

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

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

**Raimond Verwei**



# 1 Introducción

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

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

## 1.1. La misión *Gaia*

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

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

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

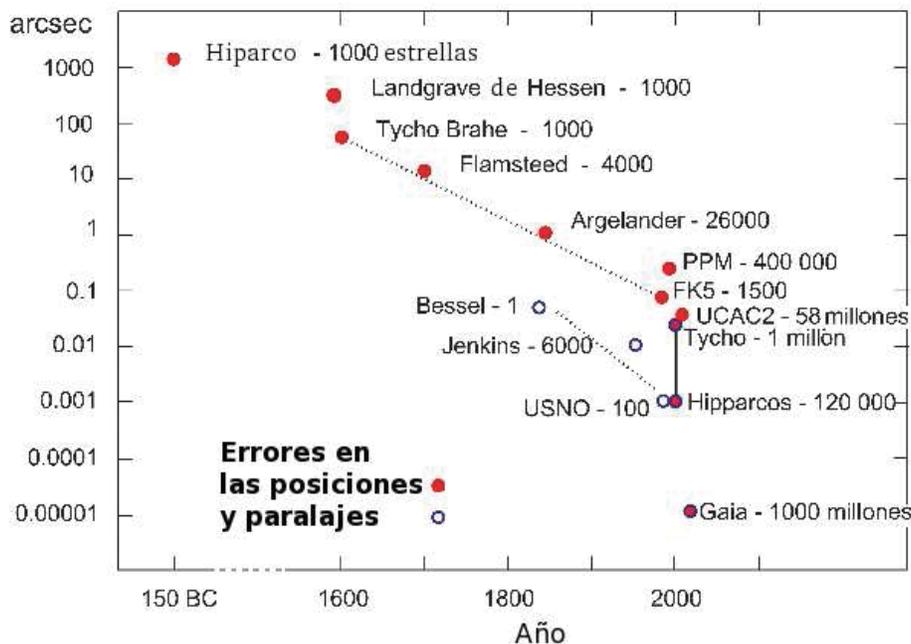


Figura 1.1: Evolución en el tiempo de la precisión en los catálogos astrométricos. Sin duda la utilización de plataformas espaciales para realizar medidas astrométricas ha permitido una gran mejora de precisión en las posiciones de las estrellas y *Gaia*, a su vez, representa un gran salto hacia adelante.

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

### 1.1.1. Objetivos científicos

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

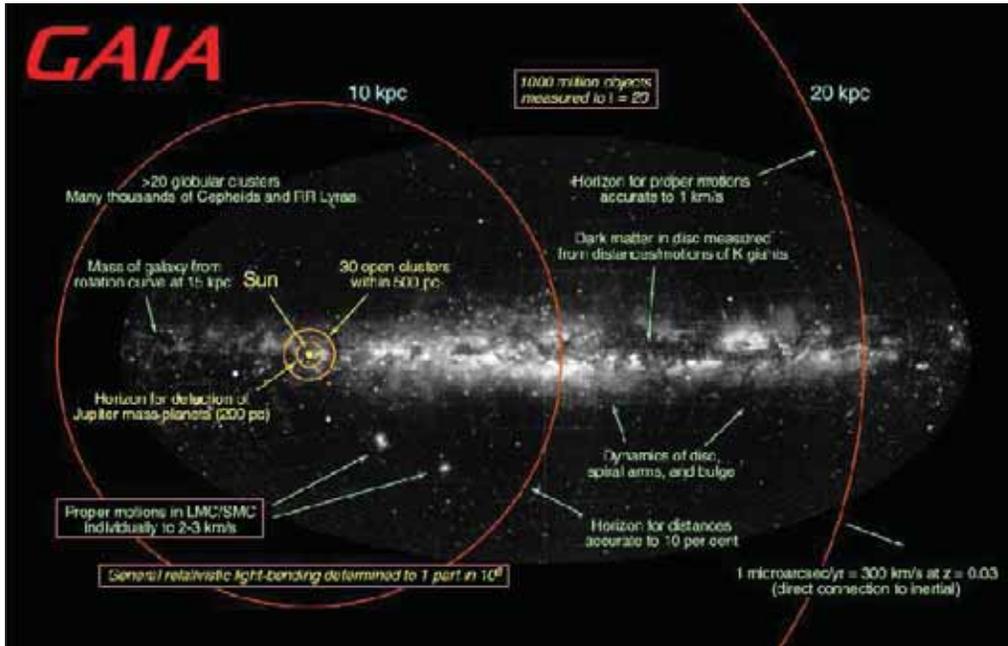


Figura 1.2: Distancia y precisiones esperadas con las que *Gaia* podrá contribuir en nuestro conocimiento de la Vía Láctea. La imagen de fondo de esta figura es un mapa del cielo obtenida en el observatorio de Lund en los años 40 del siglo pasado.

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

### 1.1.2. Principios

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

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

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

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

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

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

### 1.1.3. Instrumentos

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

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

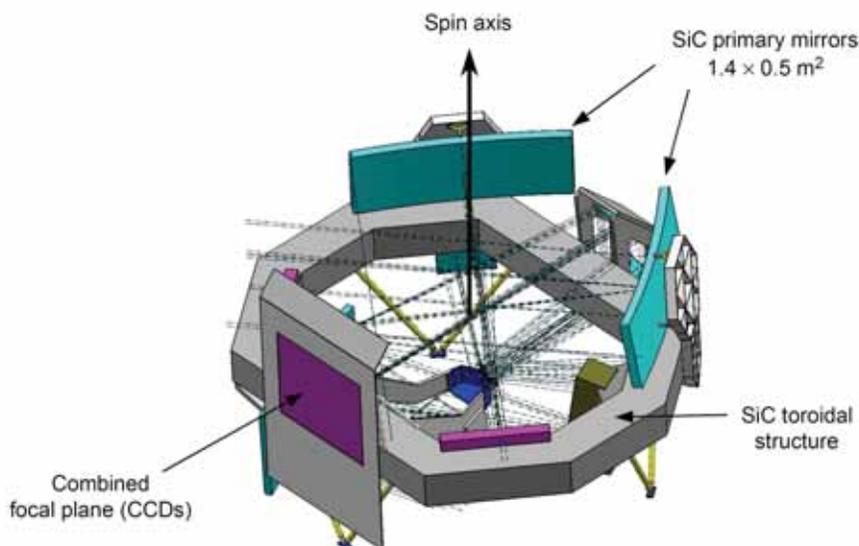


Figura 1.3: La carga útil de *Gaia* consiste en dos telescopios dedicados a la astrometría y a la fotometría de banda ancha (ASTRO-1 y ASTRO-2), separados por el llamado ángulo básico, del orden de  $106^\circ$ , y de un instrumento para hacer espectros para extraer las velocidades radiales de los objetos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

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

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

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

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

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

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

### 1.1.3.1. ASTRO

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

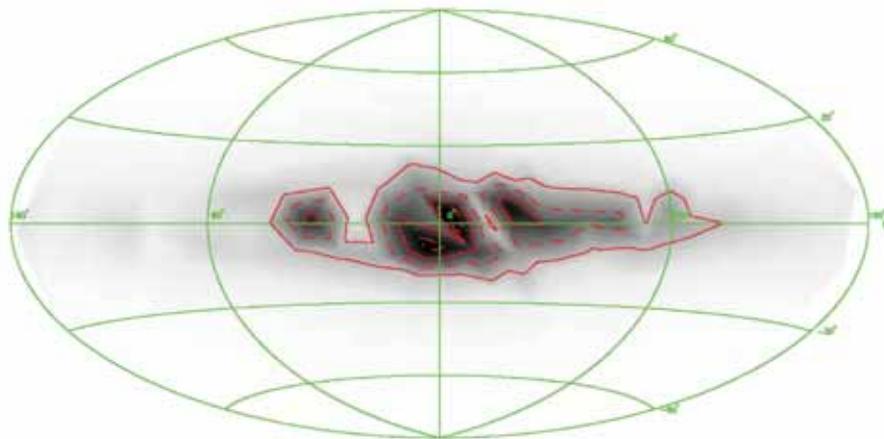


Figura 1.4: Figura 7 extraída de Evans (2004) en la que se muestra un mapa de las densidades estelares utilizando el modelo de galaxia de Besançon por debajo de magnitud 20 en el filtro centrado en 585 nm del sistema 2F (ver sec. 5.1). Las líneas continuas se dibujan para 50000 y 150000 estrellas por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

espejos anastigmáticos de superficies esféricas.

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

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

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

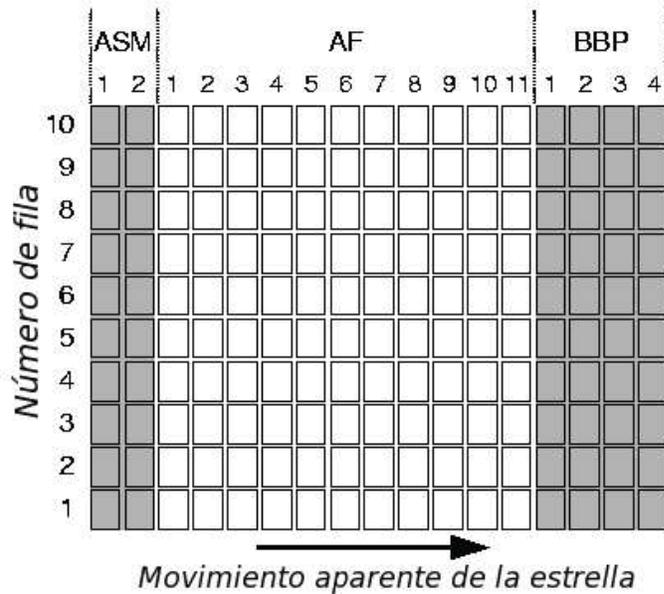


Figura 1.5: Plano focal del instrumento astrométrico. Las dos primeras columnas de CCD corresponden al mapeador, ASM, para detectar las posiciones de los objetos. A continuación el objeto atravesará el campo astrométrico, AF, propiamente dicho y finalmente se obtendrá fotometría de banda ancha, BBP,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

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

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

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

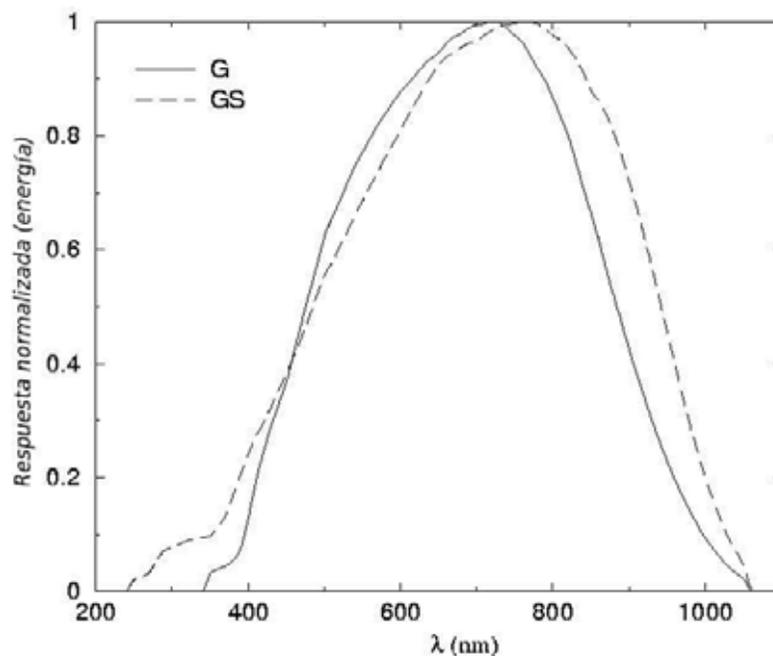


Figura 1.6: Bandas anchas *G* y *GS* de *Gaia* correspondientes a la luz blanca de los planos focales de ASTRO y SPECTRO, respectivamente.

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

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

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

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

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

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

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

### 1.1.3.2. SPECTRO

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

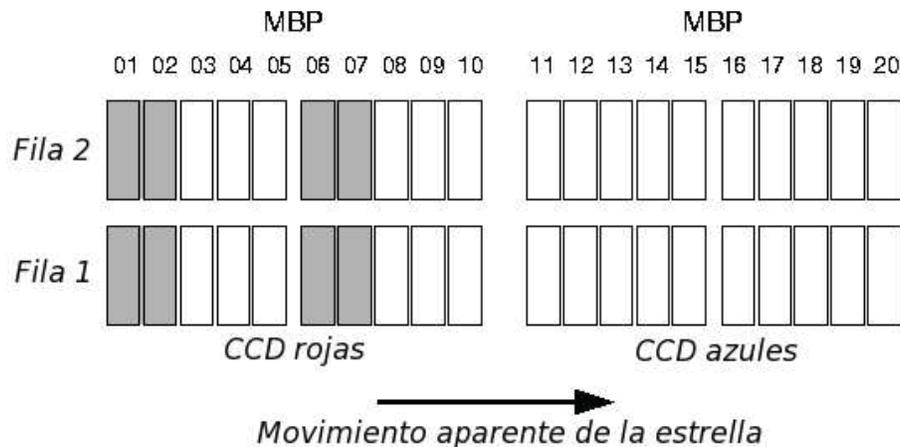


Figura 1.7: Esquema del plano focal del instrumento SPECTRO-MBP. Los valores MBP01–MBP20 indican las posiciones físicas de las CCD en la dirección de escaneo, independientemente de su funcionalidad (detección o fotometría) y de la asignación de filtros en ellas. El SPECTRO Sky Mapper (SSM), en la que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

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

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

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

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

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

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

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

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

## 1.2. Sistemas fotométricos

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

### 1.2.2. Sistemas Strömgren y Vilnius

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

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

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

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

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

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

### 1.2.3. Sistema de Ginebra

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

## 1.3. Objetivo de la tesis

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

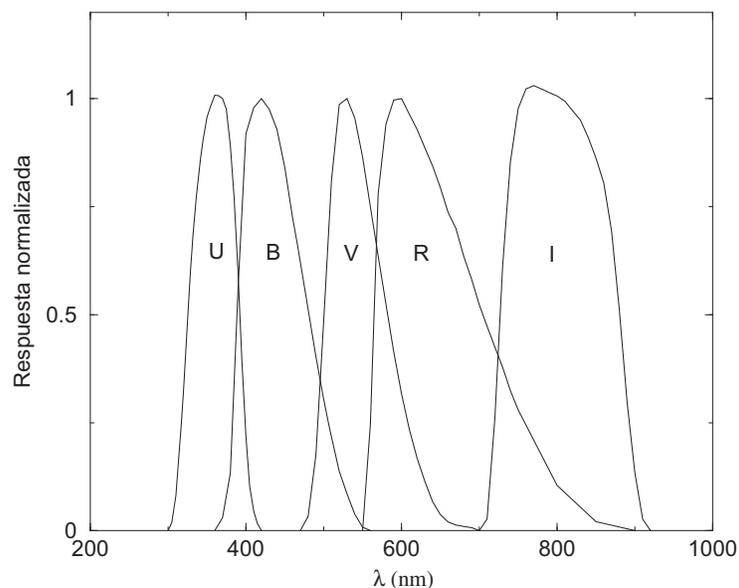


Figura 1.8: Filtros del sistema de Johnson-Cousins (Johnson 1965; Cousins 1976) que caen dentro del intervalo espectral observable con *Gaia*

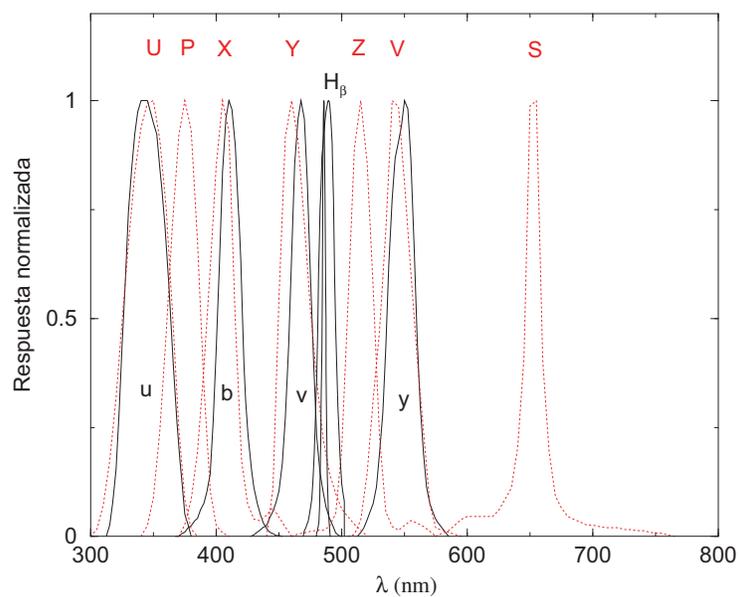


Figura 1.9: Sistema de Strömviil (Straizys et al. 1996) resultado de substituir *U*, *X*, *Y* y *V* del sistema de Vilnius (filtros en rojo) por los filtros *u*, *v*, *b* e *y* de Strömngren (filtros en negro) respectivamente. El sistema de Strömviil está formado finalmente por *u*, *P*, *v*, *b*, *Z*,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

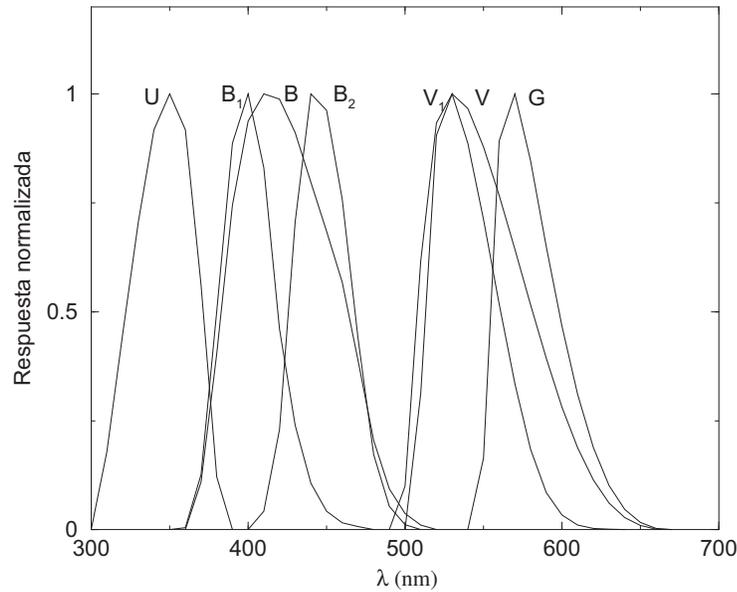


Figura 1.10: Sistema de Ginebra (Golay 1962). La información que en Johnson se englobaba en un filtro ancho similar a  $B$  de este sistema, ahora se separa en  $B_1$  y  $B_2$ . La misma estrategia se lleva a cabo separando  $V$  en  $V_1$  y  $G$ .

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

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

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

$\lambda_o$ : longitud de onda central

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

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

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

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

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

## 1.4. Estructura del trabajo

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

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

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

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

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

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