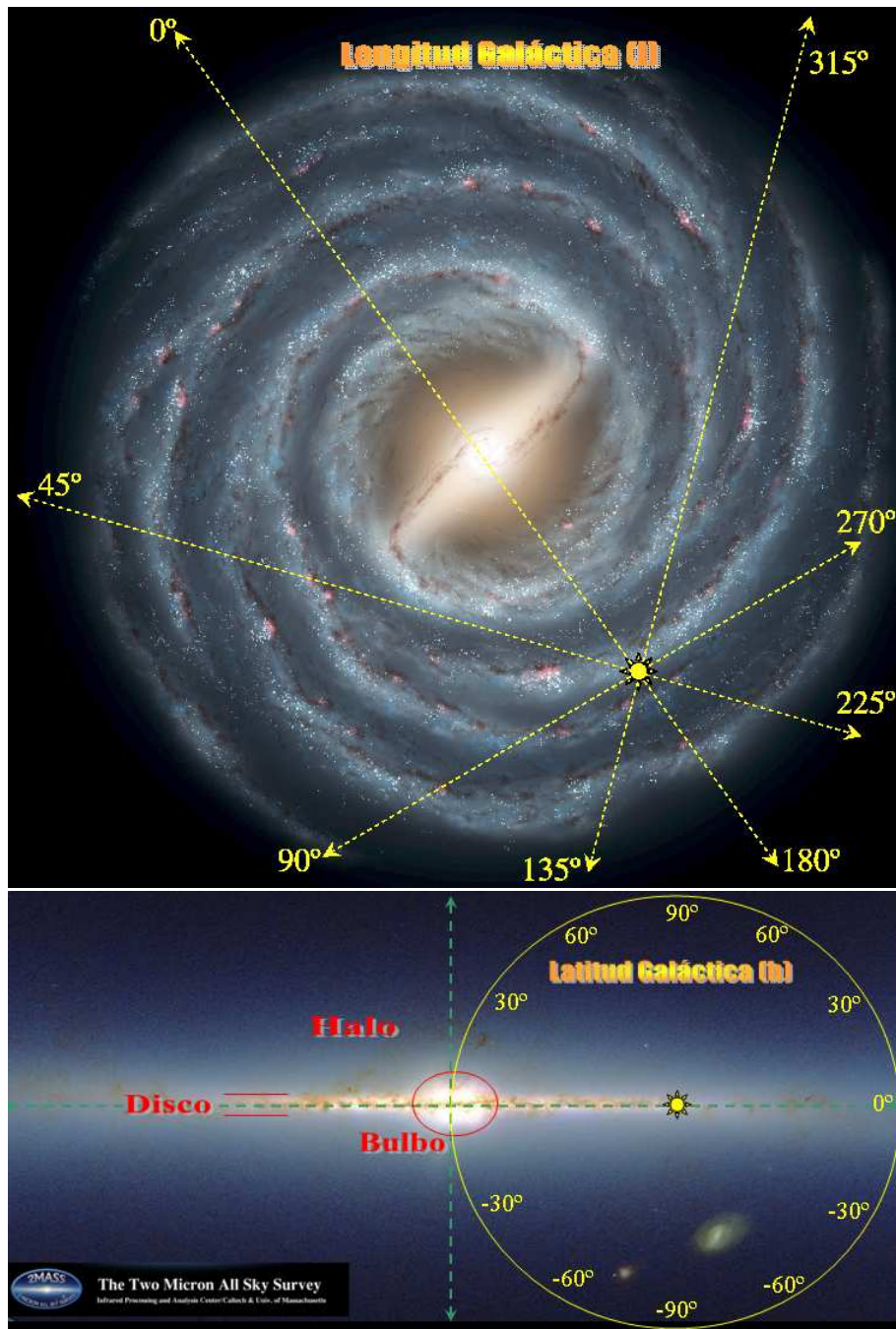


Figura 2.1: Estructura de una galaxia espiral barrada como la Vía Láctea. El hecho característico de las galaxias espirales son los brazos con forma espiral que forman las estrellas jóvenes de su disco. En el centro se encuentra el bulbo y envolviéndolo todo el halo. En amarillo se muestran las coordenadas 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.

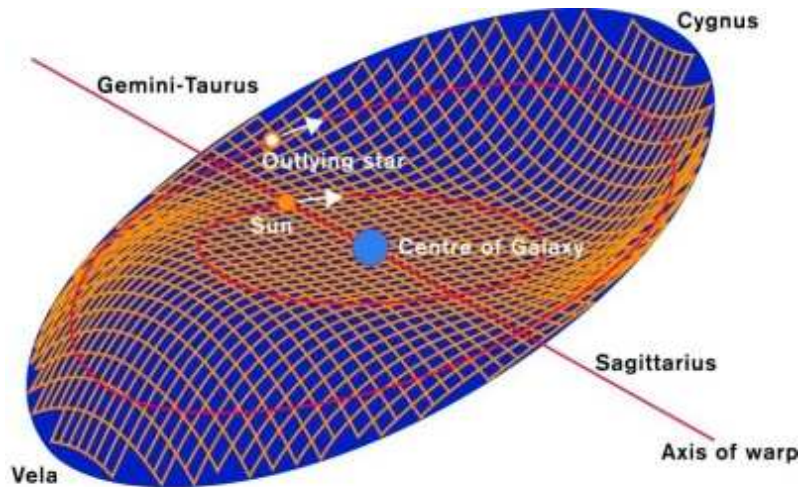


Figura 2.2: El disco de la Galaxia basado en observaciones en HI (Smart et al. 1998). El eje vertical está exagerado un factor 10. Las flechas indican el movimiento del Sol y de una estrella externa sobre sus órbitas en la Galaxia. La estrella externa tiene un movimiento hacia arriba respecto al Sol. 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

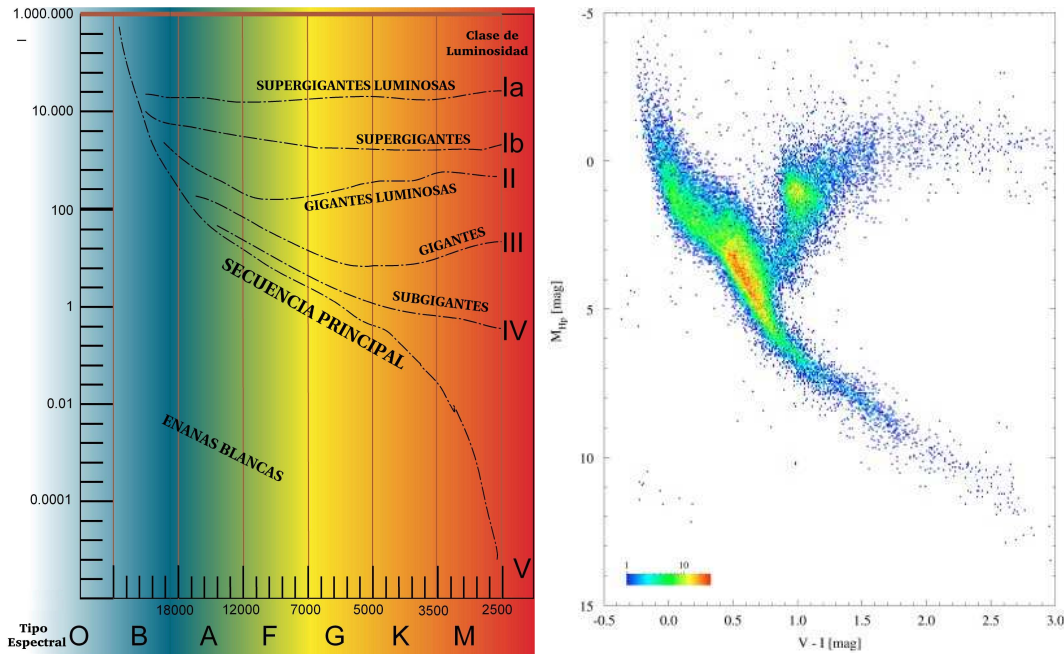


Figura 2.3: Diagrama HR. *Izquierda*: Las estrellas van evolucionando recorriendo diferentes posiciones en este diagrama en función de la masa de la estrella, partiendo de la secuencia principal, pasando por las etapas de gigante para, algunas de ellas, acabar en forma de enana blanca. *Derecha*: Diagrama 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).

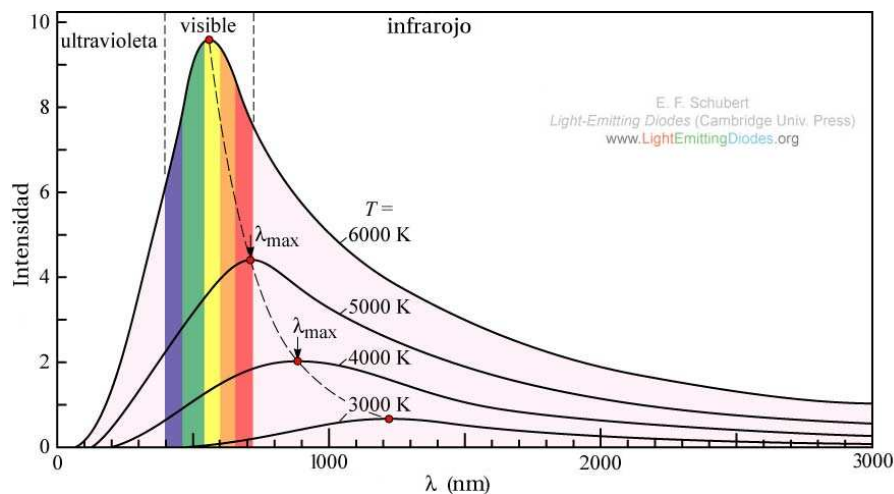


Figura 2.4: El espectro que emite un cuerpo negro sigue la ley de Plank con un máximo que varía en función de la temperatura según la ley de Wien.

### 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 ( $370 \text{ nm} < \lambda < 400$  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-



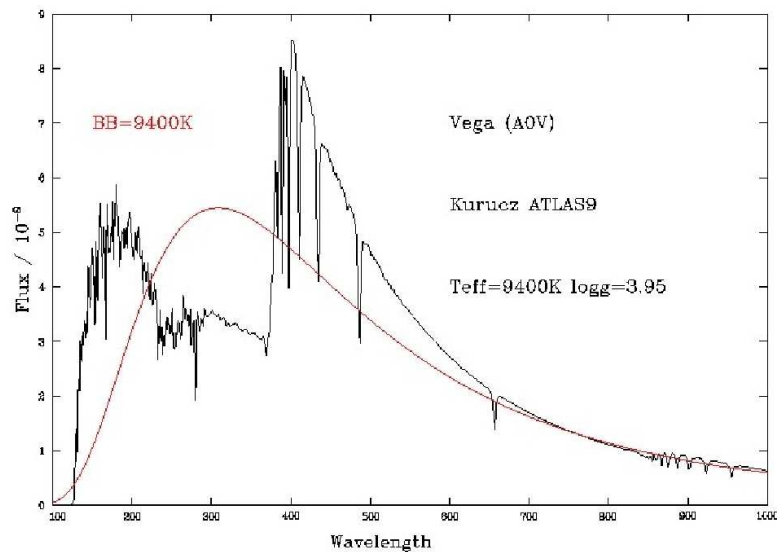


Figura 2.5: Salto de Balmer para una estrella como Vega según los modelos de Kurucz (Kurucz 1979). Se pueden apreciar las diferencias entre el continuo de la estrella y el espectro de cuerpo negro (línea roja).

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 ( $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  ...), 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	$T_{\text{ef}}$ (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 $T_{\text{ef}}$ y de He I disminuyendo con $T_{\text{ef}}$ . 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 $H_{\gamma}$ 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. $H_{\delta}$ 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  $T_{\text{ef}}$  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  $0.7 \text{ mag kpc}^{-1}$ .

### 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  $N_{\text{Fe}}$  y  $N_{\text{H}}$  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  $\alpha$  ( ${}^4\text{He}$ ). Estos elementos son el Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca y Ti y se suelen llamar también *elementos  $\alpha$* .

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  $\alpha$  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  $\alpha$ . 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  $\alpha$  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  $\alpha$  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  $\alpha$  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

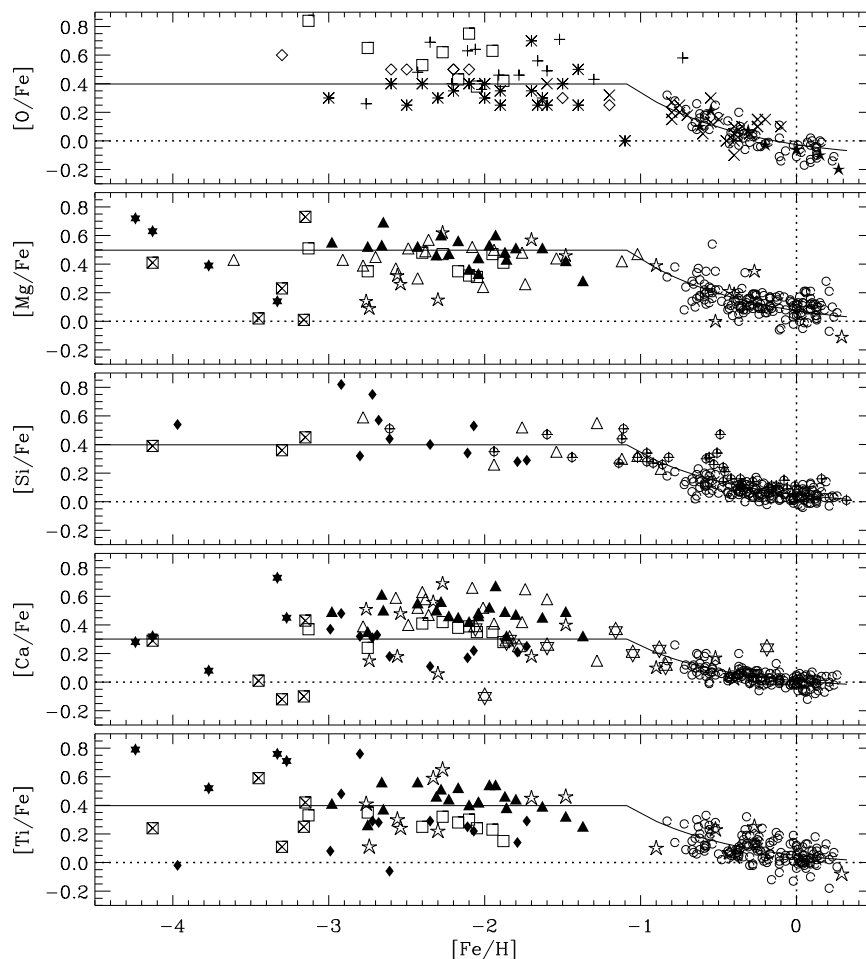


Figura 2.6: Figura 3 de Pagel & Tautvaišienė (1995) en la que se proporcionan los cocientes de los elementos  $\alpha$  en función de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  para las estrellas del disco delgado, el halo y las estrellas del disco grueso pobres en metales. Los símbolos indican datos obtenidos por diferentes 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).



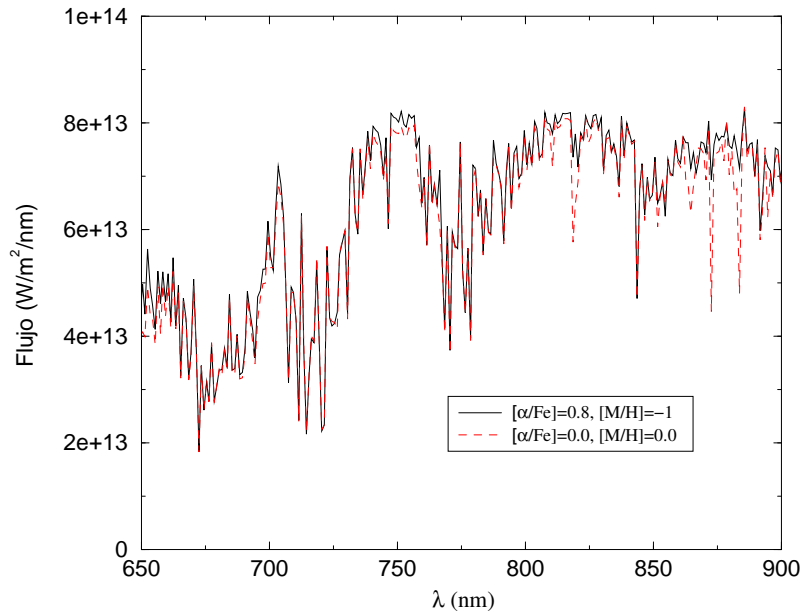


Figura 2.7: Detalle de la región espectral donde se localizan las bandas de titanio en dos espectros estelares extraídos de la librería de Hauschildt et al. (2003) (ver sec. 4.2), de  $T_{\text{ef}} = 3500$  K y  $\log g = 4.5$  con diferentes abundancias químicas. Se puede observar cómo una estrella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

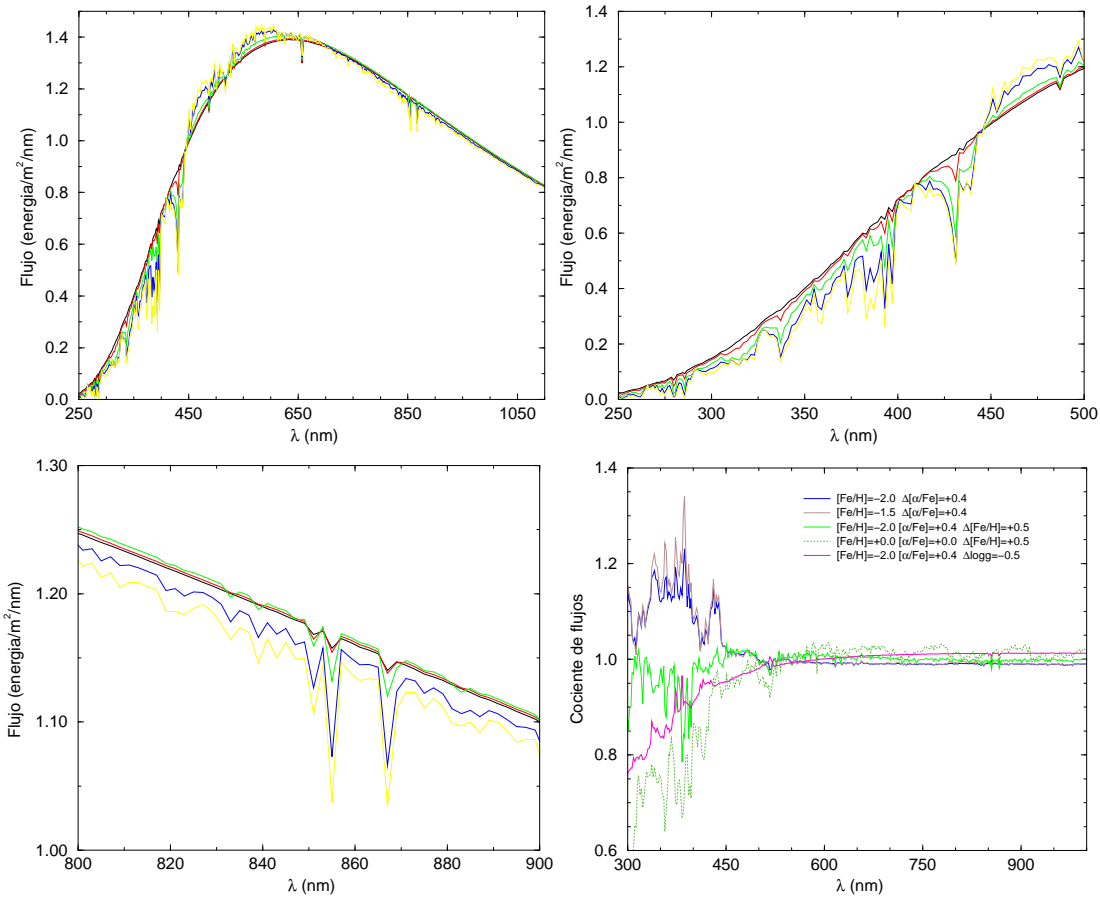


Figura 2.8: *Arriba-izquierda*: Espectro de (Kurucz 1979) para una gigante K con diversas metalicidades  $[M/H] = -5, -4, -3, -2, -1.5$  y  $[\alpha/Fe] = +0.0$ . *Arriba-derecha* y *abajo-izquierda*: detalle del espectro para los rangos de longitud de onda más sensibles a cambios en la metalicidad. 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

$\alpha$  para las gigantes más débiles y para las enanas. Por ejemplo, el flujo del triplete de CaI (610–620 nm) y MgI ( $\sim 520$  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  $\alpha$ . 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  $\sim 6000$  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  $\alpha$ .

### 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.

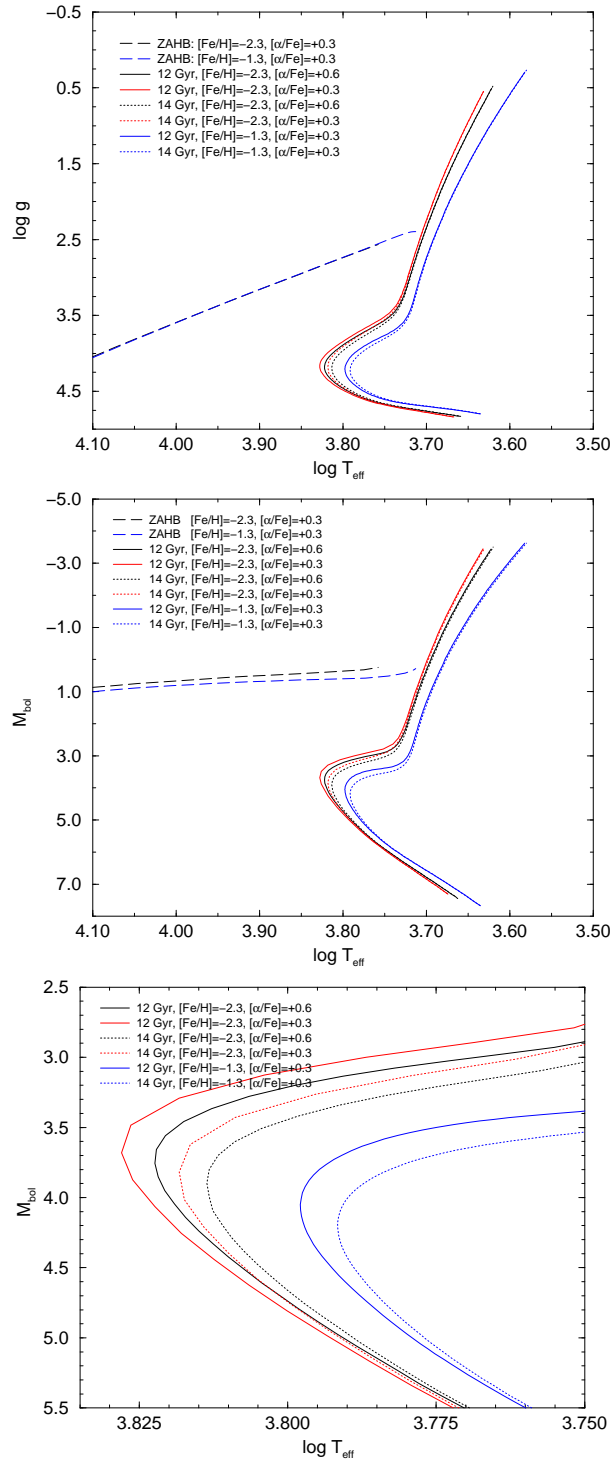


Figura 2.9: *Arriba y centro*: Isocronas de 12 y 14 Gyr para varias  $[\text{M}/\text{H}]$  y  $[\alpha/\text{Fe}]$  representativas de las estrellas del halo y disco grueso extraídas de Bergbusch & Vandenberg (2001). La rama horizontal de edad cero se ha extraído de Vandenberg et al. (2000). Las gigantes 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.



# 3 Estrellas clave de *Gaia*

En el diseño de un sistema fotométrico debemos tener presente en todo momento cuáles son sus objetivos científicos. El grupo de fotometría de la misión decidió crear la lista de objetos observables por *Gaia*, priorizarlos por orden de importancia en el contexto global de la misión y optimizar el sistema fotométrico de acuerdo a dichas prioridades. Asimismo, se decidió optimizar el sistema fotométrico para estrellas aisladas, sin multiplicidades; y entre éstas, las estrellas cruciales para entender la Vía Láctea. A estos objetos para los que diseñaremos el sistema fotométrico les llamaremos ‘objetos clave’ fotométricos (*Scientific Photometric Targets* en inglés, o abreviado como ST). Se considerarán también los objetos que no sean ST y, en la medida de lo posible, se podrán añadir posteriormente algunos cambios en el sistema fotométrico sin degradar la caracterización de los ST.

En este capítulo definiremos los ST basándonos siempre en los objetivos científicos descritos en el documento de definición de la misión, ESA (2000), y teniendo en cuenta los tipos de población que componen la Galaxia, la factibilidad de que estos objetos puedan ser observados por el satélite en un número suficiente como para proporcionar una estadística fiable, etc. Este trabajo de creación de los ST está reflejado en dos informes internos de nuestro grupo (Jordi et al. 2004a,c) y la lista final de estrellas se presentó en Jordi & Carrasco (2004e).

En la sec. 3.1 se definen los rangos de abundancias en los que se mueven las estrellas de las distintas poblaciones galácticas. La sec. 3.2 está dedicada a describir esquemáticamente el contenido estelar que ayuda a entender las poblaciones y estructura de la Galaxia. Además, en esa misma sección, se asignan prioridades a estos objetos en función de la importancia que tengan para conseguir los objetivos científicos de *Gaia*. En la sec. 3.3 definimos las precisiones que queremos. Finalmente, en la sec. 3.4, se crea la lista de objetos representativos de estos ST dada su distribución

en la Galaxia y la magnitud límite de *Gaia*.

### 3.1. Abundancias y edades de las poblaciones estelares

La lista de objetos prioritarios para definir el sistema fotométrico, o sea, la lista de ST, se debe elegir de tal manera que permita entender en profundidad la Vía Láctea, teniendo en cuenta qué poblaciones la componen (discos grueso y delgado, bulbo, halo), la viabilidad de observación (fijándonos, por ejemplo, en el brillo con el que se observan nuestros trazadores de población, ya que si son demasiado débiles no podrán ser detectados, etc).

Las diferentes poblaciones galácticas (ver sec. 2.1.1) tienen diferentes rangos típicos de abundancias químicas y edades. A continuación definiremos estos rangos:

**Halo:** Hanson et al. (1998) analiza 68 gigantes del halo extraídas del catálogo *Hipparcos* (ESA 1997) y extrae sus metalicidades. Esta muestra posee un rango que varía entre  $-2.93 \leq [M/H] \leq -0.91$ . Cohen et al. (2002), Beers et al. (2002) y N. Christlieb (comunicación privada), entre otros, apuntan hacia la detección de estrellas extremadamente pobres en metales ( $[M/H] \sim -5$ ). Las estrellas pobres en metales como las del halo, se sitúan en un valor promedio de  $[\alpha/Fe]$  de 0.4 dex (con una dispersión de valores de 0.2 dex), ver Jordi et al. (2002c) y Fig. 2.6.

**Bulbo:** En ESA (2000), el rango de abundancias definido para el bulbo es  $-0.6 \leq [M/H] \leq 0.6$ , con un valor promedio cercano al del Sol. Pero en McWilliam & Rich (1994) se determinan las metalicidades de 11 gigantes K del bulbo situadas en la ventana de Baade (dirección galáctica cercana al núcleo galáctico en la que la materia interestelar es poco abundante pudiendo penetrar hasta distancias mayores). Los valores de las abundancias halladas varían entre  $-1.0 \leq [M/H] \leq 0.45$ , ampliando, pues, el rango definido en ESA (2000) hacia metalicidades negativas, a pesar de que el proceso de formación del bulbo no es aún lo suficientemente conocido y no podemos descartar metalicidades fuera de este rango.



No hay un consenso claro sobre la edad de las estrellas del bulbo (Rich 1992; Wyse et al. 1997). Sin embargo, todos los estudios están de acuerdo en que las edades de las estrellas del bulbo deben ser mayores que 5–8 Gyr. Muchas son las causas que dificultan la determinación de edades precisas mediante diagramas color-magnitud y funciones de luminosidad para el intervalo  $15 < V < 17$ . Entre ellas se hallan la degeneración edad-metalicidad, los errores fotométricos en las magnitudes y la presencia de estrellas múltiples desdibujando el “turn-off”, la contaminación de estrellas del disco y los errores en la determinación del enrojecimiento de la estrella. Además, las estimaciones para la edad del bulbo asumen que su forma es esférica y que todas las estrellas se encuentran a la misma distancia. La magnitud del “turn-off”, en cambio, depende de la forma del bulbo, ver tabla 1.2 de ESA (2000). Una población de  $\sim 12$  Gyr sitúa la magnitud del “turn-off” unas 0.35 mag más débil que para 7–10 Gyr.

**Disco grueso:** Nissen (1999) determina las abundancias para las estrellas del disco grueso y concluye que para bajas metalicidades el rango de elementos  $\alpha$  es mayor que 0.15 dex pero cae a cero cuando las metalicidades se sitúan alrededor del valor solar. Beers et al. (2002), además, encuentra metalicidades del disco grueso por debajo de  $[M/H] = -1.2$ . Por ello decidimos ampliar el rango posible de metalicidades hasta  $-2.5$ , tal y como se indica en la tabla 3.1.

**Disco delgado:** En Nissen (1999) también se analizan las abundancias del disco delgado, encontrando  $-1.3 \leq [M/H] \leq 0.2$  y  $-0.05 \leq [\alpha/Fe] \leq 0.3$ . Pero, de acuerdo con Alibés et al. (2001), decidimos ampliar el rango de abundancias hasta los definidos en la tabla 3.1.

En nuestra galaxia podemos determinar edades precisas, metalicidades y la cinemática de estrellas individuales del disco grueso y delgado y construir una distribución multivariada. Estas observaciones son muy difíciles de hacer desde la Tierra, dado que sólo se pueden obtener edades precisas y velocidades para estrellas más cercanas que uno pocos cientos de parsecs. Edvardsson (1993) muestra cómo de complicada es nuestra vecindad solar. La población del disco delgado más cercana al Sol muestra una dispersión en abundancia química de casi un factor 10, con poco cambio en el rango de edades (3–10 Gyr). El disco grueso es una población más vieja ( $> 10$  Gyr), con una dispersión vertical de velocidades de unos  $40 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ , el doble que el de las estrellas más viejas del disco delgado, y con abundancias químicas significativamente menores. Sin embargo, las  $\sim 200$  estrellas que conforman la muestra

Tabla 3.1: Rangos de abundancias químicas y edades representativas de las cuatro principales poblaciones galácticas

Halo <sup>1,2</sup>	$-6.0 < [M/H] < -1.0$	$+0.2 < [\alpha/Fe] < +0.6$	10–14 Gyr
Bulbo <sup>3</sup>	$-1.2 < [M/H] < +1.0$	$-0.1 < [\alpha/Fe] < +0.5$	$5-8 < t < 12$ Gyr
Disco grueso <sup>1</sup>	$-2.5 < [M/H] < +0.0$	$+0.0 < [\alpha/Fe] < +0.3$	10–14 Gyr
Disco delgado	$-1.5 < [M/H] < +0.5$	$-0.2 < [\alpha/Fe] < +0.3$	$< 12$ Gyr

<sup>1</sup> Cohen et al. (2002), Beers et al. (2002) y N. Christlieb (comunicación privada) apuntan a la existencia de estrellas con  $[M/H] \sim -5$ .

<sup>2</sup> El 25 % de estrellas con  $[M/H] < -2.5$  son carbonadas ( $[C/Fe] > 1.0$ ) (Beers et al. 2002).

<sup>3</sup> El bulbo no se conoce lo suficiente como para descartar completamente valores fuera de este rango.

de Edvardsson (1993) no es completo y no proporciona la distribución de edad de las estrellas, ni tan siquiera en la vecindad solar. Sólo proporciona una indicación de cómo las propiedades del disco cambian con la edad de las estrellas.

Con toda esta información definimos unos rangos de abundancias, que se pueden consultar en la tabla 3.1. Estos rangos se han escogido lo suficientemente amplios para tener en cuenta resultados más recientes y para posibles descubrimientos con la propia misión *Gaia*.

## 3.2. Objetivos científicos y prioridades

En esta sección detallaremos las estrellas que nos permitirán deducir cómo es la Vía Láctea. Esta información es la que usará la misión para desentrañar las incógnitas de nuestra galaxia tal y como se explica en ESA (2000).

A la par que definimos cuáles son estas estrellas también asignaremos prioridades, separándolas en cuatro categorías (*alta prioridad*, *prioridad intermedia*, *baja* y *nula*). Estas prioridades se asignan de acuerdo con los objetivos de la misión y serán usadas para evaluar los sistemas propuestos (ver sec. 5.3).

La cuantificación de estas prioridades es la que sigue:

- Prioridad alta: 5/9

- Prioridad intermedia: 3/9
- Prioridad baja: 1/9
- Prioridad nula: 0

### 3.2.1. Entendiendo la Vía Láctea

El estudio de la estructura a gran escala de la Vía Láctea sólo se puede llevar a cabo si observamos la máxima extensión de la Galaxia posible, desde el entorno solar hasta los objetos más alejados de nosotros, situados en las estructuras galácticas lejanas (es decir, bulbo, halo externo e incluso los brazos del disco más lejanos). Pero los objetos alejados son difíciles de observar debido a la presencia de absorción interestelar (ver sec. 2.3.1) y a la atenuación de su luminosidad aparente por la distancia. Por ello serán sólo los objetos más brillantes los que podamos observar desde tan lejos (objetos evolucionados, como las AGB, las gigantes y estrellas de la rama horizontal (tanto las RHB como las BHB), objetos de la alta secuencia principal, ...).

La discriminación entre las diferentes componentes galácticas se puede realizar combinando las abundancias químicas con las características cinemáticas. Los mejores trazadores cinemáticos de la Galaxia son las enanas K, las gigantes K y M, las variables Mira, Cefeidas y las RR-Lyrae, que también son útiles como indicadores de distancia por su relación periodo-luminosidad (Storm 2006). En el caso de las RR-Lyrae, en cambio, se aprovecha que la magnitud absoluta de estas estrellas se supone constante. Sin embargo, las variables de tipo Mira, a pesar de que también se observan a grandes distancias, no son tan útiles para determinar distancias extragalácticas debido a la gran variedad de tipos y al pobre conocimiento que se tiene de su relación periodo-luminosidad, aunque se han utilizado en diversos estudios (Feast et al. (2006) entre otros). Otro tipo de estrellas útiles para determinar distancias extragalácticas son las supergigantes azules mediante la relación entre el momento del viento estelar y la luminosidad intrínseca (Bresolin 2003). Pero esta relación debe ser muy bien calibrada primero con las supergigantes azules más cercanas, las de nuestra propia Galaxia, cosa que puede y deberá hacerse con los propios datos de *Gaia*, proporcionando así una gran contribución en este campo.

Aunque las estrellas de tipo M y las enanas marrones no representen una gran

fracción de los objetos observables por *Gaia*, su observación será de gran utilidad ya que ésta será la primera vez que se tenga un censo completo de esta clase de objetos en un volumen que se extiende hasta los 100 pc. A pesar de que las enanas marrones son muy débiles, su proximidad asegura una determinación precisa de su paralaje. Para la optimización del sistema fotométrico hemos decidido, en cambio, que no tiene sentido incluir las enanas marrones en la lista de objetivos clave del sistema fotométrico debido a la poca cantidad de estos objetos que observará la misión comparada con los objetos de tipo estelar y a que el máximo de emisión de estos objetos se encuentran en el infrarrojo fuera del rango de detección de *Gaia*. *Gaia* intentará definir las luminosidades de las enanas M a partir de los paralajes y una relación entre la luminosidad y la metalicidad global.

### 3.2.2. Objetivos en el halo

Las abundancias y cinemática encontradas en el halo apuntan a la existencia de dos poblaciones distintas (el *halo interno* y el *halo externo*). Sería muy útil saber el número de estrellas en los diferentes rangos de metalicidad (es decir, producir histogramas) en función de la distancia al centro galáctico, a fin de desarrollar un modelo de formación del halo. Para este propósito las gigantes G y K, al formarse en todos los tipos de poblaciones viejas, son particularmente útiles. Además, a las gigantes G y K se les puede medir fácilmente las velocidades radiales y han sido históricamente bien estudiadas, al ser fácilmente accesibles en los cúmulos globulares.

Las estrellas de la rama horizontal han sido los tipos estelares preferidos para trazar el halo externo. La ventaja de las BHB respecto a las gigantes G y K se halla en que son fáciles de reconocer, ya que se trata de objetos débiles ( $14 \leq V \leq 19$  mag) y azules ( $0.0 \leq B - V \leq 0.2$ ), Sommer-Larsen et al. (1997). Sin embargo, las BHB no siempre se forman en las poblaciones viejas pobres en metales y esto puede producir sesgos importantes. Además, las estrellas de la rama horizontal poseen núcleos convectivos y esto puede producir errores sistemáticos en la determinación de las luminosidades y edades al utilizar modelos teóricos poco apropiados.

Las gigantes G y K del halo externo y del disco trazarán las poblaciones “anormales”, con alto momento angular y órbitas muy excéntricas, las cuáles nunca penetran a una distancia al centro galáctico menor a 15 kpc, estando, así, demasiado alejadas de la vecindad solar.

Tabla 3.2: Población del halo observable por *Gaia*.

	$(l, b )=(\text{todas}, < 10^\circ)$				$(l, b )=(\text{todas}, > 10^\circ)$			
	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v$	$V$	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v$	$V$
Sec. Ppal. <sup>(1)</sup>	$< 4, < 1$	4.5–12	0.1–3, 0.1–1	$< 23$	$< 15, < 1.5$	4.5–12	0.1–0.5	$< 23$
Turn-off	$< 5$	$\sim 3.5$	0.1–4	$< 21$	$< 30$	$\sim 3.5$	0.1–0.5	$< 21$
RGB	$< 15$	–3–2	0.1–10	$< 23$	$< 30$	–3–2	0.1–0.5	$< 19$
HB	$< 8$	0.5	0.1–6	$< 21$	$< 30$	0.5	0.1–0.5	$< 18$
AGB	$< 15$	–3–0.5	0.1–10	$< 23$	$< 30$	–3–0.5	0.1–0.5	$< 18$
WD	$< 1.5$	$> 8$	0.1–1	$< 20$	$< 2.5$	$> 8$	0.1–0.5	$< 20$

<sup>1</sup> También se incluyen las estrellas A de la secuencia principal con cinemáticas típicas del disco grueso y halo

La tabla 3.2 describe la población estelar del halo observable por *Gaia*, considerando la distancia y la magnitud límite de la misión. En dicha tabla, las estrellas del halo se separan en dos grupos de latitudes galácticas, debido a que las distancias límite y magnitudes aparentes difieren a causa de las diferentes condiciones de extinción interestelar.

Los objetivos científicos y sus trazadores se listan a continuación asignándoles también prioridades:

#### Alta prioridad :

1. Estrellas con errores en las paralajes mejores que el 10 % (ver correspondencias en la tabla 1.1):
  - Distribución galactocéntrica de abundancias químicas: gigantes G y K.
  - Gradientes de edad galactocéntricos, ritmo de formación estelar: estrellas HB, AGB tempranas y “turn-off” de la secuencia principal.
  - Ruptura de la degeneración entre edad y metalicidad: “turn-off” de la secuencia principal y subgigantes.
  - Historia de la formación estelar: estrellas de la secuencia principal más tempranas que G5 y subgigantes.
  - Conocimiento detallado de la función de luminosidad: baja secuencia principal.

- Escala de distancias: RR-Lyrae.
2. Estructura a gran escala mediante estrellas brillantes a  $|b| > 10^\circ$ .
    - Distribución galactocéntrica de abundancias químicas: gigantes G y K.
    - Gradientes de edad galactocéntricos, ritmo de formación estelar: estrellas HB, AGB tempranas y “turn-off” de la secuencia principal.
    - Corrientes peculiares del halo, determinación de edades y abundancias químicas: gigantes G y K.
    - Halo externo ( $R > 20$  kpc), acreción y fusión: gigantes G y K y estrellas HB.
    - Escala de distancias: RR-Lyrae.

#### **Prioridad intermedia :**

1. Todas las latitudes:
  - Fusiones y/o difusiones: estrellas A de alta velocidad.
  - Estructura a gran escala: estrellas AGB (incluyendo variables Mira de carbono y oxígeno).
  - Fases tempranas de evolución de la Galaxia: estrellas de baja metalicidad, enanas y subgigantes carbonadas cercanas al “turn-off”.

#### **Prioridad baja :**

1. Estructura a gran escala a  $|b| < 10^\circ$ , por tanto, estrellas altamente enrojecidas: gigantes G y K y estrellas HB.
2. Estrellas de la secuencia principal y del “turn-off” con  $|b| < 10^\circ$  y errores en los paralajes mayores que el 10%.

#### **Prioridad nula :**

1. Enanas blancas (se debe enfatizar en este punto que considerar las enanas blancas como objetivos sin prioridad no significa que el estudio de la función inicial de masa y la edad del halo no sea una prioridad científica, sino que las enanas blancas no imponen condiciones al conjunto de filtros y que, por tanto, el diseño de los mismos no tienen que basarse en ellas).
2. Estrellas múltiples.

3. Estrellas con  $[M/H] < -4$  (población II extrema con espectros con trazas metálicas muy débiles). Estas estrellas serán, probablemente, muy difíciles de distinguir mediante fotometría de las metalicidades  $[M/H] = -3$ . Christlieb et al. (2002) muestra el hallazgo de una estrella de incluso  $[M/H] = -5.3$ .
4. Cúmulos globulares: las estrellas pertenecientes a cúmulos globulares son físicamente muy similares a las de campo del halo y no necesitan ser priorizadas separadamente.

### 3.2.3. Objetivos en el bulbo

El bulbo tiene propiedades tanto del halo como del disco y aún existen muchas incógnitas en el conocimiento de esta región galáctica. Las gigantes M y las estrellas HB son, de nuevo, los mejores trazadores debido a su brillo intrínseco. Las gigantes M son las mejores trazadoras de la componente rica en metales del bulbo.

Para entender la historia y forma del bulbo, es necesario observar las estrellas del “turn-off” de la secuencia principal. La magnitud y punto de inflexión de este “turn-off”, ligados a la edad y a la composición química, depende de la forma del bulbo. Esta característica permite, pues, delimitar algunos parámetros de la forma del bulbo.

Para las gigantes y las AGB con magnitud absoluta  $M_V < 3$  se deberán determinar también las abundancias de titanio, pues no será posible determinar aisladamente la temperatura efectiva y la metalicidad global debido a la gran influencia del titanio y otros elementos  $\alpha$  en la determinación de  $[M/H]$ .

Se han calculado diagramas HR para simular el contenido estelar del bulbo asumiendo la superposición de diferentes poblaciones con distintos valores de edad y metalicidad. La tabla 3.3 describe la población del bulbo observable por *Gaia*.

Siguiendo la discusión de Vallenari & Bertelli (2004) sobre las estrellas del bulbo y su retorno científico, los objetivos se listan a continuación con sus prioridades asignadas:

**Alta prioridad :**

Tabla 3.3: Población estelar del bulbo observable por *Gaia*.

	$( l , b )=(< 10^\circ, < 10^\circ)$				Ventanas con bajo enrojecimiento			
	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v^{(1)}$	$V$	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v$	$V$
RGB	8, < 7	-3-2	2-8, 2-7	14-22	7-10	-3-2	1.5-2	14-19
HB, RC <sup>(2)</sup>	8	0.5	2-5	18-21	7-10	0.5	1.5-2	16-18
AGB	8, < 7	-3-0.5	2-8, 2-7	14-23	7-10	-3-0.5	1.5-2	14-18
Turn-off					7-10	~ 3.5	1.5-2	18-21

<sup>1</sup>  $A_v$  depende fuertemente de  $(l, b)$

<sup>2</sup> Dos cúmulos intrigantes (NGC 6388 y NGC 6441) muestran una BHB muy extendida a pesar de su metalicidad ( $[M/H] \sim -0.6$ ).

1. Ventanas de bajo enrojecimiento:

- Forma, orientación, barra: RGB, AGB, “red clump” (RC), estrellas del “turn-off”.
- Distribución de masa y metalicidad: RGB, AGB.
- Ritmo de formación estelar: RGB, AGB.

2. Ventanas de alto enrojecimiento:

- Forma, orientación, barra: RGB, AGB, RC.
- Distribución de masa y metalicidad: RGB, AGB.
- Ritmo de formación estelar: RGB, AGB.

**Prioridad intermedia :**

1. Ventanas de bajo enrojecimiento:

- Determinación de la edad: estrellas del “turn-off”, subgigantes.

**Prioridad baja :**

1. Escala de distancias: RC (la escala de distancias no se considera una alta prioridad debido al error en la paralaje asociado a estas estrellas. Las estrellas más cercanas son más idóneas para este propósito que las estrellas del bulbo).

**Prioridad nula :**

1. Estrellas múltiples.



Tabla 3.4: Población estelar del disco grueso accesible por *Gaia*

	$(l, b )=(0^\circ, < 10^\circ)$				$(l, b )=(\text{todas}, > 10^\circ)$			
	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v$	$V$	$d(\text{kpc})$	$M_v$	$A_v$	$V$
Sec. Ppal. <sup>(1)</sup>	$< 4, < 1$	4.5–12	0.1–3, 0.1–1	$< 23$	$< 6^{(2)}, < 1$	4.5–12	0.1–0.5	$< 23$
Turn-off	$< 5$	$\sim 3.5$	0.1–4	$< 21$	$< 6$	$\sim 3.5$	0.1–0.5	$< 18$
RGB	$< 8$	–3–2	0.1–8	$< 23$	$< 6$	–3–2	0.1–0.5	$< 17$
HB	$< 6$	0.5	0.1–6	$< 21$	$< 6$	0.5	0.1–0.5	$< 15$
AGB	$< 8$	–3–0.5	0.1–8	$< 23$	$< 6$	–3–0.5	0.1–0.5	$< 15$
WD	$< 1.5$	$> 8$	0.1–1	$< 20$	$< 2.5$	$> 8$	0.1–0.5	$< 20$
	$(l, b )=(180^\circ, < 10^\circ)$							
Sec. Ppal. <sup>(1)</sup>	$< 4, < 1$	4.5–12	0.1–3, 0.1–1	$< 23$				
Turn-off	$< 5$	$\sim 3.5$	0.1–4	$< 21$				
RGB	$< 15$	–3–2	0.1–5	$< 23$				
HB	$< 10$	0.5	0.1–5	$< 21$				
AGB	$< 15$	–3–0.5	0.1–5	$< 21$				
WD	$< 1.5$	$> 8$	0.1–1	$< 20$				

<sup>1</sup> Las estrellas A de secuencia principal con cinemática típica del disco grueso/halo son también conocidas.

<sup>2</sup> Distancia a una estrella con  $|b| = 10^\circ$  y 1 kpc por encima del plano.

### 3.2.4. Objetivos en el disco grueso

La incógnita más importante sobre esta estructura es su proceso de formación. En la sec. 2.1.1 ya hemos mencionado las dos posibles teorías de formación de esta componente del disco. La cinemática y distribución de abundancias químicas no es simple y debe ser estudiada. Las gigantes K son las estrellas que permitirán trazar las poblaciones más alejadas del disco y las estrellas de tipo Mira las indicadores de distancia más idóneas a añadir a la determinación de la distancia proveída por la paralaje.

La tabla 3.4 describe la población del disco grueso observable por *Gaia* considerando la distancia y la magnitud límite de la misión. De igual manera a como se definió en el halo, las estrellas del disco grueso se separan en dos grupos de latitudes galácticas, debido a las distancias límites y magnitudes aparentes cambiantes bajos diferentes condiciones de extinción interestelar.

A continuación se mencionan los objetivos científicos y sus trazadores separados

por nivel de prioridad:

### Alta prioridad :

1. Estrellas con errores en las paralajes mejores que el 10 % (ver correspondencias en la tabla 1.1):
  - Ruptura de la degeneración entre edad y metalicidad: “turn-off” de la secuencia principal y subgigantes.
  - Distribución galactocéntrica de abundancias químicas: gigantes G y K.
  - Gradientes de edad galactocéntricos, ritmo de formación estelar: estrellas HB, AGB tempranas y “turn-off” de la secuencia principal.
  - Historia de la formación estelar: estrellas de la secuencia principal más tempranas que G5 y subgigantes.
  - Mecanismo de formación (previo o posterior al disco delgado): gigantes G y K, estrellas HB.
  - Conocimiento detallado de la función de luminosidad: secuencia principal tardía.
  - Escala de distancias: RR-Lyrae.
2. Estrellas con  $|b| > 10^\circ$ 
  - Potencial gravitatorio ‘in situ’, aceleración gravitacional perpendicular al plano galáctico ( $K_Z$ ), relación edad-velocidad: enanas F-G-K.
  - Acreción y fusión: estrellas A de alta velocidad (debido a su brillo, las enanas A-K también poseen paralajes mejores que el 10 %).

### Prioridad intermedia :

1. Todas las latitudes
  - Estructura a gran escala: estrellas AGB (incluyendo variables Mira de carbono y oxígeno).

### Prioridad baja :

1. Estructura a gran escala a  $|b| < 10^\circ$ , por tanto, estrellas fuertemente enrojecidas: gigantes G y K y estrellas HB.
2. Estrellas de la secuencia principal y del “turn-off” con  $|b| < 10^\circ$  y errores en las paralajes mayores al 10 %.

**Prioridad nula :**

1. Enanas blancas (ver comentario en el halo).
2. Estrellas múltiples.

**3.2.5. Objetivos en el disco delgado**

La información de los brazos espirales se puede obtener tanto mediante la componente estelar como la gaseosa. La componente de gas traza la historia más reciente de estos brazos y puede estudiarse con estrellas O-B, y estrellas jóvenes que aún se muevan con la dinámica del gas.

Por otro lado, la componente estelar puede darnos información sobre campos gravitacionales del disco más promediados en el tiempo si observamos las estrellas viejas, como estrellas K y M de campo.

La determinación del ritmo de formación estelar requiere de la observación de estrellas masivas, principalmente estrellas B, A, F y G tardías.

Para expandir nuestro conocimiento sobre las relaciones entre la edad, la metalicidad y el lugar de nacimiento, debemos investigar el disco galáctico al menos a distancias galactocéntricas superiores a 6–10 kpc, donde un importante aumento en la formación estelar ocurrió en esa región hace unos 3.2 Gyr. Para ello se deberán observar las estrellas F y G de esa zona.

Para estudiar la posible asimetría y ondulación del disco galáctico deberemos recurrir de nuevo a las estrellas más brillantes para muestrear las regiones más alejadas a nosotros. Así pues, las gigantes M y las estrellas O-B son las más útiles para este propósito.

En la tabla 3.5 se muestran las estrellas del disco delgado observables con *Gaia*, nuevamente separadas en dos grupos de latitudes galácticas. A continuación se listan los trazadores del disco delgado y sus prioridades asignadas:

**Alta prioridad :**

1. Estrellas con errores en las paralajes mejores que el 10 % (ver correspondencias en la tabla 1.1):

Tabla 3.5: Población del disco delgado accesible con *Gaia* <sup>(1)</sup>.

	$(l, b )=(0^\circ, < 10^\circ)$				$(l, b )=(\text{todas}, > 10^\circ)$			
	$d(\text{kpc})$	$M_V$	$A_V$	$V$	$d(\text{kpc})$	$M_V$	$A_V$	$V$
B-M I	< 8	-8--3	0-10	< 21				
Cefeidas	< 8	-4	0-10	< 21				
OB V	< 8, < 1	-5-0	0-10	< 21				
A-K V	< 6, < 1	0-8	0-8, 0-1	< 21	< 3.5 <sup>(2)</sup>	0-8	0.1-0.5	< 21
M-L V <sup>(3)</sup>	< 1, < 0.5	8-16	0-1	< 25	< 3.5, < 0.5	8-16	0.1-0.5	< 25
RGB	< 6	-3-2	0-8	< 21	< 3.5	-3-2	0.1-0.5	< 16
RC	< 6	0.5	0-8	< 21	< 3.5	0.5	0.1-0.5	< 13
AGB	< 6	-3-0.5	0-8	< 23	< 3.5	-3-0.5	0.1-0.5	< 13
WD	< 1.5	> 8	0-1	< 20	< 3	> 8	0.1-0.5	< 20
	$(l, b )=(180^\circ, < 10^\circ)$							
B-M I	< 15	-8--3	0-3	< 16				
Cefeidas	< 15	-4	0-3	< 15				
OB V	< 15	-5-0	0-3	< 19				
A-K V	< 15, < 3	0-8	0-3, 0-1	< 21				
M-L V <sup>(3)</sup>	< 3, < 0.5	8-16	0-1	< 25				
RGB	< 15	-3-2	0-3	< 21				
RC	< 15	0.5	0-3	< 20				
AGB	< 15	-3-0.5	0-3	< 20				
WD	< 1.5	> 8	0-1	< 20				

<sup>1</sup> Las estrellas están agrupadas en  $|b| < 10^\circ$  y  $|b| > 10^\circ$  para simplificar, a pesar que diferentes subpoblaciones pueden tener diferente altura patrón.

<sup>2</sup> Distancia de una estrella con  $|b| = 10^\circ$  a 600 pc por encima del plano.

<sup>3</sup> Sólo las enanas marrones más cercanas y jóvenes, con edades  $< 1$  Gyr y  $M_V \sim 10-16$ , serán observables con *Gaia*.

- Distribución galactocéntrica de abundancias químicas: gigantes G y K.
- Gradientes de edad galactocéntricos, ritmo de formación estelar: gigantes y AGB tempranas.
- Ruptura de la degeneración entre edad y metalicidad: “turn-off” de la secuencia principal y subgigantes.

- Ritmo de la formación estelar, relación entre la metalicidad y el lugar de nacimiento: F2-G5 de la secuencia principal.
  - Estructura a gran escala (brazos espirales, regiones de formación estelar): estrellas O-B y supergigantes.
  - Conocimiento detallado de la función de luminosidad “in situ”: secuencia principal fría.
  - Potencial gravitatorio “in situ”,  $K_Z$ , relación edad-velocidad: estrellas F-G-K de la secuencia principal.
  - Estructura a gran escala (ondulación y asimetría): gigantes K y M.
  - Distribución del medio interestelar: enanas O-F.
  - Escala de distancias: RR-Lyrae y Cefeidas.
2. Estrellas con  $\sigma_\pi/\pi > 10\%$  a  $|b| < 10-20^\circ$ .
- Estructura a gran escala (brazos espirales, regiones de formación estelar): estrellas O-B y supergigantes.
  - Estructura a gran escala (asimetría y ondulación): gigantes K y M.
  - Distribución del medio interestelar: enanas O-F.

#### Prioridad intermedia :

1. Estrellas con  $\sigma_\pi/\pi > 10\%$  a  $|b| < 10-20^\circ$ .
- Escala de distancias: cefeidas.

#### Prioridad baja :

1. Estrellas de la secuencia principal y del “turn-off” a  $|b| < 10^\circ$  con errores relativos en la paralaje mayores al 10%.

#### Prioridad nula :

1. Regiones de formación estelar: WR, estrellas B de emisión, T-Tau, etc. En ESA (2000) se consideró esencial distinguir emisión en  $H_\alpha$ . La mayoría de las WR, Be y T-Tau, etc, están cercanas al plano galáctico, en regiones de densidades estelares elevadas y, por tanto, no siempre serán observables con MBP. Al mismo tiempo, no es realista querer detectar emisión en  $H_\alpha$  con BBP y a menudo la traza de emisión no es lo suficientemente pronunciada y requiere de confirmación espectroscópica. Así pues, y a pesar de que el 20% de las estrellas B1-B3 tienen  $H_\alpha$  en emisión, el

equipo de fotometría no prioriza su detección. Sin embargo, si un sistema fotométrico es capaz de detectar la emisión, esto será considerado como un mérito extra del sistema.

2. Detección de peculiaridades (Bp-Ap, Am, ...).
3. Enanas blancas (ver comentario del halo).
4. Enanas marrones M y L; función de masa inicial. Muy pocas enanas marrones son observables por *Gaia* debido a que se trata de objetos muy fríos, y por tanto poco brillantes en el rango óptico del espectro. Por este motivo se les asigna prioridad nula a este tipo de objetos.
5. Estrellas múltiples.
6. Cúmulos abiertos (las estrellas de los cúmulos abiertos son físicamente similares a las estrellas de campo del disco y no necesitan priorizarse separadamente).

### 3.2.6. Estrellas extragalácticas

Las estrellas de las galaxias cercanas (LMC, SMC, M31, ...) pueden tener composiciones químicas diferentes que las de la Vía Láctea (se sabe, por ejemplo, que las estrellas de LMC son pobres en metales y que el halo de M31 es aparentemente rico en metales con  $[M/H] \sim -0.6$  como 47 Tuc, ver Pagel (2003)). Sin embargo, consideramos que este hecho no introduce requisitos adicionales en el diseño del sistema fotométrico, y así pues, no se asigna prioridad a estas estrellas.

### 3.2.7. Objetos no estelares

Esta sección muestra los aspectos de los objetos no estelares que pueden influir en el diseño del sistema fotométrico:

1. Cuásares:

Priorizaremos la detección de los cuásares (QSO, *quasi-stellar objects*) por encima de la determinación del corrimiento al rojo (o *redshift* en inglés).

**Prioridad intermedia :**

- Detección de QSO (combinando astrometría y fotometría).

**Prioridad baja :**

- Determinación fotométrica del corrimiento al rojo.

## 2. Objetos del Sistema Solar:

**Prioridad baja :**

- Clasificación taxonómica.

### 3.2.8. Prioridades de los parámetros astrofísicos

Distintos sistemas fotométricos pueden recuperar con mayor o menor bondad los parámetros astrofísicos. A la hora de juzgar qué sistema fotométrico es más adecuado para *Gaia* es necesario, tal y como ya hemos hecho con los objetos a observar, definir qué parámetros estelares son más importantes y asignarles una prioridad cuantificada. Esta priorización depende en gran medida de lo expuesto en las secciones precedentes (por ejemplo, en lo referente a la división en paralajes precisas y menos precisas, o de tipos espectrales).

Las prioridades normalizadas de los parámetros astrofísicos se muestran en la tabla 3.6. Como se puede comprobar, en aquellos casos donde la paralaje es lo suficientemente precisa se disminuye a cero la prioridad de la determinación de  $\log g$ . La determinación de las abundancias químicas de las estrellas más calientes (O-B y supergigantes) tiene prioridad nula en la elaboración del sistema fotométrico porque para este tipo de estrellas la fotometría no puede aportar medidas precisas de  $[M/H]$ . Por otro lado, las abundancias de elementos  $\alpha$  posee menor peso que  $[M/H]$  en las estrellas del halo.

A pesar de que sería deseable, no se plantea determinar la ley de extinción a partir de la propia fotometría de *Gaia* y se debería usar la fotometría infrarroja para este propósito. Únicamente priorizaremos la determinación de  $A_V$ .

Tabla 3.6: Prioridades asignadas a los parámetros astrofísicos para diferentes estrellas.

$\sigma_\pi/\pi$	Halo		Disco grueso		Disco delgado				Bulbo
	$\leq 10\%$	$> 10\%$	$\leq 10\%$	$> 10\%$	O-B + supergigantes		A-M + gigantes		
					$\leq 10\%$	$> 10\%$	$\leq 10\%$	$> 10\%$	
$T_{\text{ef}}$	5/18	5/23	1/4	1/5	1/2	1/3	1/4	1/5	1/5
$A_V$	5/18	5/23	1/4	1/5	1/2	1/3	1/4	1/5	1/5
$\log g$	0	5/23	0	1/5	0	1/3	0	1/5	1/5
[M/H]	5/18	5/23	1/4	1/5	0	0	1/4	1/5	1/5
[ $\alpha$ /Fe]	3/18	3/23	1/4	1/5	0	0	1/4	1/5	1/5

### 3.3. Precisiones esperadas

#### 3.3.1. Precisión en las paralajes

Sabemos que para ayudarnos en la determinación de los parámetros astrofísicos poseemos toda la información que proporcionan los instrumentos de *Gaia* (astrometría y espectrografía). En este sentido, para ayudarnos a determinar las luminosidades estelares poseemos la información de las paralajes.

En de Bruijne (2005a) se presenta un resumen de las convenciones y la formulación para el cálculo de la precisión en las paralajes. Utilizando la ec. (1) de este documento y la ec. (15) en Lindegren (2003b) para el error de la determinación del centroide en la dirección de escaneo del satélite, tenemos la ecuación del error en la paralaje como función de la magnitud del objeto observado:

$$\sigma_\pi = 0.0639 \times \sqrt{2700 + 530u + 0.05u^2}; \quad u = 10^{0.4(G-10)} \quad (3.1)$$

En la Fig. 3.1, extraída de de Bruijne (2005a), se muestran las precisiones, promediadas en el cielo, con las que se recuperan las posiciones, los movimientos propios y las paralajes de los objetos observados por *Gaia* según el diseño *Gaia-2* de marzo de 2005. En la tabla 1.1 se mostraban las distancias y magnitudes estelares a las que conseguíamos hasta un 10% de precisión en la paralaje.



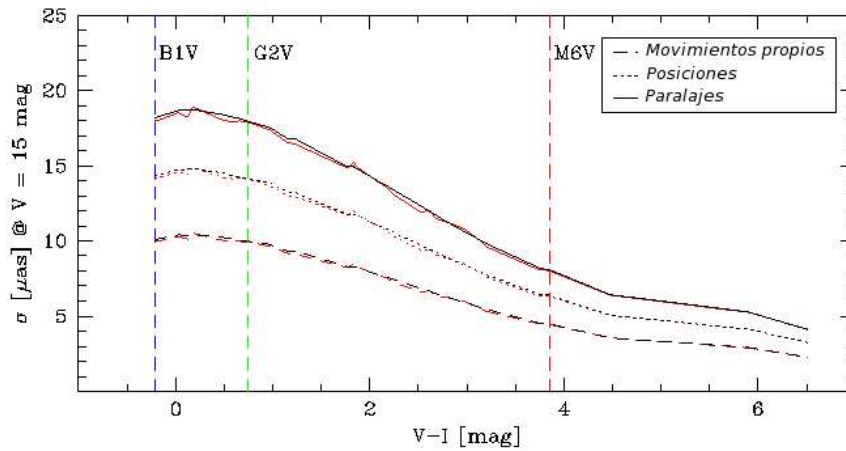


Figura 3.1: Figura 1 extraída de de Bruijne (2005a) en la que se muestra la precisión astrométrica al final de la misión para  $V = 15$  mag en función del color  $V - I$ . La línea continúa se muestra la precisión de las paralajes, en línea punteada la precisión en la determinación de las posiciones y en línea discontinua, en los movimientos propios.

### 3.3.2. Precisiones a partir de la fotometría

Los parámetros físicos que debe proporcionar la fotometría para comprender la Galaxia son, básicamente, la edad y la composición química de las estrellas mencionadas en la sec. 3.2. Para determinar estos parámetros se deben conocer:  $M_V$  (o  $\log g$  en caso de que no se disponga de paralajes precisas),  $T_{\text{ef}}$  y  $A_V$ . La determinación de estos parámetros en las regiones de alta densidad estelar (principalmente el bulbo y algunas áreas a latitudes galácticas muy bajas) se deberá basar solamente en la fotometría de banda ancha. En cambio, fuera de estas regiones, se podrán combinar las fotometrías de banda ancha e intermedia.

Teniendo en cuenta las precisiones en la edad discutidas en la sec. 2.3.4, las precisiones de los parámetros astrofísicos necesarias se listan a continuación:

**Temperatura de las estrellas A-M** :  $\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}} = 1 - 2\%$  a  $V = 18$ ,  $\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}} = 2 - 3\%$  a la magnitud límite.

**Temperatura de las estrellas O-B** :  $\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}} = 2 - 5\%$  a  $V = 18$ ,  $\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}} = 5 - 8\%$  a la magnitud límite.

**Absorción interestelar** :  $\sigma_{A_V} = 0.1$  a  $A_V \leq 3.0$  mag,  $\sigma_{A_V} = 0.5$  para  $A_V >$

3.0 mag ( $A_V$  se puede considerar conocido para latitudes galácticas elevadas).

**Gravedad superficial** :  $\sigma_{\log g} = 0.2$  a  $V = 18$ ,  $\sigma_{\log g} = 0.4$  a la magnitud límite (sólo nos deberemos preocupar de determinar  $\log g$  cuando el error en la paralaje determinada por la astrometría del satélite sea mayor al 10 %).

**Metalicidad global** :  $\sigma_{[M/H]} = 0.1$  a  $V = 18$ ,  $\sigma_{[M/H]} = 0.3$  a la magnitud límite (las abundancias químicas no se priorizan para las estrellas OB y las supergigantes).

**Abundancia de los elementos  $\alpha$**  :  $\sigma_{[\alpha/Fe]} < 0.3$  (las abundancias químicas no se priorizan para las estrellas OB y las supergigantes).

**Rama asintótica de las gigantes** : Se deberá poder classificar entre las AGB de Carbono y las de Oxígeno (únicamente en las regiones donde se pueda utilizar el MBP).

**Estrellas de emisión** : Como por ejemplo, las WR, Be y T-Tau (como se menciona en la sec. 3.2.5, no se asigna prioridad a la detección de emisión en estos objetos pero se consideran como un mérito extra del sistema fotométrico).

**Enanas blancas** :  $\sigma_{T_{\text{ef}}/T_{\text{ef}}} = 1 - 2\%$  a  $V = 18$ ,  $\sigma_{T_{\text{ef}}/T_{\text{ef}}} = 2 - 3\%$  a la magnitud límite. También se debería poder distinguir entre las enanas blancas de tipo DA y DB. Como el espectro de las enanas blancas es bastante similar al de un cuerpo negro, se espera que cualquier sistema fotométrico pueda cumplir este requisito.

**Enanas marrones M y L** :  $\sigma_{T_{\text{ef}}/T_{\text{ef}}} = 2 - 3\%$  a la magnitud límite.

**Estrellas peculiares** : La identificación de peculiaridades (Bp, Ap, Am, ...) se considera únicamente un mérito extra, y se le asigna prioridad nula para optimizar el sistema fotométrico.

Como se mencionó en la sec. 2.3.4, para los conjuntos de estrellas en los que se compartan propiedades astrofísicas (como por ejemplo cúmulos globulares, cúmulos abiertos, asociaciones OB, corrientes del halo, fusiones identificadas de galaxias enanas dentro de la Vía Láctea, etc.), el análisis estadístico de las propiedades de sus miembros proporcionará mejores precisiones de la edad y de las abundancias del conjunto que las que se obtienen para las estrellas individuales.

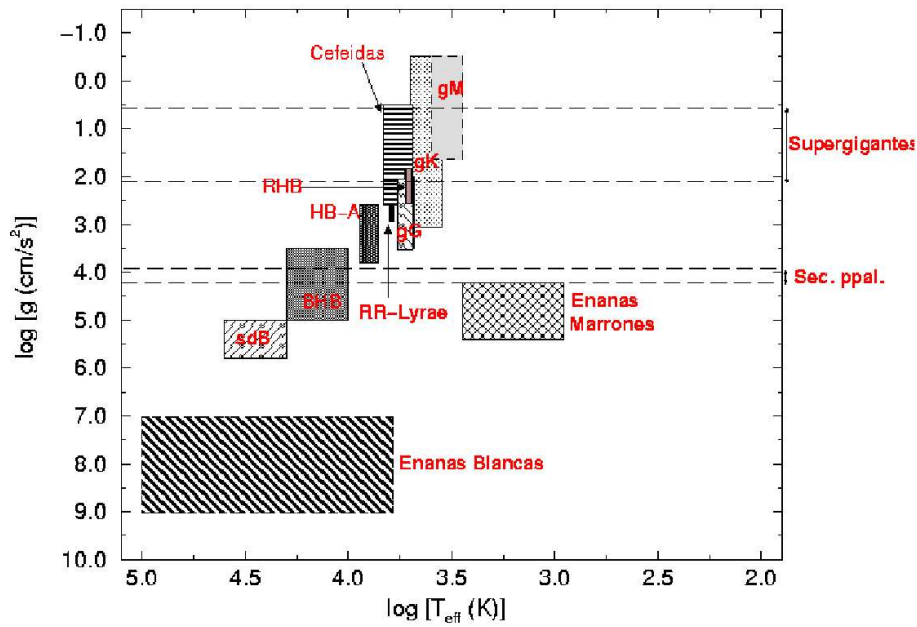


Figura 3.2: Lugar en el diagrama HR, en forma de gravedad en función de la temperatura, donde se hallan los ST definidos en este capítulo.

### 3.4. Construcción de la lista de ST

En la sec. 3.2 se han definido los objetos prioritarios (y en qué grado de prioridad) para la optimización del sistema fotométrico. Una vez hecho esto sólo queda confeccionar una lista representativa de estos objetos, indicando sus parámetros astrofísicos, que será utilizada como conjunto de prueba para el diseño del sistema fotométrico.

Para ello deberemos cuantificar los parámetros astrofísicos de los diferentes tipos de estrellas descritos (ver Fig. 3.2), asignándoles rangos de absorción interestelar según su posición en la Galaxia. La combinación de magnitud absoluta, distancia y extinción da la magnitud aparente  $G$ , y la precisión de la determinación de la paralaje, según la ec. (3.1).

El criterio de construcción de esta muestra de ST se basa en el conocimiento de la Galaxia que se posee actualmente, incluyendo estrellas de cada una de las poblaciones galácticas. Para ello se han definido diferentes direcciones de estudio para cada población y, en cada dirección, diferentes distancias, con su consecuente

variación en la absorción. Para el halo y el disco grueso se toman tres líneas de visión diferentes, correspondientes al centro galáctico ( $l = 10^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ ), al anticentro ( $l = 180^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ ) y en dirección perpendicular al plano galáctico ( $l = 90^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ ). Para el disco delgado y grueso sustituimos la dirección perpendicular al plano por una dirección dentro del plano entre el centro y el anticentro (a  $l = 90^\circ$ ,  $b = 10^\circ$ ). Para el caso del bulbo, en cambio, se han considerado dos casos de observación, el correspondiente a una dirección con alto enrojecimiento, y otro caso en el que se supone una ventana de observación con baja absorción interestelar (ver tablas 3.7–3.10 para las absorciones asociadas a cada dirección y población considerada).

A la hora de asignar a estos ST valores representativos de sus parámetros astrofísicos se han tenido que consultar diversas fuentes bibliográficas que asignaran correspondencias entre tipos espectrales y clases de luminosidad con temperaturas y gravedades superficiales, respectivamente. En los últimos 50 años se han producido diversos estudios de este tipo, sobretodo en lo referente a las estrellas de la secuencia principal y las gigantes, pero para otros tipos de estrella, la determinación de los parámetros físicos no es tan conocida o varía mucho para un mismo tipo de estrella.

Empezando por el caso de las estrellas de la secuencia principal existe un ejemplo clásico de asignación paramétrica, la realizada en Johnson (1966). Gray & Corbally (1994) estudian de nuevo los tipos espectrales, encontrando una tendencia a valores más elevados de la temperatura que los que encuentra Johnson (1966). Las temperaturas efectivas de las estrellas de tipo O se pueden extraer también del artículo Fitzpatrick (1999). Sinnerstad (1980) deriva las temperaturas y gravedades superficiales de 75 estrellas B2-B6 de la secuencia principal.

Los parámetros físicos hallados para las gigantes se suelen presentar separadas por tipos espectrales. Johnson (1965) ya hizo una primera calibración también para las gigantes. Tal y como se ha mencionado para el caso de las estrellas de la secuencia principal, la calibración de Johnson (1965) tiende a subestimar las temperaturas por lo que recurrimos a comparar sus valores con otros artículos de interés. Houdashelt et al. (2000) calibra las temperaturas y gravedades de las gigantes M, y de algunas K, con el objetivo de modelar los espectros integrados de galaxias elípticas. Lázaro et al. (1991) estudia 70 gigantes M brillantes, sus gravedades y sus abundancias de carbono. Las gigantes M sabemos que son útiles para estudiar el halo, el bulbo y el disco delgado. Así pues, serán las abundancias de estas estructuras de la tabla 3.1 las que tengamos que usar. Berdyugina & Savanov (1994), a partir de las anchuras

equivalentes de las líneas de MgH para 47 gigantes y subgigantes G0-K5, los autores extraen las gravedades superficiales. Estas gigantes K deberán tomar los rangos de abundancias definidos en la tabla 3.1 para el disco, bulbo y el halo.

Existen varias estimaciones de las temperaturas de las variables de tipo Mira, pero, no así, de su gravedad superficial. Feast (1996) deriva la temperatura logarítmica para algunas variables Mira. Álvarez & Mennessier (1997) se analizan 165 Miras ricas en oxígeno, en la que se incluyen algunas con temperaturas algo mayores que las utilizadas en Feast (1996).

El rango de abundancias para las estrellas de la rama horizontal serán las que corresponda al halo, bulbo y disco grueso. En Heber et al. (1997) se menciona el rango de parámetros que separa cada tipo de estrella en la rama horizontal (sobre todo los de la parte azul de este diagrama, BHB y sdB). Hayes & Philip (1988) recuperan las temperaturas y gravedades de las estrellas A de campo y de cúmulos globulares de la rama horizontal. Para las RHB, Tautvaišienė (1997) obtiene el espectro de 10 RHB derivando sus parámetros físicos; abundancias, temperaturas y gravedades superficiales.

En cuanto a las RR-Lyrae, Clementini et al. (1995) derivan los parámetros de 10 RR-Lyrae de campo. Johnson (1966) también menciona las temperaturas de las supergigantes. Fitzpatrick (1999) rehace esta calibración. En relación a sus gravedades superficiales, Arellano & Mendoza (1993) las determinan para supergigantes amarillas de tipo A0-G2. Las supergigantes nos servirán sobretodo para trazar los brazos espirales de la Vía Láctea. Las supergigantes variables de tipo cefeida se estudian en Fry & Carney (1997) y en Andrievsky et al. (2002) entre otros. En el primero de ellos, los autores obtienen las abundancias y temperaturas de 23 cefeidas galácticas. En el segundo se analizan 77 cefeidas galácticas, encontrando también sus gravedades superficiales.

Basándonos en toda esta información, las tablas 3.7–3.10 listan las posiciones y los parámetros astrofísicos representativos de los ST para el halo, bulbo, disco grueso y delgado, respectivamente.

La lista completa de ST (9183 estrellas) separadas población por población está disponible en [http://gaia.am.ub.es/PWG/targets/set\\_ST/](http://gaia.am.ub.es/PWG/targets/set_ST/). En la Fig. 3.3 se puede comprobar la muestra de ST.

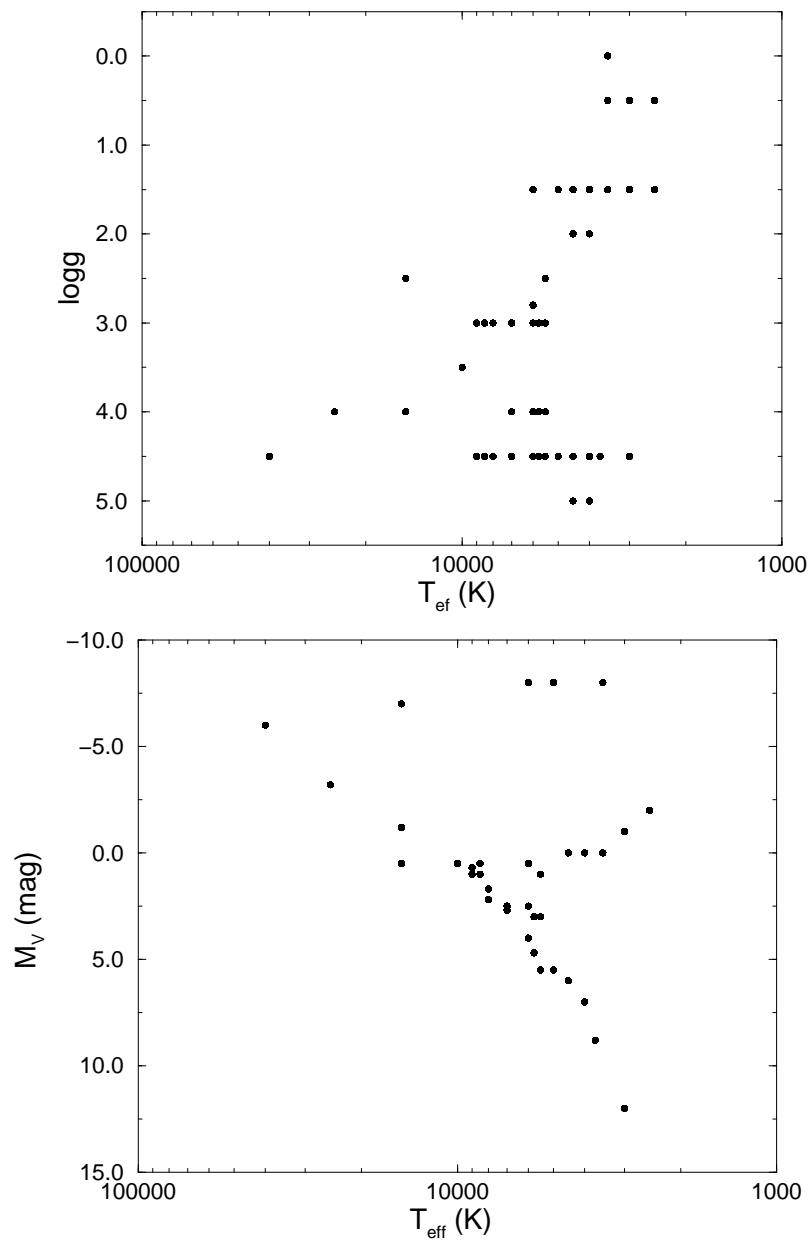


Figura 3.3: Diagramas  $\log g$ - $\log T_{\text{ef}}$  y  $M_V$ - $\log T_{\text{ef}}$  con la combinación de valores de  $T_{\text{ef}}$  y  $\log g$  con diversas abundancias químicas y situando las estrellas a diferentes distancias y direcciones en la Galaxia, proporciona un total de 9183 estrellas que forman la lista de ST creadas para el diseño del sistema fotométrico.



Tabla 3.7: Posiciones galácticas representativas y parámetros físicos para las estrellas del halo consideradas como ST. Se asume  $|v_{\text{rad}}| \leq 300 \text{ km s}^{-1}$ . Las prioridades son las que se detallan en la sec. 3.2.2.

Dirección ortogonal				Centro galáctico				Anticentro galáctico			
$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$
0	90	500	0.10	10	0	500	0.30	180	0	500	0.30
0	90	1000	0.30	10	0	1000	1.00	180	0	1000	0.70
0	90	2000	0.30	10	0	2000	2.00	180	0	2000	1.40
0	90	5000	0.30	10	0	5000	5.00	180	0	5000	3.50
0	90	10000	0.30	10	0	10000	8.00	180	0	10000	3.50
0	90	30000	0.30								

	$M_V$	$T_{\text{ef}}(\text{K})$	$\log g$	Comentarios
	[M/H]= -4.0, -3.0, -2.0, -1.5, -1.0; [ $\alpha$ /Fe]= +0.2, +0.4			
<i>Red clump</i>				
G III	1.0	5500	2.5	
K III	0.0	4500,4000	2.0,1.5	
RR-Lyrae	0.5	6000	2.8	
<i>Rama horizontal</i>				
BHB	0.5	15 000	4.0	
BHB	0.5	10 000	3.5	
HB A	0.5	8500	3.0	
<i>Turn-off</i>				
F IV	2.5	7000,6000	3.0,4.0	
G IV	3.0	5750,5500	3.0,4.0	
<i>Sec. ppal. tardía</i>				
F V	2.7,4.0	7000,6000	4.5	
G V	4.7,5.5	5750,5500	4.5	
K V	6.0,7.0	4500,4000	4.5,5.0	
M V	8.8,12.0	3700,3000	4.5	
<i>Sec. ppal. temprana</i>				
A V	1.0	8500	4.5	[M/H]= -1., -0.5, 0.0, +0.5
<i>AGB/RGB</i>				
AGB M	0.0,-1.0	3500,3000	0.5,1.5	
AGB C	-2.0	2500	0.5,1.5	[C/H]= -1.5, -1.0, -0.5
<i>Estrellas de carbono</i>				
Enanas C	5.5	6000,5000	4.5	[C/Fe]= +0.0, +0.5, +1.0, +1.5



Tabla 3.8: Posiciones galácticas representativas y parámetros físicos para las estrellas del bulbo consideradas como ST. Se asume  $|v_{\text{rad}}| \leq 100 \text{ km s}^{-1}$ . Las prioridades son las que se detallan en la sec. 3.2.3.

	$d(\text{pc})$	$A_V$
Bajo enrojecimiento	8000	1.50
	10000	2.00
Alto enrojecimiento	8000	2.50
	9000	5.00
	10000	8.00

	$M_V$	$T_{\text{ef}}(\text{K})$	$\log g$	Comentarios
	[M/H]= -1.0, -0.5, +0.0, +0.5; [ $\alpha$ /Fe]= 0.0, +0.4			
<i>Red clump</i>				
G III	1.0	5500	2.5	
K III	0.0	4500,4000	2.0,1.5	
RR-Lyrae	0.5	6000	2.8	
<i>Turn-off</i>				
F IV	2.5	7000,6000	3.0,4.0	
G IV	3.0	5750,5500	3.0,4.0	
<i>AGB/RGB</i>				
AGB M	0.0,-1.0	3500,3000	0.5,1.5	
AGB C	-2.0	2500	0.5,1.5	[C/H]= -1.5, -1.0, -0.5

Tabla 3.9: Posiciones galácticas representativas y parámetros físicos para las estrellas del disco grueso consideradas como ST. Se asume  $|v_{\text{rad}}| \leq 300 \text{ km s}^{-1}$ . Las prioridades son las que se detallan en la sec. 3.2.4.

Dirección ortogonal				Centro galáctico				Anticentro galáctico			
$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$
0	90	500	0.10	10	0	500	0.30	180	0	500	0.30
0	90	1000	0.30	10	0	1000	1.00	180	0	1000	0.70
0	90	2000	0.30	10	0	2000	2.00	180	0	2000	1.40
0	90	5000	0.30	10	0	5000	5.00	180	0	5000	3.50
				10	0	10000	8.00	180	0	10000	3.50

	$M_V$	$T_{\text{ef}}(\text{K})$	$\log g$	Comentarios
				$[\text{M}/\text{H}] = -2.0, -1.0, -0.5, +0.0; [\alpha/\text{Fe}] = +0.0, +0.2$
<i>Red clump</i>				
G III	1.0	5500	2.5	
K III	0.0	4500,4000	2.0,1.5	
RR-Lyrae	0.5	6000	2.8	
<i>Rama horizontal</i>				
BHB	0.5	10 000	3.5	
HB A	0.5	8500	3.0	
<i>Turn-off</i>				
F IV	2.5	7000,6000	3.0,4.0	
G IV	3.0	5750,5500	3.0,4.0	
<i>Sec. ppal. tardía</i>				
F V	2.7,4.0	7000,6000	4.5	
G V	4.7,5.5	5750,5500	4.5	
K V	6.0,7.0	4500,4000	4.5,5.0	
M V	8.8,12.0	3700,3000	4.5	
<i>Sec. ppal. temprana</i>				
A V	1.0	8500	4.5	$[\text{M}/\text{H}] = -1., -0.5, 0.0, +0.5$
<i>AGB/RGB</i>				
AGB M	0.0,-1.0	3500,3000	0.5,1.5	
AGB C	-2.0	2500	0.5,1.5	$[\text{C}/\text{H}] = -1.5, -1.0, -0.5$

Tabla 3.10: Posiciones galácticas representativas y parámetros físicos para las estrellas del disco delgado consideradas como ST. Se asume  $|v_{\text{rad}}| \leq 50 \text{ km s}^{-1}$ . Las prioridades son las que se detallan en la sec. 3.2.5.

Dirección ortogonal				Centro galáctico				Anticentro galáctico			
$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$	$l$	$b$	$d(\text{pc})$	$A_V$
90	10	500	0.10	10	0	500	0.30	180	0	500	0.30
90	10	1000	0.30	10	0	1000	1.00	180	0	1000	0.70
90	10	2000	0.60	10	0	2000	2.00	180	0	2000	1.40
90	10	3000	0.60	10	0	5000	5.00	180	0	5000	3.50
				10	0	10000	8.00	180	0	10000	3.50
				10	0	10000	10.00				

	$M_V$	$T_{\text{ef}}(\text{K})$	$\log g$	Comentarios
	[M/H]= -1.0, -0.5, +0.0, +0.5; [ $\alpha$ /Fe]= -0.2, +0.0			
<i>Red clump</i>				
G III	1.0	5500	2.5	
K III	0.0	4500,4000	2.0,1.5	
<i>Sec. ppal. temprana</i>				
O V,III	-6.0	40000	4.5	
B V,III	-3.2, -1.2	25000,15000	4.0	
A V	1.0,2.2	9000,8000	4.5	
<i>Turn-off</i>				
A IV	0.7,1.7	9000,8000	3.0	
F IV	2.5	7000,6000	3.0,4.0	
G IV	3.0	5750,5500	3.0,4.0	
<i>Sec. ppal. tardía</i>				
F V	2.7,4.0	7000,6000	4.5	
G V	4.7,5.5	5750,5500	4.5	
K V	6.0,7.0	4500,4000	4.5,5.0	
M V	8.8,12.0	3700,3000	4.5	
<i>Supergigantes</i>				
B Ia	-7.0	15000	2.5	
F Ia, Cefeidas	-8.0	6000,5000	1.5	
M Ia	-8.0	3500	0.0	



## Parte II

# CREANDO LAS HERRAMIENTAS



*”Las ciencias no tratan de explicar, incluso apenas tratan de interpretar, construyen modelos principalmente. Por modelo, se entiende una construcción matemática que, con la adición de ciertas interpretaciones verbales, describe los fenómenos observados. La justificación de tal construcción matemática es sólo y precisamente que se espera que funcione.”*

**John von Neumann (1903-1957)**  
**Matemático húngaro**





# 4 Fotometría sintética

En los capítulos anteriores hemos definido con cierto nivel de detalle los objetivos que deberá cumplir el sistema fotométrico y qué objetos deberemos asegurar que sean correctamente tratados y clasificados para asegurar el éxito de la misión. Una vez establecidos estos pasos previos, es necesario crear una herramienta que permita simular las observaciones fotométricas que *Gaia* realizará. El objetivo es simular las observaciones fotométricas con el número de cuentas detectadas y el error asociado a estas cuentas, tanto para un sólo tránsito como para el final de la misión. Estos errores permitirán estimar las precisiones en la determinación de los parámetros físicos. Esta herramienta de simulación se presenta en la sec. 4.1 y los elementos que en ella figuran se presentan en las secciones posteriores. En la sec. 4.2 se presenta las librerías de espectros sintéticos utilizadas para modelar los objetos a observar. En la sec. 4.3 afectaremos estos espectros de enrojecimiento debido al medio interestelar y en la sec. 4.4 le añadiremos el efecto producido por el brillo del fondo de cielo, para hacer entrar finalmente esta luz en los instrumentos del satélite (sec. 4.5). Las observaciones fotométricas así calculadas deberán escalarse mediante un punto cero de las magnitudes (sec. 4.6) y la estimación de los errores de esta observación se realiza en la sec. 4.7.

## 4.1. El simulador

El simulador fotométrico descrito aquí pretende ser una herramienta útil y versátil para que, con los mínimos cambios posibles en su código FORTRAN, sea adaptable a cambios instrumentales y se le puedan añadir nuevos elementos de cálculo (ver por ejemplo la sec. 5.3). Este simulador nació como una herramienta de nuestro grupo en Barcelona, pero pronto se extendió su uso a todo el PWG y se convirtió en el

simulador fotométrico “oficial” de *Gaia*.

Existían diversos grupos de trabajo interesados en la creación de una herramienta como ésta para llevar a cabo sus estudios ya que es la única manera de poder saber qué será lo que *Gaia* podrá proporcionar con su instrumentación antes de que sea construída. Un claro ejemplo de esto lo encontramos en el grupo de clasificación de *Gaia* que, como se explicará en la sec. 5.2, utilizó de nuestras simulaciones para proseguir los trabajos de optimización de sus rutinas de clasificación y parametrización de objetos. Y, por supuesto, está nuestro propio interés de, con este simulador, poder ir iterando las propuestas de sistema fotométrico para la misión y elegir finalmente la óptima para la recuperación de los parámetros astrofísicos y que sea útil para todo el rango de objetos observado por la misión. Una versión interactiva de este simulador está disponible vía web en la dirección del “Photometry Working Group” (<http://gaia.am.ub.es/PWG/>). En la Fig. 4.1 se muestra un esquema del funcionamiento del simulador de fotometría.

#### 4.1.1. Datos de entrada

El proceso de simulación trata básicamente de seguir la radiación de la estrella desde su origen hasta su detección en el plano focal e ir añadiéndole por el camino todos aquellos efectos que modifican su espectro.

##### Elección del objeto :

El espectro de un objeto estelar depende (capítulo 2) principalmente de sus parámetros astrofísicos ( $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ ,  $[\alpha/Fe]$ ,  $[C/Fe]$ , ...). Así pues, los parámetros astrofísicos y la librería de espectros que se quiere utilizar son los primeros datos de entrada del simulador. Si el conjunto de espectros sintéticos elegido no contempla los parámetros escogidos se interpola si es posible entre los valores más cercanos del parámetro en cuestión asumiendo que el espaciado de la librería de espectros es tal que permite que esta interpolación tenga validez física.

De forma alternativa, el usuario del simulador también puede introducir directamente su propio fichero de espectro para simular su fotometría con *Gaia*.

Una vez seleccionada la estrella a simular, se debe introducir otras características de esta estrellas, como por ejemplo la magnitud aparente *Gaia* ( $G$ ), que

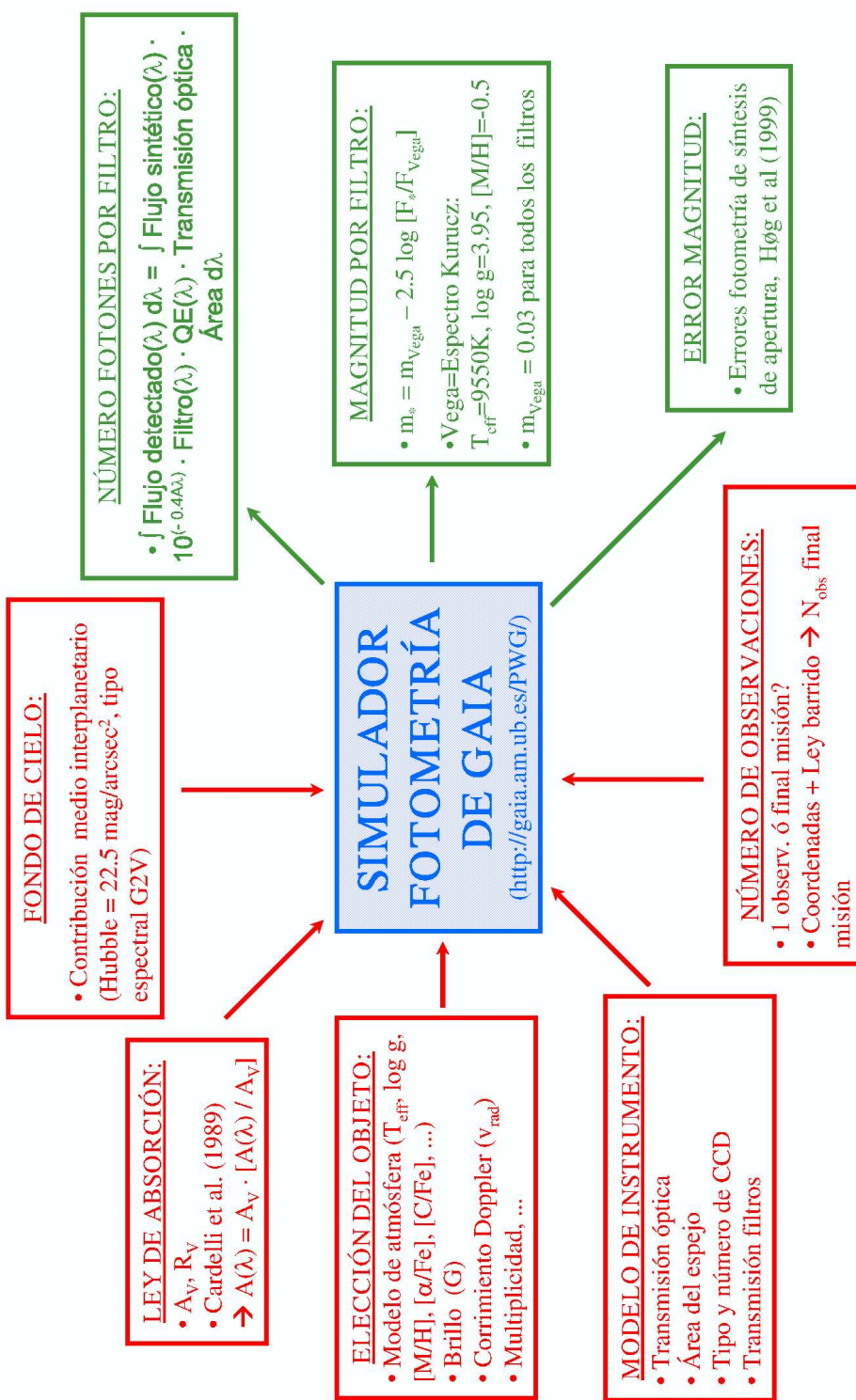


Figura 4.1: Entradas y salidas del simulador de fotometría.

nos determinará cómo debemos escalar el espectro en función del brillo que recibamos de la estrella.

Otra característica a escoger del espectro es la presencia o no de efecto Doppler, escogiendo una cierta velocidad radial del objeto observado.

El simulador incorpora la posibilidad de considerar sistemas múltiples. Al observar una estrella múltiple no resuelta, cada componente del sistema (con parámetros físicos que normalmente diferirán entre ellas) contribuye sumando fotones a la medida fotométrica total.

### El medio interestelar :

Una vez la radiación electromagnética abandona la estrella empieza su largo viaje hacia el observador. En su camino se encontrará con la materia interestelar mencionada en la sec. 2.3.1. Así pues, el simulador de fotometría debe incluir el grado de enrojecimiento que sufrirá el espectro del objeto considerado. Para ello, un dato adicional de entrada es la absorción a  $\lambda = 550$  nm que, por simplicidad, identificaremos, abusando del lenguaje, con la absorción en el filtro visible de Johnson o  $A_V$ . Además, también se pide como entrada el parámetro  $R_V$  de la ec. 2.1. Como es posible que el usuario desconozca estos valores pero no en cambio la dirección galáctica y distancia a la que se encuentra el objeto que se quiere simular, en la interficie del programa se permite también la alternativa de introducir las coordenadas (galácticas, ecuatoriales o eclípticas) del objeto y la distancia a nosotros para que, mediante un modelo de absorción de la Galaxia, se pueda derivar la  $A_V$ . En la sec. 4.3 se explica cuál es el modelo de absorción usado en el simulador y, una vez derivada la  $A_V$  cómo se modifica el espectro por la ley de absorción.

### Brillo del fondo de cielo :

Las partículas que hay entre los planetas de nuestro Sistema Solar también juegan un papel a la hora de simular las observaciones de *Gaia*. Estas partículas reflejan la luz del Sol, añadiendo un cierto número de cuentas a las medidas fotométricas, afectando así al contraste de la estrella respecto al fondo de cielo y aumentando el error en la medida. Esta luz de fondo se conoce como *luz zodiacal* debido a que es predominante en el plano de la eclíptica, donde la densidad de partículas es mayor. Un efecto similar a éste es el que provocan las estrellas débiles no resueltas y que tienen un efecto aditivo al fondo de cielo de la luz zodiacal. En el simulador se permite introducir un valor para el fondo

de cielo en el filtro  $V$ . En la sec. 4.4 se especifica el valor adoptado por defecto para el fondo de cielo y cómo modifica la medida fotométrica.

### El instrumento y los filtros :

La luz del objeto en este punto ya ha llegado al satélite *Gaia*. Pero antes de ser registrada en el detector aún debe pasar por toda la instrumentación: debe reflejarse en los espejos del telescopio, perdiéndose parte de la luz en esta reflexión, limitarse a la luz recogida por el área colectora del instrumento, atravesar el dicróico en el caso en que esto sea necesario, convolucionar la luz con la respuesta espectral de las bandas fotométricas (la concreción de estos filtros es el objetivo del capítulo 5) y ser detectado por la CCD durante un determinado tiempo de exposición, añadir el ruido de lectura de la CCD y agrupar los píxeles en ‘samples’ y ‘patches’, ...

Aunque cada uno de los filtros tienen una propuesta de utilización del instrumento y la CCD, el simulador fotométrico permite la opción de que el usuario cambie la configuración, modificando el tipo de CCD, el número de CCD dedicadas a cada filtro y los instrumentos en los que se implementa (ASTRO o SPECTRO), pudiendo así seleccionar opciones diferentes a las establecidas para el diseño del sistema fotométrico, manteniendo, sin embargo, estas opciones como las escogidas por defecto si no se indica lo contrario. Estas opciones por defecto se detallan en la sec. 4.5.

### Número de observaciones :

El proceso explicado hasta aquí es el necesario para simular una observación con *Gaia*. Pero la misión durará cinco años y durante todo este tiempo se observa un mismo objeto varias veces, lo que mejora la estadística de fotones y reduce el error asociado a la medida final. En la sec. 4.7.1 se detalla cuántas observaciones son posibles de un mismo objeto en función de su posición en el cielo.

#### 4.1.2. Datos de salida

Con todos los ingredientes de la sección anterior estamos en condiciones de calcular cuál es el número de fotones, y por tanto la magnitud, en cada filtro fotométrico seleccionado, así como el error asociado a esta medida, para cada objeto.

Para hacer este cálculo hace falta establecer antes un punto cero de magnitudes (sec. 4.6) y reescalar a la magnitud  $G$ . El punto cero de la magnitud  $G$  lo fijamos de forma que  $G = V$  para estrellas de tipo A0 V.

El resultado, pues, es el cálculo de la magnitud en  $G$ ,  $m_G$ ,  $GS$ ,  $m_{GS}$  y en cada uno de los filtros  $j$  deseados,  $m_j$ , así como las precisiones asociadas a estas magnitudes  $\sigma_G$ ,  $\sigma_{GS}$  y  $\sigma_j$ .

## 4.2. Librería de espectros

A pesar de que el modelado de determinados tipos de estrellas aún no reproduce fielmente la realidad (éste es el caso de las estrellas de baja temperatura, las estrellas peculiares, de emisión, WR, ...) hemos preferido elegir la opción de usar espectros sintéticos además de empíricos u observados ya que no se poseen observaciones que recubran homogéneamente todos y cada uno de los rangos paramétricos posibles para el estudio de la Galaxia. Los espectros sintéticos, en cambio, sí permiten estudiar los efectos diferenciales (por ejemplo, cómo afectan en el espectro los pequeños cambios de temperatura, gravedad, ...) y además permiten simular estrellas no observadas hasta ahora.

El propósito de los próximos apartados es el de confeccionar una lista de librerías de espectros sintéticos para diseñar el sistema fotométrico.

La información mostrada aquí está disponible para toda la comunidad científica en la página web: <http://www.am.ub.es/~carrasco/models/synthetic.html>. El propósito de este enlace no es, sin embargo, proporcionar un índice exhaustivo de los recursos espectrales disponibles en la bibliografía, para ello ya existen otros enlaces como el creado por el equipo de la Universidad Complutense de Madrid (<http://www.ucm.es/info/Astrof/invest/actividad/spectra.html>), sino que nos limitamos a mencionar las librerías espectrales que pueden utilizarse para nuestros propósitos en *Gaia*.

La *velocidad de rotación* de la estrella puede modificar el espectro de las estrellas, ensanchando las líneas espectrales y disminuyendo su profundidad. Pero debido a que este efecto no es relevante para el diseño del sistema fotométrico, el simulador no modifica los espectros de las librerías para la rotación estelar.

### 4.2.1. Requisitos

Para que un espectro sea útil para nuestros propósitos es necesario que posea unas determinadas características:

- Necesitamos cubrir el rango espectral de *Gaia*, es decir, la región entre 250 y 1100 nm aproximadamente.
- No es necesaria una alta resolución, ya que su propósito es simular la fotometría y acabaremos degradando su resolución. Una resolución de 0.1–0.2 nm es suficiente.
- Por el hecho de estar simulando fotometría para, finalmente, hacer una clasificación estelar, sólo nos interesan los efectos diferenciales entre espectros. El valor absoluto de los flujos no es tan importante como la diferencia entre bandas espectrales, ya que será esto último con lo que finalmente trabajaremos. Por ello, los espectros sintéticos son útiles.
- Los espectros sintéticos seleccionados deberán cubrir un amplio rango de valores de los parámetros físicos de las estrellas (temperatura, gravedad, composición química . . .) y deben formar un conjunto homogéneo, en términos de los ingredientes físicos incluidos, con los que se encuentren representados todas las estrellas definidas como ST (capítulo 3).

### 4.2.2. Espectros sintéticos de estrellas

De las que se citan a continuación, las tres librerías más utilizadas de espectros sintéticos son Kurucz, MARCS (aquí presentadas en una versión más actual, NMARCS) y PHOENIX. NMARCS y PHOENIX se presentan como mejor opción que Kurucz para el rango más frío de temperaturas. Finalmente, otros autores se han ocupado de modelar rangos no tan amplios de temperaturas, gravedades y metalicidades, y sólo cubren pequeñas regiones del diagrama HR. Sin embargo, las hipótesis y modelos físicos utilizados son más apropiados a cada caso. Éste es el caso de las librerías de gigantes, WR, enanas blancas, . . .

**Kurucz :**

Se trata de una malla extensa de espectros sintéticos de baja resolución con un amplio abanico de parámetros estelares que cubren gran parte del diagrama HR modelando un rango extenso de parámetros estelares. Existen muchas versiones de esta malla desde su primera versión dada su gran acogida por la comunidad de astrofísicos. Aunque la librería de espectros inicial fue publicada con anterioridad, aquí citamos Kurucz (1979) como referencia. Para este trabajo hemos utilizado la última versión disponible en <http://kurucz.harvard.edu>. Los parámetros que abarca son:

$$\begin{aligned}
 &3500 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 50000 \text{ K} \\
 &0.0 \text{ dex} < \log g < +5.0 \text{ dex} \\
 &-5.0 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < +1.0 \text{ dex} \\
 &[\alpha/\text{Fe}] = 0.0 \text{ dex} \\
 &v_{\text{turb}} = 2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \\
 &L/H(= \text{Long. mezcla} / \text{escala altura presión}) = 1.25 \\
 &9.1 \text{ nm} < \lambda < 160000 \text{ nm} \\
 &n^{\circ} \text{ de puntos} = 1221
 \end{aligned}$$

Para calcular estos modelos se asumió una estructura de capas planoparalelas, equilibrio hidrostático, equilibrio termodinámico local (LTE), posibilidad de contemplar *overshooting* (penetración de materia estelar más allá de la zona convectiva de la estrella) y transporte tanto convectivo como radiativo.

Los espectros de Kurucz no reflejan fielmente la realidad para las estrellas muy calientes al alejarse estas estrellas del comportamiento de LTE y, sobretodo, para las muy frías debido a inexactitudes en las opacidades consideradas, ya que no contempla ciertas líneas moleculares, como por ejemplo la del agua, que están muy presentes para temperaturas bajas y, finalmente, para las gigantes frías por no ser apropiada la aproximación planoparalela. Esto quiere decir que por debajo de  $\sim 4000$  K los espectros empiezan a no ser demasiado fiables. Este problema se está solucionando, recalculando estos espectros con opacidades mejoradas por parte de F. Castelli (comunicación privada), a la vez que incorpora modelos con  $[\alpha/\text{Fe}] \neq 0.0$  sin *overshooting* (de los que ya existen los modelos con  $[\text{M}/\text{H}] = -1, -1.5, -2$  y algunas combinaciones de temperatura y gravedad y  $[\alpha/\text{Fe}]$  para  $[\text{M}/\text{H}] = -3$  y  $-4$ ).

#### NMARCS :

Con el artículo Gustafsson et al. (1975) se presentaron unos modelos de atmósferas estelares llamados MARCS. Desde entonces, para mejorar estos mo-



delos y el tratamiento de las líneas atómicas y moleculares junto con un mejor tratamiento de la semiconvección a temperaturas intermedias se han creado nuevas versiones de estos espectros, los denominados NMARCS. Esta librería ha sido tradicionalmente dividida en SOSMARCS (versión con simetría esférica) y POSMARCS (geometría planoparalela). Son espectros de gigantes y enanas de tipo K y M. Comparado con Kurucz, NMARCS incorpora unas opacidades mejoradas en este rango de temperaturas.

$$\begin{aligned}
 &2000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 4750 \text{ K} \\
 &-0.5 \text{ dex} < \log g < +3.5 \text{ dex} \\
 &-0.6 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < +0.6 \text{ dex} \\
 &M/M_{\odot} = 1, 2, 5 \\
 &99.4 \text{ nm} < \lambda < 12500 \text{ nm} \\
 &n^{\circ} \text{ de puntos} = 10911
 \end{aligned}$$

Recientemente (Gustafsson et al. 2003) han calculado nuevos modelos que extienden el rango de validez a:

$$\begin{aligned}
 &2500 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 8000 \text{ K} \\
 &-1.0 \text{ dex} < \log g < +5.0 \text{ dex} \\
 &-5.0 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < +1.0 \text{ dex} \\
 &n^{\circ} \text{ de puntos} = 10000
 \end{aligned}$$

Se consideran también diversas composiciones de estrellas carbonadas y con abundancias de elementos  $\alpha$  distintas a la solar. Estos modelos se siguen actualizando constantemente y en breve se publicarán más distribuciones espectrales de energía con opacidades mejoradas y más combinaciones de parámetros astrofísicos.

#### **Bessell et al. (gigantes M):**

Se trata de modelos de fotosferas estáticas de gigantes M. Fueron creados en Bessell et al. (1989a,b) y ampliados en Bessell et al. (1991). Intentan modelar correctamente y simular las observaciones que existen de gigantes M para obtener así temperaturas y abundancias precisas de las estrellas AGB. También calcularon modelos de fotosferas de variables de largo periodo cercanas al máximo y al mínimo. Los espectros fueron calculados como en Scholz (1985), pero con diferencias en el tratamiento de moléculas y de las mezclas de abundancias.

$$\begin{aligned}
2500 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 3800 \text{ K} \\
-1.0 \text{ dex} < \log g < +1.0 \text{ dex} \\
-1.0 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < +0.5 \text{ dex} \\
491 \text{ nm} < \lambda < 4090 \text{ nm} \\
\text{n}^\circ \text{ de puntos} = 705
\end{aligned}$$

**Fluks et al. (gigantes M) :**

Para ajustar el continuo de 97 estrellas gigantes M muy brillantes de la vecindad solar, en Fluks et al. (1994) se creó una librería, basada en POSMARCS y SOSMARCS, pero con una lista de líneas y moléculas mejorada. El rango de parámetros que cubren es:

$$\begin{aligned}
2500 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 3900 \text{ K} \\
-2.5 < \log g[m/s^2] < -0.4 \implies -0.5 \text{ dex} < \log g[cm/s^2] < +1.6 \text{ dex} \\
[\text{M}/\text{H}] = +0.0 \text{ dex} \\
v_{\text{turbulencia}} = 2000 \text{ m/s} \\
99 \text{ nm} < \lambda < 12500 \text{ nm} \\
\text{n}^\circ \text{ de puntos} = 10912
\end{aligned}$$

**Brown et al. (gigantes K y M) :**

También con el propósito de ayudar a la interpretación de gigantes K y M, Brown et al. (1989) calcularon un conjunto de modelos de atmósferas que cubren los rangos:

$$\begin{aligned}
3000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 4000 \text{ K} \\
+0.0 \text{ dex} < \log g < +2.0 \text{ dex}
\end{aligned}$$

Estos espectros están calculados asumiendo equilibrio hidrostático, flujo total (radiativo más convectivo) constante, y LTE con geometría planoparalela y homogénea. Los autores añaden un tratamiento de la absorción por vapor de agua, que es dominante a las temperaturas más bajas. Los espectros se basan en el código de Kurucz (1970). Algunas de estas suposiciones no son correctas para las gigantes K y M. Por ejemplo, estos modelos ignoran el calentamiento mecánico al suponer equilibrio hidrostático. Asumir LTE no describe bien la ionización de los metales. Hay evidencia que la suposición de homogeneidad está lejos de ser válida para las supergigantes rojas. Y para las temperaturas más bajas, algunas opacidades que no están incluidas (por ejemplo, las debidas a la molécula de VO) comienzan a ser importantes.

**Norbert Christlieb (Estrellas C) :**

Uno de los miembros del PWG, Norbert Christlieb, se encargó de elaborar espectros sintéticos de un tipo particular de estrellas carbonadas. Se trata de estrellas de la secuencia principal cuyas atmósferas están enriquecidas de carbono por transferencia de materia de una estrella gigante compañera. N. Christlieb calculó los espectros para los siguientes rangos de parámetros:

$$\begin{aligned} 5000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 6500 \text{ K} \\ 2.5 < \log g < 4.5 \\ -3.0 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < -1.0 \text{ dex} \\ +0.0 \text{ dex} < [\text{C}/\text{Fe}] < +2.0 \text{ dex} \\ 250 \text{ nm} < \lambda < 1050 \text{ nm} \end{aligned}$$

El autor afirma que para calcular estos modelos tuvo que tener en cuenta abundancias de los elementos  $\alpha$  diferentes a la del Sol (aunque no indica qué valores de  $[\alpha/\text{Fe}]$  utilizó).

**Jørgensen et al. (Estrellas C) :**

Modelos esféricos de estrellas de carbono, creados para estudiar los efectos de la esfericidad en la región entre la fotosfera externa y la cromosfera de las estrellas de carbono (Jørgensen et al. 1992). Los rangos cubiertos son:

$$\begin{aligned} [\text{C}/\text{O}] &= +1.02, +1.35, +2.0 \\ \text{Z}/\text{Z}_{\odot} &= +0.1, +0.5, +1.0 \\ T_{\text{ef}} &= 2500, 2800, 3100, 3400 \text{ K} \\ \log g &= -1.0, -0.5, +0.5 \\ \text{M}/\text{M}_{\odot} &= 0.7, 1.5, 3.0, 10, 100 \\ 125 \text{ nm} &< \lambda < 25000 \text{ nm} \\ \text{n}^{\circ} \text{ de puntos} &= 5365 \end{aligned}$$

Estos modelos esféricos son más fríos (100 K) y tienen presiones más altas (un factor 3) en las capas superficiales que las correspondientes a los modelos planoparalelos. En cuanto a las bandas moleculares estudiadas, sólo HCN y las líneas intensas de CO muestran una dependencia con la esfericidad, debido a que son formadas en las capas más externas de la atmósfera. Los modelos tienen luminosidad constante, basados en LTE y equilibrio hidrostático. Están basados en una mejora del programa MARCS de Gustafsson et al. (1975), con rutinas para la geometría esférica de Nordlund (1984).

**Johnson & Yorke (Estrellas R) :**

Modelos de atmósferas de estrellas R (estrellas de carbono tempranas) presentadas en Johnson & Yorke (1986):

$$4000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 5400 \text{ K}$$

$$\log g = +2.0, +3.0$$

$$[\text{C/O}] > 1$$

$$\text{n}^\circ \text{ de puntos} = 1010$$

Asumen equilibrio hidrostático, flujo total de energía (radiativo más convectivo) constante y geometría planoparalela y homogénea. Los flujos que predicen estos espectros comparados con observaciones en los filtros definidos en White & Wing (1978) muestran una buena correlación con los filtros rojos e infrarrojos, pero en cambio, predicen más flujo en el visible que en las observaciones y también en las regiones violetas, probablemente debido a una insuficiente opacidad en esta región, tal y como admiten los propios autores.

**O'Donoghue et al. (Rama Horizontal extrema, sdB) :**

Para entender el comportamiento de un tipo de estrellas pulsantes, las que son como EC 14026, O'Donoghue et al. (1997) crearon espectros de estrellas extremas de la rama horizontal (las sdB o EHB), que en sistemas binarios con estrellas F-G permitían explicar estas pulsaciones. El resultado es la producción de una librería de espectros con las siguientes características:

$$20000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 40000 \text{ K} \quad \Delta T_{\text{ef}} = 2000 \text{ K}$$

$$5.0 < \log g < 7.0 \quad \Delta \log g = 0.5$$

$$0 < N(\text{He})/N(\text{H}) < 3 \quad \Delta(n_{\text{He}}) = 0.1$$

**Koester (Enanas Blancas) :**

D. Koester (comunicación privada) nos proporcionó espectros sintéticos de enanas blancas. Los rangos que abarcan son:

Enanas blancas de tipo DA (con hidrógeno):

$$6000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 100000 \text{ K}$$

$$7.0 < \log g < 9.0$$

Enanas blancas de tipo DB (sin hidrógeno):

$$10000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 40000 \text{ K}$$

$$7.0 < \log g < 9.0$$

Las enanas blancas pueden migrar del tipo DA al tipo DB y viceversa mediante procesos de convección de hidrógeno entre las capas interna y externa.

### Hamann & Koesterke (WR) :

Espectros de estrellas WR nitrogenadas introducidos en Hamann & Koesterke (1998). Debido a los grandes vientos de las estrellas de tipo WR, para estas estrellas no es válida la hipótesis de LTE y, por tanto, se debe asumir NLTE, es decir, comportamiento fuera del equilibrio termodinámico local. También es necesario asumir geometría esférica y no planoparalela. Además, los fuertes vientos estelares provocan una pérdida de masa que se debe tener en cuenta. Por ello, se define lo que se denomina *radio transformado*,  $R_t$ , que depende inversamente del ritmo de expulsión de la masa ( $dM/dt$ ):

$$R_t = R_* \left( \frac{v_\infty / 2500 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}}{\frac{dM}{dt} / 10^{-4} M_\odot \cdot \text{yr}^{-1}} \right) \quad (4.1)$$

siendo  $R_*$  el radio estelar y  $v_\infty$  la velocidad terminal.

Según esta ecuación, si la expulsión de materia en forma de vientos aumenta ( $dM/dt$  aumenta) el radio transformado así definido, debe disminuir.

Los modelos de esta librería cubren los siguientes rangos de parámetros:

$$\begin{aligned} Z &= +0.0 \\ 28200 \text{ K} &< T_{\text{ef}} < 200000 \text{ K} \\ 0.4 &< R_t / R_\odot < 100 \\ v_\infty &= 1600, 2500 \text{ km/s} \\ \log L / L_\odot &= 5.3 \end{aligned}$$

### Schmutz (WR) :

Malla de espectros fuera del LTE para estrellas con fuertes vientos, como por ejemplo las WR, presentadas en Schmutz (1996). Reproducen bien los perfiles de líneas y distribuciones de energía del continuo para estas estrellas. Las distribuciones de flujo de los modelos de estrellas WR están divididas en tres mallas diferentes. Las dos primeras intentan modelar las estrellas libres de hidrógeno (la primera malla para estrellas con  $T_{\text{ef}} < 90000 \text{ K}$  y la segunda para temperaturas más altas). La tercera malla tiene líneas metálicas y, en cambio, las dos primeras son modelos de helio puro.

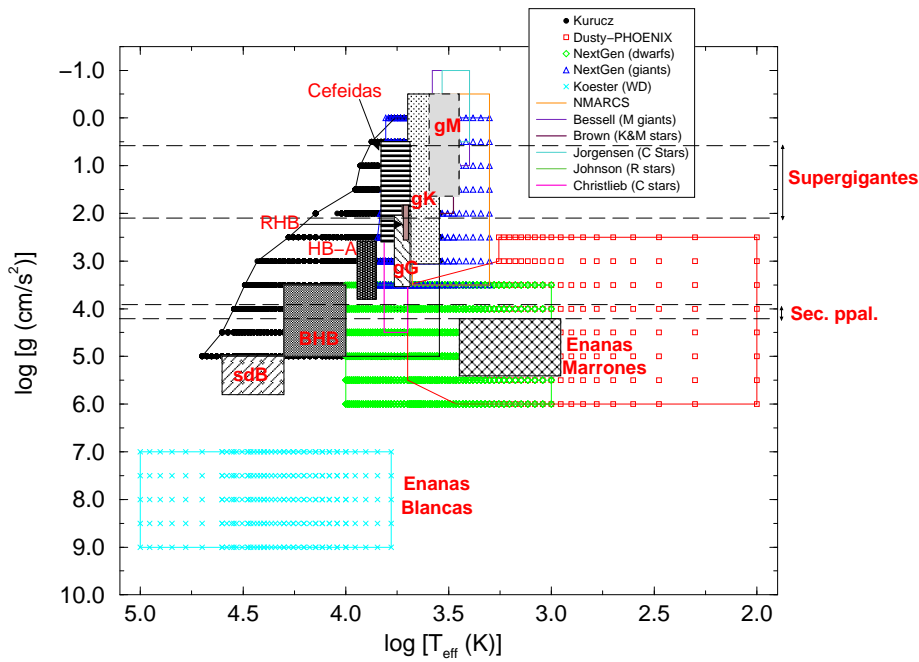


Figura 4.2: Figura 3.2 una vez se le añaden las diferentes librerías de espectros sintéticos mencionadas en esta sección.

$$28200 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 86600 \text{ K}$$

$$0.6 < R_t/R_{\odot} < 80$$

$$27700 \text{ K} < T_o < 79300 \text{ K} \quad T_o = \text{Temperatura característica}$$

### BaSeL-2.2 :

En Lejeune et al. (1997, 1998) se presenta una compilación de algunos de los conjuntos de espectros mencionados hasta ahora. Los espectros que se compilan son (i) Kurucz (1979), en su versión ATLAS 9, (ii) los espectros Allard & Hauschildt (1995) (ver modelos de PHOENIX) para enanas M, (iii) Bessell et al. (1989a) y posteriores actualizaciones para gigantes M y (iv) Fluks et al. (1994) para gigantes M.

Todos los espectros fueron muestreados a las mismas longitudes de onda de los espectros de Kurucz (9.1 – 160000 nm).

Los rangos de parámetros que cubre esta compilación de espectros son los siguientes:

Tabla 4.1: Resumen de los rangos de parámetros astrofísicos que abarcan las diferentes librerías de espectros sintéticos.

	Kurucz	NMARCS	Bessell et al.	Fluks et al.	Brown et al.
$T_{\text{ef}}$ (K)	3500 – 50000	2000 – 4750	2500 – 3800	2500 – 3800	3000 – 4000
$\log g$	+0.0 – +5.0	–0.5 – +3.5	–1.0 – +1.0	–0.5 – +1.6	+0.0 – +2.0
[M/H]	–5.0 – +1.0	–0.6 – +0.6	–1.0 – +0.5	+0.0	
$\lambda$ (nm)	9.1 – 160000	99.4 – 12500	491 – 4090	99 – 12500	
$n_{\text{puntos}}$	1221	10912	705	10912	
$M/M_{\odot}$			1, 1.5, 2.25, 5, 10, 15		
	Koester	N.Christlieb	Jørgensen et al.	Johnson & Yorke	O’Donoghue et al.
$T_{\text{ef}}$ (K)	6000 – 100000	5000 – 6500	2500 – 3400	4000 – 5400	20000 – 40000
$\log g$	+7.0 – +9.0	+2.5 – +4.5	–1 – +0.5	2.0, 3.0	5.0 – 7.0
[M/H]		–3, –2, –1			
$\lambda$ (nm)		250 – 1050	125 – 25000		
$n_{\text{puntos}}$		5365	5365	1010	
$M/M_{\odot}$			0.7,1.5,3,10,100		
Otros	$0 < [C/Fe] < 2$		$1.02 < C/O < 2$	$C/O > 1$	$He/H < 3$
			Hamann & Koesterke	Schmutz	
$T_{\text{ef}}$ (K)			28200 – 200000	28200 – 86600	
$R_t$			0.4 – 100	0.6 – 80	
$v_{\infty}$			1600, 2500		
$\log L/L_{\odot}$			5.3		
$T_o$ (K)				27700 – 79300	

$$\begin{aligned}
&2000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 50000 \text{ K} \\
&-1.02 < \log g < +5.5 \\
&-5.0 \text{ dex} < [M/H] < +1.0 \text{ dex} \\
&9.1 \text{ nm} < \lambda < 160000 \text{ nm} \\
&n^{\circ} \text{ de puntos} = 1221
\end{aligned}$$

Los espectros de BaSeL-2.2 han sido, además, calibrados para reproducir los colores observados de estrellas reales, de manera que se modifique la forma del continuo pero no la intensidad de las líneas metálicas. A través de la “BaSeL library interactive server” (<http://tangerine.astro.mat.uc.pt/BaSeL/>) se pueden obtener los espectros de esta librería interactivamente.

Esta librería es similar a la que nosotros necesitaríamos para simular la fotometría de *Gaia*, pero BaSeL-2.2 no cumple algunos de los requisitos para *Gaia*: en primer lugar, BaSeL-2.2 no posee modelos con abundancias de elementos  $\alpha$  diferentes del valor solar. Además, los modelos para estrellas frías que utilizan son los de Kurucz que, como hemos mencionado no posee una física totalmente adecuada para las estrellas más frías.

Tabla 4.2: Características de las librerías de espectros creadas por el equipo PHOENIX en los diferentes artículos: NG-dwarfs en Hauschildt et al. (1999a), NG-giants en Hauschildt et al. (1999b) y el resto en Allard et al. (2001)

	NG-dwarfs	NG-giants	STARdusty1999	BDdusty1999	BDdusty2000	BDcond2000
$T_{\text{ef}}$ (K)	1000 – 10000	2000 – 7400	1000 – 5000	500 – 4000	1500 – 2500	100 – 3000
$\log g$	+3.5 – +6.0	0.0 – +3.5	+3.5 – +6.0	+3.5 – +6.0	+2.5 – +6.0	
[M/H]	–4.0 – +0.0	–0.7 – +0.0	+0.0	–1.5 – +0.0	+0.0	+0.0
$\lambda$ (nm)	10 – 1000000	10 – 1000000	10 – 500000	10 – 500000	10 – 500000	10 – 500000
$n_{\text{puntos}}$	27400	21312	48490	48490	48490	48490
$M/M_{\odot}$		2.5, 5.0, 7.5, 40.5				

## PHOENIX :

El equipo PHOENIX creó una librería de distribuciones sintéticas espectrales de energía (Allard & Hauschildt 1995; Hauschildt et al. 1999a,b) que mejora y amplía el rango más frío de Kurucz hasta temperaturas mucho más frías, cubriendo el rango de los tipos espectrales más tardíos, de enanas y gigantes y hasta las enanas marrones. Nos referiremos a este conjunto de librerías con el nombre de *NextGen*. Asumen también LTE y utilizan geometría planoparalela, aunque también existen algunos modelos con geometría esférica. También disponen de modelos con polvo, adecuados para tratar las enanas marrones. De estos modelos también han surgido diferentes artículos ampliando los parámetros estelares y mejorando el tratamiento de las estrellas en nuevas librerías (Allard et al. 2001). La tabla 4.2 muestra los rangos que cubren las diferentes librerías de espectros.

Mediante una consulta a F. Allard pudimos saber cuál es la secuencia óptima para combinar los diferentes modelos con polvo de PHOENIX, para extender el rango de validez desde las estrellas más frías hasta las enanas marrones:

$$\begin{aligned}
 100 \text{ K} &\leq T_{\text{ef}} \leq 1800 \text{ K} &\implies & \text{BDcond2000} \\
 1900 \text{ K} &\leq T_{\text{ef}} \leq 2400 \text{ K} &\implies & \text{BDdusty2000} \\
 2500 \text{ K} &\leq T_{\text{ef}} \leq 2900 \text{ K} &\implies & \text{BDdusty1999} \\
 3000 \text{ K} &\leq T_{\text{ef}} \leq 5000 \text{ K} &\implies & \text{STARdusty1999}
 \end{aligned}$$

Más recientemente, en Hauschildt et al. (2003), estos modelos han sido ampliados para considerar abundancia de elementos  $\alpha$  diferentes a la del Sol, bajo petición del equipo de científicos que trabajan en la optimización de *Gaia*. Estos modelos han sido bautizados como *NextGen2* y comprenden el rango:



$$\begin{aligned}
2600 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 10000 \text{ K} \\
-0.5 \text{ dex} < \log g < +5.5 \text{ dex} \\
-2.0 \text{ dex} < [\text{M}/\text{H}] < +0.0 \text{ dex} \\
-0.2 \text{ dex} < [\alpha/\text{Fe}] < +0.8 \text{ dex}
\end{aligned}$$

Como se puede comprobar, los modelos de PHOENIX no abarcan temperaturas mayores que 10000 K.

Entre todas las librerías espectrales analizadas no hay ninguna que se ajuste completamente a nuestro propósito. Sin embargo, BaSeL-2.2 y NextGen2 son las que mayor rango paramétrico cubren y que nos permitirían simular con mayor grado de satisfacción la mayoría de los objetivos de *Gaia* con los que juzgaremos y diseñaremos el sistema fotométrico. BaSeL-2.2 es la librería que mejor recubre las regiones del diagrama HR de los ST, aunque no posee abundancias de elementos  $\alpha$  diferentes de la solar, cosa que hace que para el estudio de la determinación de  $[\alpha/\text{Fe}]$  debamos recurrir a los modelos de NextGen2, a pesar de que el rango de parámetros estelares considerados no sea el mismo para las dos librerías de espectros. La determinación de abundancias no se plantea para estrellas calientes, por lo que el hecho de que la librería de NextGen2 no se extienda a temperaturas demasiado elevadas no plantea un gran problema para poder utilizarla para la optimización del sistema fotométrico.

### 4.3. Ley de absorción

Tal y como se ha mencionado en la sec. 2.3.1, la ley de absorción (ec. 2.1) marca cómo afecta la absorción en cada región espectral considerada. Esta relación viene marcada por las propiedades del medio material que se interponga entre la fuente emisora y el detector. El parámetro  $R_V$  depende bastante de la dirección galáctica considerada, aunque se suele considerar un valor promedio de 3.1 para la Vía Láctea. En cambio para regiones de nubes moleculares el valor de  $R_V$  puede cambiar considerablemente hasta un valor de 5 o superior. Este es un parámetro a tener en cuenta y que debe conocerse, ya que afecta de forma apreciable a la ley de extinción. Dos de las posibles leyes de absorción que podemos utilizar son las de Cardelli et al. (1989) y la de Fitzpatrick (1999), representadas en la Fig. 4.3.

En nuestro caso, debido a la sencillez de implementación y, dado que la diferencia entre estas dos leyes no es demasiado grande en el rango espectral utilizado (de 300

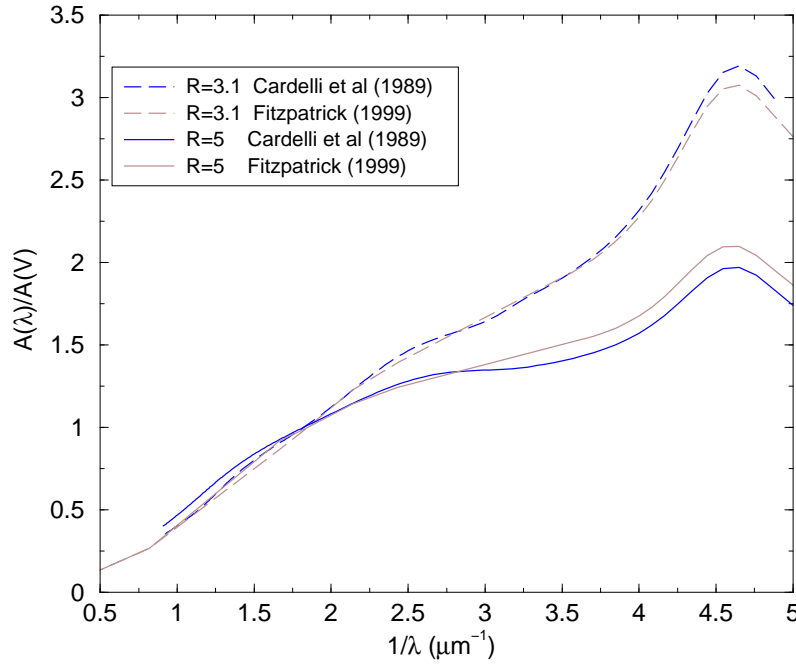


Figura 4.3: Ley de absorción de Cardelli et al. (1989) comparada con la de Fitzpatrick (1999)

a  $1050 \text{ nm}$ , es decir  $0.9 \mu\text{m}^{-1} < \lambda^{-1} < 3.3 \mu\text{m}^{-1}$ ), hemos escogido la ley de absorción propuesta en Cardelli et al. (1989).

En el simulador de fotometría, permitimos la posibilidad de introducir un valor determinado para la absorción a  $550 \text{ nm}$  (lo que identificamos con  $A_V$ ) y del parámetro  $R_V$ . También se implementa la posibilidad de introducir unas coordenadas celestes para el objeto observado y, mediante un modelo de medio interestelar para la Vía Láctea (Drimmel & Spergel 2001) determinar  $A_V$  de forma automática, aunque  $R_V$  debe seguir siendo elegida por el usuario.

El modelo de Drimmel & Spergel (2001) separa la contribución del medio interestelar en dos: una debida a la estructura a gran escala de la Galaxia, y otra a escala local, en el entorno solar. Una vez introducidas las coordenadas galácticas  $(l, b)$  y la distancia  $d$ , éstas se transforman a coordenadas cartesianas. Si esta tríada de coordenadas  $(X, Y, Z)$  se encuentra dentro de la región comprendida a  $(\pm 1 \text{ kpc}, \pm 2 \text{ kpc}, \pm 0.5 \text{ kpc})$  respecto al Sol, se utiliza la malla local. Fuera de esta región, y con un límite externo de  $(\pm 15 \text{ kpc}, \pm 15 \text{ kpc}, \pm 0.5 \text{ kpc})$ , esta vez respecto al centro galáctico, se utiliza la malla a larga escala.

Con  $A_V$  y  $R_V$  introducidas, la ley de absorción de Cardelli et al. (1989) permite calcular la absorción ( $A_\lambda$ ) a cualquier longitud de onda  $\lambda$ . Para extraer este valor, esta ley se divide en cuatro regiones espectrales de la siguiente forma:

$$\frac{A_\lambda}{A_V} = a(x) + \frac{b(x)}{R_V} \quad x \equiv \frac{1}{\lambda} \quad (4.2)$$

REGIÓN INFRARROJA: ( $0.3 \mu\text{m}^{-1} \leq x \leq 1.1 \mu\text{m}^{-1}$ )

REGIÓN VISIBLE/IR CERCANO: ( $1.1 \mu\text{m}^{-1} \leq x \leq 3.3 \mu\text{m}^{-1}$ )

REGIÓN ULTRAVIOLETA: ( $3.3 \mu\text{m}^{-1} \leq x \leq 8 \mu\text{m}^{-1}$ )

REGIÓN ULTRAVIOLETA LEJANO: ( $8 \mu\text{m}^{-1} \leq x \leq 10 \mu\text{m}^{-1}$ )

Remitimos al artículo original (Cardelli et al. 1989) para los valores de  $a(x)$  y  $b(x)$  para cada región.

Con  $A_\lambda$  conocida podremos calcular el flujo observado una vez atravesado el medio interestelar. De esta manera, dado un flujo de la estrella sin absorber ( $F_o$ ), calcular el flujo observado, es decir, una vez atravesado el medio interestelar ( $F$ ) será tan fácil como multiplicarlo por el factor siguiente:

$$\text{factor} = \frac{F(\lambda)}{F_o(\lambda)} = 10^{-0.4 A_\lambda} \quad (4.3)$$

## 4.4. Fondo de cielo

El telescopio espacial *Hubble* ha medido, a latitudes eclípticas elevadas, un valor en la magnitud del fondo de cielo de  $V \sim G = 23.3 \text{ mag/arcsec}^2$  (Windhorst et al. 1994), aunque puede variar entre  $V = 21\text{--}23 \text{ mag/arcsec}^2$ . En cambio, en la eclíptica, a más de 60 grados del Sol, este fondo de cielo puede ser una o dos magnitudes más brillante debido a la luz zodiacal. La mayoría del cielo, sin embargo, es mucho más oscuro y las simulaciones fotométricas para este trabajo se pueden basar perfectamente en un fondo de cielo menos brillante, de  $V = 22.5 \text{ mag/arcsec}^2$ . Este fondo de cielo se debe a la luz zodiacal, como ya se ha mencionado, y a los objetos

débiles no resueltos, sean objetos de nuestra propia galaxia, regiones de formación estelar u objetos extragalácticos.

En nuestro simulador asumimos un fondo de cielo de una cierta magnitud (con un valor por defecto igual a 22.5 mag/arcsec<sup>2</sup>, tal y como se menciona en el párrafo anterior). Se asume también una distribución espectral de tipo solar (menospreciando, pues, el efecto espectral que puedan introducir las estrellas no resueltas diferentes al Sol que contribuyan al fondo de cielo). El espectro solar se extrae de la librería de Kurucz para un modelo con  $T_{\text{ef}} = 5750$  K,  $\log g = 4.5$  y  $[M/H] = 0.0$  de donde se pueden derivar  $F_{\odot}$  y  $m_{\odot}$ . siempre con Vega como flujo de referencia para el cálculo de la magnitud.

Una vez fijada la magnitud del fondo del cielo ( $m_{\text{fondo}}$ ), encontrar la contribución de este fondo de cielo al flujo total se puede conseguir utilizando el siguiente factor:

$$\text{factor} = \frac{F_{\text{fondo}}}{F_{\odot}} = 10^{-0.4(m_{\text{fondo}} - m_{\odot})} \quad (4.4)$$

El flujo del fondo de cielo se añade al flujo en cada píxel de la CCD y contribuye a aumentar los errores de medida del flujo estelar (ver sec. 4.7). La contribución del fondo de cielo así calculado es de unos pocos electrones por segundo y segundo de arco cuadrado para los filtros de banda ancha y de algunas décimas de electrones por segundo y segundo de arco cuadrado para los de banda intermedia.

## 4.5. Instrumentos

Los parámetros del instrumento utilizados por defecto en la última versión del simulador de fotometría se indican en la tabla 4.3 y son los que corresponden al diseño instrumental conocido como *Gaia-2*.

El instrumento ASTRO posee una *área efectiva* del telescopio mayor, pudiendo así captar más luz. Esta luz se refleja en más espejos que en SPECTRO (6 espejos frente a 3). Estas reflexiones merman la cantidad de luz recibida, ya que su reflectividad no es del 100%. Eligiendo el tipo de *recubrimiento del espejo* se puede variar esta reflectividad intentando optimizar la combinación para cada instrumento. El propio simulador que construimos, sirvió para cuantificar las diferencias en

Tabla 4.3: Valores numéricos para las características instrumentales de *Gaia* utilizadas en el simulador de fotometría.

	AF1-AF10	AF11	BBP	MBP
Área colectora(m x m)	1.4 x 0.5	1.4 x 0.5	1.4 x 0.5	0.56 x 0.45
Núm. espejos	6	6	6	3
Recubr. espejo	Ag	Ag	Ag	Al
Tipo CCD	CCD-AF	CCD-AF	CCD-AF	10 CCD-Blue/fila 6 CCD-Red/fila
Transmisión dicroico	No	No	No	0.8 (si CCD-Blue)
Tiempo exposición (s)	3.31	3.31	3.31	11.95
Ruido (e <sup>-</sup> /sample)	35.3 (AF1) 5.8 (AF2-10)	6.6	6.6	7.3
Núm. observ.	2 x (41 x 10)	2 x 41	2 x 41	92
Píxel ( $\mu\text{m}$ x $\mu\text{m}$ )	10 x 30	10 x 30	10 x 30	10 x 15
Píxel (mas x mas)	44.2 x 132.6	44.2 x 132.6	44.2 x 132.6	897 x 1346
Sample (píxel x píxel)	1 x 12	1 x 12	1 x 12	1 x 4
Ventana (píxel x píxel)	6 x 12	66 x 12	16 x 12	10 x 4

las medidas fotométricas considerando el caso en el que recubriéramos los espejos con aluminio o con plata (ver Fig. 4.4). Finalmente se decidió que, a pesar de que el espejo con recubrimiento de plata proporciona una mejor transmisión en la mayoría de las longitudes de onda detectadas, su baja transmisión en las longitudes de onda más cortas provocaba un gran impacto en el rango ultravioleta. El impacto científico que ello suponía hizo que se desestimara la idea de recubrir los espejos de SPECTRO con plata, y finalmente se adoptó recubrirlos de aluminio, que, aunque más baja, posee una respuesta más homogénea en todo el rango de longitudes de onda.

Se decidió utilizar tres tipos de CCD para *Gaia* en función del rango espectral que se observa. Como se muestra en la Fig. 1.7 y se menciona en la sec. 1.1.3, 10 de las columnas de CCD de SPECTRO dedicadas a la fotometría de banda intermedia están dedicadas a los filtros azules del sistema fotométrico, ya que la luz roja no les llega, debido a la presencia de un *dicroico* que la desvía hacia el espectrómetro de velocidades radiales (RVS). El paso de la luz a través de este dicroico atenúa la luz azul que reciben finalmente las CCD. Para intentar simular este efecto, se le aplica un factor de atenuación de 0.8 a aquellos filtros situados frente a las CCD-Blue.

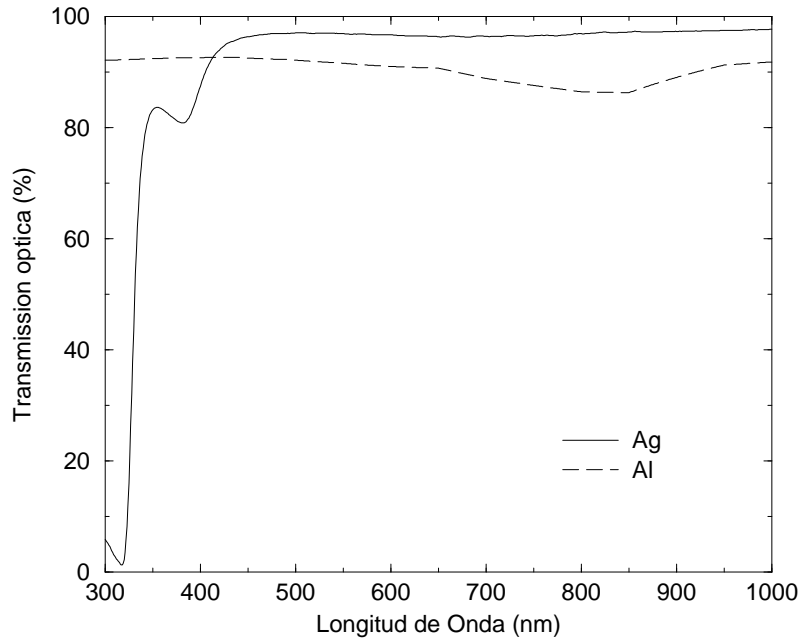


Figura 4.4: Transmisión óptica de cada uno de los espejos de Ag y Al considerados para la misión.

Para los filtros situados en longitudes de onda rojas, se utilizarán las CCD del tipo CCD-Red (ver sec. 1.1.3), con un máximo de eficiencia cuántica en la región roja del espectro, y para los azules la CCD-Blue, con mayor eficiencia cuántica a longitudes de onda cortas. En el instrumento astrométrico, donde la información espectral no es importante y no se quiere dotar de importancia a unas longitudes de onda más que a otras, se ha diseñado las CCD-AF, centrada su eficiencia cuántica las longitudes de onda centrales del rango visible. Se puede ver la QE de los tres tipos de CCD en la Fig. 4.5 (izquierda). En la misma figura (derecha) se puede observar la respuesta total del instrumento cuando se considera la transmisión del dichroico y se tiene en cuenta además todas las reflexiones pertinentes en los espejos de plata o de aluminio.

El efecto de viñeteo varía entre el 0 y el 10 % en ASTRO y entre el 0 y el 25 % en SPECTRO. Esta pérdida de luz en los extremos del plano focal no lo hemos tenido en cuenta al incorporar las propuestas de sistema fotométrico, puesto que afecta a todos en la misma medida.

La eficiencia cuántica de la CCD-AF convolucionada con la transmisión de los espejos define el filtro  $G$  que proporciona el filtro de *Gaia* con la mejor relación señal-ruido. Cubre el rango entre 400 y 1000 nm, con un máximo de transmisión a

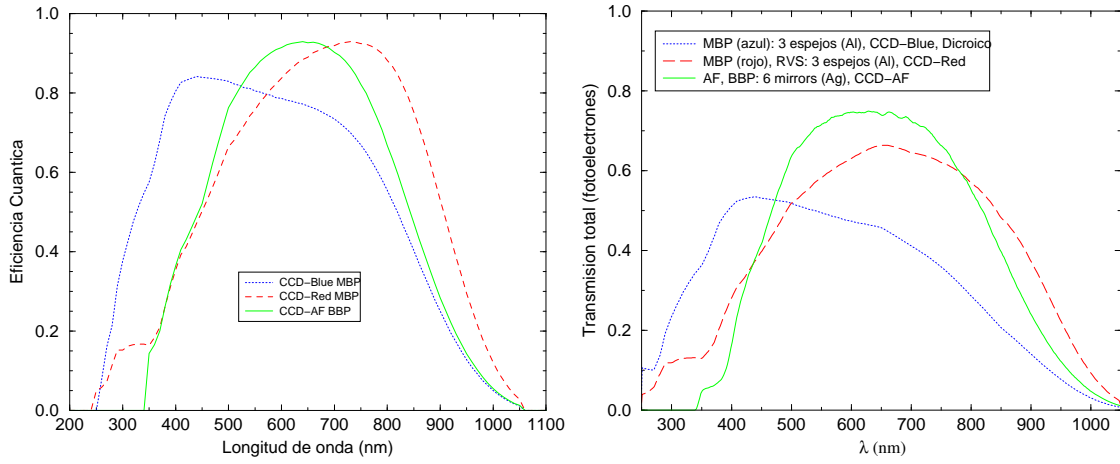


Figura 4.5: *Izquierda*: Eficiencia cuántica de los tres tipos de CCD de *Gaia*. CCD-Red y CCD-Blue se situarán en el instrumento SPECTRO y CCD-AF en ASTRO. *Derecha*: Respuesta total de cada instrumento al tener en cuenta las diversas reflexiones en los espejos del telescopio, el paso de la luz a través del dicroico para la CCD-Blue y la eficiencia cuántica de las CCD. La curva AF define el filtro  $G$  y la curva MBP (rojo) el filtro  $GS$ .

los  $\sim 715$  nm y una altura a anchura mitad de 408 nm (ver tabla 5.14). La magnitud límite de *Gaia*,  $G_{lim} \sim 20$  se traduce a  $V_{lim} \sim 20-25$ , dependiendo del tipo espectral. Esta magnitud  $G$  para relacionarla con magnitudes conocidas se ha calibrado con relación al filtro  $V$  e  $I$  obteniéndose (ver también Fig. 4.6):

$$G - V = -0.00922 - 0.20460(V - I) - 0.13721(V - I)^2 + 0.00668(V - I)^3 \quad (4.5)$$

De la misma forma, se define la magnitud  $GS$  para el instrumento SPECTRO como la luz recibida por los mapeadores SSM, donde no hay ningún filtro alojado y la luz recibida está únicamente influida por la transmisión óptica de los espejos del telescopio y por la respuesta cuántica de CCD-Red. El rango espectral cubierto comprende el intervalo entre 350 y 1025 nm con un máximo de transmisión de energía situado en  $\sim 765$  nm y una anchura a altura mitad igual a 456 nm (ver tabla 5.14). Esta magnitud  $GS$  se puede relacionar con el filtro  $V$  (Fig. 4.6) mediante:

$$GS - V = -0.06724 + 0.00946(V - I) - 0.30490(V - I)^2 +$$

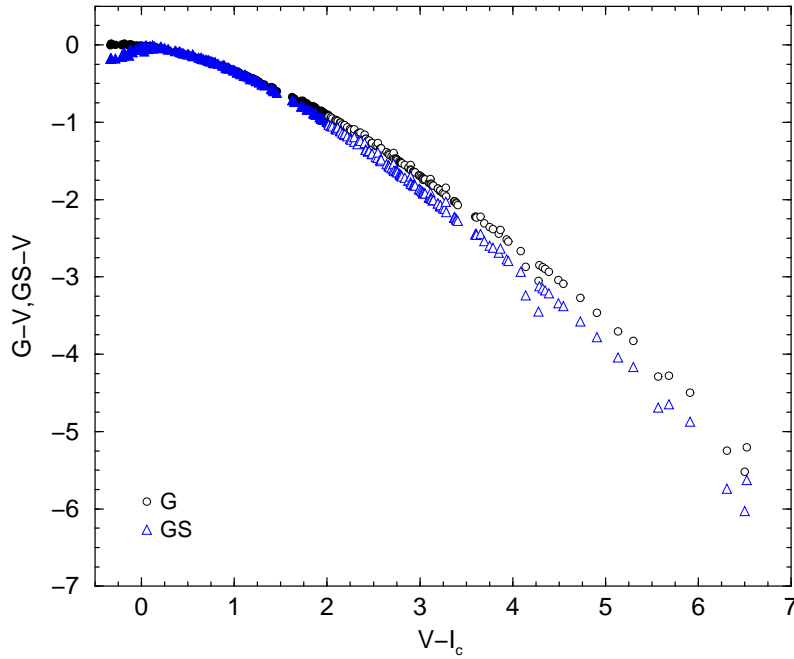


Figura 4.6: Relación entre  $G - V$  y  $GS - V$  y  $V - I_C$  para las magnitudes de luz blanca de los planos focales ASTRO y SPECTRO. Cada estrella de Pickles (1998) está representada por un símbolo relleno. Los símbolos vacíos representan las mismas estrellas con  $A_V = 5$  mag. Los vectores de enrojecimiento van paralelos a la relación entre los colores. Se ha escogido la librería de Pickles (1998) para esta representación porque se extiende a objetos muy rojos. No existen diferencias apreciables para las estrellas con  $T_{\text{ef}} \geq 4000$  K cuando se utilizan distribuciones espectrales de energía de otras librerías.

$$+0.04185(V - I)^3 - 0.00239(V - I)^4 \quad (4.6)$$

Puesto que el instrumento SPECTRO posee una menor longitud focal, su plano focal abarca más región del cielo (consultar el *tamaño de cada píxel* en milisegundos de arco de la tabla 4.3 y comparar con el de ASTRO). Por ello, cada estrella tarda más en recorrer el plano focal y, así, el *tiempo de exposición* disponible en cada barrido del cielo es mayor (unos 12 segundos tarda en cruzar un objeto el plano focal de SPECTRO, comparado con los 3.3 segundos que tarda en ASTRO), a pesar de tener un menor número de píxeles en la CCD. Los píxeles se agrupan en los llamados *samples*, que son leídos y enviados a tierra para el tratamiento de los datos.



El tamaño de la ventana (del conjunto de píxeles leído alrededor de la estrella) debe ser tan pequeño como sea posible para evitar problemas de solapamiento de estrellas y para minimizar el ruido de lectura, pero lo suficientemente grande para permitir la determinación y substracción del fondo de cielo y capturar la mayoría del flujo incidente. Así pues, el tamaño de la ventana leída se ha elegido de manera que se asegure que no se pierda más de un 1.3 % en los filtros azules de MBP y de un 2.6 % en los filtros rojos (de Bruijne et al 2004) de la luz incidente en el telescopio debido a la extensión de la PSF. La PSF, acrónimo de *Point Spread Function*, es una combinación de la función de transmisión óptica (OTF), que describe cómo los fotones llegan al detector, y de la función de transmisión de modulación (MTF), que describe cualquier efecto de emborronamiento debido a la colección de carga. En el caso de *Gaia*, la MTF incluye el ruido de lectura y los defectos de la CCD, así como el movimiento de la fuente durante la integración debido a la ley de escaneo.

Las curvas de *transmisión de los filtros* siguen las especificaciones de Høg & Jordi (2003) y Lindegren (2004a) respecto al máximo de transmisión, los límites azul y rojo de los filtros extremos, las pendientes de los filtros, los requisitos para derivar la cromaticidad del sistema, etc. Estos parámetros han sido seleccionados de acuerdo a estimaciones de factibilidad por parte de la industria.

Una vez muestreadas todas las funciones a las mismas longitudes de onda, para calcular el flujo del objeto  $s_j$ , medido en un filtro fotométrico  $j$  y recogido tras un tránsito por la CCD, se necesita incluir: la distribución espectral del objeto, con los efectos de la absorción interestelar incluidos,  $N(\lambda)$  en unidades de fotones  $\text{m}^{-2} \text{s}^{-1} \text{nm}^{-1}$ ), el perfil de transmisión del filtro,  $T_j(\lambda)$ , la transmisión del telescopio,  $T(\lambda)$ , la respuesta del detector, es decir, la eficiencia cuántica,  $Q(\lambda)$ , el área  $A$  de la pupila y, finalmente, el tiempo de integración  $\tau$ . De esta forma, el flujo detectado debe integrarse para todas las longitudes de onda para dar finalmente el flujo total recibido en el filtro considerado según de Bruijne (2005b):

$$s'_j [e^-] = A \cdot \tau \cdot \int_{\lambda_{min,j}}^{\lambda_{max,j}} d\lambda N(\lambda) T(\lambda) T_j(\lambda) Q(\lambda) \quad (4.7)$$

Este flujo total puede sufrir aún algún tipo de viñeteo o de pérdida de flujo en la lectura de las ventanas. Esto se contempla añadiendo un factor multiplicativo al flujo convirtiéndolo en  $s_j = f_{aper} \cdot s'_j$ , donde  $f_{aper} \leq 1$ .

## 4.6. Punto cero de las magnitudes

La transformación a magnitudes fotométricas la realizamos tomando Vega como referencia.

Mégessier (1995) proporciona un flujo medido para Vega de  $3.46 \cdot 10^{-11} \text{ W m}^{-2} \text{ nm}^{-1}$  a 555.6 nm, equivalente a  $3.56 \cdot 10^{-11} \text{ W m}^{-2} \text{ nm}^{-1}$  a 550 nm, siendo  $V = 0.03$  mag su magnitud visual aparente. Así pues, para una estrella con magnitud nula a 550 nm, mediremos un flujo de  $3.66 \cdot 10^{-11} \text{ W m}^{-2} \text{ nm}^{-1}$ . Bessell et al. (1998) afirma que el flujo de Vega ( $s_{j,Vega}$ ) se modela adecuadamente si lo extraemos a partir de los espectros de la librería de Kurucz (escogiendo  $T_{\text{ef}} = 9550 \text{ K}$ ,  $\log g = 3.95$ ,  $[M/H] = -0.5$  y  $v_{\text{micro}} = 2 \text{ km s}^{-1}$ ). Para cada filtro creado asumimos una magnitud para Vega igual a 0.03 mag, de tal forma que todos los colores sean cero para Vega.

Con este punto cero definido, la magnitud de nuestra estrella ( $m_*$ ) en un filtro cualquiera será:

$$m_j = m_{j,Vega} - 2.5 \log_{10} \frac{s_j}{s_{j,Vega}} \quad (4.8)$$

## 4.7. Evaluación de errores

La fórmula para estimar los errores fue propuesta por Høg et al. (1999) y corresponde a un tratamiento de fotometría de síntesis de apertura.

Supongamos que los  $s_j$  electrones de la sec. 4.5 correspondientes al flujo estelar se distribuyen en  $n_s$  samples ( $n_s = 6$  en ASTRO e igual a 4 en SPECTRO) alrededor del centroide de la estrella. Entonces,  $A$  es la suma de las cuentas que provienen del flujo estelar más las que provienen de la contribución del fondo de cielo ( $b$ ) para todos y cada uno de los  $n_s$  samples:

$$A = s_j + n_s \cdot b \quad (4.9)$$

La varianza de  $A$  obtenida, suponiendo que  $A$  tiene básicamente distribución poissoniana con la varianza del término  $s_j + n_s \cdot b$ , que por ser poissoniana esta

varianza corresponde al propio término, más la contribución del ruido de lectura gaussiano de los  $n_s$  samples ( $n_s \cdot r^2$ ), siendo  $r$  el ruido de lectura de cada sample:

$$\sigma_A^2 = s_j + n_s \cdot (b + r^2) \quad (4.10)$$

Para obtener  $s_j$ , a partir del valor  $A$  medido, hace falta conocer el fondo de cielo, que se determinará a partir del flujo medido en  $n_b$  samples cercanos a la estrella. Este  $n_b$  debería ser igual o mayor que  $n_s$  (los valores considerados son  $n_b = 6$  para ASTRO y 4 para SPECTRO, es decir, iguales a  $n_s$ ). La medida de  $b$  nos proporcionará, de hecho, un valor promedio ( $\langle b \rangle$ ) y un error estándar ( $\sigma_b$ ). Como el fondo de cielo es aditivo:

$$\langle s_j \rangle = \langle A \rangle - n_s \langle b \rangle \quad (4.11)$$

y tiene una varianza:

$$\sigma_{s_j}^2 = \sigma_A^2 + n_s^2 \sigma_b^2 = s_j + n_s \cdot (b + r^2) + n_s^2 \sigma_b^2 \quad (4.12)$$

Si consideramos que  $b$  tiene únicamente el error poissoniano y el ruido de lectura ( $r$ ) de los  $n_b$  samples, entonces:

$$\sigma_b^2 = \frac{b + r^2}{n_b} \quad (4.13)$$

Introduciendo la ec. (4.13) en la ec. (4.12) tenemos ya la manera de calcular el error en el número de electrones medidos:

$$\sigma_{s_j}^2 = s_j + n_s \cdot (b + r^2) \cdot \left(1 + \frac{n_s}{n_b}\right) \quad (4.14)$$

Para contemplar fuentes de error adicionales no conocidas añadimos un 20% extra de error, como margen de seguridad ( $x = 1.2$ ). Así pues:

$$\sigma_{m_1,j} = (2.5 x \log e) \cdot \frac{\sigma_{s_j}}{s_j} = \frac{2.5 x \log e}{\sqrt{s_j}} \cdot \sqrt{1 + \frac{n_s(b+r^2)(1+\frac{n_s}{n_b})}{s_j}} \quad (4.15)$$

Al error así obtenido se debe añadir el error de calibración ( $\sigma_{cal}$ ) asociado a cada observación elemental. Como aún no existe ningún modelo de calibración detallado para el procesado de datos fotométricos, preferimos ser muy conservadores y asumir un error de 30 milimagnitudes por observación (lo que supone un error de calibración aproximado de unas 3 milimagnitudes al final de la misión).

Los errores al final de la misión, tras  $n_{obs}$  tránsitos (ver sec. 4.7.1), a partir del error en una observación mostrado en la ec. (4.15), se calculan según la ec. (4.15), teniendo en cuenta que algunos filtros tienen más de una CCD dedicada,  $n_{CCD}$  (ver sec. 4.7.1). Así pues  $n_{ef} = n_{obs} \cdot n_{CCD}$ .

Con todo ello, la ecuación final para calcular el error queda:

$$\sigma_{m,j} = \frac{x}{\sqrt{n_{ef}}} \cdot \sqrt{\sigma_{cal}^2 + \frac{(2.5 \log e)^2}{s_j} \cdot \left(1 + \frac{n_s(b+r^2)(1+\frac{n_s}{n_b})}{s_j}\right)} \quad (4.16)$$

#### 4.7.1. Número de observaciones

Para calcular el error al final de la misión, es necesario conocer el número total de observaciones del objeto en cuestión. Por ello, el simulador permite indicar las coordenadas del objeto (pudiendo introducir éstas en forma de coordenadas galácticas, ecuatoriales o eclípticas) para estimar el número de observaciones dada la ley de escaneo del satélite.

El número de observaciones dependerá del instrumento (ASTRO o SPECTRO). Por ejemplo SPECTRO, al tener una focal más corta posee un campo más amplio y, por lo tanto, observa más objetos en cada barrido. Esto se reflejará en el número total de observaciones para cada objeto al final de la misión. Sin embargo, como hay dos telescopios ASTRO y tan sólo uno SPECTRO, el número total de veces que se observa cada objeto se equipara aproximadamente en ambos instrumentos. En promedio el telescopio SPECTRO observa 92 veces a lo largo de toda la misión una

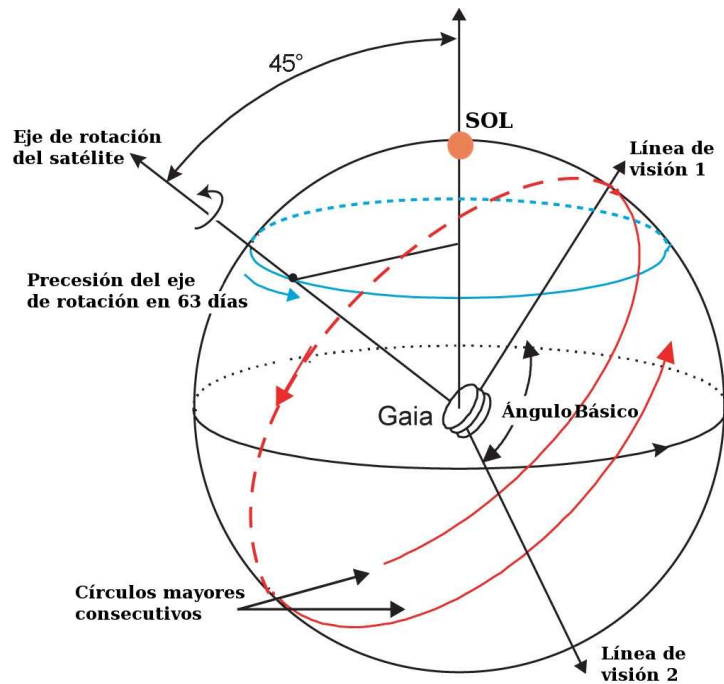


Figura 4.7: Ley de escaneo del cielo de *Gaia*. El satélite rota lentamente alrededor de su eje de rotación, realizando un círculo máximo cada 6 horas. El ángulo entre el eje de rotación que precesiona lentamente y el Sol es de  $45^\circ$ . El ángulo básico entre las dos líneas de visión es de  $106.5^\circ$ .

misma posición en el cielo. Cada telescopio ASTRO, en cambio, transita 41 veces en promedio, es decir que sumando las observaciones de los dos telescopios ASTRO resultan un total de 82 observaciones en promedio.

Hay que tener en cuenta que los números promedios de tránsitos pueden variar bastante respecto a valores concretos en una posición del cielo debido a la ley de escaneo del satélite. El satélite rota sobre sí mismo a una velocidad de  $60''/s$  a la vez que precesiona sobre un eje situado a unos  $45^\circ$  del Sol (ver Fig. 4.7), es por ello que el número máximo de tránsitos se sitúa alrededor de los  $45^\circ$  del plano de la eclíptica. Pero lejos de estas posiciones del cielo, el número de tránsitos puede ser muy diferente. Por ejemplo, el número de tránsitos de ASTRO en unas coordenadas celestes puede variar entre 18 y 113 veces, y el número de tránsitos en SPECTRO entre 54 y 183 veces. Por ello, el simulador de fotometría permite también escoger las coordenadas de observación para calcular el número de tránsitos de la estrella en vez de escoger los valores promedio del número de observaciones, opción disponible por defecto.

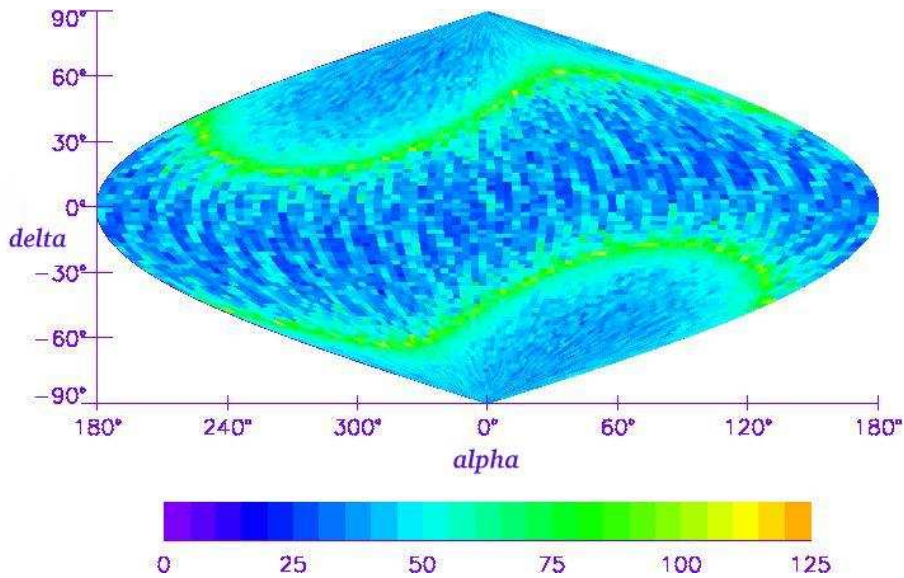


Figura 4.8: Mapa del número de observaciones al final de la misión para ASTRO. La frecuencia de las observaciones se debe al barrido del satélite. Esta gráfica en coordenadas eclípticas presenta simetría respecto a los ejes de coordenadas.

La estimación del número de observaciones al final de la misión se ha llevado a cabo por miembros del *Simulation Working Group* (SWG) y facilitada al PWG para su utilización en la construcción de este simulador. En la Fig. 4.8 podemos ver un mapa del número de observaciones en las diferentes posiciones del cielo para el telescopio astrométrico.

Por último, el simulador de fotometría también considera la probabilidad de detección, confirmación y asignación de ventanas para calcular el número de tránsitos al final de la misión. A modo de ejemplo, en el caso de SPECTRO, la probabilidad de detección de un objeto es función de su magnitud  $GS$ . De acuerdo con F. Arenou, comunicación privada, la probabilidad de detección y confirmación es nula para objetos más débiles que  $GS = 20.6$  e igual a 1 para objetos más brillantes que  $GS = 14$ . Para los objetos con magnitudes intermedias es de:

$$P_{\text{detección}} = \frac{1}{\sqrt{1 + e^{-69.89 + 11.33(GS - 14)}}} - \frac{1.14(GS - 14)}{100} \quad (4.17)$$

La probabilidad de asignar una ventana a un objeto confirmado es, en el peor de los casos, de 0.91 para estrellas más débiles que  $GS = 18$  e igual a 1 para estrellas

más brillantes.





## Parte III

# PROPONIENDO LOS FILTROS



*”La gota horada la piedra, no por su fuerza,  
sino por su constancia”*

**Ovidio (43 a.C - 17 d.C.)**  
**Escrito italiano**



# 5 Sistemas fotométricos

Construir un sistema fotométrico para *Gaia* es en realidad un gran reto, debido básicamente al carácter global de la misión. A lo largo de la historia de la fotometría se han ideado diversos sistemas fotométricos (ver sec. 1.2), cada uno adaptado a los tipos de estrella que se querían estudiar. Pero ninguno de estos sistemas es óptimo para todos y cada uno de los tipos de estrellas de la Galaxia (de cualquier tipo espectral, clase de luminosidad, metalicidad, . . .) hasta magnitud 20. Además, debemos tener en cuenta que *Gaia* es una misión espacial y que, por lo tanto, no tendrá limitaciones observacionales causadas por la atmósfera terrestre. Éste es un hecho nuevo en una misión de barrido del cielo.

Un sistema fotométrico se debe escoger convenientemente para que sus filtros reflejen adecuadamente los rasgos que queremos averiguar de las estrellas. Para optimizar la medida, la anchura y la posición de los filtros deberán adaptarse a la característica espectral a observar. Para estudiar, por ejemplo, el continuo se suelen emplear filtros bastante anchos, para difuminar el efecto de las líneas y ver el comportamiento global del espectro. Este tipo de filtros anchos forman parte de lo que se llama *fotometría de banda ancha*. Si, en cambio, queremos apreciar las bandas moleculares se deberá utilizar la *fotometría de banda intermedia* o, incluso, la de *banda estrecha* para el caso del estudio de líneas discretas.

Como ya hemos visto, *Gaia* permite la incorporación de filtros de banda ancha e intermedia-estrecha. En su concepción original, los filtros de banda intermedia se encargan de la extracción de los parámetros estelares y los de banda ancha se encargan de proporcionar colores para la corrección cromática, la identificación de sistemas binarios, etc . . . Sin embargo, la determinación de los parámetros astrofísicos con los filtros de banda ancha es absolutamente necesaria en los campos estelares muy poblados, dada la mayor resolución angular de ASTRO respecto a SPECTRO. Por

ello, en nuestro proceso de diseño del sistema de banda ancha, consideraremos también la obtención de los parámetros astrofísicos como un objetivo más del sistema de banda ancha.

El principio básico que deberá incluir el diseño del sistema fotométrico es el de considerar *Gaia* como un instrumento completo, de manera que la información que proporciona la espectroscopía y la astrometría es información utilizable también junto con la fotometría para la determinación de los parámetros astrofísicos. Por ejemplo, según este principio, la determinación de luminosidades se beneficia de conocer la paralaje, o la determinación de  $[M/H]$  de la información aportada por la espectroscopía.

Diferentes grupos de investigación europeos involucrados en la preparación de la misión han contribuido a la definición de los filtros fotométricos utilizando diferentes aproximaciones. En Brown et al. (2004) se estableció el protocolo para valorar y elegir entre las diferentes propuestas.

El método clásico de diseño de filtros es el del análisis del espectro de los objetos a observar y fijar la posición y anchura de los filtros basándose en las regiones espectrales que proporcionan un cambio más pronunciado y menos degenerado con los parámetros astrofísicos. Este método fue el primero en considerarse para el diseño de filtros de *Gaia*, ya que, además, este método permite al astrofísico interpretar fácilmente qué significan los colores definidos por el conjunto de filtros.

Pero este método presenta un problema para una misión como *Gaia*. La gran cantidad y diversidad de objetos a estudiar hace muy árdua la tarea del astrofísico a la hora de identificar y analizar el espectro. Por ello, algunos equipos plantearon métodos más automáticos y que proporcionaran el conjunto de filtros más idóneo para parametrizar los objetos a estudiar definidos en el capítulo 3. Estos métodos, sin embargo, pueden proporcionar sistemas de filtros que el astrofísico que los utiliza no tenga una idea clara de qué parámetro físico provee cada filtro (ver sec. 5.1.3).

Los primeros sistemas fotométricos propuestos para *Gaia* se mencionan en la sec. 5.1. La elección del conjunto de filtros para *Gaia* debe basarse en criterios astrofísicos con la mayor imparcialidad posible para poder estar convencidos de la opción escogida finalmente. Para ello se analizaron los objetivos de la misión y, siguiendo estos objetivos, se creó la lista de estrellas clave, además de definir cuáles eran las tareas que se le debían exigir a la fotometría de *Gaia* (por ejemplo, si se

debía determinar la abundancia de elementos  $\alpha$  o no, etc. . . ), tal y como se detalla en el capítulo 3.

Una vez definido lo que se debía exigir al sistema fotométrico surgió la necesidad de crear algún método o herramienta que permitiera determinar objetiva y unívocamente cuál debía ser la opción escogida. En las sec. 5.2 y 5.3 se detallan las dos metodologías empleadas para tal cometido.

Una vez creadas estas herramientas, se pudieron comparar objetivamente los sistemas propuestos y como consecuencia, optimizarlos, incrementando la función de bondad generada en la sec. 5.3, llamada *figura de mérito*, FoM, y obtener finalmente el sistema para *Gaia*. El incremento de la actividad durante 2004 que se muestra en la Fig. 5.1 responde a la iteración propuestas-evaluación-propuestas-evaluación que permitió optimizar las propuestas iniciales hasta culminar en la elección del sistema.

Finalmente, en la sec. 5.4 se detalla el sistema fotométrico finalmente aceptado para la misión.

## 5.1. Las propuestas previas a la figura de mérito

En junio de 2000, la Agencia Espacial Europea publicó el *Gaia Study Report*, ESA (2000), donde se definían los propósitos de la misión. En ese informe se incluía como sistema fotométrico de referencia para los años venideros el sistema fotométrico (llamado 1F) propuesto por nuestro equipo en colaboración con Michel Grenon, del Observatorio de Ginebra (Grenon et al. 1999a,c), ver Figs. 5.3 y 5.4.

El equipo científico de *Gaia* consideró que el sistema de Barcelona-Ginebra era el que mejores expectativas ofrecía para la misión, ya que, a diferencia de las otras dos propuestas presentadas, sistemas 3G (Høg et al. 2000), y 2A (Munari 1999b), el sistema 1F permitía obtener magnitudes precisas, manteniendo la capacidad de determinar los parámetros físicos hasta magnitudes elevadas, ya que los filtros de este sistema son suficientemente anchos para proporcionar una estadística de fotones adecuada para las estrellas débiles.

Los otros dos sistemas fotométricos propuestos poseían filosofías diferentes. El sistema 2A partía de la base de que siempre se podrían combinar los sistemas de

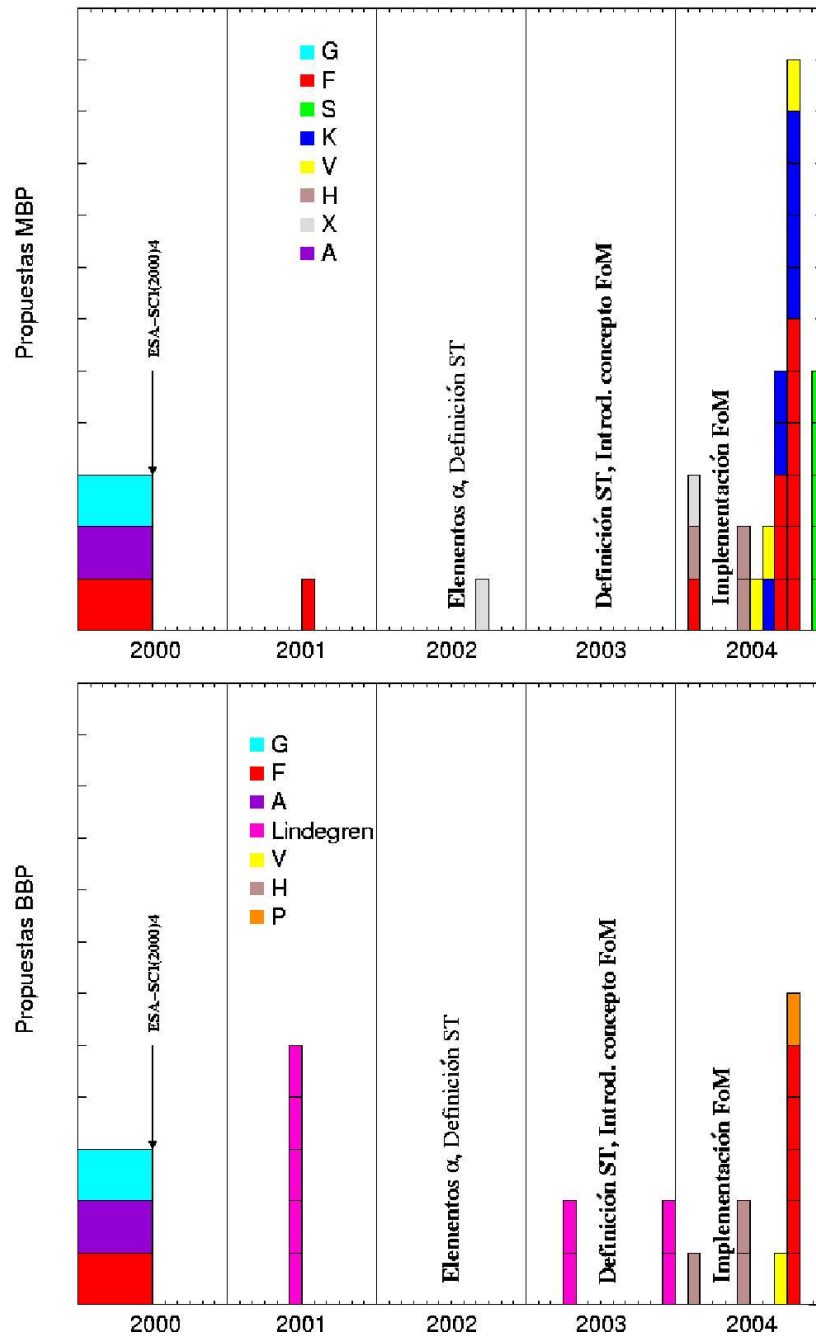


Figura 5.1: Número de sistemas fotométricos propuestos a lo largo del tiempo desde la publicación de ESA (2000) para la fotometría de banda intermedia (*arriba*) y para la de banda ancha (*abajo*). Los distintos colores indican diferentes familias de filtros propuestos por diferentes grupos de investigación. Los sistemas propuestos por el equipo de Barcelona son los F (de color rojo) y los S (color verde).



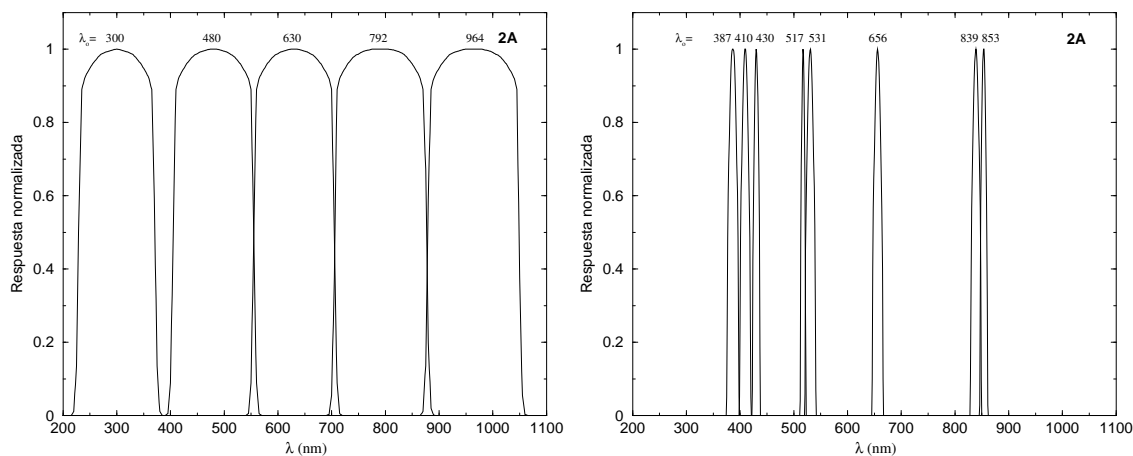


Figura 5.2: Sistemas de banda ancha e intermedia del sistema 2A (Munari 1999b).

banda ancha y estrecha y el espectro de alta resolución. Esto, en cambio, no siempre se cumple, dado que la fotometría de banda ancha e intermedia poseen diferente resolución angular y la espectroscopía tiene una magnitud límite de  $\sim 17$  y también distinta resolución angular. Por ello, los filtros de banda intermedia del sistema de 2A son bastante estrechos (ver Fig. 5.2), llegando a un límite de magnitudes más brillante. El sistema 3G (ver sec. 5.1.2 y Fig. 5.5 arriba) intenta adaptar el sistema de Strömvil (ver sec. 1.2.2) para ser utilizado sin restricciones atmosféricas, aunque su límite de magnitud también es demasiado brillante respecto a las necesidades de *Gaia*.

El sistema 1F, sin embargo, aún no se podía considerar óptimo para *Gaia*. Por ejemplo, no se diseñó para intentar determinar gravedades estelares, puesto que se supuso que dicho parámetro vendría dado por la paralaje astrométrica de *Gaia*, aunque se incluyó el filtro 510 nm para facilitar esta labor. Tras estas tres propuestas y siguiendo la evolución del diseño de la carga útil, se planteó un proceso de optimización del sistema fotométrica de *Gaia*.

En las siguientes secciones se explican brevemente los diferentes sistemas propuestos previos a la aplicación de la FoM, que forman la base de las posteriores propuestas, que analizaremos en la sec. 5.3.2 y 5.3.3.

Tras las primeras evaluaciones con la figura de mérito se hizo un llamamiento a la comunidad científica para que todo aquel que quisiera presentar propuestas de sistemas fotométricos lo hiciera antes de empezar de forma sistemática el análisis

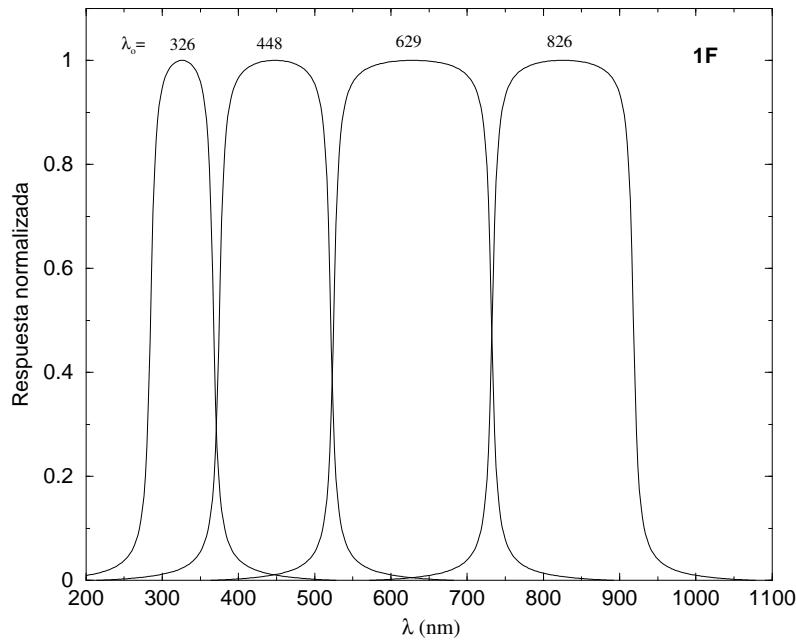


Figura 5.3: Sistema de banda ancha propuesto por nuestro equipo (Grenon et al. 1999c) aceptado como sistema de base para *Gaia* en ESA (2000).

de las figuras de mérito. Fruto de este llamamiento son los sistemas fotométricos de Uppsala (sec. 5.1.5), Straižys (sec. 5.1.6) y København (sec. 5.1.7).

### 5.1.1. Sistema de Barcelona-Ginebra

El sistema de Barcelona-Ginebra ha sido el sistema que nuestro equipo ha estado desarrollando estos años. Parte de una colaboración con Michel Grenon, del Observatorio de Ginebra en el año 1999, en la que se creó el sistema fotométrico 1F (Grenon et al. 1999a,c), que después sería aceptado para constar en ESA (2000) como sistema fotométrico base de la misión tras haberse publicado en Grenon (1999) los principios del sistema fotométrico a bordo de *Gaia*.

El mencionado sistema fotométrico 1F incluía 11 filtros de banda intermedia y 4 de banda ancha y se muestran en las Fig. 5.3 y 5.4. En Grenon et al. (1999b) se explica detalladamente cómo el conjunto de filtros definido recupera las características físicas de las estrellas. Nos detendremos un poco en explicar los filtros del sistema 1F, a partir del cual, los sucesivos sistemas fotométricos propuestos se inspiraron en

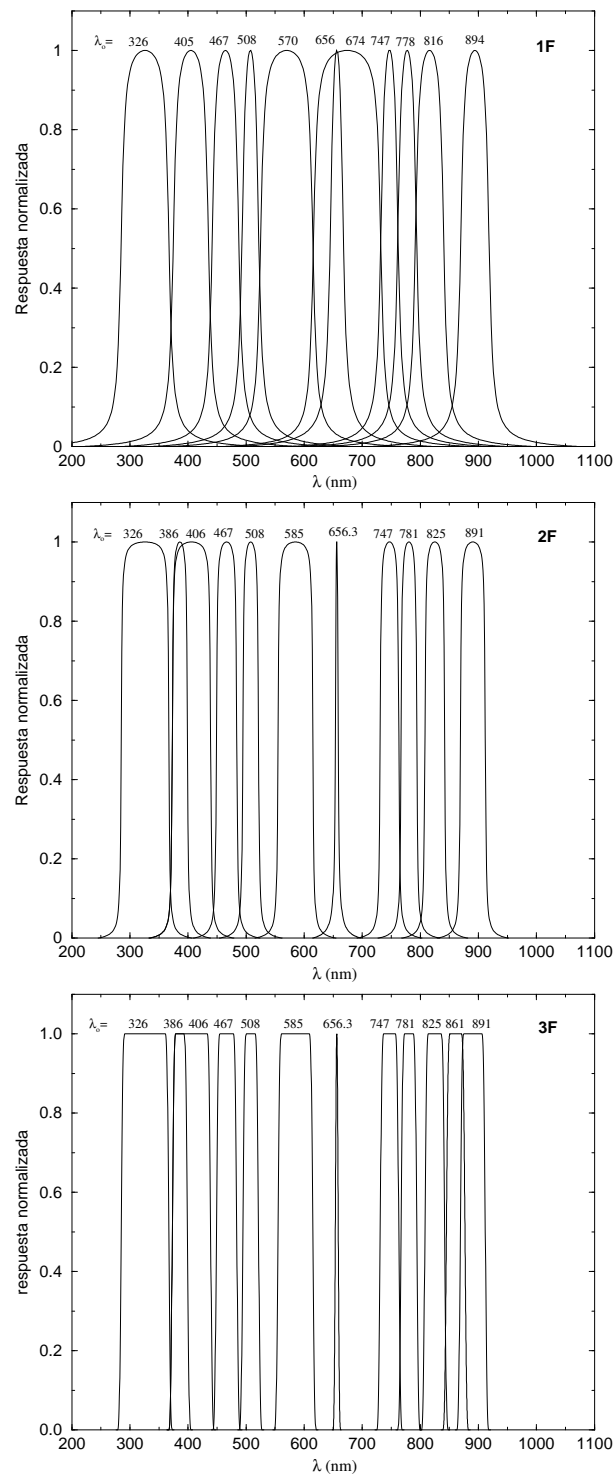


Figura 5.4: Primeras versiones del sistema de banda intermedia propuesto por nuestro equipo (Grenon et al. 1999a; Jordi et al. 2003, 2004c), antes de realizar el estudio con la FoM.

gran medida:

**El filtro ultravioleta, F33:** La región espectral ultravioleta es la que contiene la información más útil sobre la gravedad de las estrellas calientes y sobre la metalicidad de las estrellas F, G y K. El filtro F33 del sistema 1F se encuentra en la parte ultravioleta del salto de Balmer, intentando no solapar en el límite rojo del filtro, pues esto supondría una pérdida de sensibilidad a la gravedad de las estrellas B y A. En la fotometría desde la Tierra, los filtros en la región ultravioleta vienen limitados de forma natural por la absorción provocada por la bandas saturadas debidas al O<sub>3</sub> de la atmósfera terrestre. En el espacio, en cambio, no hay razón para limitar la fotometría a  $\lambda > 300$  nm y, por tanto, podemos extender el filtro hasta 280 nm, y no más debido a la aparición de líneas de absorción debidas a la metalicidad en las estrellas de tipo A. Esta extensión en longitudes de onda permite mejorar la determinación de [M/H] para las estrellas G y K debido a la presencia de diversas líneas atómicas, ionizadas o de alta excitación.

**El filtro F41:** Diseñado para medir las líneas de Balmer por encima de H<sub>γ</sub> de las estrellas A y B tardías. Para las estrellas de tipo F y más frías, este filtro mide la alta concentración de líneas moleculares y atómicas, la mayoría de ellas debidas a elementos del pico del hierro, en el intervalo entre 375 y 435 nm. Además, F41 contiene bandas de CN con máximos en 388 y 422 nm, fuertes líneas de CaII a 393 y 397 nm, las ramas Q y R del radical CH, desde 419 a 431 nm. La rama P, menos intensa, se extiende entre 432 y 441 nm, quedando parcialmente fuera del límite rojo del filtro, situado a 435 nm.

**El filtro F47:** El filtro F47 mide el dominio donde la absorción por líneas moleculares y atómicas es mínimo, de manera que proporciona un pseudocontinuo, que se puede utilizar junto con F75 para derivar la temperatura. Con su límite rojo situado a 487 nm, su influencia por H<sub>β</sub> a 481 nm es pequeña. Además, tampoco se ve demasiado afectado por la banda MgH en 484 a 521 nm, en particular para las estrellas K de secuencia principal. Al ser un filtro de pseudocontinuo tan cercano a F41, su combinación permite utilizarlo como índice de metalicidad casi independiente de A<sub>V</sub>. Existe un balance parcial de la absorción por CH en los filtros F41 y F47, minimizando así el efecto de las anomalías en las abundancias de carbono. La sensibilidad a la metalicidad del color F41–F47 en las estrellas de la secuencia principal empieza para las F0, alcanza un máximo

alrededor de las K0 para acabar disminuyendo hacia cero alrededor de las K7. Para las gigantes, el máximo de sensibilidad se encuentra en las K5. Para las estrellas evolucionadas de los últimos tipos, este índice es el mejor indicador de metalicidad y la  $[M/H]$  obtenida está íntimamente relacionada con  $[Fe/H]$ . En cambio, para las estrellas más frías, el filtro F47 está contaminado por bandas de TiO y el índice F41–F47 ya no es útil para extraer  $[M/H]$ .

**Los filtros F51 y F57:** El complejo MgH+Mg b es el mejor indicador de gravedad para las estrellas G y M, con un máximo en las K7V ya que la intensidad de la banda de MgH es independiente de la abundancia de  $[Mg/H]$ . El flujo en F51 se mide en comparación con los pseudocontínuos de F47 y F57. F57 también es un pseudocontínuo con muy pocas líneas metálicas, exceptuando Na D, que se vuelve muy intensa para las estrellas con elevado contenido metálico. Los límites de F57 los imponen las bandas de MgH en las longitudes de onda azules, y hacia el rojo una importante banda de TiO, aunque de todas formas, esta banda de TiO empieza a contaminar F57 en las estrellas K4 y más frías. Para estas estrellas, como F47 también está contaminado por TiO, el índice F47–F57 sigue siendo útil como parámetro de temperatura, además de F57–F75.

**Los filtros F67, F75, F78, F82 y F89:** Este conjunto de filtros permite medir la temperatura, las abundancias de TiO y CN para las estrellas rojas, con  $T_{ef} < 4200$  K. F75 se encuentra en una región espectral donde la absorción por TiO es mínima, todo lo contrario que F78. El segundo punto de pseudocontínuo, F89, se definió para evitar la fuerte absorción a  $\lambda > 915$  nm en las estrellas carbonadas. En las estrellas B,A,F, en cambio, el filtro F89 mide el salto y las líneas de Paschen, por lo que el contínuo para estas estrellas se mide en F75, F78 y F82. También existen bandas de TiO en las estrellas M de secuencia principal entre 620 y 720 nm. Estas bandas se miden con F67. El filtro F82 mide una región del espectro con poca influencia por TiO comportándose, pues, como un filtro de pseudocontínuo, pero que, en cambio, para las estrellas R, N y C, aparece una fuerte banda de CN, por lo que el filtro F82 sirve para caracterizar las estrellas carbonadas. La distinción entre estrellas M y C se hace utilizando F75, F78, F82 y F89. Para una temperatura dada, los flujos en F78 y F89 son similares para las estrellas ricas en oxígeno (la secuencia M) y para las estrellas ricas en carbono (la secuencia C), pero muy distintas en los filtros F75 y F82 debido a las bandas de CN a longitudes de onda menores de 787 nm. Esta distinción entre estrellas M y C es posible incluso para estrellas

altamente enrojecidas por el medio interestelar.

Como se puede comprobar, el sistema 1F posee varios filtros que se dedican a medir el pseudocontinuo. La intención es obtener una medida del continuo cerca de la banda espectral dependiente de la gravedad o la metalicidad, de forma que el color derivado sea poco sensible al enrojecimiento interestelar. Esta redundancia de medidas del continuo abre la posibilidad de futuras modificaciones del sistema substituyendo alguno de estos filtros de continuo por otros filtros, sin perder en la caracterización física de los objetos (ver sec. 5.3.3). En Jordi et al. (2002a,b) se analiza la precisión que se puede conseguir con estos filtros utilizando el modelo de instrumento válido en 2002, conocido como *Gaia-2*. Posteriormente se añadió el filtro centrado en 656 nm (**F65**) para medir la línea  $H_\alpha$  y así distinguir la posible existencia de líneas de emisión en las estrellas.

Más adelante, y a la vista de las expectativas industriales en la confección de los filtros, en Jordi et al. (2003) se actualiza este sistema fotométrico, haciendo los perfiles de los filtros más bruscos para proporcionar medidas más claras de las trazas espectrales deseadas. Con el mismo propósito se revisan también las anchuras equivalentes para evitar contaminaciones indeseadas de rasgos espectrales contiguos y para considerar el corrimiento Doppler debido a la velocidad radial de los objetos. En este nuevo sistema fotométrico, llamado 2F (Fig. 5.4), se incorpora un nuevo filtro, centrado en 386 nm, justo en el salto de Balmer con el que se intenta mejorar la determinación de la metalicidad para las estrellas F, y tipos espectrales más fríos, analizando la banda CN alojada en esta región. Para ello, fue necesario suprimir una de las bandas de 1F que servía para medir el continuo en la medida de TiO, el filtro centrado en 674 nm. Esta supresión no afectó a la ciencia, ya que el filtro suprimido tenía una labor de redundancia en el sistema, con el filtro centrado en 778 nm. Otro reajuste producido fue la de redefinir el límite azul del filtro centrado en 467 nm para evitar contaminación por CH, el filtro de 570 nm fue limitado en el límite azul a 555 nm para evitar las líneas metálicas. Finalmente, el filtro a 656 nm fue estrechado para medir la línea de  $H_\alpha$  de forma más aislada.

Jordi et al. (2004d) actualizó la propuesta 2F para adaptarlo al nuevo diseño de la carga útil de *Gaia* y para que cumpliera los requisitos comunes que debían tener todas las propuestas de sistema fotométrico que se propusieran a partir de entonces, según el documento Lindegren (2004a), para poder compararlas entre sí. Entre estos requisitos se encuentra el de que uno de los filtros del sistema fotométrico de banda

intermedia correspondiera al rango espectral del espectrógrafo de velocidades radiales. Con este nuevo filtro, centrado en 861 nm, el sistema fotómetro de Barcelona pasó de tener 11 filtros a tener 12, y denominarse 3F (Fig. 5.4).

### 5.1.2. Sistemas de Vilnius

El sistema fotométrico 3G (Fig. 5.5, arriba) consiste básicamente en una mejora del sistema fotométrico de Strömvil (ver sec. 1.2.2). Fue propuesto en Høg et al. (2000) y contiene los filtros  $u$ ,  $v$ ,  $b$  de Strömgren (los filtros centrados en 345, 405 y 460 nm respectivamente), los  $P$ ,  $Z$ ,  $S$  de Vilnius (375, 515 y 655 nm) y finalmente  $p1$ ,  $p2$ ,  $p3$  añadidos por Straižys (1999). Éstos últimos tienen el propósito de determinar la temperatura y la gravedad de las estrellas B-A-F con enrojecimiento interestelar y de identificar las estrellas ricas en oxígeno y carbono.

Los filtros de banda ancha del sistema 3G son muy parecidos a los cinco del sistema de Johnson-Cousins (ver sec. 1.2.1). La medida del continuo se hace con el filtro de banda ancha centrado a 550 nm. La separación entre los filtros centrados a 330 y 450 nm pretendía hacer las bandas astrofísicamente más útiles, al excluir el salto de Balmer. Esta separación, sin embargo, no es permisible en el sistema fotométrico de banda ancha de *Gaia* ya que, como se verá en la sec. 5.1.4, los filtros de banda ancha necesitan no tener separaciones entre ellos para poder así determinar convenientemente los efectos de la cromaticidad en el telescopio astrométrico.

Al considerar que este sistema no era suficientemente óptimo para *Gaia*, los autores crearon otro sistema, llamado 1X (Vansevičius & Bridžius 2002). Está basado en un método de parametrización estelar en cuatro dimensiones creado por Bridžius & Vansevičius (2002). El sistema 1X fue también adaptado en febrero de 2004 a los requisitos que imponía el rediseño de la carga útil del satélite y a los requisitos descritos en Lindegren (2004a). El resultado fue el sistema denominado como X2 (Vansevičius 2004) que se muestra en la Fig. 5.5 (abajo). Los filtros se mantienen prácticamente igual que en 1X, por lo que no se representan en la Fig. 5.5. La única diferencia es la inclusión de un nuevo filtro centrado en 428 nm.

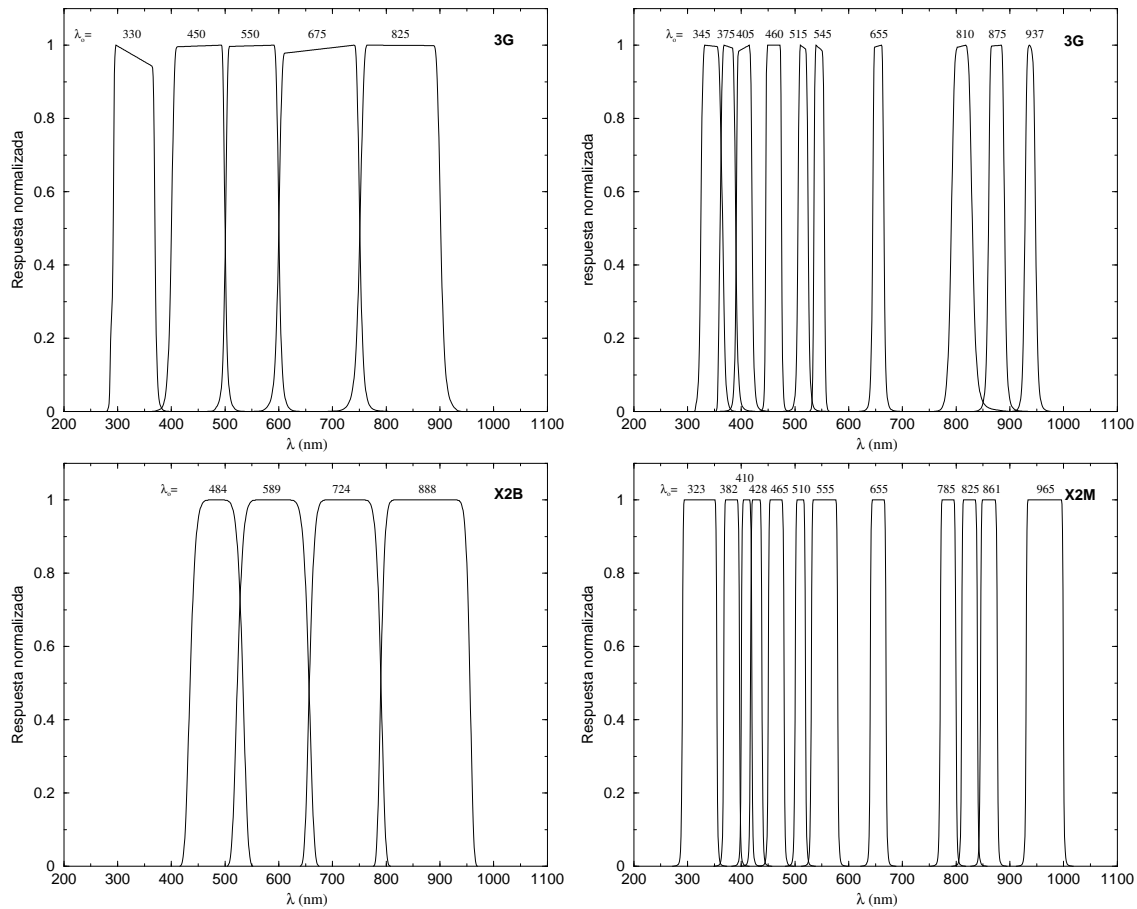


Figura 5.5: Sistemas de banda ancha e intermedia del sistema 3G de Høgg et al. (2000) (*arriba*) y del sistema X2M de Vansevičius (2004) (*abajo*).

### 5.1.3. Sistemas de Bailer-Jones

Bailer-Jones (2003) desarrolló un algoritmo para diseñar filtros automáticamente. A este método lo bautizó como *Heuristic Filter Design*, o HFD. El algoritmo considera los filtros como un conjunto de parámetros libres a ajustar (longitudes de onda centrales, anchuras, tiempo de integración, etc ...) y el método actúa de forma evolutiva, análogamente a cómo lo harían las poblaciones de animales o plantas a lo largo de progresivas generaciones. Es decir, el método empieza con un número aleatorio de filtros. Se simula la fotometría de *Gaia* en estos filtros para las estrellas que se quieren estudiar (que puede ser una lista como la creada en el capítulo 3 de esta memoria de tesis) y se calcula lo que el autor denomina *fitness function*, una función que indica cómo de bien recupera el sistema los parámetros astrofísicos de



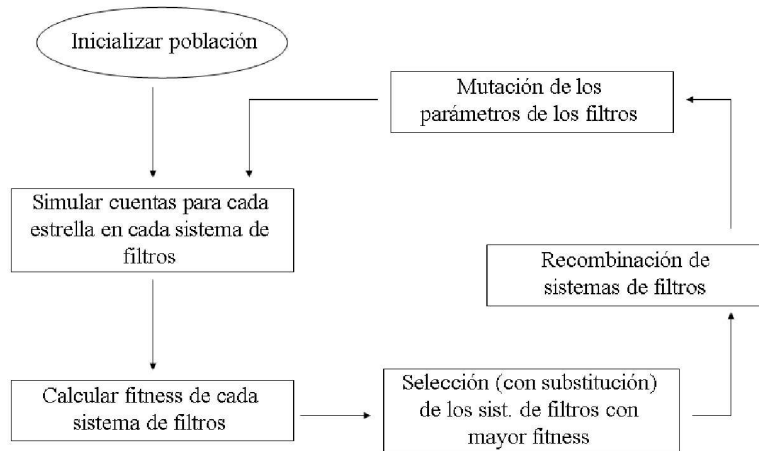


Figura 5.6: Método de generación de los sistemas fotométricos utilizando el algoritmo evolutivo de Bailer-Jones (2003)

los objetos considerados. Esta *fitness function* debe considerar como idóneos unos filtros que sean los más sensibles a cambios en los parámetros astrofísicos (que maximicen la distancia con sus vecinos) y que, a ser posible, la información de los filtros no se encuentre mezclada, es decir, que cada filtro sea sensible a un solo parámetro astrofísico (condición de ortogonalidad).

Una vez calculada esta función para el conjunto de filtros considerado se generan nuevos filtros a partir de éstos mediante recombinación (mezcla de individuos para producir filtros con combinaciones de sus parámetros) y/o mutación (pequeñas variaciones aleatorias de alguno de los parámetros de cada sujeto). Luego se selecciona el grupo de filtros que proporcione una *fitness function* mayor y se vuelve a iterar hasta encontrar una generación estable, seleccionada como la óptima. El proceso se muestra en forma de esquema en la Fig. 5.6 y el resultado en la Fig. 5.7.

En febrero de 2004 también se pidió que estos sistemas fotométricos se adaptaran al diseño *Gaia-2* y a las convenciones adoptadas en Lindegren (2004a). Fruto de esto fue el documento de Bailer-Jones (2004a) donde se presentan los filtros de los sistemas H1M y H1B. Pero lo correcto hubiese sido recalcularlos creando los óptimos para el nuevo diseño, cosa que se hizo en Bailer-Jones (2004b) proponiéndose así dos nuevos sistemas de banda ancha (H2B, H3B) y dos más para banda intermedia (H2M, H3M), ver Fig. 5.7.

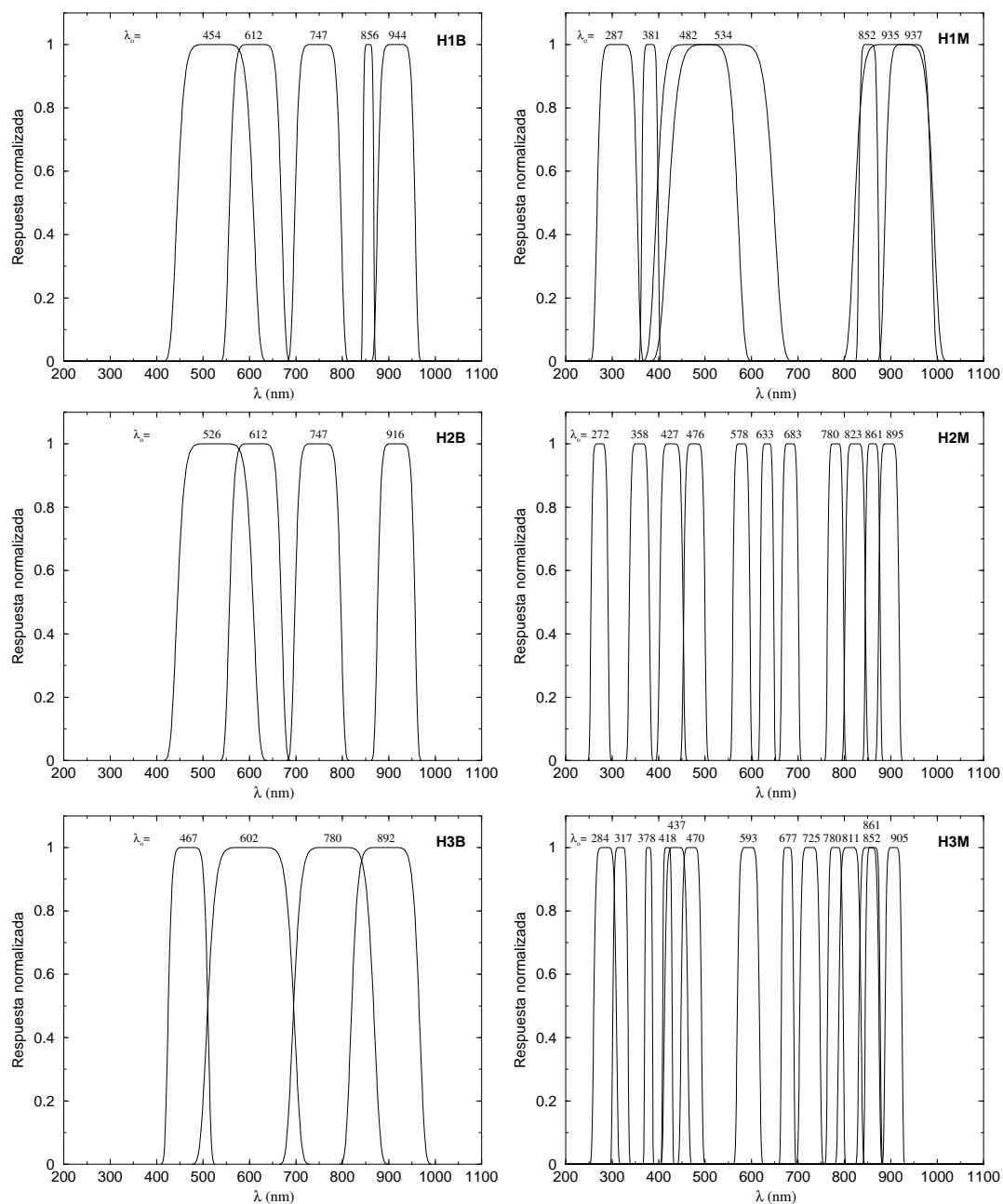


Figura 5.7: Sistemas fotométricos obtenidos, para la banda ancha y para la banda intermedia, por Bailer-Jones (2004a,b) con el método heurístico de diseño de filtros. H1M y H1B son las propuestas de la primera iteración considerando el diseño instrumental definido en el primer diseño de *Gaia* (*Gaia-1*) y H2M, H2B, H3M y H3B, propuestas obtenidas con el diseño de *Gaia-2*.

Aunque, en principio, el método heurístico de diseño de los sistemas fotométricos es bastante atractivo y parece prometedor, pues supone un método objetivo de creación de filtros y, en teoría, el más idóneo para los objetivos marcados, dicho método obtiene soluciones (conjuntos de filtros) muy diferentes con la misma *fitness function*, lo cual ocasiona que el algoritmo no converja a una única solución, sino que proponga una gran variedad de diseños válidos. La tendencia de los sistemas fotométricos obtenidos con este método es la de conjuntos de filtros muy anchos, muy solapados y, a su vez, con grandes huecos entre filtros.

#### 5.1.4. Sistemas de Lindegren y la corrección cromática

En presencia de aberraciones cromáticas, la posición del centroide de la imagen de difracción depende de la longitud de onda. El centroide policromático, está, pues, desplazado de tal forma que depende tanto de las aberraciones (que varían a lo largo del plano astrométrico) como de la distribución de energía espectral (que varía con la fuente). Para conseguir la precisión astrométrica de pocos microsegundos de arco, se debe calibrar muy bien este desplazamiento.

Lindegren (2001) aborda el problema de los efectos de la cromaticidad y cómo podrían ser evaluados por la fotometría de banda ancha. Con este propósito, el autor explora sistemáticamente el número óptimo de filtros, sus anchuras y formas y la separación en longitudes de onda entre ellos.

Del conjunto de sistemas fotométricos evaluados, cinco de ellos eran ligeramente superiores al resto: U5LOG, S5LOG, S4LOG, S4LIN y U5LIN. Estos nombres responden a la siguiente nomenclatura:

- Primera letra: tipo de filtros ( $S$  = sistema de tipo Shannon, filtro coseno cuadrado con intervalos iguales a un medio de la altura que tiene el filtro a altura-mitad.  $U$  = filtros triangulares con un espacio entre ellos igual a la altura del filtro a altura-mitad).
- El número corresponde al número de filtros del sistema.
- Escala, que puede ser LIN (con longitudes de onda centrales equidistantes en escala lineal de longitudes de onda) o LOG (equidistantes en escala logarítmica).

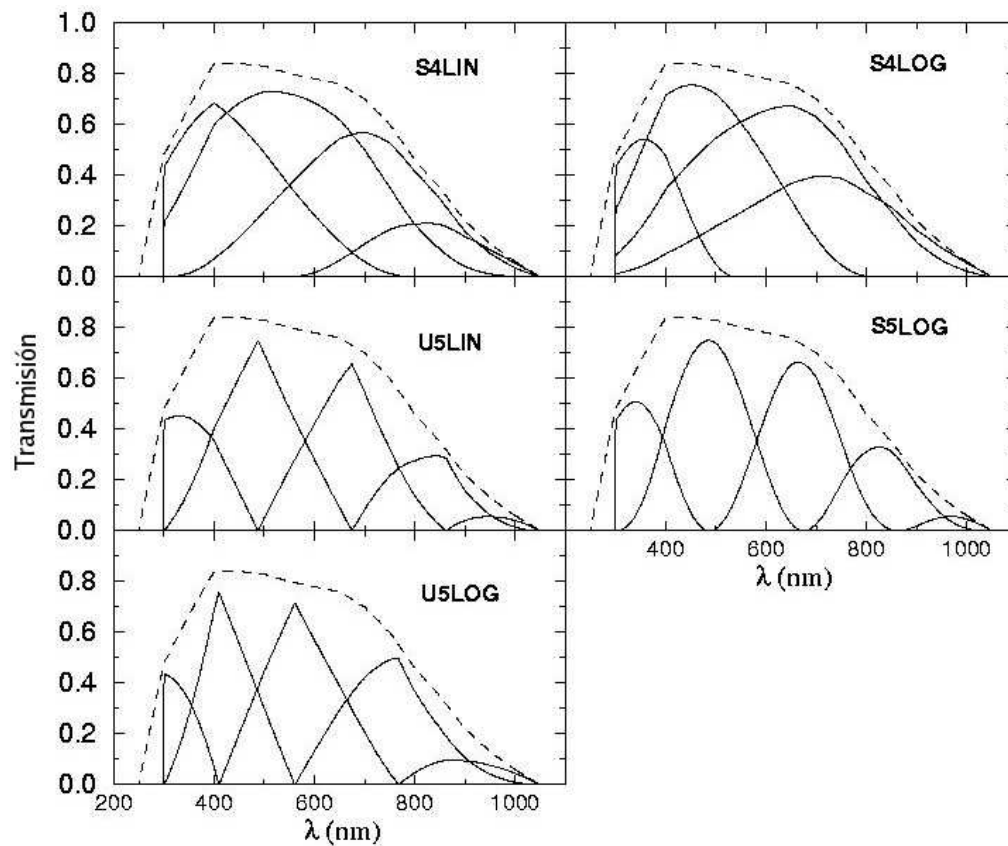


Figura 5.8: Sistemas fotométricos creados por Lindegren (2001) para investigar el efecto de la forma y posición de los filtros en la calibración de la cromaticidad. Estas cinco propuestas son las mejores de todas las pruebas que propone el autor y, entre ellas, las dos mejores son U5LOG y S5LOG.

Las curvas de transmisión de estos sistemas de filtros, convolucionadas con la respuesta de la CCD utilizadas en el instrumento astrométrico, se muestran en la Fig. 5.8.

La conclusión general del autor se puede resumir en que los filtros deben ser:

- anchos,
- se deben solapar entre ellos,
- su forma debe ser acampanada,
- la anchura debe aumentar con la longitud de onda,

- las longitudes de onda extremas (sobre todo las más azules) de los filtros deben estar bien muestreadas,
- con cuatro filtros ya se obtiene la precisión en la corrección cromática deseada, aunque cinco filtros proporcionan mejores resultados.

Posteriormente, cuando se empezó a considerar la opción de que el sistema fotométrico de banda ancha también sirviera para ajustar los parámetros astrofísicos de los objetos, L. Lindegren propuso nuevos sistemas de filtros (Lindegren 2002, 2003d) más adecuados a este propósito. Los sistemas propuestos se representan en la Fig. 5.9.

### 5.1.5. Sistema de Uppsala

El sistema de Uppsala (Heiter 2004; Heiter et al. 2004) fue creado a partir de un análisis en componentes principales realizado por el equipo de la Universidad de Uppsala gracias a unas simulaciones que realizamos en la Universidad de Barcelona de estrellas frías ( $3000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 5000 \text{ K}$ ) con las librerías de BaSeL-2.2 y los nuevos modelos de NMARCS (Gustafsson et al. 2003). Siendo un sistema diseñado para estrellas frías, esto hace que el sistema de Uppsala, en principio no sea el mejor para una misión global como *Gaia*, que debe considerar cualquier tipo de estrellas y no puede despreciar las estrellas calientes en su definición. Aún así, se incluye en este estudio para ver si su comportamiento con las estrellas rojas nos puede indicar cómo adaptar el resto de propuestas para mejorar la clasificación de estos objetos. El sistema fotométrico propuesto fruto de este estudio se encuentra representado en la Fig. 5.10

### 5.1.6. Sistemas de Straizys

En julio de 2004 (Straizys, comunicación privada) se presentó un sistema fotométrico (V1M) basado en los sistemas 3F de Barcelona y 3G de Vilnius en el que no se priorizaba tanto la determinación de  $[\alpha/\text{Fe}]$ , puesto que los autores consideraron que dicha determinación se debía proporcionar desde el espectrógrafo. Una versión mejorada de este sistema (V2M) se presentó en Straizys et al. (2004a). En la Fig. 5.11 se representan los sistemas V1B y V2M.

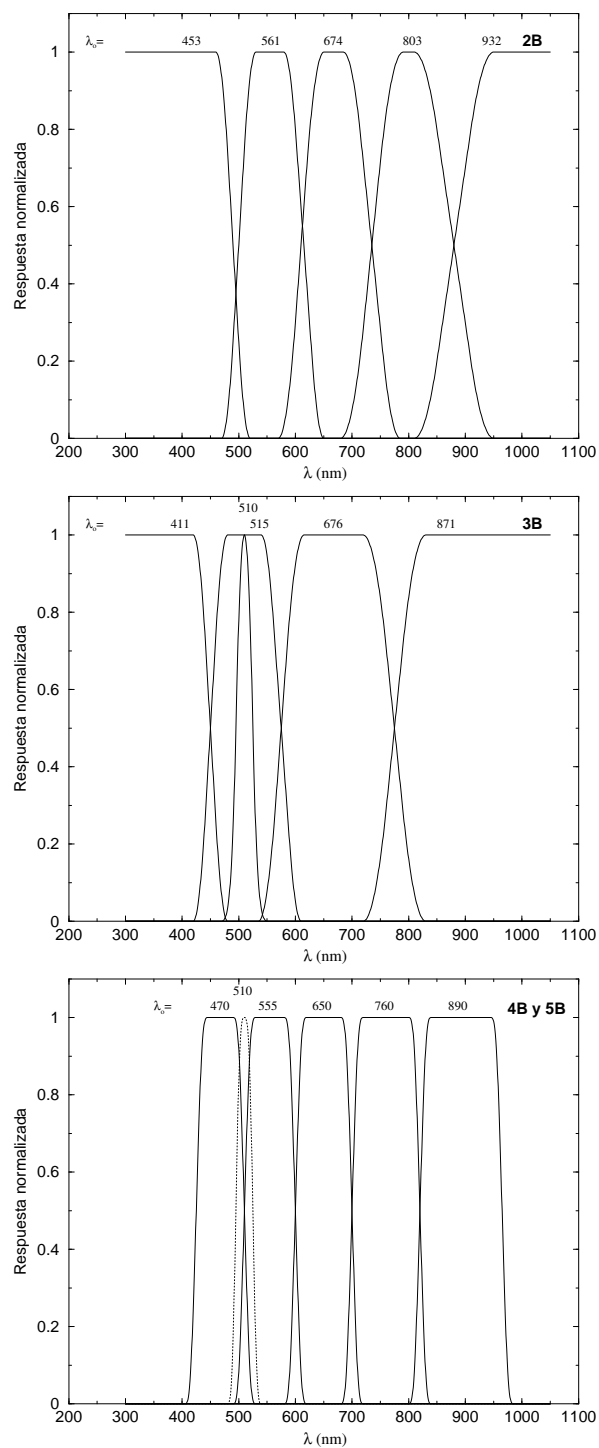


Figura 5.9: Sistemas fotométricos 2B y 3B (Lindegren 2002) (panel superior y central) y 4B y 5B (Lindegren 2003d) (panel inferior) para la determinación de los parámetros astrofísicos y de la determinación de la cromaticidad al mismo tiempo. El sistema 5B es idéntico al 4B añadiéndole un filtro de banda intermedia en 510 nm.

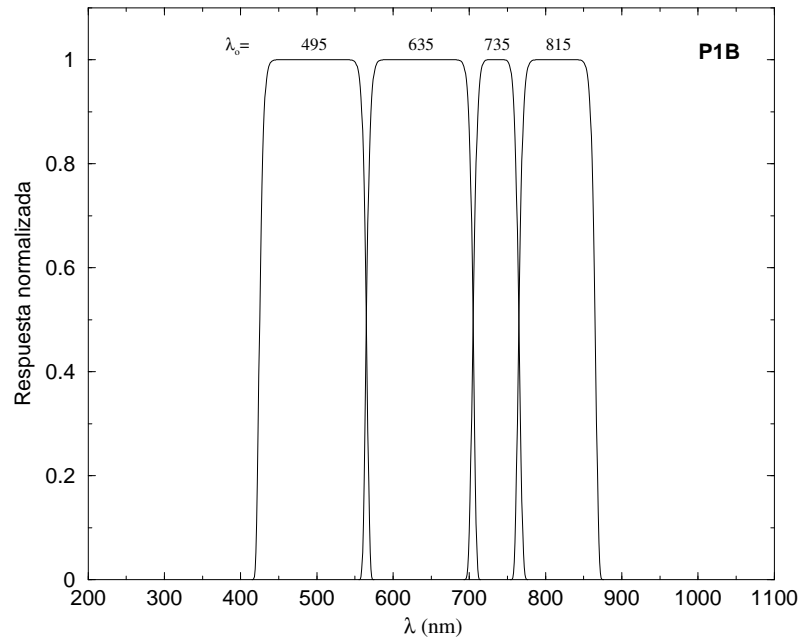


Figura 5.10: Sistema fotométrico P1B (Heiter 2004; Heiter et al. 2004) creado pensando en la determinación de los parámetros de las estrellas más frías del diagrama HR.

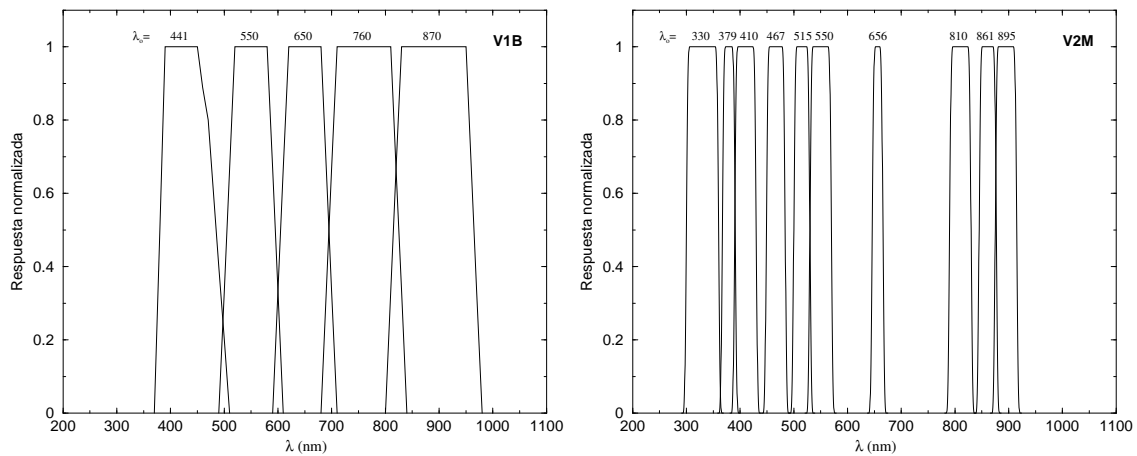


Figura 5.11: Sistemas fotométricos de banda ancha e intermedia del sistema, creado por Straizys (2004b) y Straizys et al. (2004a), previos al estudio con la figura de mérito.

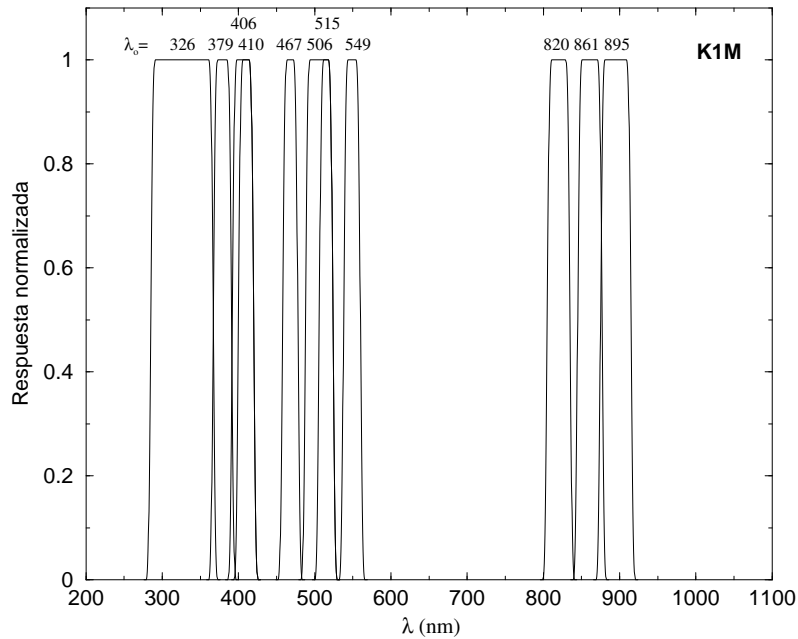


Figura 5.12: Sistema fotométrico K1M, creado por el equipo de Copenhague (København en danés) (Knude & Høg 2004) previo al estudio con la figura de mérito.

En lo que a banda ancha se refiere, Straižys (2004b) presentó un sistema de banda ancha (V1B) basado en 4B y en 3G con unos filtros trapezoidales mejor adaptados a la nueva forma de la eficiencia cuántica de la CCD, que fue modificada posteriormente ese mismo año 2004. Los límites de los filtros son idénticos a los definidos por 4B, pero el sistema V1B explora la posibilidad de desplazar el filtro más azul hacia longitudes de onda aún más cortas puesto que la nueva eficiencia cuántica de la CCD presentada por la industria mostraba una respuesta mayor de la esperada a la que se consideró al diseñar el sistema 4B. El límite rojo de este filtro el autor lo hace coincidir con la forma que tiene el filtro B de Johnson.

### 5.1.7. Sistema de København

También basado en el sistema 3F de Barcelona y en el V1M de Straižys, el equipo de Copenhague creó el sistema K1M (Knude & Høg 2004) para intentar mejorar la clasificación de las estrellas calientes. Esta propuesta se puede ver en la Fig. 5.12.



## 5.2. Blindtesting

Análogamente a la creación del grupo de fotometría de *Gaia*, también se crearon otros grupos de trabajo. Uno de ellos tenía como propósito la elaboración de algoritmos para la clasificación y parametrización de los objetos observados. Se trata del *Working Group on Identification, Classification & Astrophysical Parametrization*, o *ICAP*. Es fácil adivinar que en estas etapas de definición del instrumento, los propósitos y necesidades de estos dos grupos de trabajo confluyen bastante ya que, de hecho, el propósito del equipo de fotometría no es otro que el de definir el sistema que mejor clasifica y parametriza los objetos, y ésto último debe ponerlo en práctica el equipo de clasificación.

Así pues, el equipo de clasificación creó una metodología para intentar valorar cuál de los algoritmos de clasificación propuestos era el óptimo. A la vez, esta metodología podía servir al grupo de fotometría para tener una primera estimación sobre qué propuesta de sistema fotométrico ofrecía mejor determinación de los parámetros físicos. Esta metodología se conoció como *blindtesting*.

El método de *blindtesting* consiste en separar las labores de simulación, evaluación y valoración en distintas personas de manera independiente para que un proceso no se vea influido por otro y la elección final sea lo más objetiva posible. Este método pretende tanto comparar los métodos de clasificación y su precisión como comparar las diferentes propuestas de sistema de filtros.

### **Definición y simulación de la muestra de estrellas (Equipo 1):**

Esta es la labor que de forma natural, dado el carácter de las investigaciones y herramientas que habíamos estado desarrollando hasta la fecha (ver capítulos precedentes de esta memoria de tesis), se adjudicó al grupo de Barcelona (Jordi et al. 2004b). Consistía en la elaboración de dos muestras de simulaciones fotométricas de cada uno de los sistemas propuestos para evaluación (1X, 2F, 2B y 3B). En ambas muestras se debían incluir estrellas simples además de binarias y cuásares (como elementos contaminantes, además de intentar su identificación con los métodos de clasificación propuestos).

La primera de las dos muestras se denomina “conjunto A” y sirve para entrenar los métodos de clasificación. La muestra de estrellas consiste en 20000 estrellas seleccionadas de forma aleatoria dentro de la malla de BaSeL-2.2 (ver

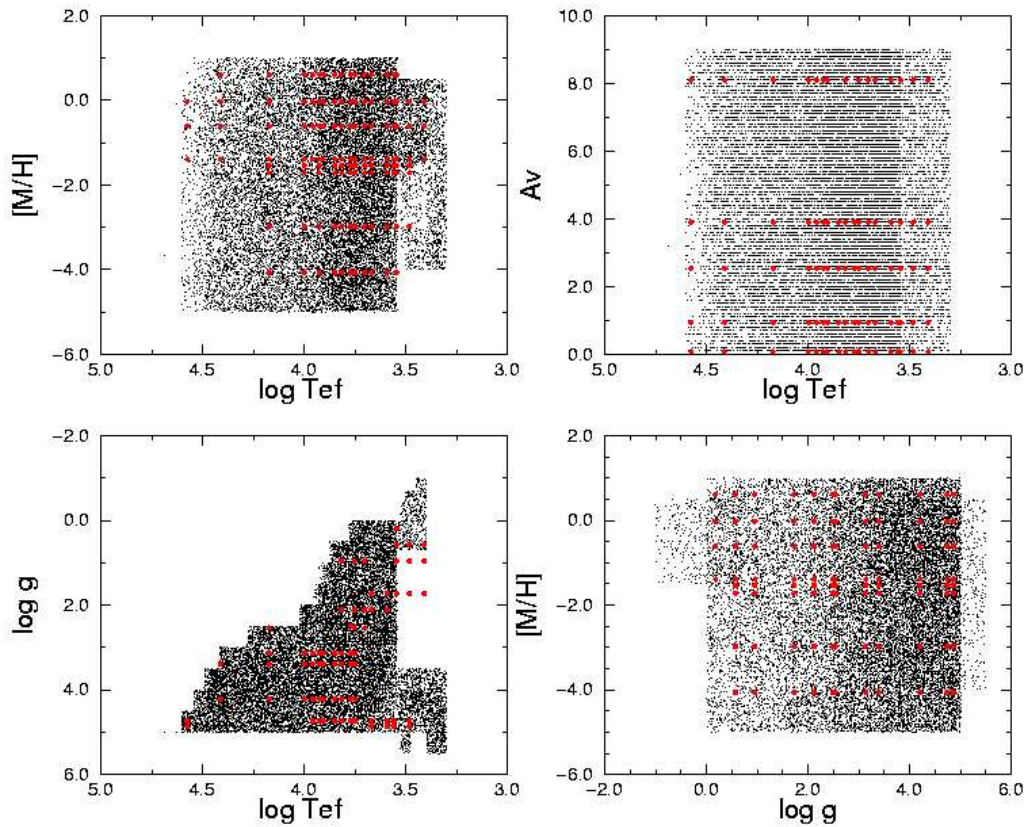


Figura 5.13: Muestra de estrellas utilizadas en el segundo ciclo del *blindtesting*. Los puntos negros representa la muestra de estrellas del conjunto A, o de entrenamiento. Los círculos rojos son los ST que formaron parte del conjunto B de validación de los métodos de clasificación.

sec. 4.2.2), con absorciones en el visible debidas al medio interestelar,  $A_V$ , generadas también aleatoriamente entre 0 y 9 mag.

El segundo conjunto, denominado “conjunto B”, consiste en el conjunto de estrellas que queremos clasificar con los algoritmos una vez hayan sido convenientemente entrenados. Por ello, parece lógico que este conjunto B se base en la lista de estrellas propuestas en el capítulo 3 de esta memoria de tesis con parámetros ligeramente movidos para evitar que dicha estrella se encuentre representada en el conjunto A. Se consideraron 5 posibles valores de  $A_V$  (0.02, 0.95, 2.54, 3.9 y 8.1). Con todo ello se obtuvieron 2070 estrellas para formar parte de este conjunto B (ver Fig. 5.13).

Las estrellas binarias de ambos conjuntos (A y B) fueron generadas a partir

de una lista proporcionada por O.Y. Malkov. 1000 pares ópticos (hablamos de pares ópticos y no de sistemas dobles debido a que las abundancias químicas y las absorciones se escogieron aleatoriamente para cada una de las componentes del sistema) se incluyeron en el conjunto A y 312 pares en el conjunto B.

En lo que a cuásares se refiere, se simularon 4000 cuásares para ser incluidos en el conjunto A y 2000 más para el conjunto B. Los espectros se extrajeron de los proporcionados por A. Smette y J-F. Claeskens (ver sec. 6.2) de forma aleatoria en sus parámetros astrofísicos. En la muestra únicamente se enrojecieron un 10% de los cuásares debido a que la mayoría de ellos serán observados a altas latitudes galácticas.

Se proporcionaron las cuentas de fotones y el error asociado a las magnitudes de todos los objetos para cuatro magnitudes diferentes ( $G = 15, 18, 19$  y  $20$ ). Este número de fotones se movió según el error de la medida proporcionando 20 observaciones aleatorias del mismo objeto para poder hacer una estadística.

No se han incluido cuásares de magnitud  $G = 15$ , dado que estos objetos son en general más débiles.

El número de simulaciones total fue:

CONJUNTO A:

Para  $G = 15, 18, 19$  y  $20$  mag:

$$(20000 \text{ estr.} + 1000 \text{ bin.} + 4000 \text{ QSO}) \times 20 \text{ observ.} = 500000 \text{ fuentes}$$

CONJUNTO B:

Para  $G = 15$  mag:

$$(2070 \text{ estr.} + 312 \text{ bin.}) \times 20 \text{ observ.} = 47640 \text{ fuentes}$$

Para  $G = 18, 19$  y  $20$  mag:

$$(2070 \text{ estr.} + 312 \text{ bin.} + 2000 \text{ QSO}) \times 20 \text{ observ.} = 87640 \text{ fuentes}$$

**Aplicación de los modelos de clasificación/parametrización** (Equipos 2a, 2b, ...):

Los datos simulados se entregaron a los miembros del ICAP, creadores de los diferentes algoritmos de clasificación, y ellos, sin conocer los parámetros reales de los objetos del conjunto B, debieron retornar los parámetros astrofísicos que determinaban sus algoritmos. Se utilizaron dos tipos diferentes de métodos de clasificación y parametrización: basados en clasificadores de distancia mínima

(estos fueron los utilizados por C. Hennig, R. Korakitis, O. Malkov, V. Malyuto & T. Shvelidze y V. Straižis & R. Lazauskaite) y los basados en redes neuronales (J-F. Claeskens & A. Smette, T.A. Kaempf & P.G. Willemsen).

### Evaluación de los resultados (Equipo 3):

Los resultados obtenidos por todos los métodos propuestos se entrega a un tercer equipo independiente de todo el proceso llevado a cabo hasta este punto para que objetivamente analice los resultados de cada sistema fotométrico y método de clasificación propuesto. El encargado de esta labor fue A. Brown y el procedimiento y los resultados de su análisis se encuentran detallados en Brown (2003b). Basándose en las tablas 4 y 5 de aquel informe, A. Brown propone, de entre los sistemas fotométricos estudiados con el *blindtesting*, los sistemas 2B y 2F como los sistemas que mejor recuperan los parámetros astrofísicos.

Los resultados obtenidos con el *blindtesting* dependen de los algoritmos de clasificación utilizados y de su optimización con respecto al sistema fotométrico estudiado, lo cual no permite discernir claramente si los sistemas obtenidos son realmente los mejores para la misión. Por ello, las conclusiones obtenidas se tomaron con precaución intentando crear nuevos métodos de evaluación independientes de los algoritmos de clasificación (sec. 5.3).

## 5.3. La figura de mérito

Lindgren (2003a) definió un ente matemático, llamado “figura de mérito” (FoM), para indicar cuán buenos eran los resultados obtenidos con los algoritmos de clasificación en relación a lo esperado. El PWG se propuso aplicar esta figura de mérito, independiente de los métodos de clasificación, para dar información de las características intrínsecas a cada sistema fotométrico.

### 5.3.1. Principios de la figura de mérito

Para un sistema fotométrico dado, la FoM se obtiene calculando para cada objetivo estelar (ST)  $i$  definido en el capítulo 3 y para cada parámetro astrofísico (AP),  $p_k$  ( $A_V$ ,  $[M/H]$ ,  $\log g$ ,  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\alpha/Fe]$ ,  $\dots$ ), el cociente ( $\sigma_{ik,\text{post}} / \sigma_{ik,\text{goal}}$ ) entre la

estimación del error a partir de un determinado sistema fotométrico (PS) para el parámetro  $p_k$ ,  $\sigma_{ik,\text{post}}$ , y el error deseado para cada  $p_k$  en cada ST,  $\sigma_{ik,\text{goal}}$ .

La figura de mérito,  $Q_i$ , para cada ST  $i$  se define, pues, como:

$$Q_i = \sum_k w_k f(\sigma_{ik,\text{post}}/\sigma_{ik,\text{goal}}), \quad (5.1)$$

donde  $w_k$  indica el peso relativo de cada parámetro  $p_k$  (con  $\sum_k w_k = 1$ ) y  $f(x)$  es una función no lineal de  $x = \sigma_{ik,\text{post}}/\sigma_{ik,\text{goal}}$ . La función que utilizamos nosotros es:

$$f(x) = (1 + x^{2n})^{-1/n}. \quad (5.2)$$

El valor de  $n$  en la función  $f(x)$  de la ec. (5.2) determina cuánto pesa el buen rendimiento ( $x \leq 1$ ) en la FoM en relación al mal rendimiento ( $x > 1$ ). Buscamos un sistema fotométrico que proporcione los errores deseados para todo el espacio de parámetros físicos y queremos evitar dar una alta FoM a un sistema que dé resultados extremadamente buenos únicamente para un pequeño intervalo de parámetros y muy malos para el resto. Este último caso tendría una alta FoM para  $n = 1$  pero no para  $n$  mayores. Sin embargo, para grandes valores de  $n$  (para los cuales  $f(x)$  se aproxima a la función escalón con  $f(x) = 0$  para  $x > 1$ ) no seríamos capaces de distinguir diferencias entre dos sistemas fotométricos que son igualmente malos para  $x > 1$  pero con uno de ellos mejor que los otros para  $x < 1$ . Por ello escogemos el valor  $n = 3$  como un buen compromiso entre estos dos casos extremos.

La figura de mérito global (sumando para todos los ST) es la suma pesada y normalizada:

$$\widehat{Q} = \frac{\sum_i w_i Q_i}{\sum_i w_i}, \quad (5.3)$$

donde los pesos  $w_i$  indican la prioridad de cada ST  $i$ . El valor de  $\widehat{Q}$  indica cómo de cercano está nuestro sistema fotométrico de ser *ideal* (cuando  $\widehat{Q} = 1$ ). Esta figura de mérito global se calcula, pues, para cada sistema fotométrico utilizando los errores deseados ( $\sigma_{ik,\text{goal}}$ ), los pesos en los parámetros ( $w_k$ ) y las prioridades de los objetos

( $w_i$ ) definidas en Jordi et al. (2004c) y descritos en las sec. 3.2. Falta, pues, tan sólo poder estimar  $\sigma_{ik,\text{post}}$ .

El procedimiento para calcular  $\sigma_{ik,\text{post}}$  se definió en Lindegren (2003a) y consiste en utilizar la sensibilidad de cada filtro a cada parámetro  $p_k$  ya que los filtros más convenientes serán los que vean su flujo más modificado frente a pequeños cambios en los parámetros, así como los errores en las medidas de cada filtro.

Sea  $\phi_{ij}$  el flujo medido para el ST  $i$  en el filtro  $j = 1, n$ , de un sistema fotométrico dado. Entonces, los elementos de la *matriz de sensibilidad* para el ST  $i$  ( $S_i$ ) se componen de las derivadas parciales de estos flujos ( $\partial\phi_{ij}/\partial p_k$ ) respecto a cada parámetro  $p_k$  y describen cómo cambia cada filtro en respuesta a un cambio en el parámetro  $p_k$ .

Si consideramos la determinación de los parámetros astrofísicos como una estimación por mínimos cuadrados de un cambio en el vector de parámetros, entonces la ecuación de observación para un ST  $i$  dado a partir del flujo medido en el filtro  $j$  queda:

$$\frac{\partial\phi_{ij}}{\partial p_1}\Delta p_1 + \dots + \frac{\partial\phi_{ij}}{\partial p_K}\Delta p_K = \Delta\phi_{ij} \pm \epsilon_{ij}, \quad (5.4)$$

donde  $\Delta\phi_{ij} = \phi_{ij,\text{obs}} - \phi_{ij}(\mathbf{p})$  es la diferencia entre el flujo observado y el predicho y  $\epsilon_{ij}$  indica la incertidumbre del flujo.

La linealización de las ecuaciones se hace respecto al vector de parámetros reales  $\mathbf{p}$ , de tal manera que  $\Delta\mathbf{p}$  tenga un valor esperado igual a cero.

Entonces, sea la matriz de varianzas-covarianzas  $\mathbf{C}_\phi = \text{diag}(\epsilon_{ij}^2)$  de los flujos observados, la matriz de covarianzas para el vector de parámetros estimado,  $\mathbf{p}_{\text{post}}$ , viene dado por la inversa de la matriz de ecuaciones normalizadas (divididas por  $\epsilon_{ij}$ ):

$$\mathbf{C}_{\mathbf{p},\text{post}} = (\mathbf{S}^T \mathbf{C}_\phi^{-1} \mathbf{S})^{-1} \quad (5.5)$$

donde las matrices  $\mathbf{C}_{\mathbf{p},\text{post}}$ ,  $\mathbf{C}_\phi$ , y  $\mathbf{S}$  se definen para cada ST  $i$  independientemente. Los elementos diagonales  $[\mathbf{C}_{\mathbf{p},\text{post}}]_{kk} = \sigma_{ik,\text{post}}$  de esta matriz son la estimación de los errores que un sistema fotométrico dado proporcionaría.

Pero en realidad la degeneración entre parámetros hará que muchas veces la matriz  $(\mathbf{S}^T \mathbf{C}_\phi^{-1} \mathbf{S})^{-1}$  sea singular o casi-singular, dando un resultado para  $\sigma_{ik,\text{post}}$  infinito, o muy grande, si la calculamos mediante la ec. (5.5). Esto se puede evitar si añadimos a la ecuación una matriz definida positiva que haga que la parte derecha de la igualdad sea definida positiva. Así:

$$\mathbf{C}_{\mathbf{p},\text{post}} = (\mathbf{B} + \mathbf{S}^T \mathbf{C}_\phi^{-1} \mathbf{S})^{-1}. \quad (5.6)$$

$\mathbf{B}$  es la matriz de información *a priori* de los parámetros físicos. En ausencia de cualquier otra información sobre los parámetros físicos tenemos  $\mathbf{B} = \text{diag}(\sigma_{ik,\text{prior}}^{-2})$  donde  $\sigma_{ik,\text{prior}}$  es la incertidumbre que se puede asociar al parámetro en cuestión antes de ser analizado con los filtros fotométricos.

Cuando los datos fotométricos no proporcionen ninguna información relevante sobre un determinado  $p_k$  (sea debido tanto a que las varianzas de los flujos en  $\mathbf{C}_\phi$  son muy grandes como a que los elementos de la matriz de sensibilidad  $\mathbf{S}$  son muy pequeños), entonces  $\sigma_{ik,\text{post}} \simeq \sigma_{ik,\text{prior}}$ . En ese caso, sabemos al menos que la estrella que buscamos se encuentra dentro del rango de parámetros estelares conocido. Por ello, una primera estimación de  $\sigma_{ik,\text{prior}}$  sería  $\Delta AP / \sqrt{12}$  donde  $\Delta AP$  es el rango de variación de los posibles valores del parámetro considerado. Esta forma de calcular  $\sigma_{ik,\text{prior}}$  corresponde a la incertidumbre de una distribución aleatoria con igual probabilidad de valores. Calculados así, sin añadir más información, los valores considerados para la librería de BaSeL-2.2 serían  $\Delta T_{\text{ef}} = 40000$  K,  $\Delta \log g = 6.5$  dex,  $\Delta [\text{M}/\text{H}] = 6.0$  dex,  $\Delta A_V = 9.0$  mag (ver sec. 4.2.2). De estos valores se derivan  $\sigma_{T_{\text{ef}},\text{prior}} = 11547$  K,  $\sigma_{\log g,\text{prior}} = 1.88$ ,  $\sigma_{[\text{M}/\text{H}],\text{prior}} = 1.73$ ,  $\sigma_{A_V,\text{prior}} = 2.60$  y  $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}],\text{prior}} = 0.3$ .

Pero esta matriz  $\mathbf{B}$  juega un papel muy importante y puede usarse para incorporar toda la información que conocemos de antemano sobre los parámetros físicos de los objetos observados. Por ejemplo, para incorporar información proveniente de las medidas de paralaje proporcionadas por el propio satélite, tal y como se detalla en Lindegren (2004b). Según este informe, para incorporar la información de la paralaje, basta con sumar a  $\mathbf{B}$  un término  $b_k b_{k'}$ , siendo:

$$b_k = \frac{(0.2 \ln 10)}{\sqrt{(\frac{\sigma_\pi}{\pi})^2 + (0.5 \ln 10)^2 \epsilon^2}} \frac{\partial M}{\partial p_k} \quad (5.7)$$

donde

$$M(p_k) = \text{const} + A_V - 10 \log T_{\text{ef}} + 2.5 \log g - BC(\mathbf{p}) - 2.5 \log \mathcal{M} \quad (5.8)$$

siendo  $BC = M_{\text{bol}} - M_V$  la corrección bolométrica,  $\mathcal{M}$  la masa y  $\epsilon$  la incertidumbre en la predicción *a priori* de  $\mathcal{M}$ , que Lindegren (2004b) asume igual a 0.3 dex.

También se puede incorporar otra información conocida que sea útil para saber de antemano como puede ser la estrella, como por ejemplo, si sabemos que pertenece a una cierta localización galáctica a veces podemos tener cierto conocimiento del enrojecimiento de la estrella (entonces una vez estimada la  $A_V$  definiríamos su  $\sigma_{A_V, \text{prior}} = 0.1 + 0.15A_V$ ) o de la abundancia química si pertenece a una u otra población galáctica (y en ese caso reduciríamos el intervalo de variación de  $[M/H]$ ), y en el caso que conociéramos que una estrella es cefeida, supergigante o de tipos OB, también podríamos considerar la metalicidad como conocida, reduciendo el valor  $\sigma_{[M/H], \text{prior}} = 1.73$  dex a un valor menor, por ejemplo, 0.5 dex.

A la práctica, las derivadas  $\partial\phi_{ij}/\partial p_k$  se calculan numéricamente a partir de los datos fotométricos simulados. Para estas simulaciones se requieren SED representativas de las estrellas (ver sec. 4.2) que consideramos ST (capítulo 3) y un modelo de ruido para los instrumentos fotométricos (sec. 4.1).

Para evaluar la FoM de los sistemas fotométricos propuestos se realizaron simulaciones utilizando las librerías espectrales de BaSeL-2.2, y NextGen2 y NMARCS para incluir el efecto de las abundancias de elementos  $\alpha$  diferentes a la solar.

Las columnas de  $\mathbf{S}_i$  son los vectores gradientes que describen los cambios de los flujos respecto a cambios en un parámetro. Así,  $\mathbf{S}_i$  contiene toda la información necesaria para caracterizar el comportamiento del sistema fotométrico en el espacio de datos (o espacio del flujo de los filtros) cercano al ST  $i$ . En el caso ideal, los vectores gradientes estarían alineados con los ejes de coordenadas en el espacio de datos. Éste sería el caso en el que cada uno de los filtros medidos  $\phi_{ij}$  es sensible a uno, y sólo uno, de los parámetros astrofísicos. En realidad, el vector gradiente no está alineado con los ejes de coordenadas, por lo que cada parámetro astrofísico afecta a una cierta combinación de flujos. Esto significa que, incluso en el caso de que todos los vectores gradientes sean ortogonales, los errores en los parámetros



podrían estar correlacionados debido a que cualquier error en el flujo medido  $\phi_{ij}$  puede afectar a la determinación de múltiples parámetros. Estas correlaciones se incluyen correctamente en el cálculo de la matriz de covarianza ( $\mathbf{C}_\phi$ ) de los vectores de parámetros estimados y se reflejan en los elementos no diagonales diferentes de cero.

Otra complicación más que surge a la práctica es que los vectores gradiente no serán ortogonales entre ellos. Esto significa que habrá degeneraciones entre los parámetros cuando intentemos estimarlos. Un ejemplo bien conocido es la degeneración entre  $T_{\text{ef}}$  y  $A_V$  si sólo se mide el continuo del espectro. El comportamiento del sistema fotométrico depende del error en las magnitudes y deberíamos considerarlo pesando los vectores de gradiente ( $1/\epsilon_{ij} \times \partial\phi_{ij}/\partial p_k$ ). Cuando se define la ortogonalidad respecto a los vectores gradiente pesados por el ruido, los vectores gradiente no ortogonales producirán mayores correlaciones entre los errores en el parámetro estimado y provocarán también incrementos en los  $\sigma_{ik,\text{post}}$ .

Esto significa que un sistema fotométrico con mucha degeneración producirá una FoM menor debido al incremento en  $\sigma_{ik,\text{post}}$ . Sin embargo, la utilizada así es una medida de cómo de bueno es un sistema fotométrico dado para estrellas separadas localmente, con diferentes parámetros a lo largo de las direcciones ortogonales. La FoM no tiene en cuenta degeneraciones globales donde zonas muy diferentes del espacio de parámetros tienen flujos similares.

Por último querría hacer unos breves comentarios sobre la interpretación de los  $\sigma_{ik,\text{post}}$  obtenidos y la FoM. Los valores de  $\sigma_{ik,\text{post}}$  no deberían ser interpretados como las precisiones que se podrán obtener con *Gaia*, sino que representan la precisión alcanzable si los espectros sintéticos representaran las estrellas reales y si el modelo de ruido fuera correcto. No es un método para determinar los valores de  $p_k$  y, por tanto, en la práctica, tendrá que incluir las imprecisiones de los métodos de clasificación.

Sin embargo, el estudio con la FoM permite comparar objetivamente diferentes sistemas fotométricos y además estudiar detalladamente los puntos fuertes y débiles de cada sistema examinando la FoM de cada ST y por grupos de objetivos (tipos de estrellas, poblaciones, brillantes respecto a las débiles, enrojecidas o no, etc). Esta aproximación objetiva utilizando la FoM no ha sido utilizada anteriormente en el diseño de ningún sistema fotométrico. En *Gaia*, sin embargo, se procedió al cómputo de esta figura de mérito de forma metódica, para las propuestas de banda ancha (sec. 5.3.2) e intermedia (sec. 5.3.3). Los cálculos de estas figuras de mérito se hicieron

públicos para toda la comunidad científica de *Gaia* en diversas notas técnicas (Jordi & Carrasco 2004f,g,h,i,j,l,m,r,s,t). La evaluación de todas las propuestas se realiza en Jordi et al. (2004p) y Jordi et al. (2004q), y en términos de la degeneración entre parámetros en Brown (2005a,b,c)

### 5.3.2. Evaluación de las propuestas BBP

Los sistemas de banda ancha se evaluaron con la FoM (Jordi et al. 2004p) sin combinarlos con los sistemas de banda intermedia, viendo cómo determinaban por ellos mismos los parámetros físicos requeridos, y también de forma combinada con los sistemas de banda intermedia. Esta última situación es la que se tendrá con *Gaia* en la mayoría de los casos, aunque en los campos muy densos, sólo se dispondrá de la banda ancha. Analizando los resultados vemos que cuando un sistema fotométrico de banda ancha provee buenos resultados astrofísicos por sí sólo ese sistema es también el que da mejores resultados cuando se combina con los filtros de banda intermedia.

Los resultados de la FoM de los sistemas de banda ancha los compararemos según el número de filtros que posean (4 ó 5). Entre los sistemas de cuatro filtros considerados para calcular su FoM encontramos X2B, H3B y P1B. Las propuestas evaluadas con cinco filtros son 4B y V1B.

Empezando por el análisis de los **sistemas de cuatro filtros** (ver Fig. 5.14 y la tabla 5.1), encontramos :

- los valores de la FoM para X2B son mayores que los de H3B para la mayoría de direcciones de las estrellas del halo, del disco grueso y del bulbo. Para las estrellas del disco delgado, ambos sistemas se comportan de manera similar, siendo X2B ligeramente mejor para la dirección ortogonal al plano galáctico, donde el enrojecimiento es menor.
- el sistema P1B se comporta mejor que X2B y H3B para las estrellas altamente enrojecidas (bulbo y distancias en el plano superiores a 5 kpc). Sin embargo, P1B es significativamente peor que X2B y H3B para el halo y el disco delgado cercano, y similar a H3B para el disco grueso.
- P1B es mejor que los otros dos sistemas de cuatro filtros para todas las AGB y estrellas del “red clump”, así como para las enanas M y K tardías del disco

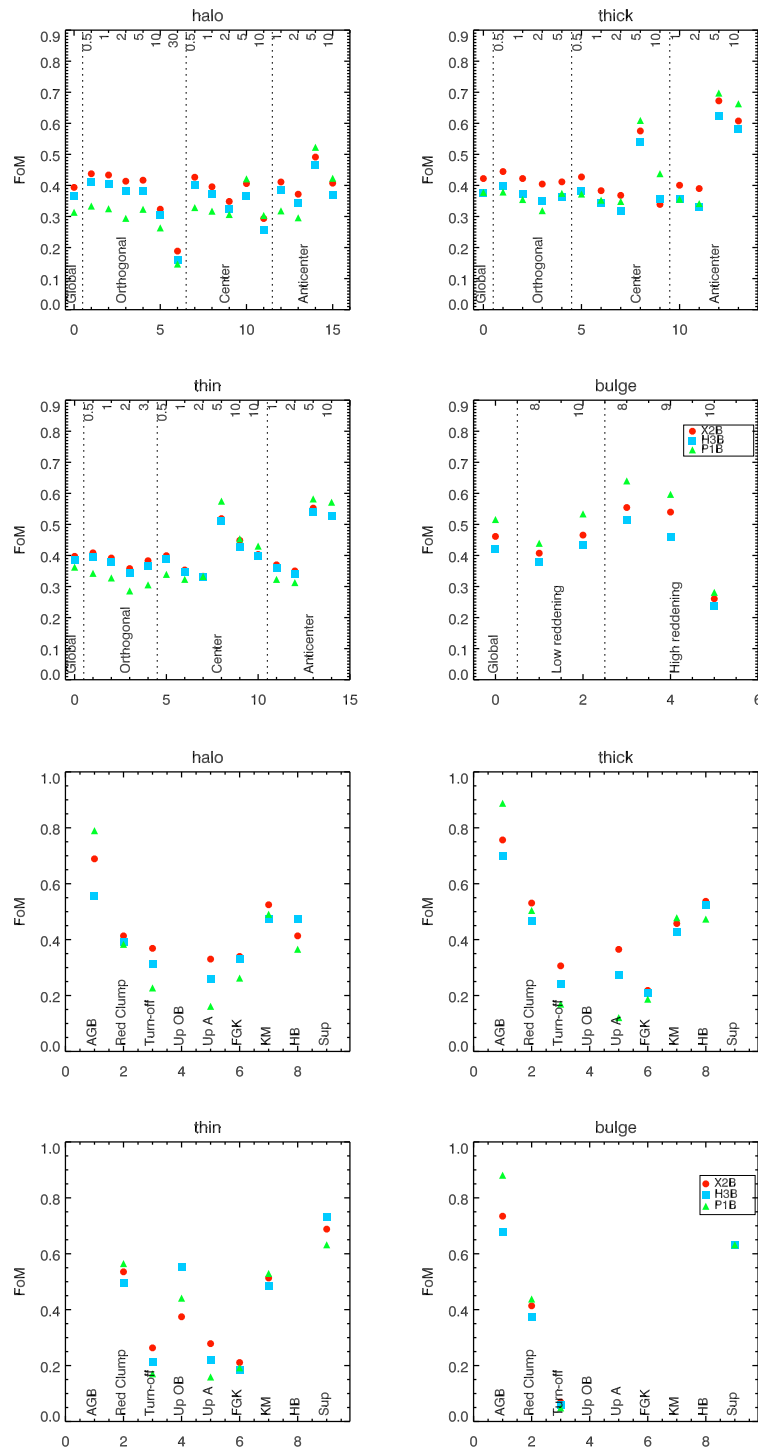


Figura 5.14: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores, donde el eje x superior muestra la distancia al Sol en kpc) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los tres sistemas BBP de cuatro filtros evaluados.

grueso y delgado. Comparando X2B y H3B, éste último se muestra superior únicamente para las estrellas de tipo OB y de la rama horizontal.

Tal y como se explica en la sec. 5.1.5, el sistema P1B se diseñó teniendo en cuenta únicamente las estrellas más frías. Esto podría explicar su buen comportamiento con las estrellas del bulbo y de distancias grandes, ya que estas zonas galácticas se componen básicamente de gigantes rojas y AGB. Nosotros, junto al resto del equipo de fotometría, convenimos que el alto valor de la FoM del sistema P1B para las estrellas de bulbo no compensa la pérdida en el resto de poblaciones y, por ello, entre los sistemas de cuatro filtros recomendamos el sistema X2B.

Proseguimos ahora analizando los **sistemas de cinco filtros**:

- Básicamente lo que diferencia las propuestas 4B y V1B es el filtro ultravioleta. Al analizar la FoM de estas dos propuestas (ver tabla 5.1) se aprecia que el sistema V1B posee valores más elevados de la FoM, excepto para el caso de las estrellas A y las de la rama horizontal, por lo que V1B se erigió como el sistema recomendado a este nivel de iteración con la FoM.
- Los sistemas fotométricos con cinco bandas proporcionan una FoM más elevada (ver la tabla 5.1), pudiéndose recuperar la información astrofísica de forma más precisa, excepto cuando analizamos las estrellas fuertemente enrojecidas, debido a la diferencia de anchura de los filtros. Dado que el estudio del halo y el disco grueso puede hacerse evitando las regiones de alto enrojecimiento estelar, recomendamos la opción de 5 filtros.

Tras esta primera iteración con la FoM, y una vez analizados los resultados obtenidos nos planteábamos incrementar, si era posible, la FoM. Con este objetivo propusimos (Jordi & Carrasco 2004n) cinco nuevos sistemas fotométricos (ver Fig. 5.15) con cinco filtros cada uno. En la Fig. 5.15 se encuentran representadas las respuestas normalizadas de los filtros de estas cinco propuestas:

**F2B** : Basándonos en V1B, proponemos estrechar el filtro centrado a 650 nm (hasta una anchura de 50 nm) para poder combinarlo con el filtro  $H_\alpha$  del sistema de banda intermedia generando un índice de color similar al  $H_\beta$  explicado en la sec. 1.2.2. Como consecuencia de este estrechamiento, para que el sistema

cumpla los requisitos necesarios para poder determinar la cromaticidad, los filtros contiguos a éste se deben ensanchar hasta llegar a solapar con el filtro que hemos estrechado. El filtro centrado en 550 nm también lo ensanchamos por la banda azul para captar más fotones. Por último, el límite entre los filtros más rojos lo movemos hasta el salto de Paschen para conseguir así un indicador de luminosidad para las estrellas más calientes.

**F3B** : El problema que podemos encontrar con F2B es que al estrechar tanto el filtro de  $H_\alpha$  y el filtro más rojo centrado a 916 nm, las estrellas más débiles pueden sufrir un aumento del error asociado a estos filtros. Para investigar este efecto, F3B sólo lo hacemos diferir de V1B en el filtro central de  $H_\alpha$ , convirtiéndolo en el de F2B, pero sin cambiar el filtro centrado más rojo.

**F4B** : Basado también en F2B, volvemos a aumentar la anchura del filtro F2B655 hasta 70 nm para intentar mejorar el rendimiento para las estrellas más débiles colectando más fotones. Como consecuencia de ello, los límites de los filtros contiguos se desplazan para evitar un excesivo solapamiento de filtros.

**F5B** : El único cambio que sugerimos con F5B respecto a 4B y a V1B es en el filtro más azul. El filtro más azul de F5B coge su límite azul igual que el de V1B441 y su límite rojo al de 4B470, para intentar coleccionar más fotones y comprobar si el mejor comportamiento de V1B respecto a 4B se debe a la extensión hacia longitudes de onda corta o también influye la forma asimétrica de este filtro.

**F6B** : Esta propuesta se basa en F4B y en ella se cambia el filtro azul por el creado para F5B, adaptando la banda contigua para evitar solapamientos no deseados.

Una vez calculadas las FoM de estas nuevas propuestas se procedió a compararlas todas y determinar cuál de ellas proveía los mejores resultados:

#### **El filtro ultravioleta :**

Habíamos visto que 4B y V1B sólo diferían en sus filtros con longitudes de onda centrales más cortas. En la nueva iteración de cálculo de la FoM de los sistemas fotométricos de banda intermedia incluimos F5B modificando este filtro para ver si ensanchando más la propuesta de V1B se obtiene alguna mejora o es la forma asimétrica del filtro ultravioleta de V1B la que le otorga la capacidad de clasificación.

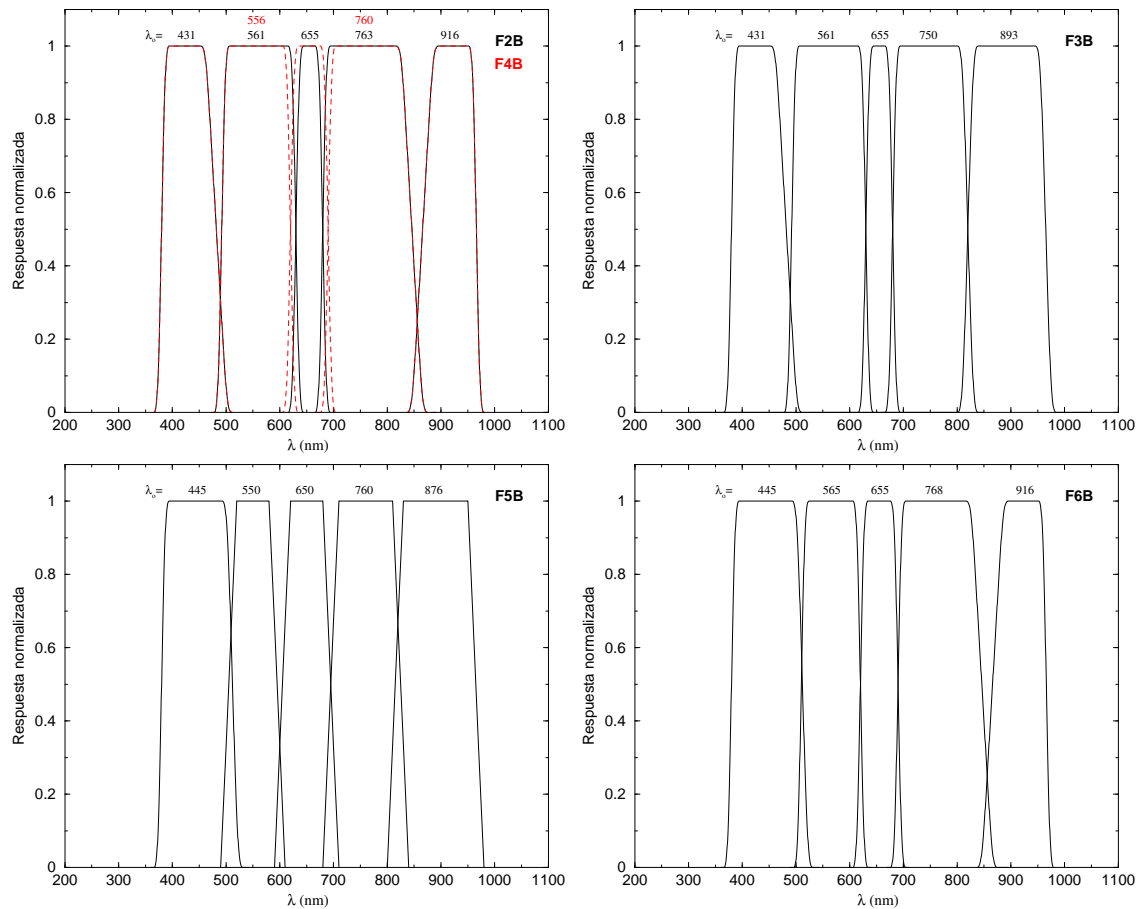


Figura 5.15: Nuevas propuestas de sistemas fotométricos de banda ancha propuestos en este trabajo. F2B y F4B tienen la separación de los dos filtros más rojos en el salto de Pachén y se diferencian en la anchura de sus filtros centrales. El filtro azul es el mismo que en V1B. F5B sólo se diferencia de V1B y 4B en su filtro más azul. Por último, los sistemas F3B y F6B son híbridos de F2B y V1B, y de F4B y F5B respectivamente.

Efectivamente, al calcular las FoM (ver Fig. 5.16), F5B muestra un valor mayor que el de 4B pero no tanto como el de V1B, aunque sí que lo consigue para las estrellas de la rama horizontal y las de tipo A, aunque no siendo tan bueno como 4B para estos casos. Es decir, F5B se halla a medio camino entre los sistemas 4B y V1B.

Los sistemas F4B y F6B difieren también únicamente en su filtro más azul. F4B tiene el mismo filtro azul que V1B y F6B igual al de F5B. A pesar de que las diferencias en la FoM para F4B y F6B son menores a las que hay entre V1B y F5B, la Fig. 5.17 muestra que F6B es superior sólo para las estrellas A

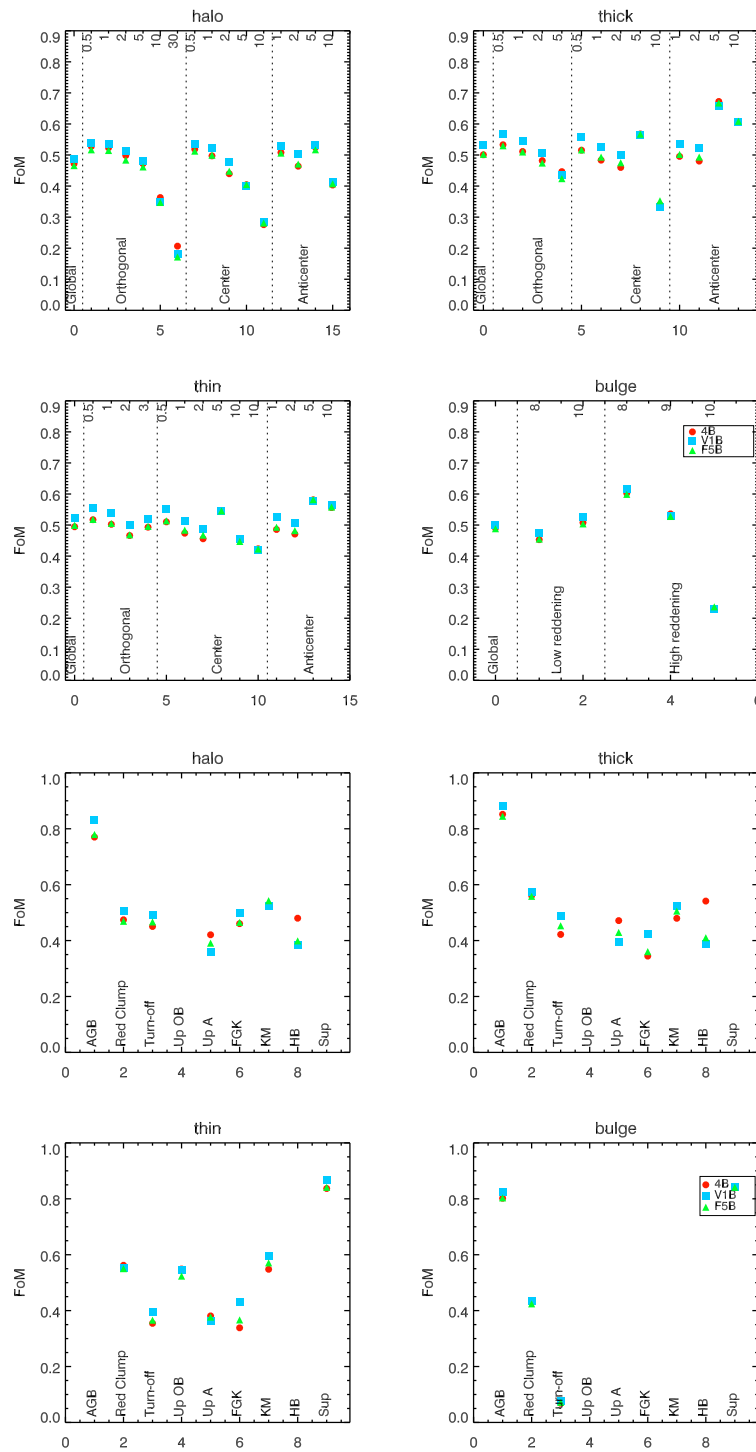


Figura 5.16: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para tres de las propuestas BBP de 5 filtros que sólo difieren en la localización y anchura de su banda azul: 4B, V1B, F5B.

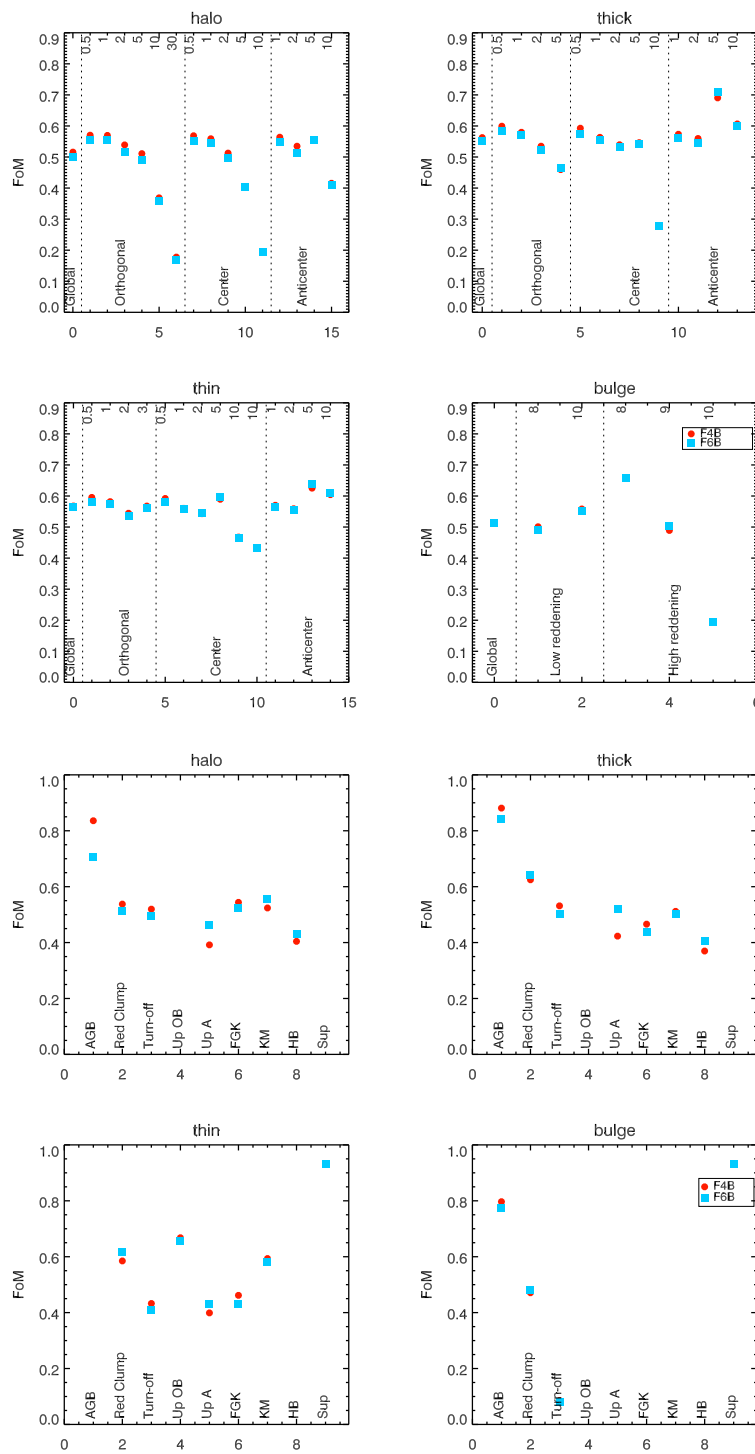


Figura 5.17: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para dos de las propuestas BBP de 5 filtros que sólo difieren en la localización y anchura de su banda azul: F4B, F6B.



	$N_{ST}$	X2B	H3B	P1B
Halo	1560	0.3937	0.3669	0.3136
Disco grueso	1160	0.4221	0.3752	0.3777
Disco delgado	1394	0.3973	0.3868	0.3624
Bulbo	236	0.4613	0.4202	0.5158
Global	4350	0.4058	0.3792	0.3586

	$N_{ST}$	4B	V1B	F2B	F3B	F4B	F5B	F6B
Halo	1560	0.4721	0.4871	0.5127	0.4877	0.5158	0.4659	0.4999
Disco grueso	1160	0.5008	0.5307	0.5606	0.5309	0.5626	0.5022	0.5525
Disco delgado	1394	0.4945	0.5239	0.5698	0.5286	0.5678	0.4990	0.5633
Bulbo	236	0.4902	0.5014	0.5025	0.4961	0.5146	0.4882	0.5130
Global	4350	0.4886	0.5124	0.5453	0.5141	0.5468	0.4885	0.5373

Tabla 5.1: Valores para la FoM de las propuestas de 4 y 5 filtros para el BBP. La columna  $N_{ST}$  indica el número de estrellas consideradas para cada población estelar.

y las de la rama horizontal. En el resto de casos, se comporta similar, o peor, que F4B.

Fijándonos en los valores de  $\sigma_{post}$  vemos que un filtro azul como el de V1B mejora las determinaciones de la metalicidad y de la absorción interestelar, a pesar de que disminuye ligeramente la precisión de las determinaciones de la gravedad superficial. Para ilustrar este hecho, la Fig. 5.18 muestra las diferencias en  $\sigma_{post,[M/H]}$  y  $\sigma_{post,A_V}$  para los sistemas 4B y V1B y para F5B y V1B. Puede comprobarse que en promedio las diferencias son positivas, proporcionando, pues, V1B una mejor determinación global de los parámetros astrofísicos. Las diferencias entre 4B y V1B (más grandes que el 25 % para un porción significativa de los ST) son mayores que las que hay entre F5B y V1B.

Así, como primera conclusión de este estudio podemos decir que  $V1B > F5B > 4B$ , excepto para la rama horizontal y las estrellas A, para las cuales estas desigualdades se invierten. Un filtro azul como el de V1B mejora las  $\sigma_{post}$  de las enanas y gigantes FGK, mientras que un filtro azul como el de F5B o 4B es preferible para las estrellas de tipo OB y de la rama horizontal. Dado que las estrellas frías son más numerosas y cruciales para la determinación de edades, recomendamos adoptar un filtro azul como el de V1B (que también poseen los sistemas F2B, F3B y F4B).

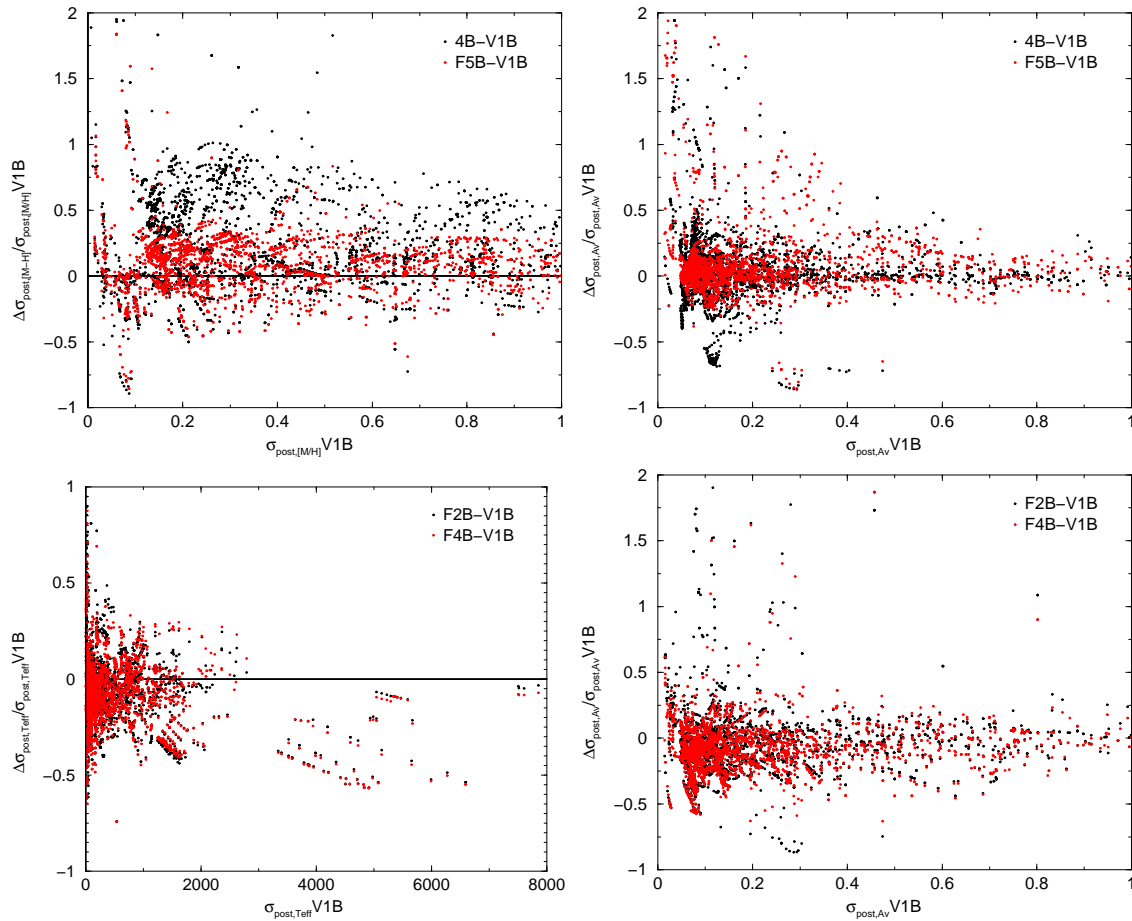


Figura 5.18: *Arriba*: Cambios relativos en  $\sigma_{\text{post},[M/H]}$  y  $\sigma_{\text{post},A_v}$  para los sistemas 4B y F5B respecto al sistema V1B. Las diferencias entre 4B y V1B son mayores que las que hay entre F5B y V1B, con una fracción significativa de diferencias superiores al 25 % para las primeras. *Abajo*: Cambios relativos en  $\sigma_{\text{post},T_{\text{eff}}}$  y  $\sigma_{\text{post},A_v}$  de los sistemas F2B y F4B respecto al sistema V1B. Las diferencias F2B–V1B y F4B–V1B son muy similares, lo cual significa que F2B y F4B se comportan de manera bastante parecida. Las diferencias no son tan grandes como en la comparación 4B–V1B mostrada en las gráficas de arriba.

### La separación de los filtros más rojos :

Vamos a comparar ahora los sistemas con diferentes límites para los filtros más rojos. Como ya se ha mencionado, los sistemas F2B, F4B y F6B sitúan este límite en el salto de Paschen, mientras que los sistemas 4B, V1B, F3B y F5B lo sitúan a 815 nm. La Fig. 5.19 compara los valores de la FoM de los sistemas F2B y F3B, los cuáles sólo difieren en este rasgo.

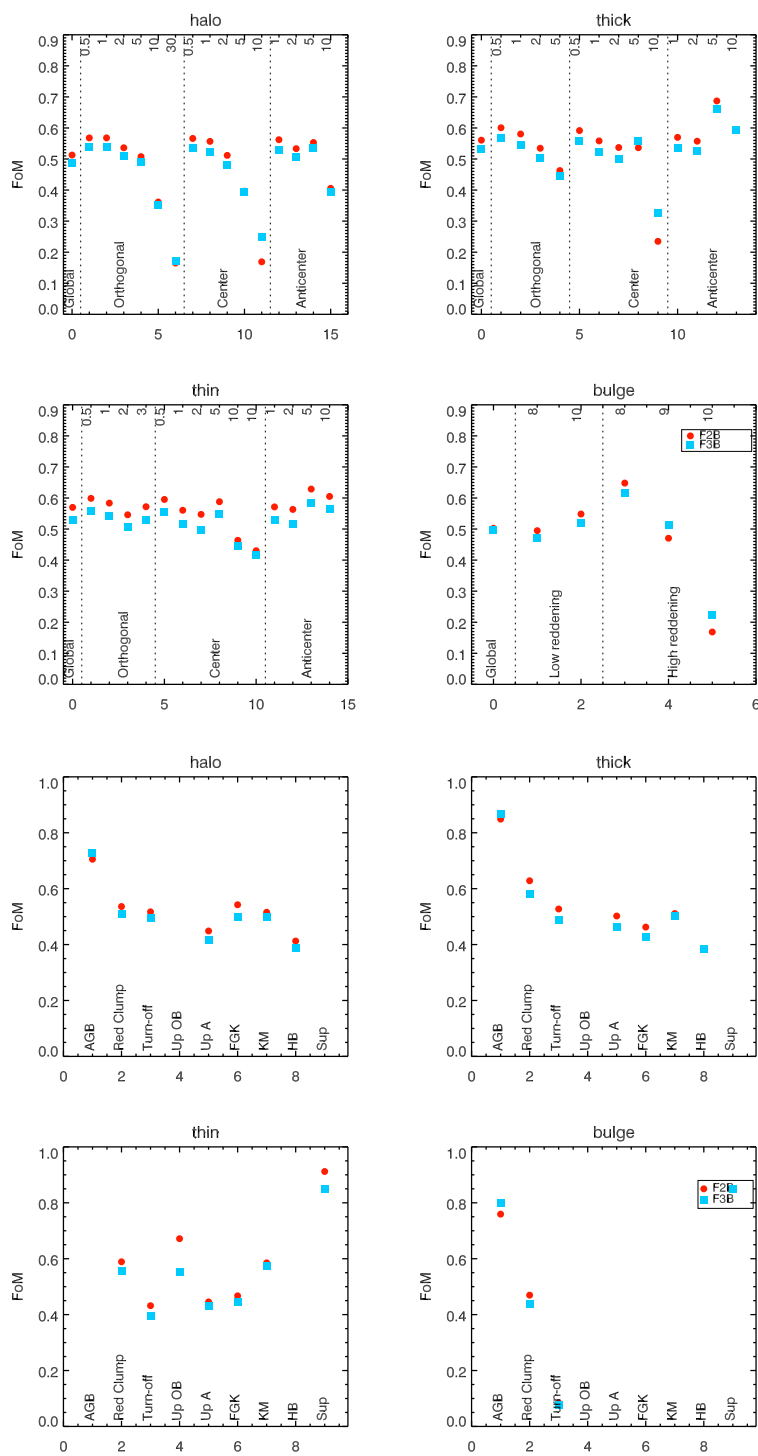


Figura 5.19: FoM en diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F2B y F3B. El sistema F2B tiene la separación entre los dos filtros más rojos en el salto de Paschen y F3B en 815 nm

F2B proporciona valores de la FoM mayores que F3B en la mayoría de los casos, exceptuando las estrellas AGB y las áreas altamente enrojecidas del bulbo, así como a 10 kpc en la dirección del centro galáctico para el disco grueso y el halo. Comparando los valores de  $\sigma_{\text{post}}$  vemos que las diferencias son mayores al 10 % para los cuatro parámetros astrofísicos ( $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ ,  $A_V$ ) para una gran fracción de los objetivos científicos.

Así, se puede extraer de ello una segunda conclusión:  $F2B > F3B$ , y por tanto, colocar los filtros más rojos separados en el salto de Paschen es la opción preferida, excepto para los casos previamente mencionados.

### **Anchura del filtro central :**

La Fig. 5.20 compara los valores de la FoM en diferentes direcciones galácticas y agrupadas por tipos estelares para los sistemas F2B y F4B, que difieren únicamente en la anchura de los tres filtros centrales debido al cambio de anchura producido en el filtro centrado a 655 nm. Estos dos sistemas tienen un comportamiento muy similar. Únicamente difieren en las estrellas A, para las cuales el sistema F2B (con un filtro a 655 nm más estrecho que el de F4B) proporciona una FoM mayor. Un filtro más estrecho favorece, pues, las estrellas de tipo A, pero perjudica a las estrellas AGB y a las estrellas del bulbo, halo y disco grueso a una distancia mayor que 10 kpc.

Así pues, la tercera conclusión es que estrechar el filtro en  $H_\alpha$  favorece la caracterización de las estrellas A. Además, este filtro combinado con el filtro de banda intermedia, aún más estrecho, situado en la misma longitud de onda central puede proveer un indicador de temperatura para las estrellas frías y de gravedad para las calientes de forma casi independiente de la metalicidad y el enrojecimiento.

### **Comparación entre todos los sistemas :**

Los sistemas F2B y F4B son los que tienen valores mayores de la FoM de entre todas las propuestas consideradas. Analizando los valores de  $\sigma_{\text{post}}$  vemos que la determinación de los cuatro parámetros astrofísicos (sobre todo  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  y  $A_V$ ) mejoran en más de un 10 % con F2B y F4B respecto a V1B (ver Fig. 5.18). Hemos visto, en cambio, que F2B y F4B, al tener unos filtros más estrechos que V1B, pierden habilidades para las estrellas más débiles (a grandes distancias y en áreas altamente enrojecidas). La medida del salto de Paschen por F2B compensa la diferencia en el valor de la FoM entre V1B y 4B para las

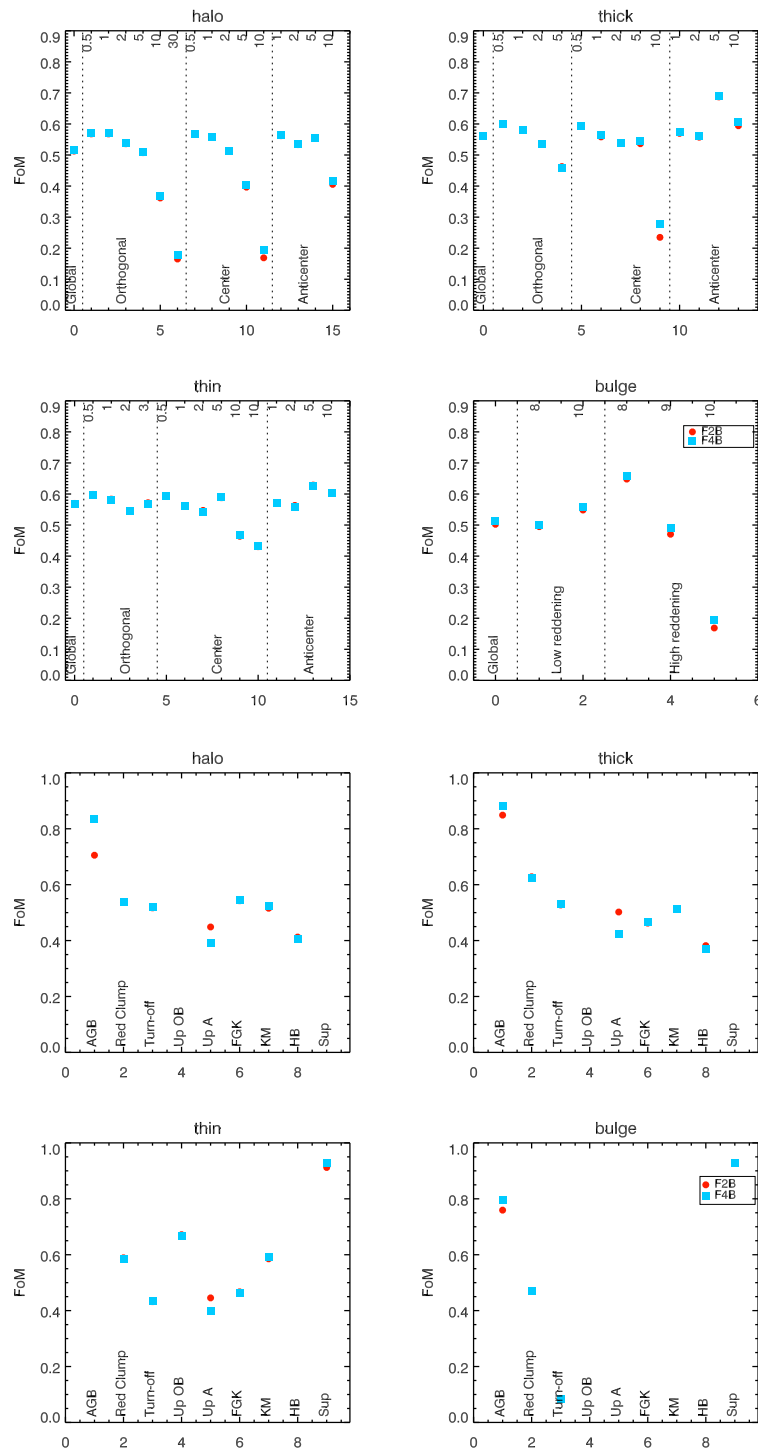


Figura 5.20: FoM en diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F2B y F4B. El filtro de 655 nm de F4B es 10 nm más ancho que el de F2B.

estrellas A. Dado que las estrellas de la rama horizontal son menos numerosas en la Galaxia, recomendamos adoptar F2B o F4B (Fig. 5.20). Entre estos dos sistemas, *escogemos finalmente el sistema F4B*, dado que hemos comprobado un mejor comportamiento que F2B cuando se combina la fotometría de banda ancha e intermedia para determinar los parámetros.

Una vez elegido el mejor sistema de cinco filtros podemos compararlo con el mejor de los sistemas de cuatro filtros (Fig. 5.21). Comprobamos como, realmente, un sistema de cinco filtros puede determinar mejor los parámetros astrofísicos que uno de cuatro, especialmente en el caso de las estrellas más débiles (a mayor distancia, o más enrojecidas) y de las estrellas de tipo A.

### 5.3.3. Evaluación de las propuestas MBP

En (Jordi et al. 2004q) se procede al cálculo y evaluación de los sistemas fotométricos de banda intermedia (MBP) con la figura de mérito.

En la primera iteración de cálculo de la FoM analizaremos los sistemas fotométricos de banda intermedia mencionados hasta ahora (sec. 5.1), es decir: 3F, H2M, H3M, X2M, K1M y V2M. Para las regiones celestes con baja densidad estelar supondremos que tendremos disponibles tanto la fotometría de banda ancha como la de banda intermedia y que serán combinadas para determinar los parámetros físicos de los objetos observados. Por ello, el cálculo de la FoM y de los  $\sigma_{\text{post}}$  lo realizaremos con los sistemas MBP combinados con los BBP. Los analizaremos combinados con el sistema fotométrico de banda ancha que mayor FoM mostraba en este primer fase, es decir, el sistema X2B (ver sec. 5.3.2)

Los valores de la FoM para las propuestas de sistemas de banda intermedia cambian muy poco al modificar los filtros de un sistema a otro, por lo que las conclusiones respecto a los filtros no son tan evidentes como en el caso de banda ancha analizado en la sec. 5.3.2. Un sistema fotométrico puede comportarse ligeramente mejor para una población estelar dada y peor para otra. Aún así, la FoM provee información útil, pues para eso se ha definido, para dar un criterio global y analizar en detalle cada una de las propuestas, facilitando así la tarea de escoger entre sistemas con comportamientos similares.

Así pues, fijándonos en los valores de la FoM (tabla 5.2), podemos ver que X2M

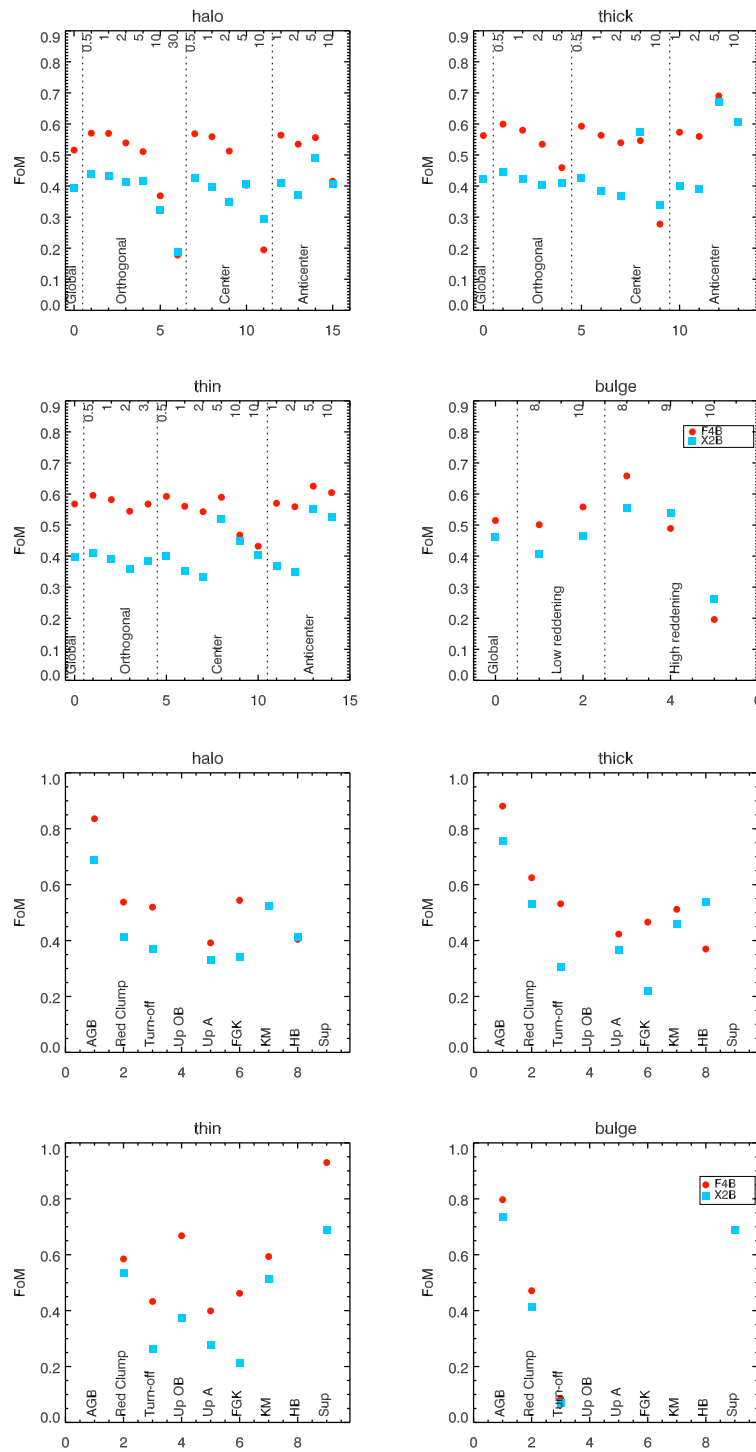


Figura 5.21: FoM para diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas recomendados para el BBP. F4B, con 5 filtros proporciona un comportamiento mejor que X2B, con 4 filtros.

	$N_{ST}$	3F+X2B	H2M+X2B	H3M+X2B	X2M+X2B	K1M+X2B	V2M+X2B
Halo	1560	0.8780	0.8756	0.8719	0.8844	0.8681	0.8759
Disco grueso	1160	0.9364	0.9340	0.9302	0.9411	0.9279	0.9302
Disco delgado	1394	0.9263	0.9231	0.9213	0.9308	0.9221	0.9225
Bulbo	236	0.7705	0.7453	0.7453	0.7753	0.7635	0.7651
Global	4350	0.9049	0.9010	0.8982	0.9101	0.8976	0.9009

Tabla 5.2: Valores de la FoM de los sistemas fotométricos de banda intermedia disponibles en la primera iteración de cálculo de la FoM combinados con el sistema de banda ancha, X2B. *Nota: En esta primera iteración, la FoM se calculó sin imponer el error mínimo en la fotometría de 3 milimagnitudes. Por ello, los valores mostrados en esta tabla son ligeramente superiores a los mostrados en otras tablas y no son directamente comparables con el resto de tablas.*

y 3F son los sistemas que tienen valores más elevados de la FoM, aunque X2M se comporta ligeramente mejor que el resto de los sistemas, proporcionando valores más altos.

Dados estos resultados, nuestro equipo se propuso determinar qué filtro del sistema X2M le proveía de la característica diferencial que hacía que mostrara un comportamiento algo superior. Para ello, alteramos nuestro sistema 3F, creando tres nuevas propuestas representadas en la Fig. 5.22 y descritas en Jordi & Carrasco (2004k).

**F4M** : La propuesta denominada F4M ensancha el filtro de  $H_\alpha$  de los 3.6 nm hasta los 30 nm de X2M.

**F5M** : La segunda propuesta, F5M, se propone substituir el filtro de 3F centrado en 747 nm, ya que este filtro de continuo es redundante, y añade el filtro más rojo de X2M, centrado a 965 nm, puesto que un filtro a longitudes de onda largas puede mejorar en la determinación de la extinción interestelar.

**F6M** : La última de estas propuestas, F6M, combina las dos modificaciones, es decir, cambia tanto la anchura del filtro  $H_\alpha$  como substituye el filtro de 747 nm por el de 965 nm.

Las conclusiones obtenidas al analizar estas tres nuevas propuestas se resumen a continuación:



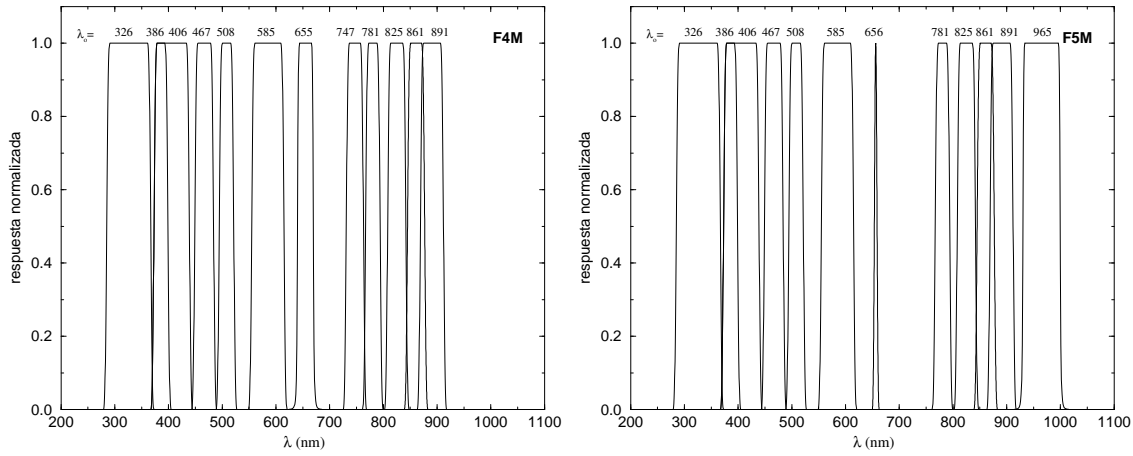


Figura 5.22: *Izquierda*: El sistema F4M difiere del sistema 3F en la anchura del filtro centrado a 655 nm. *Derecha*: El sistema F5M lo hace eliminando el filtro de 747 nm y añadiendo un filtro a 965 nm. El sistema F6M (no representado) incorpora ambos cambios, tanto la anchura del filtro a 655 nm, como la añadidura del filtro a 965 nm.

	$N_{ST}$	X2M+X2B	3F+X2B	F4M+X2B	F5M+X2B	F6M+X2B
Halo	1560	0.8494	0.8435	0.8401	0.8532	0.8505
Disco grueso	1160	0.9192	0.9140	0.9109	0.9215	0.9190
Disco delgado	1394	0.9195	0.9110	0.9084	0.9213	0.9196
Bulbo	236	0.7722	0.7678	0.7691	0.7832	0.7846
Global	4350	0.8888	0.8822	0.8795	0.8919	0.8899

Tabla 5.3: Valores de la FoM de los sistemas fotométricos de banda intermedia F4M–F6M comparados con la versión previa (3F) y con el sistema fotométrico de banda intermedia que mejor se comportó en la primera iteración de cálculo (X2M). Todos ellos combinados con el sistema de banda ancha X2B. Estos cálculos consideran un error mínimo en la fotometría igual a 3 milimagnitudes.

- El cálculo de la FoM (tabla 5.3) para estos tres sistemas fotométricos (Jordi & Carrasco 2004) reveló que incluir el filtro de 965 nm efectivamente comporta un aumento de la FoM, al mejorar la determinación de la absorción, y así el resto de parámetros. Se consigue una disminución significativa de  $\sigma_{\text{post}, T_{\text{ef}}}$  y  $\sigma_{\text{post}, A_V}$  (en más de un 10 % para más del 40 % de los ST) y, como consecuencia,  $\sigma_{\text{post}, [M/H]}$  también disminuye, aunque no demasiado.  $\sigma_{\text{post}, \log g}$  permanece invariable con el cambio. Esta mejora tiene impacto principalmente en las estrellas a distancias mayores que 5 kpc y en las enanas A-K (la extinción

para las estrellas más calientes se determina suficientemente bien con el filtro ultravioleta).

- En cambio, al modificar el filtro  $H_\alpha$  a una anchura tan grande como 30 nm el sistema fotométrico pierde capacidad de clasificación.

Por ello, el sistema F5M, consiguiendo valores en la FoM superiores a los de X2M, se convirtió en el sistema fotométrico con mayor FoM hasta el momento.

Tras esta primera iteración, se abrió un turno de propuestas para intentar mejorar si cabe el sistema MBP. Los equipos que siguieron proponiendo filtros fueron los de Copenhague (sistemas K propuestos en Høg & Knude (2004a,b) y representados en la Fig. 5.24), Vilnius (sistema V3M propuesto en Straižys et al. (2004c), Fig. 5.25) y nuestro equipo (sistemas F propuestos en Jordi & Carrasco (2004o), Fig. 5.23). Así como los sistemas de Copenhague y Vilnius se centran más a optimizar los filtros de menores longitudes de onda, nuestros sistemas intentan mejorar el comportamiento de los filtros a longitudes de onda más rojas.

A continuación explicamos brevemente los nuevos sistemas propuestos:

**F7M y F8M** : Con el análisis de F4M respecto a 3F ya hemos visto que para la determinación de los parámetros físicos no conviene un filtro en  $H_\alpha$  demasiado ancho. A pesar de ello, debido a restricciones a la hora de fabricar los filtros, la industria considera que el filtro  $H_\alpha$  de 3F (de tan sólo 3.6 nm de anchura) es demasiado estrecho y por ello se pidió al equipo de fotometría que investigara otras opciones con anchuras no inferiores a 6 nm.

Con este propósito, creamos dos alteraciones del sistema F5M con anchuras de los filtros en  $H_\alpha$  de 6 (sistema F7M) y 9 nm (sistema F8M), no llegando pues a ser tan ancho como el de 30 nm propuesto con anterioridad en F4M. El aspecto de estos dos sistemas es muy similar al de F5M por lo que remito nuevamente a la fig 5.22 para ver el aspecto y posición de los filtros de estos dos nuevos sistemas.

**F9M** : Al comparar F5M con X2M vimos que X2M se comportaba ligeramente mejor para las estrellas FGK del disco grueso y delgado. Una cuestión sin resolver desde el momento de proponer el sistema 3F, y por tanto el resto de sistemas F creados hasta aquí, era la conveniencia o no de solapar los

filtros centrados en 406 y 386 nm. Tomando como referencia el sistema F7M, con el sistema F9M evitamos este solapamiento para aislar así las líneas de Ca II H+K. Para hacer esto adoptamos la pendiente azul del filtro centrado en 410 nm de X2M, manteniendo la pendiente roja de nuestro filtro centrado en 406 nm. Con este cambio se espera un cambio en la determinación de la metalicidad.

**F10M y F11M** : Al crear F5M eliminamos el filtro de 747 nm para poder utilizar la columna de CCD que deja libre para alojar el filtro de 965 nm. El motivo de elegir la supresión de este filtro fue que la medida del continuo de titanio que medirá este filtro, también nos la proporcionaba el filtro de 891 nm. Quedaba, en cambio, la duda de si no conseguiríamos un aumento mayor de la FoM suprimiendo este filtro en vez del de 747 nm. Por ello, F10M lo construimos a partir de F9M pero suprimiendo el filtro de 891 nm para añadir de nuevo el de 747 nm. En el sistema F11M probamos incluso de eliminar estos dos filtros de continuo a la vez y añadir la columna de CCD extra que queda libre al filtro centrado en 965 nm.

**F12M** : En Wahlgren et al. (2005) se propone medir la profundidad de la banda del TiO para las estrellas de tipo M utilizando la banda de absorción a 712 nm en vez del de 781 nm. Con este propósito creamos F12M, el cual es idéntico a F10M pero substituyendo el filtro en 781 nm por uno centrado en 716 nm.

**K2M** : Puesto que el sistema K1M no poseía ningún filtro en  $H_\alpha$  y, puesto que los otros sistemas que sí la poseen han proporcionado valores de la FoM mayores, los autores proponen añadir a K1M un filtro en esta traza espectral de una anchura de 20 nm, igual a la que tiene el sistema V2M.

**K3M** : Como se ha comprobado con F5M, la introducción en el sistema fotométrico del filtro centrado a 965 nm puede ayudar a aumentar el valor de la FoM. Por ello, en K3M se incorpora este filtro al sistema K2M.

**K4M** : El sistema K4M propone un filtro  $H_\alpha$  más estrecho que el de K3M, de tan sólo 10 nm, para facilitar su manufacturación por parte de la industria. Además, introducen un ligero desplazamiento (tan sólo 2 nm hacia longitudes de onda azules) del filtro centrado en 406 nm siguiendo una recomendación de Tautvaišienė & Edvardsson (2002) para determinar los elementos  $\alpha$  mediante las líneas de Ca II H+K.

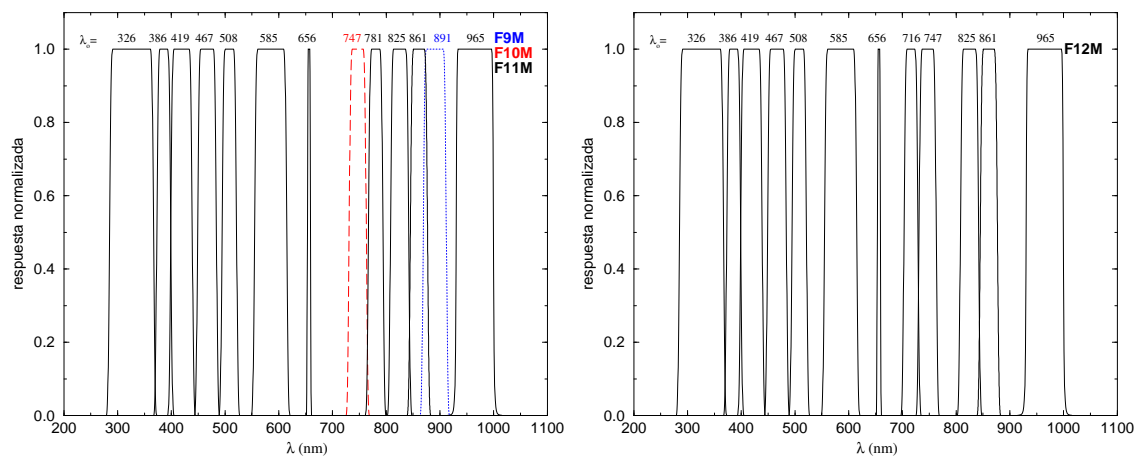


Figura 5.23: *Izquierda*: Sistemas F9M, F10M y F11M. Éstos únicamente difieren entre sí en los dos filtros señalados. El sistema F9M posee el filtro a 891 nm pero no así el de 747 nm. Para el sistema F10M, en cambio, esto es justamente al revés. El sistema F11M no posee ninguno de estos dos filtros fotométricos. *Derecha*: Sistema F12M, el cuál pretende observar la traza de TiO en la región centrada en 716 nm en vez de en la de 781 nm.

**K5M** : Con este sistema se pretende analizar la conveniencia o no de solapamientos en la región cercana a los 400 nm, tal y como también se hace en F9M. Así pues, partiendo de K4M se evita el solapamiento de dichos filtros.

**K6M** : Los siguientes sistemas fotométricos son muy similares a V2M. Partiendo de éste, el sistema K6M substituye el filtro centrado a 515 nm por el utilizado en los otros sistemas K, un poco más estrecho (pasando de los 30 nm de V2M a sólo 18 nm).

**K7M** : Este sistema es idéntico a K6M exceptuando la supresión del filtro centrado en 965 nm para alojar en las 2 CCD que quedan libres con ello otros filtros como los centrados en 861 y 895 nm.

**V3M** : Por último, partiendo de K7M, el sistema V3M introduce un nuevo filtro estrecho centrado en 395 nm, cogiendo una de las columnas de CCD asociadas al filtro en 410 nm, tal y como se hizo en K5M respecto a K4M.

Una vez calculadas las FoM de estas nuevas propuestas se procedió a compararlas todas y determinar cuál de ellas proveía los mejores resultados, sin considerar la determinación de las abundancias en elementos  $\alpha$  en esta etapa del estudio:

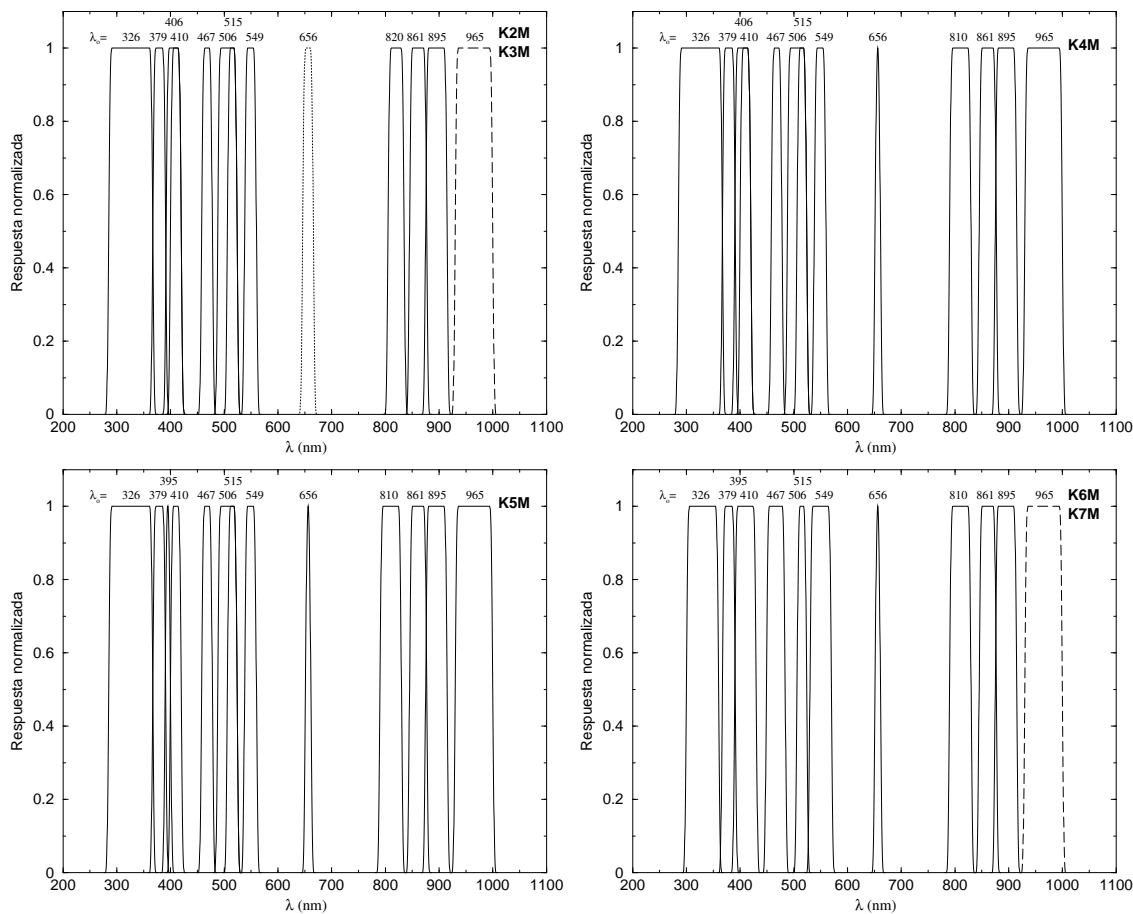


Figura 5.24: *Arriba-izquierda:* El sistema K2M difiere de K1M en la inclusión del filtro centrado a 656 nm. A su vez, el sistema K3M difiere de K2M en la inclusión del filtro centrado a 965 nm. *Arriba-derecha:* El sistema K4M reduce la anchura del filtro  $H_\alpha$  a sólo 10 nm y desplaza levemente el filtro centrado a 406 nm. *Abajo-izquierda:* K5M evita el solapamiento que se producía en la región del Ca II H+K. *Abajo-derecha:* La diferencia entre los sistemas K6M y K7M se encuentra en el filtro centrado a 965 nm (el sistema K7M no lo posee). El sistema K6M respecto a K5M ha incorporado un filtro centrado en 515 nm.

### El filtro infrarrojo en 965 nm :

Al incorporar este filtro en el sistema F5M vimos una considerable mejora en la implementación del sistema respecto a un sistema sin este filtro (3F). Esta conclusión se confirma con las nuevas FoM calculadas (tabla 5.4).

### La anchura del filtro $H_\alpha$ :

Con los filtros de los sistemas F7M, F8M, K3M y K4M se proponen diversas anchuras equivalentes para los filtros  $H_\alpha$  intentando averiguar cuál es la

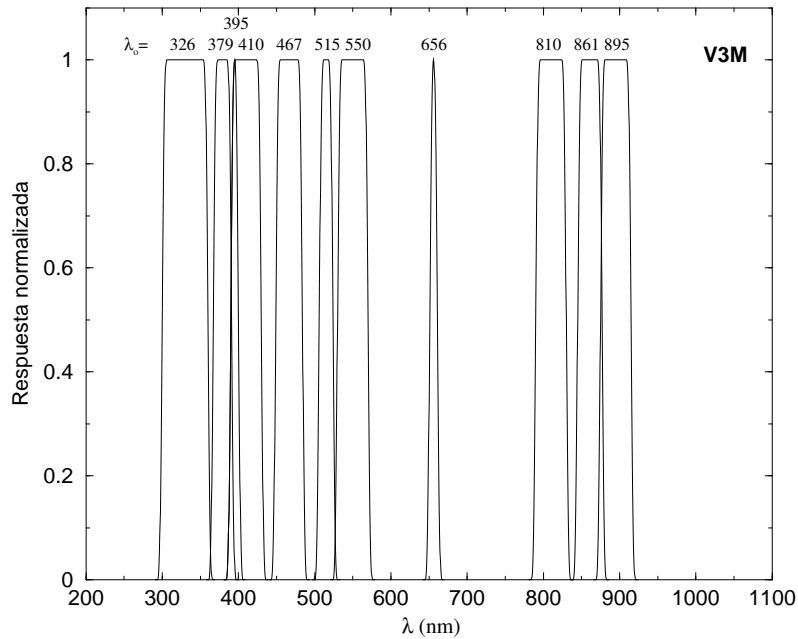


Figura 5.25: De la misma forma como se introdujo el filtro en 395 nm de K5M respecto a K4M, el sistema V3M introduce este mismo filtro en K7M para intentar determinar mejor las abundancias de elementos  $\alpha$ .

	$N_{ST}$	3F+F4B	F5M+F4B	K2M+V1B	K3M+V1B	K7M+F4B	K6M+F4B
Halo	1560	0.8457	0.8508	0.8320	0.8407	0.8371	0.8446
Disco grueso	1160	0.9165	0.9195	0.9048	0.9135	0.9070	0.9144
Disco delgado	1394	0.9142	0.9198	0.9038	0.9128	0.9040	0.9121
Bulbo	236	0.7655	0.7727	0.7517	0.7634	0.7523	0.7621
Global	4350	0.8846	0.8895	0.8726	0.8816	0.8749	0.8828

Tabla 5.4: Valores de la FoM para los sistemas sin (3F, K2M, K7M) y con (F5M, K3M, K6M) filtro infrarrojo a 965 nm. Los sistemas con el filtro infrarrojo proporcionan valores de la FoM mayores que los que no lo poseen. El sistema 3F debe ser comparado con F5M, K2M con K3M (estos dos están combinados con el sistema fotométrico de banda ancha V1B, en vez de con F4B como el resto) y K7M con K6M.

anchura óptima mediante la FoM (tabla 5.5).

En la Fig. 5.26 se observa cómo el comportamiento de F5M, F7M y F8M es casi idéntico, tanto en términos de localizaciones galácticas como por grupos de estrellas. Lo mismo puede verse en la Fig. 5.27 respecto a K3M y K4M. De hecho, las diferencias son muy pequeñas en promedio y sólo involucran, por

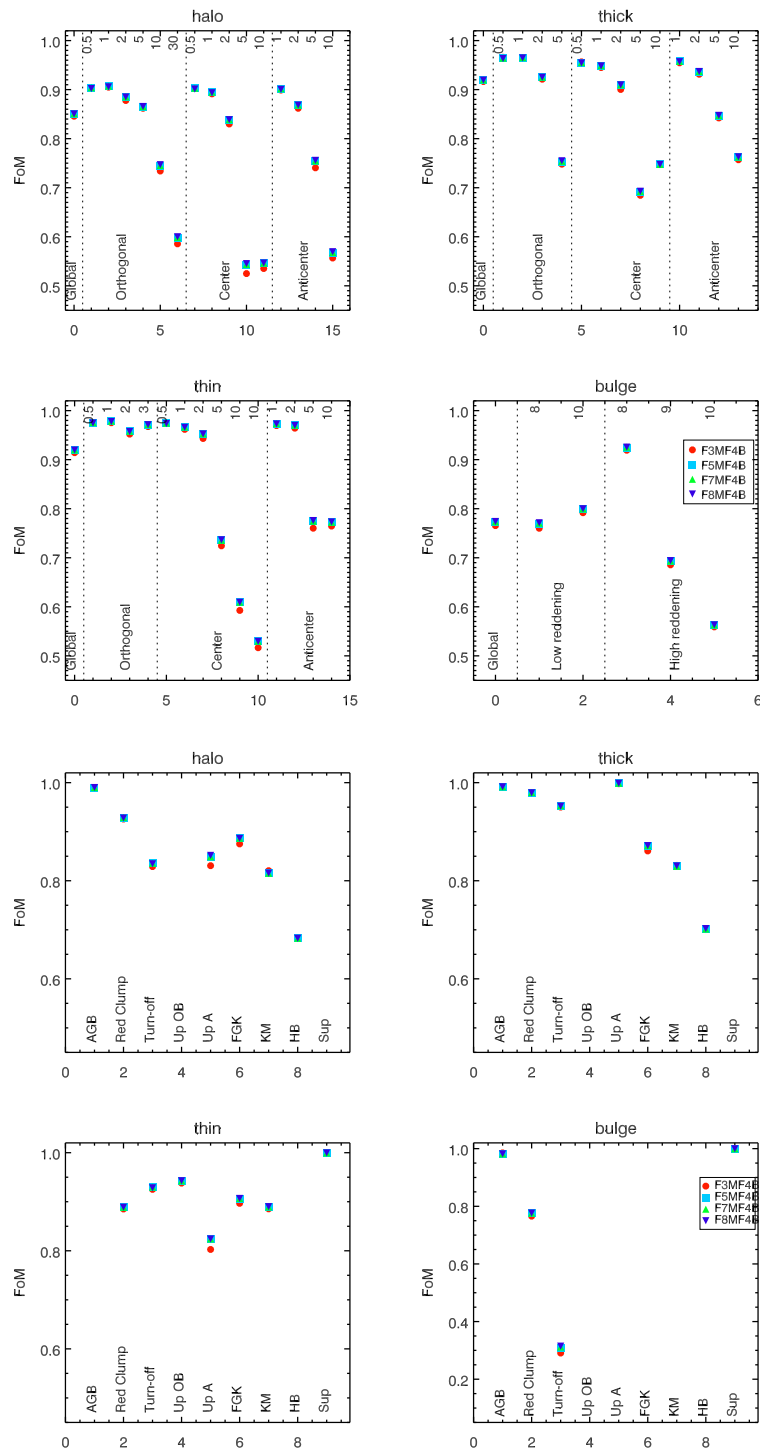


Figura 5.26: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores). F5M incluye un filtro en 965 nm en vez del filtro en 747 nm de 3F. F7M y F8M difieren de F5M en la anchura del filtro en  $H_{\alpha}$ .

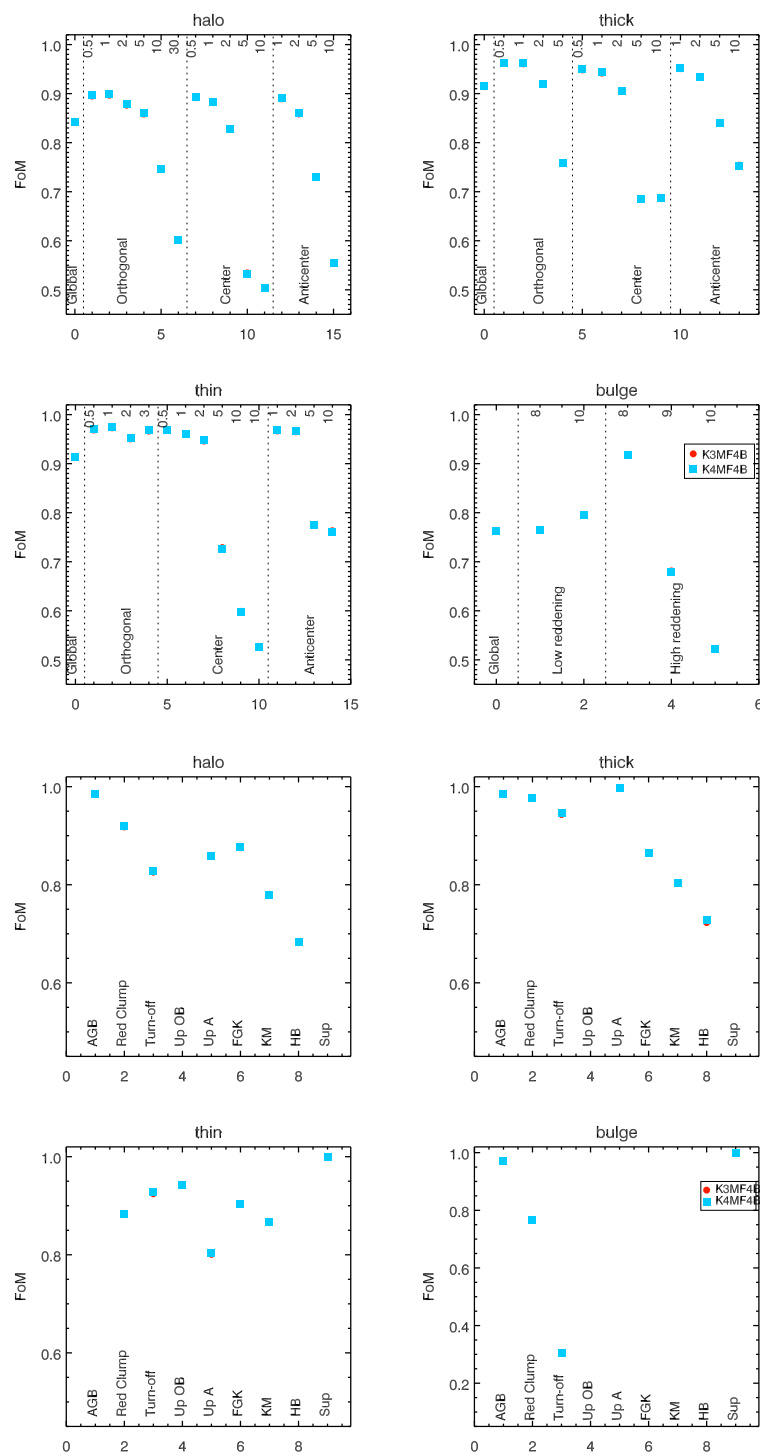


Figura 5.27: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para K3M y K4M. Estos sistemas difieren en la anchura del filtro  $H_{\alpha}$ , con una anchura de 20 nm en K3M y de 10 nm en K4M.



	$N_{ST}$	F5M+F4B	F7M+F4B	F8M+F4B	K3M+F4B	K4M+F4B
Halo	1560	0.8508	0.8510	0.8505	0.8414	0.8426
Disco grueso	1160	0.9195	0.9198	0.9194	0.9141	0.9154
Disco delgado	1394	0.9198	0.9200	0.9196	0.9136	0.9145
Bulbo	236	0.7727	0.7734	0.7739	0.7632	0.7626
Global	4350	0.8895	0.8898	0.8894	0.8823	0.8833

Tabla 5.5: Valores de la FoM para los sistemas que difieren en la anchura del filtro  $H_\alpha$ . El sistema F5M (3.6 nm) se debe comparar con F7M (6 nm) y con F8M (8 nm), mientras que el sistema K3M (20 nm) debe ser comparado con K4M (10 nm).

supuesto, aquellas estrellas que tienen la línea  $H_\alpha$  (con tipos espectrales más calientes que  $\sim G3$ ). Analizando los valores numéricos de la FoM y los valores individuales de  $\sigma_{\text{post}}$  podemos ver que: (1) F7M (6 nm) es ligeramente superior a F5M (3.6 nm), a pesar de que todas las diferencias en  $\sigma_{\text{post}}$  son inferiores al 10 %, (2) F8M (9 nm) es ligeramente inferior a F7M con un 10 % de los  $\sigma_{\text{post}}$  difiriendo en más del 10 % en los cuatro parámetros astrofísicos, y (3) K3M (20 nm) es inferior a K4M (10 nm) en menos del 10 % de los  $\sigma_{\text{post}}$  difiriendo en más del 10 % en los cuatro parámetros astrofísicos.

Así pues, la anchura más recomendable para el filtro  $H_\alpha$  está entre 6 y 9 nm. A medida que este filtro se hace más y más estrecho, la FoM global crece pero el comportamiento a grandes distancias se ve mermado. Es por ello que cuando consideramos las estrellas del bulbo se alcanza la conclusión opuesta, que un filtro más ancho es preferible para estos casos. Sin embargo, dado que la fotometría de banda intermedia no debería ser optimizada para el bulbo, ya que es un campo demasiado denso como para poder observarse en condiciones favorables, recomendamos, pues, adoptar un filtro  $H_\alpha$  estrecho, como el de F7M.

### Solapamiento de los filtros en las líneas de Ca II H+K :

El sistema 3F, y los que se basan en él, desde F4M hasta F8M, tiene dos filtros que se superponen: los centrados en 386 y 406 nm. Los sistemas K desde K1M hasta K4M también poseen dos filtros solapados en este rango (a 405 y 410 nm). En cambio, K5M y F9M evitan este solapamiento. Por último, V3M introduce de nuevo un filtro solapado en las líneas del Ca II H+K.

En la tabla 5.6 y las Figs. 5.28–5.30 se muestra que incluir un filtro estrecho en las líneas Ca II H+K incrementa los valores de la FoM para todas las

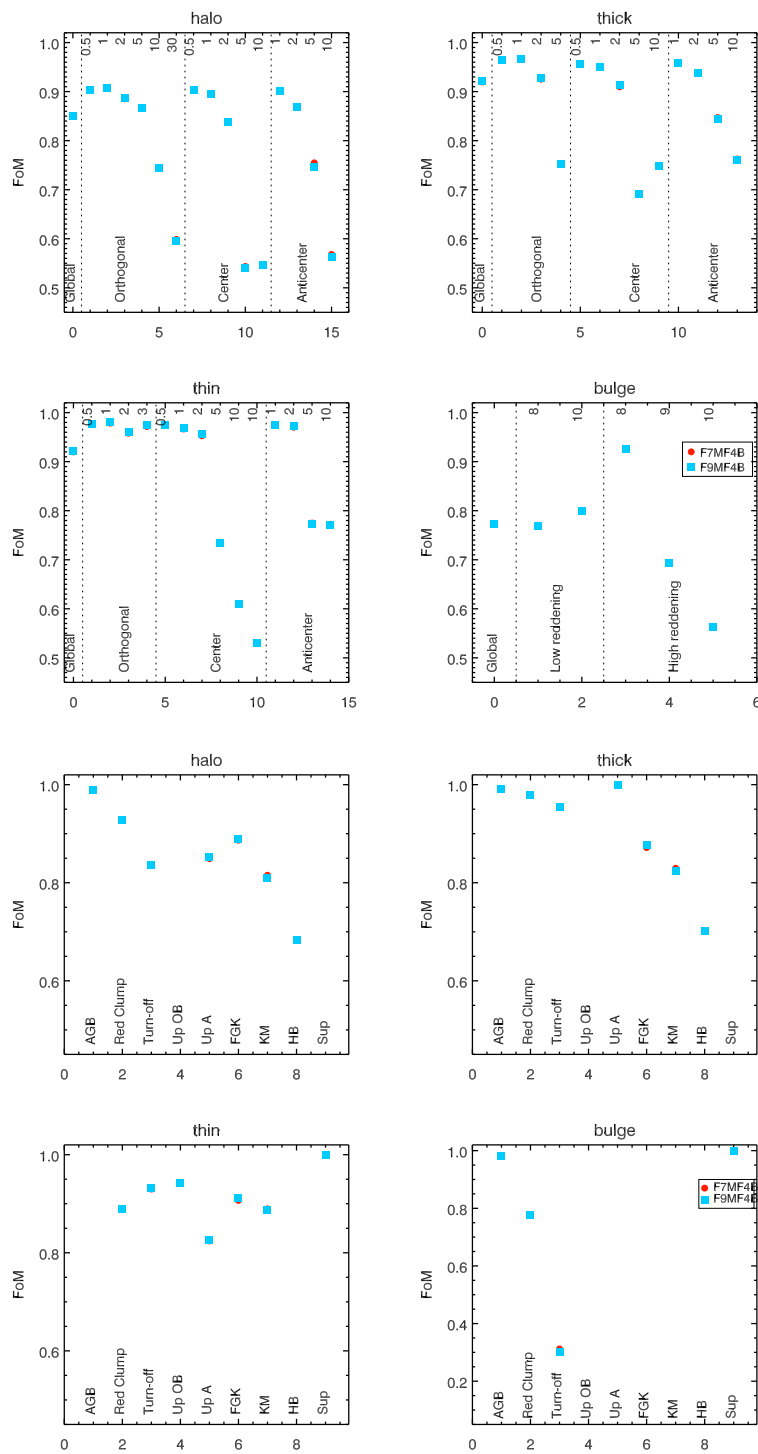


Figura 5.28: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F7M y F9M. F9M evita el solapamiento de los filtros en 386 y 406 nm. F9M es ligeramente mejor para un 15% de las estrellas.

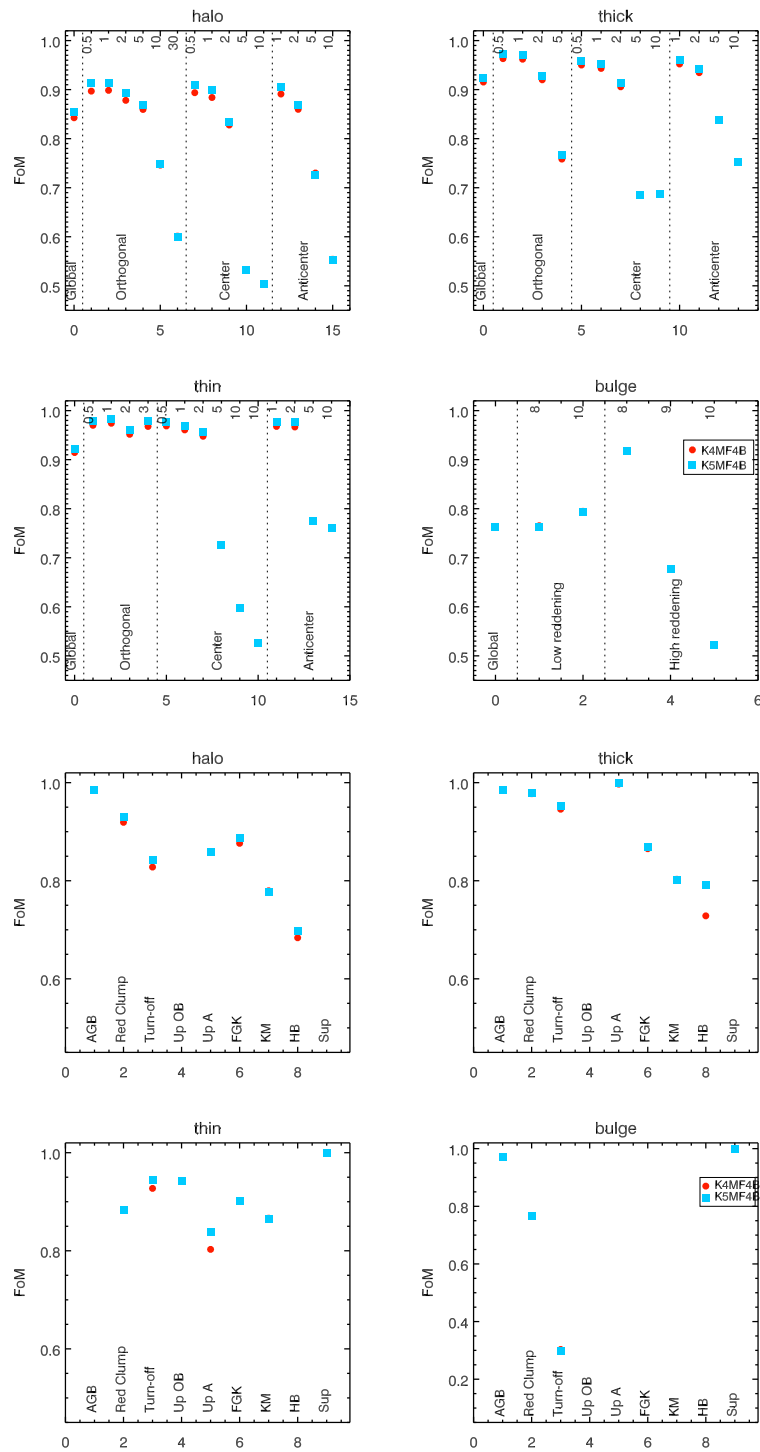


Figura 5.29: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para K4M y K5M. K5M evita el solapamiento de los filtros centrados en 405 y 410 nm. K5M tiene FoM mayores que K4M.

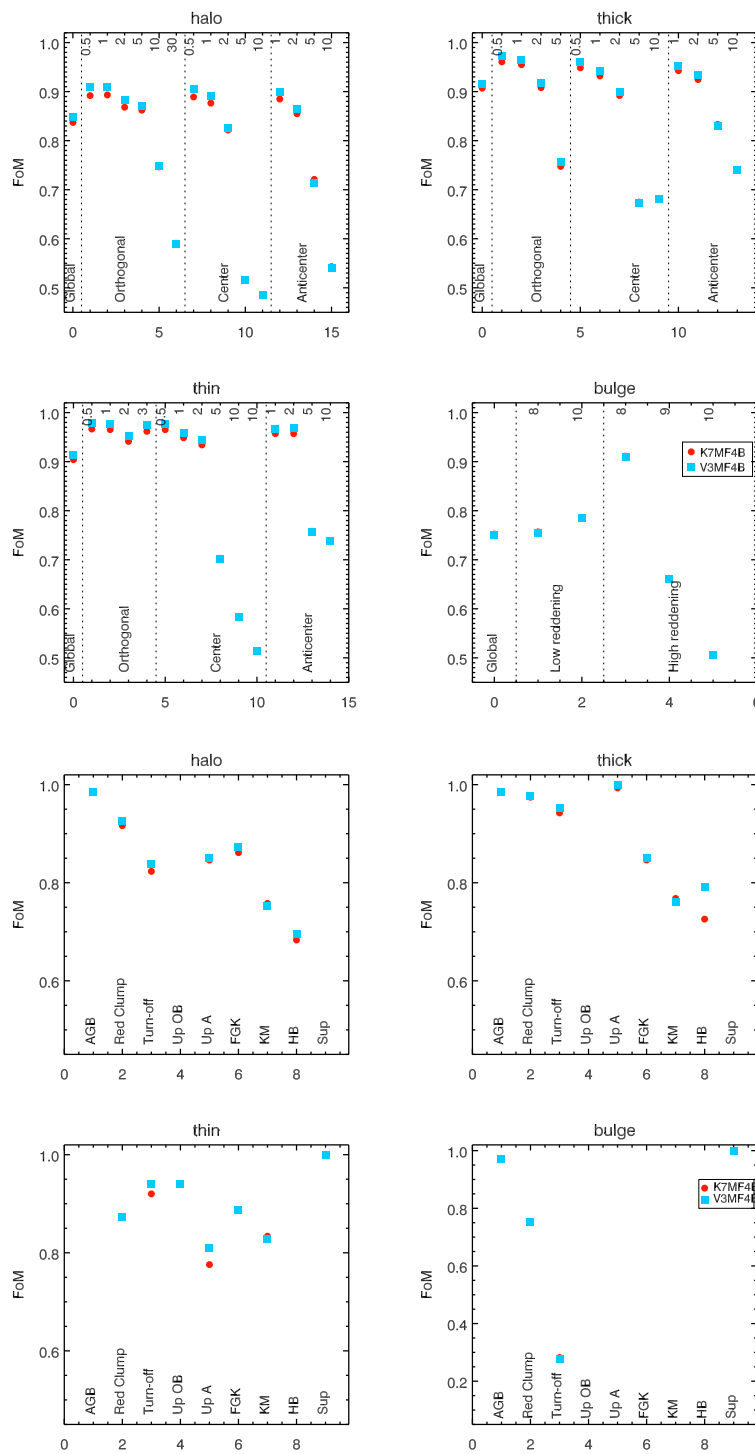


Figura 5.30: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas K7M y V3M. V3M incluye un filtro a 395 nm proporcionando valores de la FoM mayores que los de K7M.

	$N_{ST}$	F7M+F4B	F9M+F4B	K4M+F4B	K5M+F4B	K7M+F4B	V3M+F4B
Halo	1560	0.8510	0.8508	0.8426	0.8535	0.8371	0.8476
Disco grueso	1160	0.9198	0.9208	0.9154	0.9229	0.9070	0.9158
Disco delgado	1394	0.9200	0.9215	0.9145	0.9218	0.9040	0.9127
Bulbo	236	0.7734	0.7728	0.7626	0.7618	0.7523	0.7514
Global	4350	0.8898	0.8904	0.8833	0.8914	0.8749	0.8838

Tabla 5.6: Valores de la FoM para los sistemas con filtros solapados (F7M, K4M y K7M), y sin filtros solapados (F9M y K5M). El sistema V3M incluye un filtro en las líneas de Ca II H+K. F9M debe ser comparado con F7M, K5M con K4M y V3M con K7M y K5M.

poblaciones, localizaciones galácticas y grupos de estrellas. A grandes distancias y/o estrellas altamente enrojecidas, los sistemas se comportan de forma similar. En el caso del bulbo son preferibles los filtros anchos, pero como ya se ha comentado éstas no son las estrellas de las que debemos preocuparnos prioritariamente. Así pues adoptamos la opción de medir las líneas de Ca II H+K de forma lo más aislada posible.

Analizando los valores de  $\sigma_{\text{post}}$  vemos que para alrededor del 40 % de los ST,  $\sigma_{T_{\text{ef,post}}}$ ,  $\sigma_{A_V,\text{post}}$  y  $\sigma_{[M/H],\text{post}}$  mejora en más de un 10 % al comparar K7M y V3M y al comparar K4M y K5M. Las Figs 5.29 y 5.30 muestran que la mejora de V3M respecto a K7M (la inclusión del filtro en CaII H+K) es igual a la mejora de K5M respecto a K4M. Para el caso de F7M y F9M, el incremento es mucho menos importante y afecta principalmente a la determinación de  $T_{\text{ef}}$  y  $A_V$  en un 15 % de los ST, mientras que los valores de  $\sigma_{\log g,\text{post}}$  y  $\sigma_{[M/H],\text{post}}$  permanecen invariables.

Comparando F9M, K5M y V3M vemos que medir las líneas de CaII H+K de forma aislada provee valores mayores de la FoM (este es el caso de F9M y K5M), en comparación con medirlo con filtros solapados (V3M). El sistema F9M se comporta mejor que K5M en el caso de las estrellas de la secuencia principal FGKM y viceversa para el caso de estrellas HB y de tipo A (ver Fig. 5.31). Los valores de la FoM son mayores para F9M que para K5M para distancias mayores a 5 kpc, debido a la diferencia en la anchura de los filtros.

#### **Anchura del filtro centrado a 515 nm :**

El sistema K6M es idéntico a V2M exceptuando un estrecho filtro situado en la traza de Mg a 515 nm y con un filtro adicional en 965 nm. El sistema K6M es preferible a V2M. Para más del 65 % de los ST, los valores de  $\sigma_{\text{post}}$

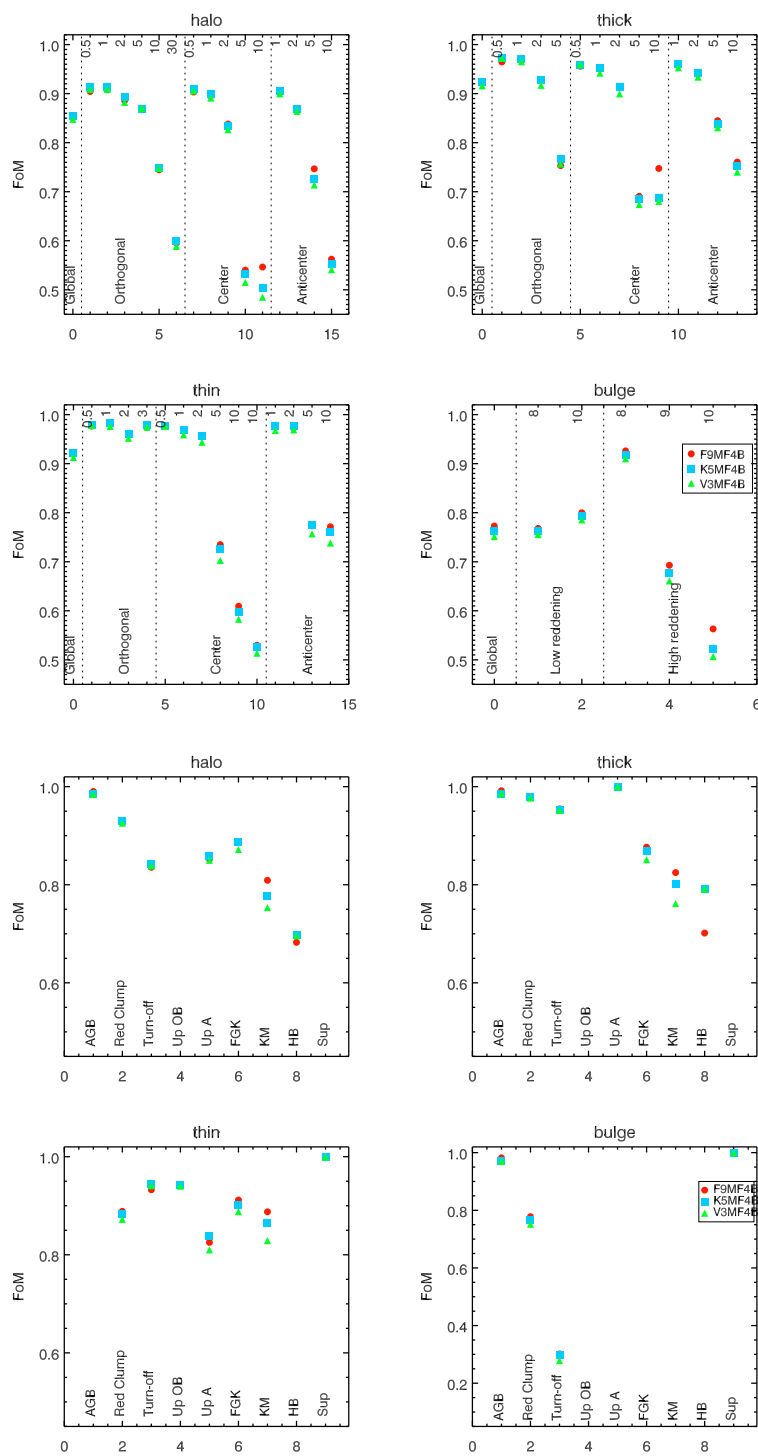


Figura 5.31: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas F9M, K5M y V3M, los tres mejores sistemas de la tabla 5.6.

	$N_{ST}$	K6M+F4B	V2M+F4B	F10M+F4B	F12M+F4B
Halo	1560	0.8446	0.8372	0.8501	0.8507
Disco grueso	1160	0.9144	0.9056	0.9219	0.9226
Disco delgado	1394	0.9121	0.9032	0.9215	0.921
Bulbo	236	0.7621	0.7549	0.7712	0.7734
Global	4350	0.8828	0.8745	0.8904	0.8910

Tabla 5.7: Valores de la FoM para los sistemas K6M y V2M, que difieren en la anchura del filtro centrado a 515 nm y de los sistemas F10M y F12M, los cuales difieren en el lugar dónde se mide la banda de absorción del TiO.

mejoran en más del 10 % en todos los parámetros astrofísicos, principalmente  $T_{\text{ef}}$ ,  $A_V$  y  $[M/H]$ . Teniendo en cuenta que la inclusión del filtro de 965 nm (K6M comparado con K7M) mejora la determinación de  $T_{\text{ef}}$  y  $A_V$ , podemos concluir que el filtro estrecho a 515 nm proporciona una mejora adicional de alrededor del 25 % de las estrellas, principalmente en  $[M/H]$ . A pesar de lo estrecho que es este filtro, el comportamiento de K6M a magnitudes débiles es mejor que el de V2M. Los resultados se muestran en la tabla 5.7 y la Fig. 5.32.

#### El filtro de TiO :

El sistema F12M cambia el filtro de TiO en 781 nm por el de 712 nm para probar cuál es mejor para medir esta traza (en F12M todos los filtros son como los de F10M a excepción del de 781 nm que se substituye por uno centrado a 716 nm).

La tabla 5.7 y la Fig. 5.33 muestran que, efectivamente, medir la banda de TiO en la región cercana a 712 nm proporciona mejores FoM. Analizando los valores de las  $\sigma_{\text{post}}$ , vemos que la determinación de ciertos parámetros astrofísicos mejoran en más de un 10 % para alrededor del 10 % de las estrellas (básicamente  $[M/H]$  y  $T_{\text{ef}}$ , tal y como era de suponer).

#### Pseudocontínuos en la parte roja del espectro :

Los sistemas fotométricos F9M, F10M y F11M permiten estudiar cómo afecta la posición de los filtros que miden el pseudocontínuo en la parte roja de la distribución espectral de energía. F9M posee filtros para medir el contínuo centrados a 825, 891 y 965 nm; F10M en 747, 825 y 965 nm; y finalmente F11M en 825 y 965 nm. El filtro centrado a 825 nm se incluye para intentar

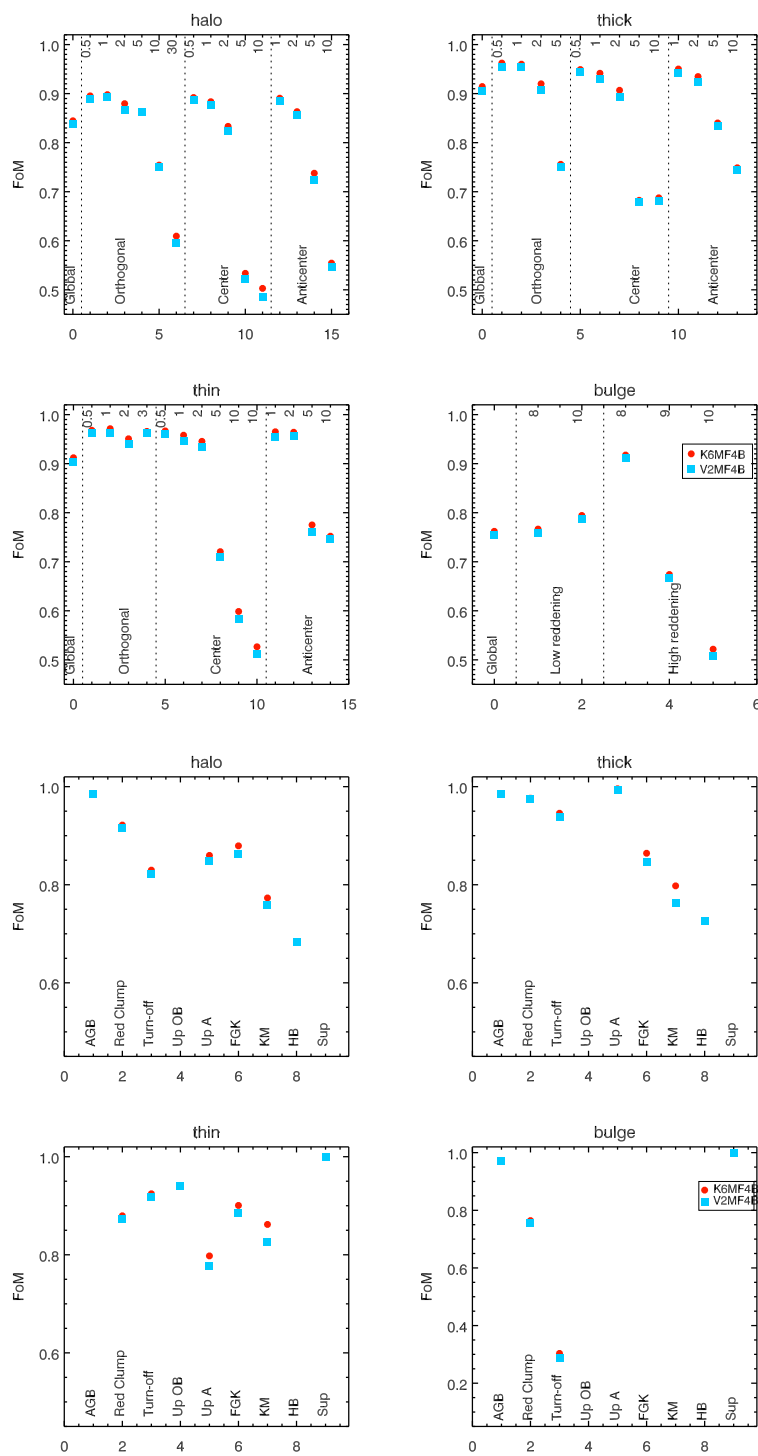


Figura 5.32: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas K6M y V2M. K6M tiene un filtro a 515 nm más estrecho que el de V2M y un filtro adicional a 965 nm.



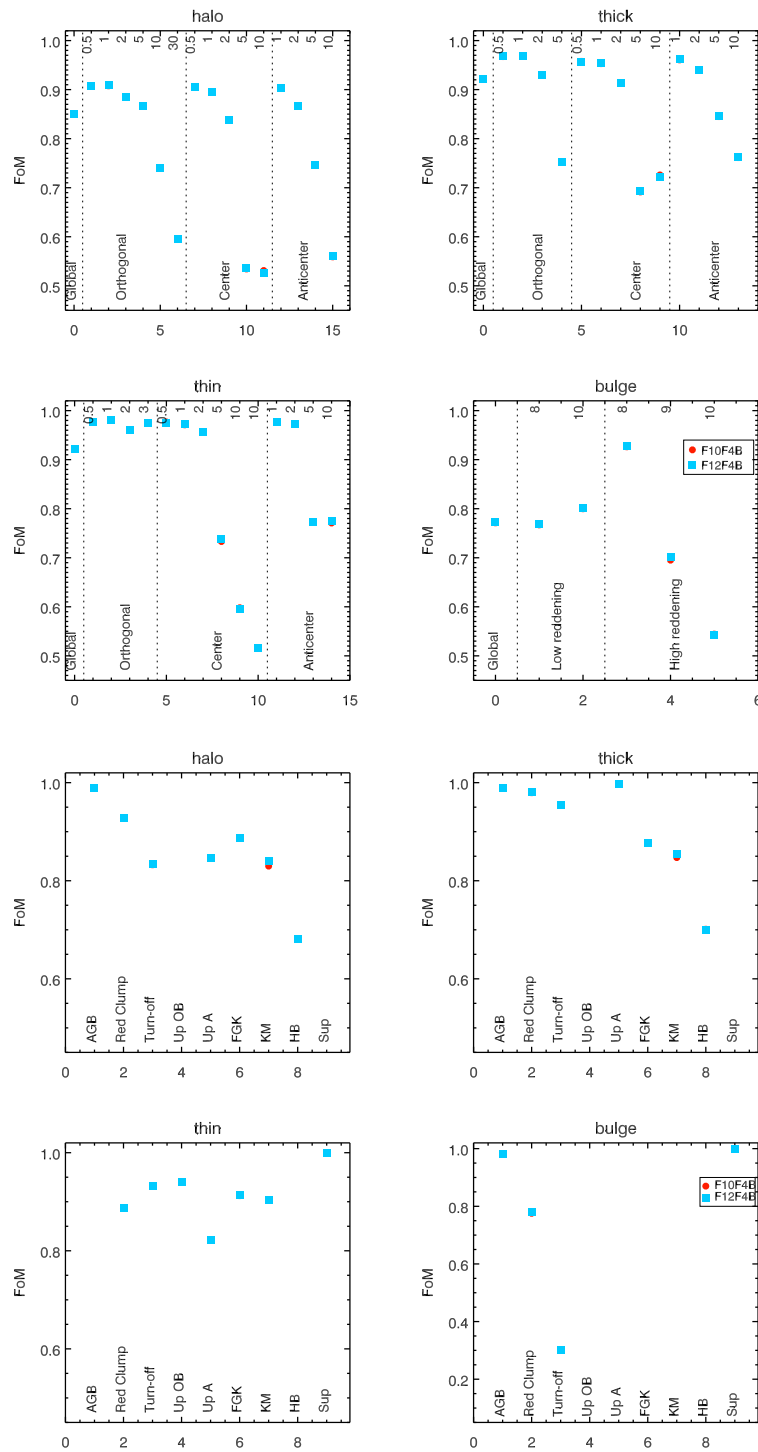


Figura 5.33: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F10M y F12M, que difieren en los filtros sensibles a TiO. F12M tiene mayores FoM que F10M para las enanas K y M .

	$N_{ST}$	F9M+F4B	F10M+F4B	F11M+F4B
Halo	1560	0.8508	0.8501	0.8513
Disco grueso	1160	0.9208	0.9219	0.9217
Disco delgado	1394	0.9215	0.9215	0.9213
Bulbo	236	0.7728	0.7712	0.7712
Global	4350	0.8904	0.8904	0.8907

Tabla 5.8: Valores de la FoM para los sistemas F9M, F10M y F11M, los cuales difieren únicamente en la posición de los filtros que miden el pseudocontinuo en la región rojiza del espectro.

identificar las estrellas de carbono, pero para las estrellas no carbonadas, este filtro puede servir también para medir el continuo.

La tabla 5.8 y la Fig. 5.34 muestran que hay una diferencia muy pequeña entre los tres sistemas. F9M es ligeramente mejor a grandes distancias y para estrellas altamente enrojecidas, mientras que F10M es ligeramente mejor para las enanas M y K tardías, probablemente debido al hecho de medir el continuo cerca de donde medimos la absorción por TiO. F11M es ligeramente inferior para todas las poblaciones, excepto para el halo. Las diferencias, sin embargo, no son demasiado significativas y sólo para un 10 % de los objetivos científicos las diferencias en  $\sigma_{\text{post}}$  son mayores que un 10 %.

### Comparación entre sistemas :

A modo de resumen del análisis llevado a cabo en los párrafos anteriores podemos concluir que:

1. El filtro infrarrojo centrado en 965 nm es necesario.
2. La anchura más adecuada para el filtro  $H_{\alpha}$  parece estar entre 6 y 9 nm.
3. El sistema debe incluir un filtro que mida las líneas Ca II H+K, preferiblemente de forma aislada.
4. El filtro centrado en 515 nm debe ser más estrecho que el de V2M.
5. La absorción de TiO se mide de forma ligeramente mejor en la región de 712 nm que en la de 781 nm.

No todos de los puntos anteriores producen el mismo efecto cuantitativo en los valores de la FoM y dicho impacto depende del tipo de ST. Como se ha

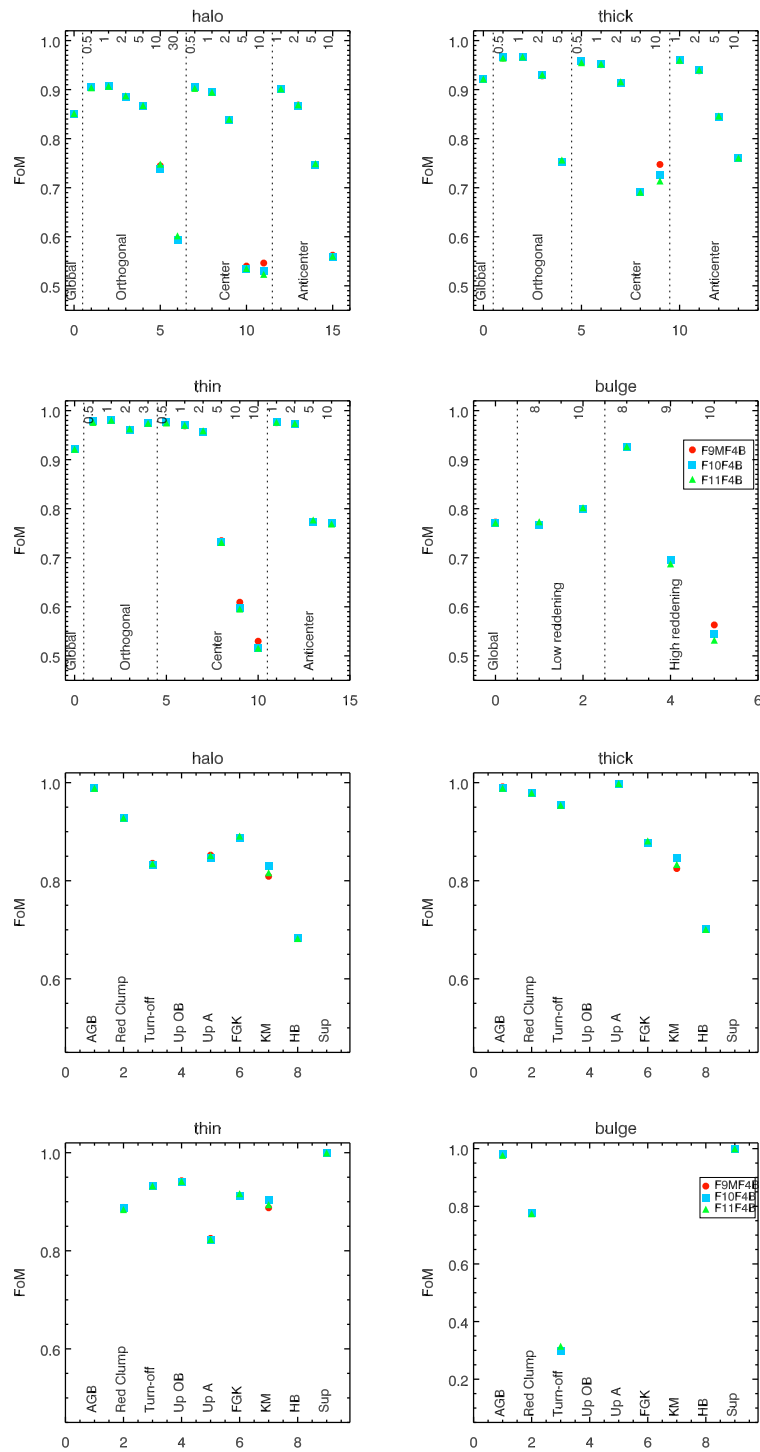


Figura 5.34: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F9M, F10M y F11M, que difieren en los filtros de pseudocontinuo en la parte roja del espectro.

demostrado, el primer y tercer punto de esta lista provocan una mejora mayor que los demás. El último punto afecta sólo a las estrellas K y M de la secuencia principal.

Entre los sistemas ‘F’ creados a partir de 3F (de F4M a F12M), nuestra elección es el sistema F12M. Entre los sistemas basados en V1M (V2M, V3M y K6M, K7M), el sistema V3M es el que mejor se comporta. Finalmente, de los sistemas K2M–K5M, K5M es el que proporciona valores de la FoM mayores. La Fig. 5.35 muestra los valores de la FoM para los tres sistemas seleccionados, junto con los del sistema X2M, que proporcionaba los valores más elevados de la FoM en la iteración anterior.

El sistema V3M sólo es preferible frente a los demás sistemas por su mejora en el caso de las estrellas de la rama horizontal para las que proporciona un comportamiento muy similar al de K5M. X2M es ligeramente inferior a F12M y K5M, y superior a V3M. Para las enanas M y K tardías, F12M es claramente superior a cualquier otro sistema. K5M es ligeramente superior para las estrellas de tipo A del disco delgado. A grandes distancias y para estrellas altamente enrojecidas, F12M es superior a K5M y viceversa para las estrellas brillantes. Ésta es una consecuencia clara respecto a la anchura de los filtros. K5M posee filtros más estrechos que F12M y por ello los parámetros astrofísicos se determinan mejor, pero sólo para los casos con relaciones señal-ruido altas, es decir estrellas brillantes.

Como consecuencia de todo el análisis previo, hemos desarrollado nuevas propuestas que compilan todo el conocimiento adquirido. Estas nuevas propuestas básicamente combinan los filtros azules del sistema K5M con los rojos de F12M, los dos sistemas mejor clasificados según sus valores de la FoM. Proponemos más de un sistema fotométrico debido a la falta de conclusiones claras en lo referente a la conveniencia de los filtros del pseudocontinuo al comparar F9M y F11M.

En la Fig. 5.36 se muestran los nuevos sistemas fotométricos de banda intermedia propuestos: S1M es simplemente la combinación de los filtros azules de K5M y de los rojos de F12M; en S2M, como en F7M, el filtro localizado a los 747 nm se sustituye por el filtro a 891 nm; en S3M, también eliminamos este filtro a 891 nm y su CCD se le adjudica al filtro infrarrojo de 965 nm (como se provó anteriormente en F11M); S4M no contiene los filtros azules de K5M, sino los de K6M, y, finalmente, S5M es idéntico a S1M pero con  $H_\alpha$  un poco más ancho, con una anchura a altura mitad de

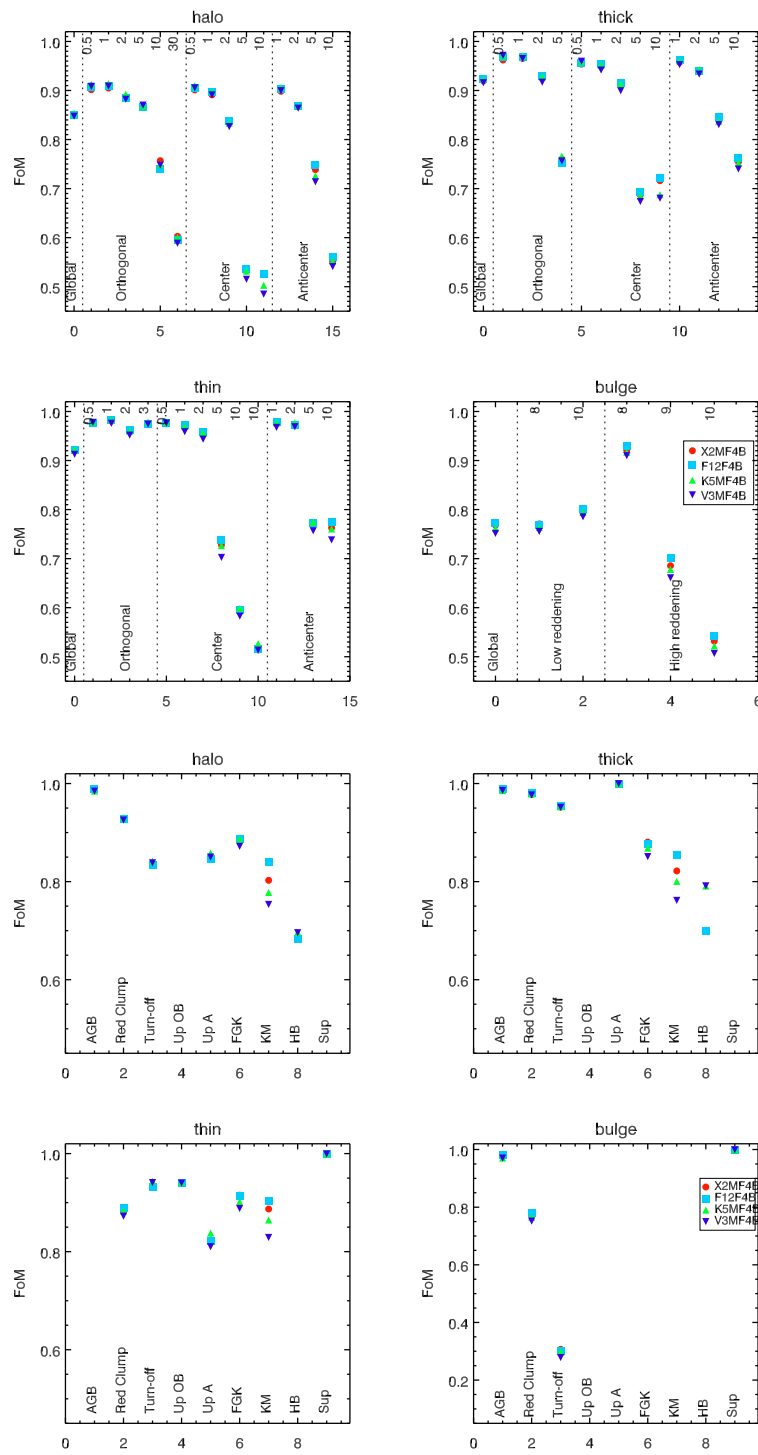


Figura 5.35: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas X2M, F12M, K5M and V3M.

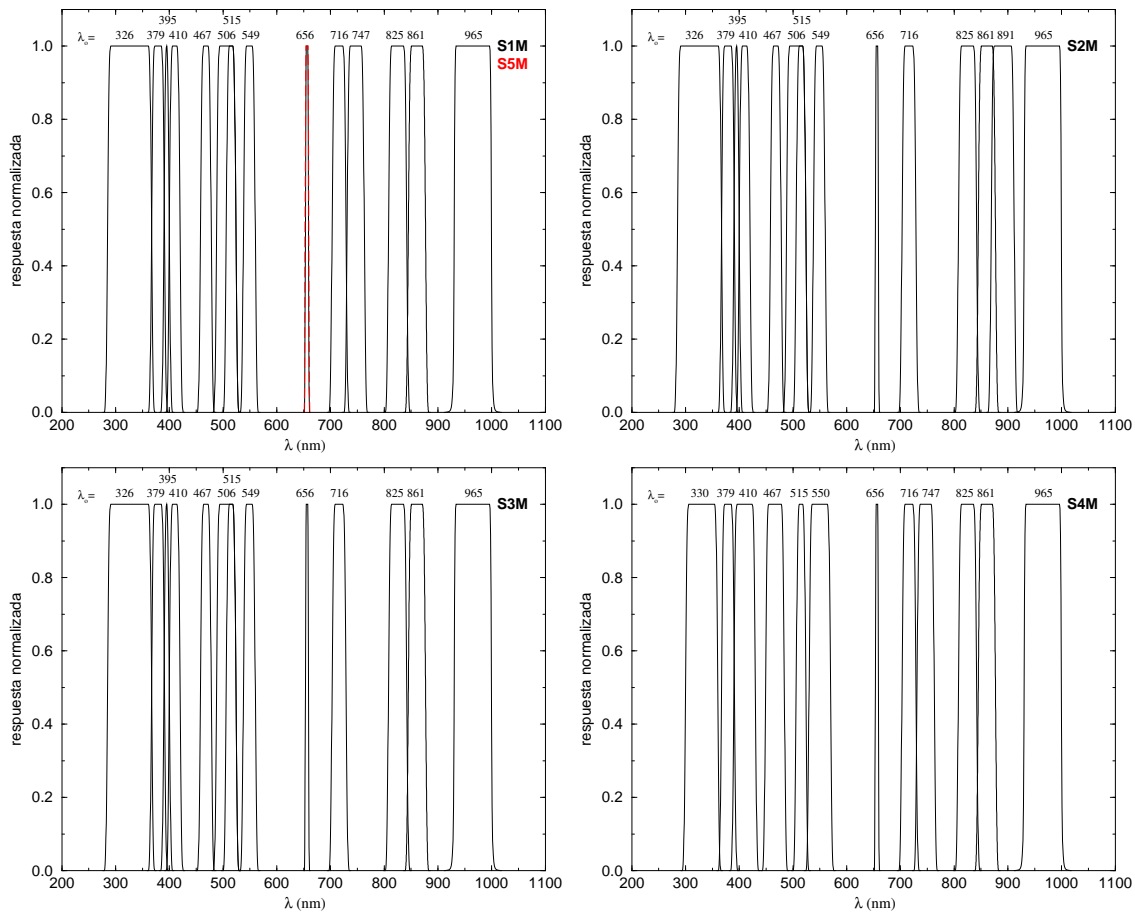


Figura 5.36: Nuevas propuestas MBP derivadas a partir del análisis con la FoM. *Arriba-izquierda:* S1M combina los filtros azules de K5M con los rojos de F12M. S5M tiene un filtro  $H_{\alpha}$  un poco más ancho, con una anchura equivalente de 7 nm en vez de los 6 de F12M. *Arriba-derecha:* S2M substituye el filtro en 747 nm de S1M por el centrado en 891 nm, como en F7M. *Abajo-izquierda:* S3M elimina el filtro en 747 nm de S1M. *Abajo-derecha:* S4M combina los filtros azules de K6M con los rojos de F12M.

7 nm, en vez de 6, esto último se hace debido a la conclusión anterior que indicaba que la anchura idónea de este filtro se halla entre 6 y 9 nm.

Las FoM calculadas para estos sistemas se muestran en la tabla 5.9 y en la Fig. 5.37 en comparación con los sistemas K5M y F12M. El sistema F12M es el que mejor se comporta para las estrellas M y K tardías de la secuencia principal, pero es el peor para las estrellas A y las de la rama horizontal. El sistema S3M da los valores de la FoM más elevados pero, fijándonos en las diferencias, vemos que no se

	$N_{ST}$	K5M+F4B	F12M+F4B			
Halo	1560	0.8535	0.8507			
Disco grueso	1160	0.9229	0.9226			
Disco delgado	1394	0.9218	0.9217			
Bulbo	236	0.7618	0.7734			
Global	4350	0.8914	0.8910			
	$N_{ST}$	S1M+F4B	S2M+F4B	S3M+F4B	S4M+F4B	S5M+F4B
Halo	1560	0.8537	0.8540	0.8547	0.8446	0.8537
Disco grueso	1160	0.9262	0.9246	0.9259	0.9182	0.9262
Disco delgado	1394	0.9237	0.9235	0.9236	0.9148	0.9237
Bulbo	236	0.7669	0.7669	0.7648	0.7667	0.7671
Global	4350	0.8932	0.8929	0.8934	0.8850	0.8933

Tabla 5.9: Valores de la FoM para las nuevas propuestas de sistemas fotométricos de banda intermedia en comparación con K5M y F12M, combinados con el sistema de banda ancha F4B.

comporta tan bien como los otros para grandes distancias y para estrellas altamente enrojecidas. De hecho, su FoM sólo es más grande para las estrellas del halo. S4M se comporta significativamente peor que los otros y, por lo tanto, lo descartamos. S1M, S2M y S5M muestran diferencias menores en su comportamiento. S2M es ligeramente inferior, pero no de forma significativa, diferenciándose en las enanas M y K tardías. Puesto que no posee medidas contiguas de la banda de TiO, la cuál provoca una mayor influencia de la absorción interestelar en la medida del TiO, descartamos S2M. Entre S1M y S5M (los cuáles sólo difieren en la anchura de 1 nm del filtro  $H_\alpha$ ), escogemos S5M dado que es un buen compromiso entre todos los sistemas probados.

### Evaluación incluyendo las abundancias de elementos $\alpha$ :

Todo el estudio anteriormente indicado, se ha hecho considerando únicamente cuatro parámetros astrofísicos ( $T_{ef}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$  y  $A_V$ ). Esto se ha hecho así dado que las librerías disponibles de espectros en las que se consideran abundancias de elementos  $\alpha$  diferentes de la del Sol, restringen en alguna medida los intervalos recubiertos de los demás parámetros físicos. Además, según F. Thévenin en su ponencia en una reunión del grupo de fotometría de la misión celebrada en Atenas en noviembre de 2004, el sistema fotométrico no

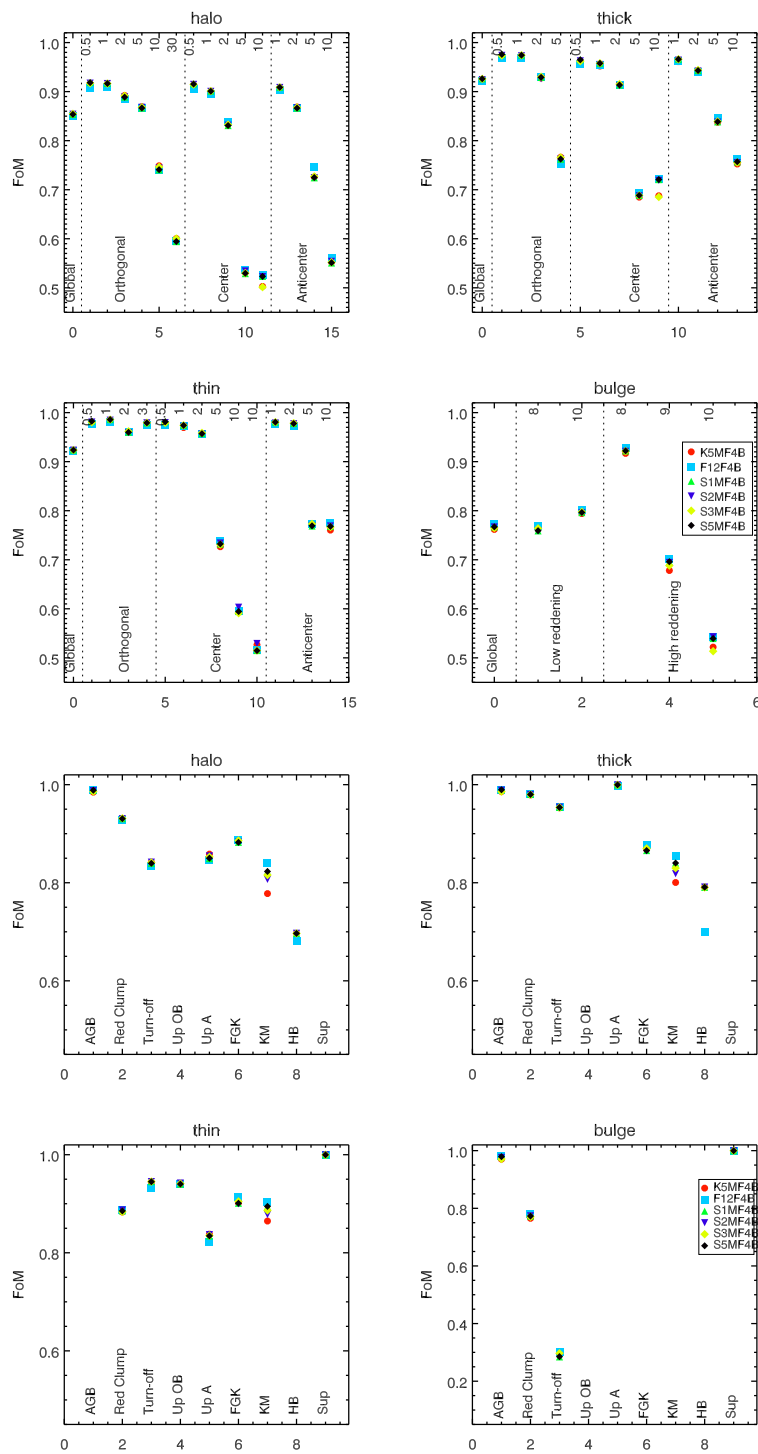


Figura 5.37: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los nuevos sistemas S1M–S5M propuestos, comparados con los sistemas K5M y F12M.



debiera renunciar a clasificar los mencionados cuatro parámetros astrofísicos para intentar determinar las abundancias de elementos  $\alpha$ , puesto que esto es extremadamente complicado de conseguir por diferentes motivos (entre ellos, la influencia de la física fuera del equilibrio termodinámico local, estrechez de las trazas a observar y dependencia de fenómenos como la actividad estelar en los rasgos espectrales indicativos de las abundancias de elementos  $\alpha$ , unido al hecho de que mediante el espectro de velocidades radiales se podrán determinar mejor estas abundancias de elementos  $\alpha$ ). Por todo ello se decidió hacer el análisis general utilizando tan sólo cuatro parámetros astrofísicos.

A pesar de ello, para averiguar cómo se comportan los sistemas fotométricos propuestos con los elementos  $\alpha$ , se ha realizado también un análisis con la librería NextGen2 (ver sec. 4.2.2). Las distribuciones espectrales de energía disponibles en esta librería, tal y como se ha visto en la sec. 4.2.2, sólo cubren las temperaturas inferiores a 10000 K y las abundancias químicas comprendidas en los siguientes intervalos:  $-2 < [M/H] < 0$ ,  $-0.2 < [\alpha/Fe] < +0.4$ . Así, pues, el conjunto de estrellas consideradas no será el mismo que en secciones precedentes, faltando las estrellas más calientes y las más pobres en metales.

En Jordi & Carrasco (2004j) se evalúa la dependencia de la FoM con la librería de espectros empleada (NextGen2, BaSeL-2.2 o MARCS). Lo primero que se constató fue que el comportamiento relativo de los sistemas fotométricos se mantenía al cambiar de librería, lo que implica que las conclusiones obtenidas hasta este punto se mantienen. Para los 889 objetivos estelares que tienen en común las librerías NextGen2 y MARCS (la otra librería disponible con diversos valores de las abundancias de elementos  $\alpha$ ), se observa que MARCS provee valores más elevados de la FoM, pero con un comportamiento relativo similar.

Cada una de las propuestas se ha evaluado nuevamente incluyendo abundancias en elementos  $\alpha$  como parámetro adicional. No se presentan todos los resultados, dado que las conclusiones de las pruebas realizadas sólo confirman los resultados ya obtenidos con BaSeL-2.2. Por ello, en la tabla 5.10, tan sólo se muestran los resultados de los sistemas MBP con los mejores resultados obtenidos hasta ahora.

Como se ha mencionado, las conclusiones generales son iguales a las ya obtenidas con BaSeL-2.2. Entre los sistemas de Barcelona, los valores de la FoM para F9M y F12M son muy similares. F10M y F12M son los que mayor valor de la FoM tienen para las enanas M y K tardías. F10M se comporta ligeramente peor

	$N_{ST}$	F9M+F4B	F10M+F4B	F11M+F4B	F12M+F4B
Halo	2061	0.8583	0.8584	0.8555	0.8600
Disco grueso	2164	0.8943	0.8971	0.8924	0.8990
Disco delgado	1630	0.9037	0.9051	0.9018	0.9068
Bulbo	319	0.6699	0.6677	0.6590	0.6741
Global	6174	0.8742	0.8754	0.8716	0.8774
	$N_{ST}$	K4M+F4B	K5M+F4B	K6M+F4B	K7M+F4B
Halo	2061	0.8610	0.8715	0.8504	0.8466
Disco grueso	2164	0.8866	0.8941	0.8795	0.8743
Disco delgado	1630	0.8968	0.9008	0.8917	0.8872
Bulbo	319	0.6423	0.6446	0.6430	0.6337
Global	6174	0.8692	0.8763	0.8619	0.8571
	$N_{ST}$	V3M+F4B	S1M+F4B	S3M+F4B	S5M+F4B
Halo	2061	0.8708	0.8766	0.8738	0.8762
Disco grueso	2164	0.8925	0.9029	0.8975	0.9025
Disco delgado	1630	0.8990	0.9076	0.9039	0.9074
Bulbo	319	0.6377	0.6620	0.6504	0.6620
Global	6174	0.8747	0.8837	0.8794	0.8834

Tabla 5.10: Valores de la FoM calculadas con la librería (Hauschildt et al. 2003) para varias propuestas MBP combinadas con el sistema F4B.

a grandes distancias y, por ello, nuestra elección es F12M entre las propuestas de Barcelona.

K4M y K6M proporcionan valores menores de la FoM que los de K5M y V3M. Estos dos últimos muestran un comportamiento más parecido al incluir los elementos  $\alpha$  que al no considerarlos, aunque K5M sigue siendo superior principalmente para las estrellas de tipo A, las de la rama horizontal y a grandes distancias. Así pues, entre las propuestas de Copenhague y Vilnius, escogemos el sistema K5M.

Las Figs. 5.38 y 5.39 comparan los errores encontrados para  $[M/H]$  y para  $[\alpha/Fe]$  de los dos sistemas elegidos. En algunos casos, K5M se comporta mejor que F12M, en otros peor, a pesar de que en conjunto K5M es preferible.

cuenta que, como se ha comentado en la sec. 5.3, cuando un sistema fotométrico no provee información alguna sobre  $[\alpha/Fe]$  (tanto debido a que los errores de

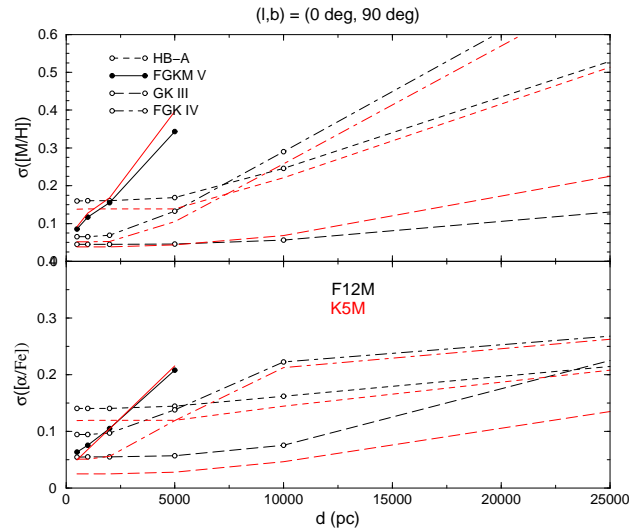


Figura 5.38: Precisiones estimadas de  $[M/H]$  y  $[\alpha/Fe]$  en la dirección del polo galáctico para varios grupos estelares.  $A_V$  se asume que alcanza las 0.3 mag a 1 kpc y que sigue constante a partir de esa distancia. Los colores negro y rojo corresponden a las combinaciones F12M+F4B y K5M+F4B, respectivamente. Un valor de  $\sigma_{[\alpha/Fe]} \sim 0.3$  dex significa que el sistema fotométrico no es capaz de determinar las abundancias de  $[\alpha/Fe]$ .

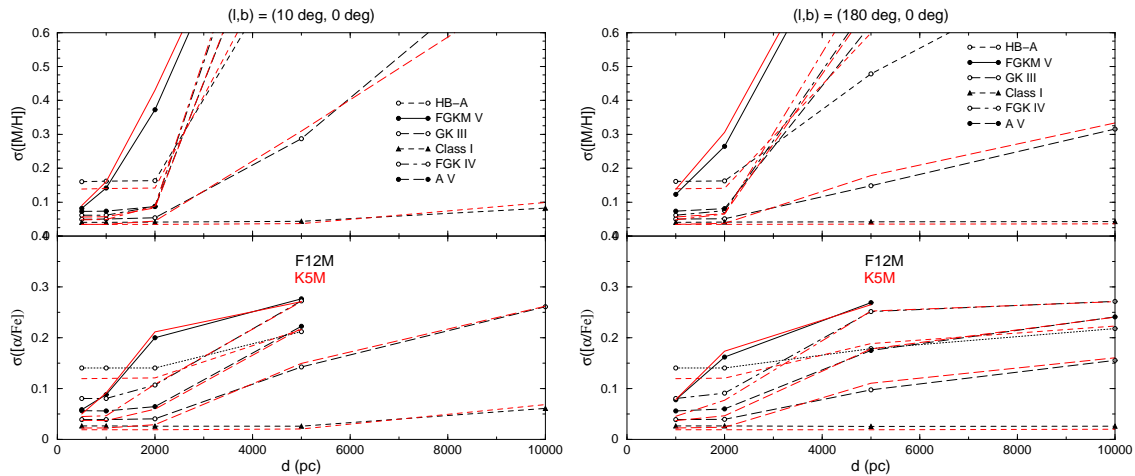


Figura 5.39: Precisiones estimadas de  $[M/H]$  y  $[\alpha/Fe]$  en la dirección del centro (*izquierda*) y de anticentro (*derecha*) galáctico para varios grupos estelares. Para el centro galáctico,  $A_V$  se asume que varía de 0.3 mag a 500 pc hasta 10 mag a 10 kpc, siendo constante a distancias mayores. Para el anticentro, en cambio, parte también de 0.3 mag a 500 pc pero sólo alcanza las 3.5 mag a 5 kpc. Los colores son como en la Fig. 5.38. Un valor de  $\sigma_{[\alpha/Fe]} \sim 0.3$  dex significa que el sistema fotométrico no es capaz de determinar las abundancias de  $[\alpha/Fe]$ .

las magnitudes sean muy elevados como a que el propio sistema fotométrico no sea sensible a cambios en  $[\alpha/\text{Fe}]$ , entonces  $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}],\text{post}} \sim 0.3$  (o menor si consideramos la información adicional proporcionada por la paralaje). Por ello, un valor de 0.3 dex o similar en las Figs. 5.38 y 5.39 no significa que el sistema fotométrico sea capaz de determinar  $[\alpha/\text{Fe}]$  con una precisión de 0.3 dex, sino que no es capaz en absoluto de determinar  $[\alpha/\text{Fe}]$ .

Analizando la FoM, F12M es superior para el caso de las estrellas más frías de la secuencia principal, las regiones altamente enrojecidas y para distancias superiores a 5 kpc. En cambio, es inferior a los otros en el caso de las estrellas del halo, cosa que no ocurre cuando no consideramos los elementos  $\alpha$ . K5M se comporta mal a grandes distancias, para áreas altamente enrojecidas y para enanas frías. Por ello, una mezcla de los dos sistemas parece recomendable y por ello consideramos las nuevas propuestas “S” presentadas anteriormente. Los sistemas F12M y K5M se comparan con las nuevas tres propuestas (S1M, S3M y S5M) en la Fig. 5.40.

Igual que pasaba sin la inclusión de las abundancias de los elementos  $\alpha$ , S3M es ligeramente inferior a S1M y S5M para el caso de las enanas M y K tardías y para el caso de las zonas altamente enrojecidas del bulbo. S1M y S5M son los sistemas preferibles como buen compromiso entre los sistemas F12M y K5M. Nuestra preferencia es el sistema S5M debido a que tiene una medida del continuo cercana a la banda de absorción del TiO, de igual forma a como fue escogida sin considerar los elementos  $\alpha$ .

Para finalizar este análisis, en la tabla 5.3.3 se muestran los valores de la FoM para los sistemas F12M, K5M y S5M en función de rangos de magnitud aparente  $G$ . Como se ya se ha comentado anteriormente, los sistemas K5M y S5M, al tener filtros más estrechos, proporcionan mejor comportamiento que F12M para las estrellas brillantes pero esta situación se invierte para las estrellas débiles. El cambio de comportamiento se produce alrededor de  $G = 16$  y las diferencias son máximas en el rango  $G = 16 - 18$  (para  $G < 16$ , S5M provee valores de la FoM más elevados que F12M en un 0.5 – 2%, para  $16 \leq G < 18$ , F12M proporciona valores mayores que S5M en un 0.3 – 3%, y para  $18 \leq G \leq 20$ , F12M es la que proporciona valores mayores que S5M en un 0.8 – 1.4%). Un valor de 0.25 significa que  $\sigma_{\text{post}}/\sigma_{\text{goal}} = 2$ . Entonces, para  $G = 16 - 18$ ,  $\sigma_{\text{post}} \sim \sigma_{\text{goal}}$  para el disco delgado, y  $\sigma_{\text{post}} > \sigma_{\text{goal}}$  para el halo, disco grueso y estrellas del bulbo. El conjunto de ST está dominado por estrellas brillantes, lo cuál se refleja en los valores globales de la FoM.

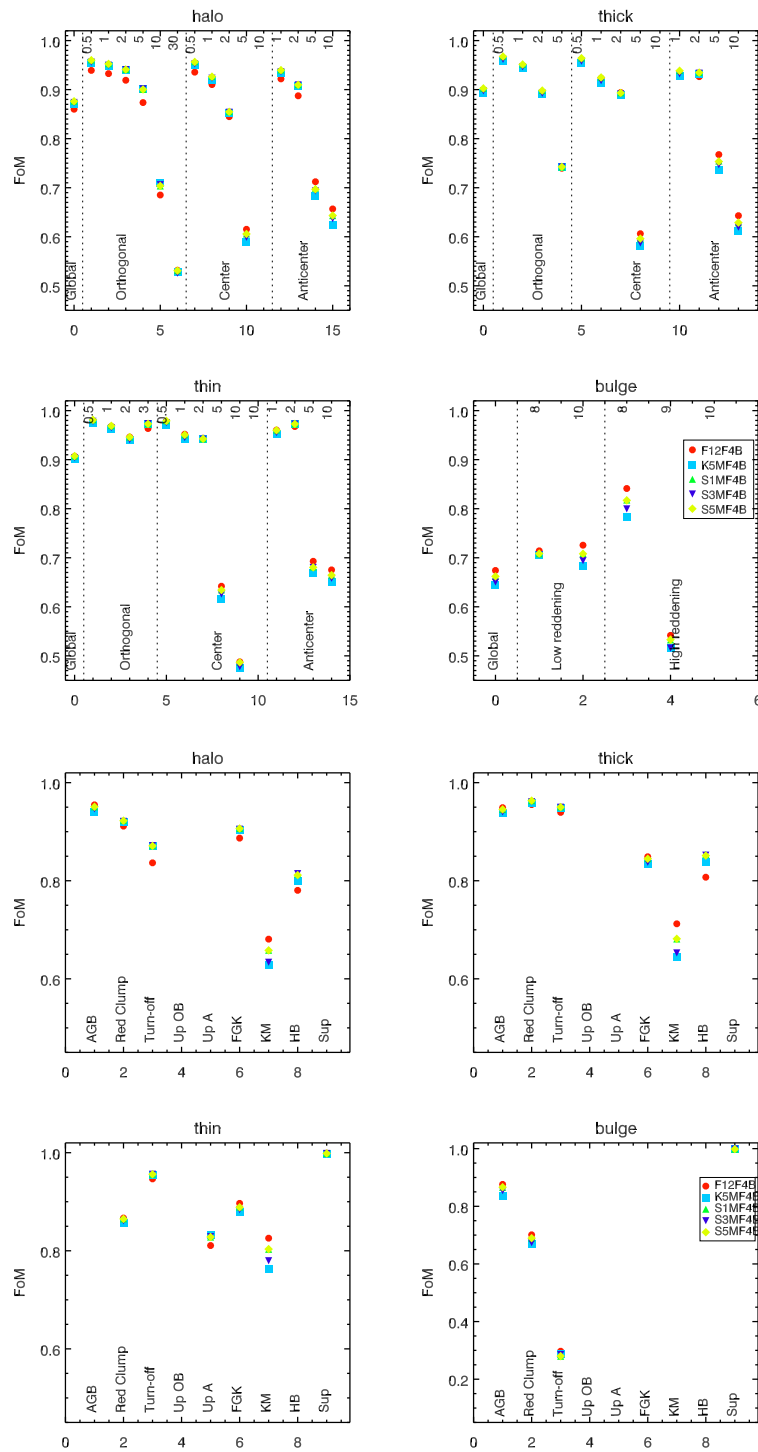


Figura 5.40: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F12M, K5M y las nuevas propuestas S1M, S3M y S5M.

$G < 16$	$N_{\text{ST}}$	F12M+F4B	K5M+F4B	S5M+F4B
Halo	1376	0.9511	0.9707	0.9740
Disco grueso	1574	0.9663	0.9715	0.9762
Disco delgado	1208	0.9829	0.9852	0.9882
Bulbo	112	0.9276	0.8845	0.9165
$16 \leq G < 18$	$N_{\text{ST}}$	F12M+F4B	K5M+F4B	S5M+F4B
Halo	385	0.6883	0.6748	0.6851
Disco grueso	292	0.7568	0.6969	0.7261
Disco delgado	168	0.8212	0.7682	0.7946
Bulbo	77	0.6107	0.5799	0.5930
$18 \leq G \leq 20$	$N_{\text{ST}}$	F12M+F4B	K5M+F4B	S5M+F4B
Halo	300	0.2962	0.2810	0.2873
Disco grueso	298	0.3504	0.3189	0.3365
Disco delgado	254	0.3388	0.3127	0.3291
Bulbo	130	0.2993	0.2950	0.2918

Tabla 5.11: Valores de la FoM para diferentes rangos de magnitudes aparentes  $G$  para las cuatro poblaciones estelares galácticas para F12M, K5M y S5M. Un valor de la FoM de 0.79 significa que  $\sigma_{\text{post}}$  (la precisión lograda de los parámetros astrofísicos) es igual a  $\sigma_{\text{goal}}$  (la precisión requerida para el parámetro en cuestión). Un valor de 0.25 significa que  $\sigma_{\text{post}}/\sigma_{\text{goal}}$  es igual a 2.

La Fig. 5.41 muestra  $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}],\text{post}}$  y  $\sigma_{[\text{M}/\text{H}],\text{post}}$  en función de la magnitud  $G$  para las subgigantes de tipo F. Se ha escogido esta estrella como ejemplo debido a que las subgigantes F y G son objetos clave para la determinación de edades y metalicidades de las poblaciones estelares. Como se puede ver, los cambios en  $\sigma_{\text{post}}$  sólo son relevantes para el caso de  $[\alpha/\text{Fe}]$  (recordemos que el conjunto de ST evaluados en NextGen2 no incluyen estrellas con  $[\text{M}/\text{H}] < -2$ ). Como tendencia general, para estrellas más débiles que  $G \sim 15$ ,  $[\alpha/\text{Fe}]$  no se puede determinar. Para estrellas más brillantes,  $\sigma_{\text{post}}(\text{F12M}) - \sigma_{\text{post}}(\text{S5M}) \sim 0.1$  dex para  $[\text{M}/\text{H}] = -2$  y  $[\alpha/\text{Fe}] = 0$ , con una diferencia que aumenta a medida que la  $[\text{M}/\text{H}]$  y  $[\alpha/\text{Fe}]$  aumentan.

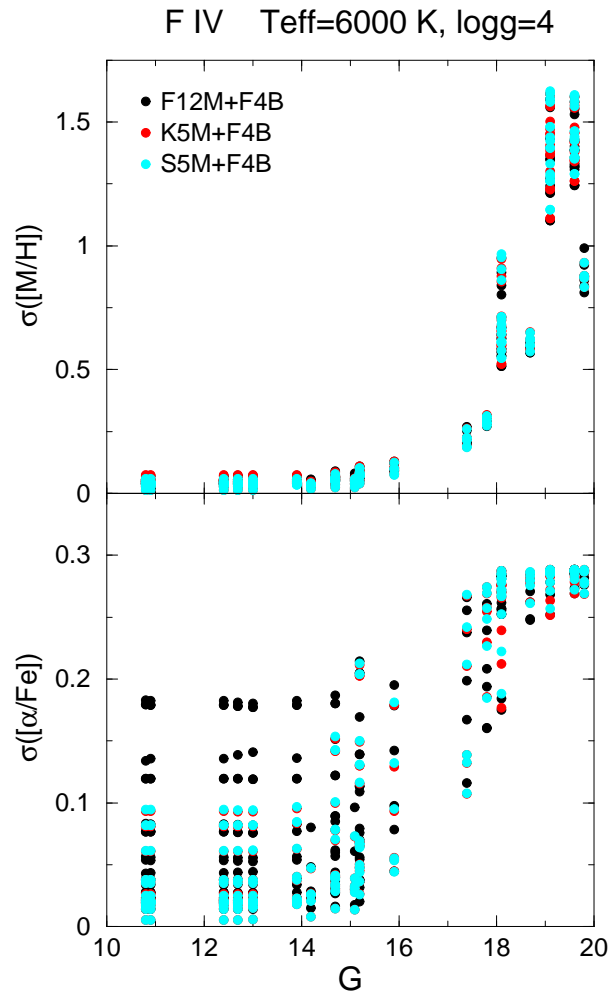


Figura 5.41: Estimación de las precisiones astrofísicas para una subgigantes de tipo F en función de la magnitud  $G$ . Un valor de  $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]} \sim 0.3$  dex significa que el sistema fotométrico no es capaz de determinar  $[\alpha/\text{Fe}]$ .

## 5.4. El sistema fotométrico para *Gaia*

Tras analizar 34 sistemas de banda intermedia y 22 de banda ancha, finalmente se han adoptado dos sistemas fotométricos (S5M y F4B) para formar parte de la misión *Gaia*. Así pues, el sistema de banda intermedia S5M se rebautizó como C1M y el sistema de banda ancha F4B se conoció a partir de entonces como C1B. Estos dos sistemas fotométricos se presentaron a la comunidad científica internacional en Jordi et al. (2006a). En las siguientes secciones describiremos un poco más a fondo

Filtro	C1B431	C1B556	C1B655	C1B768	C1B916
$\lambda_{\text{azul}}$ (nm)	380	492	620	690	866
$\lambda_{\text{rojo}}$ (nm)	482	620	690	846	966
$\lambda_o$ (nm)	431	556	655	768	916
$\Delta\lambda$ (nm)	102	128	70	156	100
$\delta\lambda$ (nm)	10,40	10,10	10,10	10,40	40,10
$\epsilon$ (nm)	2,2	2,2	2,2	2,2	2,2
$T_{\text{max}}$ (%)	90	90	90	90	90
Tipo de CCD	AF	AF	AF	AF	AF
Número de CCD	1	0.5	1	0.5	1

$\lambda_{\text{azul}}$ ,  $\lambda_{\text{rojo}}$ : longitud de onda con transmisión igual a la mitad del máximo

$\lambda_o$ : longitud de onda central

$\Delta\lambda$ : Anchura (FWHM)

$\delta\lambda$ : Ancho del límite (azul, rojo)

$\epsilon$ : intervalos de tolerancia de fabricación centrados en  $\lambda_{\text{azul}}$  y  $\lambda_{\text{rojo}}$

C1B431, C1B655 y C1B916: 82 observaciones

C1B556 y C1B768: 41 observaciones (ambos filtros comparten una columna de CCD)

Tabla 5.12: Especificaciones de los filtros del sistema C1B adoptado para el sistema BBP de la misión.

estas dos propuestas. El sistema C1M consta de 14 filtros y el sistema C1B de 5, por lo que el sistema fotométrico total de *Gaia* posee 19 filtros en total, más las bandas *G* y *GS*.

### 5.4.1. C1B

El sistema C1B de *Gaia* tiene cinco filtros de banda ancha que recubre el rango de longitudes de onda en *G* desde el azul hasta el rojo lejano (400–1000 nm). Las curvas básicas de respuesta de los filtros en función de la longitud de onda tienen forma cuasi-trapezoidal. Los filtros fueron escogidos para cumplir tanto las necesidades astrofísicas como los requisitos de calibración de la cromaticidad del instrumento astrométrico. La especificación de los filtros se puede encontrar en la tabla 5.12. La Fig. 5.42 muestra la respuesta espectral de los filtros.

Las precisiones estimadas al final de la misión, calculadas como se indica en la



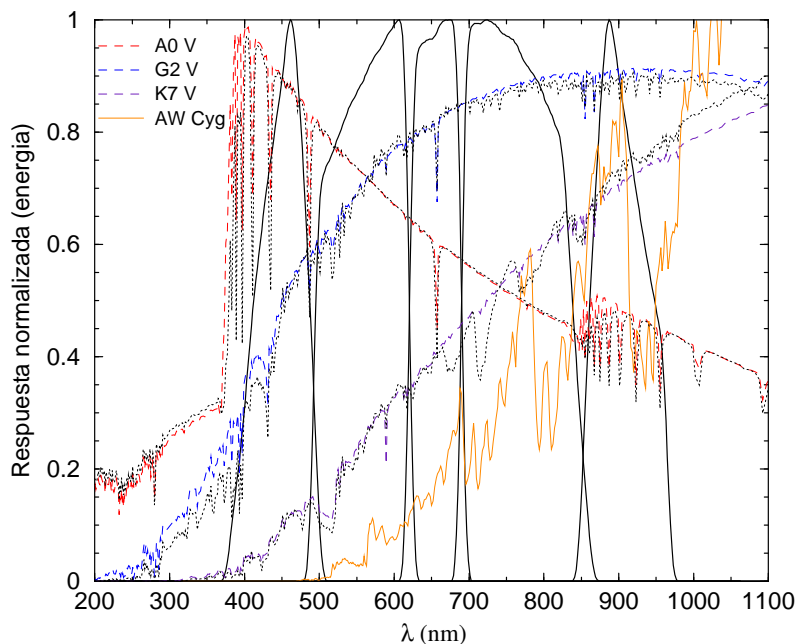


Figura 5.42: Curvas de la respuesta de los filtros en C1B convolucionadas con la transmisión óptica y la eficiencia cuántica de las CCD. Superpuestas en la gráfica, con líneas punteadas negras, se representan las distribuciones espectrales de energía a metalicidad solar para las estrellas de tipo A0 V, G2 V y K7 V en unidades de  $\text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1}$ , extraídas de la librería de BaSel-2.2 (la escala vertical es arbitraria). Las líneas discontinuas (azul y violeta) corresponden a estrellas de tipo G2 V y K7 V con  $[M/H] = -1$  (al compararlas con las líneas punteadas se desvela el efecto que produce un cambio en  $[M/H]$ ). La línea roja discontinua muestra el cambio del espectro de una estrella de tipo A0 debido al cambio en luminosidad. La línea naranja es AW Cyg, una estrella carbonada de tipo N, extraída de la librería de espectros estelares (Gunn & Stryker 1983).

sec. 4.7, se muestran en la Fig. 5.43.

El filtro C1B431 está limitado a longitudes de onda cortas por el salto de Balmer y su límite rojo se encuentra en la línea  $H_\beta$ . El filtro más rojo del sistema, C1B916 está diseñado para medir la luz a longitudes de onda entre el salto de Paschen y el límite rojo de la sensibilidad de la CCD en el plano focal ASTRO. El filtro C1B655 está centrado en la línea  $H_\alpha$  y su anchura ha sido optimizada junto con la de C1M656 en C1M (ver sec. 5.4.2). Los límites de los dos filtros que quedan por describir (C1B556 y C1B768) se han fijado para proporcionar un recubrimiento completo del rango de longitudes de onda de *G* (evitando así huecos entre filtros). En principio, cuatro filtros son suficientes para la calibración de la cromaticidad,

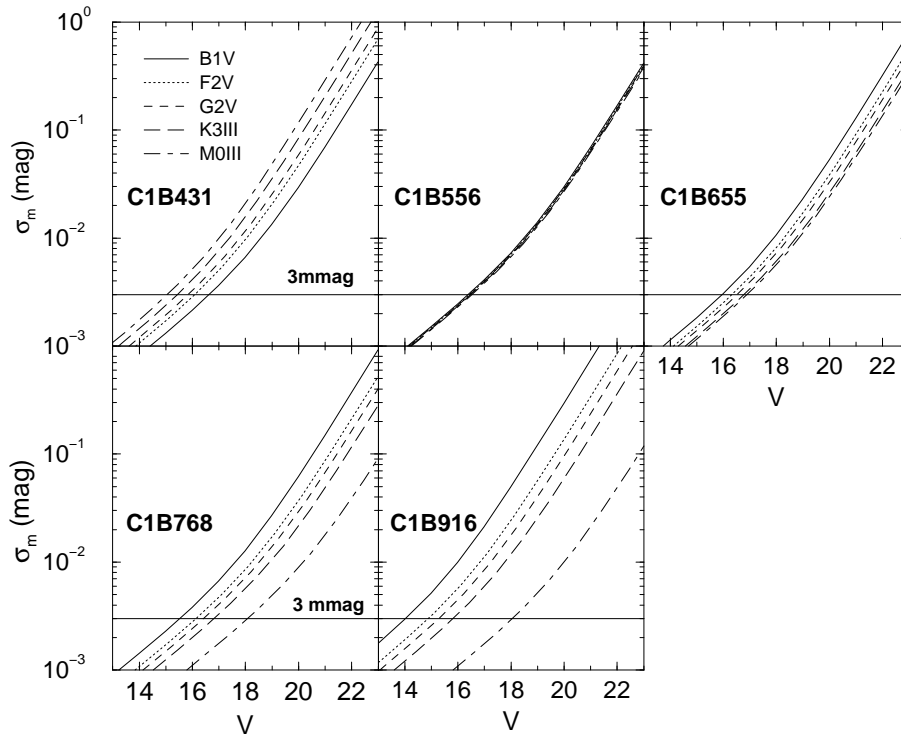


Figura 5.43: Estimación de las precisiones al final de la misión para los cinco filtros de C1B en función de  $V$ , calculadas según la ec. (4.16), adoptando  $\sigma_{\text{cal}} = 0 \text{ mag}$ , aunque para la evaluación de los sistemas fotométricos se utilizó un error de calibración al final de la misión de 3 milimagnitudes en cada filtro (línea horizontal). Los errores para C1B556 son prácticamente iguales para una magnitud  $V$  dada, debido a que las longitudes de ond centrales de estos dos filtros son muy similares.

pero con cinco filtros la clasificación y parametrización de los objetos se puede hacer mejor. A pesar de que tan sólo se dispone de cuatro columnas de CCD para alojar filtros, los dos filtros más anchos del sistema (C1B556 y C1B768) comparten columna, reduciéndose así el número de observaciones al final de la misión en un factor 2.

El sistema de banda ancha, al estar alojado en ASTRO, que posee una mejor resolución angular, será el encargado de la clasificación de los objetos de los campos estelares más densos, sin ayuda de la fotometría de banda intermedia. El límite de densidades con el que aún podremos contar con la fotometría de banda intermedia es de hasta unas 200000–400000 estrellas por grado cuadrado. Estas densidades estelares se encuentran en algunas áreas del bulbo y del disco (Robin et al. 2005;

Drimmel et al. 2005) donde la absorción es suficientemente baja como para poder penetrar a distancias tan grandes. En las áreas densas la paralaje trigonométrica y el salto de Paschen proveerán la parametrización de la luminosidad.

La respuesta del filtro C1B431 a las longitudes de onda más cortas es asimétrica, con un límite rojo menos abrupto. Esto es así para compensar el corrimiento del máximo de la respuesta hacia longitudes de onda más rojas provocado por la eficiencia cuántica de la CCD y las seis reflexiones en los espejos con recubrimiento de plata del telescopio. Como consecuencia de esto, la respuesta de C1B431 se parece a la del filtro *B* del sistema UBV. Las longitudes de onda promedio de ambos filtros son similares: 445 nm para C1B431 y 442 nm para *B*.

La longitud de onda promedio y la anchura a media altura del filtro C1B556 es muy similar a la del filtro *V*. Como resultado, el índice de color C1B431–C1B556 es fácilmente transformable al color *B – V* de Johnson, y viceversa. Esto facilitará la comparación de la gran cantidad de investigaciones desde la Tierra que se han hecho con el sistema *BV* con la fotometría que obtendrá *Gaia*.

Como se puede observar en la Fig. 5.42, C1B431–C1B556, C1B431–C1B768 y C1B431–C1B916 pueden servir para medir el blanketing debido a las líneas metálicas, a pesar de ser mucho menos sensibles que un índice de color que contenga un filtro en el ultravioleta. En un diagrama como C1B431–C1B556 vs. C1B556–C1B768 las desviaciones de las estrellas F-G de la secuencia principal y las gigantes G-K deficientes en metales de las secuencias correspondientes a metalicidad solar son superiores a 0.07 y 0.20 mag, respectivamente.

La combinación de flujos medidos en C1B655 y en el filtro estrecho C1M656 del MBP forman un índice que mide la intensidad de la línea  $H_{\alpha}$ . Este índice  $H_{\alpha}$  comparte el mismo comportamiento que el índice  $\beta$  del sistema fotométrico de Strömngren-Crawford. Es un indicador de luminosidad para las estrellas más calientes que las A0 y de temperatura para estrellas más frías que las de tipo A3. Este indicador es casi independiente de la extinción interestelar y de la composición química. Este mismo índice puede utilizarse para identificar las estrellas con líneas de emisión.

Los dos filtros más rojos (C1B768 y C1B916), proporcionan la altura del salto de Paschen, el cual es función de la temperatura y de la gravedad. A pesar de que la altura máxima del salto de Paschen es de tan sólo 0.3 mag, y por tanto unas cuatro veces menor que el del salto de Balmer, nos proporciona la información necesaria si

su altura, C1B768–C1B916, se mide con alta precisión (mejor que un 1 %). Esto se puede obtener para las estrellas más brillantes que  $V \sim 17 - 18$  (Fig. 5.43).

Los índices de color C1B556–C1B768 y C1B556–C1B916 para las estrellas sin enrojecer de los tipos espectrales más fríos pueden utilizarse como indicadores de temperatura. Estos índices de color (C1B768–C1B916) permiten también separar las estrellas ricas en oxígeno (tipo M) y las ricas en carbono (tipo N).

El diagrama C1M326–C1B431 vs. C1B431–C1B556 tiene las mismas propiedades que el diagrama  $U - B$  vs.  $B - V$  del sistema de Johnson u otros similares utilizados en otros sistemas (Straizys 1992). Así, las supergigantes se separan bien de las estrellas de la secuencia principal. Las enanas F-G pobres en metales y las gigantes G-K muestran excesos ultravioleta de hasta 0.4 mag. Las estrellas de la rama horizontal azul muestran deficiencias ultravioletas de hasta 0.3 mag, mientras que las enanas blancas se sitúan alrededor de la línea de enrojecimiento interestelar de las estrellas de tipo O.

Como se menciona en la sec. 5.1.4 y se detalla en Lindegren (2003c), para la calibración cromática sería suficiente contar con filtros cuasi-rectangulares y la elección de la separación entre filtros es más importante que la anchura de los filtros. El autor concluye que el uso de cuatro filtros anchos que cubran el rango de longitudes de onda del filtro  $G$  astrométrico debería ser suficiente para asegurar los requisitos cromáticos (contribución promedio a las paralajes menor que 1 microsegundo de arco).

Una vez definido el sistema C1B, se realizó un análisis detallado del tratamiento con el sistema C1B de los efectos cromáticos. Considerando el peor caso posible, con gran cantidad de coma presente, se ha estimado que la contribución cromática a los errores en la paralaje una vez promediado para todas las observaciones con la CCD, es de unos 0.14–1.4  $\mu$ as. Por lo tanto, los filtros C1B escogidos parecen proveer suficiente información sobre la distribución espectral de energía de los objetos para nuestro propósito. La corrección de cromaticidad basada en calibraciones empíricas utilizando los flujos BBP será menos precisa en aquellos objetos con distribuciones espectrales de energía fuertemente decantadas hacia una parte del espectro, sea a longitudes de onda cortas o largas. Un ejemplo de ello son los cuásares, que pueden mostrar fuertes líneas de emisión en cualquier longitud de onda dependiendo del corrimiento al rojo. Sin embargo, se ha estimado que el efecto residual de la cromaticidad para este tipo de objetos es razonablemente pequeño (pocos microsegundos

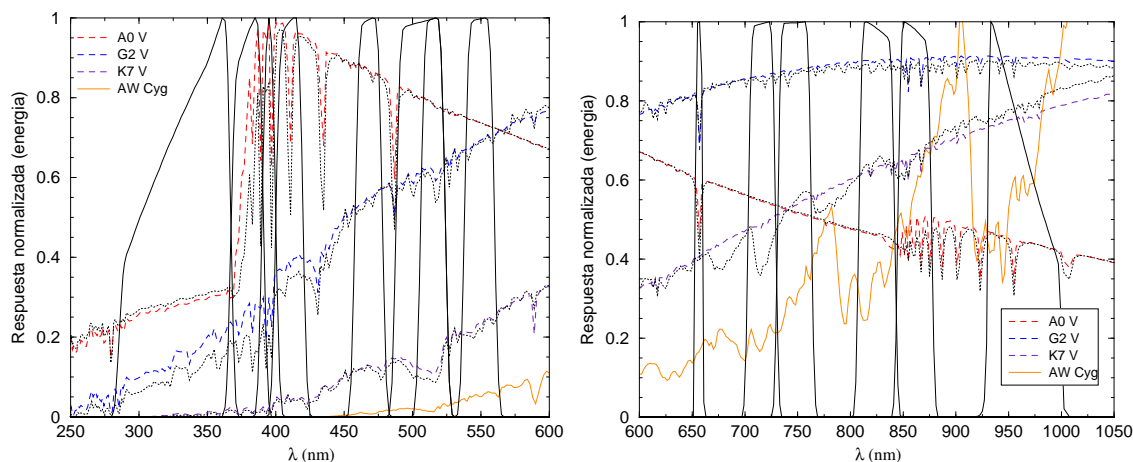


Figura 5.44: Figura análoga a la Fig. 5.42 pero con los filtros de banda intermedia del sistema C1. En los paneles *izquierdo* y *derecho* se muestran los filtros azules y rojos, respectivamente.

de arco). Esto es aceptable ya que el error debido a la estadística de fotones para estos objetos es bastante más elevado y domina debido a que se trata de objetos muy débiles.

### 5.4.2. C1M

El sistema C1M consiste en 14 filtros. La respuesta de los filtros (Fig. 5.44) en función de la longitud de onda tiene forma cuasitrapezoidal simétrica. Los parámetros de los filtros se listan en la tabla 5.13. En la Fig. 5.45 se compara el sistema C1 con algunos de los sistemas clásicos mencionados en la sec. 1.2.

El sistema MBP posee seis columnas de CCD optimizadas para el rango rojo del espectro, en las que se sitúa un filtro diferente para cada columna (los seis filtros con longitudes de onda centrales mayores). Para los filtros azules, se han propuesto ocho filtros y deben ser alojados en diez columnas de CCD optimizadas para el azul. Así pues, se han asignado dos columnas a cada uno de los dos filtros ultravioletas para incrementar la relación señal-ruido de las medidas.

El filtro ultravioleta (C1M326) se puede considerar de banda ancha (con una anchura de 82 nm) aunque esté implementado en el instrumento SPECTRO. Por

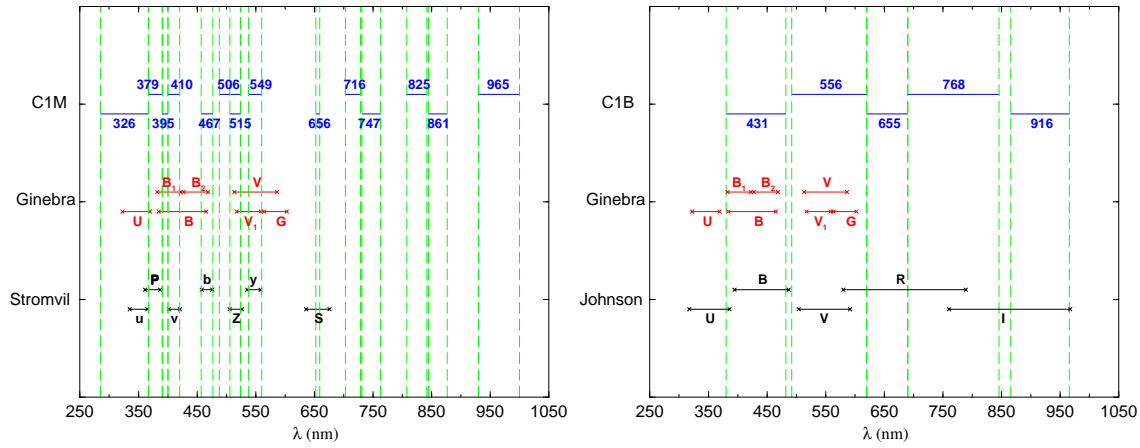


Figura 5.45: Comparación de los sistemas C1 con algunos de los sistemas fotométricos más utilizados (sec. 1.2). El rango de cada filtro se ha dibujado utilizando la longitud central del filtro y añadiendo a cada lado, de forma simétrica, la mitad de la anchura a altura-mitad del filtro.

debajo de 280 nm no conviene extender más el filtro debido a la presencia de fuertes líneas de absorción dependientes de la metalicidad, presentes para las estrellas de tipos espectrales cercanos a las A. Además, la extinción interestelar aumenta rápidamente, alcanzando un máximo a los 218 nm. En el espacio, el filtro UV se puede extender hasta los 280 nm requeridos, lo cual mejora la determinación de  $[M/H]$  para las estrellas FGK debido a la presencia de varias líneas atómicas, ionizadas o de alta excitación. Para las enanas G tardías, la absorción debida a las líneas metálicas en el filtro UV es unas 2.7 veces mayor que en el dominio violeta (376–430 nm). El límite rojo de C1M326 viene impuesto por el salto de Balmer. Los índices de color C1M326–C1B431 o C1M326–C1M410 miden la altura del salto de Balmer, que es función de  $T_{\text{ef}}$  y  $\log g$  en las estrellas BAF. En las estrellas FGK estos índices de color miden las líneas metálicas del ultravioleta, que puede ser calibrado en términos de  $[M/H]$ .

El filtro C1M379 está situado en el rango de longitudes de onda donde las líneas correspondientes a los niveles más altos de energía de la serie de Balmer se acumulan para las estrellas de los tipos espectrales más calientes. La absorción integrada en estas líneas es muy sensible a  $\log g$  (o  $M_V$ ). Para las estrellas de los últimos tipos espectrales, la posición de estos filtros coincide con el máximo de presencia de líneas metálicas. Así pues, el índice de color C1M379–C1M467 es un indicador sensible a la metalicidad. Este filtro es equivalente a lo que en otros sistemas fotométricos

Filtro	C1M326	C1M379	C1M395	C1M410	C1M467	C1M506	C1M515
$\lambda_{\text{azul}}$ (nm)	285	367	390	400	458	488	506
$\lambda_{\text{rojo}}$ (nm)	367	391	400	420	478	524	524
$\lambda_o$ (nm)	326	379	395	410	468	506	515
$\Delta\lambda$ (nm)	82	24	10	20	20	36	18
$\delta\lambda$ (nm)	5	5	5	5	5	5	5
$\epsilon$ (nm)	2,2	2,2	2,1	1,2	2,2	2,2	2,2
$T_{\text{max}}$ (%)	90	90	90	90	90	90	90
Tipo de CCD	Blue	Blue	Blue	Blue	Blue	Blue	Blue
Número de CCD	2	2	1	1	1	1	1
Filtro	C1M549	C1M656	C1M716	C1M747	C1M825	C1M861	C1M965
$\lambda_{\text{azul}}$ (nm)	538	652.8	703	731	808	845	930
$\lambda_{\text{rojo}}$ (nm)	560	659.8	729	763	842	877	1000
$\lambda_o$ (nm)	549	656.3	717	747	825	861	965
$\Delta\lambda$ (nm)	22	7	26	32	34	32	70
$\delta\lambda$ (nm)	5	2	5	5	5	5	5
$\epsilon$ (nm)	2,2	1,1	2,2	2,2	2,2	2,2	2,2
$T_{\text{max}}$ (%)	90	90	90	90	90	90	90
Tipo de CCD	Blue	Red	Red	Red	Red	Red	Red
Número de CCD	1	1	1	1	1	1	1

$\lambda_{\text{azul}}, \lambda_{\text{rojo}}$ : Longitud de onda con transmisión igual a la mitad del máximo

$\lambda_o$ : Longitud de onda central

$\Delta\lambda$ : Anchura (FWHM)

$\delta\lambda$ : Ancho del límite (azul, rojo)

$\epsilon$ : Intervalos de tolerancia de fabricación centrados en  $\lambda_{\text{azul}}$  y  $\lambda_{\text{rojo}}$

Tabla 5.13: Especificaciones de los filtros del sistema C1B recomendado como línea de base para el sistema MBP de la misión.

representa el filtro  $P$  del sistema de Vilnius o el filtro  $L$  del sistema de Walraven.

El filtro C1M395 ha sido introducido principalmente para medir la línea Ca II H+K. El índice C1M395–C1M410 muestra un fuerte correlación con la anchura equivalente del triplete del calcio,  $W(\text{CaT}^*)$  (ver Fig. 6.9), que mide el espectrógrafo de velocidades radiales, una vez se corrige de la influencia de las líneas de Paschen. Así, el diagrama C1M395–C1M410 vs.  $W(\text{CaT}^*)$  es particularmente útil para utilizarlo como estimador de la gravedad superficial (Kaltcheva et al. 2003) ya que el efecto de la absorción interestelar es menor, debido a la pequeña separación que existe entre los dos filtros. El filtro C1M395 también puede servir para mejorar la determinación de  $[\alpha/\text{Fe}]$  para las estrellas muy pobres en metales.

El filtro violeta C1M410 mide la intensidad del espectro en el lado rojo del salto de Balmer. En combinación con C1M326, da la altura del salto de Balmer. Para estrellas KM es el filtro con longitudes de onda más cortas que, combinado con otros filtros a mayores longitudes de onda, puede proporcionar las temperaturas y luminosidades para las estrellas con metalicidad solar en presencia de enrojecimiento interestelar (es decir, cuando las estrellas son demasiado débiles en el ultravioleta). Los análogos de este filtro en otros sistemas fotométricos existentes serían el filtro  $v$  en el sistema de Strömgen,  $B_1$  del sistema de Ginebra y  $X$  en el sistema de Vilnius.

El filtro verde, C1M515, está situado sobre la depresión ancha observada en el espectro de las estrellas de tipo G y K y formada debido a la presencia de numerosas líneas metálicas. Entre ellas, las más evidentes son el triplete del Mg I y la banda de MgH. La profundidad de esta depresión, la intensidad que alcanza su máximo alrededor de las estrellas de tipo K7 V, es muy sensible a la gravedad, siendo más profunda en las enanas que en las gigantes. Este mismo filtro puede ser útil también para identificar las estrellas A peculiares de tipo Sr-Cr-Eu. C1M515 es equivalente al filtro  $Z$  que se utiliza en el sistema fotométrico de Vilnius.

El filtro C1M506 es mucho más ancho que C1M515 (de hecho lo incluye). La combinación de ambos filtros proporciona un índice casi independiente de la absorción interestelar y su combinación con los filtros de pseudocontinuo adyacentes (C1M467 y C1M549) resulta en un índice sensible a las abundancias de Mg y a la gravedad. Si la luminosidad se conoce mediante el paralaje, las abundancias de Mg pueden entonces ser determinadas. Los rasgos espectrales de Ca II y Mg I muestran comportamiento inverso cuando  $[M/H]$  y  $[\alpha/Fe]$  varían (Tautvaisienė & Edvardsson 2002) y así, los índices que utilicen C1M395 y C1M515 permiten desentrañar el proceso de creación de elementos  $\alpha$  y de hierro.

El filtro más estrecho del sistema C1, C1M656, está situado sobre la línea  $H_\alpha$ . Como ya se ha mencionado previamente, el índice  $H_\alpha = C1B655 - C1M656$  mide la intensidad de la línea  $H_\alpha$ , dándonos así luminosidades para las estrellas más calientes que una A0 y temperaturas para estrellas más frías que una A3. Este índice es también muy útil para la identificación de estrellas con líneas de emisión (Be, Oe, Of, T Tau, Herbig Ae/Be, etc.).

C1M716 coincide con una de las bandas de absorción de TiO más profundas, centradas en 713 nm (Wahlgren et al. 2005) mientras que C1M747 mide la porción del espectro donde la absorción por las bandas de TiO es mínima. Así pues, el



índice C1M716–C1M747 es un fuerte indicador de la presencia e intensidad de TiO, que depende de la temperatura y de la abundancia de TiO para estrellas de tipo M y K tardías. Para las estrellas más calientes, ambos filtros miden únicamente el pseudocontinuo. Como ya se vió en la sec. 5.3.3, las primeras propuestas de sistemas fotométricos para la misión medían la banda de TiO en la banda de 781 nm.

El filtro C1M825 está diseñado para medir tanto el continuo de la parte azul del salto de Paschen (de ahí su limitación a 842 nm en su límite rojo) como la fuerte banda de CN para las estrellas carbonadas de tipo R y N. Para las estrellas M, C1M825 mide un dominio espectral con absorción débil de TiO. La distinción entre estrellas M y C se realiza con todos los filtros rojos. A una temperatura dada, los flujos son similares en C1M747 y C1M861 para las estrellas ricas en oxígeno (secuencia M) y para las ricas en carbono (secuencia C), pero muy diferentes en los filtros C1M825 y C1M965, principalmente debido a fuertes bandas de CN producidas a longitudes de onda a partir de 787 nm. La separación entre estrellas M y C es posible incluso si están fuertemente enrojecidas. Así pues, los índices C1M825–C1M861 y C1M861–C1M965 conforman un criterio sensible para separar las estrellas de tipo M, R y N.

El filtro C1M861, situado entre C1M825 y C1M965, viene determinado por el rango de longitudes de onda del instrumento RVS (848–874 nm), incluyendo así el triplete infrarrojo del calcio. La medida del flujo de la estrella en este filtro ayudará en la reducción de datos del RVS. El índice C1M861–C1M965 mide la absorción sensible a la gravedad de las líneas de la serie de Paschen.

De forma similar, C1M965 mide el continuo a longitudes de onda más rojas que el salto de Paschen (y su combinación con C1M825 proporciona la altura de dicho salto) o las bandas fuertes de absorción de las estrellas de tipo R y N (ver Fig. 5.44, derecha). Situando un filtro a estas longitudes de onda tan largas al límite de la eficiencia cuántica de la CCD se mejora la determinación de la extinción interestelar, tal y como confirman los cálculos con la FoM.

En la Fig. 5.46 se pueden ver los errores fotométricos asociados a algunos colores formados con los filtros del sistema C1M.

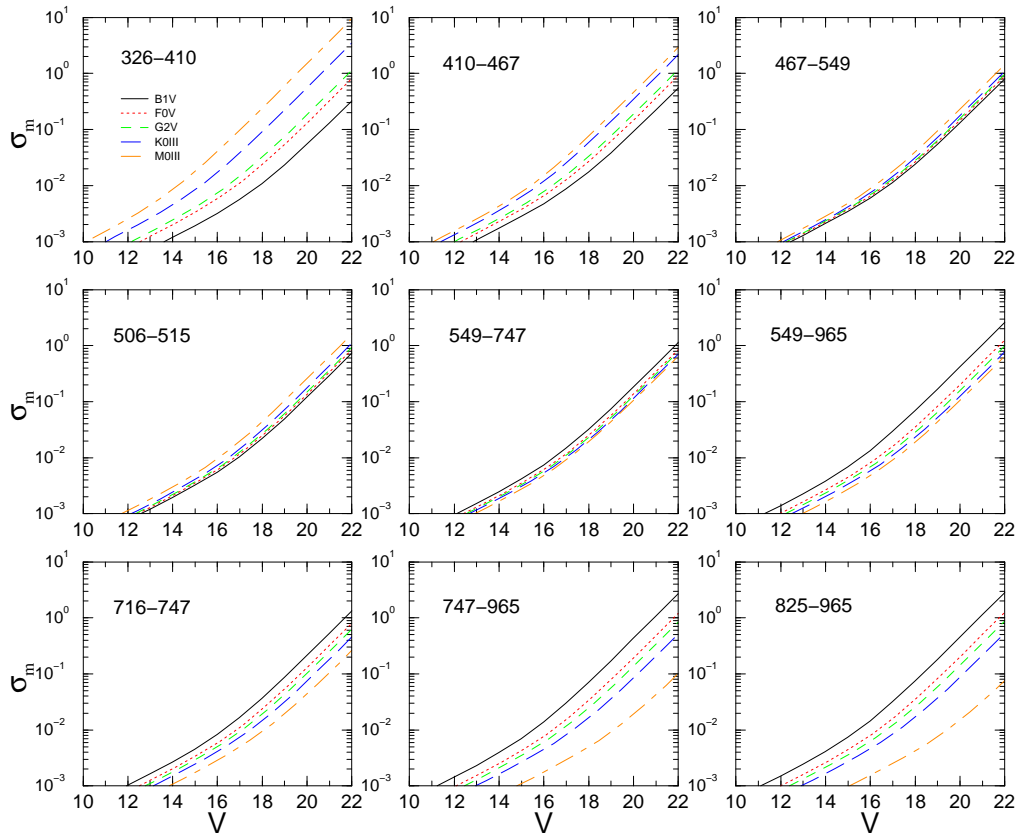


Figura 5.46: Estimación de las precisiones al final de la misión para los cinco filtros de C1M en función de  $V$ , calculadas según la ec. (4.16), adoptando  $\sigma_{\text{cal}} = 0$  mag, aunque para la evaluación de los sistemas fotométricos se utilizó un error de calibración al final de la misión de 3 milimagnitudes en cada filtro (línea horizontal con el factor  $\sqrt{2}$  incluido). Vemos que los errores de calibración empiezan a predominar para las estrellas brillantes

### 5.4.3. Las bandas $G$ y $GS$

Ya se ha mencionado que las magnitudes  $G$  y  $GS$  corresponden a las observaciones sin filtro obtenidas en ASTRO y SPECTRO, respectivamente (Fig. 1.6). En la tabla 5.14 mostramos las características de estas dos bandas de manera análoga a cómo hemos hecho con los filtros del sistema C1.

La relación entre estas  $G$  y  $GS$  y la magnitud  $V$  de Johnson se mostró en la sec. 4.5. Los objetos muy rojos (ya sea intrínsecamente o debido al enrojecimiento interestelar) son más brillantes en  $G$  y  $GS$  que en  $V$ . Esto implica que el límite de magnitud definido para *Gaia* ( $G_{\text{lim}} \sim 20$ ) se traduce a  $V_{\text{lim}} \sim 20\text{--}25$ , en función del

color del objeto observado.

Las precisiones obtenidas para  $G$  se muestran en la Fig. 5.47. Teniendo en cuenta el ruido de fotones de la fuente, el fondo de cielo y el ruido de lectura, se pueden obtener precisiones de  $\sim 10$  y  $\sim 1$  milimagnitudes para  $V \sim 19$  por tránsito y al final de la misión, respectivamente. Esto implica que la precisión en  $G$  está limitada básicamente por los errores de calibración.

La magnitud  $G$  es, entre todas las de *Gaia*, el que provee mejor señal-ruido para la detección de variabilidades. *Gaia* observará millones de estrellas variables de todo tipo (binarias eclipsantes, cefeidas, RR Lyrae, Mira-LPV, ...). Eyer (2005) y Eyer & Mignard (2005) proporcionan comparaciones con otros barridos de variables y discuten detalladamente los efectos del muestreo de tiempo y número de observaciones proporcionado por la ley de escaneo del satélite.

Magnitud:	$G$	$GS$
$\lambda_{\text{azul}}$ (nm)	400	350
$\lambda_{\text{rojo}}$ (nm)	1000	1025
$\lambda_o$ (nm)	715	765
$\Delta\lambda$ (nm)	408	456
Tipo de CCD	AF	Red
Número de CCD	12	2

$\lambda_{\text{azul}}$ ,  $\lambda_{\text{rojo}}$ : longitud de onda con transmisión igual a la mitad del máximo

$\lambda_o$ : longitud de onda central

$\Delta\lambda$ : Anchura (FWHM)

Tabla 5.14: Especificaciones de las bandas  $G$  y  $GS$  definidas por la respuesta cuántica de las CCD y la reflectividad de los espejos de ASTRO y SPECTRO, respectivamente.

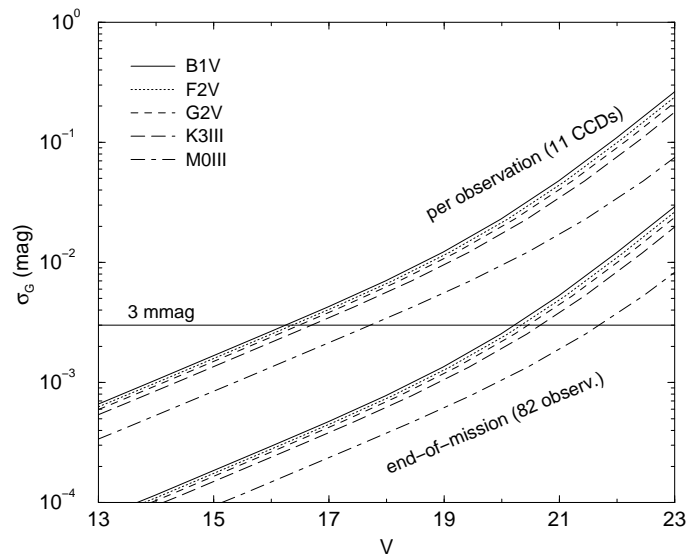


Figura 5.47: Precisiones estimadas para la magnitud  $G$  para cada tránsito y al final de la misión, asumiendo un error de calibración nulo. El error de calibración en esta tesis la consideramos de 3 milimagnitudes (línea horizontal), aunque se debe realizar un estudio más detallado en el futuro.

## Parte IV

# **EVALUANDO EL SISTEMA FINAL**



*”Cuando estás solucionando un problema, no te preocupes.  
Ahora, después de que has resuelto el problema es el momento de preocuparse.”*

**Richard Phillips Feynman (1918-1988)**  
**Físico estadounidense**





# 6 Rendimiento fotométrico

En el capítulo anterior hemos establecido los filtros fotométricos que se proponen como mejor opción para cumplir los objetivos científicos de la misión. Esto se ha hecho utilizando la figura de mérito, una herramienta que identifica el conjunto de filtros más sensibles a los parámetros astrofísicos de las estrellas observadas.

Una vez fijados estos filtros, queda por realizar la tarea, nada trivial, de invertir el proceso y recuperar los parámetros astrofísicos partiendo de las observaciones en los filtros del sistema C1 propuesto. Esta labor la lleva a cabo el grupo de clasificación (ICAP), por lo que no pretendemos aquí elaborar los algoritmos de clasificación. En este capítulo simplemente damos unas guías para llevar a cabo este proceso, así como mostrar algunos resultados preliminares de dicha parametrización. Los diagramas color-color aquí mostrados pretenden únicamente mostrar las capacidades del sistema fotométrico. Estos índices pueden ser utilizados en el futuro para crear los algoritmos de clasificación. En Carrasco & Jordi (2005) se simula la fotometría proporcionada por los filtros del sistema C1, fotometría que se utiliza en este capítulo.

Así pues, en la sec. 6.1 analizamos los métodos (diagramas color-color,  $\chi^2$ , redes neuronales) para recuperar la información de las estrellas. Ya en las sec. 6.2.1 y 6.2 comentamos cómo se comporta el sistema C1 al tratar estrellas de emisión u objetos no estelares, como por ejemplo los cuásares, respectivamente.

## 6.1. Recuperar la información astrofísica

Las medidas fotométricas de *Gaia* y demás observables de la misión (astrometría e información de los espectros RVS) son la única información disponible para la clasificación y parametrización de los objetos. Por ello, como no conoceremos ‘a

priori' nada del objeto observado, al contrario de lo asumido en el diseño de los filtros, se debe establecer una estrategia de recuperación de parámetros físicos utilizando sólo dichos observables.

Existen diversas aproximaciones para extraer la información de las estrellas partiendo de las observaciones fotométricas. Tradicionalmente se ha utilizado el cálculo de colores e índices fotométricos (sec. 6.1.1–6.1.3) que permitieran separar grupos de estrellas con distintas propiedades físicas. Más recientemente, se han propuesto métodos más automáticos, sin demasiada supervisión por parte del astrofísico pero que permiten tratar grandes muestras de estrellas y que son matemáticamente fiables para encontrar el mejor resultado (sec. 6.1.4–6.1.5). Ambos métodos no son excluyentes y, de hecho, se debería utilizar todo aquello que facilite la correcta identificación del objeto estudiado. Los diagramas fotométricos se pueden utilizar como herramienta de preclasificación de los métodos más automáticos.

### 6.1.1. Índices de temperatura y extinción

Los índices de color sensibles a la temperatura son funciones cuasi-lineales de la *temperatura recíproca*,  $\theta = 5040/T_{\text{ef}}$ . Por eso representaremos los índices respecto a esta  $\theta$ , en vez de respecto a  $T_{\text{ef}}$ . Para estrellas más frías de 4000 K los efectos de la metalicidad sobre los colores varían también en función de la temperatura y gravedad consideradas. Los colores  $C_{5575} \equiv C1M549-C1M747$ ,  $C_{4755} \equiv C1M467-C1M549$  y  $C_{5692} \equiv C1B556-C1B916$ , muestran poca dependencia con  $[M/H]$  para las estrellas de la secuencia principal entre 3500 y 10000 K, tal y como se muestra en la Fig. 6.1.  $C_{5692}$ , color análogo a  $V - I$  del sistema de Johnson, tiene además poca dependencia con la gravedad superficial de la estrella. Esta independencia con cualquier otro parámetro que no sea la temperatura permite que, conocido el valor de estos colores, podamos tener una estimación de la temperatura estelar.

El inconveniente de estos colores es que, al estar formados por dos filtros lejanos entre sí en longitudes de onda, se ven afectados de efectos de enrojecimiento. En cambio, la combinación de los filtros de banda ancha e intermedia centrados en la línea  $H_{\alpha}$  del sistema C1 (Fig. 6.2) permite obviar esta contrariedad. Este color, que llamaremos índice  $\alpha$ , muestra cierta dependencia con la temperatura y/o la gravedad (dependiendo del tipo espectral de la estrella considerada), y su valor casi no depende de la absorción, puesto que los dos filtros involucrados se encuentran

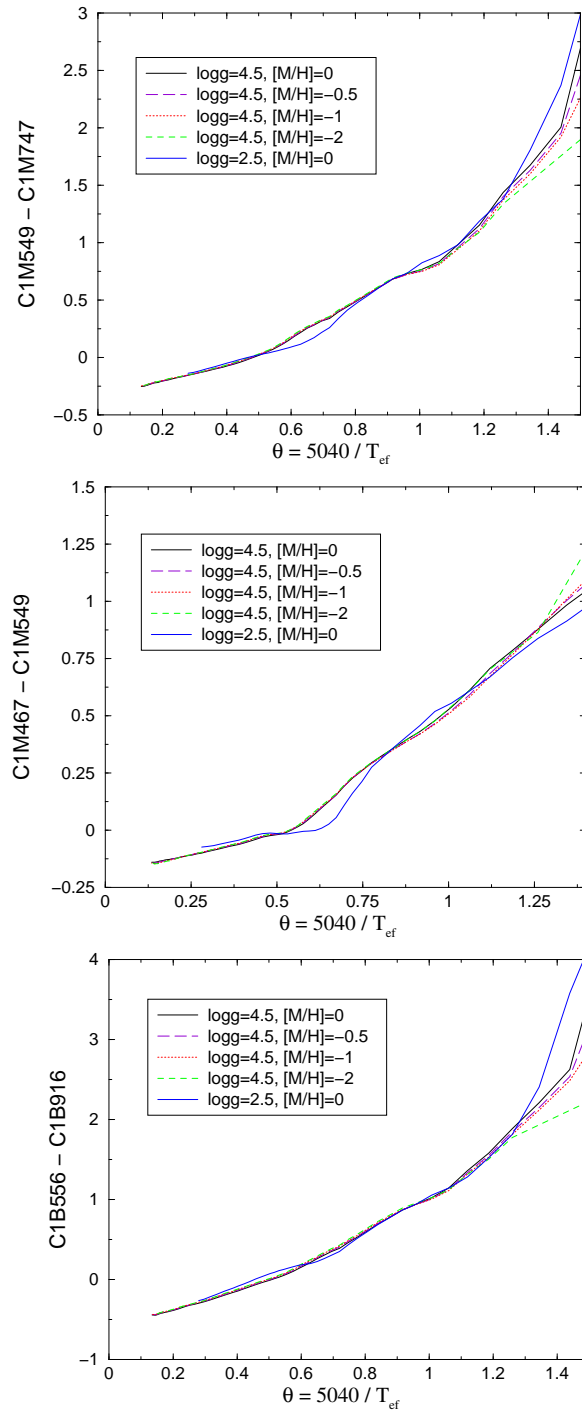


Figura 6.1: Relación de  $C_{5575}$ ,  $C_{4755}$  y  $C_{5692}$  con  $\theta = 5040/T_{\text{ef}}$  para estrellas con  $\log g = 4.5$ ,  $[M/H]$  entre  $-2.0$  y  $+0.0$  y  $T_{\text{ef}}$  entre  $50000$  y  $3500$  K. Hay muy poca dependencia con  $[M/H]$  para las estrellas con  $T_{\text{ef}} > 4000$  K mostrando en este rango una relación unívoca con la  $T_{\text{ef}}$ .  $C_{5692}$  presenta el mayor grado de independencia con la gravedad al representar también gigantes con  $\log g = 2.5$  y  $[M/H] = 0$ .

centrados en la misma longitud de onda y, por lo tanto, cada uno de ellos se ve afectado por el enrojecimiento de forma similar, anulándose dicho efecto, pues, al restar las dos magnitudes para construir el color. El hecho de su casi independencia con la absorción interestelar es la que nos hace preferirlo a los arriba mencionados índices de temperatura (ver Fig. 6.3) para ver los excesos del índice  $\alpha$  comparados con los de  $C_{5692}$ ). El índice  $\alpha$ , indicador de temperatura entre aproximadamente 4500 y 8500 K, y deja de tener sentido físico para  $T_{\text{ef}} < 4500$  K (rango no representado en la Fig. 6.2). Sin embargo, la estrechez del filtro C1M656 hace que para las estrellas más débiles este filtro capte pocos fotones, por lo que su error asociado aumenta. En estos casos, cualquiera de los índices anteriores es preferible.

Podemos combinar el índice  $\alpha$  con otro parámetro también independiente de la absorción. De forma general podemos definir índices independientes (a los que llamamos índices Q, Straižys (1992)) de la absorción de la siguiente manera:

$$Q_{1234} \equiv (m_1 - m_2) - \frac{A_1 - A_2}{A_3 - A_4} (m_3 - m_4) \quad (6.1)$$

siendo  $m_i$  la magnitud del filtro  $i$  y  $A_i$  la absorción en el filtro  $i$ .

Un ejemplo de estos índices es:

$$Q_{33968296} \equiv (C1M326 - C1M965) - \frac{A_{326} - A_{965}}{A_{825} - A_{965}} (C1M825 - C1M965) \quad (6.2)$$

Si graficamos este índice respecto al índice  $\alpha$  de la Fig. 6.2 obtenemos la Fig. 6.4. Así, según sea nuestra observación podemos tener una estimación de la temperatura de nuestra estrella sin que esta estimación se vea afectada por la absorción interestelar.

Conocer la temperatura de la estrella mediante este diagrama u otros similares nos puede permitir conocer la absorción que ha sufrido la luz de la estrella de camino a nosotros. Por ejemplo, lo podemos hacer mediante el diagrama de la Fig. 6.5. Dado que el índice  $\alpha$  no se ve afectado por la extinción interestelar, en este diagrama, tan sólo el índice  $C_{8296} \equiv C1M825 - C1M965$  cambia su valor por el enrojecimiento de la luz al atravesar el polvo y gas interestelar. Para estimar la absorción interestelar debemos, sabiendo cómo afecta esta absorción al color  $C_{8296}$  (línea C), retroceder

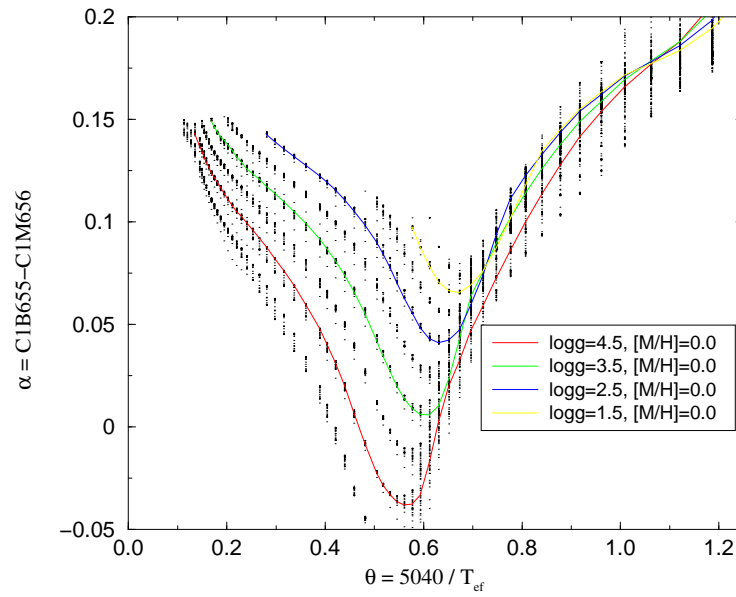


Figura 6.2: El índice  $\alpha \equiv C1B655 - C1M656$  es casi invariante a  $\log g$  para  $T_{\text{ef}} < 8500$  K y, en cambio, para  $T_{\text{ef}}$  mayores muestra una fuerte dependencia con  $\log g$ . Esto permite usar el índice  $\alpha$  como indicador de luminosidad para estrellas más calientes que las A0 y para determinar  $T_{\text{ef}}$  para estrellas más frías que una A3 de forma similar al índice  $\beta$  de Strömgen.

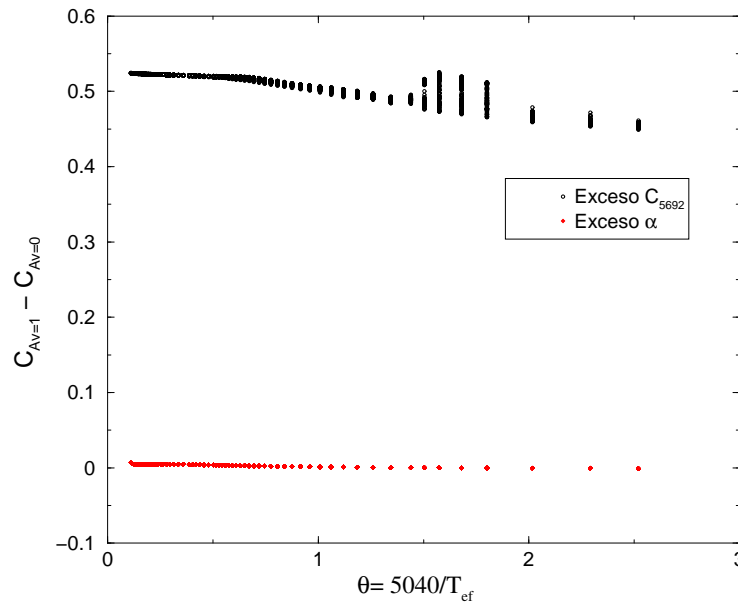


Figura 6.3: Excesos en  $\alpha = C1B655 - C1M656$  y  $C_{5692} = C1B556 - C1B916$  en función de  $T_{\text{ef}}$ . El efecto de  $A_V$  sobre  $\alpha$  es despreciable dado que los filtros que componen el índice  $\alpha$  están centrados en la misma  $\lambda_o$  y están afectados casi de la misma forma por  $A_V$ .

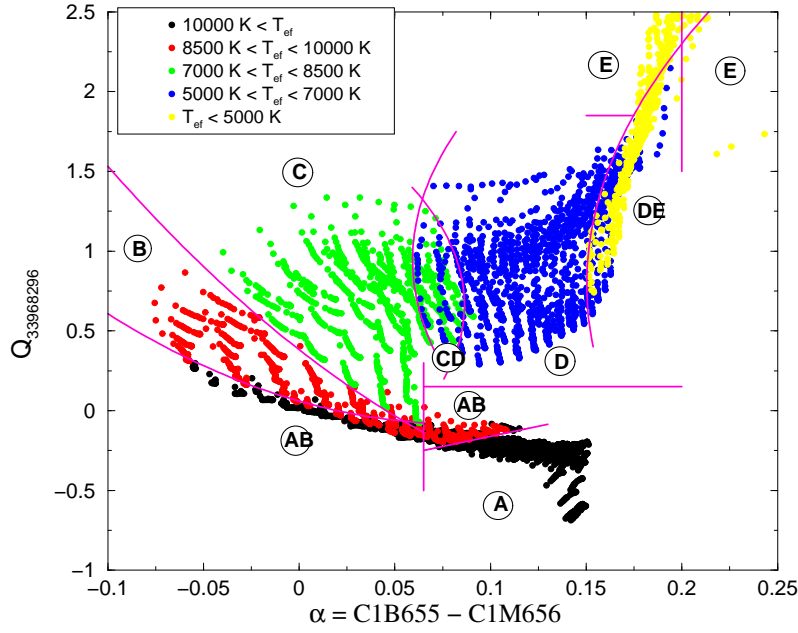


Figura 6.4: El plano  $Q_{33968296}-\alpha$  permite separar las estrellas en diferentes regiones en función de la temperatura efectiva. Los puntos de diferentes colores corresponden a distintos intervalos de temperatura en los modelos de BaSeL-2.2 (se presentan diversas gravedades y metalicidades), delimitados por las líneas de color magenta. Tanto  $Q_{33968296}$  como  $\alpha$  son independientes de la absorción interestelar.

y recuperar el color que tendría la estrella si no estuviera enrojecida (hasta las relaciones A o B, dependiendo de si estamos en el rango frío o caliente respectivamente, cosa que sabremos por ejemplo situando nuestra observación en la Fig. 6.4). La diferencia con el color observado nos indica el enrojecimiento de la estrella (ver Fig. 6.5).

Las relaciones ajustadas son:

$$A : C_o = -0.0341 + 0.0181\alpha_o + 5.24 \alpha_o^2 \quad (6.3)$$

$$B : C_o = 0.1242 - 2.7240 \alpha_o \quad (6.4)$$

$$C : C_{A_V} = C_o + \frac{dC}{dA_V} A_V \quad (6.5)$$

$$\alpha_{A_V}(\equiv \alpha) \sim \alpha_o \quad (6.6)$$

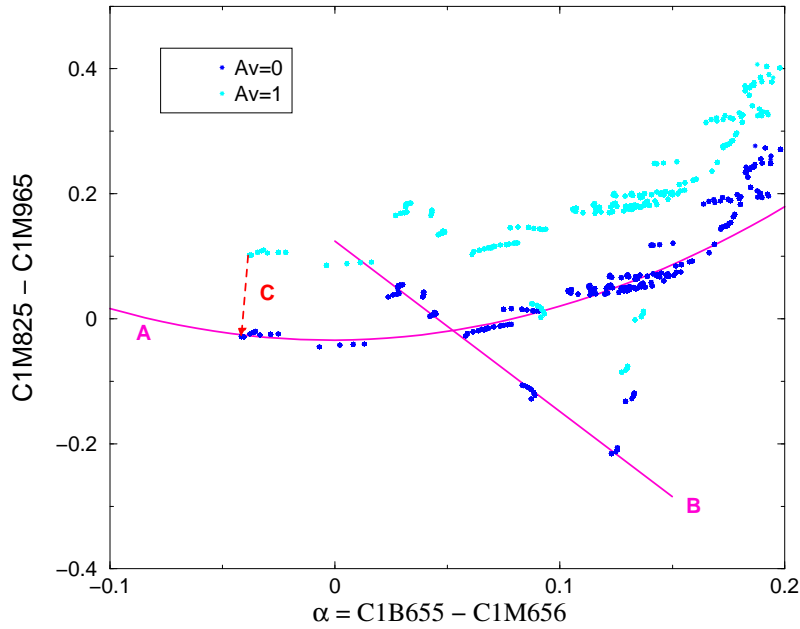


Figura 6.5: Objetivos científicos de la fotometría de *Gaia* definidos en la sec. 3 representados en el diagrama  $C_{8296}-\alpha$  mediante simulaciones con la librería espectral de BaSeL-2.2. En azul, las estrellas tal y como se observarían si no estuvieran enrojecidas por el medio interestelar. En cian las mismas estrellas se encuentran absorbidas 1 mag en  $V$ . Vemos que esta absorción afecta principalmente al color  $C_{8296} = C1M825 - C1M965$  pero que casi no afecta al índice  $\alpha$ . Sabiendo que las estrellas al enrojecer siguen una trayectoria como la de C, cuando, al retroceder la observación en cian intersectemos con la relación estándar A (o B en el caso de estrellas calientes) sabremos así calcular un valor aproximado para  $A_V$ .

donde  $\frac{dC}{dA_V}$  es igual a 0.1303 para estrellas frías e igual a 0.1306 para las estrellas calientes.

A partir de las ec. (6.3–6.6) podemos encontrar el valor de la absorción, tanto para el caso de estrellas frías (ajuste de la parábola A de la Fig. 6.5) como para las calientes (ajuste lineal B). Así obtenemos:

$$A_V^{\text{frías}} = \frac{5.24\alpha^2 + 0.0181\alpha - 0.03407 - C_{A_V}}{-0.1306} \quad (6.7)$$

$$A_V^{\text{calientes}} = \frac{0.1242 - 2.7240\alpha - C_{A_V}}{-0.1303} \quad (6.8)$$

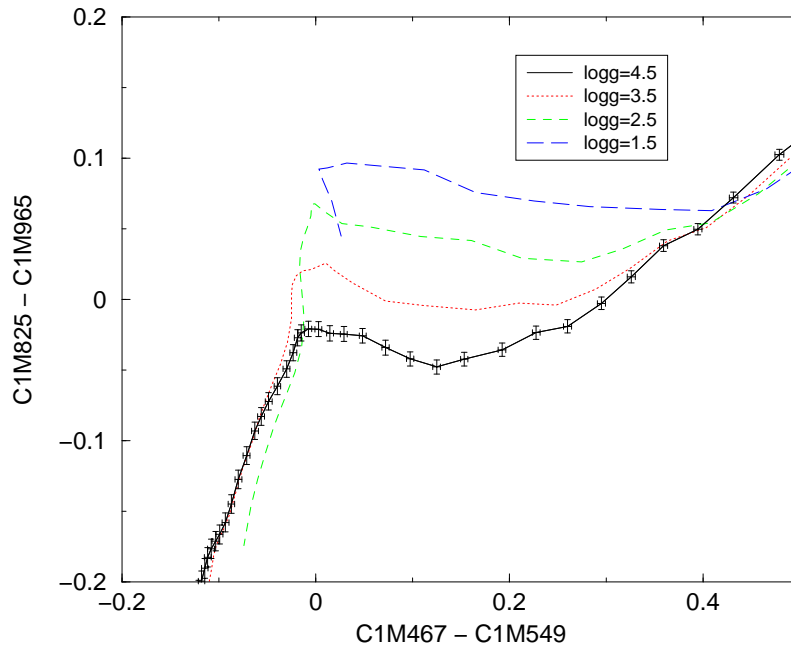


Figura 6.6: Salto de Paschen tal y como se mide con el color  $C_{8296}$  en función de  $T_{\text{ef}}$ . Se muestran las variaciones debidas a  $\log g$  para metalicidad solar. Las barras de error corresponden a observaciones con  $G = 15$ .

### 6.1.2. Colores sensibles a la gravedad

El efecto de la gravedad medido por el salto de Paschen es, utilizando el color  $C_{8296} \equiv C1M825 - C1M965$  de unas 0.15 mag cuando se comparan las estrellas de la secuencia principal y las gigantes luminosas, Fig. 6.6. El salto de Paschen es menor que el de Balmer, por lo que sólo se puede utilizar para estrellas suficientemente brillantes.

El salto de Balmer nos permite derivar la gravedad de las estrellas B, A y F. El filtro C1M326 situado a longitudes de onda menores a la del salto de Balmer, tal y como se ve en la Fig. 6.7, se ve mucho más afectado con cambios en la gravedad superficial de las estrellas que los filtros situados a longitudes de onda mayores al salto. Combinando estos filtros se podrá obtener un color sensible a cambios en la gravedad, tal y como se explicó en la sec. 5.4.

El salto de Balmer se mide de forma precisa, pues, con el índice  $C_{3341} \equiv C1M326 - C1M410$  (o por  $C_{3347} \equiv C1M326 - C1M467$ , aunque más afectado por efectos



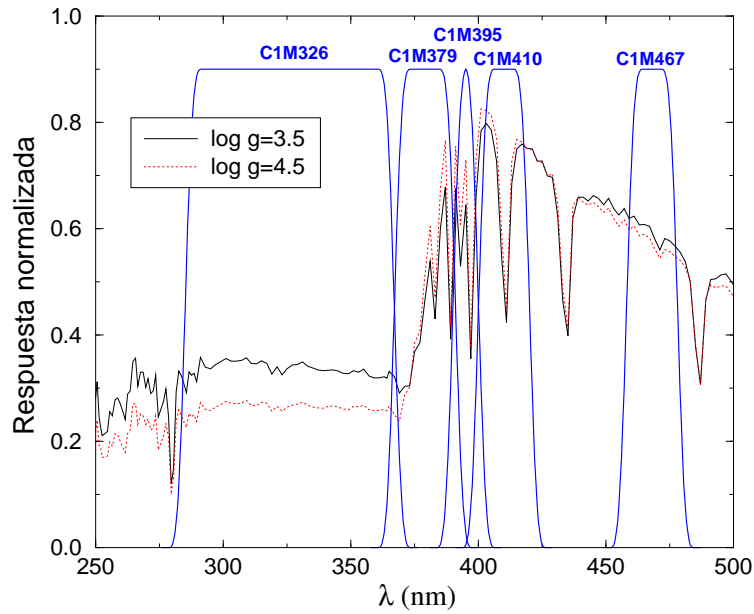


Figura 6.7: Variación del salto de Balmer con la gravedad de las estrellas. El filtro C1M326 varía más que el resto de filtros de la zona cuando cambia la gravedad de las estrellas de tipo A ( $T_{\text{ef}} \sim 8500$  K) con  $\log g = 4.5$  (línea roja punteada) y con  $\log g = 3.5$  (línea negra). Para representar esta gráfica se han utilizado los modelos sintéticos de Kurucz (la escala vertical es arbitraria).

de enrojecimiento) al graficarlo respecto a algún índice de temperatura como los mencionados en la sec. 6.1.1. En la Fig. 6.8 se grafica el color  $C_{3341}$  respecto a  $C_{4755}$ . Aquí, la amplitud de un cambio de  $\log g$  de 4.5 a 1.5 es de unas 0.8 mag, mayor que en el caso del salto de Paschen.

Como ya se ha comentado en la sec. 6.1.1, el índice  $\alpha$ , que nos servía como indicador de temperatura para las estrellas frías, para las estrellas calientes se convierte en un índice de gravedad (consultar de nuevo la Fig. 6.2).

Tanto el salto de Balmer como el de Paschen pierden presencia a medida que disminuye la temperatura de la estrella hasta desaparecer completamente. Por ello, se deben buscar otro tipo de indicadores de gravedad. Por ejemplo, también poseemos la información de la paralaje que nos proveerá la astrometría y que nos ayudará a obtener la luminosidad de la estrella.

El filtro C1M506 posee también una gran dependencia con la gravedad para

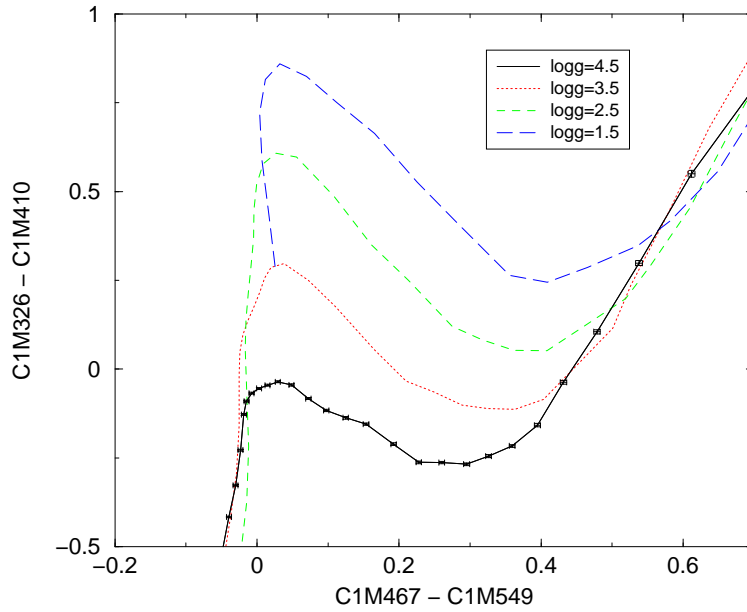


Figura 6.8: Salto de Balmer medido con  $C_{8296}$ , en función de  $\log g$  y  $T_{\text{ef}}$  para  $[M/H]=0$ .

estrellas de tipo G y K, debido a la presencia de bandas asociadas con el magnesio (Mg I y MgH). Para extraer la información de gravedad contenida en este filtro se debe comparar la magnitud asociada con magnitudes cercanas asociadas a pseudocontinuo (como por ejemplo C1M515, que incluye C1M506 y por tanto, la combinación de sus magnitudes nos provee información directa sobre cómo son las bandas de Mg).

Pero la fotometría, con la ayuda de la información del instrumento espectroscópico, también permite determinar  $\log g$  debido al hecho de que la anchura equivalente del triplete del calcio depende de dicho parámetro (Cenarro et al. 2002). La anchura equivalente se obtiene al restar el flujo medido en las tres líneas respecto al continuo cercano a cada una de ellas.

Las líneas del triplete del calcio en la región infrarroja del espectro se encuentran representadas en la Fig. 6.9 y son:

$$\begin{aligned} \Delta\lambda(\text{Ca1}): & 849.6 \text{ nm} - 850.8 \text{ nm} \\ \Delta\lambda(\text{Ca2}): & 853.7 \text{ nm} - 855.0 \text{ nm} \\ \Delta\lambda(\text{Ca3}): & 865.9 \text{ nm} - 867.1 \text{ nm} \end{aligned}$$

De manera que:

$$\text{CaT} \equiv \frac{(A_1 + B_1) - \text{Ca1}}{A_1 + B_1} + \frac{(A_2 + B_2) - \text{Ca2}}{A_2 + B_2} + \frac{(A_3 + B_3) - \text{Ca3}}{A_3 + B_3} \quad (6.9)$$

siendo Ca1, Ca2, Ca3 el flujo integrado en los intervalos de las líneas del triplete y  $A_i$  y  $B_i$  los flujos integrados en los continuos cercanos al triplete graficados en la Fig. 6.9.

Sin embargo, para calcular la anchura equivalente de este triplete del calcio es preciso previamente extraer la contaminación por líneas de Paschen (Pa1, Pa2 y Pa3) en el rango de longitudes de onda en las que se define el índice CaT (Cenarro et al. 2002) donde:

$$\begin{aligned} \Delta\lambda(\text{Pa1}): & \quad 846.1 \text{ nm} \quad - \quad 847.4 \text{ nm} \\ \Delta\lambda(\text{Pa2}): & \quad 857.7 \text{ nm} \quad - \quad 861.9 \text{ nm} \\ \Delta\lambda(\text{Pa3}): & \quad 873.0 \text{ nm} \quad - \quad 877.2 \text{ nm} \end{aligned}$$

Calculando PaT de la misma forma que en la ec. (6.9), calcularemos la anchura equivalente corregida del triplete del calcio como:

$$\text{CaT}^* = \text{CaT} - \text{PaT}$$

Al combinar esta medida con un color fotométrico sensible también a la gravedad estelar (por ejemplo, C1M395 – C1M410), se puede lograr un diagrama útil para separar las estrellas de mayor y menor gravedad, tal y como se muestra en la Fig. 6.10 (izquierda) y como ya indicaban Kaltcheva et al. (2003).

Calibrando este diagrama, podemos determinar la gravedad de nuestra estrella. Con esta metodología en mente, hemos realizado una primera clasificación de los ST (Fig. 6.10 derecha). El resultado conseguido es que el 6.3% de las estrellas se clasifican como gravedades dudosas y que sólo el 11.8% se clasifican erróneamente, pero que el 81.9% restante se clasifican correctamente, resultado bastante prometedor para aplicarlo en futuros estudios en los que se utilizaran todos los índices de gravedad y la paralaje de forma simultánea.

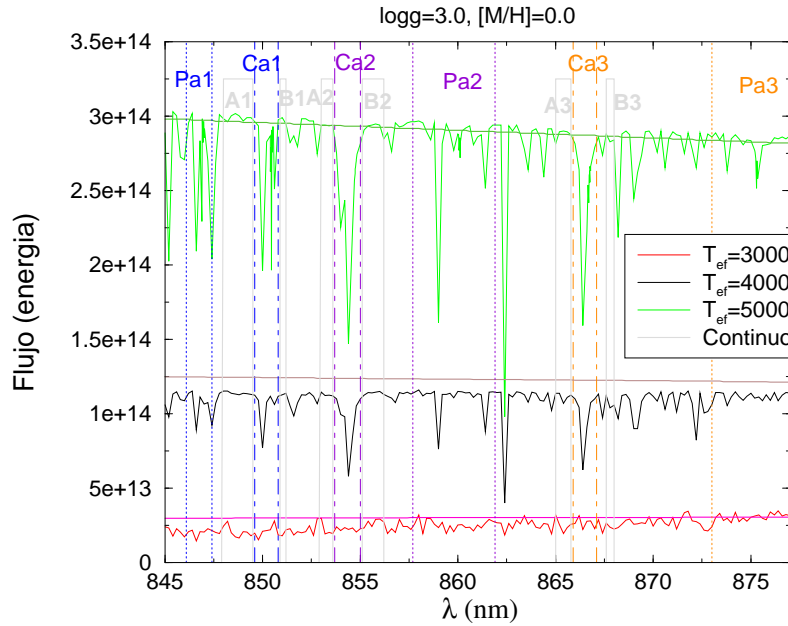


Figura 6.9: Triplete del calcio (Ca1, Ca2 y Ca3) y líneas de Paschen (Pa1, Pa2 y Pa3) en la región cubierta por el filtro C1M825. Las regiones A1, B1 son las regiones de continuo definidas para Ca1, A2 y B2 las de Ca2 y A3 y B3 las de Ca3. Para las líneas de Paschen utilizaremos los mismos continuos que para el triplete del calcio.

### 6.1.3. Índices de abundancias químicas

En lo relativo a la determinación de las abundancias químicas deberíamos utilizar diagramas en los que se representen magnitudes que midan regiones espectrales (Fig. 6.11) afectadas por las bandas y líneas metálicas (como por ejemplo los colores C1M395–C1M467 o C1M395–C1M410) frente a algún color sensible a la temperatura (el índice  $\alpha$  o el análogo a  $V-I$  (C1B556 – C1B916) si conocemos previamente la absorción, ver Fig. 6.12).

Para conocer de forma precisa la abundancia química de las estrellas es preciso que tengamos una cierta idea del valor de  $[\alpha/\text{Fe}]$ , ya que este parámetro está correlacionado con  $[\text{M}/\text{H}]$ , tal y como se muestra en la Fig. 6.12, derecha. Para romper esta correlación se deberán analizar el máximo número posible de líneas espectrales asociadas a elementos  $\alpha$  para comparar distintos comportamientos con  $[\text{M}/\text{H}]$  en cada una de ellas.

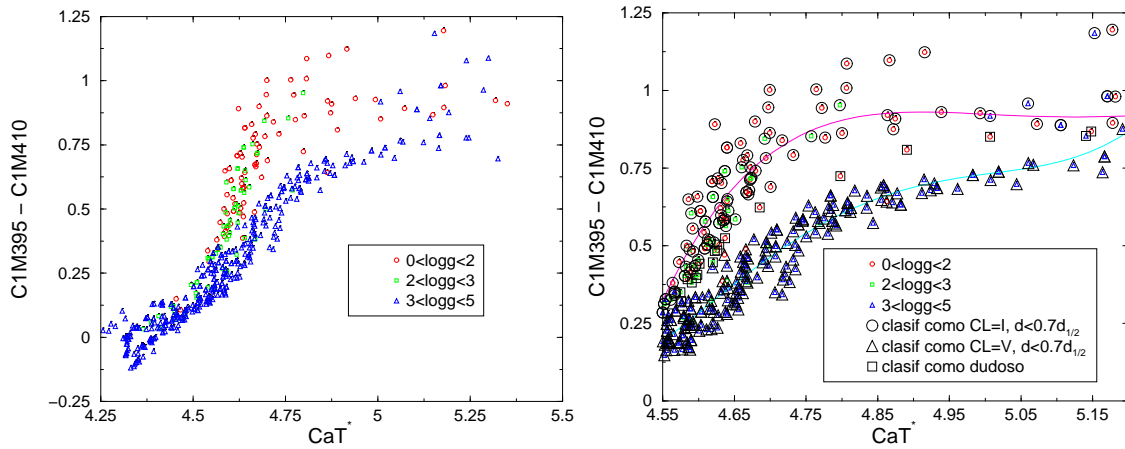


Figura 6.10: *Izquierda*: Color C1M395–C1M410 graficado contra el índice que mide la anchura equivalente del triplete del calcio,  $\text{CaT}^*$ . Se puede observar cómo los objetivos estelares del sistema fotométrico con gravedades altas (triángulos azules) se separan claramente de las estrellas de gravedades más bajas (círculos rojos y cuadrados verdes). *Derecha*: El mismo diagrama que a la izquierda con las curvas de ajuste para la clasificación de los objetos en alta (triángulos grandes) y baja (círculos grandes) gravedad superficial. Los casos clasificados como dudosos se indican con rectángulos grandes.

$[\alpha/\text{Fe}]$  puede ser estimada con el instrumento RVS, aprovechando el espectro detallado que se obtendrá del triplete del Ca. Wilkinson et al. (2005) menciona que la línea del calcio situada en 854.2 nm se puede observar con RVS con una anchura equivalente de 0.0482 nm cuando  $[\text{Ca}/\text{H}] = -3$ , y de 0.0245 nm cuando  $[\text{Ca}/\text{H}] = -4$  para una estrella de  $T_{\text{ef}} = 4500$  K y  $\log g = 1.5$ , lo cual permite distinguir estas dos gigantes para relaciones señal-ruido mayores que 10 a  $V = 15$ . Según este resultado, sería posible medir las abundancias de calcio de las gigantes con  $[\text{Ca}/\text{H}] < 3.5$  en una esfera de hasta 5-10 kpc (si suponemos  $0 < M_V < 1$ ).

En caso de que conozcamos  $[\text{M}/\text{H}]$  mediante la fotometría, se podrían también medir  $[\alpha/\text{Fe}]$  con diagramas como los de la Fig. 6.12.

Existen otros trazadores de abundancias químicas, basados en el magnesio o en el óxido de titanio:

**El índice de MgH+Mg b:** El índice de magnesio independiente de la absorción es  $Q_{Mg} \equiv Q_{475155}$ , definido según la ec. (6.1) con los filtros C1M467, C1M506 y C1M549. El comportamiento de este índice se muestra en la Fig. 6.13 para las

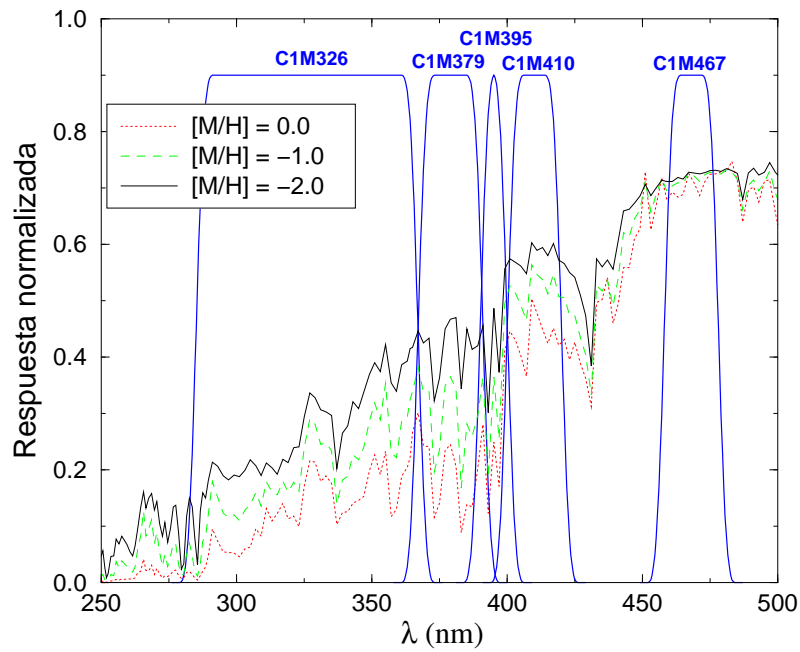


Figura 6.11: El filtro ultravioleta y el efecto de  $[M/H]$  para estrellas K2 V ( $T_{\text{ef}} \sim 5000$  K,  $\log g \sim 4.5$ , modelos de Kurucz con escala arbitraria). El “blocking” de las regiones UV es mayor que en el dominio violeta. La diferencia entre los filtros C1M326 o C1M395 y los filtros C1M410 y C1M467 para las K2 V es un indicador de  $[M/H]$ , como se muestra en la Fig. 6.12.

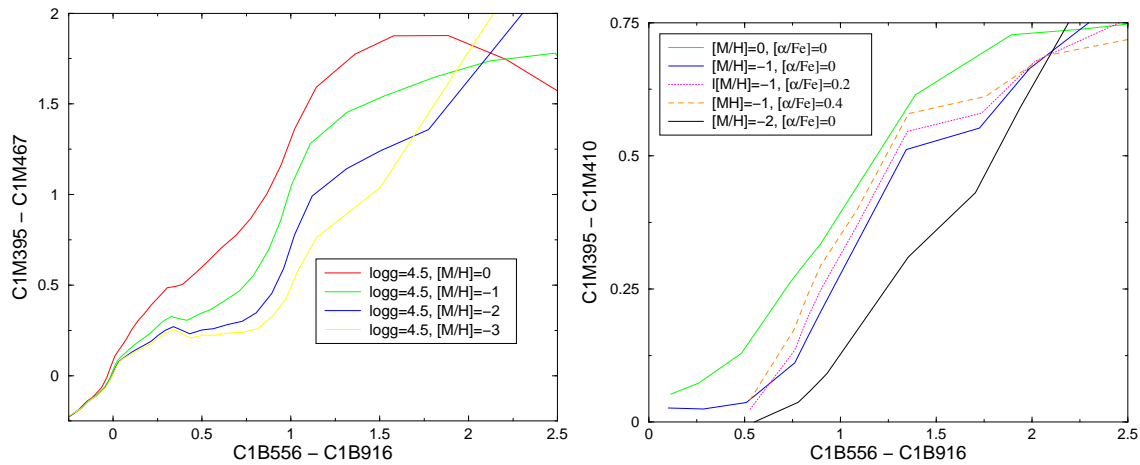


Figura 6.12: *Izquierda*: C1M395–C1M467 respecto a C1B556–C1B916, análogo a  $V - I$  de Johnson, para estrellas extraídas de BaSeL-2.2. *Derecha*: C1M395–C1M410 respecto a C1B556–C1B916, para estrellas con  $\log g=4.5$  extraídas de NextGen2. Se grafican también  $[\alpha/Fe] \neq 0$  para mostrar cómo pueden influir en la determinación de  $[M/H]$  de la estrella.

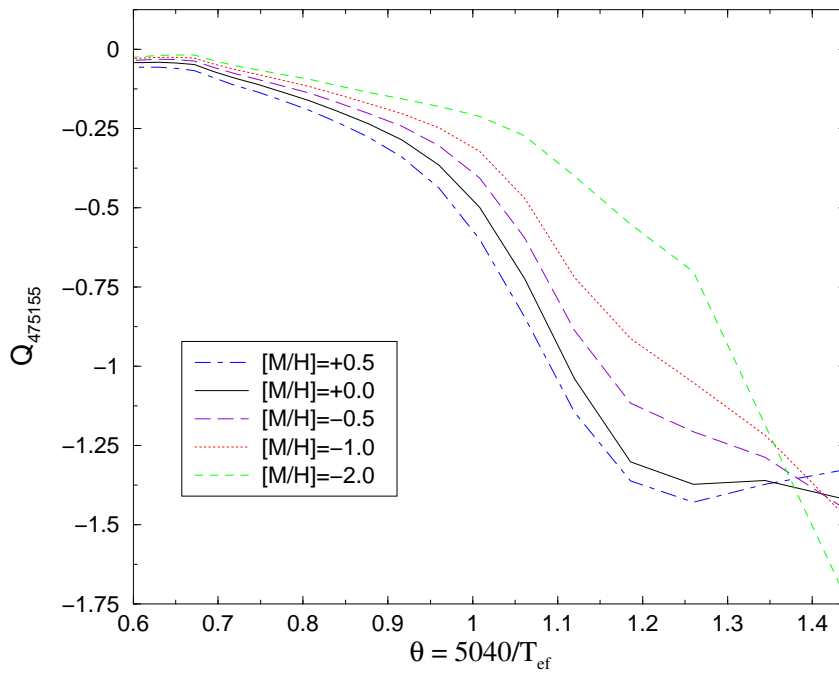


Figura 6.13: El índice del magnesio independiente de la absorción,  $Q_{475155}$ , representado respecto a la temperatura recíproca ( $\theta$ ) y estrellas F hasta M de la secuencia principal.

estrellas de la secuencia principal y  $[M/H]$  entre  $+0.5$  y  $-2.0$ . Si el máximo de intensidad de la banda de absorción  $MgH+Mg\ b$  es prácticamente invariante con  $[M/H]$ , la temperatura del máximo de  $Q_{Mg}$  se desplaza a temperaturas menores a medida que  $[M/H]$  disminuye. La banda de  $MgH+Mg\ b$ , sin embargo, también depende de la gravedad, por lo que ésta se debería conocer de antemano, por ejemplo mediante el uso de la paralaje.

**La medida del TiO:** El sistema C1M tiene situado uno de sus filtros en la banda de TiO alojada en 713 nm, medida con C1M716. Comparando este filtro con los pseudocontínuos cercanos (Fig. 6.14) podemos tener una estimación de la profundidad de esta banda y de  $[Ti/H]$ , ver Fig. 6.15.

Para las estrellas K y M de la secuencia principal, los índices de TiO así definidos muestran una fuerte dependencia con  $[M/H]$ , permitiendo una determinación precisa de  $[Ti/H]$ , una vez que la temperatura ha sido estimada (sec. 6.1.1). La sensibilidad aumenta a medida que la temperatura va disminuyendo (Fig. 6.15), aunque a temperaturas mucho menores empiezan a desarrollarse bandas de VO que contaminan las bandas de titanio.

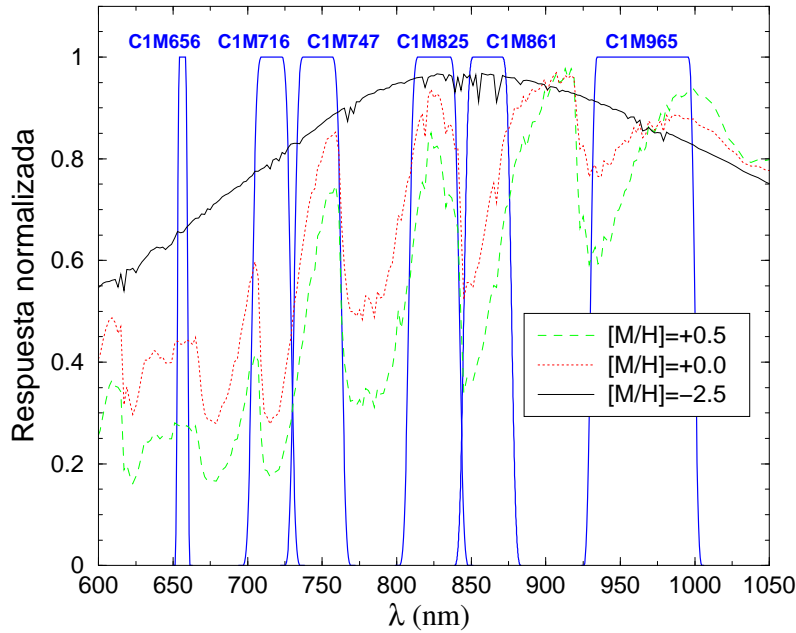


Figura 6.14: El pseudocontinuo de las estrellas M para medir la depresión debida al TiO se puede medir en el filtro C1M747 y en C1M825. El filtro que menor efecto de la absorción tendrá es C1M747, al ser el más cercano a C1M716. Las distribuciones espectrales de energía (en unidades arbitrarias) representadas has sido extraídas de la librería de espectros sintéticos de BaSel-2.2.

#### 6.1.4. Clasificación por $\chi^2$

Dado el gran número de estrellas que observará *Gaia* se hace muy difícil establecer un único método de clasificación optimizado para todos y cada uno de los tipos de objetos observados. Por ello, sería conveniente utilizar algún método automático y útil para el rango más amplio de tipo de estrellas. Éste es el propósito de ésta y de la sec. 6.1.5. En el documento Brown (2003b) se citan los métodos que se están desarrollando para clasificar las estrellas con *Gaia* y sus resultados comparativos.

El ajuste por  $\chi^2$ , o por distancia mínima (Bevington & Robinson (1992) entre otros) consiste en minimizar la siguiente función:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^n \omega_i (m_i^{obs} - m_i^{teor}(T_{ef}, \log g, [M/H], A_V, [\alpha/Fe], \dots))^2 \quad (6.10)$$



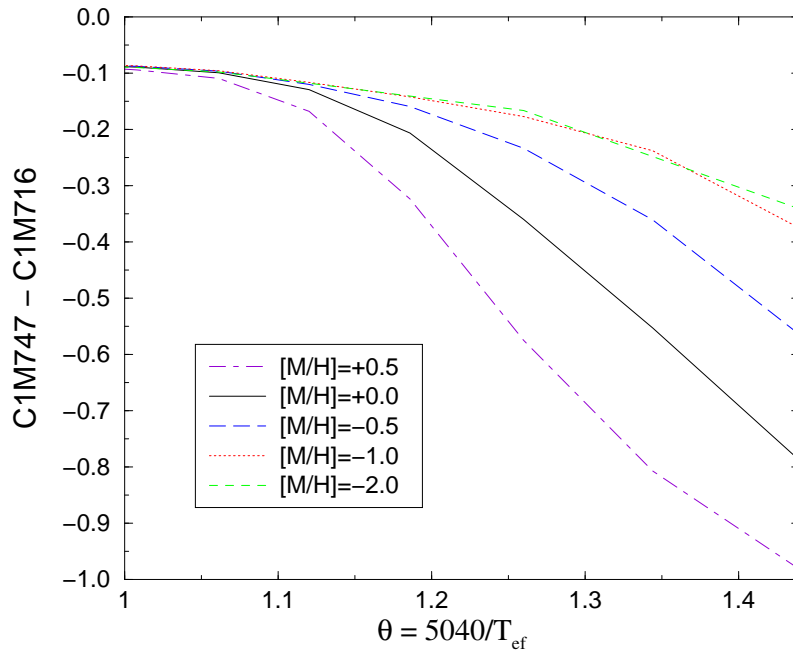


Figura 6.15: Color sensible a la banda de TiO centrada en 713 nm representado para las estrellas de la secuencia principal. La influencia en  $[M/H]$  de los modelos de BaSeL-2.2 en estos filtros se debe básicamente a cambios en la abundancia de titanio, por lo que podemos extraer directamente  $[Ti/H]$ .

lo que significa determinar qué conjunto de parámetros físicos ( $T_{ef}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ ,  $A_V$ ,  $[\alpha/Fe]$ ,...) tiene la distribución espectral de energía que mejor reproduce las observaciones ( $m^{obs}$ ), donde  $n$  es el número de filtros considerados. Es necesario, por tanto, poseer una malla de magnitudes teóricas observadas en función de los parámetros que queremos ajustar.

Los factores  $\omega_i$  no son más que pesos y los tomamos como el inverso del error normalizado puesto que las observaciones con errores más pequeños son más fiables que las de errores grandes. Dicho error dependerá del filtro, del tipo de estrella y de su magnitud aparente:

$$\omega_i = \frac{\sigma_i^{-2}}{\sum_{i=1}^n (\sigma_i^{-2})} \quad (6.11)$$

Para poder comparar diferentes problemas físicos (diferente número de filtros, etc.) se utiliza la función  $\chi^2$  dividida por el número de grados de libertad del sistema

(que se calcula como la resta  $n - N$ , del número de filtros observados,  $n$ , y el número de parámetros a ajustar,  $N$ ).

Así pues, calculamos esta función para cada uno de los espectros en la malla de comparación, y aquél espectro que la minimice será el que mejor reproduzca las observaciones. Sus parámetros serán los de la estrella.

La complicación de esta función  $\chi^2$  es que nos puede conducir a mínimos secundarios alejados del mínimo absoluto que buscamos si trabajamos con un rango de parámetros de la malla de comparación muy extenso. Para intentar restringir al máximo el tipo de estrellas con las que comparamos nuestra observación podemos utilizar los métodos expuestos en las sec. 6.1.1 – 6.1.3 y acotar las posibilidades utilizando la información conocida previamente al cálculo y minimización de  $\chi^2$ .

Los métodos de clasificación propuestos por R. Korakitis, por O. Malkov (Makov 2003) y por V. Malyuto (Malyuto & Schvelidze 2005) utilizan la minimización de la función  $\chi^2$  como método de parametrización. Estos métodos son menos eficientes que las redes neuronales, aunque éstas últimas son menos transparentes y no se puede entender tan bien el proceso de parametrización. En cambio, para clasificar los objetos y separar los cuásares del resto de objetos, los métodos de distancia mínima muestran ventaja respecto a las redes neuronales.

En general, los resultados obtenidos por diferentes autores son bastante similares, tal y como señala Brown (2003a) con un estudio hecho para propuestas de sistemas fotométricos anteriores a C1M y C1B (los sistema C1 poseen rendimientos fotométricos mayores que los aquí mencionados). Para estrellas con  $A_V < 0.8$  mag los errores absolutos sistemáticos en la temperatura efectiva determinada tiene un valor medio de  $|\Delta T_{\text{ef}}/T_{\text{ef}}| \sim 0.05$ , excepto para las estrellas de baja metalicidad. Las estrellas con mayores  $A_V$  subestiman sistemáticamente las  $T_{\text{ef}}$  de la mayoría de las estrellas, aunque existen también grupos de estrellas en las que se sobrestiman (principalmente para estrellas con  $4000 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 7000 \text{ K}$ ), mostrando que estos métodos tienen claramente problemas cuando el enrojecimiento interestelar es elevado. La determinación de  $[M/H]$  presentaba errores sistemáticos promedio no menores que  $\sim 0.2$  dex.

### 6.1.5. Redes neuronales

El término *red neuronal* proviene del método inicialmente desarrollado para simular de forma simple el comportamiento del cerebro humano, pero este mismo método puede utilizarse para otros campos científicos no relacionados con el cerebro. El primer uso de este método para la astronomía fue la clasificación espectral descrita en Weaver (1990); Torres-Dodgen & Weaver (1990) y explicada con un poco más de detalle en Weaver & Torres-Dodgen (1995). Las redes neuronales están descritas en abundante bibliografía (por ejemplo, DARPA (1988); Hertz et al. (1991); Zornetzer et al. (1990); Bailer-Jones et al. (1997); Vieira & Ponz (1998)) y los detalles matemáticos completos pueden buscarse allí.

Una red neuronal es un algoritmo que produce una parametrización no-lineal entre un vector de entrada  $\mathbf{x}$  y un vector de salida  $\mathbf{y}$ . De manera análoga a las neuronas orgánicas, se definen unos *nodos* o *neuronas* interconectados en una red que produce la transformación entre  $\mathbf{x}$  e  $\mathbf{y}$ . Diferentes tipos de red poseen geometrías de interconexión distintas.

En nuestro caso, el vector  $\mathbf{x}$  correspondería a la observación (magnitud en cada filtro, índices de color o combinaciones de magnitudes y colores). La aplicación poseería una o más capas ocultas (los nodos que detectan los rasgos de las observaciones) y el vector de salida sería el conjunto de parámetros físicos ( $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ , ...), Fig. 6.16.

Una red neuronal debe ser entrenada mediante el uso de un conjunto de datos donde tanto los vectores de entrada como los de salida se conocen. El propósito de este entrenamiento supervisado es desarrollar un conjunto de interconexiones neuronales ponderadas que minimicen los errores al calcular los vectores de salida. Durante el entrenamiento, los errores se propagan en modo inverso para proveer la información necesaria para alterar los pesos conforme alguna función de propagación.

Willemsen et al. (2004, 2005) utilizan las redes neuronales para aplicarlas en el sistema C1 como método de clasificación utilizando simulaciones de la fotometría generadas por nuestro simulador de la sec. 4.1 (Carrasco & Jordi 2005).

Los resultados (Fig. 6.17) muestran que para las estrellas calientes (de tipo B y A) los errores en  $[M/H]$  y  $T_{\text{ef}}$  son mayores que para estrellas más frías (de tipo G y K), mientras que los errores en  $\log g$  y  $A_V$  son menores. Para estrellas de tipo

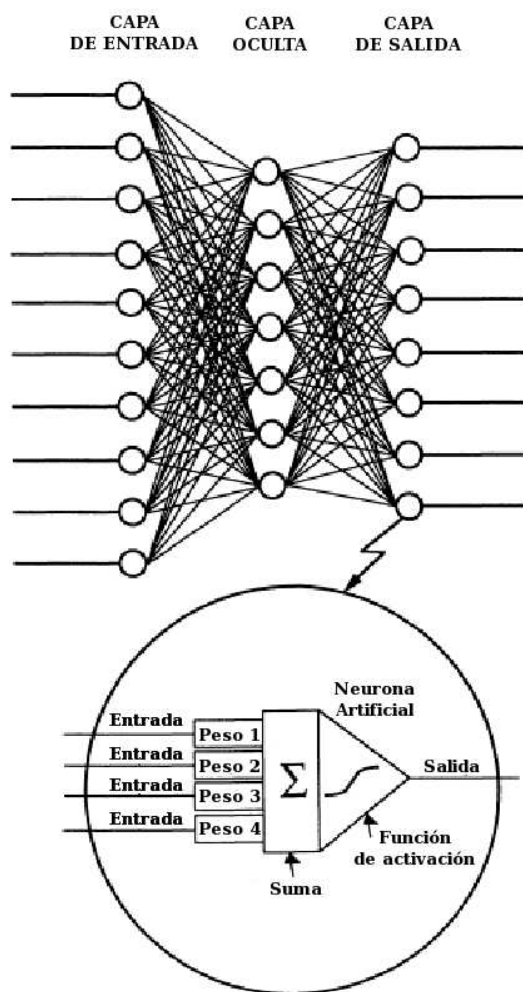


Figura 6.16: *Arriba*: Geometría de una red neuronal completamente conectada con propagación inversa. *Abajo*: Composición de una neurona individual. Figura extraída de Weaver & Torres-Dodgen (1995).

G y más calientes, la extinción se determina bastante bien. Por ejemplo, para las estrellas A se recupera  $A_V$  con un error de entre 0.03 y 0.06 mag para  $G = 15$  y de entre 0.07 a 0.15 mag para  $G = 18$ . En cambio, para estrellas más frías (K y M), la determinación de  $A_V$  no es tan buena, sobretodo para las estrellas frías altamente enrojecidas.

La metalicidad se puede determinar para objetos fríos (desde los tipos F a los M) con precisiones que van desde los 0.1 a los 0.4 dex, incluso para metalicidades menores a  $-2.0$  dex. Para estas estrellas,  $[M/H]$  se puede determinar con 0.1–0.2 dex

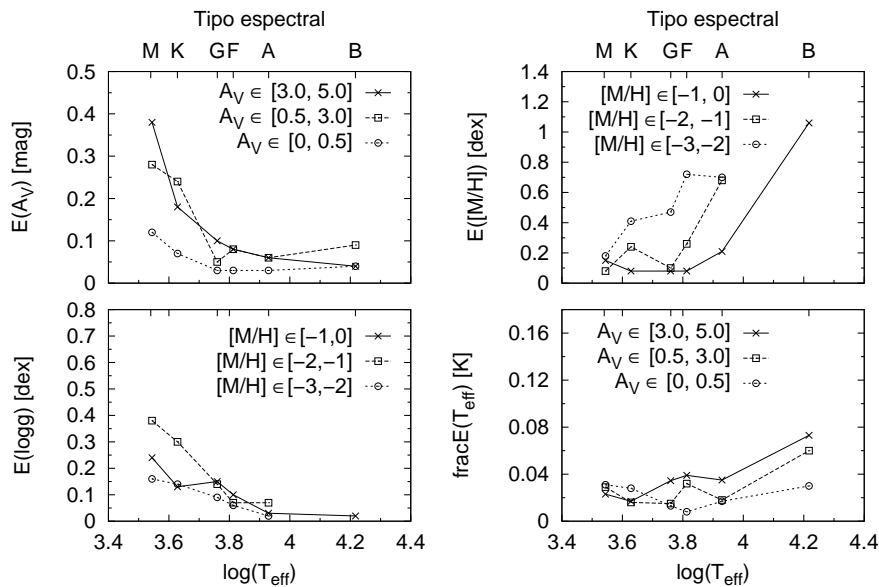


Figura 6.17: Errores en la parametrización para  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$  y  $A_V$  en función de la temperatura efectiva de la estrella. Cada punto representa el promedio en un intervalo de temperaturas representativo. Excepto para los errores en  $\log g$ , los resultados se han promediado también para el rango de gravedades de  $3.5 < \log g < 5.5$  dex, aunque los resultados no difieren significativamente para las gigantes. Para  $A_V$  y  $T_{\text{ef}}$ , los resultados se muestran para  $-1.0 < [M/H] < 0.0$  dex. Para la metalicidad y la gravedad, la absorción interestelar está limitada a  $0.0 < A_V < 0.5$  mag. Los errores de  $T_{\text{ef}}$  son los errores relativos, es decir, divididos por el valor de  $T_{\text{ef}}$ . Todos los resultados se han obtenido considerando los filtros de C1M a  $G = 15$  mag utilizando flujos de fotones simulados para el final de la misión. Willemssen et al. (2004, 2005)

de precisión para estrellas con metalicidades mayores que  $-2.0$  dex. Tal y como se esperaba, la metalicidad de las estrellas se determina peor para las estrellas con temperaturas altas ( $T_{\text{ef}} > 6300$  K) y se vuelve prácticamente imposible cuando la magnitud de la estrella es muy grande. Por este motivo en la definición de los ST se eligió asignar prioridad nula a la determinación de la metalicidad de las estrellas calientes (ver cap. 3).

La precisión en la determinación de la gravedad depende de la temperatura, pero es básicamente independiente de la metalicidad. Para las estrellas de  $G = 15$  mag se pueden encontrar errores en la gravedad de 0.08–0.4 dex, y para  $G = 18$  mag de entre 0.2 y de  $\sim 0.1$  dex. Para estrellas calientes (B y A) obtenemos errores de 0.1 dex, o

incluso mejores para  $G = 18$ . Esto permite la discriminación de las estrellas distantes de la rama horizontal del halo respecto a las estrellas A de la secuencia principal cercanas, donde la paralaje sea pobre para ayudar en la discriminación.

Los resultados muestran que las precisiones en la parametrización permiten distinguir las gigantes K de las estrellas rojas de la rama horizontal, las estrellas F de las G (aunque no una separación entre gigantes y enanas F-G), y también permiten separar las estrellas A de las estrellas de la rama horizontal, al menos para un número estadísticamente significativo de estrellas. Al tratar estrellas altamente enrojecidas, las temperaturas encontradas tienden a subestimarse.

Las temperaturas se pueden determinar con una precisión a  $G = 15$  que varía entre el 1% y el 5% para las estrellas de tipo M y A, respectivamente. Para  $G = 18$ , estas precisiones aumentan hasta el 2% y el 11%. La determinación de la temperatura depende de la extinción interestelar. Para valores bajos de la absorción interestelar,  $0.0 < A_V < 0.5$  mag, la determinación de  $T_{\text{ef}}$  es mejor que el 4% para  $G = 15$  y mejor que el 5% para  $G = 18$ .

En cuanto a la precisión en  $[\alpha/\text{Fe}]$  que se obtiene utilizando las redes neuronales (Willemsen et al. 2005) se ha podido encontrar errores de  $\sim 0.1$  dex para temperaturas bajas e intermedias a  $G = 15$  mag y parece que se pueden encontrar precisiones mejores a 0.2 dex para  $G < 16.5$  dex.

Todos los resultados con redes neuronales aquí mostrados no utilizan la paralaje para mejorar la determinación de las luminosidades absolutas. En cambio, con el estudio utilizando la FoM este dato sí era usado, La tabla 6.1 muestra la comparación de los valores  $\sigma_{\text{post}}$  en el capítulo 5 con los resultados de las redes neuronales. Cuando la paralaje se incorpora a las redes neuronales los resultados mejoran para  $\log g$  y  $[\text{M}/\text{H}]$  (Willemsen et al. 2004).

## 6.2. Objetos no prioritarios

Hasta el momento no hemos considerado cómo se comporta el sistema fotométrico de *Gaia* para objetos que no formen parte de la lista de objetos prioritarios para la fotometría de *Gaia* definidos en el capítulo 3. Pero muchos de los objetos excluidos de esta lista poseen una gran importancia en la ciencia que proporcionará *Gaia*,

Tabla 6.1: Comparación de las precisiones obtenidas con la FoM (Jordi et al. 2004q) considerando la paralaje como un parámetro conocido y las obtenidas con las redes neuronales sin considerar la paralaje conocida. (Willemsen et al. 2005)

	Jordi et al. (2004q) (C1M+C1B+ $\pi$ )				Willemsen et al. (2005) (C1M, no $\pi$ )			
	$A_V$	[M/H]	$\log g$	$\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}}$	$A_V$	[M/H]	$\log g$	$\sigma_{T_{\text{ef}}}/T_{\text{ef}}$
$T_{\text{ef}}=15000$ K, $\log g=4.0$ $A_V=0.3$ , $G = 18$	0.031	1.64	0.14	0.055	0.01	1.12	0.10	0.017
$T_{\text{ef}}=9000$ K, $\log g=4.5$ , $A_V=5.0$ , $G = 18$	0.12	0.91	0.32	0.059	0.16	1.43	0.52	0.11
$T_{\text{ef}}=6000$ K, $\log g=4.0$ , $A_V=3.5$ , $G = 18$	0.21	0.32	0.41	0.055	0.19	0.93	0.52	0.068
$T_{\text{ef}}=4500$ K, $\log g=4.5$ , $A_V=2.0$ , $G = 18$	0.16	0.31	0.30	0.024	0.33	0.38	0.72	0.029
$T_{\text{ef}}=4500$ K, $\log g=2.0$ , $A_V=1.5$ , $G = 15$	0.031	0.049	0.092	0.0054	0.28	0.36	0.38	0.018

aunque no hayan sido determinantes en la definición de los filtros. Es por ello que, una vez fijado el sistema fotométrico, se debe valorar cómo extraer la mayor física posible de estos objetos.

### 6.2.1. Estrellas con líneas de emisión

Las estrellas con líneas de emisión comprenden una parte relativamente pequeña de todas las fuentes observadas por *Gaia*. Sin embargo, su peculiaridad debe ser identificada y utilizada para distinguirlas de las fuentes ordinarias. Además, varios tipos de estas estrellas de emisión (por ejemplo, las estrellas Wolf-Rayet, WR) son estadios de evolución estelar críticos y *Gaia* debería ser capaz de descubrir nuevos miembros de esta importante familia de estrellas.

Ya se han iniciado algunos estudios sobre la capacidad de los sistemas C1B y C1M para separar y clasificar los diferentes tipos de estrellas de emisión (WR, Be y HAeBe). Cada uno de estos tipos se incluyó en una lista de estrellas reales con variedad de subtipos espectrales y de intensidades en sus líneas de emisión. La fotometría sintética y los errores asociados fueron calculados con el simulador de fotometría del capítulo 4 y se pudieron identificar los índices fotométricos capaces de clasificar este tipo de objetos, por parte de Kolka et al. (2005).

La Fig. 6.18 demuestra que es posible construir índices fotométricos prácticamente libres de enrojecimiento interestelar para utilizarlos en la separación y clasificación de estos objetos.

### 6.2.2. Cuásares

Los cuásares (QSO) juegan un papel muy importante en la misión *Gaia* puesto que serán los que se utilicen para materializar el sistema de referencia inercial. Además, por supuesto, son objetos muy interesantes por ellos mismos. Sin embargo, el número de cuásares representa únicamente el 0.05 % del número de estrellas. Esto hace que el algoritmo de identificación de QSO sin contaminación estelar deba ser muy eficiente. A pesar de que el movimiento propio, la paralaje y la información de variabilidad ayudará a la correcta identificación de los cuásares, estos observables sólo estarán disponibles con la precisión requerida al final de la misión. Por ello, es importante que la fotometría sea capaz, por sí sola, de distinguir los cuásares de la población estelar.

En el proceso de “blindtesting” explicado en la sec. 5.2, también se incluyó la tarea de clasificación de cuásares a los algoritmos y filtros probados. Los modelos que utilizamos para simular la fotometría de los QSO fueron los de Claeskens et al. (2006). Los resultados obtenidos mostraron que, debidamente entrenados, las rutinas de redes neuronales son capaces de rechazar todas las estrellas, incluyendo las enanas blancas simuladas con los espectros proporcionados por D. Koester en comunicación privada. Sin embargo, en este proceso también se rechazan QSO (quedando sólo un  $\sim 20\%$  para  $G = 20$  mag), aunque el número de QSO obtenido finalmente permite la determinación del sistema de referencia. Los métodos de distancia mínima rechazan un número menor de cuásares (quedando el  $\sim 60\%$  de ellos a  $G = 20$  mag) pero, en cambio, aumentan la contaminación por estrellas.

El estudio de los QSO con los filtros del sistema C1 es posible, pudiendo determinar el corrimiento al rojo ( $z$ ) del objeto. Sin embargo, existe una degeneración de color en el espectro de estos objetos que limita la precisión esperada con esta técnica con  $|\Delta z| \simeq 0.2$  en el rango  $0.5 < z_{\text{spec}} < 2$ . Más detalles de esta clasificación pueden encontrarse en Claeskens et al. (2006).



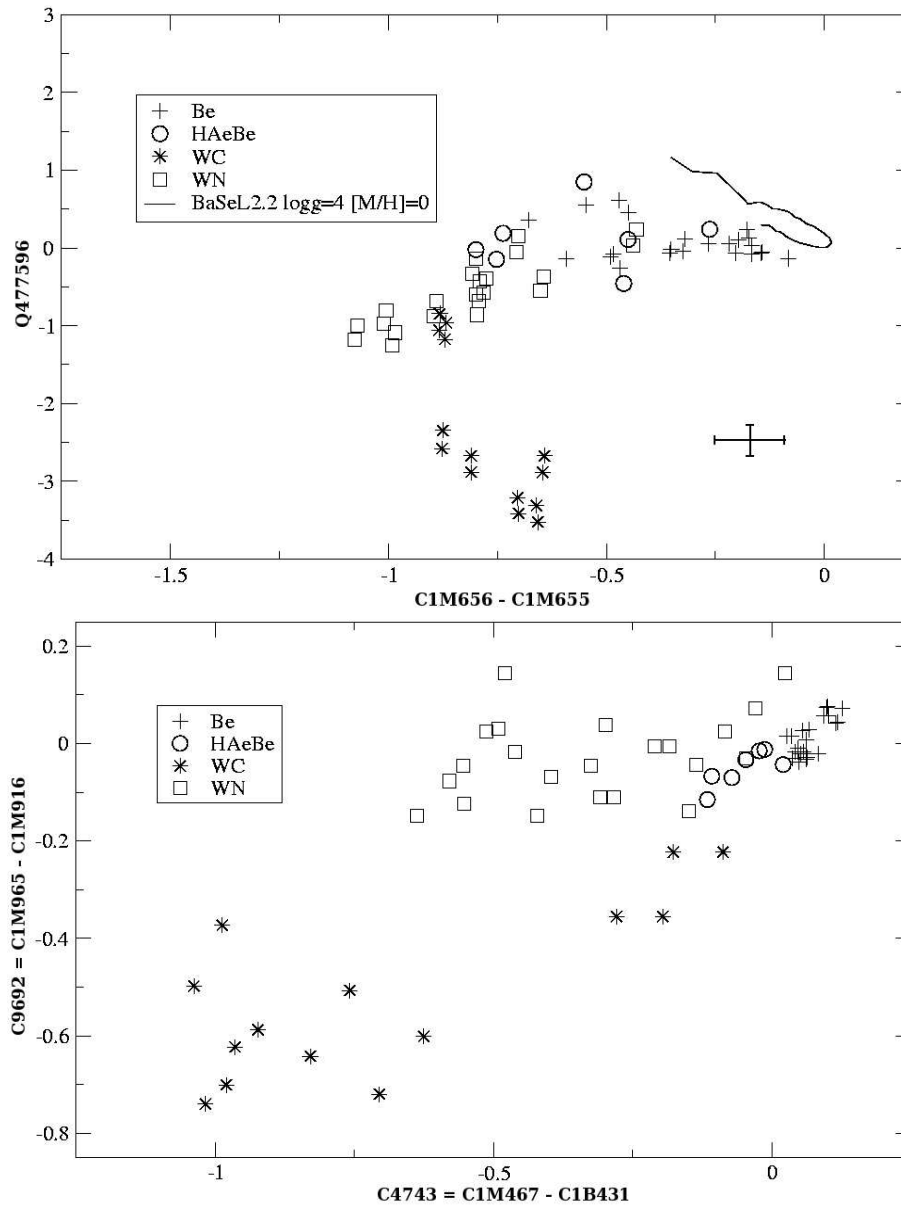


Figura 6.18: *Arriba*: Estrellas de emisión en un diagrama fotométrico prácticamente libre de enrojecimiento interestelar, el índice  $Q_{477596} = (C_{1M467} - C_{1M747}) - 2.285 (C_{1M747} - C_{1M965})$ . Las estrellas de secuencia principal con metalicidad solar ( $T_{ef} = 3500-34000$  K) han sido representadas mediante los flujos sintéticos de la librería de BaSeL-2.2. La cruz representa los errores típicos al final de la misión para una estrella con  $V = 19$ . *Abajo*: Color  $C_{9692} = C_{1M965} - C_{1B916}$ , alojado en la región de CIII a  $971.1$  nm, respecto al color  $C_{4743} = C_{1M467} - C_{1B431}$ , que mide el H $\delta$  situado a  $468.6$  nm. Este diagrama permite separar las estrellas WR (las de carbono, WC, y las de nitrógeno, WN) de las estrellas Be y HAeBe. (Kolka, comunicación privada)



## Parte V

# CONCLUSIONES Y BIBLIOGRAFÍA



*”Hay una teoría que afirma que si alguna vez alguien descubre exactamente para qué es el Universo y por qué existe, éste desaparecería instantáneamente y sería reemplazado por algo mucho más raro e inexplicable. Hay otra teoría que afirma que esto ya ha sucedido.”*

**Douglas Adams (1952-2001)**  
**Escritor inglés**



# 7 Conclusiones y trabajo futuro

## 7.1. Conclusiones

Para alcanzar los objetivos científicos de *Gaia* es imprescindible complementar las medidas astrométricas y de velocidades radiales con fotometría multicolor de alta precisión. Esto es necesario tanto para obtener una astrometría precisa al microsegundo de arco como para tener la correcta interpretación física del censo estereoscópico de la Galaxia. Este último objetivo impone que el sistema fotométrico sea capaz de parametrizar astrofísicamente  $10^9$  objetos en presencia de diversos grados de enrojecimiento interestelar y para el rango completo de composiciones químicas y edades de las estrellas que pueblan la Vía Láctea, así como identificar objetos peculiares y cuásares, objetos del Sistema Solar, etc.

No existía ningún sistema fotométrico capaz de cumplir con unos requisitos tan exigentes y por ello, este trabajo ha diseñado un sistema fotométrico expresamente para *Gaia*. Los filtros de banda ancha creados, y situados en el plano focal de los telescopios ASTRO, cumplen los requisitos para la corrección cromática durante el procesado de datos de la astrometría, a la vez que permiten la caracterización astrofísica de los objetos en las regiones con elevada densidad estelar. El sistema de banda intermedia de SPECTRO asegura la clasificación y parametrización astrofísica precisa.

La principal contribución de esta tesis es el propio sistema fotométrico propuesto, así como la metodología utilizada para crear el sistema fotométrico. El sistema C1B+C1M ha sido diseñado basándonos en nuestro conocimiento astrofísico (capítulos 2 y 3), en la experiencia de sistemas fotométricos terrestres (capítulo 1) y en la utilización del simulador de la fotometría de la misión (creado en el capítulo 4) y el uso de la figura de mérito (FoM, capítulo 5), obteniendo un total de cinco y catorce

filtros implementados en ASTRO y SPECTRO (capítulo 6), respectivamente. Este número de filtros refleja la gran variedad de objetos (todo tipo de estrellas, cuásares, galaxias, objetos del Sistema Solar, ...) y de parámetros astrofísicos a tratar y la necesidad de romper las degeneraciones (o sea, los cambios en dos o más parámetros que pueden traducirse en los mismos cambios en algunos rasgos espectrales, pero diferentes en otros).

El desarrollo novedoso introducido en este estudio se halla en el uso de una FoM objetiva para comparar diferentes propuestas de sistemas fotométricos. Esta FoM se basa en la predicción de las precisiones de los parámetros estelares en términos de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ ,  $[\alpha/Fe]$  y  $A_V$ . Dichas precisiones se han calculado utilizando espectros sintéticos, recopilados a este propósito durante esta tesis (capítulo 4), para evaluar la sensibilidad de cada uno de los filtros a cada parámetro astrofísico. La FoM también tiene en cuenta el grado de degeneración local en el parámetro. Este método puede utilizarse en el futuro para la optimización de cualquier sistema fotométrico con fines distintos a los de *Gaia* (estudio de galaxias, cuásares de alto corrimiento al rojo, ...).

La FoM global para un sistema fotométrico se ha calculado teniendo en cuenta las prioridades de las diversas estrellas consideradas como “objetivos científicos” y de sus parámetros astrofísicos. Dicha priorización ha sido elaborada también a lo largo de esta tesis (capítulo 3). De esta forma, la FoM nos permite escoger objetivamente entre los sistemas fotométricos propuestos para asegurar la precisión que exige la misión, teniendo al mismo tiempo el menor número de degeneraciones locales.

A modo de breve resumen, tres de los filtros de banda ancha de C1B están situados a la izquierda de la línea  $H_\beta$ , sobre la línea  $H_\alpha$ , y a la derecha del salto de Paschen. Los otros dos filtros del sistema C1B rellenan los huecos entre los tres filtros mencionados para cubrir completamente el rango espectral de ASTRO. Un filtro de banda ancha de C1M, implementado en el instrumento SPECTRO, proporciona una medida del flujo ultravioleta a longitudes de onda más cortas que el salto de Balmer. Siete filtros de banda intermedia están situados sobre las series de Balmer de los tipos estelares más calientes, sobre la línea de CaII H, sobre el triplete de Mg I y en la banda de MgH, sobre la línea  $H_\alpha$ , sobre una de las bandas de absorción debidas al TiO en las estrellas frías, y sobre la banda profunda de CN para las estrellas de tipo R y N. Un filtro adicional sirve para medir el flujo en el rango de longitudes de onda cubierto por el espectrógrafo de velocidades radiales (RVS). Finalmente, cinco



filtros intermedios se dedican a la determinación del pseudocontinuo.

La luz sin filtrar de ASTRO proporciona datos fotométricos de un filtro muy ancho (de 400 a 1000 nm). Esta magnitud, bautizada como  $G$ , proporciona la magnitud *Gaia* con mayor relación señal-ruido, y es, por tanto, la más idónea para el análisis de variabilidades. Análogamente, en SPECTRO se define la magnitud  $GS$ .

Las precisiones al final de la misión, calculadas según una aproximación de fotometría de apertura, son de 0.01 mag para  $V \sim 16$  y 18 para los filtros C1M y C1B, respectivamente. En el caso de  $G$  y para estrellas observadas con C1B y C1M más brillantes que  $V \sim 16$  y 14 respectivamente, la precisión fotométrica está limitada por los errores de calibración (sec. 5.4.3). A pesar de que no existe aún un modelo detallado de las calibraciones, una estimación somera del número de parámetros de calibración involucrados y del número de estrellas disponible muestra que se pueden conseguir precisiones fotométricas por debajo de la milimagnitud en  $G$  y del orden de la milimagnitud para magnitudes menores a las arriba mencionadas. El ajuste de la PSF muestra que es posible conseguir observar con SPECTRO campos con densidades estelares de alrededor  $2\text{--}4 \times 10^5$  estrellas por grado cuadrado a magnitud 20, siempre y cuando se combine con la información astrométrica.

El comportamiento del sistema fotométrico de *Gaia* a la hora de determinar los parámetros astrofísicos ha sido evaluado utilizando los errores ‘a posteriori’ del formalismo de la FoM, así como utilizando algoritmos de parametrización astrofísica (basado en  $\chi^2$  y redes neuronales). Las diferencias y limitaciones de estos métodos ha sido discutida en esta tesis. Ambas aproximaciones demuestran que las precisiones deseadas se pueden alcanzar a  $G \sim 17\text{--}18$  mag y que la precisión en cada parámetro depende de la temperatura, luminosidad, composición química, extinción interestelar, y de la magnitud aparente, tal y como era de esperar. Pueden obtenerse incertidumbres de 0.5–1 dex en  $[M/H]$  incluso para estrellas muy poco metálicas ( $[M/H] = -4.0$ ) y débiles. La determinación de  $[\alpha/Fe]$  con una precisión de 0.1–0.2 dex es posible por debajo de  $G \sim 16\text{--}17$  para estrellas con temperaturas bajas e intermedias. Suponiendo una ley de extinción estándar, el sistema C1B+C1M permite la determinación de las extinciones individuales y, así, la determinación de  $T_{\text{ef}}$  es más precisa, incluso bajo presencia de cantidades significativas de extinción, por debajo de, al menos,  $G \sim 18$ . Según las estimaciones hechas con las redes neuronales, se pueden determinar las temperaturas con una precisión de 1–5 % para las estrellas con  $T_{\text{ef}} < 10000$  de  $G = 15$  y con precisiones de 2–11 %

para  $G = 18$ . Combinando astrometría y fotometría, se puede hacer un mapa 3D de la extinción galáctica. *Gaia* proporcionará paralajes con errores inferiores al 10 % para unos 100–200 millones de estrellas, permitiendo la determinación de las magnitudes absolutas para todas las regiones del diagrama HR, siempre que se conozca la extinción presente. El sistema C1B+C1M ha sido diseñado para proporcionar precisiones similares en la luminosidad de las gigantes y de las estrellas tempranas lejanas ( $\sigma_{\log g} = 0.1\text{--}0.2$  dex), asegurando así el estudio de la estructura galáctica a gran escala. Las edades individuales de las estrellas del “turn-off” del halo y del disco grueso y delgado a distancias de hasta 2, 3 y 5 kpc hacia el centro galáctico, anticentro y en direcciones ortogonales, respectivamente, pueden determinarse con una precisión de unos 4–5 Gyr (nótese que estas incertidumbres son las correspondientes a las edades individuales. Para un grupo de estrellas, la edad promedio se podrá determinar con una precisión mucho mejor). Precisiones similares se pueden derivar para las estrellas AGB tempranas, permitiendo, así, extender a distancias mayores que las que proporcionan las estrellas del “turn-off” y subgigantes. Para las subgigantes, nuestras estimaciones proporcionan una precisiones mejores (3–4 Gyr).

Un mérito adicional del sistema fotométrico de *Gaia* es su capacidad de discriminar entre cuásares y estrellas y enanas blancas. Esto se traduce en la identificación de un número suficiente de objetos para la definición de un sistema inercial de referencia utilizando fuentes extragalácticas.

Por último, se ha evaluado también el comportamiento de los filtros C1B para evaluar los residuos de cromaticidad. Las estimaciones muestran que la contribución cromática a los errores de la paralaje es de 0.14–1.4  $\mu\text{as}$ . Como estos valores están basados en los errores más pesimistas del frente de ondas y en un modelo de calibración simplista, es de esperar que sea posible una contribución residual de 1  $\mu\text{as}$  para estrellas y de unos pocos  $\mu\text{as}$  para los cuásares.

En resumen, el sistema C1B+C1M satisface los requisitos de la misión y, por ello, fue adoptado como el sistema de *Gaia* en diciembre de 2004. Fue adoptado por el equipo de proyecto de la ESA como base para los requisitos formales de la misión a los equipos industriales que participaron en la ‘Invitation to Tender’ de la ESA para *Gaia*, en octubre de 2005.

La experiencia para el desarrollo del sistema fotométrico, incluyendo la selección de los ST y la aproximación de la FoM, nos situaron en una buena posición para optimizar rápidamente las nuevas propuestas para la carga útil del satélite de la

industria seleccionada, tal y como explicamos en la siguiente sección.

## 7.2. Diseño actual de *Gaia*

El desarrollo de esta tesis ha sido paralelo a los intentos de la industria de optimizar el diseño del instrumento para asegurar los requisitos científicos de la misión con el menor coste y complejidad posible. Esto ha provocado que el diseño de la carga útil se haya modificado en diversas ocasiones, y a veces incluso, gracias a nuestra interacción con la propia industria para garantizar los requisitos científicos de la misión, y de la fotometría en particular. En el capítulo 1 únicamente se ha descrito el instrumento tal y como se entendía en el momento de adoptar finalmente el sistema fotométrico “definitivo”, C1B+C1M, a finales de 2004.

A principios de 2006 se hizo pública finalmente cuál de las industrias candidatas se encargaría de la construcción del satélite (EADS-Astrium) y, su propuesta final de instrumento. Dicha propuesta simplifica considerablemente la carga útil y cambia de forma radical la obtención de la fotometría.

El principal cambio en este nuevo diseño es la eliminación del telescopio SPECTRO con el que se obtenían la fotometría de banda intermedia (MBP) y el espectro de alta resolución en la región del triplete del calcio (RVS) para determinar velocidades radiales. Ambos aspectos se han trasladado al mismo plano focal con el que se obtendrá la astrometría (ver Fig. 7.1 y comparar con las Figs. 1.5 y 1.7 para ver los cambios de diseño), reduciendo así el número de elementos a construir, la masa y el coste económico de la misión. Al estar ahora alojada la fotometría de banda intermedia en el mismo telescopio que la astrometría, la resolución angular de dicha fotometría ha sido mejorada, evitando muchos de los problemas del anterior diseño en las zonas densas de la Galaxia. Pero, al mismo tiempo, al trasladar la fotometría a ASTRO, se reduce la detección del rango ultravioleta del espectro, pues el recubrimiento de plata de ASTRO posee una reflectividad menor a este rango espectral que el que poseían los espejos de aluminio de SPECTRO. En (Jordi et al. 2005) se analiza el efecto de la sustitución de espejos en la determinación de los parámetros físicos, según los valores obtenidos de la FoM, mostrando que efectivamente la FoM se ve reducida.

Dado que ahora el espacio físico en el plano focal es reducido, no se pueden alojar

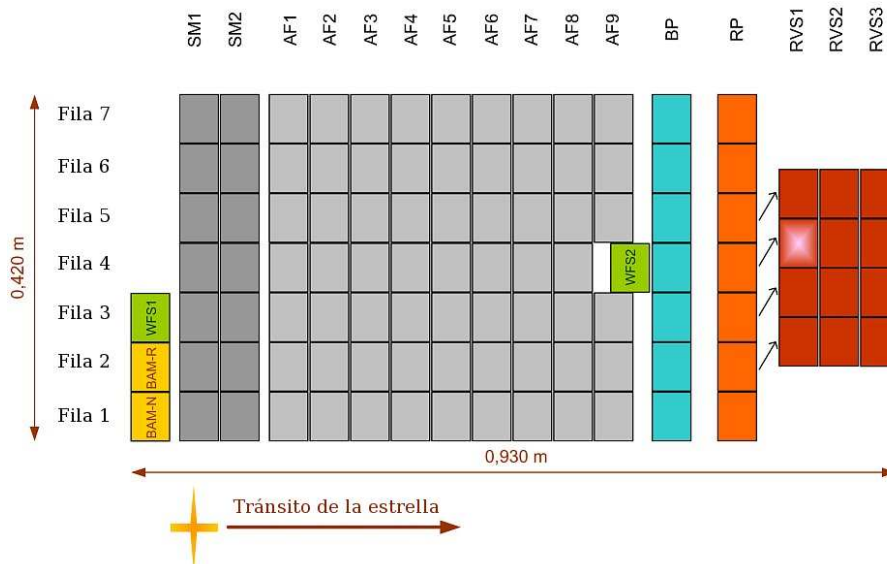


Figura 7.1: Plano focal común para los dos telescopios ASTRO en el diseño de EADS-Astrium hecho público en febrero de 2006. La primera columna de CCD contiene sólo dos CCD para monitorear el ángulo básico entre los dos telescopios (BAM) y una tercera que sirve de sensor para el frente de ondas (WFS). A continuación hay dos columnas de siete CCD cada una (SM1 y SM2) que sirven para detectar dónde hay estrella, es decir, como *sky mapper* (siendo SM1 la columna de CCD que ve sólo el primer telescopio, ASTRO1, y SM2 la que ve el segundo, ASTRO2). Las nueve columnas de siete CCD siguientes son las que se utilizan para la astrometría de la misión y la fotometría en el filtro  $G$ . Las dos siguientes columnas obtienen la espectrofotometría en la parte azul, BP, y roja, RP, del espectro. Por último, el conjunto de doce CCD que le siguen se encargan de registrar los espectros de alta resolución para la determinación de la velocidad radial.

tantas CCD y filtros como había en el diseño de SPECTRO. Por ello EADS-Astrium sustituye la filosofía de filtros fotométricos por la de obtención de espectrofotometría de baja resolución utilizando prismas de dispersión sin rendija (Fig. 7.2). Esta espectrofotometría se divide en dos regiones, una situada a longitudes de onda cortas ("Blue Photometer", BP) y otra a longitudes de onda mayores ("Red Photometer", RP).

La dispersión espectral de estos prismas (Fig. 7.3) se ha escogido con el fin de asegurar que los filtros C1B+C1M sean reproducidos adecuadamente a partir de los espectros de baja resolución obtenidos en BP/RP (Fig. 7.4).

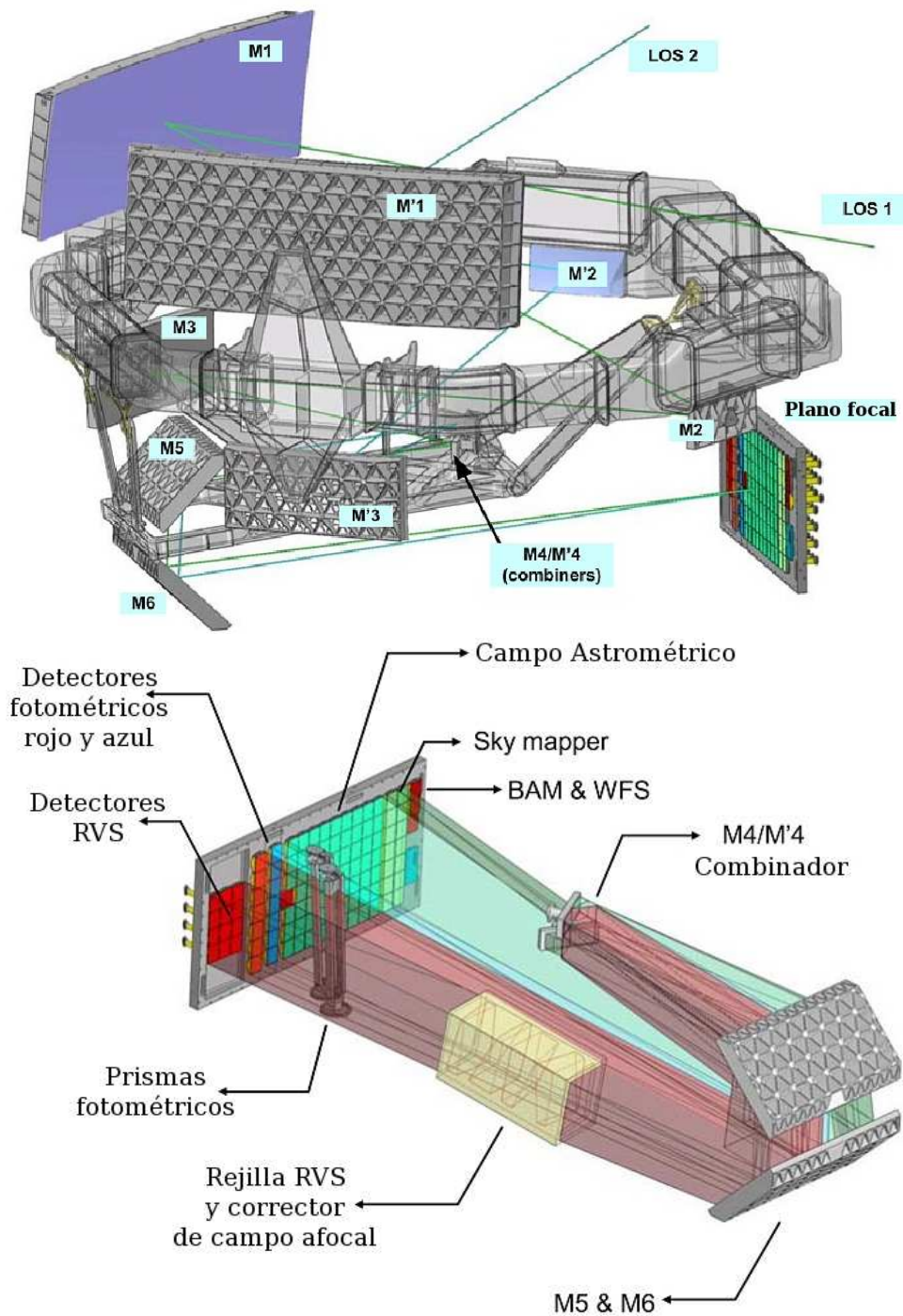


Figura 7.2: Trayectoria de los rayos de luz al entrar por los dos telescopios de *Gaia* hasta llegar al plano focal donde se detectan tras, en el caso de RVS y BP/RP, haber sido dispersados en diferentes longitudes de onda.

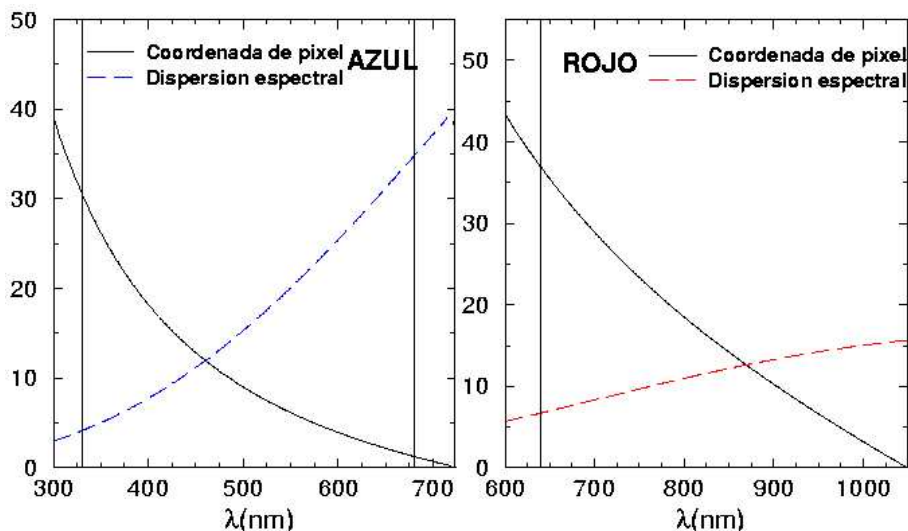


Figura 7.3: Dispersión espectral (nm/píxel) en el espectrofotómetro azul (*izquierda*) y en el rojo (*derecha*). En negro se dibuja la correspondencia entre píxeles de la ventana y las longitudes de onda. Las líneas verticales marcan los límites de longitud de onda de cada espectrógrafo.

El hecho de capturar los fotones recibidos en cualquier rango de longitudes de onda a lo largo del intervalo espectral de *Gaia* hace que, en principio, tengamos más información que con los 14 filtros propuestos para C1M y, por lo tanto, es de esperar que los parámetros astrofísicos se determinen con mayor fiabilidad. Ciertamente, según Brown (2006a) con el espectrógrafo se poseen el análogo a unos 18 filtros independientes. Esto se refleja, ciertamente, en los valores de la  $\sigma_{\text{post}}$  mostrados en la Fig. 7.5, donde se comparan los valores de esta nueva propuesta (indicada como nominal en la figura) y los obtenidos con C1M en el anterior diseño.

Desde febrero de 2006, nuestras herramientas han sido utilizadas para optimizar la propuesta de EADS-Astrium. En Jordi et al. (2006b) se sugiere la modificación de la dispersión nominal propuesta por EADS-Astrium para el espectrofotómetro azul hasta un 125% (ver opción “1.25” en la Fig. 7.5) y el aumento del tiempo de exposición en las CCD de RP. Dicha sugerencia ha sido aceptada en base a los valores de la FoM presentados en la tabla 7.1.

Sin embargo esta posible mejora debe ser analizada con mayor rigor, puesto que el proceso de calibración se ha complicado sensiblemente con el nuevo diseño de EADS-Astrium y es de esperar que en ciertos casos el error de calibración se vea incrementado sensiblemente. En Brown (2006b) se describen las tareas que se deberán

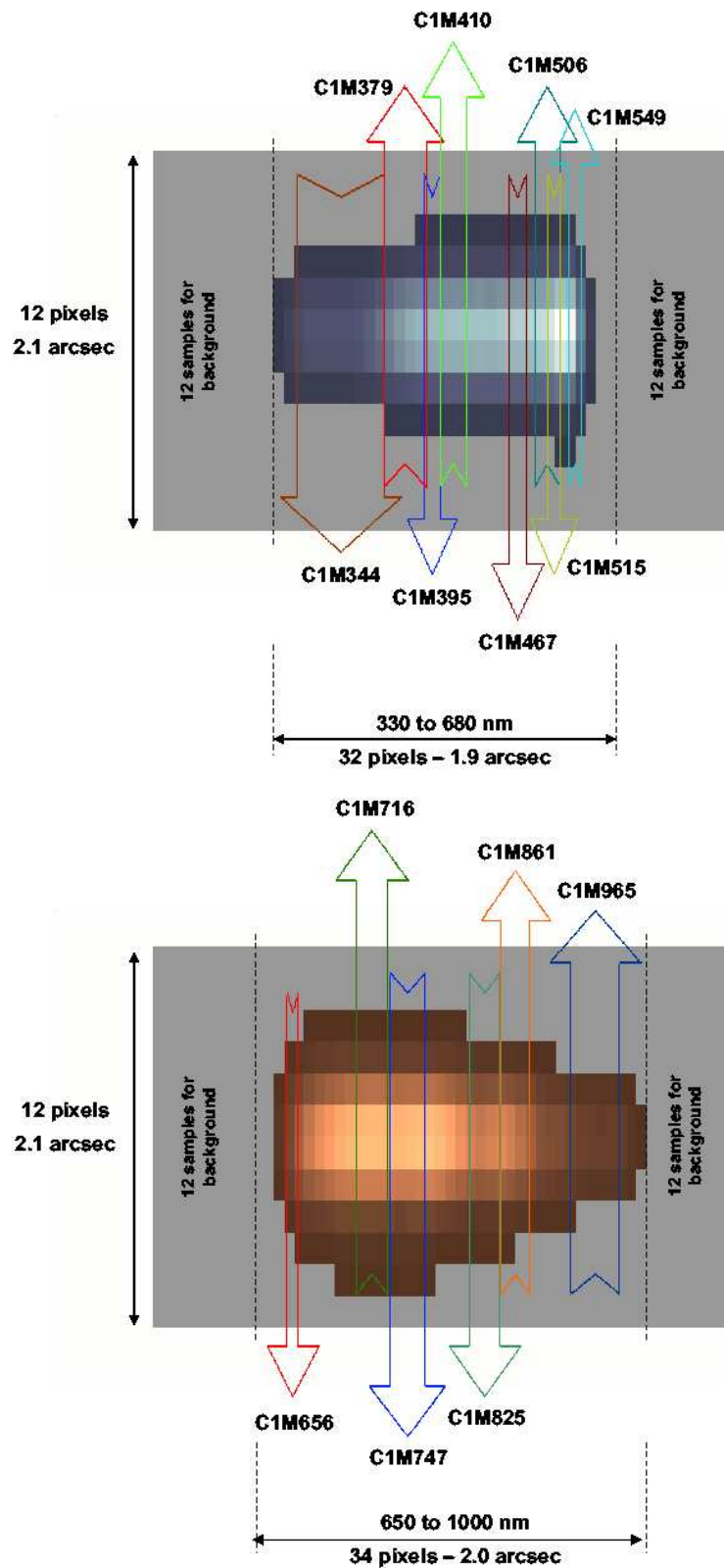


Figura 7.4: Imágenes bidimensionales de los espectros típicos de una estrella B1V en BP (*arriba*) y de una estrella M6V (*abajo*). Las flechas indican cómo se corresponden los diferentes filtros de C1M con el espectro obtenido con el nuevo diseño de EADS-Astrium.

Tabla 7.1: Valores de la FoM comparativos entre la propuesta nominal de EADS-Astrium y la opción recomendada en Jordi et al. (2006b) utilizando espectros extraídos de las librerías de BaSeL-2.2 y asumiendo  $\sigma_{cal} = 0$ .

Librería BaSeL2.2 (4 parámetros: $T_{ef}$ , $\log g$ , $[M/H]$ , $A_V$ )				
	$N$	C1B+C1M	EADS-Astrium	Opción recomendada
Halo	1560	0.8753	0.8718	0.8804
Disco grueso	1160	0.9361	0.9480	0.9529
Disco delgado	1394	0.9272	0.9456	0.9499
Bulbo	236	0.7620	0.8342	0.8462
Global	4350	0.9038	0.9163	0.9226

abordar para establecer el método de calibración de la fotometría de la misión. Los aspectos más críticos son: (i) PSF y dispersión espectral variables a lo largo del plano focal; (ii) movimiento de la imagen durante el tránsito, (iii) ineficiencia en la transferencia de carga por los efectos de radiación y (iv) dimensión finita de la ventana.

### 7.3. Trabajo futuro

Es precisamente el proceso de calibración y tratamiento de datos el que se debe plantear y estudiar en detalle en los próximos años. Para ello la comunidad científica ha creado una estructura acorde a la nueva fase de *Gaia*, organizada en unidades de coordinación (CU, *coordination units*) para el estudio de la implementación del procesado de datos (ver Fig. 7.6). Entre estas unidades de coordinación, la denominada CU5 se encarga de diseñar, desarrollar, probar e implementar el proceso de reducción de la fotometría de la misión, incluyendo el software del procesado de datos fotométricos, las calibraciones relacionadas y las tareas asociadas (alertas científicas durante la misión, interacción con la astrometría, ...).

La estructura de esta CU5 se subdivide en unidades de desarrollo (DU, *development units*) y cada una de éstas en paquetes de trabajo (WP, *working packages*). De



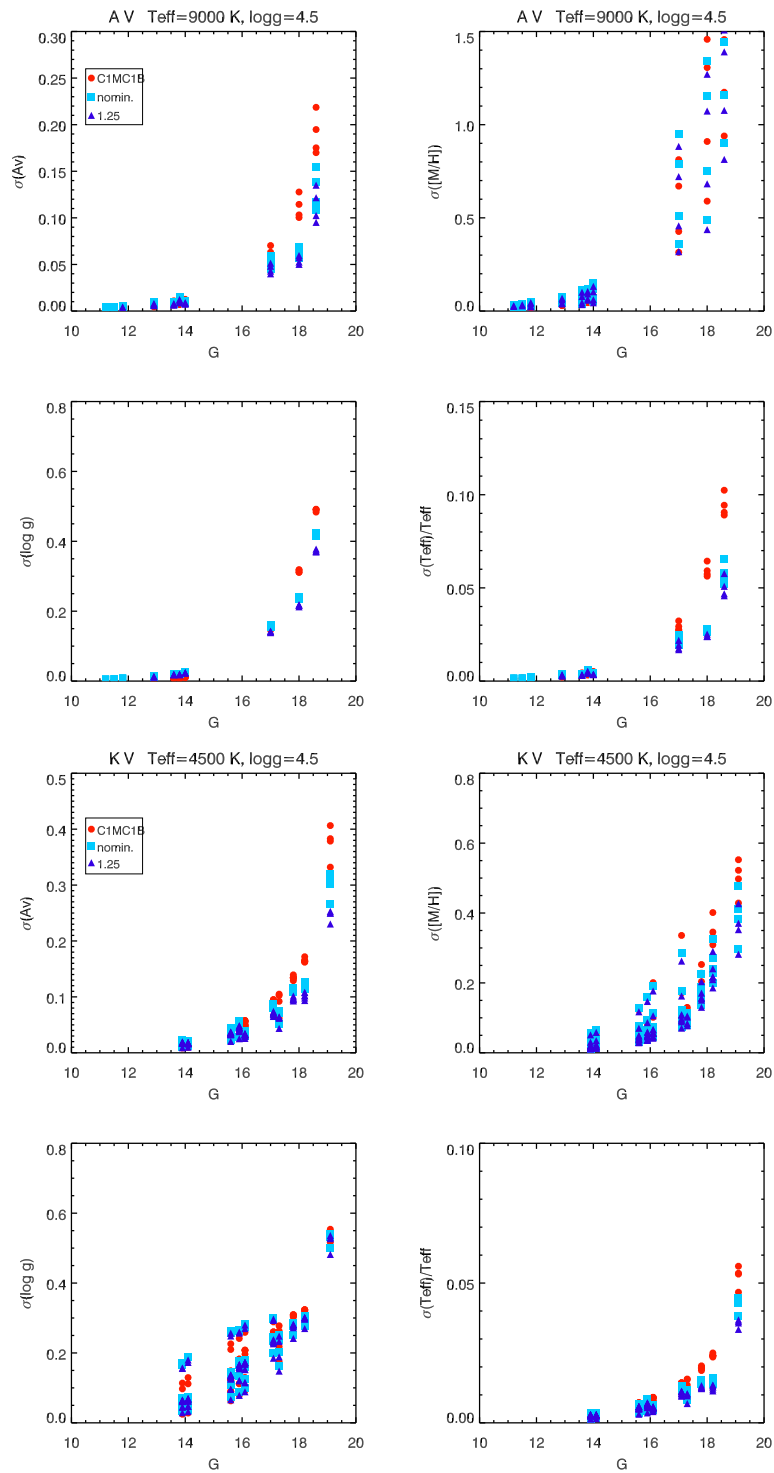
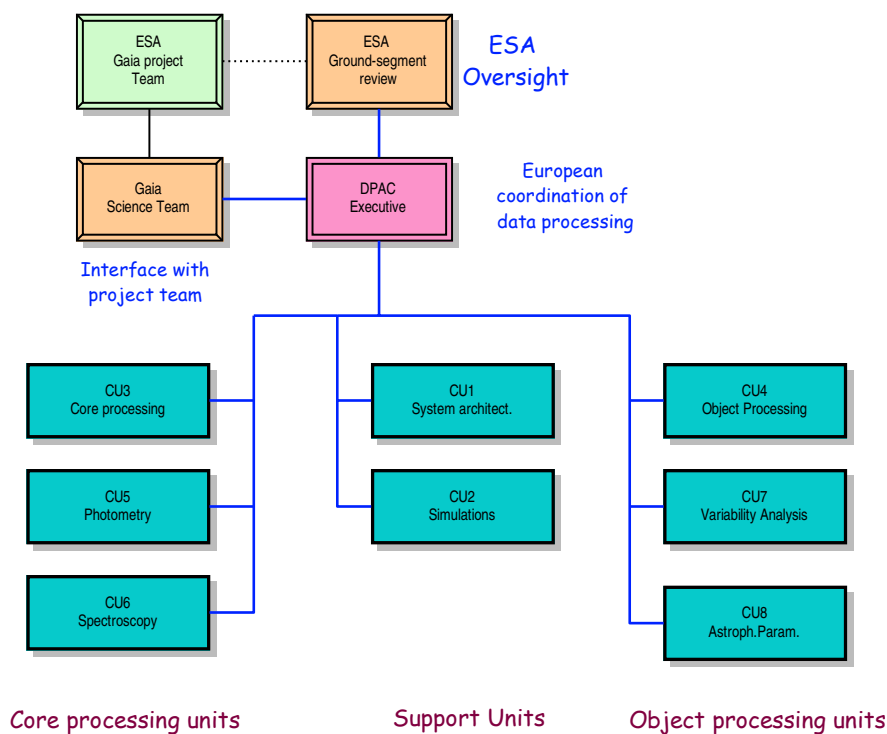


Figura 7.5: Precisiones astrofísicas para estrellas A y K con BaSel2.2 en función de  $G$ . La dispersión de  $\sigma_{\text{post}}$  para una  $G$  y opción de diseño dada (mismo símbolo), se debe a diferentes parámetros astrofísicos.  $\sigma_{\text{post}}([M/H])$  crece a  $[M/H]$  menores. No se incluye  $\sigma_{\text{cal}}$ .

## Gaia Data Processing and Analysis Consortium



FvL, IoA, 15-11-05

Figura 7.6: Unidades de coordinación en el consorcio de análisis y procesado de datos de *Gaia* (DPAC, *Data Processing and Analysis Consortium*)

estas unidades de desarrollo el equipo de Barcelona se ha comprometido a desarrollar y/o contribuir principalmente en cuatro: DU12 (Calibración fotométrica, AF+SM, BP+RP), DU16 (Objetos de calibración interna) y DU13/DU14 (Caracterización de la respuesta absoluta del instrumento y observación desde Tierra). Éstos serán, pues, los objetivos del grupo de Barcelona en los próximos años: plantear e implementar el proceso de calibración interna del instrumento espectrofotométrico, elaborar criterios par la selección de objetos que sirvan para calibrar el instrumento, ver cómo se comporta a lo largo de la misión, proporcionar el software necesario, y por último, en una labor liderada por el grupo de Bolonia, seleccionar las estrellas que nos permitirán transformar los flujos observados por el satélite en unidades físicas útiles para la comunidad científica. Para ello estamos produciendo simulaciones de la relación señal-ruido y del número de tránsitos de *Gaia* útiles para propósitos de calibración

(Carrasco et al. 2006), utilizando espectros BP y RP simulados en Brown (2006a).

## 7.4. Últimas palabras

*Gaia* es una misión que involucra gran cantidad de científicos y produce ciencia de primer nivel realmente prometedora y fascinante. Cuando *Gaia* se lance finalmente y empiece a obtener la ciencia deseada, toda la sociedad podrá oír hablar sobre la gran cantidad de descubrimientos y estudios que se podrán llevar a cabo. El hecho de que la misión observe una cantidad tan grande de objetos con una precisión sin precedente situará a *Gaia* como un gran referente en la comunidad astronómica, tal y como ya ha ocurrido con la misión *Hipparcos* (ESA 1997)<sup>1</sup>. El catálogo que resulte de los cinco años de continuo escaneo del cielo, permitirá, sin dudas, avanzar en campos muy diversos y el conocimiento de nuestra galaxia podrá dar un salto gigantesco en pocos años y por supuesto planteará nuevas incógnitas que permitirán al ser humano seguir avanzando en el conocimiento de su entorno, su historia y su lugar en el universo.

Personalmente me siento muy afortunado de poder participar en el desarrollo de una misión de tal envergadura a la vez que penetrar en el proceso que hace que todo esto sea posible. El espíritu presente en la creación de una misión espacial como *Gaia* creo que difiere bastante de otros campos de investigación astrofísica. En la elaboración de una misión espacial existe un propósito común a todo el personal involucrado, de forma que la colaboración entre grupos se produce de forma natural para generar la mejor ciencia posible con el instrumento diseñado.

Además, por el hecho de que *Gaia* sea una misión tan ambiciosa, el diseño del sistema fotométrico de la misión me ha permitido explorar campos muy diversos de la astrofísica, quizás no con la profundidad deseada pero sí hasta el punto de poder conocer qué esperan dichos campos de la fotometría. Este deseo de avanzar en el futuro se compagina con la necesidad de mirar al pasado al diseñar los filtros de *Gaia*. Crear un sistema fotométrico para *Gaia* requirió analizar el proceso con el que los sistemas fotométricos del pasado fueron creados e intentar aprovechar al máximo la experiencia obtenida a la vez que innovar utilizando herramientas útiles

---

<sup>1</sup>Existen actualmente unos 1700 artículos con “referee” con la palabra *Hipparcos* en el “abstract”

hasta ahora no utilizadas.

La elaboración de esta tesis me ha permitido también conocer científicos de primera línea a mano de los cuales no dudo que *Gaia* acabará siendo una misión totalmente exitosa y de gran renombre en el futuro.

Así pues, con estas palabras de ánimo a todos lo que hacen posible *Gaia* y a todos los que duden en involucrarse en el diseño de una misión espacial, finalizo esta memoria de tesis, con el deseo de que todos los proyectos en los que me vea envuelto en el futuro sean tan apasionantes como el que ahora ocupa mi tiempo.

*“En el fondo, los científicos somos gente con suerte:  
podemos jugar a lo que queramos durante toda la vida.”*

**Lee Smolin**  
**Físico estadounidense.**

# 8 Referencias bibliográficas

## 8.1. Información en la red

Los informes técnicos de Gaia se encuentran disponibles en la página web del grupo de fotometría de *Gaia*:

*Photometry Working Group Webpage:*  
<http://gaia.am.ub.es/PWG/>

y en la página web de la misión:

*Página web de Gaia:*  
<http://www.rssd.esa.int/index.php?project=GAIA>

Más recursos en internet:

*Atlas de espectros estelares FAST:*  
<http://cfa-www.harvard.edu/pberlind/atlas/atframes.html>

*Base de datos de Asiago de sistemas fotométricos (ADPS):*  
<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>

*Compilación de librerías de espectros (David Montes):*  
<http://www.ucm.es/info/Astrof/invest/actividad/spectra.html>

*Librería de espectros sintéticos de R.L. Kurucz:*  
<http://kurucz.harvard.edu>

*Servidor interactivo de la librería de BaSeL:*  
<http://tangerine.astro.mat.uc.pt/BaSeL/>

## 8.2. Artículos y publicaciones

*Alibés, A., Labay, J., Canal, R.*, 2001, *A&A* **370**, 1103

*Allard, F., Hauschildt, P.H.*, 1995, *ApJ* **441**, 170

*Allard, F., Hauschildt, P.H., Alexander, D.R., Tamanai, A., Schweitzer, A.*, 2001, *ApJ* **556**, 357

*Álvarez, R., Mennessier, M.-O.*, 1997, *A&A* **317**, 761

*Andrievsky, S.M., Kovtyukh, V.V., Luck, R.E., Lépine, J.R.D., Bersier, D., Maciel, W.J., Barbuy, B., Klochkova, V.G., Panchuk, V.E., Karpishek, R.U.*, 2002, *A&A* **381**, 32

*Arellano, A., Mendoza, E.E.*, 1993, *AJ* **106**, 2516

*Arenou, F., Babusiaux, C., Chéreau, F., Mignot, S.*, 2005, in Proceedings of the Symposium 'The Three dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 355

*Baade, W.*, 1944, *ApJ* **100**, 137

*Bailer-Jones, C.A.L., Irwin, M., Gilmore, G., von Hippel, T.*, 1997, *MNRAS* **292**, 157

*Bailer-Jones, C.A.L.*, 2003, Evolutionary design fo photometric systems and its application to *Gaia*, Internal *Gaia* report: **Gaia-CBJ-013**.

*Bailer-Jones, C.A.L.*, 2004a, Implementaaction proposal for the HFD-B1 and HFD-M1 photometric systems in the *Gaia* systems in the *Gaia* design adopted at GST10, Internal *Gaia* report: **Gaia-CBJ-015**.

*Bailer-Jones, C.A.L.*, 2004b, HFD filter system design for *Gaia*. Design of the H2B, H3B, H2M and H3M systems and general insights concerning MBP, Internal *Gaia* report: **Gaia-CBJ-016**.

- Barbuy, B.*, 1988, A&A **191**, 121
- Barbuy, B., Erdelyi-Mendez, M.*, 1989, A&A **214**, 239
- Beers, T., Drilling, J.S., Rossi, S., Chiba, M., Rhee, J., Führmeister, B., Norris, J.E., von Hippel, T.*, 2002, AJ **124**, 931
- Berbusch, P.A., VandenBerg, D.A.*, 2001, ApJ **556**, 322
- Berdyugina, S.V., Savanov, I.S.*, 1994, AstL **20**, 755
- Bessell, M.S., Brett, J.M., Scholz, M., Wood, P.R.*, 1989a, A&AS **77**, 1
- Bessell, M.S., Brett, J.M., Scholz, M., Wood, P.R.*, 1989b, A&A **213**, 209
- Bessell, M.S., Brett, J.M., Scholz, M., Wood, P.R.*, 1991, A&AS **89**, 335
- Bessell, M.S., Sutherland, R.S., Ruan, K.*, 1991, ApJ **263**, 29
- Bessell, M.S., Castelli, F., Plez, B.*, 1998, A&A **333**, 231
- Bessell, M.S.*, 2005, ARA&A **43**, 293
- Bevington, P.R., Robinson, D.K.*, 1992, 'Data Reduction and error analysis for the physical sciences', McGraw-Hill.
- Binney, J., Merrifield, M.*, 1998, 'Galactic Astronomy', Princeton University Press
- Bresolin, F.*, 2003, LNP **635**, 149
- Bridžius, A., Vansevičius, V.*, 2002, ApSS **280**, 41
- Brown, A.G.A.*, 2003a, Results of the First Cycle of Blind Testing, Internal *Gaia* report: **ICAP-AB-003**.
- Brown, A.G.A.*, 2003b, Results of the Second Cycle of Blind Testing, Internal *Gaia* report: **ICAP-AB-004**.
- Brown, A.G.A., Jordi, C., Knude, J., Høg, E.*, 2004, Procedure for photometric systems recommendation, Internal *Gaia* report: **PWG-AB-003**.
- Brown, A.G.A.*, 2005a, Photometric systems evaluation of global degeneracies: Results from self-organising maps, Internal *Gaia* report: **PWG-AB-005**.

*Brown, A.G.A.*, 2005b, Photometric systems evaluation of global degeneracies: Self-organising maps for BBP/MBP systems, Internal *Gaia* report: **PWG-AB-006**.

*Brown, A.G.A.*, 2005c, Photometric systems evaluation of global degeneracies: Self-organising maps for combined BBP/MBP systems, Internal *Gaia* report: **PWG-AB-006**.

*Brown, A.G.A.*, 2006a, Simulating Prism Spectra for the EADS-Astrium *Gaia* Design, Internal *Gaia* report: **GAIA-C5-TN-LEI-AB-005**.

*Brown, A.G.A.*, 2006b, Photometry with dispersed images-overview of BP/RP data processing, Internal *Gaia* report: **GAIA-C5-TN-LEI-AB-009**.

*Brown, J.A., Johnson, H.R., Alexander, D.R., Cutright, L.C., Sharp, C.M.*, 1989, *ApJS* **71**, 623

*Burkert, A., Truran, J.W., Hensler, G.*, 1992, *ApJ* **391**, 651

*Cannon, A.J., Pickering, E.C.*, 1918, *AnHar* **91**, 1

*Cardelli, J.A., Clayton, G.C., Mathis, J.S.*, 1989, *ApJ*, **345**, 245

*Carney, B.W.*, 2000, 35th Liege International Astrophysics Colloquium Proceedings, Edited by A. Noels, P. Magain, D. Caro, E. Jehin, G. Parmentier, and A. A. Thoul, **35**, 287.

*Carrasco, J.M., Jordi, C.*, 2005, Simulated Gaia photometry with the BBP and MBP baselines (C1M and C1B systems), Internal *Gaia* report: **UB-PWG-033**.

*Carrasco, J.M., Jordi, C., Figueras, F., Anglada, G., Amores, E.B.*, 2006, Towards the selection of standard stars for absolute flux calibration. Signal-to-noise ratios for BP/RP spectra and crowding due to FoV overlapping, Internal *Gaia* report: **GAIA-C5-TN-UB-JMC-001-1**.

*Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Ralite, N.*, 2001, *ApJ* **373**, 159

*Cenarro, A.J., Gorgas, J., Cardiel, N., Vazdekis, A., Peletier, R.F.*, 2002, *MNRAS* **329**, 863

*Chiosi, C., Bertelli, G., Bressan, A.*, 1992, *ARA&A* **30**, 235



- Christlieb, N., Bessell, M.S., Beers, T.C., Gustafsson, B., Korn, A., Barklem, P.S., Karlsson, T., Mizuno-Wiedner, M., Rossi, S.*, 2002, *Nature* **419**, 904
- Claeskens, J.-F., Sluse, D., Riaud, P., Surdej, J.*, 2006, *MNRAS* **367**, 879
- Clementini, G., Carretta, E., Gratton, R., Merighi, R., Mould, J.R., McCarthy, J.K.*, 1995, *AJ* **110**, 2319
- Cohen, J.G., Christlieb, N., Beers, T.C.*, 2002, *ApJ* **542**, 464
- Cousins, A.W.J.*, 1976, *MmRAS* **81**, 25
- Crawford D.L., Mander J.*, 1966, *AJ* **71**, 114
- DARPA, 1976, 'DARPA Neural Network Study' (Fairfax: AFCEA International)
- de Bruijne, J.H.J., Chéreau, F., Arenou, F.*, 2004, Window and sampling for faint stars in MBP, Internal *Gaia* report: **Gaia-JdB-014**.
- de Bruijne, J.H.J.*, 2005a, *Gaia* astrometric accuracy: March-2005 *Gaia*-2 ESA baseline, Internal *Gaia* report: **Gaia-JdB-020**.
- de Bruijne, J.H.J.*, 2005b, *Gaia* photometric accuracy: Methodology to be used by the industrial system-level teams, Internal *Gaia* report: **Gaia-JdB-021**.
- Draine, B.T.*, 2003, *ARA&A*, **41**, 241
- Drimmel, R., Spergel, D.N.*, 2001, *AJ*, **556**, 181
- Drimmel, R., Bucciarelli, B., Lattanzi, M.G., Spagna, A., Jordi, C., Robin, A.C., Reylé, C., Luri, X.*, 2005, in Proceedings of the Symposium 'The Three Dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 163
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D.L., Nissen, P.E., Tomkin, J.*, 1993, *A&A* **275**, 101
- ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, **ESA-SP-1200**, (vol. 1–17)
- ESA, 2000, *Gaia Concept and Technology Study Report*, **ESA-SCI(2000)4**, (GSR)
- Evans, D.W.*, 2004, MBP profile Fitting in Crowded Regions, Internal *Gaia* report: **PWG-DWE-001**

- Eyer, L.*, 2005, in Proceedings of the Symposium 'The Three Dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 513
- Eyer, L., Mignard, F.*, 2005, *ApJ* **361**, 1136
- Fitzpatrick, E.L., Garmany, C.D.*, 1990, *ApJ* **363**, 119
- Fitzpatrick, E.L.*, 1999, *PASP* **111**, 63
- Feast, M.W.*, 1996, *MNRAS* **278**, 11
- Feast, M.W., Pont, F., Whitelock, P.A.*, 1998, *MNRAS* **298**, 43
- Feast, M.W., Whitelock, P.A.; Menzies, J.W.*, 2006, *MNRAS* **484**
- Fernández, D.*, 2004, *Estructura espacial y cinemática de la componente estelar joven en el entorno solar*, Memoria de tesis doctoral, Universitat de Barcelona.
- Fluks, M.A., Plez, B., Thé, P.S., de Winter, D., Westerlund, B.E., Steenman, H.C.*, 1994, *A&AS* **105**, 311
- François, 1986, A&A* **160**, 264
- Fry, A.M., Carney, B.W.*, 1997, *AJ* **113**, 1073
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J.E., Doi M., Shimasaku, K. and Schneider, D.P.*, 1996, *AJ* **111**, 174
- Glass, I.S.*, 1973, *MNRAS* **164**, 153
- Gilmore, G., Wise, R.F.G.*, 1989, *Nature* **322**, 806
- Golay, M.*, 1962, *Pub. Obs. Genève* **15** (série A), 29
- Golay, M.*, 1966, *IAUS* **24**, 262
- Golay, M.*, 1972, *VA* **14**, 13
- Gratton, R.G., Sneden, C.*, 1988, *A&A* **204**, 193
- Gray, R.O., Corbally, C.J.*, 1994, *AJ* **107**, 742
- Grenon, M.*, 1999, Comments on the intermediate band photometry with GAIA, Internal *Gaia* report: **MGUB-PWG-001**.

*Grenon, M., Jordi, C., Figueras, F., Torra, J.*, 1999, An intermediate band system for GAIA, Internal *Gaia* report: **MGUB-PWG-002**.

*Grenon, M., Jordi, C., Figueras, F., Torra, J.*, 1999, Stellar classification from GAIA intermediate band system, Internal *Gaia* report: **MGUB-PWG-003**.

*Grenon, M., Jordi, C., Figueras, F., Torra, J.*, 1999, GAIA Broad Band Photometry, Internal *Gaia* report: **MGUB-PWG-004**.

*Gunn, F.E., Stryker, L.L.*, 1983, ApJS **52**, 121

*Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, A.*, 1975, A&A **42**, 407

*Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Mizuno-Wiedner, M., Jørgensen, U.G., Plez, B.*, 2003, ASPC **288**, 331

*Hamann, W.-R., Koesterke, L.*, 1998, A&A **333**, 251

*Hanson, R.B., Sneden, C., Kraft, R.P., Fulbright, J.*, 1998, AJ **116**, 1286

*Hartmann, K., Gehren, T.*, 1988, A&A **199**, 269

*Hauschildt, P.H., Allard, F., Baron, E.*, 1999a, ApJ **512**, 377

*Hauschildt, P.H., Allard, F., Ferguson, J., Baron, E., Alexander, D.R.*, 1999b, ApJ **525**, 195

*Hauschildt, P.H., Allard, F., Baron, E., Aufdenberg, J.; Schweitzer, A.*, 2003, ASPC **298**, 179

*Hayes, D.S., Philip, A.G. Davis*, 1988, PASP **100**, 801

*Haywood, M.*, 2005, Proceedings of the Symposium 'The Three Dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 521

*Heber, U., Moehler, S., Reid, I.N.*, 1997, Proceedings of the ESA Symposium *Hipparcos-Venice'97*, ed. B. Battrock, **ESA-SP-402**, 461

*Heiter, U.*, 2004, A BBP system: P1B, Internal *Gaia* report: **UU-PWG-001**.

*Heiter, U., Piskunov, N., Gustafsson, B., Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004, Proc. 13th Cool Stars Workshop, in press

- Hertz, J., Krogh, A., Palmer, R.G.*, 1991, Introduction to the Theory of Neural Computation (Redwood City, CA: Addison-Wesley)
- Houdashelt, M.L., Bell, R.A., Sweigart, A.V., Wing, R.F.*, 2000, AJ **119**, 1424
- Humphreys, R.M., Davidson, K.*, 1979, ApJ **232**, 409
- Høg, E., Fabricius, C., Knude, J., Makarov, V.V.*, 1999, BaltA **8**, 25
- Høg, E., Straižys, V., Vansevičius, V.*, 2000, The 3G photometric system, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-78**
- Høg, E.*, 2002a, The Medium-Band Photometer (MBP) in *Gaia-2*, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-108**
- Høg, E.*, 2002b, Comments after *Gaia* photometry meeting in CUO, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-115**
- Høg, E., Jordi, C.*, 2003, *Gaia* filters specifications, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-131**
- Høg, E., Knude, J.*, 2004a, Two new MBP systems: K2M and K3M, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-152**
- Høg, E., Knude, J.*, 2004b, Four new MBP systems: K4M, K5M, K6M, K7M, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-155**
- Høg, E.*, 2005a, Summary of sampling schemes for ASM, AF, BBP, SSM and MBP, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-151v3**
- Høg, E.*, 2005b, Sampling of ASM and AF11, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-166**
- Jaschek, C. & Jaschek, M.*, 1987, The classification of stars, Cambridge Univ. Press, **ISBN 0 521 26773 0**
- Johnson, H. L.*, 1965, ApJ **141**, 923
- Johnson, H. L.*, 1966, ARA&A **4**, 193
- Johnson, H. L., Morgan, W.W.*, 1953, ApJ **117**, 313
- Johnson, H. R., Yorke, S.B.*, 1986, ApJ **311**, 299

*Jordi, C., Høg, E., Carrasco, J.M.*, 2002a, *Gaia-2* MBP design: photometric precision, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-006**.

*Jordi, C., Høg, E., Carrasco, J.M.*, 2002b, *Gaia-2* BBP design: photometric precision, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-007**.

*Jordi, C., Figueras, F., Carrasco, J.M., Tautvaišienė, G., Castelli, F.*, 2002c, *Gaia* photometry:  $[\alpha/\text{Fe}]$  abundance variations, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-008**.

*Jordi, C., Grenon, M., Figueras, F., Torra, J., Carrasco, J.M.*, 2003 The 2F Geneva-Barcelona medium band photometric system for GAIA, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-011**.

*Jordi, C., Figueras, F., Carrasco, J.M., Knude, J.*, 2004a, *Gaia* Scientific Targets for PS design, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-009v1.1**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M., Figueras, F.*, 2004b, Simulated *Gaia* photometry for blind testing cycle 2, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-014**.

*Jordi, C., Knude, J., Carrasco, J.M., Figueras, F.*, 2004c, Scientific Targets for PS design: quantification of priorities, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-015v1.2**.

*Jordi, C., Figueras, F., Torra, J., Carrasco, J.M.*, 2004d, The 3F Geneva-Barcelona medium band photometric system for *Gaia*, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-016**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004e, *Gaia* Scientific Targets for PS optimization, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-017**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004f, *Gaia* Figure of merit computation, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-018**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004g, *Gaia* Figure of merit computation, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-019**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004h, *Gaia* Figure of merit computation (assuming interstellar absorption), Internal *Gaia* report: **UB-PWG-020**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004i, *Gaia* Figure of merit computation (K1M and V2M systems), Internal *Gaia* report: **UB-PWG-021**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004j, Figure of Merit computation (MARCS models SEDs), Internal *Gaia* report: **UB-PWG-022**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004k, MBP systems: F4M, F5M and F6M proposals and their evaluation, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-023**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004l, Figure of Merit computation (F4M, F5M and F6M) Internal *Gaia* report: **UB-PWG-024**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004m, Figure of Merit computation (V1B, K2M, K3M and others) Internal *Gaia* report: **UB-PWG-025**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004n, BBP systems: F2B, F3B, F4B, F5B and F6B proposals, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-026**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004o, MBP systems: F7M - F12M proposals, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-027**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M., Høg, E., Brown, A., Knude, J.*, 2004p, BBP photometric systems evaluation, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-028**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M., Høg, E., Brown, A., Knude, J.*, 2004q, MBP photometric systems evaluation, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-029**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004r, Figure of merit: Minimum photometric error, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-030**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004s, Figure of merit: Weighting scheme, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-031**.

*Jordi, C., Carrasco, J.M.*, 2004t, Figure of merit computation (October-2004 PS proposals), Internal *Gaia* report: **UB-PWG-032**.

*Jordi, C., Høg, E., Knude, J., Carrasco, J.M.*, 2005, The need of the UV for *Gaia* photometry: Spectro with silver coating?, Internal *Gaia* report: **UB-PWG-034**.

*Jordi, C., Høg, E., Brown, A.G.A., Lindegren, L., Bailer-Jones, C.A.L., Carrasco, J.M., Knude, J., Straižys, V., de Bruijne, J.H.J., Claeskens, J.-F., y 25 coautores*, 2006a, MNRAS **367**, 290

*Jordi, C., Høg, E., Brown, A., deBruijne, J.*, 2006b, *Gaia* photometers: recommended design, Internal *Gaia* report: **GAIA-CH-TN-UB-CJ-038-1**.

- Jørgensen, U.G., Johnson, H.R., Nordlund, A.*, 1992, *A&A* **261**, 263
- Kaltcheva, N., Knude, J., Georgiev*, 2003, *A&A* **407**, 377
- Katz, D., Munari, U.*, 2002, 4th RVS Workshop - Monte-Rosa 02/09/13 - Workshop Summary, Internal Gaia report: RVS-CoCo-006
- Katz, D., Munari, U., Cropper, M., Zwitter, T., Thévenin, F., David, M., Viala, Y., Crifo, F., Gomboc, A., Royer, F.; y 40 coautores*, 2004, *MNRAS* **354**, 1223
- King, J.R.*, 1993, *AJ* **106**, 1206
- Knude, J.*, 2002, *ApSS* **280**, 97
- Knude, J., Fabricius, C.*, 2003a, ISM-WS, JENAM 2002, Porto
- Knude, J., Fabricius, C.*, 2003b, *BaltA* **12**, 508
- Knude, J., Høg, E.*, 2004, A new MBP system: K1M, Internal *Gaia* report: **GAIA-CUO-148**.
- Kolka I., Eenmäe T., Hirv A., Tuwikene T., Kama M.*, 2005 in Proceedings of the Symposium 'The Three Dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 543
- Kotoneva, E., Flynn, C., Chiappini, C., Matteucci, F.*, 2002, *MNRAS* **336**, 879
- Kron, G. E., Smith, J.L.*, 1951, *ApJ* **113**, 324
- Kučinskas, Al, Lindegren, L., Tanabé, T., Kama, M.*, 2003, in Munari U., ed., ASPC, GAIA Spectroscopy, Science and Technology, ASP San Francisco, **298**, 415
- Kurucz, R.L.*, 1970, SAO Special Report **308**
- Kurucz, R.L.*, 1979, *ApJS* **40**, 1
- Kyröläinen, J., Tuominen, I., Vilhu, O., Virtanen, H.*, 1986, *A&AS* **65**, 11
- Lada, Ch.J., Alves, J., Lada, E.A.*, 1999, *ApJ* **512**, 250

- Lázaro, C., Lynas-Gray, A.E., Clegg, R.E.S., Mountain, C.M., Zdrozny, A.*, 1991, MNRAS **249**, 62
- Lejeune, T., Cuisiner, F., Buser, R.*, 1997, A&AS **125**, 299
- Lejeune, T., Cuisiner, F., Buser, R.*, 1998, A&AS **130**, 65
- Lombardi, M., Alves, J.*, 1951, A&A **377**, 1023
- Lindegren, L.*, 2001, GAIA chromaticity calibration and design of the Broad Band Photometry system, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-039**.
- Lindegren, L.*, 2002, Photometric systems for *Gaia*'s Broad Band Photometer, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-045**.
- Lindegren, L.*, 2003a, Optimizing *Gaia*'s Photometric System, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-047**.
- Lindegren, L.*, 2003b, Requirements on the attitude noise (2), Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-048**.
- Lindegren, L.*, 2003c, *Gaia* chromaticity calibration and the BBP filter shape, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-049**.
- Lindegren, L.*, 2003e, Photometric systems for *Gaia*'s Broad Band Photometer (2), Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-051**.
- Lindegren, L.*, 2004a, Basic assumptions for comparing and optimizing *Gaia*'s Photometric System, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-050v.2**.
- Lindegren, L.*, 2004b, Use of parallax information in the Photometric System design, Internal *Gaia* report: **GAIA-LL-054**.
- Maeder, A.*, 1999, Proceedings of 'The Galactic halo: from globular clusters to field stars', A. Noels et al (eds.), Université de Liège, p. 1
- Magain, P.*, 1987, A&A **179**, 176
- Magain, P.*, 1989, A&A **209**, 211
- Malkov, O.Y.*, 2003, BaltA **12**, 514
- Malyuto, V., Schvelidze, T.*, 2005, BaltA **14**, 156



- McWilliam, A., Rich, R.M.*, 1994, ApJS **91**, 740
- Mégessier, C.*, 1995, A&A **296**, 771
- Morgan, W.W., Keenan, P.C., Kellman, E.*, 1943, Chicago Ill., The University of Chicago press
- Morrison, H.*, 1993, ASPC **48**, 334, Proceedings of the 11th Santa Cruz Summer Workshop in Astronomy and Astrophysics press
- Mignard, F.*, 2005, in Proceedings of the Symposium 'The Three Dimensional Universe with *Gaia*', **ESA-SP-576**, p. 5
- Mishurov, Yu.N., Zenina, I.A.*, 1999, A&A **341**, 81
- Munari, U.*, 1999a, BaltA **8**, 73
- Munari, U.*, 1999b, BaltA **8**, 123
- Munari, U., Sordo, R., Castelli, F., Zwitter, T.*, 2005, A&A **442**, 1127
- Nissen, P.E., Gustafsson, B., Edvardsson, B., Gilmore, G.*, 1994, A&A **285**, 440
- Nissen, P.E.*, 1999, in Proceedings of 'The Galactic halo: from globular clusters to field stars', A. Noels et al (eds.), Université de Liège, p. 125
- Nordlund, Å.*, in 'Methods in Radiative Transfer' 1984, W. Kalkofen (Cambridge Univ. Press), p. 211
- Norman, M.L., Paschos, P., O'Shea, B.W.*, 2004, BAAS, **36**, 1590
- Norris, J., Peterson, R.C., Beers, T.C.*, 1993, ApJ **415**, 797
- O'Donoghue, D., Lynas-Gray, A.E., Kilkenny, D., Stobie, R.S., Koen, C.*, 1997, MNRAS **285**, 657
- Pagel, B.E.J., Tautvaišienė, G.*, 1995, MNRAS **276**, 505
- Pagel, B.E.J.*, 2003, ASPC, held 24-28 September 2002 in Granada, Spain. Edited by Enrique Perez, Rosa M. Gonzalez Delgado and Guillermo Tenorio-Tagle. ISBN: 1-58381-144-3, **297**, 497

- Perryman, M.A.C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P.L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., van Leeuwen, F., and 9 coauthors, 1997, *A&A* **323**, 49
- Perryman, M.A.C., de Boer, K.S., Gilmore, G., Høg, E., Lattanzi, M.G., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Pace, O., de Zeeuw, P.T., 2001, *A&A* **369**, 339
- Picaud, S., Robin, A.C.*, 2004, *A&A* **428**, 891
- Pickles, A.J.*, 1998, *PASP* **110**, 863
- Press, W.H., Teukolsky, S.A., Vetterling, W.T., Flannery, B.P.*, 1992, *Numerical Recipes in Fortran: The Art of Scientific Computing*, Second Edition, Cambridge University Press
- Primas, F., Molaro, P., Castelli, F.*, 1994, *A&A* **285**, 132
- Quinn, P.J., Goodman, J.*, 1986, *ApJ* **309**, 472
- Quinn, P.J., Hernquist, L., Fullagar, D.P.*, 1993, *ApJ* **403**, 74
- Rich, R.M., 1992, in L. Blitz (ed.), *In the Centre, Bulge and Disc of the Milky Way*, Kluwer, **47**
- Robin, A.C., Reylé, C., Picaud, S., Schultheis, M., 2005, *A&A* **430**, 129
- Russell, H.N.*, 1913, *Obs.* **36**, 324
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A.*, 1992, *A&AS* **96**, 269
- Schmutz, W.*, 1996, *ASPC* **98**, 92
- Scholz, M.*, 1985, *A&AS* **145**, 251
- Sinnerstad, U.*, 1980, *A&AS* **40**, 395
- Smart, R.L., Drimmel, R., Lattanzi, M.G., Binney, J.J.*, 1998, *Nature* **392**, 471
- Sommer-Larsen, J., Beers, T.C., Flynn, C., Wilhelm R., Christensen, P.R.*, 1997, *AJ* **481**, 775
- Soubiran, C.*, 2002, Internal *Gaia* report: **RVS-CS-001**.

- Storm, J.*, 2006, *MmSAI* **77**, 188
- Straižys, V., Zdanavičius, K.*, 1965, *Bull. Vilnius Obs.* **14**, 3
- Straižys, V.*, 1992, 'Multicolor Stellar Photometry', Pachart Publishing House, Tucson, Arizona
- Straižys, V., Crawford, D.L., Davis Philip, A.G.*, 1996, *BaltA* **5**, 83
- Straižys, V.*, 1999, *BaltA* **8**, 491
- Straižys, V., Zdanavičius, K., Lazauskaite, R.*, 2004a, A new version of the MBP system for Gaia: V2M, Internal *Gaia* report: **GAIA-VILN-001**.
- Straižys, V.*, 2004b, A revised version of the BBP system for Gaia: V1B, Internal *Gaia* report: **GAIA-VILN-002**.
- Straižys, V., Zdanavičius, K., Lazauskaite, R.*, 2004c, One more version of the MBP system for Gaia: V3M, Internal *Gaia* report: **GAIA-VILN-003**.
- Strömngren, B.*, 1956, *VA* **2**, 1336
- Sūdžius, J., Bobinas, V., Raudeliū, S.*, 1996, *MmSAI* **67**, 1079
- Tautvaišienė, G., Straižys, V.*, 1989, *Izv. Spetz. Astrofiz. Obs.* **28**, 88
- Tautvaišienė, G.*, 1997, *MNRAS* **286**, 948
- Tautvaišienė, G., Edvardsson, B.*, 2002, *ApSS* **280**, 143
- Torra, J., Gómez, A.E., Figueras, F., Comerón, F., Grenier, S., Mennessier, M.O., Mestres, M. Fernández, D.*, 1997, *Proceedings of the Hipparcos-Venice'97 Symposium*, ed. B. Battrock, **ESA-SP-402**, 513
- Torres-Dodgen, A.V. & Weaver, Wm.B.*, 1990, *BAAS* **22**, 859
- Wahlgren, G.M., Lundqvist, M., Kucčinskis, A.*, p.619, *Proceedings of the Symposium "Three Dimensional Universe with Gaia"*, 4-7 October 2004, Paris, France (**ESA-SP-576**, January 2005)
- Vallenari, A., Bertelli, G.*, 2004, Internal *Gaia* report: **PWG-VB-001**.
- VandenBerg, D.A., Swenson, F.J., Rogers, F.J., Iglesias, C.A., Alexander, D.R.*, 2000, *ApJ* **532**, 430

- Vansevičius, V., Bridžius, A.*, 2002, GAIA Photometric Performances, Internal *Gaia* report: **GAIA-VIL-008**
- Vansevičius, V.*, 2004, The Photometric System 2X, Internal *Gaia* report: **GAIA-VIL-014**
- Vieira, E.F., Ponz, J.D.*, 1998, ASPC **145**
- Weaver, Wm.B.*, 1990, BAAS **22**, 848
- Weaver, Wm.B., Torres-Dodgen, A.V.*, 1995, ApJ **446**, 300
- White, N.M., Wing, R.F.*, 1978, ApJ **222**, 209
- Whitford, A.E.*, 1940, PASP **52**, 244
- Wilkinson, M. I., Vallenari, A., Turon, C., Munari, U., Katz, D., Bono, G., Cropper, M., Helmi, A., Robichon, N., Thévenin, F., and 31 coauthors*, 2005, MNRAS **359**, 1326
- Willemsen, P.G., Bailer-Jones, C.A.L., Kaempf, T.A.*, 2004, Analysis of Stellar Parameter Uncertainty Estimates from Bootstrapping Neural Networks, Internal *Gaia* report: **ICAP-PW-004**
- Willemsen, P.G., Kaempf, T.A., de Boer, K.S., Bailer-Jones, C.A.L.*, , 2004, Using distance information in the process of automated parametrization - preliminary results, Internal *Gaia* report: **ICAP-PW-005**
- Willemsen, P.G., Kaempf, T.A., Bailer-Jones, C.A.L.*, 2005, Neural Network Parametrization for the C1M and C1B Photometric Systems, Internal *Gaia* report: **ICAP-PW-006**
- Willemsen, P.G., Bailer-Jones, C.A.L.*, 2005, Determination of alpha abundances from Gaia photometric data, Internal *Gaia* report: **ICAP-PW-008**
- Windhorst, R.A., Franklin, B.E., Neuschaefer, L.W.*, 1994, PASP **106**, 798
- Wyse, R.F.G., Gilmore, G., Franx, M.*, 1997, ARA&A **35**, 637
- Zewu, P.T. de, Hoogerwerf, R., Bruijne, J.H.J., Brown, A.G.A., Blaauw, A.*, 1999, AJ **117**, 354
- Zdanavičius, K.*, 2005, BaltA **14**, 104

---

*Zornetzer, S.F., Davis, J.L. & Lau, C.*, 1990, 'An Introduction to Neural and Electronic Networks (San Diego: Academic)



Parte VI  
APÉNDICES





# 9 Acrónimos y definiciones de interés

$\pi$ : Paralaje. Ángulo formado por la dirección de dos visuales relativas a la observación de un mismo objeto desde dos puntos distintos.

$[\alpha/\text{Fe}]$ : Relación entre la abundancia de elementos  $\alpha$  respecto al hierro comparada con la del Sol.

**A&A**: *Astronomy & Astrophysics*.

**A&A**: *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*.

**ARA&A**: *Astronomy & Astrophysics*.

**ASPC**: *Astronomical Society of the Pacific Conference Proceedings*.

**AC**: *Across Scan*. Dirección perpendicular a la dirección de barrido de las estrellas por el plano focal de *Gaia*.

**ADPS**: *Asiago Database Photometric Systems*. Base de datos de sistemas fotométricos en Asiago.

**AF**: *Astrometric Field*. Campo astrométrico.

**AGB**: *Assymptotic Giant Branch*. Rama asintótica de las gigantes.

**AnHar**: *Annals of the Astronomical Observatory of Harvard College*.

**AJ**: *Astronomical Journal*.

**AL**: *Along Scan*. Dirección de barrido de las estrellas por el plano focal de *Gaia*.

**ASM:** *ASTRO Sky Mapper*. Mapeador del cielo en el plano focal astrométrico de *Gaia*.

**AstL:** *Astronomy Letters*.

**ASTRO:** Plano focal astrométrico de *Gaia*.

**AP:** *Astrophysical Parameter*. Parámetro astrofísico.

**ApSS:** *Astrophysics and Space Science*.

**ApJ:** *Astrophysical Journal*.

**ApJS:** *Astrophysical Journal Supplement Series*.

$A_V$ : Absorción interestelar en el filtro *V* de Johnson.

**BAAS:** *Bulletin of the American Astronomical Society*.

**BaltA:** *Baltic Astronomy*.

**BBP:** *Broad Broad Photometry*. Fotometría de banda ancha.

**BHB:** *Blue Horizontal Branch*. Rama horizontal azul.

**CCD:** *Charge Coupled Device*. Dispositivo de carga acoplada.

**CCD-AF:** CCD con QE optimizada al verde.

**CCD-Blue:** CCD con QE optimizada al azul.

**CCD-Red:** CCD con QE optimizada al rojo.

**CU:** *Coordination Unit*. Unidad de coordinación del procesado de datos.

**DPAC:** *Data Processing and Analysis Consortium*. Consorcio de análisis y procesamiento de datos.

**DU:** *Development Unit*. Unidad de desarrollo de cada CU.

**ESA:** *European Space Agency*. Agencia espacial europea.

**FoM:** *Figure of Merit*. Figura de mérito.

**FWHM:** *Full Width Half Maximum*. Anchura a altura-mitad.

- 
- HB:** *Horizontal Branch.* Rama horizontal.
- HFD:** *Heuristic Filter Design.* Diseño heurístico de filtros.
- HI:** Hidrógeno neutro.
- HR:** Hertzsprung-Russell.
- IAUS:** *International Astronomical Union Symposium.*
- ICAP:** *Identification, Classification & Astrophysical Parameterization.* Grupo de trabajo de *Gaia* dedicado a la identificación, clasificación y parametrización astrofísica.
- ICRS:** *International Celestial Reference System.* Sistema de referencia celeste internacional.
- IR:** *Infrared.* Infrarrojo.
- L2:** Segundo punto de Lagrange del sistema Sol-Tierra-Luna situado a  $1.5 \cdot 10^6$  km de la Tierra.
- log  $g$ : Logaritmo de la gravedad superficial.
- LNP:** *Lecture Notes in Physics.*
- LPV:** *Long Period Variable.* Estrella variable de largo periodo.
- LTE:** *Local Thermodynamic Equilibrium.* Equilibrio termodinámico local.
- LMC:** *Large Magellanic Cloud.* Nube molecular grande de Magallanes.
- MBP:** *Medium Broad Photometry.* Fotometría de banda intermedia.
- [M/H]: Metalicidad global. Relación entre la abundancia de hierro y la de hidrógeno respecto a la del Sol.
- MNRAS:** *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*
- MmRAS:** *Memoirs of the Royal Astronomical Society.*
- MmSAI:** *Memorie della Societa Astronomica Italiana.*
- MK:** *Morgan Keenan.* Sistema de clasificación espectral definido por W.W. Morgan y P.C. Keenan.

**$M_V$** : Magnitud absoluta en  $V$ .

**NEO**: *Near Earth Orbit*. Familia de asteroides con órbita cercana a la Tierra.

**Obs**: *The Observatory*.

**PASP**: *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*.

**PS**: *Photometric System*. Sistema fotométrico.

**PWG**: *Photometry Working Group*. Grupo de fotometría de *Gaia*.

**QE**: *Quantum Efficiency*. Eficiencia Cuántica.

**QSO**: *Quasi Stellar Object*. Objeto cuasi-estelar. Cuásar.

**RGB**: *Red Giant Branch*. Rama de las gigantes rojas.

**RC**: *Red Clump*.

**RHB**: *Red Horizontal Branch*. Rama horizontal roja.

**RVS**: *Radial Velocity Spectrometer*. Espectrómetro de velocidades radiales.

**SED**: *Spectral Energy Distribution*. Distribución espectral de energía.

**SFR**: *Star Formation Rate*. Ritmos de formación estelar.

**SN**: Supernova.

**SMC**: *Small Magellanic Cloud*. Nube molecular pequeña de Magallanes.

**SPC**: *Science Programme Committe*. Comité del programa científico de *Gaia*.

**SPECTRO**: Plano focal espectrométrico de *Gaia*.

**SSM**: *SPECTRO Sky Mapper*. Mapeador del cielo en el plano focal espectrométrico de *Gaia*.

**ST**: *Scientific Photometric Target*. Estrella considerada objetivo científico del sistema fotométrico de *Gaia*.

**TDI**: *Time Delayed Integration*. Modo de lectura de la CCD con retraso del tiempo de integración para cada columna de píxeles.

**$T_{\text{ef}}$** : Temperatura efectiva.

**UV:** *Ultraviolet*. Ultravioleta.

**VA:** *Vistas in Astronomy*.

**VilOB:** *Vilnius Astronomijos Observatorijos Biuletenis*.

**WD:** *White Dwarf*. Enana blanca.

**WP:** *Work Package*. Paquete de trabajo asignado dentro de cada DU.

**WR:** *Wolf-Rayet*. Estrella de tipo Wolf-Rayet.