

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 II

# CREANDO LAS HERRAMIENTAS



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

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



# 4 Fotometría sintética

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

## 4.1. El simulador

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

simulador fotométrico “oficial” de *Gaia*.

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

#### 4.1.1. Datos de entrada

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

##### Elección del objeto :

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

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

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

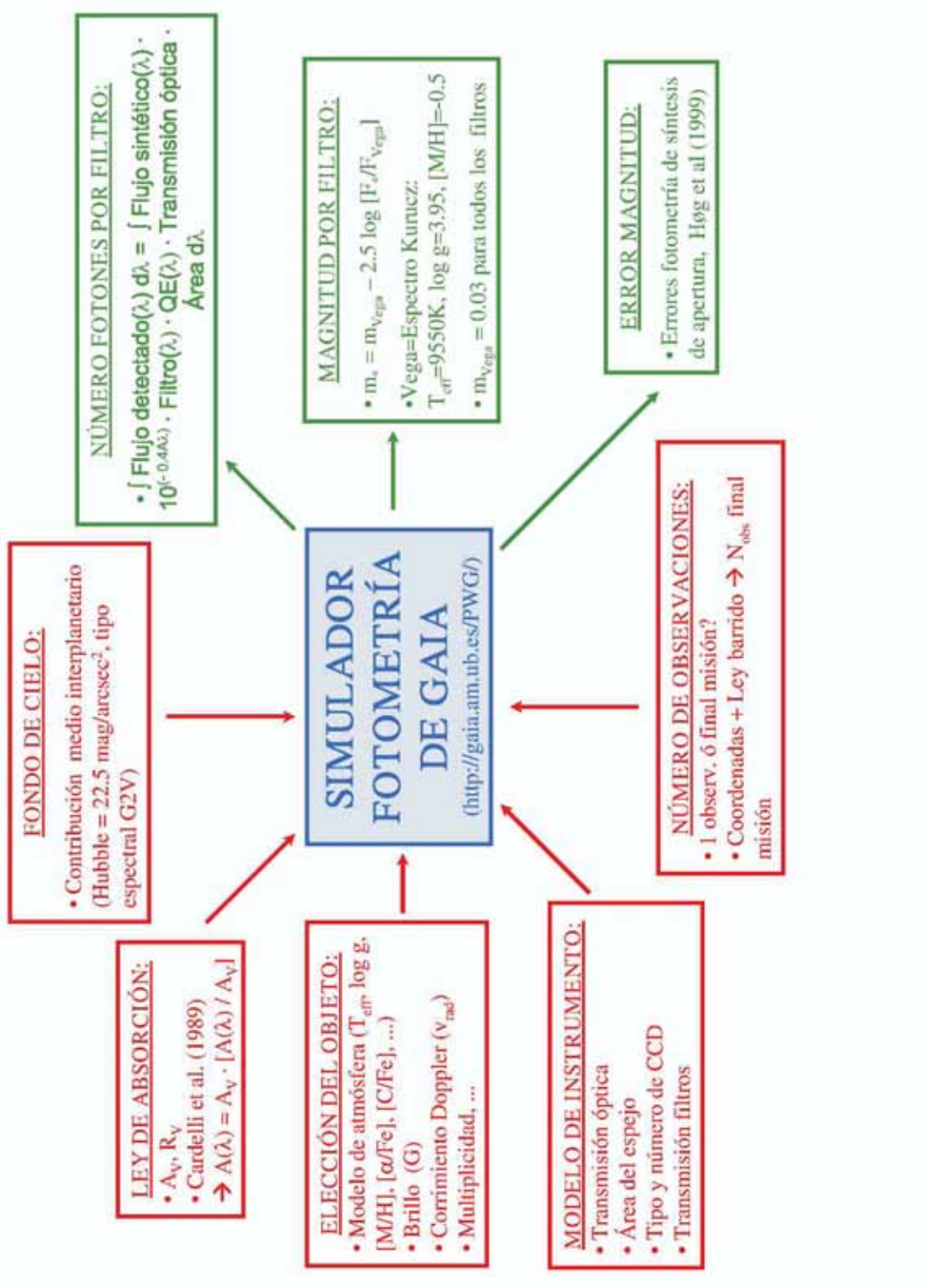


Figura 4.1: Entradas y salidas del simulador de fotometría.



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

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

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

### El medio interestelar :

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

### Brillo del fondo de cielo :

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

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

#### El instrumento y los filtros :

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

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

#### Número de observaciones :

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

#### 4.1.2. Datos de salida

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

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

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

## 4.2. Librería de espectros

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

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

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

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

### 4.2.1. Requisitos

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

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

### 4.2.2. Espectros sintéticos de estrellas

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

**Kurucz :**

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

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

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

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

#### NMARCS :

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

**Norbert Christlieb (Estrellas C) :**

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

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

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

**Jørgensen et al. (Estrellas C) :**

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

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

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



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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

**Koester (Enanas Blancas) :**

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

Enanas blancas de tipo DA (con hidrógeno):

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

$$7.0 < \log g < 9.0$$

Enanas blancas de tipo DB (sin hidrógeno):

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

$$7.0 < \log g < 9.0$$

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

### Hamann & Koesterke (WR) :

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

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

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

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

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

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

### Schmutz (WR) :

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

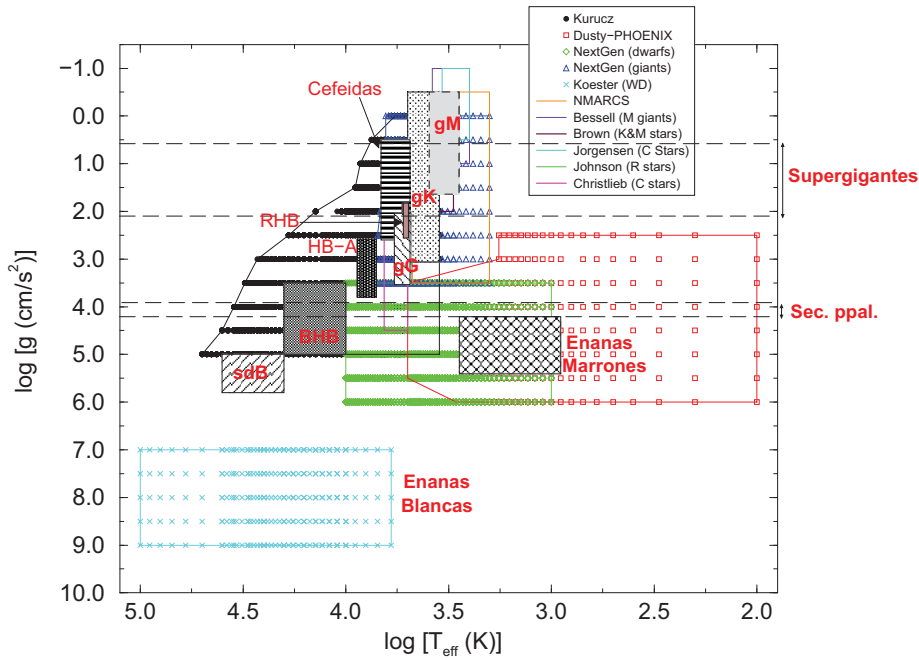


Figura 4.2: Figura 3.2 una vez se le añaden las diferentes librerías de espectros sintéticos mencionadas en esta sección.

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

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

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

### BaSeL-2.2 :

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

## PHOENIX :

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

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

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

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

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

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

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

### 4.3. Ley de absorción

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

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

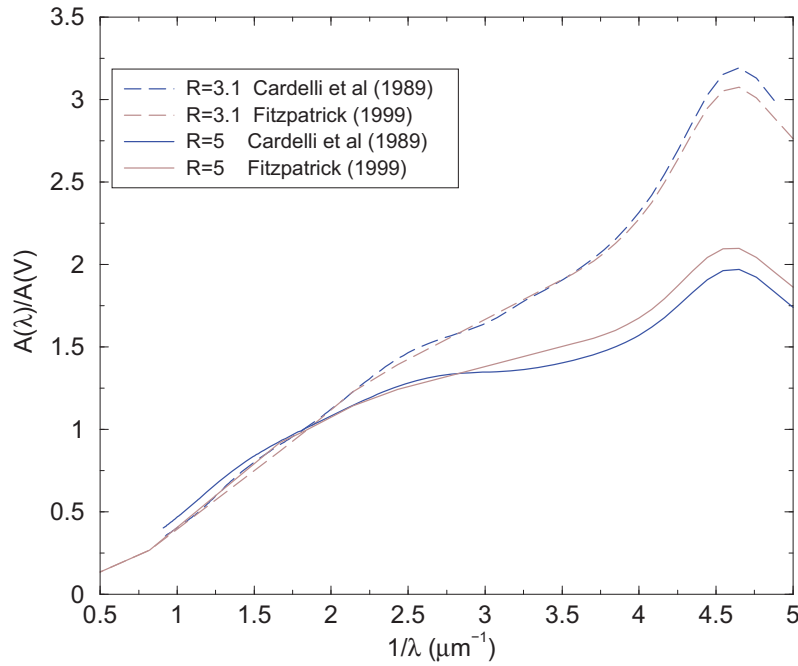


Figura 4.3: Ley de absorción de Cardelli et al. (1989) comparada con la de Fitzpatrick (1999)

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

## 4.4. Fondo de cielo

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



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

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

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

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

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

## 4.5. Instrumentos

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

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

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

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

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

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

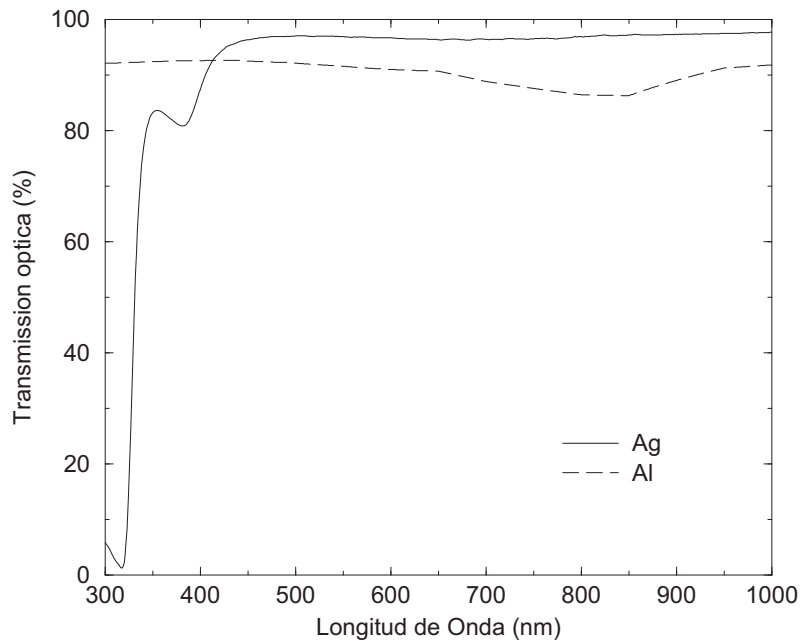


Figura 4.4: Transmisión óptica de cada uno de los espejos de Ag y Al considerados para la misión.

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

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

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

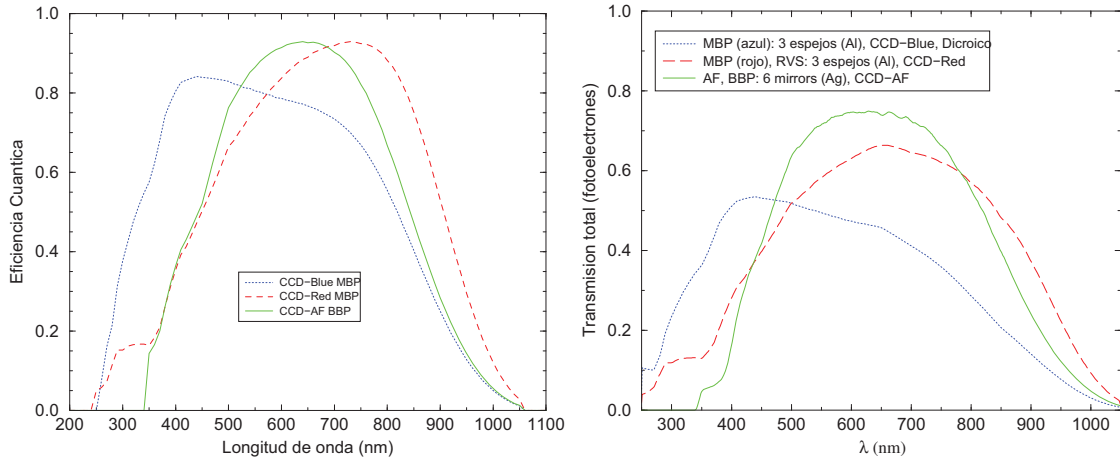


Figura 4.5: *Izquierda*: Eficiencia cuántica de los tres tipos de CCD de *Gaia*. CCD-Red y CCD-Blue se situarán en el instrumento SPECTRO y CCD-AF en ASTRO. *Derecha*: Respuesta total de cada instrumento al tener en cuenta las diversas reflexiones en los espejos del telescopio, el paso de la luz a través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

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

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

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

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

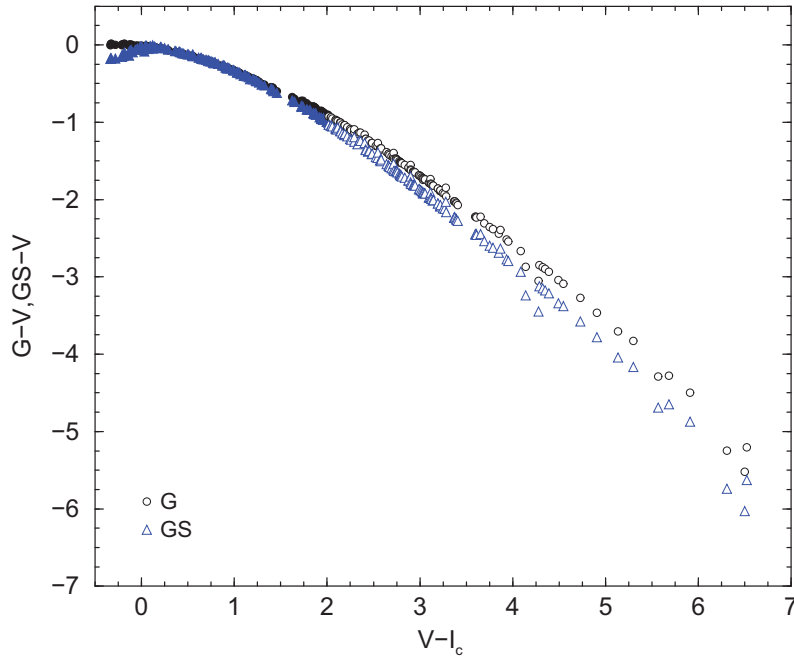


Figura 4.6: Relación entre  $G - V$  y  $GS - V$  y  $V - I_C$  para las magnitudes de luz blanca de los planos focales ASTRO y SPECTRO. Cada estrella de Pickles (1998) está representada por un símbolo relleno. Los símbolos vacíos representan las mismas estrellas con  $A_V = 5$  mag. Los vectores de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

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

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

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

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

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

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

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

## 4.6. Punto cero de las magnitudes

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

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

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

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

## 4.7. Evaluación de errores

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

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

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

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

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

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

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

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

y tiene una varianza:

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

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

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

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

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

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



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

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

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

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

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

#### 4.7.1. Número de observaciones

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

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

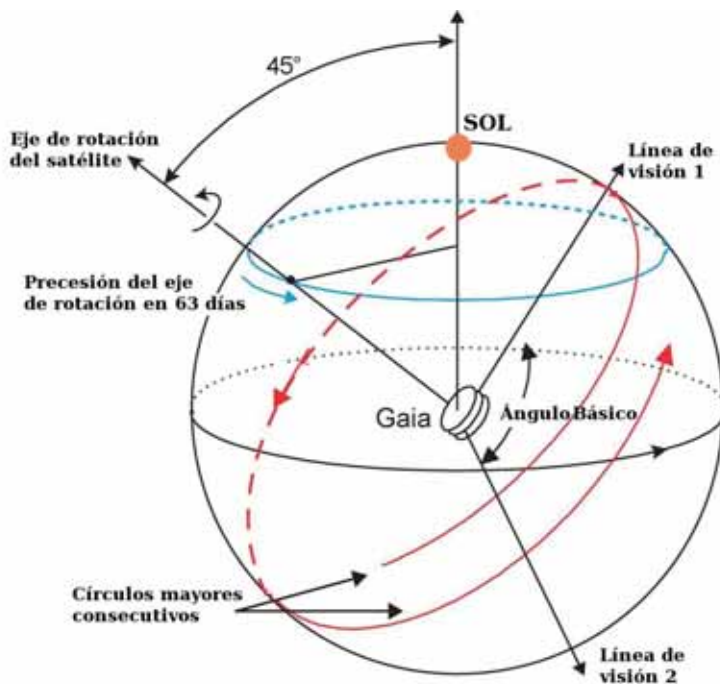


Figura 4.7: Ley de escaneo del cielo de *Gaia*. El satélite rota lentamente alrededor de su eje de rotación, realizando un círculo máximo cada 6 horas. El ángulo entre el eje de rotación que precesiona lentamente y el Sol es de  $45^\circ$ . El ángulo básico entre las dos líneas de visión es de  $106.5^\circ$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

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

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

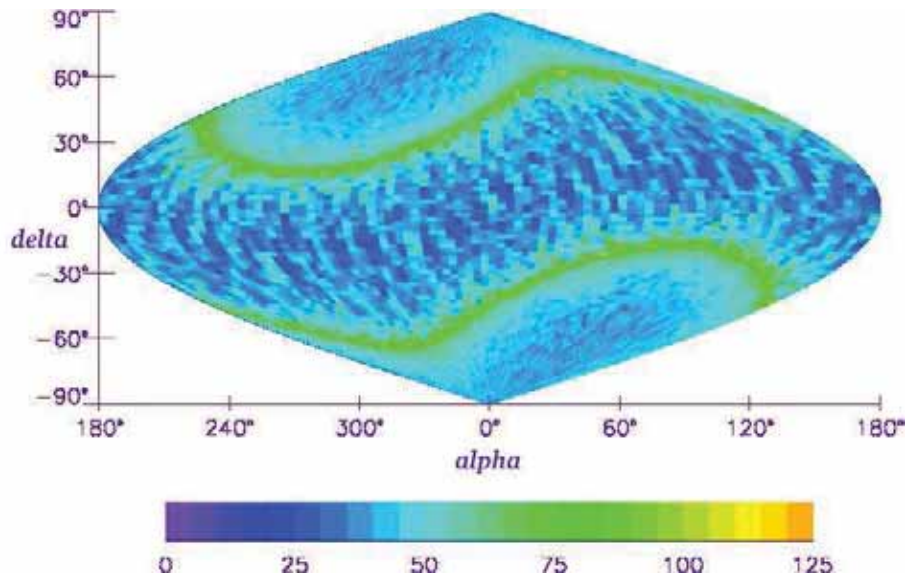


Figura 4.8: Mapa del número de observaciones al final de la misión para ASTRO. La frecuencia de las observaciones se debe al barrido del satélite. Esta gráfica en coordenadas eclípticas presenta simetría respecto a los ejes de coordenadas.

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

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

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

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

---

más brillantes.

