

UNIVERSITAT DE BARCELONA

DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA



UNIVERSITAT DE BARCELONA



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

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

Barcelona, octubre de 2006

Parte 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 α 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

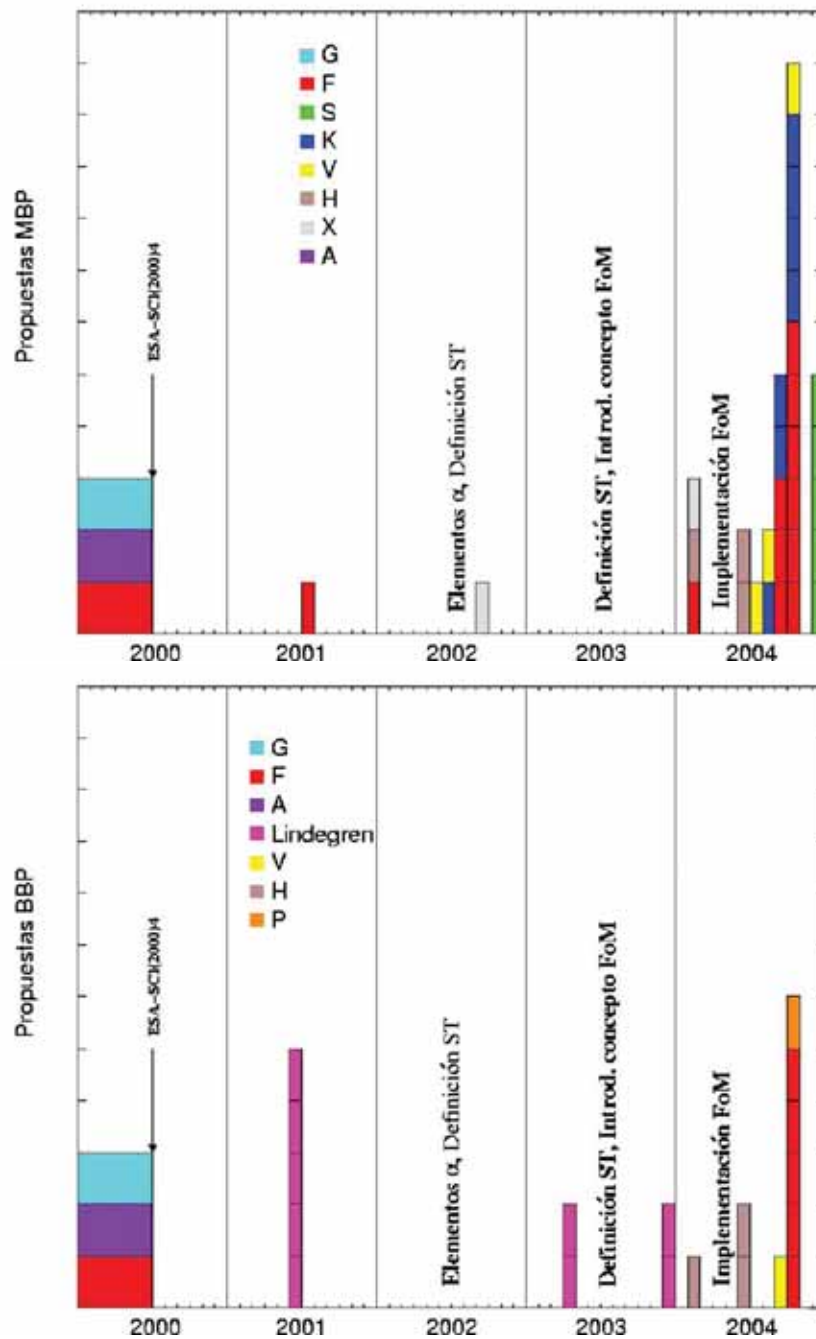


Figura 5.1: Número de sistemas fotométricos propuestos a lo largo del tiempo desde la publicación de ESA (2000) para la fotometría de banda intermedia (*arriba*) y para la de banda ancha (*abajo*). Los distintos colores indican diferentes familias de filtros propuestos por diferentes grupos de investigación.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

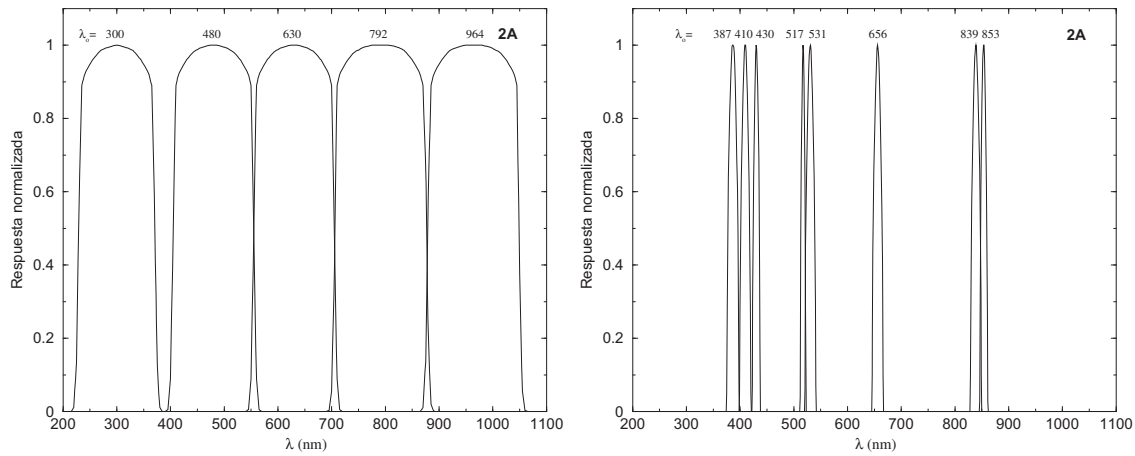


Figura 5.2: Sistemas de banda ancha e intermedia del sistema 2A (Munari 1999b).

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 ~ 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

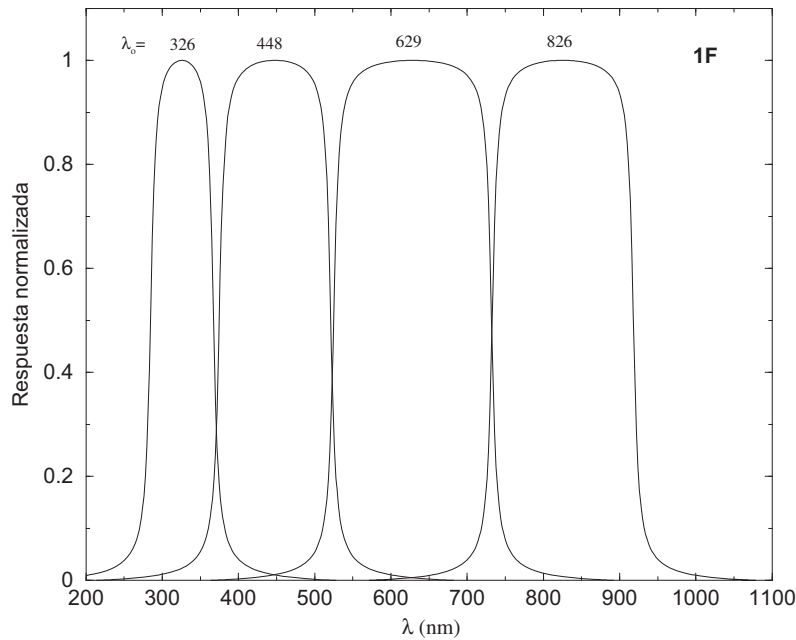


Figura 5.3: Sistema de banda ancha propuesto por nuestro equipo (Grenon et al. 1999c) aceptado como sistema de base para *Gaia* en ESA (2000).

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

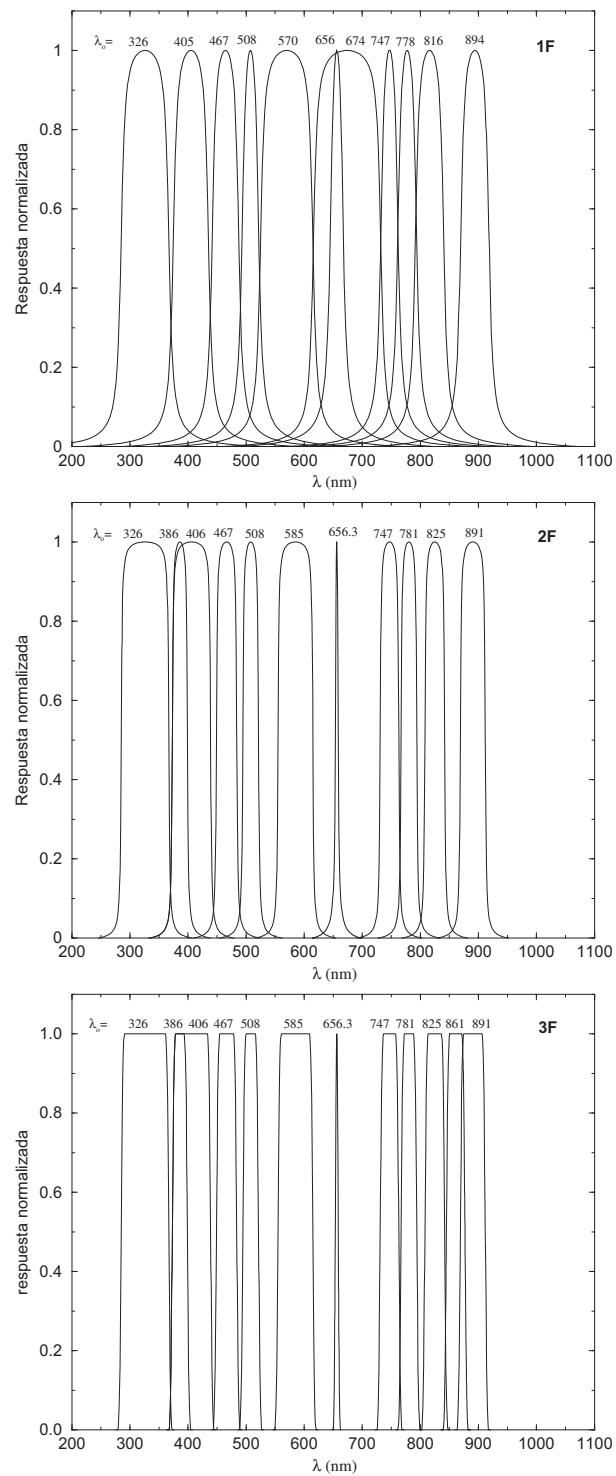


Figura 5.4: Primeras versiones del sistema de banda intermedia propuesto por nuestro equipo (Grenon et al. 1999a; Jordi et al. 2003, 2004c), antes de realizar el estudio con la FoM.

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 O₃ 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_γ 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_β 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_V. 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_α 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_α 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.

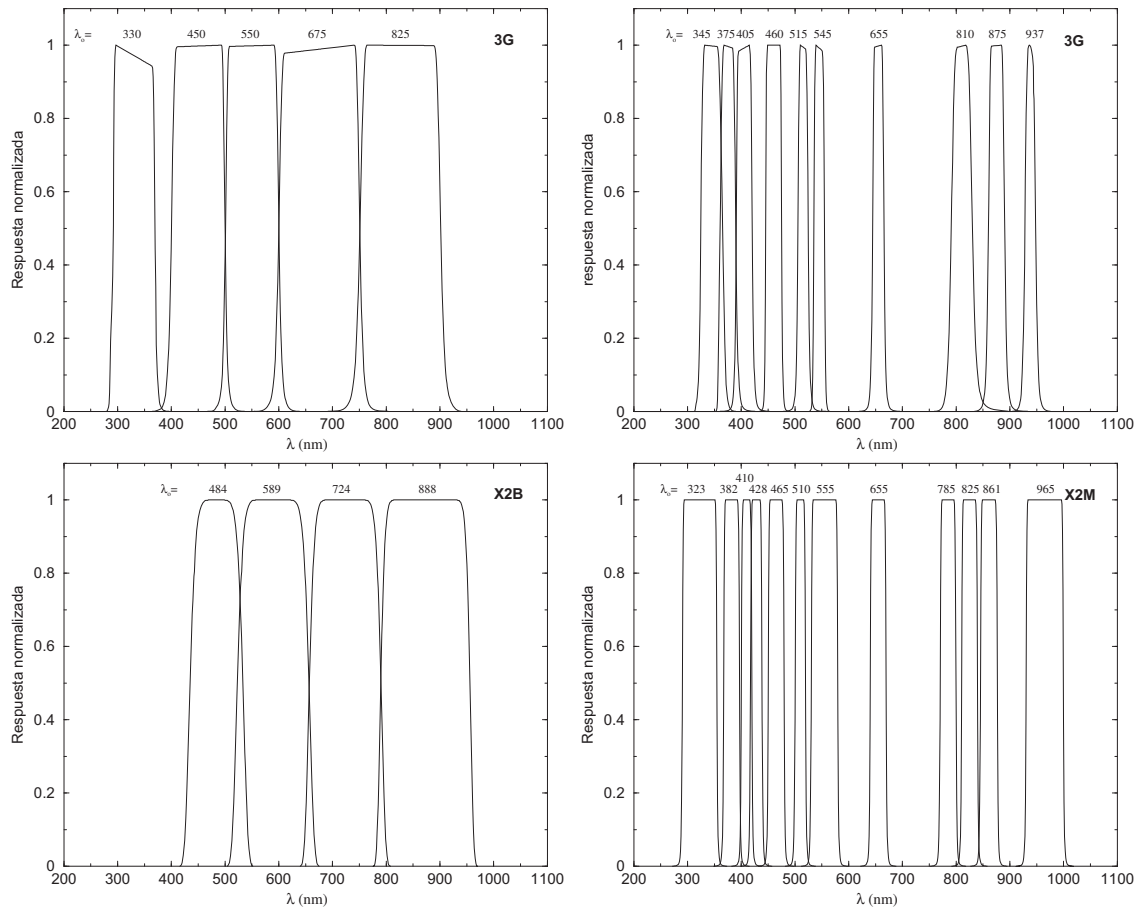


Figura 5.5: Sistemas de banda ancha e intermedia del sistema 3G de Høgg et al. (2000) (*arriba*) y del sistema X2M de Vansevičius (2004) (*abajo*).

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.

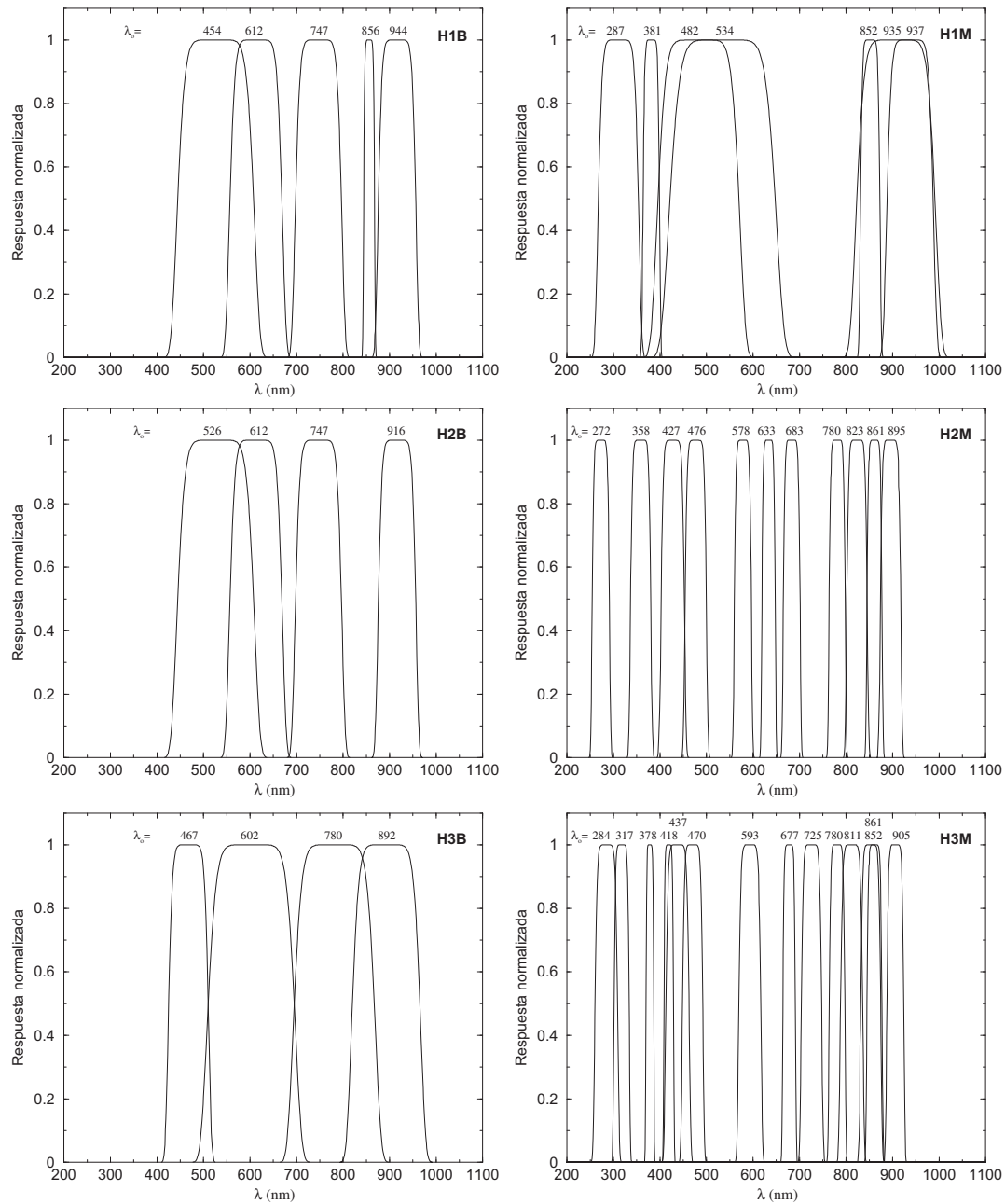


Figura 5.7: Sistemas fotométricos obtenidos, para la banda ancha y para la banda intermedia, por Bailer-Jones (2004a,b) con el método heurístico de diseño de filtros. H1M y H1B son las propuestas de la primera iteración considerando el diseño instrumental definido en el primer diseño de *Gaia* (*Gaia-1*)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

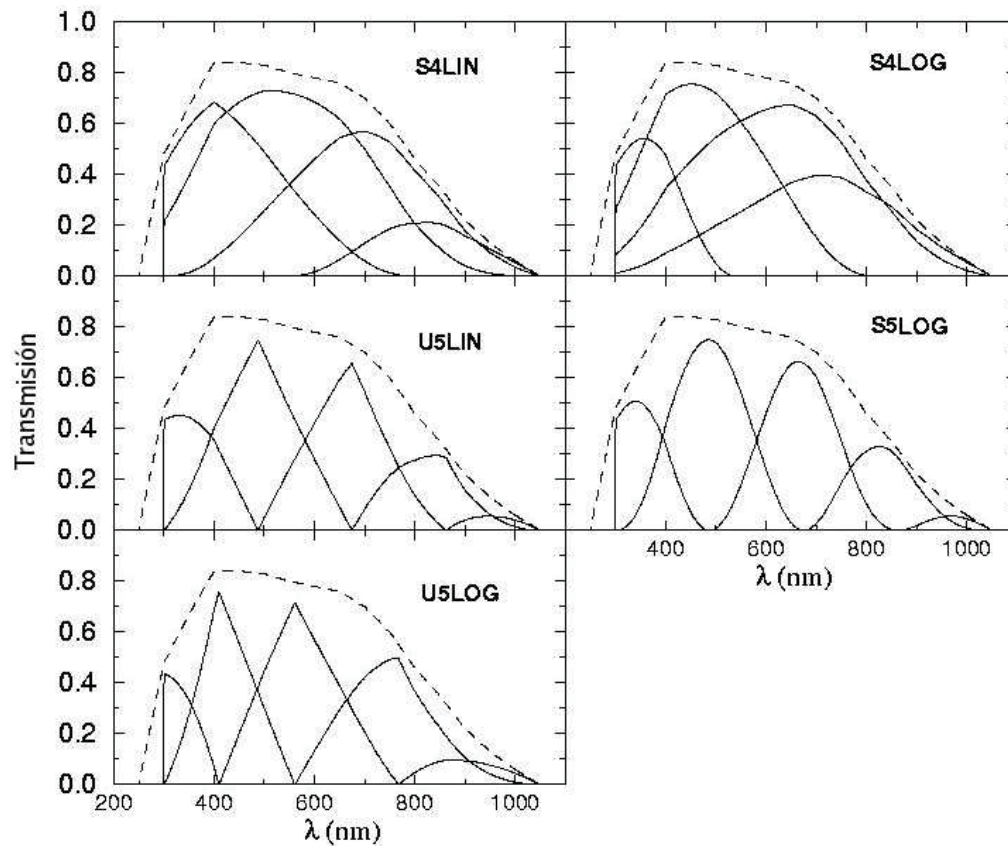


Figura 5.8: Sistemas fotométricos creados por Lindegren (2001) para investigar el efecto de la forma y posición de los filtros en la calibración de la cromaticidad. Estas cinco propuestas son las mejores de todas las pruebas que propone el autor y, entre ellas, las dos mejores son U5LOG y S5LOG.

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.

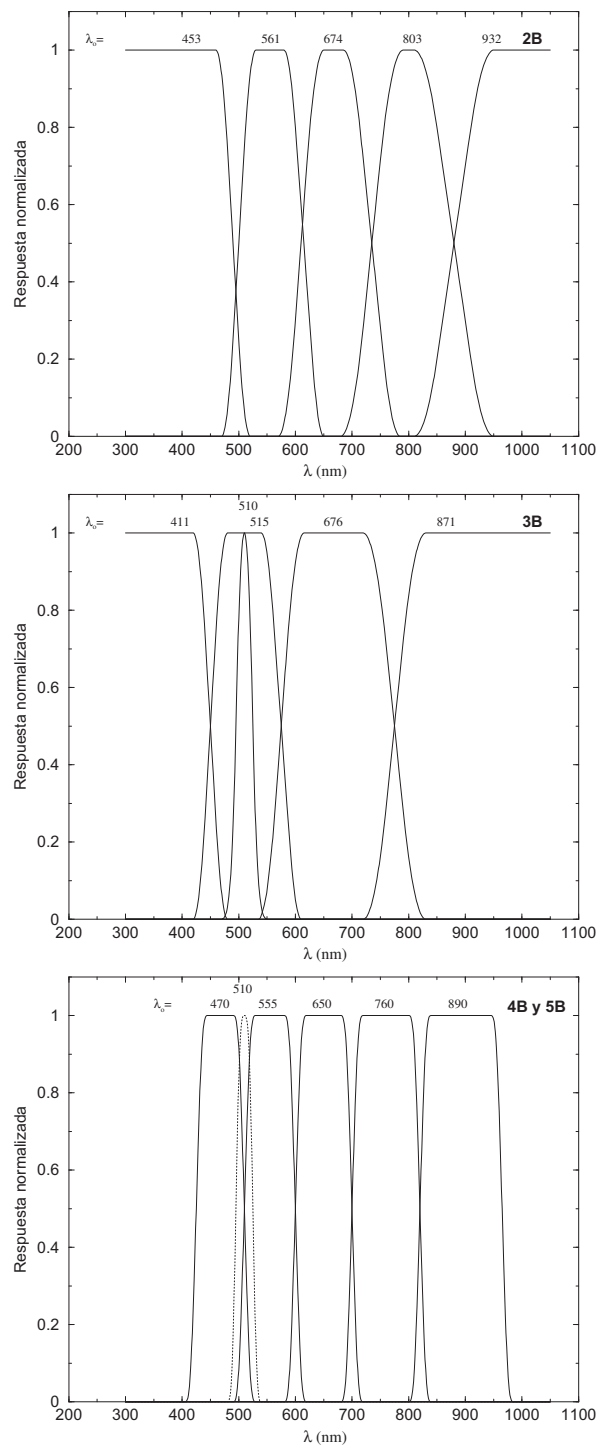


Figura 5.9: Sistemas fotométricos 2B y 3B (Lindegren 2002) (panel superior y central) y 4B y 5B (Lindegren 2003d) (panel inferior) para la determinación de los parámetros astrofísicos y de la determinación de la cromaticidad al mismo tiempo. El sistema 5B es idéntico al 4B añadiéndole un filtro de banda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

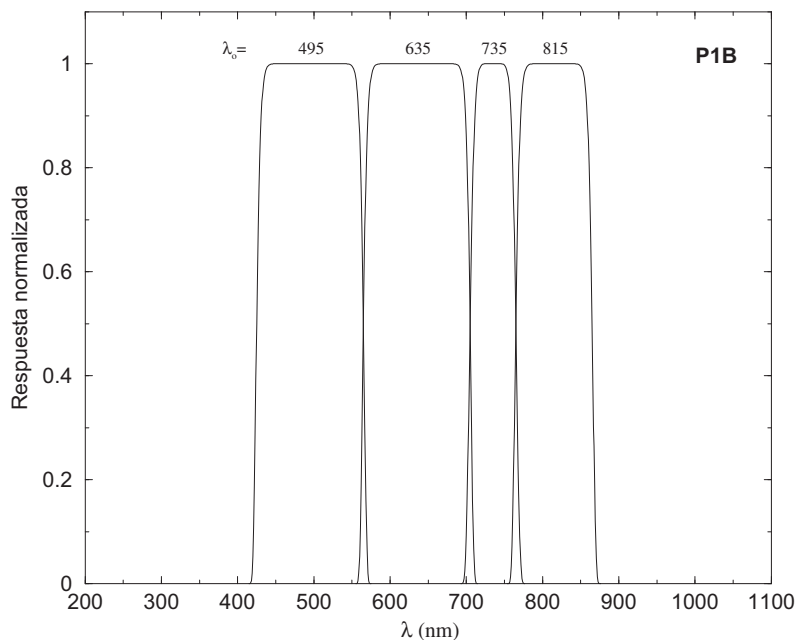


Figura 5.10: Sistema fotométrico P1B (Heiter 2004; Heiter et al. 2004) creado pensando en la determinación de los parámetros de las estrellas más frías del diagrama HR.

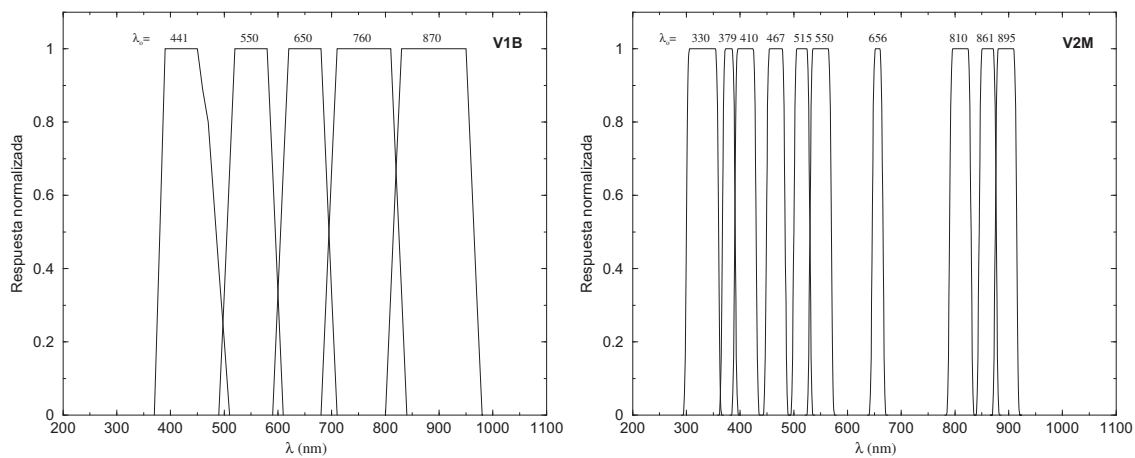


Figura 5.11: Sistemas fotométricos de banda ancha e intermedia del sistema, creado por Straizys (2004b) y Straizys et al. (2004a), previos al estudio con la figura de mérito.

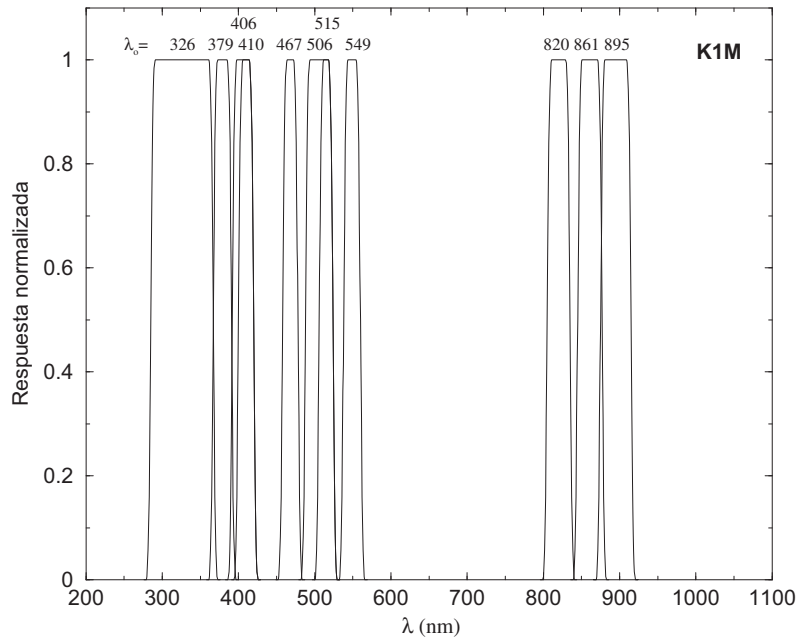


Figura 5.12: Sistema fotométrico K1M, creado por el equipo de Copenhague (København en danés) (Knude & Høg 2004) previo al estudio con la figura de mérito.

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

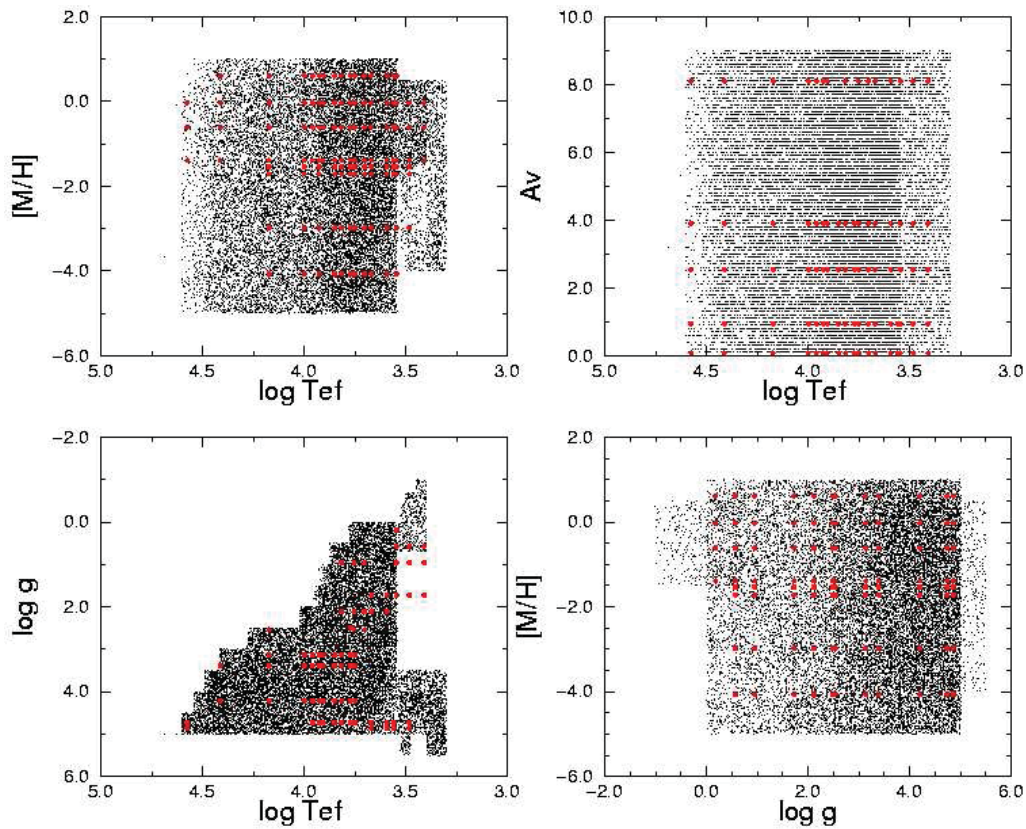


Figura 5.13: Muestra de estrellas utilizadas en el segundo ciclo del *blindtesting*. Los puntos negros representa la muestra de estrellas del conjunto A, o de entrenamiento. Los círculos rojos son los ST que formaron parte del conjunto B de validación de los métodos de clasificación.

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

Lindegren (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_{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 ϕ_{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 ϵ_{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}_{post} , viene dado por la inversa de la matriz de ecuaciones normalizadas (divididas por ϵ_{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}_ϕ , 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}_ϕ 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 ΔAP 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 ϵ 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 α 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 ϕ_{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 ϕ_{ij} puede afectar a la determinación de múltiples parámetros. Estas correlaciones se incluyen correctamente en el cálculo de la matriz de covarianza (\mathbf{C}_ϕ) 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_{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

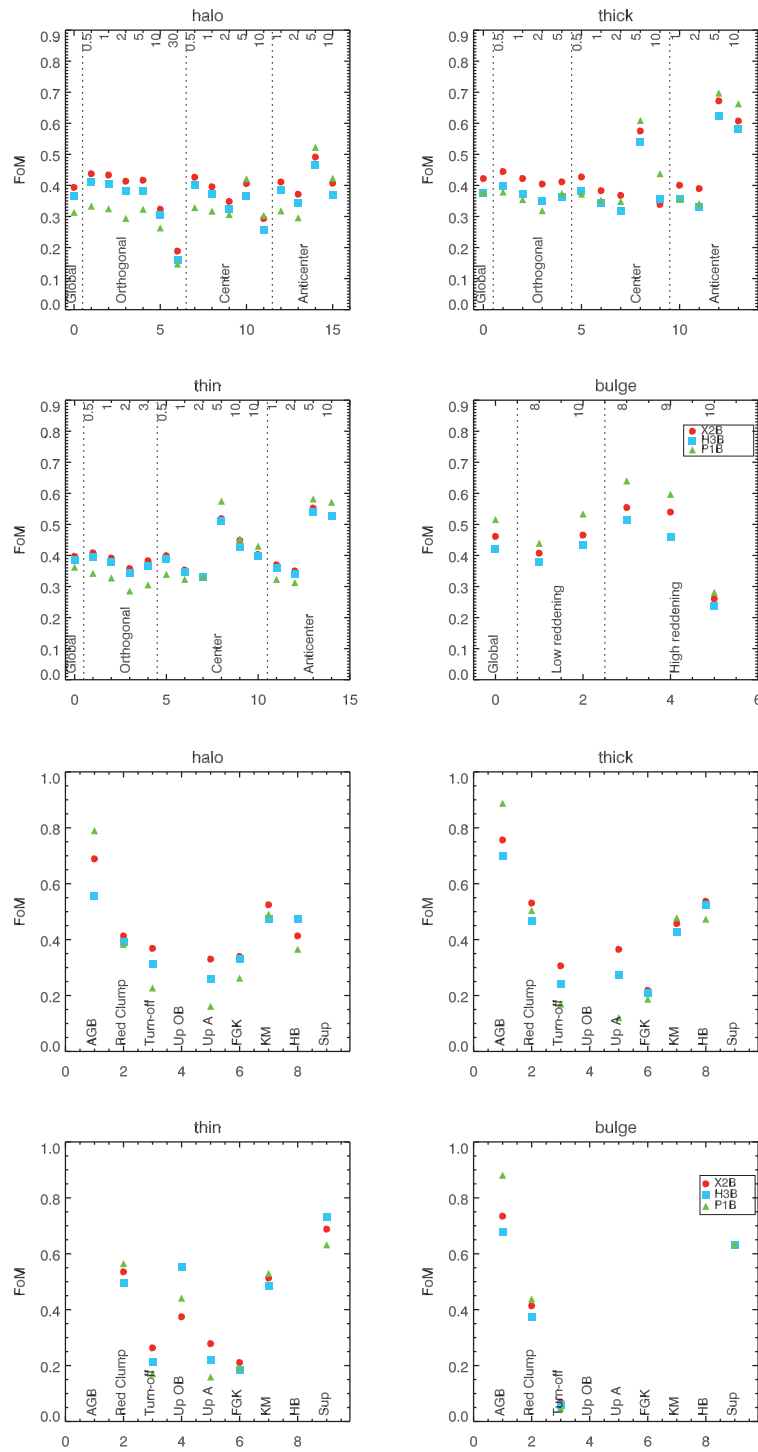


Figura 5.14: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores, donde el eje x superior muestra la distancia al Sol en kpc) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los tres sistemas BBP de cuatro filtros evaluados.

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_α del sistema de banda intermedia generando un índice de color similar al H_β 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_α 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_α , 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.

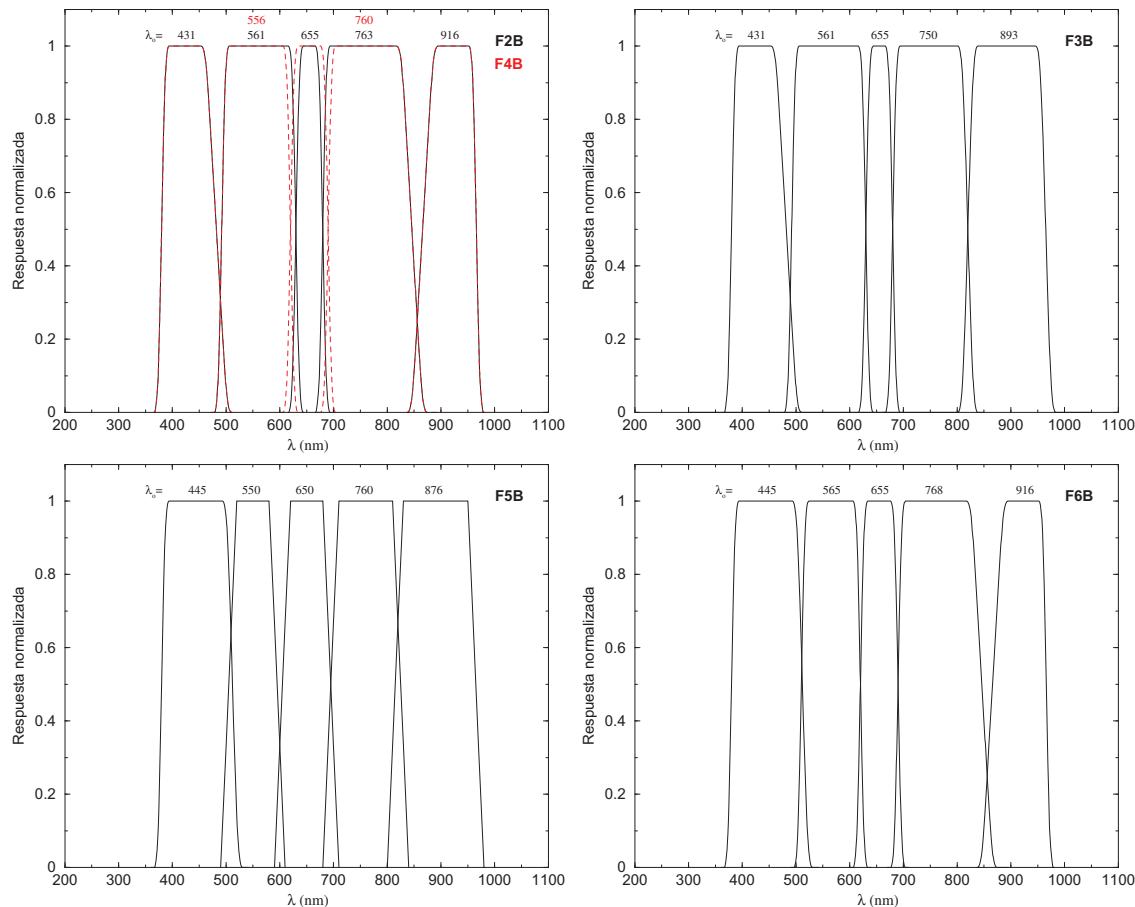


Figura 5.15: Nuevas propuestas de sistemas fotométricos de banda ancha propuestos en este trabajo. F2B y F4B tienen la separación de los dos filtros más rojos en el salto de Pachén y se diferencian en la anchura de sus filtros centrales. El filtro azul es el mismo que en V1B. F5B sólo se diferencia de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

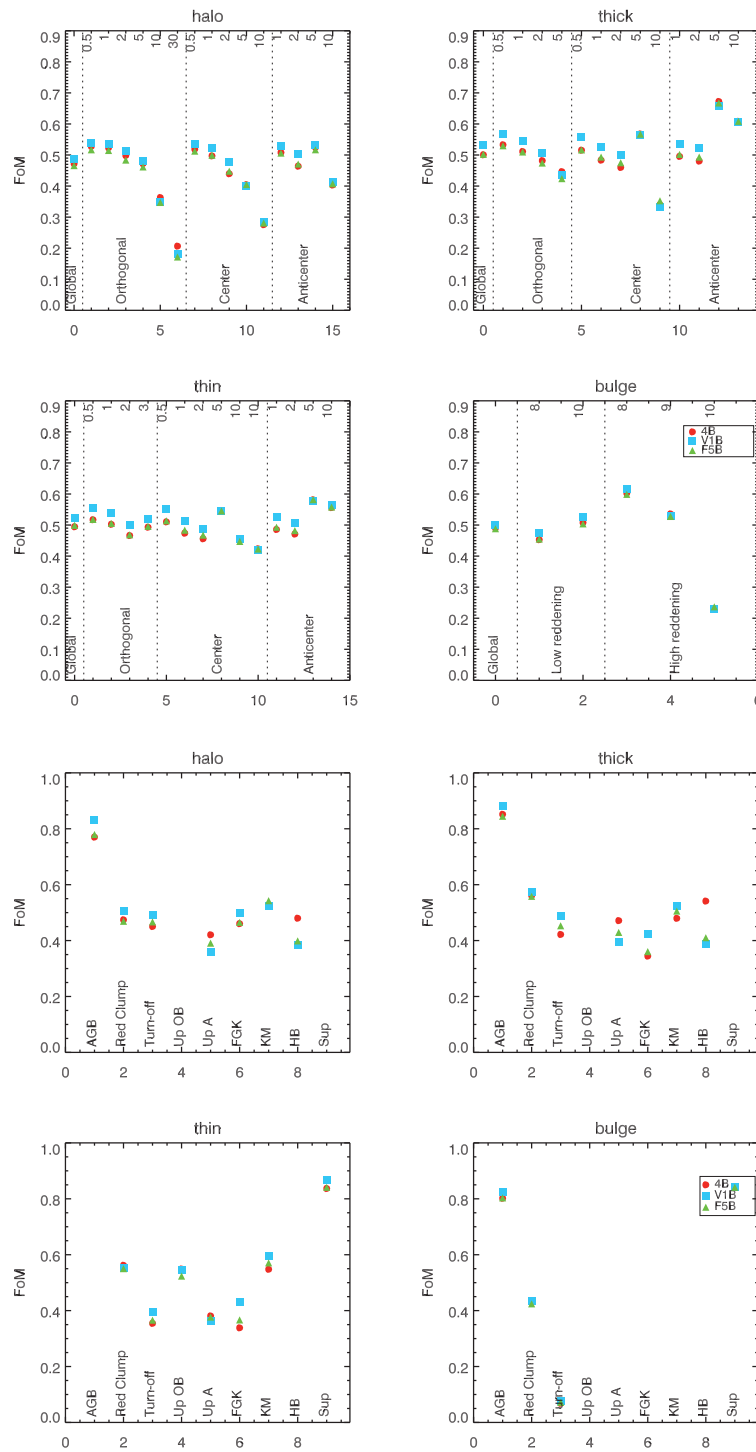


Figura 5.16: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para tres de las propuestas BBP de 5 filtros que sólo difieren en la localización y anchura de su banda azul: 4B, V1B, F5B.

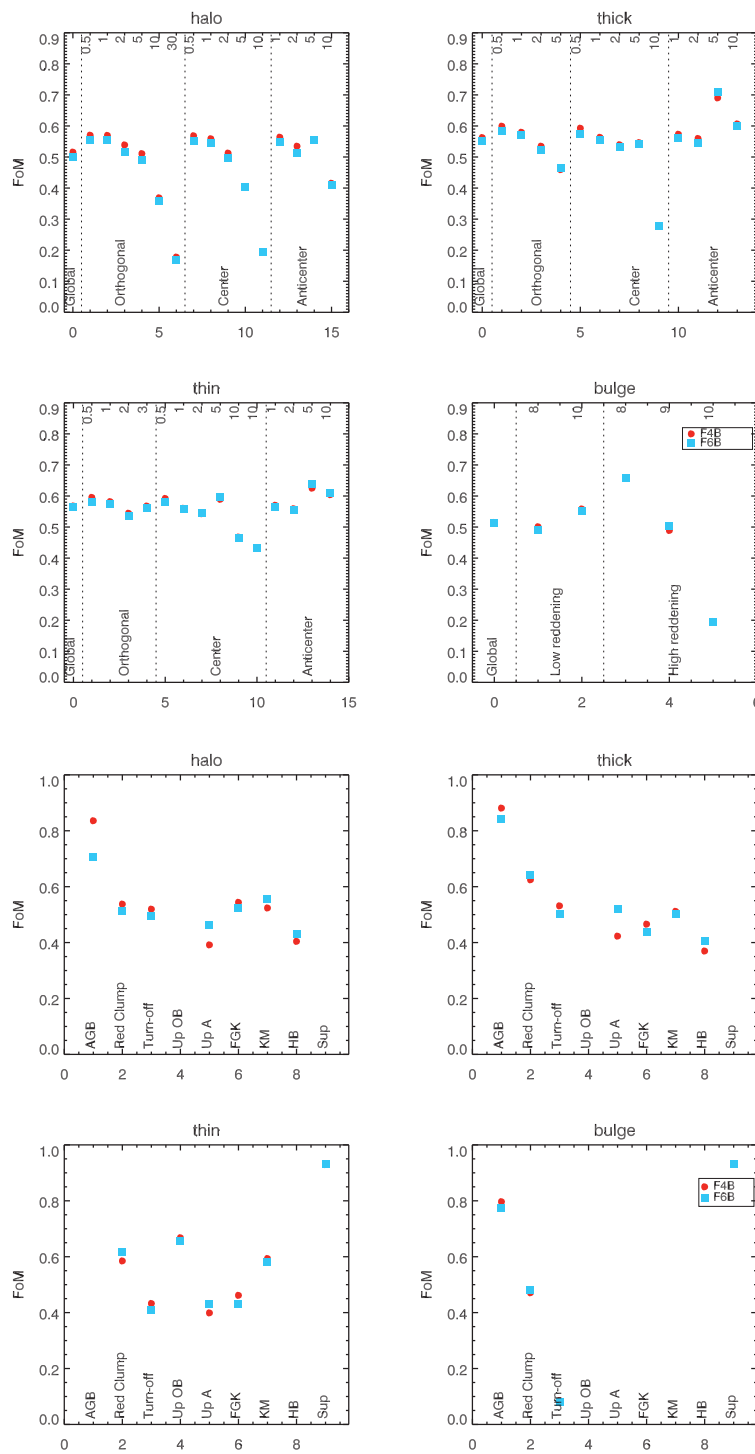


Figura 5.17: Figura de mérito en diferentes direcciones galácticas (los cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para dos de las propuestas BBP de 5 filtros que sólo difieren en la localización y anchura de su banda azul: F4B, F6B.

	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 σ_{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 σ_{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 σ_{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).

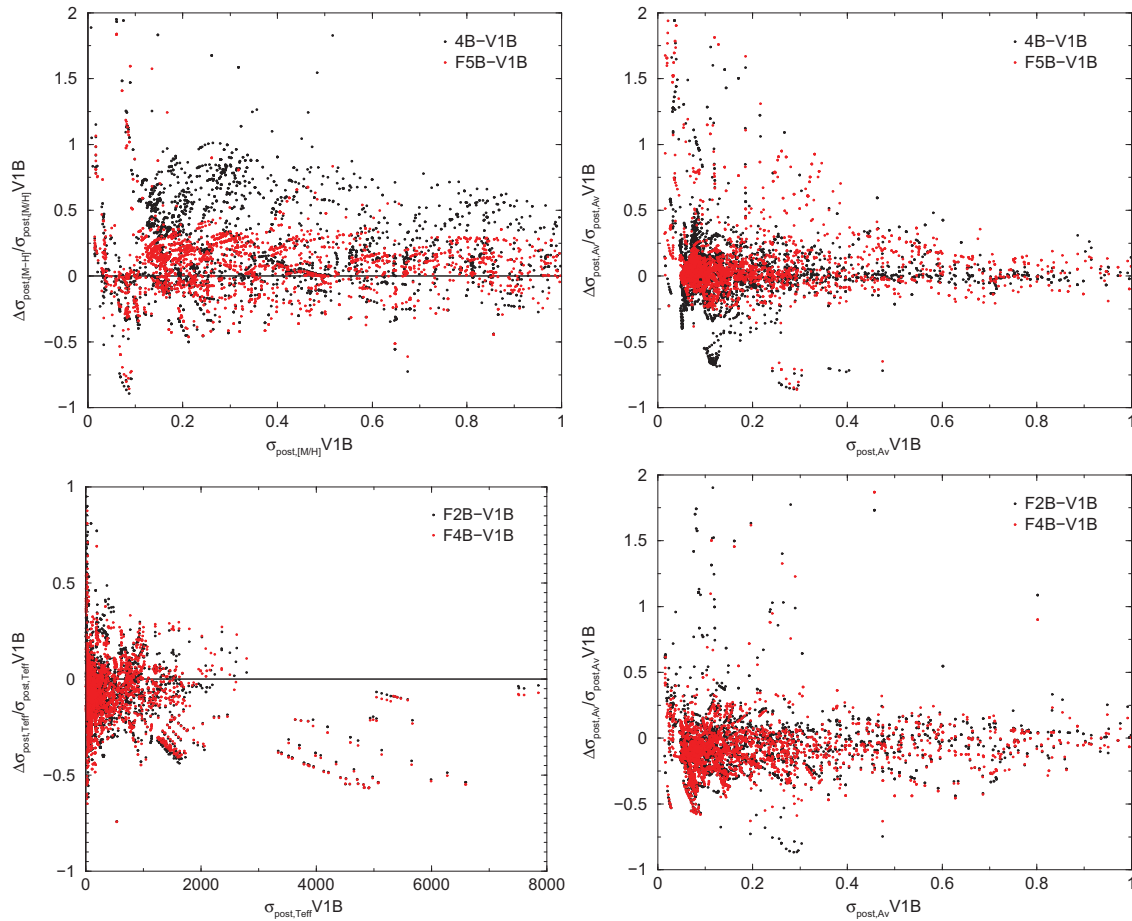


Figura 5.18: *Arriba*: Cambios relativos en $\sigma_{\text{post},[M/H]}$ y σ_{post,A_v} para los sistemas 4B y F5B respecto al sistema V1B. Las diferencias entre 4B y V1B son mayores que las que hay entre F5B y V1B, con una fracción significativa de diferencias superiores al 25 % para las primeras. *Abajo*: Cambios relativos en $\sigma_{\text{post},T_{\text{eff}}}$ y σ_{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.

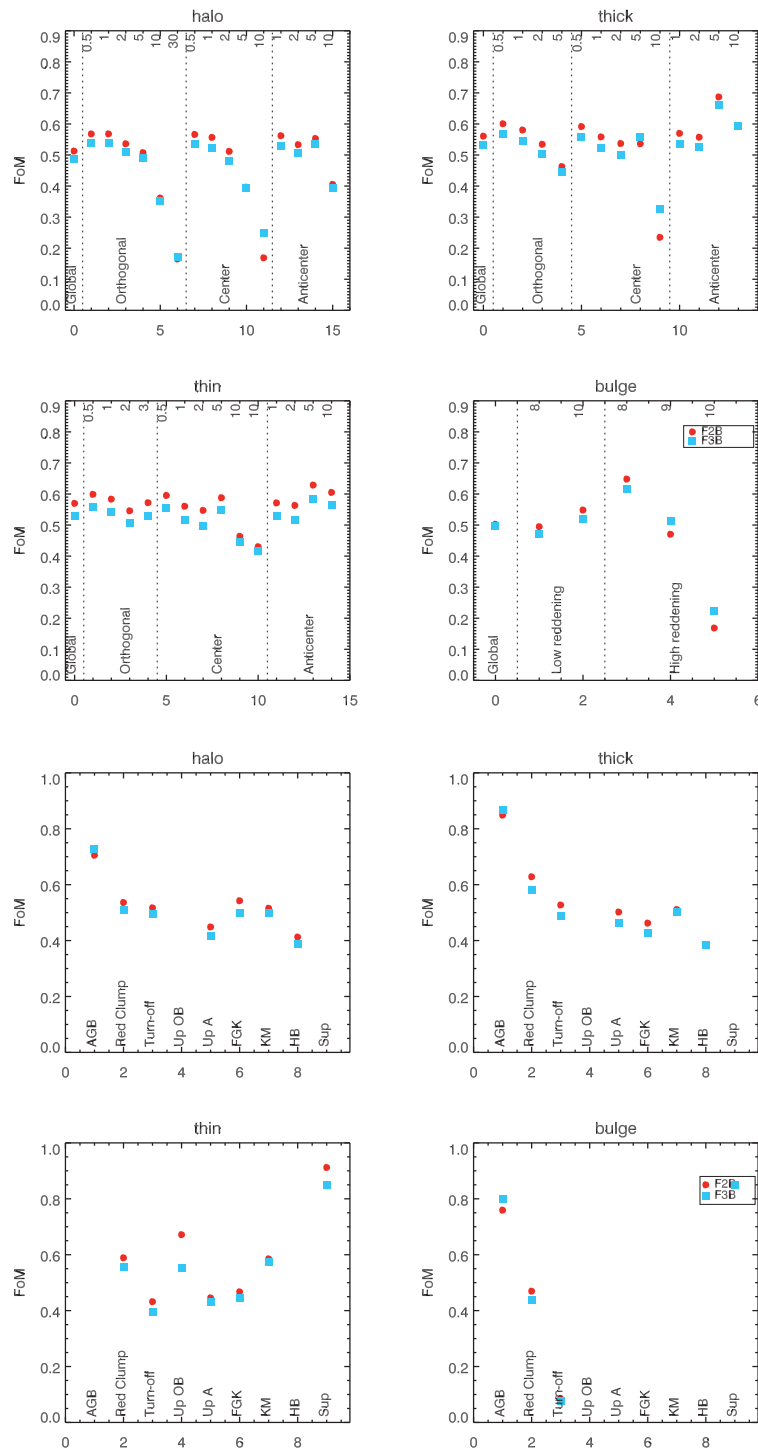


Figura 5.19: FoM en diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F2B y F3B. El sistema F2B tiene la separación entre los dos filtros más rojos en el salto de Paschen y F3B en 815 nm

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 σ_{post} vemos que las diferencias son mayores al 10 % para los cuatro parámetros astrofísicos (T_{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_α 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 σ_{post} vemos que la determinación de los cuatro parámetros astrofísicos (sobre todo T_{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

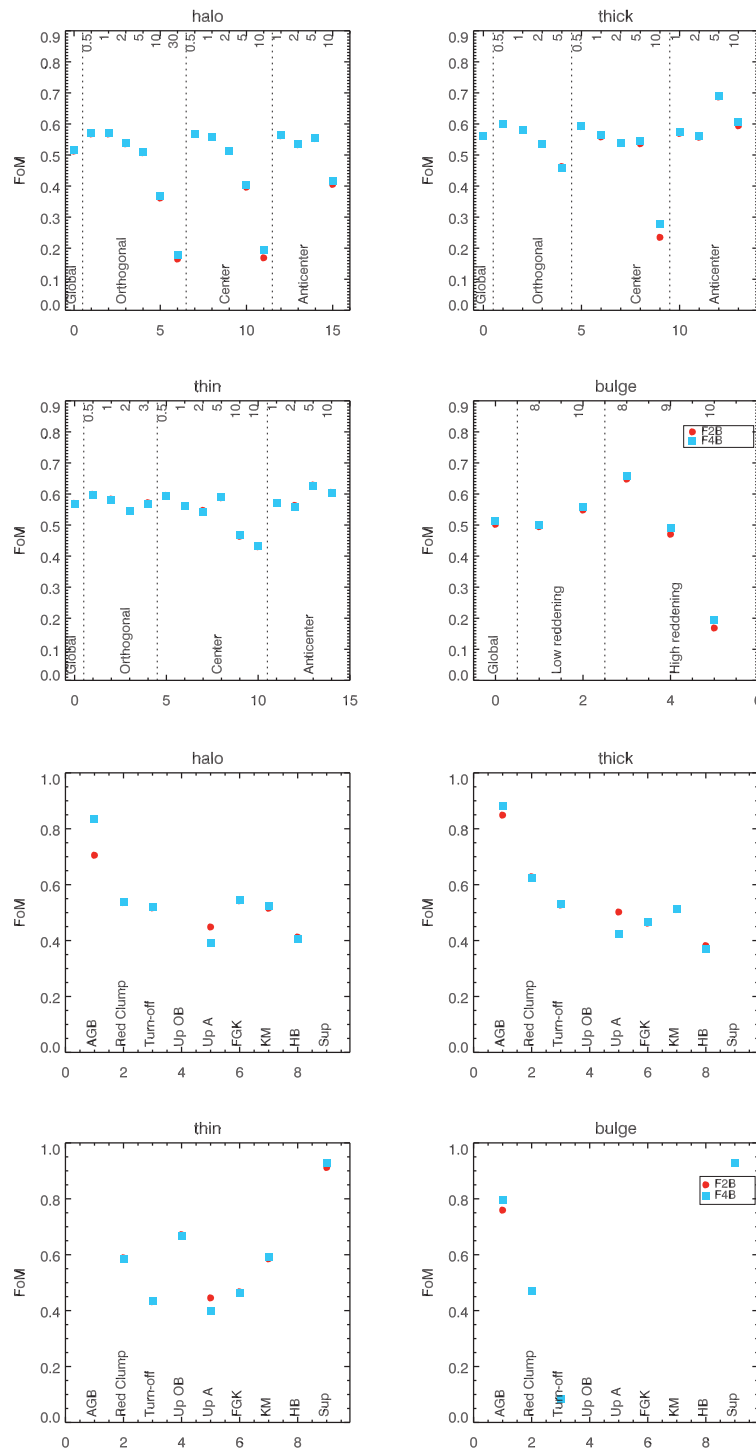


Figura 5.20: FoM en diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F2B y F4B. El filtro de 655 nm de F4B es 10 nm más ancho que el de F2B.

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 σ_{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

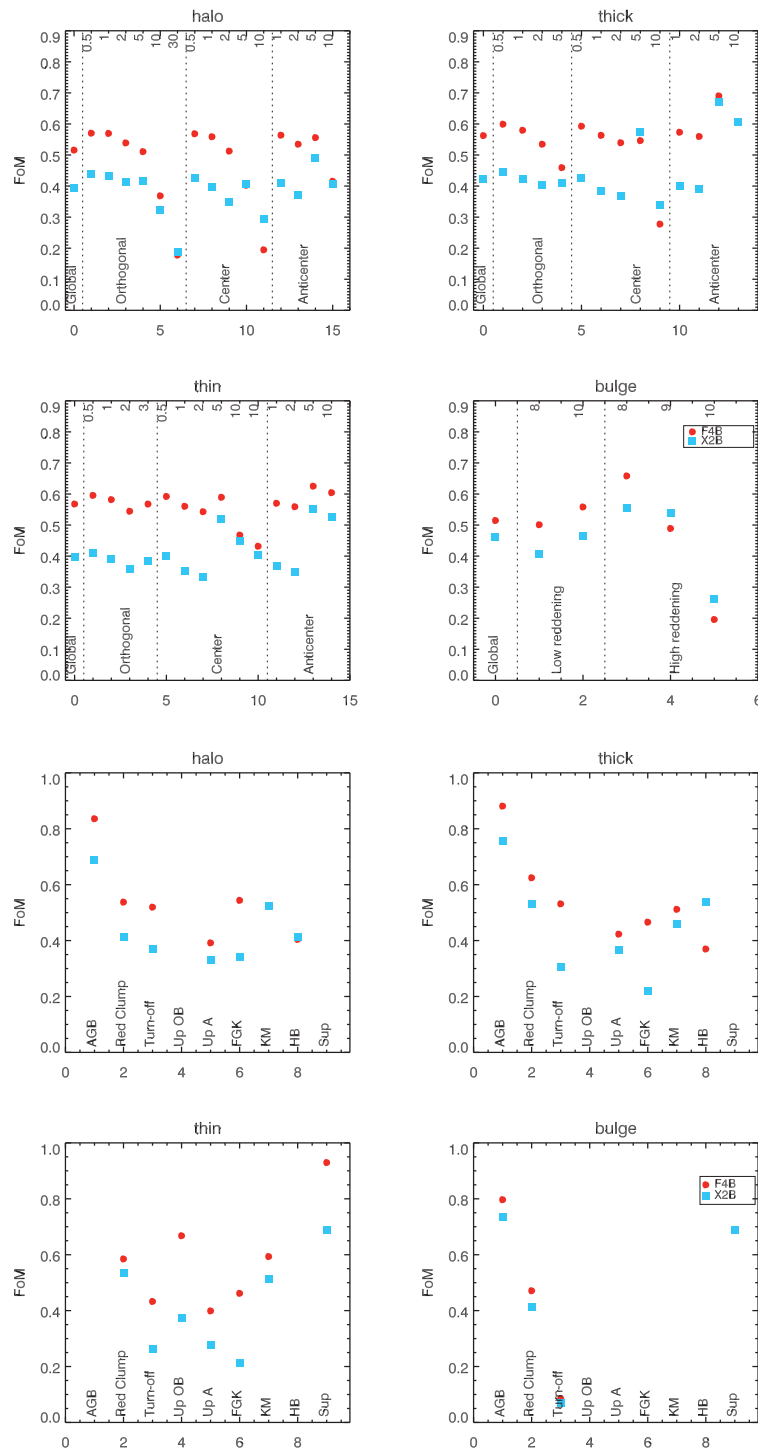


Figura 5.21: FoM para diferentes direcciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupados por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas recomendados para el BBP. F4B, con 5 filtros proporciona un comportamiento mejor que X2B, con 4 filtros.

	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_{α} 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_{α} 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:

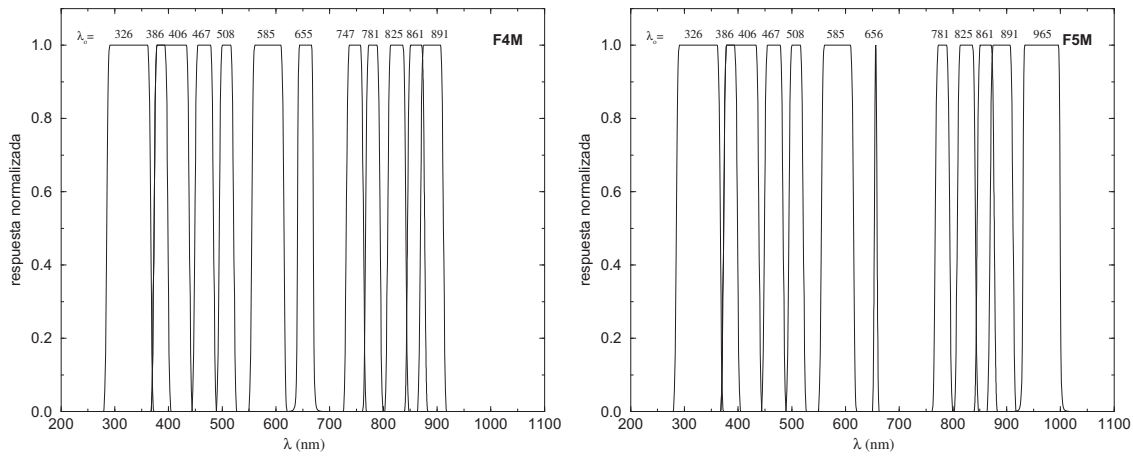


Figura 5.22: *Izquierda*: El sistema F4M difiere del sistema 3F en la anchura del filtro centrado a 655 nm. *Derecha*: El sistema F5M lo hace eliminando el filtro de 747 nm y añadiendo un filtro a 965 nm. El sistema F6M (no representado) incorpora ambos cambios, tanto la anchura del filtro a 655 nm, 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 σ_{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_α 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_α demasiado ancho. A pesar de ello, debido a restricciones a la hora de fabricar los filtros, la industria considera que el filtro H_α 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_α 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_α 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_α 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 α mediante las líneas de Ca II H+K.

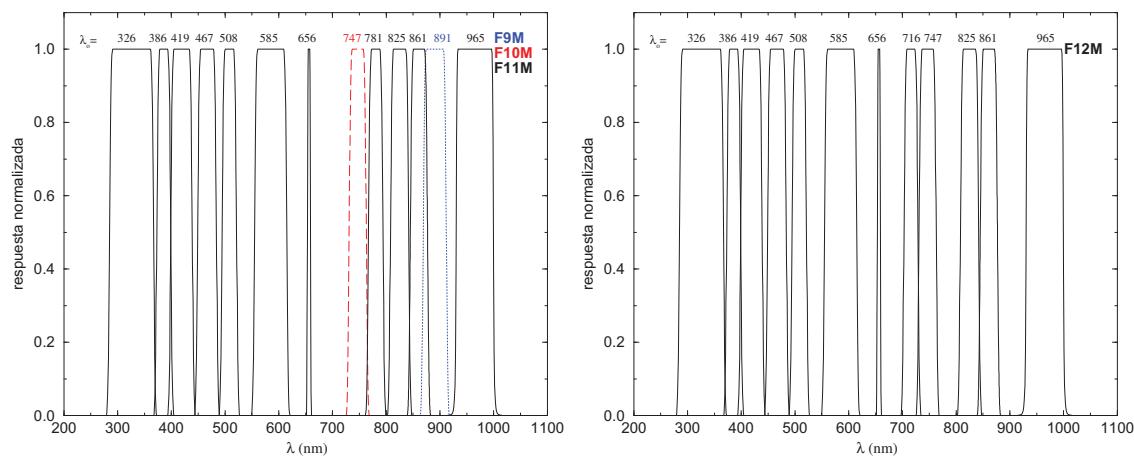


Figura 5.23: *Izquierda*: Sistemas F9M, F10M y F11M. Éstos únicamente difieren entre sí en los dos filtros señalados. El sistema F9M posee el filtro a 891 nm pero no así el de 747 nm. Para el sistema F10M, en cambio, esto es justamente al revés. El sistema F11M no posee ninguno de estos dos filtros fotométricos. *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 α en esta etapa del estudio:

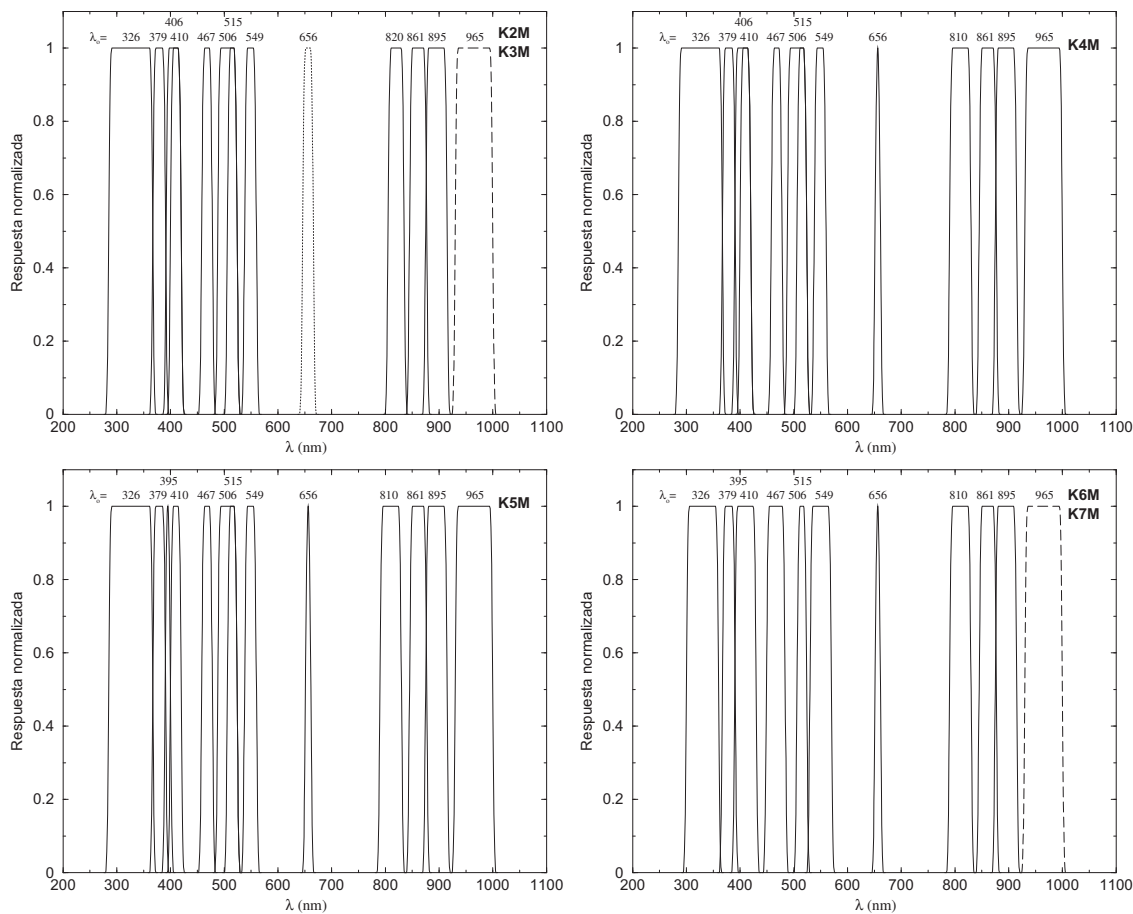


Figura 5.24: *Arriba-izquierda:* El sistema K2M difiere de K1M en la inclusión del filtro centrado a 656 nm. A su vez, el sistema K3M difiere de K2M en la inclusión del filtro centrado a 965 nm. *Arriba-derecha:* El sistema K4M reduce la anchura del filtro H_α a sólo 10 nm y desplaza levemente el filtro 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_α :

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

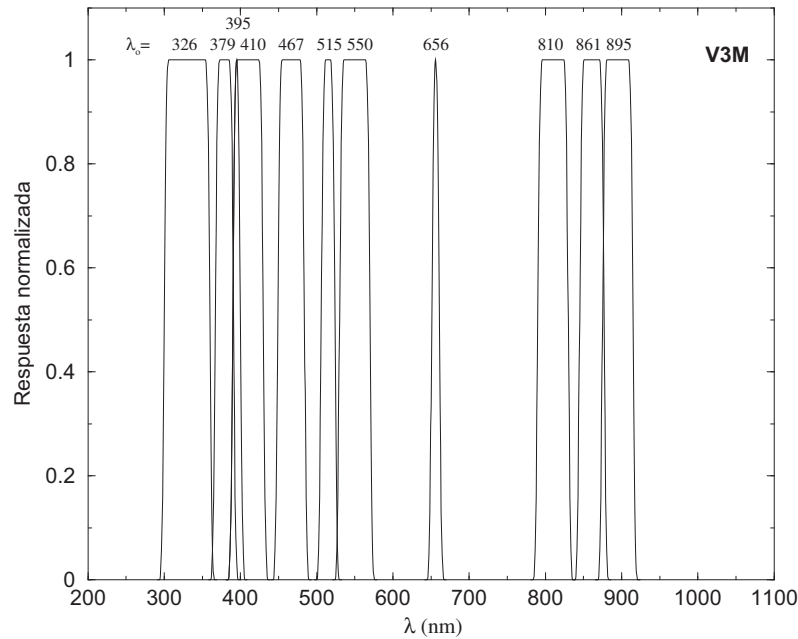


Figura 5.25: De la misma forma como se introdujo el filtro en 395 nm de K5M respecto a K4M, el sistema V3M introduce este mismo filtro en K7M para intentar determinar mejor las abundancias de elementos α .

	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

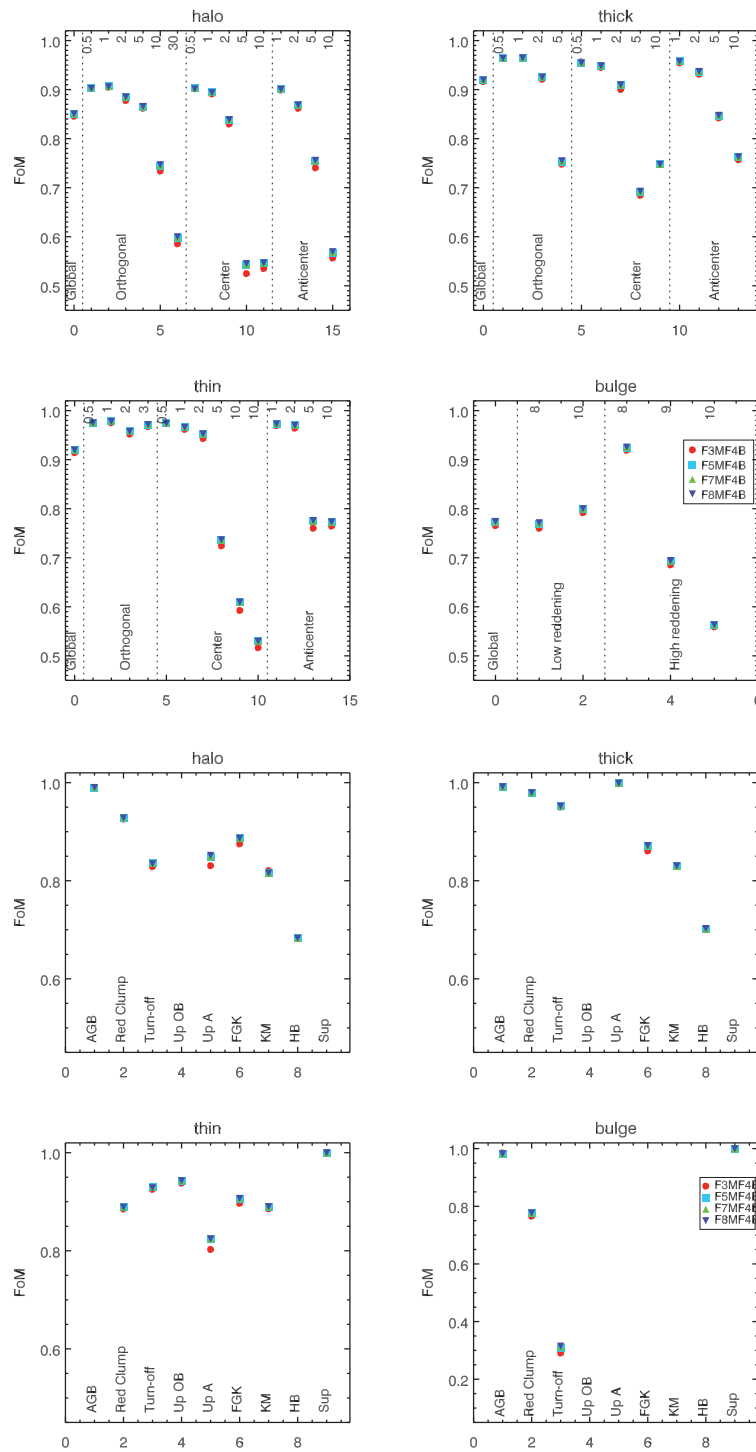


Figura 5.26: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores). F5M incluye un filtro en 965 nm en vez del filtro en 747 nm de 3F. F7M y F8M difieren de F5M en la anchura del filtro en H_{α} .

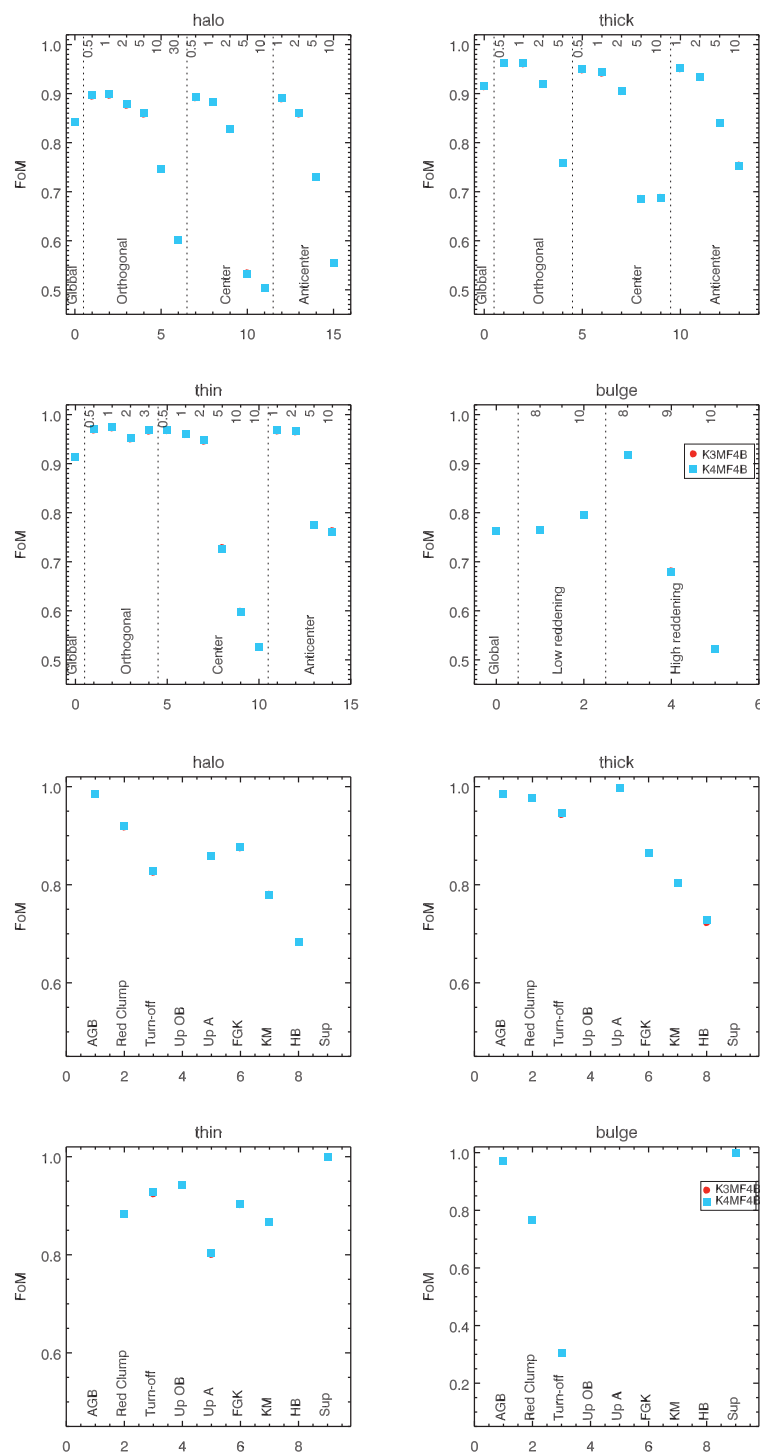


Figura 5.27: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para K3M y K4M. Estos sistemas difieren en la anchura del filtro H_{α} , con una anchura de 20 nm en K3M y de 10 nm en K4M.

	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_α . 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_α (con tipos espectrales más calientes que $\sim G3$). Analizando los valores numéricos de la FoM y los valores individuales de σ_{post} podemos ver que: (1) F7M (6 nm) es ligeramente superior a F5M (3.6 nm), a pesar de que todas las diferencias en σ_{post} son inferiores al 10 %, (2) F8M (9 nm) es ligeramente inferior a F7M con un 10 % de los σ_{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 σ_{post} difiriendo en más del 10 % en los cuatro parámetros astrofísicos.

Así pues, la anchura más recomendable para el filtro H_α 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_α 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

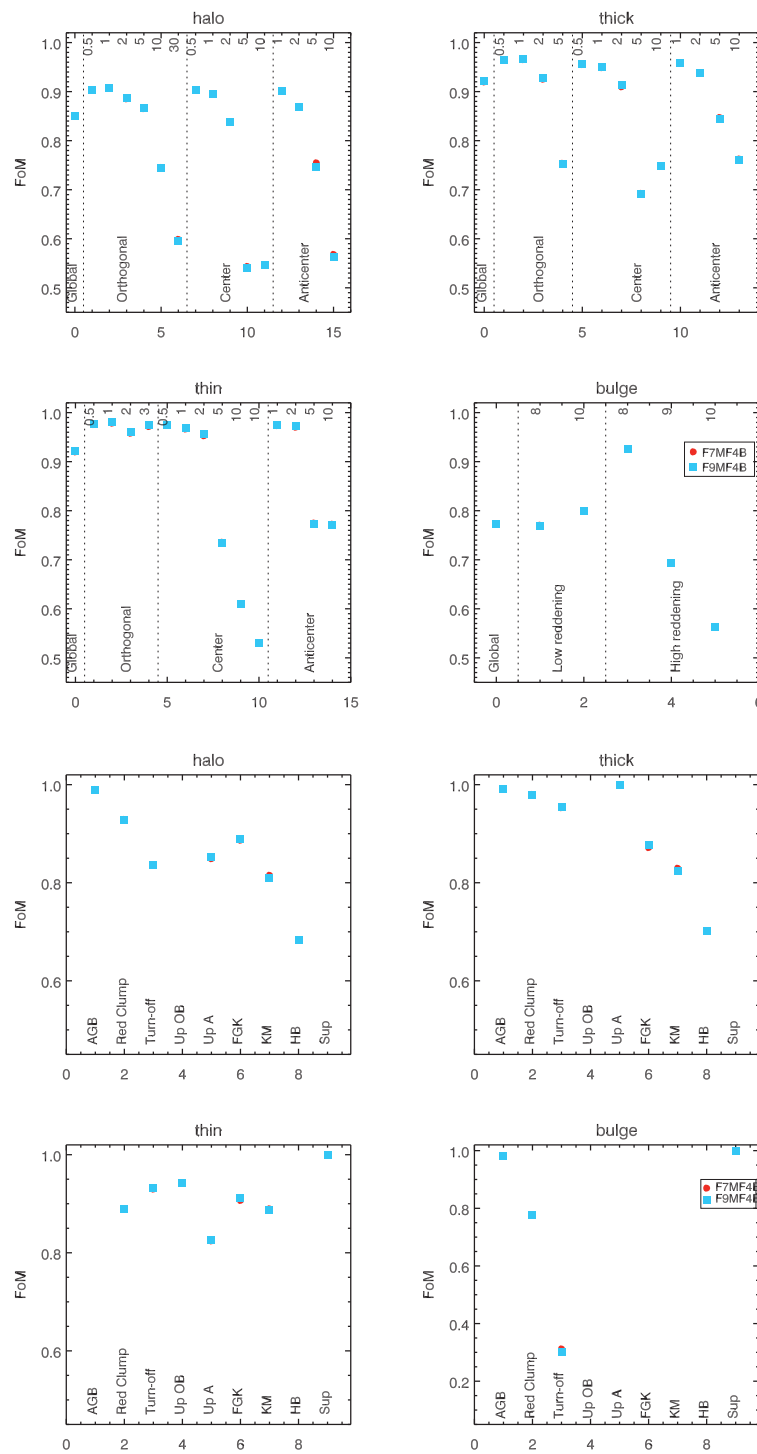


Figura 5.28: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F7M y F9M. F9M evita el solapamiento de los filtros en 386 y 406 nm. F9M es ligeramente mejor para un 15% de las estrellas.

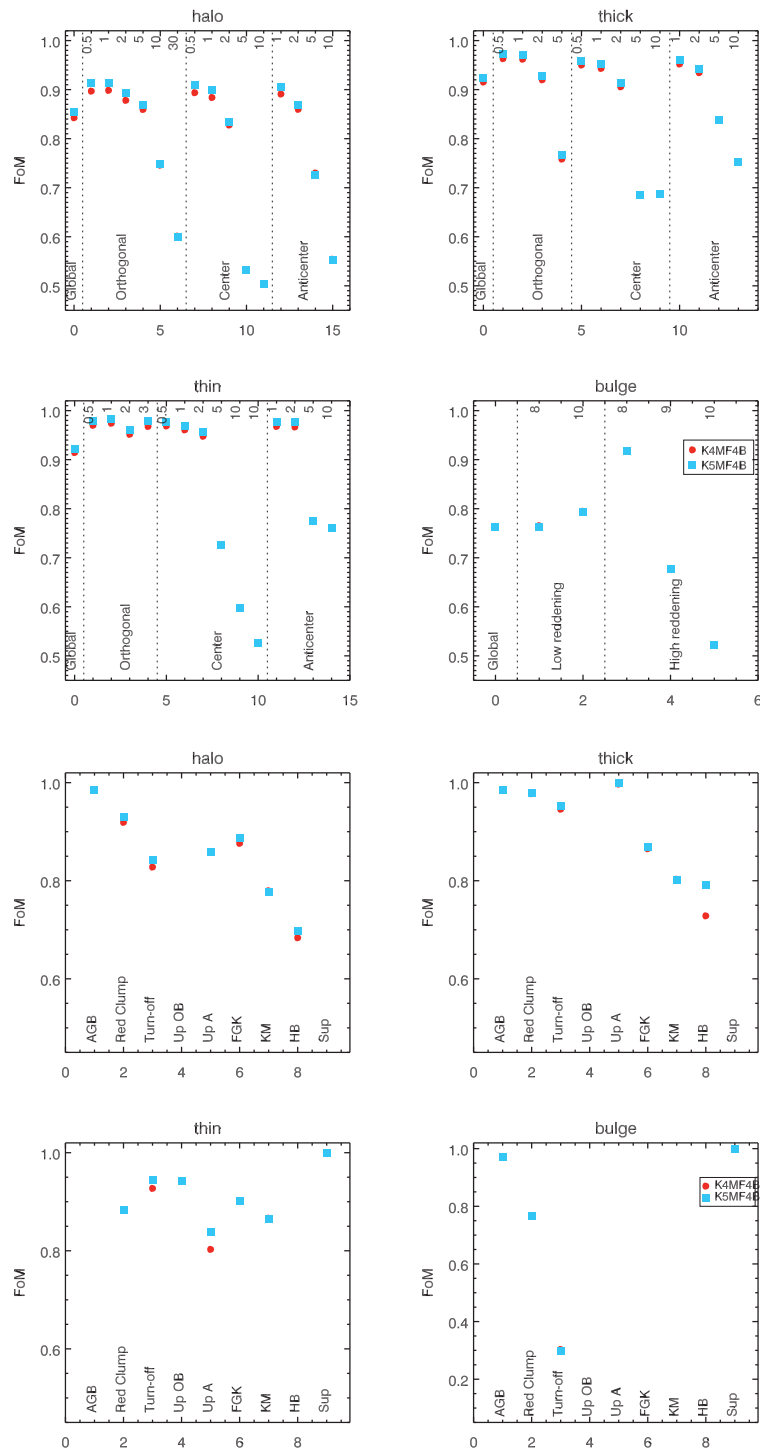


Figura 5.29: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para K4M y K5M. K5M evita el solapamiento de los filtros centrados en 405 y 410 nm. K5M tiene FoM mayores que K4M.

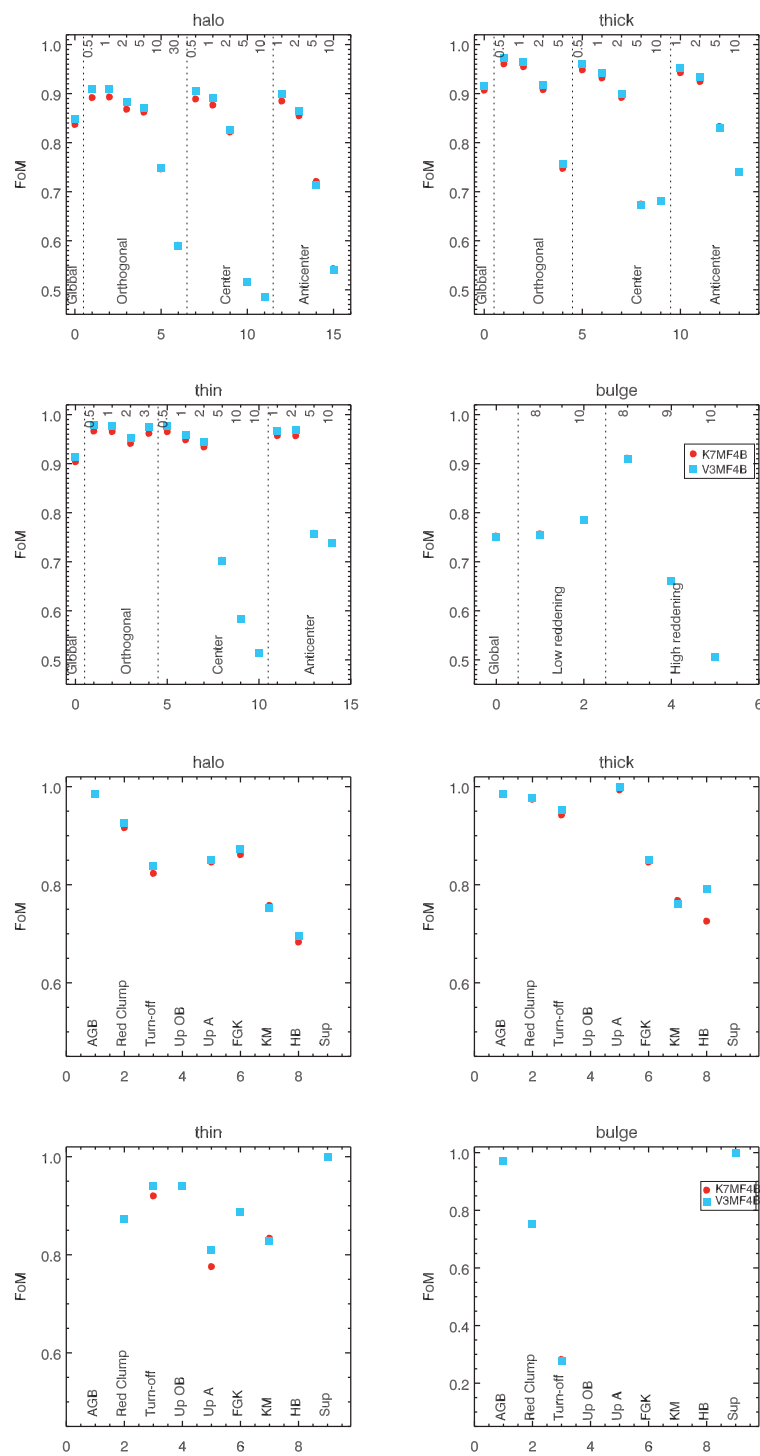


Figura 5.30: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas K7M y V3M. V3M incluye un filtro a 395 nm proporcionando valores de la FoM mayores que los de K7M.

	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 σ_{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_{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 σ_{post}

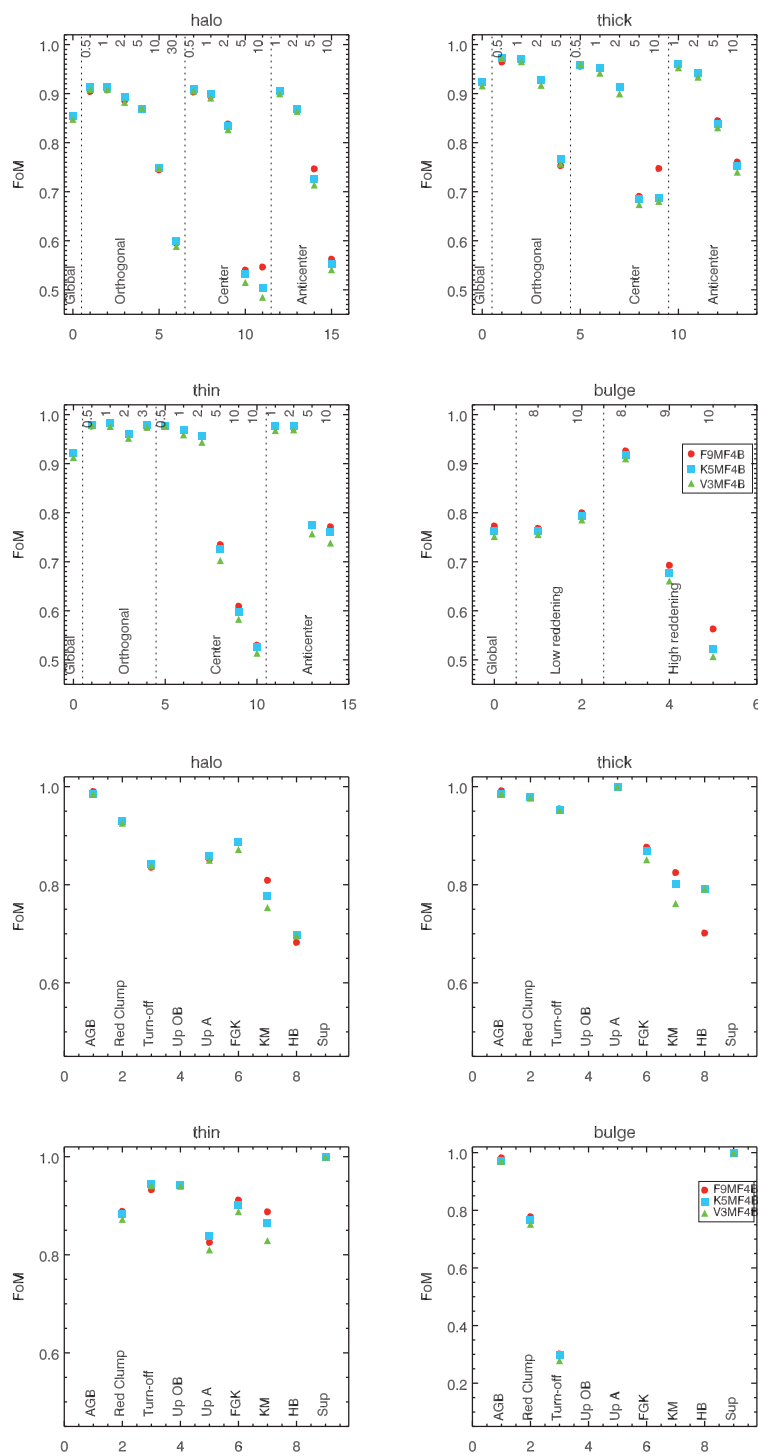


Figura 5.31: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas F9M, K5M y V3M, los tres mejores sistemas de la tabla 5.6.

	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_{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_{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 σ_{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_{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

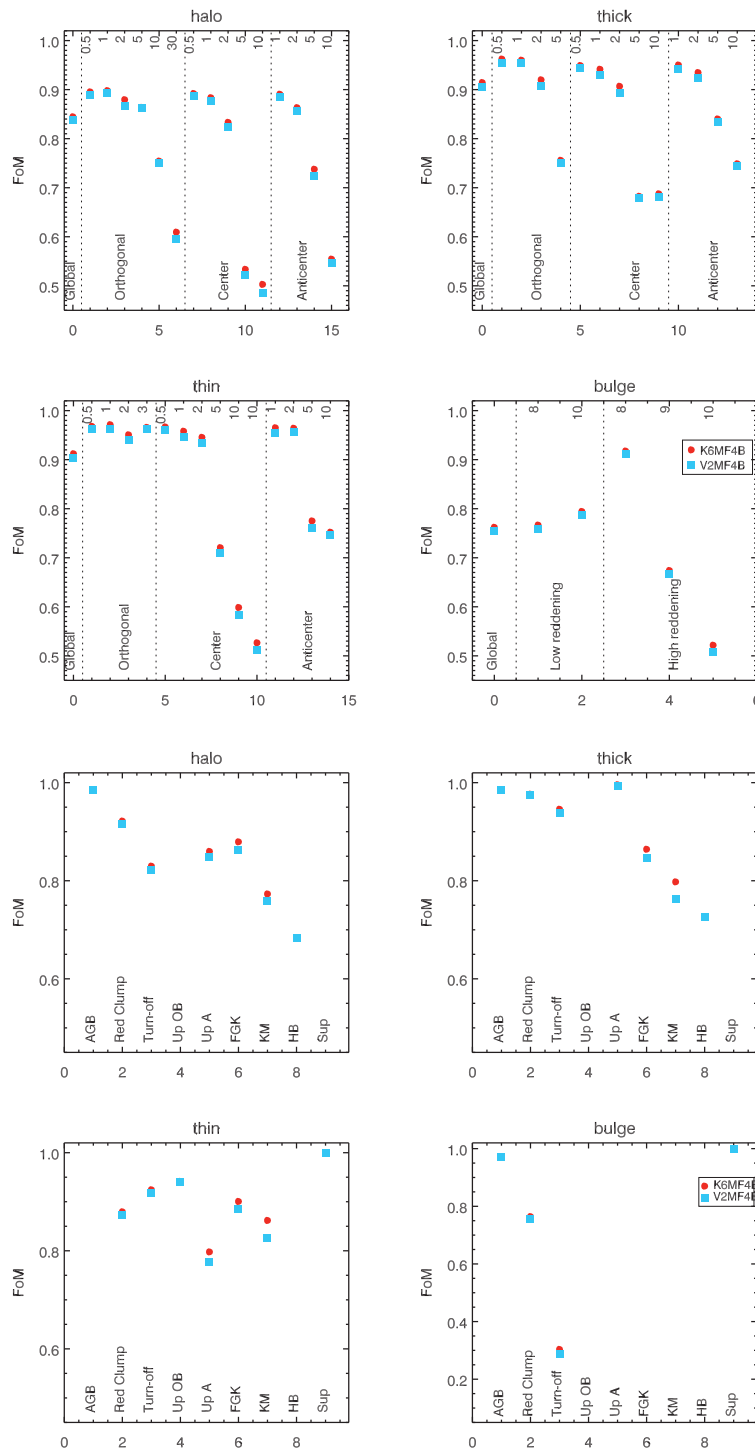


Figura 5.32: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas K6M y V2M. K6M tiene un filtro a 515 nm más estrecho que el de V2M y un filtro adicional a 965 nm.

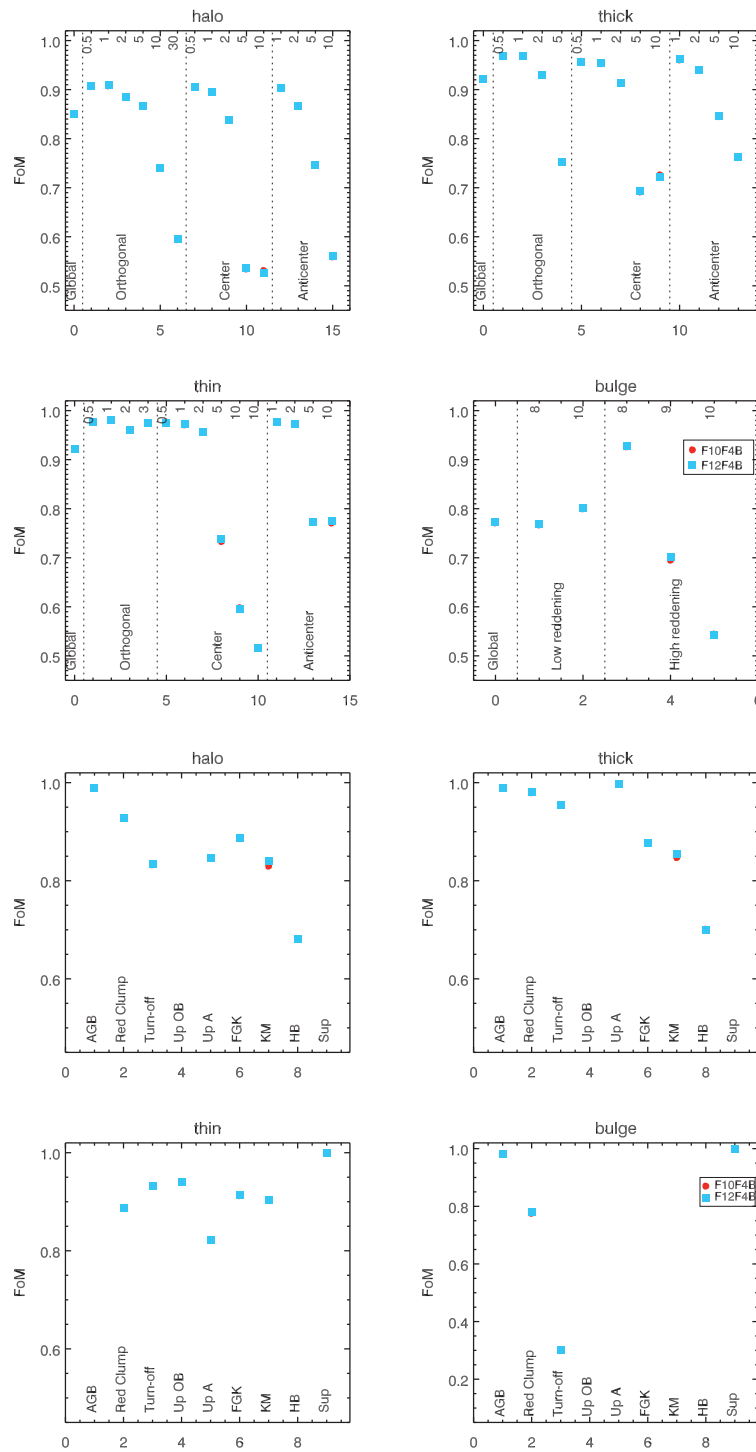


Figura 5.33: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F10M y F12M, que difieren en los filtros sensibles a TiO. F12M tiene mayores FoM que F10M para las enanas K y M.

	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 σ_{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_{α} 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

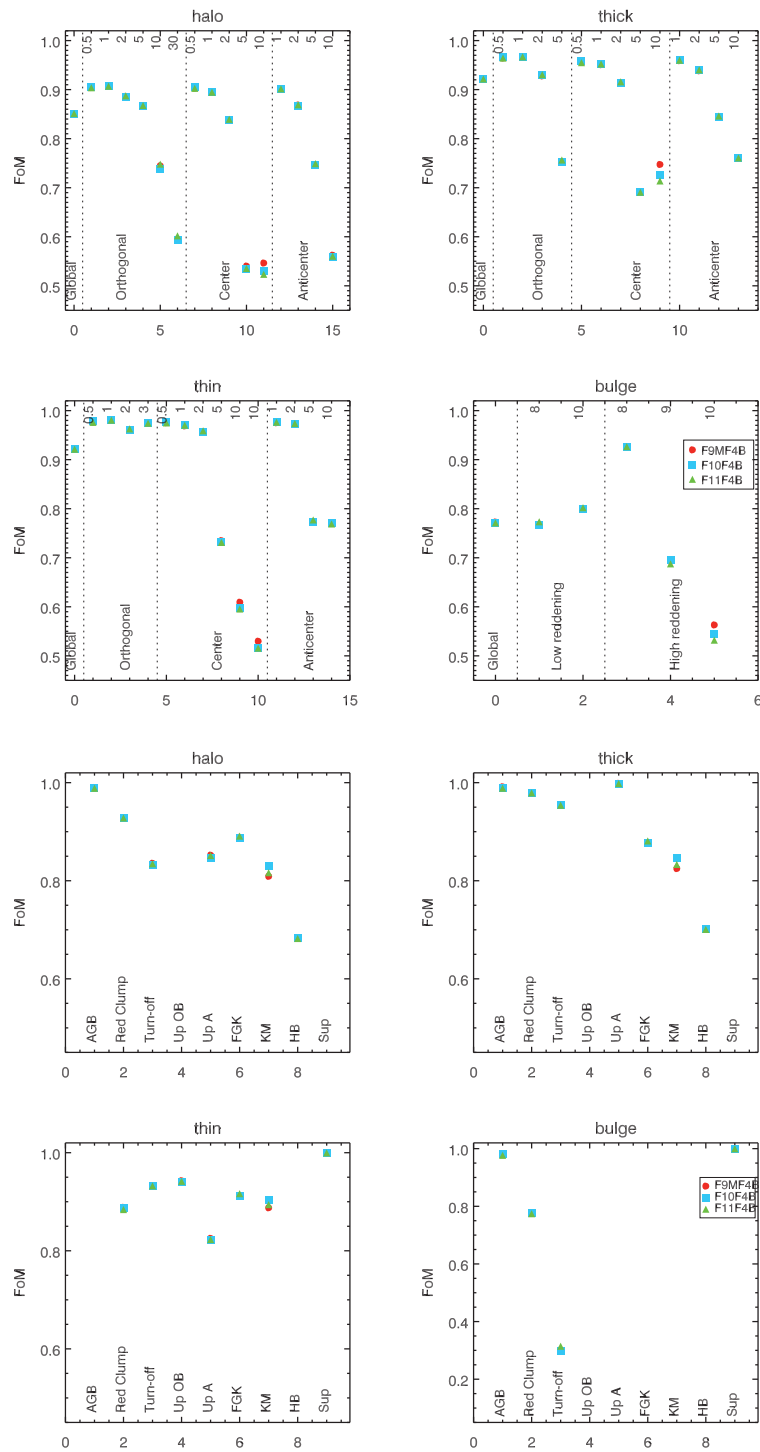


Figura 5.34: FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F9M, F10M y F11M, que difieren en los filtros de pseudocontinuo en la parte roja del espectro.

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_α un poco más ancho, con una anchura a altura mitad de

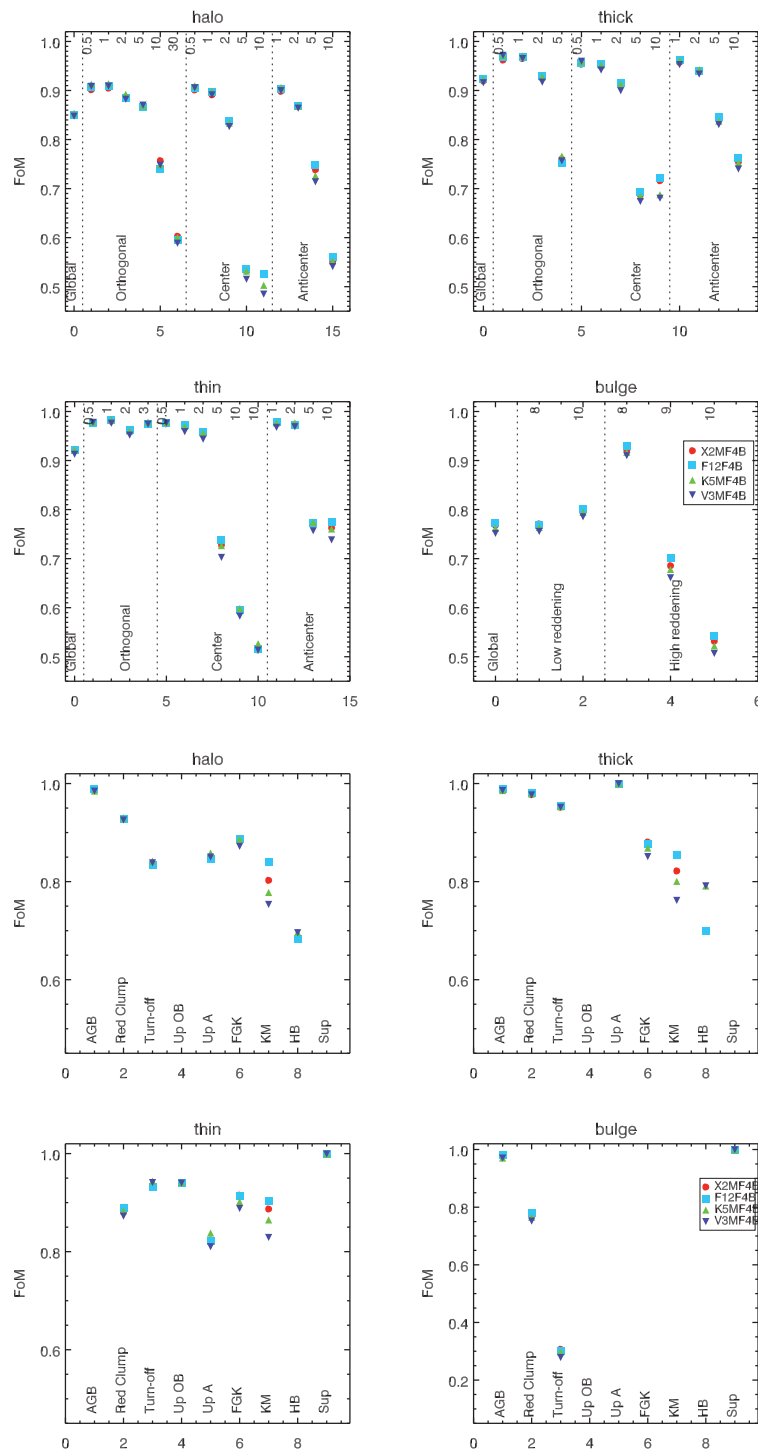


Figura 5.35: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los sistemas X2M, F12M, K5M and V3M.

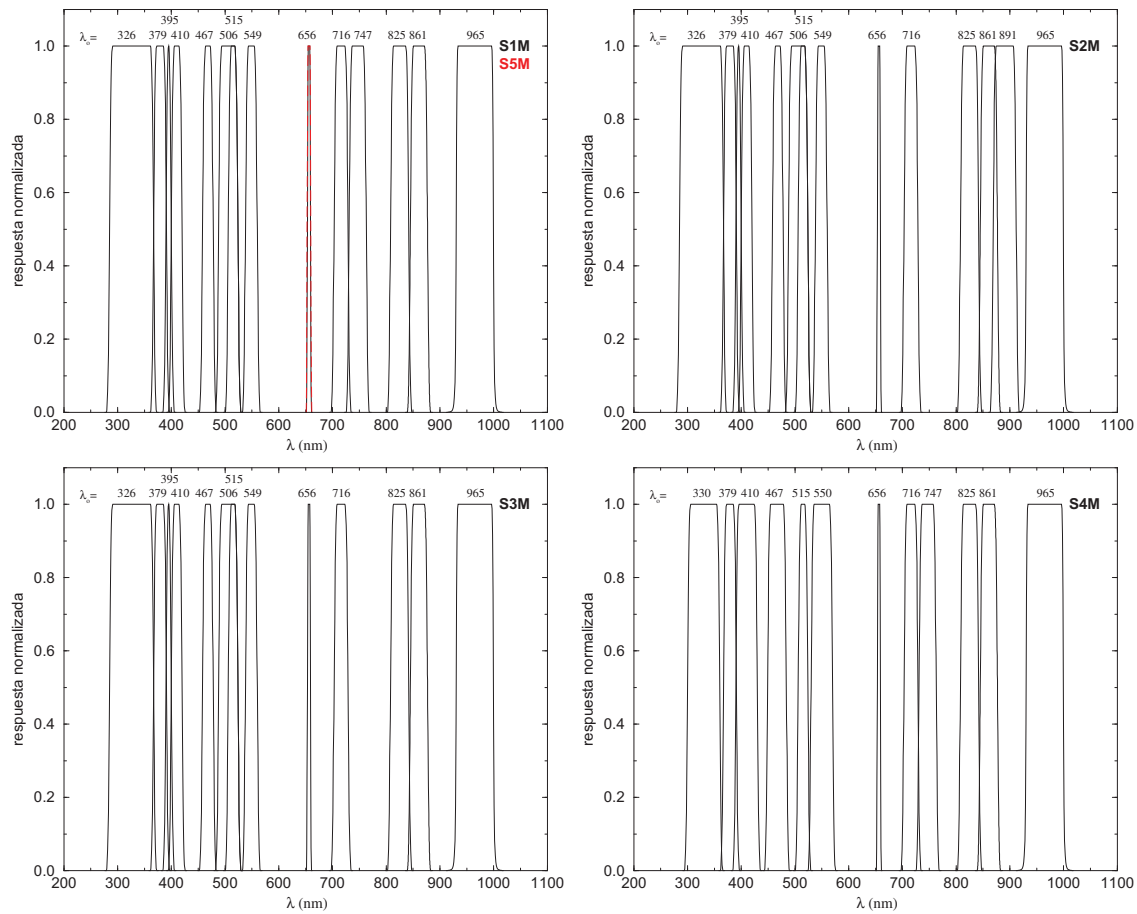


Figura 5.36: Nuevas propuestas MBP derivadas a partir del análisis con la FoM. *Arriba-izquierda:* S1M combina los filtros azules de K5M con los rojos de F12M. S5M tiene un filtro H_{α} un poco más ancho, con una anchura equivalente de 7 nm en vez de los 6 de F12M. *Arriba-derecha:* S2M substituye el 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_α), escogemos S5M dado que es un buen compromiso entre todos los sistemas probados.

Evaluación incluyendo las abundancias de elementos α :

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 α 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

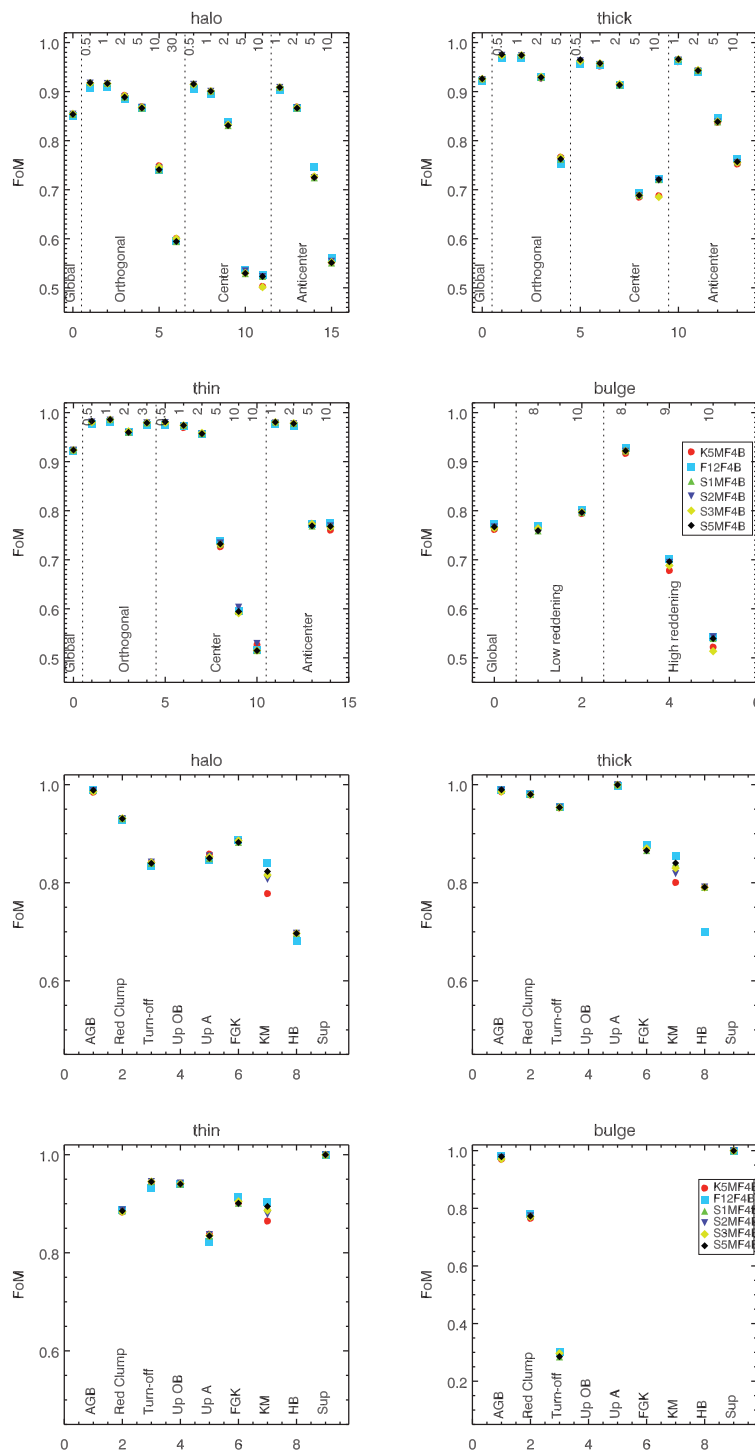


Figura 5.37: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para los nuevos sistemas S1M–S5M propuestos, comparados con los sistemas K5M y F12M.

debiera renunciar a clasificar los mencionados cuatro parámetros astrofísicos para intentar determinar las abundancias de elementos α , 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 α , unido al hecho de que mediante el espectro de velocidades radiales se podrán determinar mejor estas abundancias de elementos α). 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 α , 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 α), 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 α 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 α 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

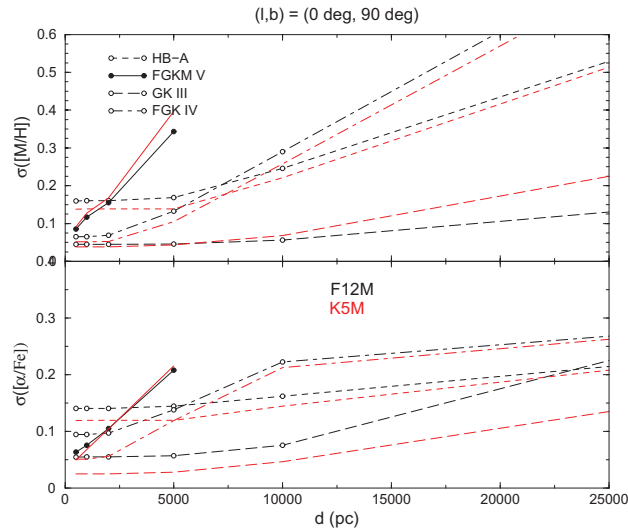


Figura 5.38: Precisiones estimadas de $[M/H]$ y $[\alpha/Fe]$ en la dirección del polo galáctico para varios grupos estelares. A_V se asume que alcanza las 0.3 mag a 1 kpc y que sigue constante a partir de esa distancia. Los colores negro y rojo corresponden a las combinaciones F12M+F4B y K5M+F4B, respectivamente.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

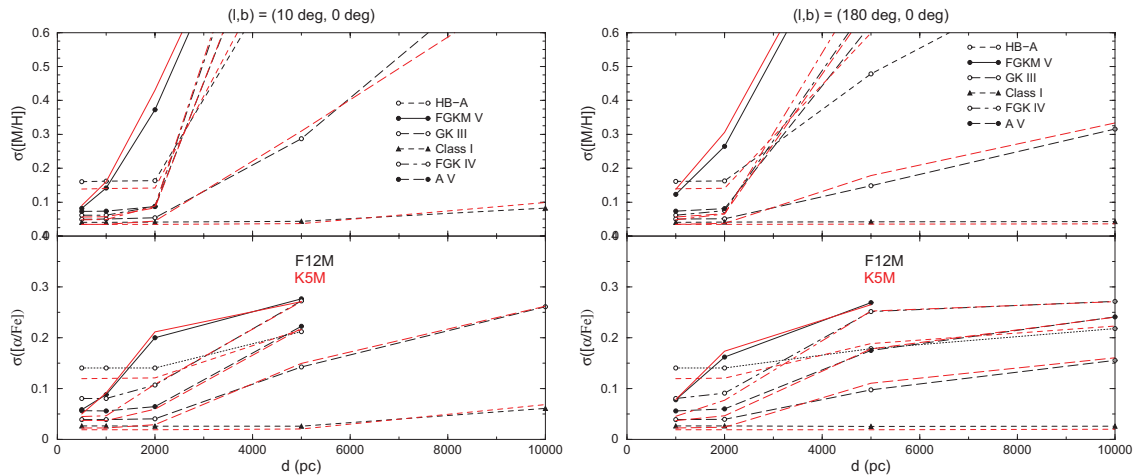


Figura 5.39: Precisiones estimadas de $[M/H]$ y $[\alpha/Fe]$ en la dirección del centro (*izquierda*) y de anticentro (*derecha*) galáctico para varios grupos estelares. Para el centro galáctico, A_V se asume que varía de 0.3 mag a 500 pc hasta 10 mag a 10 kpc, siendo constante a distancias mayores. 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 α . 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 α , 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 α .

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.

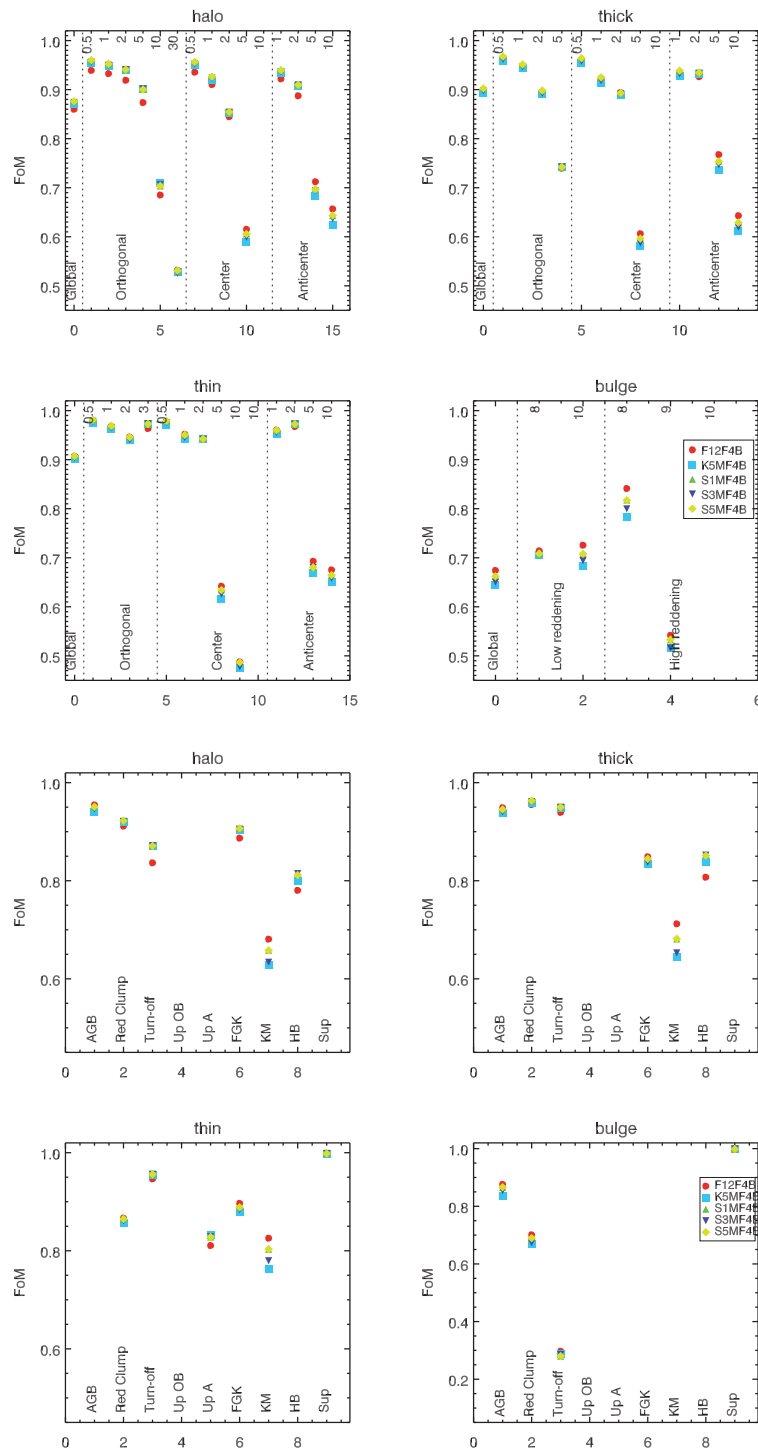


Figura 5.40: Valores de la FoM en diferentes localizaciones galácticas (cuatro paneles superiores) y agrupadas por tipos estelares (cuatro paneles inferiores) para F12M, K5M y las nuevas propuestas S1M, S3M y S5M.

$G < 16$	N_{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_{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_{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 σ_{post} (la precisión lograda de los parámetros astrofísicos) es igual a σ_{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 σ_{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.

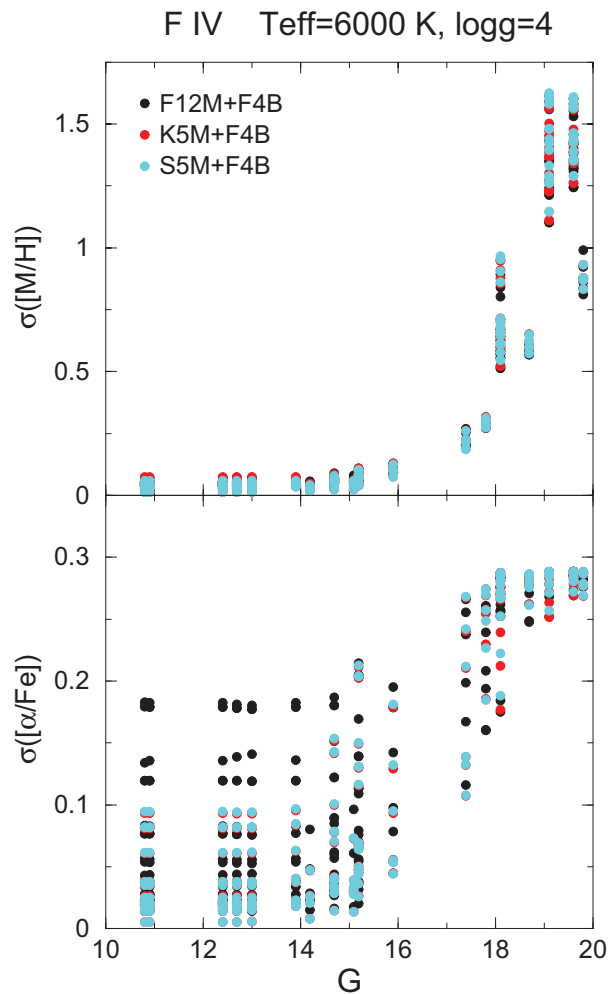


Figura 5.41: Estimación de las precisiones astrofísicas para una subgigantes de tipo F en función de la magnitud G . Un valor de $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]} \sim 0.3$ dex significa que el sistema fotométrico no es capaz de determinar $[\alpha/\text{Fe}]$.

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
λ_{azul} (nm)	380	492	620	690	866
λ_{rojo} (nm)	482	620	690	846	966
λ_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
ϵ (nm)	2,2	2,2	2,2	2,2	2,2
T_{max} (%)	90	90	90	90	90
Tipo de CCD	AF	AF	AF	AF	AF
Número de CCD	1	0.5	1	0.5	1

λ_{azul} , λ_{rojo} : longitud de onda con transmisión igual a la mitad del máximo

λ_o : longitud de onda central

$\Delta\lambda$: Anchura (FWHM)

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

ϵ : intervalos de tolerancia de fabricación centrados en λ_{azul} y λ_{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

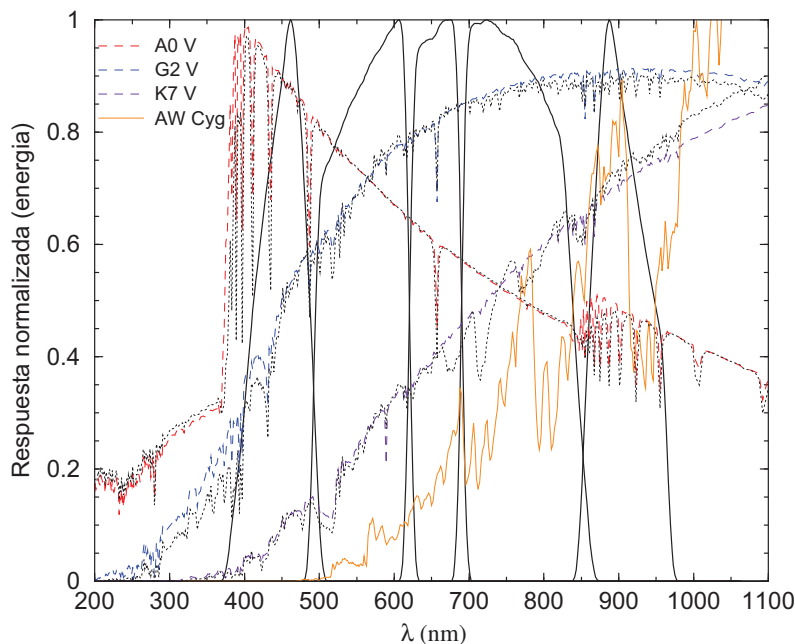


Figura 5.42: Curvas de la respuesta de los filtros en C1B convolucionadas con la transmisión óptica y la eficiencia cuántica de las CCD. Superpuestas en la gráfica, con líneas punteadas negras, se representan las distribuciones espectrales de energía a metalicidad solar para las estrellas de tipo A0 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 $[\text{M}/\text{H}] = -1$ (al compararlas con las líneas punteadas se desvela el efecto que produce un cambio en $[\text{M}/\text{H}]$). 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_β . 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_α 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,

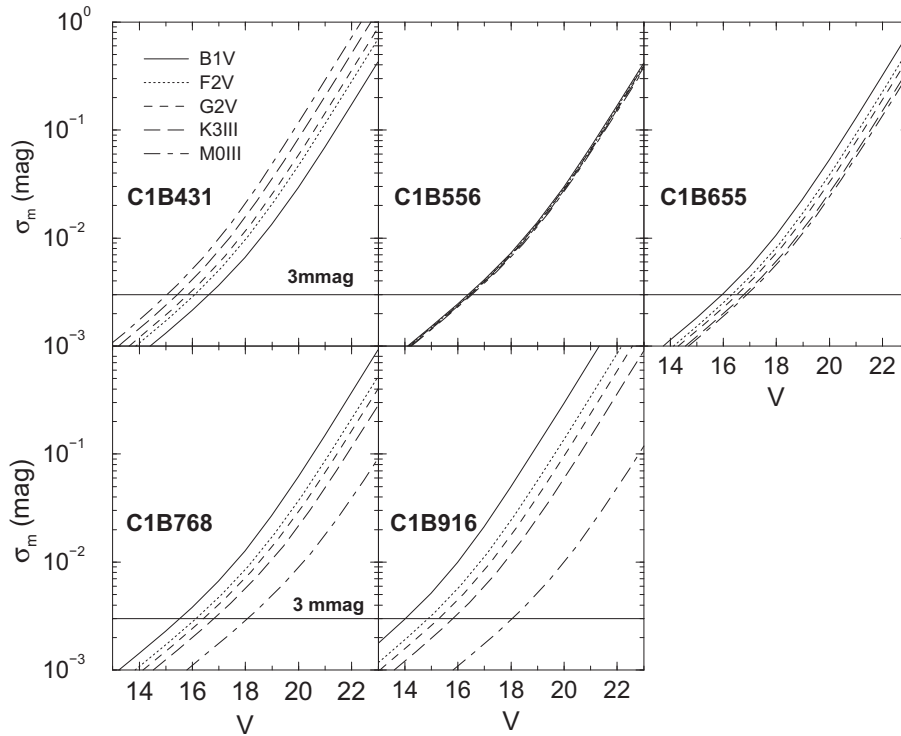


Figura 5.43: Estimación de las precisiones al final de la misión para los cinco filtros de C1B en función de V , calculadas según la ec. (4.16), adoptando $\sigma_{\text{cal}} = 0 \text{ mag}$, aunque para la evaluación de los sistemas fotométricos se utilizó un error de calibración al final de la misión 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_{α} . Este índice H_{α} comparte el mismo comportamiento que el índice β 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 μas . 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

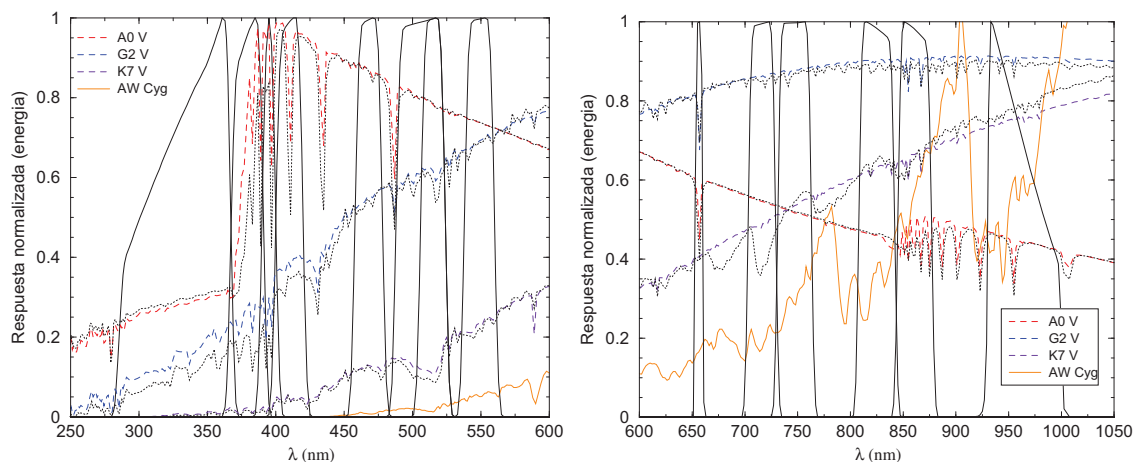


Figura 5.44: Figura análoga a la Fig. 5.42 pero con los filtros de banda intermedia del sistema C1. En los paneles *izquierdo* y *derecho* se muestran los filtros azules y rojos, respectivamente.

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

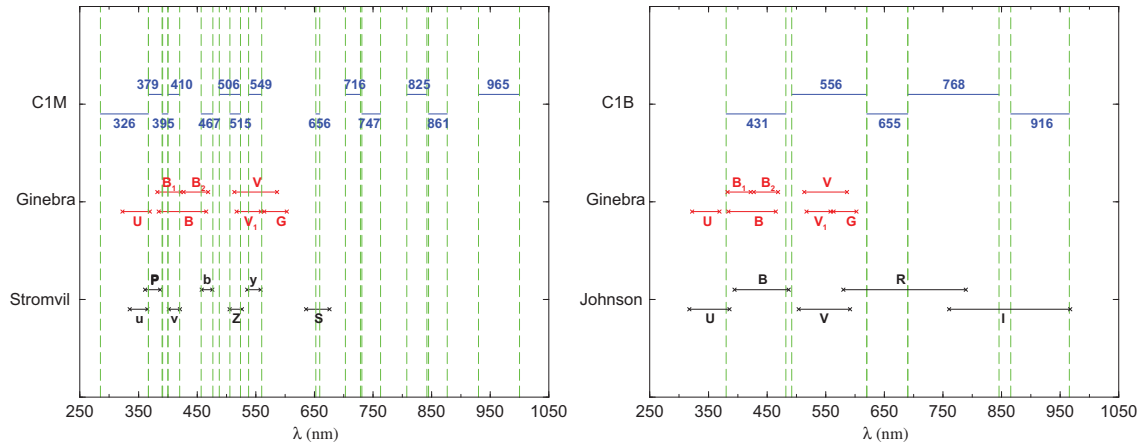


Figura 5.45: Comparación de los sistemas C1 con algunos de los sistemas fotométricos más utilizados (sec. 1.2). El rango de cada filtro se ha dibujado utilizando la longitud central del filtro y añadiendo a cada lado, de forma simétrica, la mitad de la anchura a altura-mitad del filtro.

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_{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
λ_{azul} (nm)	285	367	390	400	458	488	506
λ_{rojo} (nm)	367	391	400	420	478	524	524
λ_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
ϵ (nm)	2,2	2,2	2,1	1,2	2,2	2,2	2,2
T_{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
λ_{azul} (nm)	538	652.8	703	731	808	845	930
λ_{rojo} (nm)	560	659.8	729	763	842	877	1000
λ_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
ϵ (nm)	2,2	1,1	2,2	2,2	2,2	2,2	2,2
T_{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

λ_o : Longitud de onda central

$\Delta\lambda$: Anchura (FWHM)

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

ϵ : Intervalos de tolerancia de fabricación centrados en λ_{azul} y λ_{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 α y de hierro.

El filtro más estrecho del sistema C1, C1M656, está situado sobre la línea H_α . Como ya se ha mencionado previamente, el índice $H_\alpha = C1B655 - C1M656$ mide la intensidad de la línea H_α , 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.

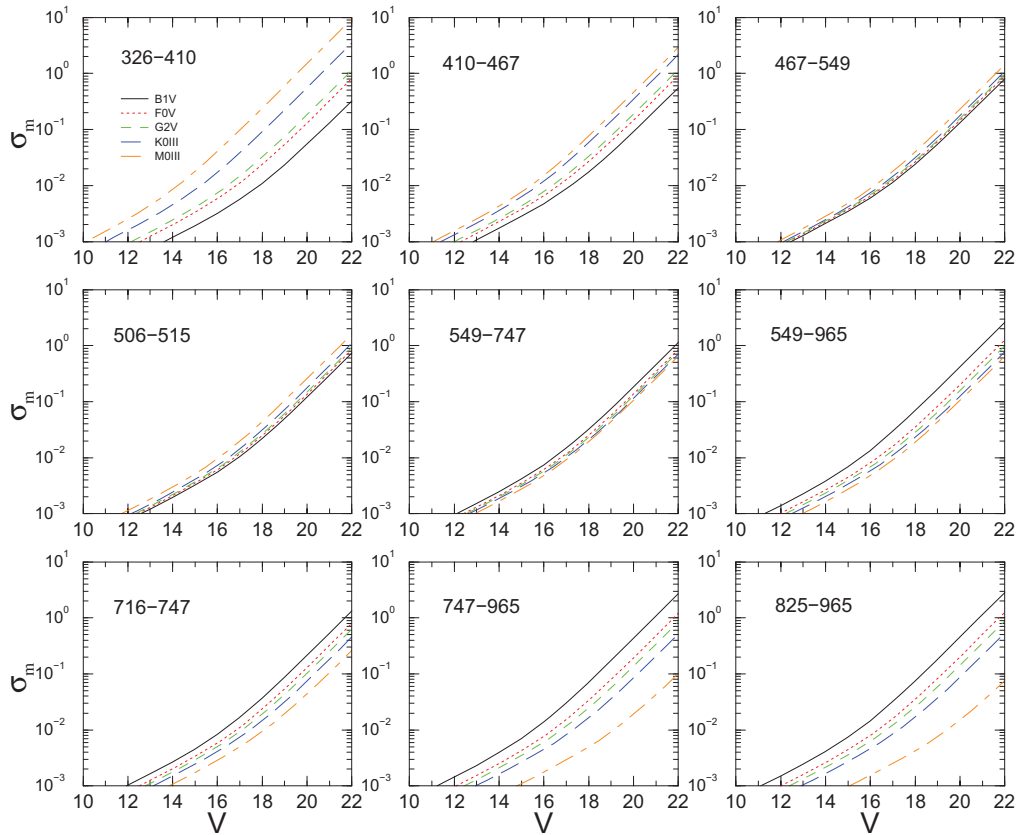


Figura 5.46: Estimación de las precisiones al final de la misión para los cinco filtros de C1M en función de V , calculadas según la ec. (4.16), adoptando $\sigma_{\text{cal}} = 0$ mag, aunque para la evaluación de los sistemas fotométricos se utilizó un error de calibración al final de la misión de 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 ~ 10 y ~ 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
λ_{azul} (nm)	400	350
λ_{rojo} (nm)	1000	1025
λ_o (nm)	715	765
$\Delta\lambda$ (nm)	408	456
Tipo de CCD	AF	Red
Número de CCD	12	2

λ_{azul} , λ_{rojo} : longitud de onda con transmisión igual a la mitad del máximo

λ_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.

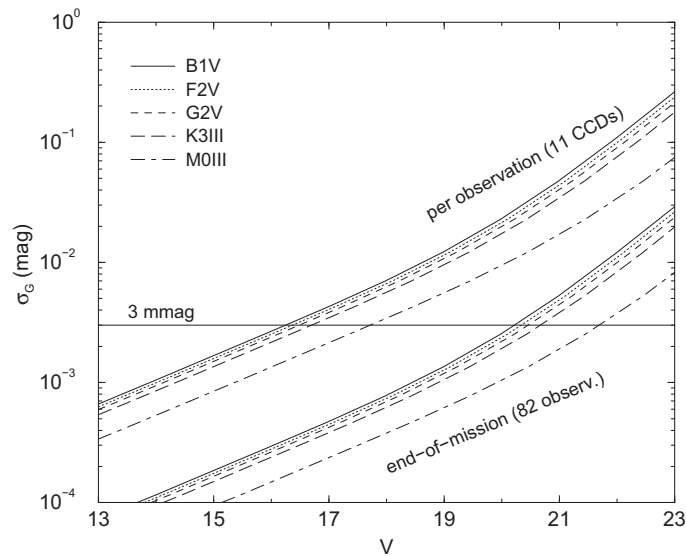


Figura 5.47: Precisiones estimadas para la magnitud G para cada tránsito y al final de la misión, asumiendo un error de calibración nulo. El error de calibración en esta tesis la consideramos de 3 milimagnitudes (línea horizontal), aunque se debe realizar un estudio más detallado en el futuro.