



Fotometría óptica desde el espacio: la cámara OMC a bordo de INTEGRAL

Albert Domingo Garau

ADVERTIMENT. La consulta d'aquesta tesi queda condicionada a l'acceptació de les següents condicions d'ús: La difusió d'aquesta tesi per mitjà del servei TDX (www.tdx.cat) ha estat autoritzada pels titulars dels drets de propietat intel·lectual únicament per a usos privats emmarcats en activitats d'investigació i docència. No s'autoritza la seva reproducció amb finalitats de lucre ni la seva difusió i posada a disposició des d'un lloc aliè al servei TDX. No s'autoritza la presentació del seu contingut en una finestra o marc aliè a TDX (framing). Aquesta reserva de drets afecta tant al resum de presentació de la tesi com als seus continguts. En la utilització o cita de parts de la tesi és obligat indicar el nom de la persona autora.

ADVERTENCIA. La consulta de esta tesis queda condicionada a la aceptación de las siguientes condiciones de uso: La difusión de esta tesis por medio del servicio TDR (www.tdx.cat) ha sido autorizada por los titulares de los derechos de propiedad intelectual únicamente para usos privados enmarcados en actividades de investigación y docencia. No se autoriza su reproducción con finalidades de lucro ni su difusión y puesta a disposición desde un sitio ajeno al servicio TDR. No se autoriza la presentación de su contenido en una ventana o marco ajeno a TDR (framing). Esta reserva de derechos afecta tanto al resumen de presentación de la tesis como a sus contenidos. En la utilización o cita de partes de la tesis es obligado indicar el nombre de la persona autora.

WARNING. On having consulted this thesis you're accepting the following use conditions: Spreading this thesis by the TDX (www.tdx.cat) service has been authorized by the titular of the intellectual property rights only for private uses placed in investigation and teaching activities. Reproduction with lucrative aims is not authorized neither its spreading and availability from a site foreign to the TDX service. Introducing its content in a window or frame foreign to the TDX service is not authorized (framing). This rights affect to the presentation summary of the thesis as well as to its contents. In the using or citation of parts of the thesis it's obliged to indicate the name of the author.



UNIVERSITAT DE BARCELONA



DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA

FOTOMETRÍA ÓPTICA DESDE EL ESPACIO:
LA CÁMARA OMC A BORDO DE INTEGRAL

ALBERT DOMINGO GARAU

BARCELONA, 2011



UNIVERSITAT DE BARCELONA



DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA

Fotometría óptica desde el espacio: la cámara OMC a bordo de INTEGRAL

Memoria presentada por

Albert Domingo Garau

para optar al grado de

Doctor por la Universitat de Barcelona

Barcelona, septiembre de 2011

PROGRAMA DE DOCTORADO DE ASTRONOMÍA Y METEOROLOGÍA

BIENIO 1996–1998

Memoria presentada por **Albert Domingo Garau** para optar al
grado de Doctor por la Universitat de Barcelona

DIRECTOR DE LA TESIS

Dr. Jose Miguel Mas Hesse

Departamento de Astrofísica
Centro de Astrobiología, INTA-CSIC

TUTORA DE LA TESIS

Dra. Francesca Figueras Siñol

Departament d'Astronomia i Meteorologia
Universitat de Barcelona

Agradecimientos - Agraïments - Acknowledgements

Antes de proceder a describir el trabajo presentado en esta memoria, quiero expresar mi más sincero agradecimiento a toda la gente e instituciones que han contribuido de una u otra manera a su consecución.

Esta tesis ha sido realizada en las instalaciones que el Centro de Astrobiología (INTA-CSIC) tiene en el *European Space Astronomy Centre* (ESA), antiguamente más conocidas como LAEFF (Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental). Agradezco al centro todos los recursos que ha puesto a nuestra disposición durante todos estos años.

Quiero mostrar una especial gratitud a mi director de tesis, el Dr. Jose Miguel Mas Hesse, que me brindó la oportunidad de formar parte de su equipo en el proyecto INTEGRAL/OMC. Fue todo un sueño hecho realidad.

Expresar también mi agradecimiento a todos los compañeros del CAB en Vilafranca (para algunos de nosotros siempre será el LAEFF!). Muy especialmente a Benjamín por estar siempre dispuesto a ayudar, y como le dije una vez, por tener el famoso *seny català* en los momentos más difíciles. A Julia Alfonso, mi actual compañera de fatiga en la OMC, por estar siempre dispuesta a hacer un nuevo programa en IDL. A mis antiguos compañeros del *OMC Team*, María Dolores Caballero y Daniel Rísquez, con los que compartí tantos momentos emocionantes con la OMC.

Quiero hacer extensible mi agradecimiento a los técnicos e ingenieros de todos los centros que han participado en el desarrollo del instrumento OMC, y muy especialmente a nuestros compañeros de INTA. Sin su trabajo esta tesis no habría sido posible.

Dono les gràcies a la tutora d'aquest treball, la Dra. Francesca Figueras Siñol, perquè em va iniciar, ja fa bastants anys, en aquest món de l'astrofísica. També li agraeixo l'ajut que m'ha ofert en tot moment, especialment en aquestes darreres etapes de la tesi.

Vull tenir també un record molt especial per a la meva família. Agraeixo als meus pares, Ramon i Maria, el seu suport incondicional en tot moment. L'educació i valors que m'heu donat tenen una gran part de culpa de que aquesta tesi arribés a bon fi. A la meva germana Araceli per tenir sempre cura de mi, encara que estiguem una mica lluny un de l'altre. A la Beatriz, la dona de la meva vida, per tota la paciència que ha tingut durant la realització d'aquesta tesi, i més concretament en aquestes darreres setmanes en que gairebé no se m'ha vist el pel per casa.

I would like to express my gratitude to Roland Walter and Peter Kretschmar for their constant support during my stays at the ISDC Data Centre for Astrophysics (University of Geneva). What I learned about data processing helped me in the development of this thesis.

This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France, and the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

Índice general

Índice de figuras xiii

Índice de tablas xxi

Lista de acrónimos xxiii

1 Introducción 1

1.1 Historia de la astronomía de altas energías desde el espacio 2

1.2 Las fuentes variables 8

1.3 Esquema de la memoria 13

I LA OMC Y SUS OPERACIONES CIENTÍFICAS

2 Descripción del proyecto 17

2.1 El observatorio INTEGRAL 17

2.2 El instrumento OMC 23

2.2.1 Objetivos científicos 23

2.2.2 Características técnicas 25

2.2.3 Modos de observación 29

2.2.3.1 Ciencia normal 29

2.2.3.2 Ciencia de monitorización rápida 31

2.2.3.3 Trigger 32

2.2.3.4 Calibración de corriente de oscuridad (DCCal) 33

2.2.3.5 Calibración de campo completo (FFCal) 34

2.2.4 Algoritmo de centrado 35

2.2.5 Necesidad de un catálogo 37

3	The OMC Input Catalogue	39
3.1	Scientific sources compiled pre-launch	40
3.1.1	γ -ray sources	40
3.1.1.1	Position error from the original catalogues and SIM-BAD	43
3.1.2	X-ray sources	44
3.1.3	Optical variable sources	47
3.1.3.1	Catalogues	47
3.1.3.2	Compilation process	49
3.2	Reference stars	54
3.2.1	Astrometric stars	54
3.2.1.1	Selection criteria	57
3.2.1.2	Selection from the Tycho-1 catalogue	59
3.2.1.3	Number of reference stars per pointing	59
3.2.2	Photometric stars	60
3.2.2.1	General selection criteria	62
3.2.2.2	Selection from the Hipparcos catalogue	62
3.2.2.3	Selection from the Tycho-1 catalogue	63
3.2.2.4	Faint reference stars	65
3.2.2.5	Number of reference stars per pointing	66
3.3	Catalogue updates	66
3.3.1	γ -ray sources	68
3.3.2	Optical sources	69
3.4	Global characteristics of the OMC Catalogue	70
3.4.1	Assigned priorities	70
3.4.2	Contents at present	72
4	El software de apuntado	75
4.1	Propósito	75
4.2	Parámetros de configuración	77
4.3	Secuencia de tomas	81
4.3.1	Tomas astrométricas	81
4.3.2	Tomas fotométricas	81
4.3.3	Tomas científicas	82
4.3.3.1	Modo ciencia normal	82

4.3.3.2	Modo ciencia de monitorización rápida	84
4.4	Sistema de referencia	85

II ANÁLISIS DE LOS DATOS

5	Recepción y procesamiento de los datos	91
5.1	Tipos de datos	92
5.1.1	Datos científicos	92
5.1.2	Datos de calibración de corriente de oscuridad	92
5.1.3	Datos de calibración de campo completo	94
5.1.4	Datos de funcionamiento del instrumento	95
5.2	Procesamiento de los datos	95
5.2.1	Pipeline de entrada	96
5.2.2	Pipeline de Science Window	96
5.2.3	Pipeline de los ficheros de revolución	97
5.2.4	Pipeline de análisis rápido	97
5.2.5	Pipeline de análisis estándar	99
5.2.6	Calibraciones interactivas	102
5.2.7	Monitorización del instrumento	102
5.2.8	Análisis científico interactivo	102
6	Calibración del instrumento OMC	105
6.1	Corriente de oscuridad y de polarización	105
6.2	Aplanamiento del campo	108
6.3	Calibración fotométrica	125
6.4	Desalineamiento	130
7	Análisis científico	141
7.1	Corrección de los datos	141
7.1.1	Determinación de la corriente de polarización	142
7.2	Fotometría de síntesis de abertura	143
7.2.1	Comprobaciones iniciales	143
7.2.2	Determinación del fondo de cielo	145
7.2.3	Determinación del centroide	146
7.2.4	Determinación de la PSF	150

7.2.4.1	Efecto de la temperatura	152
7.2.4.2	Inclinación del detector	154
7.2.5	Definición de las aberturas	157
7.3	Sistema de coordenadas global	159
7.3.1	Recentrado WCS	160

III ARCHIVOS Y CATÁLOGOS DE LA OMC

8	Archivos de datos de la OMC	165
8.1	Archivo NRT	166
8.2	Archivo CON	170
8.3	Base de datos y portal de acceso de la OMC	173
9	Catálogo final de la OMC	181
9.1	Contrapartidas ópticas de fuentes del 4º Catálogo IBIS/ISGRI	182
9.1.1	Datos ópticos de OMC	183
9.1.2	Luminosidades en rayos γ blandos y en la banda V	187
9.2	Primer catálogo de fuentes variables observadas con la OMC	191
9.2.1	Selección de las fuentes	191
9.2.2	Variabilidad y búsqueda de periodicidad	192
9.2.3	Contenido del catálogo	193

IV CONCLUSIONES Y BIBLIOGRAFÍA

10	Conclusiones	201
11	Bibliografía	205

V APÉNDICES

A	El equipo científico de la OMC	215
B	Formato del catálogo de entrada	217
B.1	OMC Main Catalogue	217
B.2	OMC Cross-identification Catalogue	222

C	Estadística de tipos de objetos del catálogo de entrada	227
D	Fichero de entrada del SW de apuntado	229
E	Fichero de salida del SW de apuntado	231
F	Paquete de IRAF o_cal_ff	239
F.1	cor_field	239
F.2	bad_pixels	246
F.3	flatfield	249
G	Scripts de mantenimiento del Archivo OMC	253
G.1	update_repository	253
G.2	update_nrt	254
G.3	update_revolution	256
G.4	rev_idx	257
G.5	omc_rev	258
G.6	update_ic	259
G.7	createObs	260
G.8	galacticBulgeMonitoring	262
G.9	createObsBulge	263
H	Imágenes y curvas de luz ópticas de fuentes IBIS	265

Índice de figuras

1.1	Opacidad de la atmósfera terrestre a distintas longitudes de onda. . .	3
2.1	Despiece del observatorio INTEGRAL.	18
2.2	Representación esquemática de los apuntados que forman cada uno de los dos patrones de observación de INTEGRAL.	22
2.3	Modelo de vuelo de la cámara OMC (antes de la instalación del aislamiento térmico MLI).	23
2.4	Vista esquemática de la cámara OMC, donde se muestran sus principales componentes.	26
2.5	Diseño mecánico del sistema óptico de la cámara OMC.	27
2.6	Representación gráfica de la ventana central y de las ocho siguientes que forman el primer ciclo de búsqueda en espiral.	37
3.1	Sky distribution of the 440 compiled γ -ray sources in galactic coordinates.	42
3.2	Distribution of error in position from the original catalogues, available for 313 sources.	44
3.3	Top to bottom: Sky distribution in galactic coordinates of the 18 806 X-ray sources from <i>ROSAT All Sky Bright Source Catalogue</i> (RASS-BSC) and 105 924 X-ray sources from <i>ROSAT All Sky Faint Source Catalogue</i> (RASS-FSC) contained in the OMC Input Catalogue. . . .	45
3.4	Top to bottom: sky distribution of the 81 489 galactic and extragalactic variable stars and sky distribution of the 24 960 AGNs, radio-galaxies, narrow emission line galaxies...	55

3.5	Apparent V Johnson magnitude distribution for the galactic and extragalactic variable stars (left panel) and for the extragalactic variable stars alone (right panel).	56
3.6	Apparent V Johnson magnitude distribution for the compilation of AGNs, HII galaxies, radio galaxies...	56
3.7	Percentage of pointings as a function of the number of astrometric reference stars inside a circle of radius $2^{\circ}26'$	61
3.8	Sky distribution of pointings with a given number of astrometric reference stars.	61
3.9	Photometric reference stars selected from HIPPARCOS: apparent V Johnson magnitude distribution (left pannel) and astrometric precision (right pannel).	63
3.10	Photometric reference stars selected from Tycho-1: apparent V Johnson magnitude distribution (left panel) and astrometric precision (right panel).	65
3.11	Percentage of pointings as a function of the number of photometric reference stars inside a circle of radius $2^{\circ}26'$	67
3.12	Sky distribution of pointings with a given number of photometric reference stars.	67
3.13	Simulation of the number of scientific sources in the OMC FoV downloaded in nominal operations, using the OMC Input Catalogue version 3.0 (top) and version 4.0 (bottom).	71
4.1	Diagrama de las interacciones entre las distintas instituciones que intervienen en el segmento tierra de INTEGRAL.	76
4.2	Mapa detallado de la distribución de los píxeles del CCD.	79
4.3	Representación esquemática de la alineación entre los sistemas de referencia del satélite (S), de la cámara OMC (U) y de su detector (CCD).	86
4.4	Alineación del sistema de referencia del CCD de la OMC respecto al del satélite (S) y al de la cámara OMC (U).	87

4.5	Definición del ángulo de posición de la cámara OMC (Θ) respecto al sistema de referencia del satélite (S) y del CCD de la OMC.	87
5.1	Esquema del procesamiento de datos de la OMC en el ISDC.	93
5.2	Subsistema de <i>Preparación de los datos científicos</i>	98
5.3	Subsistema de <i>Preparación de los datos de calibración</i>	98
5.4	<i>Script</i> para el análisis científico de un <i>Grupo de observación</i> formado por una o varias <i>Science Windows</i>	100
5.5	<i>Script</i> para el análisis científico de una única <i>Science Window</i>	100
5.6	<i>Script</i> para agrupar los resultados obtenidos en un <i>Grupo de observación</i>	100
5.7	<i>Script</i> para la corrección de los datos científicos.	101
5.8	<i>Script</i> para derivar los intervalos de tiempo aptos para ciencia (GTI).	101
5.9	<i>Script</i> para calcular los flujos y magnitudes de los objetos observados.	101
5.10	Aplicación para el <i>Análisis de la corriente de oscuridad</i>	103
5.11	Aplicación para realizar la calibración de <i>Aplanamiento del campo</i>	103
5.12	Aplicación para realizar la <i>Calibración fotométrica</i>	104
6.1	Corriente de oscuridad (en electrones por segundo y por píxel) medida en cada actividad de calibración.	106
6.2	Corriente de polarización (en electrones) calculada para la revolución número 0040.	107
6.3	Imágenes obtenidas en el modo FFCal con uno de los dos LED encendido. Panel izquierdo: LED 1 (derecho). Panel derecho: LED 2 (izquierdo).	109
6.4	Plano focal de la OMC. En el centro de la estructura se puede ver el detector CCD a través de la abertura cuadrada.	109
6.5	Versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo.	112
6.6	Residuos fotométricos en magnitudes en función de la distancia al centro del detector CCD. Se ha usado la versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo (OSA 2.0).	114

-
- 6.7 Residuos fotométricos en magnitudes en función de la distancia al centro del detector CCD. Se ha usado la versión 4 de las matrices de aplanamiento del campo (OSA 3.0 → OSA 5.1). 116
- 6.8 Imágenes obtenidas en las observaciones de la Tierra. 120
- 6.9 Matriz de aplanamiento del campo calculada con datos de calibración de la revolución 0409, versión 4 (panel superior) y con datos de la observación de la Tierra de las revoluciones 0401, 0404, 0405 y 0406 (panel inferior). 121
- 6.10 Patrón a mediana y gran escala calculado para la revolución 0618. . . 124
- 6.11 Aplicación `o_cal_photometric` diseñada para la calibración del punto cero fotométrico. 126
- 6.12 Resultado de la aplicación `o_cal_photometric` diseñada para la calibración del punto cero fotométrico, correspondiente al intervalo de revoluciones 0588→0599. 127
- 6.13 Panel superior: evolución del punto cero fotométrico (CALZERO) obtenido en la versión 5 de calibración. Panel inferior: evolución del estadístico χ^2 reducido calculado durante el ajuste del punto cero fotométrico para las versiones de calibración 4 (OSA 5.1) y 5 (OSA 6.0 y siguientes). 128
- 6.14 Media de la desviación estándar de las 50 estrellas de referencia fotométrica más observadas en cada intervalo de calibración. 130
- 6.15 Distribución de diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real para todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170, usando la matriz de desalineamiento de OSA 4.0. 135
- 6.16 Diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real en función de las dos coordenadas CCD (X_TAR, Y_TAR). Se han usado todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170 y la matriz de desalineamiento de OSA 4.0. 136
- 6.17 Distribución de diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real para todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170, usando la nueva matriz de desalineamiento (OSA 5.0). 138

6.18	Diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real en función de las dos coordenadas CCD (X_TAR, Y_TAR). Se han usado todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170 y la nueva matriz de desalineamiento (OSA 5.0).	139
6.19	Diferencia de apuntado calculada en píxeles sobre el detector OMC entre los telescopios de guiado y el dado por la astrometría de la OMC. Se presentan, también, la temperatura de las lentes y el ángulo entre el eje de apuntado y el vector solar.	140
7.1	Ejemplo de dos fuentes saturadas en sus cajas de 11×11 píxeles. La escala de colores representa la intensidad de cada píxel en niveles digitales (DN).	145
7.2	Comparación del fondo de cielo, calculado para dos estrellas de referencia fotométrica, usando OSA 4.0 y OSA 5.0.	147
7.3	Suma del cuadrado de los residuos obtenidos para una muestra de 4 estrellas de referencia fotométrica. El mínimo de cada curva representa el mejor centroide de cada estrella	149
7.4	Suma del cuadrado de los residuos obtenidos para una muestra de 4 estrellas de referencia fotométrica. El mínimo de cada curva representa el mejor valor, en píxeles, de la FWHM de la PSF de cada estrella.	151
7.5	Representación de varios parámetros (PSF, temperaturas y centroides) en función del tiempo.	152
7.6	Temperaturas medidas a bordo en grados Celsius (izquierda), y FWHM de la PSF calculada en píxeles (derecha) en función del tiempo en días (IJD).	153
7.7	Panel superior: correlación entre la PSF calculada y la posición en el detector. Panel inferior: histograma de las PSF, y correlación entre la PSF y la suma de las dos coordenadas X+Y que determinan la posición en el detector.	155
7.8	Correlación entre la PSF calculada y la posición de la estrella en el eje X del detector, respecto al centro del píxel.	156

7.9	Curva de luz de Cyg X-1. Gráfico superior: abertura cuadrada de 3×3 píxeles (OSA 4.0). Gráfico inferior: abertura circularizada de 3×3 y píxeles parciales (OSA 5.0). Se muestra también la ventana del detector correspondiente a Cyg X-1.	158
8.1	Estructura del repositorio de datos del ISDC.	167
8.2	Formulario de búsqueda del portal de acceso al Archivo OMC.	176
8.3	Página de resultados devuelta por el formulario de búsqueda mostrado en la figura 8.2.	177
8.4	Ventana de previsualización de la curva de luz asociada a la fuente CY Cas.	178
8.5	Ventana de identificadores asociados a la estrella RY Cas.	179
9.1	Galaxia Seyfert NGC 6240 / IOMC 0389000014.	185
9.2	Galaxia Seyfert NGC 4388 / IOMC 0880000012.	185
9.3	Binaria de rayos X masiva 4U 1954+31 / IOMC 2673000077.	185
9.4	Binaria de rayos X masiva 1A 0535+262 / IOMC 1869000044.	186
9.5	Binaria de rayos X poco masiva Sco X-1 / IOMC 6202000011.	186
9.6	Variable cataclísmica SS Cyg / IOMC 3196000059 clasificada como nova enana.	186
9.7	Luminosidad en rayos X duros L_X frente a luminosidad en la banda V de Johnson L_V	187
9.8	Histogramas de α_{OX} para distintos tipos de objetos.	189
9.9	Descripción del método desarrollado para calcular el período.	193
9.10	Histograma de los períodos obtenidos.	194
9.11	IOMC 0490000066 (V417 Aql). Izquierda: Curva de luz plegada con el período de la literatura. Derecha: Curva plegada con el período obtenido en este trabajo.	195
9.12	IOMC 4013000048 (RY Cas). Estrella pulsante clasificada como ceifeida clásica (tipo δ Cephei).	196
9.13	IOMC 0289000018 (BM Vir). Estrella pulsante de tipo RR Lyrae.	196

9.14 IOMC 0417000049 (V567 Oph). Estrella pulsante clasificada como δ Scuti.	197
9.15 IOMC 0100000029 (FN Ori). Estrella pulsante de tipo Mira (o Ceti).	197
9.16 IOMC 2673000059 (GG Cyg). Binaria eclipsante de tipo Algol (β Persei).	198
9.17 IOMC 0490000066 (V417 Aql). Binaria eclipsante de tipo W Ursae Majoris.	198

Índice de tablas

1.1	Evolución del número de fuentes de rayos X conocidas a lo largo de la historia.	8
2.1	Carga útil de INTEGRAL. Parámetros relevantes.	20
2.2	Parámetros científicos relevantes de la OMC. Valores medidos en órbita	28
3.1	Number of γ -ray sources with a specified error from SIMBAD, available for 312 sources.	43
3.2	Percentage of pointings in the All Sky and Galactic Plane Survey (GPS) with n astrometric reference stars.	60
6.1	Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida antes del lanzamiento.	131
6.2	Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida durante la fase de verificación. Utilizada en OSA 4.0 y anteriores.	133
6.3	Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida en marzo de 2005. Utilizada en OSA 5.0 y posteriores.	137
8.1	Estadística de accesos al Archivo OMC a través del portal Web desde febrero de 2005 hasta junio de 2011.	175
8.2	Estadística de las fuentes observadas por la OMC con contrapartida óptica en SIMBAD (junio de 2011).	180

- 9.1 Flujo en la banda de energía 20 – 100 keV, mediana de las magnitudes V , media de las estimaciones del error $\langle\sigma_V\rangle$, índice de variabilidad $\text{RMS}/\langle\sigma_V\rangle$, luminosidad en la banda de energía 20 – 100 keV, luminosidad en la banda V de Johnson e índice α_{OX} 191

Lista de acrónimos

ADC	<i>Analog to Digital Converter.</i> Convertidor de analógico a digital.
ADU	<i>Analog to Digital Units.</i> Cuentas digitales.
AGN	<i>Active Galaxy Nuclei.</i> Núcleo activo de galaxia.
A TEL	<i>The Astronomer's Telegram.</i>
CAB	Centro de Astrobiología.
CCD	<i>Charge Coupled Device.</i> Dispositivo de carga acoplada.
CCDM	<i>Components of Double and Multiple Stars.</i>
CDS	<i>Centre de Données astronomiques de Strasbourg.</i>
CSIC	Consejo Superior de Investigaciones Científicas.
CTE	<i>Charge Transfer Efficiency.</i> Eficiencia de transferencia de carga.
DCCal	<i>Dark Current Calibration.</i> Calibración de corriente de oscuridad.
DN	<i>Digital Number.</i> Nivel digital.
DOL	<i>Data Object Locator.</i> Ruta de acceso a un objeto.
DPE	<i>Data Processing Electronics.</i> Electrónica de procesamiento de datos.
FFCal	<i>Full Field Calibration.</i> Calibración de campo completo.
FITS	<i>Flexible Image Transport System.</i>
FOBT	<i>Full On-Board Time.</i> Tiempos de a bordo con precisión máxima.
FoV	<i>Field of View.</i> Campo de visión.
FWHM	<i>Full Width at Half Maximum.</i> Anchura a media altura.
GCN	<i>The Gamma-ray Coordinates Network.</i>
GCVS	<i>General Catalogue of Variable Stars.</i>
GRB	<i>Gamma Ray Burst.</i> Estallido de rayos gamma.
GTI	<i>Good Time Interval.</i> Intervalo de tiempo apto para ciencia.
HEC	<i>High Energy Catalog / INTEGRAL Reference Catalogue.</i>

HMXB	<i>High Mass X-Ray Binary</i> . Binaria de rayos X masiva.
IAUC	<i>International Astronomical Union Circulars</i> .
IBIS	<i>Imager on Board the INTEGRAL Satellite</i> .
IJD	<i>INTEGRAL Julian Date</i> . Fecha juliana propia de INTEGRAL, con origen el 1 de enero de 2000.
INTA	Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial.
INTEGRAL	<i>INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory</i> .
IOSM	<i>Interactive Operation Status Monitoring</i> .
ISDC	<i>INTEGRAL Science Data Centre</i> .
ISGRI	<i>INTEGRAL Soft Gamma-Ray Imager</i> .
ISOC	<i>INTEGRAL Science Operation Centre</i> .
JEM-X	<i>Joint European X-ray Monitor</i> .
LED	<i>Light Emitting Diode</i> . Diodo emisor de luz.
LMXB	<i>Low Mass X-Ray Binary</i> . Binaria de rayos X poco masiva.
MOC	<i>Mission Operations Centre</i> .
NED	<i>NASA/IPAC Extragalactic Database</i> .
NRT	<i>Near Real Time</i> . Casi tiempo real.
NSV	<i>The New Catalogue of Suspected Variable Stars</i> .
OBDH	<i>On Board Data Handling</i> . Unidad de gestión de datos de a bordo.
OG	<i>Observation Group</i> . Grupo de observación.
OMC	<i>Optical Monitoring Camera</i> .
OSA	<i>Off-line Scientific Analysis</i> . Análisis científico interactivo.
PDM	<i>Phase Dispersion Minimization</i> . Minimización de la dispersión en fase.
PSF	<i>Point Spread Function</i> . Perfil de una fuente puntual.
RASS	<i>ROSAT All-Sky Survey</i> .
RASS-BSC	<i>ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue</i> .
RASS-FSC	<i>ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalogue</i> .
ROE	<i>Read Out Electronics</i> . Electrónica de lectura.
SCW	<i>Science Window</i> .
SPI	<i>SPectrometer on INTEGRAL</i> .
STR	<i>Star Trackers</i> . Telescopios de guiado estelar.
SVO	<i>Spanish Virtual Observatory</i> . Observatorio Virtual Español.
WCS	<i>World Coordinate System</i> . Sistema de coordenadas global.

Capítulo 1

Introducción

El trabajo que presentamos en esta memoria tiene como finalidad la operación, calibración y análisis de datos ópticos del instrumento OMC (*Optical Monitoring Camera*) a bordo del satélite INTEGRAL (*INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*). Nuestros principales objetivos son:

- Definición de un algoritmo de centrado que permita determinar a bordo, y en tiempo real, el apuntado de la OMC con una precisión comparable al tamaño de su píxel.
- Compilación de un catálogo de entrada para las operaciones del instrumento.
- Definición y mantenimiento del software de apuntado encargado de crear los telecomandos de la OMC.
- Definición de la estrategia de calibración, tanto desde el punto de vista de operaciones como de procesamiento de datos.
- Desarrollo y mantenimiento de los paquetes de software necesarios para realizar la calibración del instrumento:
 - Corriente de oscuridad y de polarización.
 - Aplanamiento del campo.
 - Calibración fotométrica.
 - Desalineamiento del instrumento.

- Diseño, implementación parcial y mantenimiento de la *pipeline* oficial para el análisis de los datos científicos de la OMC.
- Mantenimiento del Archivo OMC residente en el CAB.
 - Desarrollo de las herramientas necesarias para la sincronización de los datos brutos con el Archivo principal de la misión INTEGRAL.
 - Procesamiento de los datos científicos para generar las curvas de luz.
 - Distribución de los datos OMC a la comunidad científica a través de la Web
- Análisis científico de las contrapartidas OMC de objetos de altas energías.

Puesto que INTEGRAL es un satélite dedicado a la observación de fuentes de altas energías, creemos oportuno realizar una breve introducción histórica de cómo ha evolucionado este campo, la astronomía de altas energías desde el espacio. Por otro lado, el instrumento OMC trabaja en el rango óptico, y uno de sus objetivos es el estudio de fuentes variables. En la sección 1.2 describimos brevemente los principales tipos de esta clase de fuentes, lo que nos permitirá poner en contexto los resultados que presentaremos en los últimos capítulos de la tesis. Terminaremos esta introducción con unas líneas describiendo la estructura de esta memoria.

1.1 Historia de la astronomía de altas energías desde el espacio

En 1895 el científico alemán Wilhelm Conrad Röntgen descubrió los rayos X, hecho por el que en 1901 le fue concedido el primer Premio Nobel otorgado en Física. Puesto que la atmósfera terrestre evita que los rayos X alcancen el suelo (figura 1.1), el descubrimiento de W. C. Röntgen no tuvo ninguna consecuencia en la astronomía observacional hasta unos 50 años después, cuando se desarrollaron los primeros cohetes que hicieron posible alcanzar alturas suficientes sobre la superficie terrestre: ahí comenzó la astrofísica de altas energías.

Durante mucho tiempo no se tuvo claro a qué altura la radiación UV y de rayos X era absorbida por la atmósfera. Los globos estratosféricos no alcanzaban alturas suficientes para extender, de forma significativa, el espectro solar hacia longitudes

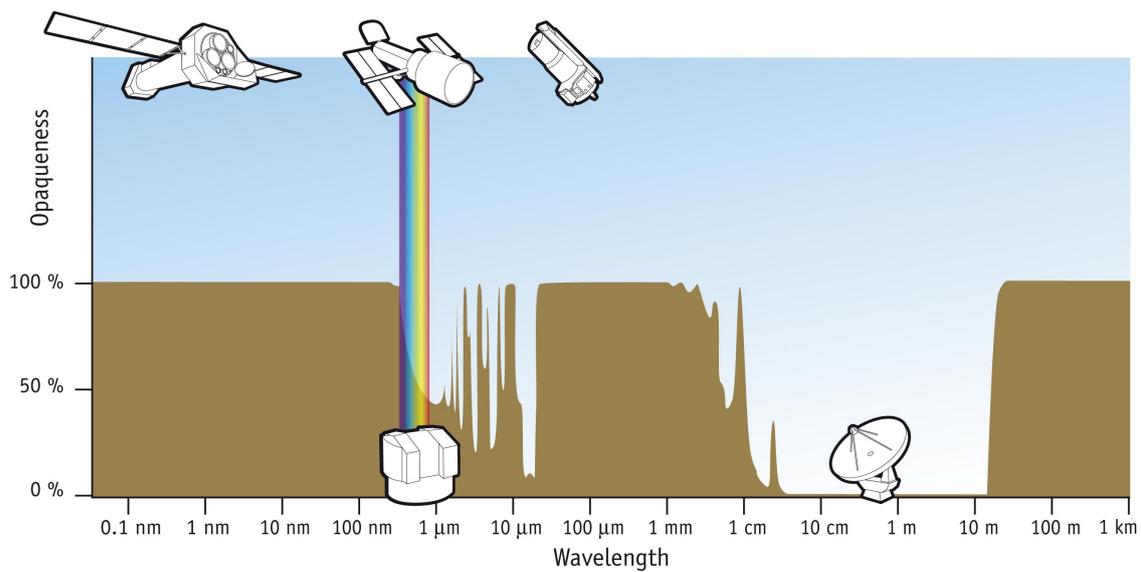


Figura 1.1: Opacidad de la atmósfera terrestre a distintas longitudes de onda. Los rayos X empiezan en ~ 0.01 nm y se extienden en el espectro electromagnético hasta ~ 10 nm, rango en el que la atmósfera es completamente opaca. Cortesía de NASA/ESA.

de onda más cortas. El primer espectro del Sol que llegó a los 230 nm se obtuvo el 10 de octubre de 1946, gracias a un experimento que voló en un cohete alemán A-4 de los requisados tras la guerra mundial (también conocido como V-2), y que alcanzó los 88 km de altitud. Este y otros muchos experimentos que le siguieron a bordo de cohetes A-4, fueron diseñados por el *US Naval Research Laboratory* (NRL) bajo el liderazgo de Richard Tousey, y consiguieron extender el espectro solar hasta los 200 nm.

La primera detección de rayos X solares fue realizada por Burnight el 5 de agosto de 1948 (Keller 1995). El detector, lanzado a bordo de un cohete A-4, consistía en una placa fotográfica situada detrás de un filtro de berilio que permitía pasar sólo la radiación de longitud de onda inferior a 0.4 nm, es decir, rayos X. Este experimento registró un inesperado nivel de intensidad que fue atribuido a rayos X procedentes del Sol (Burnight 1949).

Poco más de un año después, un experimento lanzado en otro A-4, pero cuyo detector ya se basaba en un contador de fotones sensible sólo a radiación de longitud de onda inferior a 1 nm (rayos X), detectó una clara señal. Gracias a la rotación del cohete mientras este ascendía, la señal detectada presentaba una modulación cada vez que el Sol entraba en su campo de visión, confirmando que los rayos X procedían

de nuestra estrella (Friedman et al. 1951). Este grupo, liderado por Herbert Friedman, consiguió registrar rayos X solares usando contadores Geiger, y establecer la variabilidad de la emisión durante un período de 11 años. Sin embargo no pudieron descubrir rayos X procedentes de las estrellas.

En junio de 1962 un grupo liderado por Riccardo Giacconi lanzó un nuevo experimento a bordo de un cohete Aerobee, cuya finalidad era la detección de rayos X reflejados en la Luna procedentes del Sol (fluorescencia). La gran sorpresa fue el descubrimiento, completamente inesperado, de la primera fuente de rayos X extrasolar, Sco X-1, y la radiación isotrópica del fondo de rayos X (Giacconi et al. 1962). Este descubrimiento iba a revolucionar la astronomía de rayos X. Habían descubierto una fuente celeste con una luminosidad en rayos X 1000 veces mayor que la emitida por el Sol en todas las longitudes de onda. Esto implicaba un nuevo tipo de sistema estelar y un nuevo proceso de emisión de rayos X. La radiación de fondo de rayos X fue también muy interesante por la información cosmológica que se podría inferir de ella (Giacconi 2009). Por este y otros trabajos pioneros en la astronomía de rayos X, Riccardo Giacconi recibió el Premio Nobel de Física en el año 2002.

Un poco antes del descubrimiento de la primera fuente de rayos X extrasolar, el 18 de septiembre de 1959, se lanzó el que podríamos considerar como el primer satélite con capacidad de detección de rayos X, el *US Vanguard 3*. Uno de los objetivos de este satélite era la detección de rayos X solares. Desafortunadamente, la radiación de los recién descubiertos cinturones de Van Allen saturó los detectores impidiendo la obtención de datos de rayos X útiles. Al *Vanguard 3* le siguió el satélite *US Explorer 7* que corrió la misma suerte (Friedman 1960). Sin embargo, un par de años más tarde, en 1961, el *Explorer 11*, además de fulguraciones solares y radiación de los cinturones de Van Allen, detectó 22 eventos de rayos γ procedentes de direcciones aleatorias del universo. Se iniciaba así el campo de la astronomía de rayos γ desde el espacio.

La primera misión espacial dedicada enteramente a la astronomía de rayos X llegó con el lanzamiento, en 1970, del satélite *Uhuru* (SAS-1). Observaciones de las Nubes de Magallanes realizadas con este observatorio permitieron detectar emisión difusa, así como también tres fuentes discretas en la Gran Nube de Magallanes (extendiendo las observaciones anteriores con cohetes, que habían detectado sólo dos), y una fuente muy variable en la Pequeña Nube de Magallanes. Esta última fuente, SMC X-1, presentaba variaciones en escalas de tiempo de horas, lo cual

implicaba un tamaño no mayor que el sistema solar. Era la primera detección de una fuente de rayos X de dimensiones estelares en una galaxia externa (Leong et al. 1971).

En el campo de la astronomía de rayos γ también se produjo un gran salto gracias a las observaciones de los satélites SAS-2 (1972-1973) y COS-B (1975-1982). Estos dos satélites proporcionaron una visión distinta del universo de rayos γ , a veces descrito como el universo violento, debido a que los procesos que producen rayos γ en el espacio tienden a desplegar enormes cantidades de energía. Confirmaron el descubrimiento anterior del fondo de rayos γ , produjeron el primer mapa detallado del cielo en longitudes de onda de rayos γ , y detectaron un buen número de fuentes puntuales. Sin embargo, la resolución espacial de estos instrumentos todavía era insuficiente para identificar la mayoría de esas fuentes con objetos en el rango visible.

A finales de los 70 se lanzaron los observatorios HEAO 1 y HEAO 2, este último renombrado posteriormente como *Einstein*. El observatorio *Einstein* se convertiría en uno de los satélites de rayos X científicamente más productivos de la historia hasta entonces.

En los años 80 surgieron misiones de rayos X más sofisticadas como el satélite europeo EXOSAT, lanzado en 1983, o el japonés *Ginga*, conocido como ASTRO-C previamente a su lanzamiento en 1987. En 1989 se lanzó el observatorio astrofísico internacional GRANAT, una misión liderada por la disuelta Unión Soviética con colaboración de Francia, Dinamarca y Bulgaria. Con siete instrumentos a bordo, GRANAT fue diseñado para observar el universo en el rango de energías desde rayos X a rayos γ . Entre sus instrumentos se encontraban SIGMA, un telescopio de rayos X duros basado en la técnica de las máscaras codificadas, PHEBUS, un instrumento dedicado al estudio de los estallidos de rayos γ (GRB, en sus siglas en inglés) y fuentes transitorias, y WATCH, un monitor de cielo completo cuya misión era alertar a los otros instrumentos de nuevas fuentes interesantes de rayos X.

En los años 90 vieron la luz los ya considerados auténticos observatorios orbitales. En el campo de los rayos X no podemos dejar de nombrar el satélite ROSAT, fruto de una colaboración entre Alemania, Gran Bretaña y Estados Unidos. Esta misión, lanzada en 1990, se dividía en dos fases. Una primera en la que se dedicó a observar todo el cielo sistemáticamente, detectando más de 100 000 fuentes discretas de rayos X, y una segunda dedicada a observaciones más profundas de determinadas posiciones del cielo. Otros satélites como el *Advanced Satellite for Cosmology*

and Astrophysics (ASCA), y el *Rossi X-ray Timing Explorer* (RXTE), este último todavía operativo, han proporcionado una gran contribución científica en este rango de energías.

En el campo de los rayos γ el *Compton Gamma-ray Observatory* (CGRO), puesto en órbita en 1991 a bordo de la lanzadera Atlantis, mejoró notoriamente la resolución espacial y temporal de sus predecesores, gracias a sus cuatro instrumentos principales. El satélite CGRO proporcionó a la comunidad astronómica una gran cantidad de datos, que ayudaron a comprender mejor los procesos de altas energías que tienen lugar en el universo.

Por su parte, el satélite BeppoSAX jugó un papel crucial en el campo de los GRB. Lanzado en 1996, pronto identificó la contrapartida en rayos X de un GRB. En realidad, se trataba de la primera contrapartida de un GRB en una longitud de onda diferente a la de los rayos γ . Este hecho abrió el camino hacia una determinación más precisa de sus posiciones y la observación del posterior desvanecimiento óptico que caracteriza a estos objetos.

La década de los 90 terminó con el lanzamiento, en 1999, de dos de los observatorios de rayos X más extraordinarios jamás construidos, *Chandra* y XMM-Newton, ambos todavía operativos. El observatorio de la NASA, *Chandra*, está optimizado para realizar observaciones en rayos X de una gran resolución espacial. Tiene también la capacidad de realizar espectros de alta resolución. El observatorio de la ESA, XMM-Newton, tiene una sensibilidad espectral sin precedentes, gracias a su gran área colectora de 4650 cm^2 , que le permite observar fuentes de rayos X extremadamente débiles. Para ampliar aún más los campos de investigación, XMM-Newton dispone de un monitor óptico que le permite estudiar, simultáneamente, las propiedades ópticas/UV de las fuentes observadas.

Con el comienzo del siglo XXI llegó el turno a las grandes misiones de rayos γ , añadiéndose a las de rayos X, ya operativas, para cubrir el campo de las altas energías. En octubre de 2002 fue lanzado INTEGRAL, el observatorio de rayos γ de baja energía más sensible jamás puesto en órbita. Gracias a sus cuatro instrumentos, tiene capacidad para realizar imágenes y espectroscopía en rayos γ , y monitorizar simultáneamente las fuentes de altas energías en los rangos de rayos X y óptico. De él hablaremos con más detalle en el capítulo 2.

Dos años más tarde, en 2004, se lanzaba el *Swift Gamma-Ray Burst Explorer*. *Swift* es un observatorio espacial con tres instrumentos a bordo, cuyo objetivo es el estudio de los GRB. Tiene la habilidad única de re-apuntar sus tres instrumentos, UV/óptico, rayos X y rayos γ , a la posición de un nuevo GRB tras su ocurrencia, en sólo alrededor de 1 minuto.

Poco después, tras el lanzamiento fallido en el año 2000 del satélite japonés de rayos X ASTRO-E, en 2005 se lanzaba su reemplazo, el ASTRO-EII, que sería rebautizado posteriormente como *Suzaku*. Este observatorio presenta una gran resolución espectral y la capacidad de realizar observaciones en un amplio rango de energías, desde rayos X blandos a rayos γ . Desafortunadamente, pocos días después del lanzamiento, una serie de problemas con el sistema de vacío causó la pérdida del helio líquido, quedando inutilizado el instrumento principal del satélite, el espectrómetro XRS. A pesar de estas complicaciones, los otros dos instrumentos secundarios no se vieron afectados y siguen realizando sus observaciones.

El último de los grandes observatorios de rayos γ puesto en órbita hasta el momento es *Fermi*. Lanzado en 2008, *Fermi* puede ser considerado como el sucesor del CGRO. Incluye dos instrumentos científicos, el *Large Area Telescope* (LAT) y el *Gamma-ray Burst Monitor* (GBM). El LAT tiene la capacidad de realizar imágenes de gran campo ($\sim 20\%$ del cielo) en rayos γ , mientras que el GBM puede detectar los GRB en cualquier zona del cielo no ocultada por la Tierra.

En esta pequeña introducción histórica hemos intentado dar una visión general de cómo ha ido avanzando la astronomía de altas energías desde el espacio, haciendo especial hincapié en la instrumentación y observatorios espaciales que se han ideado para conseguir tal propósito. Sin dudar demasiado, podríamos calificar el momento actual como la edad de oro de la astrofísica de altas energías.

Para finalizar esta sección, en la tabla 1.1 resumimos cómo ha variado el número de fuentes de rayos X conocidas a lo largo de la historia. Tras el descubrimiento en 1962 de la primera fuente de rayos X extrasolar, en el año 2000 ya se conocían alrededor de 220 000 fuentes de rayos X, la gran mayoría descubiertas por el satélite ROSAT. Más recientemente *Chandra* y XMM-Newton han incrementado el número de fuentes en más de un factor 3.

Tabla 1.1: Evolución del número de fuentes de rayos X conocidas a lo largo de la historia.

Año	N.º de fuentes de rayos X conocidas	Comentarios
1960	1	El Sol desde 1948.
1962	2	El Sol + Sco X-1. Experimentos a bordo de cohetes.
1965	10	Experimentos a bordo de cohetes.
1970	60	Experimentos a bordo de cohetes y globos estratosféricos.
1974	160	3 ^{er} Catálogo de fuentes <i>Uhuru</i> .
1980	680	Catálogo de Ammuel et al. (1982) .
1984	840	Catálogo de fuentes HEAO A-1.
1990	8000	Catálogos de fuentes <i>Einstein</i> y EXOSAT.
2000	220 000	Catálogos de fuentes ROSAT.
2010	780 000	Todas las anteriores + fuentes detectas por <i>Chandra</i> y XMM-Newton.

1.2 Las fuentes variables

Uno de los principales objetivos del proyecto OMC es la monitorización y análisis de todo tipo de fuentes variables. En las siguientes páginas vamos a realizar una pequeña introducción a estas fuentes. En particular, nos centraremos en aquellas que tienen un mayor interés científico para el proyecto OMC.

Las fuentes variables observables con la OMC pueden ser galaxias externas o estrellas de nuestra propia galaxia. Entre las primeras, los núcleos activos de galaxias (AGN, en sus siglas en inglés) tienen un especial interés científico para el proyecto OMC. Entre las segundas hay varios tipos de estrellas variables, que presentan unas características óptimas para ser observadas con la OMC.

Núcleos activos de galaxias

Un AGN es una región compacta en el centro de una galaxia, que tiene una luminosidad mayor de lo normal en al menos alguna parte y posiblemente en todo el

espectro electromagnético. Este exceso de emisión ha sido observado en longitudes de onda de radio, infrarrojo, óptico, ultravioleta, rayos X y rayos γ . Las galaxias que albergan un AGN son llamadas galaxias activas.

El modelo teórico más aceptado unifica distintos tipos de objetos, tales como galaxias Seyfert, cuásares y blázares. Estos aparentan ser diferentes simplemente debido a su distinta orientación respecto al observador. Según el modelo unificado, la energía se genera por materia (gas y polvo) que cae a un agujero negro supermasivo, de entre 10^6 y 10^9 masas solares.

La mayoría de estos objetos varían de luminosidad en escalas de tiempo diversas, desde años a meses, semanas, días u horas. Esta evidencia permite poner un límite superior al tamaño de la región emisora de la radiación, ya que un objeto no puede cambiar su luminosidad más rápido que el tiempo que tarda la luz en viajar desde un extremo al otro de la región emisora.

Estrellas variables

Las estrellas variables se suelen separar en intrínsecas y extrínsecas, dependiendo de cuales son las causas de las variaciones observadas. Las variables intrínsecas están formadas por estrellas en las que la variabilidad es consecuencia de cambios reales en las propiedades físicas de las propias estrellas. Esta categoría se suele dividir en tres grupos: variables pulsantes, eruptivas y cataclísmicas. Por el contrario, en las variables extrínsecas, el origen de su variabilidad reside en propiedades como la rotación o los eclipses. Estas variables también se suelen dividir en dos grupos: binarias eclipsantes y variables rotantes. A continuación vamos a describir brevemente algunos de los tipos de variables más comunes que forman parte de cada uno de estos grupos.

Pulsantes

Las variables pulsantes son estrellas que presentan expansiones y contracciones periódicas de sus capas superficiales. Las pulsaciones pueden ser radiales o no radiales. Una estrella que pulsa de forma radial se mantiene esférica. Sin embargo, si las pulsaciones no son radiales, la forma de la estrella se desvía periódicamente de la esfera,

e incluso zonas vecinas en su superficie pueden llegar a presentar fases de pulsación distintas. El período de pulsación corresponde a una frecuencia fundamental propia de la estrella. Puesto que otras frecuencias también son posibles, la variación del brillo observada debe ser entendida como una superposición de todos estos modos posibles de vibración.

Las variables pulsantes de tipo Mira deben su nombre a la estrella Mira (*o* Ceti). Se caracterizan por un color rojo intenso, un período en el rango entre 80 y 1000 días y una amplitud entre 2.5 y 11 mag en V . Son gigantes rojas en estados muy avanzados de su evolución estelar, situadas en la rama asintótica de las gigantes en un diagrama de Hertzsprung-Russell, que en el transcurso de unos millones de años expulsarán sus capas exteriores creando una nebulosa planetaria, quedando el núcleo remanente como una enana blanca.

Las variables cefeidas clásicas, cuyo prototipo es la estrella δ Cephei, son supergigantes de población I y de tipo espectral F–K. Presentan pulsaciones con períodos muy regulares del orden de días a meses, y amplitudes de hasta 2 mag en V . La forma de la curva de luz es regular, caracterizada por una rápida subida del brillo y una caída más lenta. El período de las cefeidas está estrechamente relacionado con su magnitud absoluta, por lo que tienen un papel importante como candelas estándares en la determinación de distancias a estrellas y galaxias cercanas.

Las variables cefeidas de tipo II, históricamente llamadas W Virginis por su estrella prototipo, presentan las mismas características que las cefeidas clásicas. Sin embargo, las cefeidas de tipo II son estrellas viejas de población II. Para un mismo período, estas variables son ~ 1.5 magnitudes más débiles que las cefeidas clásicas. La confusión entre estos dos tipos de variables condujo, inicialmente, a errores en la determinación de distancias usando las cefeidas como candelas estándares.

Las variables pulsantes de tipo RR Lyrae, tradicionalmente también conocidas como cefeidas de corto período, son mucho más comunes que las cefeidas, pero también mucho menos luminosas. Son estrellas viejas de población II y tipo espectral A–F. Sus períodos son más cortos, típicamente inferiores a 1 día. La magnitud absoluta media de las RR Lyrae es ~ 0.6 mag. La relación entre el período de pulsación y la magnitud absoluta las convierte también en buenas candelas estándares para objetos relativamente cercanos. En particular, han sido ampliamente usadas en estudios de cúmulos globulares.

Eruptivas

Las variables eruptivas son estrellas cuyo cambio de brillo se debe a procesos violentos y erupciones que tienen lugar en sus cromosferas y coronas. Estos cambios de brillo suelen venir acompañados por algún evento singular en la superficie, como llamaradas o fulguraciones, o por eyección de materia en forma de vientos estelares de intensidad variable, y/o por interacción con el medio interestelar que le rodea.

Las variables eruptivas de tipo FU Orionis son estrellas presecuencia principal, que muestran un cambio muy acusado de magnitud y tipo espectral. La erupción tiene lugar a lo largo de varios meses, pero puede ser mucho más larga, aumentando el brillo en ~ 6 mag. Tras alcanzar el máximo de luminosidad, mantienen su brillo durante largos períodos de tiempo, del orden de décadas, o inician una lenta disminución del brillo de 1–2 mag. El modelo actual asocia las llamaradas de las estrellas FU Orionis a una abrupta transferencia de masa desde un disco de acrecimiento a una estrella joven T Tauri de baja masa.

Las estrellas fulgurantes, también conocidas como estrellas UV Ceti, son estrellas muy débiles de la secuencia principal, que despiden llamaradas regularmente. Mayoritariamente, están localizadas en cúmulos y asociaciones de estrellas jóvenes. Incrementan su brillo hasta 6 magnitudes en sólo unos pocos segundos, y vuelven a alcanzar su brillo normal en media hora o menos. Se cree que estas fulguraciones son debidas a la reconexión magnética de las líneas de campo en sus atmósferas, de forma análoga a como sucede en las erupciones solares.

Las variables del tipo R Coronae Borealis, aunque están clasificadas como eruptivas, no experimentan incrementos periódicos de brillo. En su lugar, invierten la mayor parte del tiempo en su fase de brillo máximo. A intervalos irregulares, caen de repente del orden de 1 a 9 magnitudes, recuperándose lentamente hasta su brillo máximo en un espacio que abarca de meses a años. Se cree que esta variación está causada por episodios de formación de polvo en la atmósfera de la estrella.

Cataclísmicas

Una estrella variable cataclísmica es un tipo de estrella variable que experimenta súbitos y espectaculares cambios en su brillo, para volver posteriormente a su estado de reposo. El origen de estos cambios de brillo son explosiones causadas por procesos

termonucleares en sus capas superficiales, como ocurre en las novas, o más en su interior llevando a la ignición y destrucción completa de la estrella, como en las supernovas.

Todos los tipos de novas, clásicas, recurrentes o enanas, alcanzan su máximo en uno o dos días, aumentando su brillo en 7–19 magnitudes en V . El regreso a su estado de reposo es gradual y puede durar meses, años o décadas. En las novas recurrentes, la subida del brillo es inferior a 10 mag, y en las novas enanas de 2 a 6 mag. Ambos tipos presentan explosiones recurrentes. El tiempo de recurrencia es de unas pocas décadas para las novas recurrentes, y de 20 a 600 días para las novas enanas. El intervalo depende de la potencia de la explosión, cuanto mayor sea esta, más largo será el intervalo. Es posible que las novas clásicas también sean recurrentes, pero el intervalo entre explosiones sería de miles o millones de años.

Eclipsantes

Las variables eclipsantes son sistemas binarios (o múltiples), en los cuales las componentes pasan periódicamente una delante de la otra. Cuando el plano orbital del sistema coincide con la línea de visión desde la Tierra, una estrella puede eclipsar a la otra, causando una reducción del brillo total.

Las variables eclipsantes suelen subdividirse en función de la forma de la curva de luz combinada, aunque a veces también se establecen otras subdivisiones en función de las características físicas y evolutivas de sus componentes. La clasificación basada en la forma de la curva de luz es simple, tradicional y convence a los observadores. Las otras clasificaciones tienen en cuenta las posiciones de las componentes del sistema en el diagrama HR (M_V , $B - V$), y el grado de relleno de lóbulo de Roche.

La binaria eclipsante más famosa es Algol (β Persei) la cual, además, da nombre a uno de los tipos en que se subdividen las eclipsantes. Estas variables presentan uno o dos mínimos en sus curvas de luz, separados por intervalos de brillo prácticamente constante.

Otros tipos de eclipsantes muy comunes son también las β Lyrae y las W Ursae Majoris. Las variables de tipo β Lyrae son sistemas binarios cuyas componentes están muy próximas una de la otra, y su configuración está fuertemente distorsionada por las fuerzas gravitatorias que se ejercen entre sí. Estas estrellas tienen forma elipsoidal

y hay flujos importantes de masa de una componente a la otra. Sus curvas de luz son completamente suaves. Tanto es así, que es imposible determinar con exactitud donde empiezan y terminan los eclipses. Estas características se vuelven aún más extremas en las variables de tipo W Ursae Majoris. Sus componentes están tan cercanas una de la otra, que prácticamente están en contacto. Las variables de este último tipo presentan períodos inferiores a un día, y los dos mínimos de la curva de luz suelen ser idénticos.

Rotantes

Las variables rotantes tienen la particularidad de presentar brillos superficiales no uniformes y/o componentes elipsoidales. El origen de la variabilidad reside en la rotación axial respecto al observador. La no uniformidad de la distribución de brillo superficial puede ser causada por la presencia de manchas, o por alguna inhomogeneidad térmica o química de la atmósfera, causada por un campo magnético cuyo eje no coincide con el de rotación.

Uno de los grupos más notorios de variables rotantes son las llamadas α^2 Canum Venaticorum. Estas son estrellas peculiares de la secuencia principal, de tipo espectral B8p–A7p, y con fuertes campos magnéticos. Sus períodos suelen estar comprendidos entre 0.5 y 160 días, y la magnitud de los cambios de brillo entre 0.01 y 0.1 en el filtro *V*.

1.3 Esquema de la memoria

La presente memoria ha sido dividida en once capítulos y ocho apéndices agrupados en cinco partes. La parte I abarca tres capítulos y está dedicada a describir el proyecto INTEGRAL/OMC y sus operaciones científicas. En el capítulo 2 enmarcamos el instrumento OMC dentro de la misión INTEGRAL, e introducimos algunos aspectos técnicos relacionados con el proyecto. En el capítulo 3 detallamos la construcción del catálogo de entrada de la OMC. Este capítulo se basa en las publicaciones [Domingo et al. \(2003, 2006a\)](#), motivo por el cual está escrito íntegramente en inglés. El capítulo 4 describe el funcionamiento del software de apuntado. Como veremos, el catálogo de entrada y el software de apuntado son esenciales para las operaciones científicas de la OMC.

La parte II de la memoria (capítulos 5, 6 y 7) se centra en el procedimiento desarrollado para el análisis de los datos. El capítulo 5 describe el flujo de datos, desde que llegan a tierra, pasando por los distintos sistemas de procesamiento, hasta que, finalmente, se convierten en datos científicos listos para ser utilizados por la comunidad astrofísica. En el capítulo 6 detallamos todos los aspectos relacionados con la calibración del instrumento, y en el capítulo 7 explicamos los distintos algoritmos desarrollados para el análisis científico de los datos OMC, haciendo especial énfasis en las soluciones adoptadas para mejorar los resultados fotométricos y astrométricos del instrumento.

En la parte III (capítulos 8 y 9) presentamos los archivos y catálogos resultantes de las observaciones realizadas con la cámara OMC. En particular, en el capítulo 8 se describen los archivos de datos procesados en tiempo real y de datos consolidados, así como el portal Web de acceso a los datos OMC. En el capítulo 9 avanzamos lo que será el catálogo final de la OMC, que contendrá todas las fuentes observadas y detectadas por este instrumento. Presentamos también dos de los subcatálogos preliminares obtenidos tras analizar determinados grupos de fuentes: *Contrapartidas ópticas de fuentes de altas energías del 4º Catálogo IBIS/ISGRI* y *Primer catálogo de fuentes variables observadas con la OMC*.

Finalmente, las conclusiones (capítulo 10) y las referencias bibliográficas (capítulo 11) forman la parte IV, mientras que los apéndices A–H se encuentran agrupados en la parte V cerrando esta memoria.

Un proyecto como INTEGRAL/OMC requiere la participación de numerosos investigadores. En el apéndice A describimos los miembros del equipo científico de la OMC a lo largo de los años, y los campos en que se ha centrado la actividad del autor.

Parte I

LA OMC Y SUS OPERACIONES CIENTÍFICAS

Capítulo 2

Descripción del proyecto

La misión INTEGRAL (*INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*, [Winkler et al. 2003](#)) fue seleccionada por la ESA en junio de 1993 como una misión científica de tamaño medio dentro del programa *Horizon 2000*. Había sido originalmente propuesta en 1989 por un consorcio internacional de astrofísicos de altas energías, y concebida como un observatorio astrofísico abierto a la comunidad científica mundial. El proyecto está liderado por la ESA con contribuciones de Rusia, que aportó el lanzador PROTON, y EEUU, que proporciona la estación terrestre de Goldstone de la *NASA Deep Space Network*.

2.1 El observatorio INTEGRAL

El observatorio INTEGRAL de la Agencia Espacial Europea (figura 2.1), con una masa total de unas 4 t, fue lanzado por un PROTON de cuatro etapas desde Baikonur (Kazakhstan) el 17 de octubre de 2002. La alta excentricidad y perigeo de su órbita permiten largos períodos de observación sin interrupciones, con prácticamente un fondo de radiación constante y lejos de los cinturones de radiación de electrones y protones. Los parámetros orbitales iniciales son: período de 72 horas, inclinación de 52.2 grados, altura de perigeo de 9000 km y altura de apogeo de 154 000 km. Debido a los efectos del fondo de radiación en los detectores de altas energías, las observaciones científicas se realizan mientras el satélite está por encima de una altitud nominal de unos 60 000 km (acercándose a los cinturones de radiación), y por

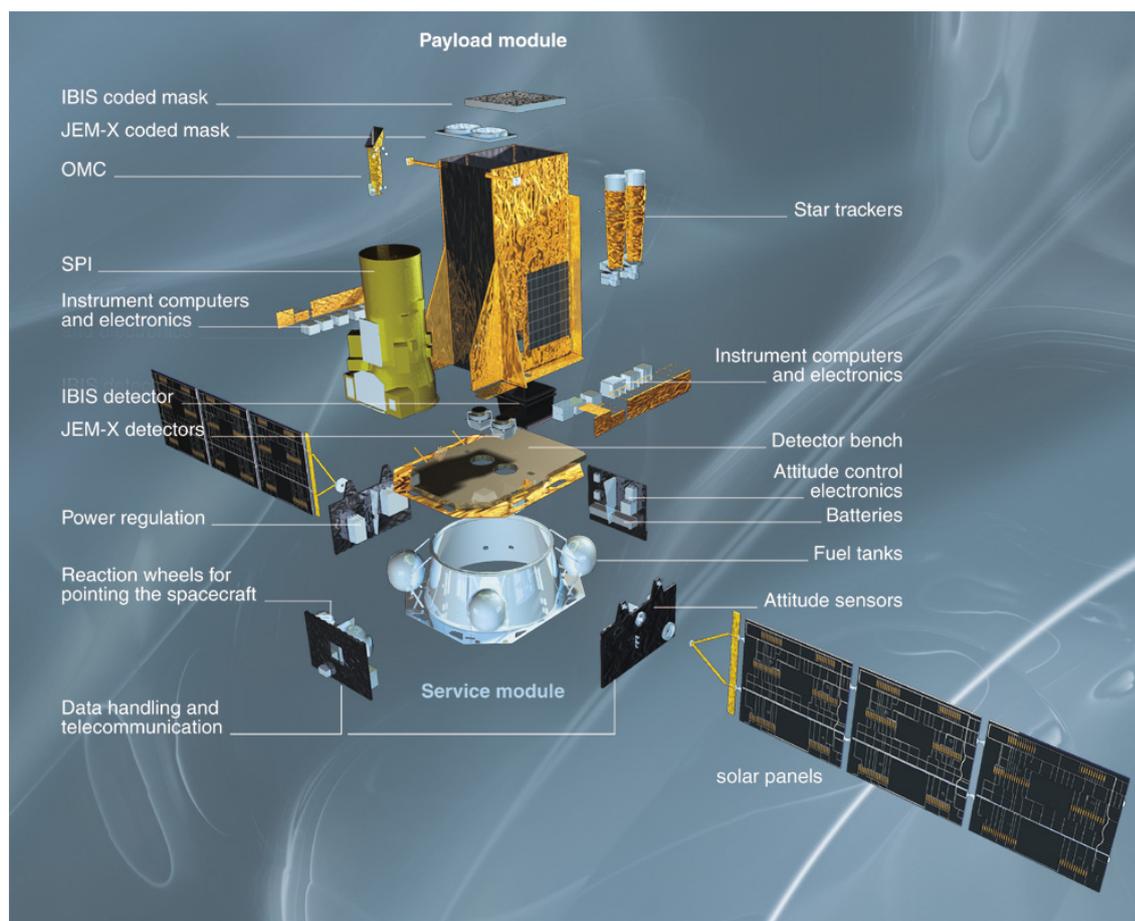


Figura 2.1: Despiece del observatorio INTEGRAL. Las dimensiones son $(5 \times 2.8 \times 3.2)$ m. La longitud de los paneles solares desplegados es de 16 metros. La masa total es de 4 t (al lanzamiento). Cortesía de la ESA.

encima de unos 40 000 km (saliendo de los cinturones de radiación). Esto se traduce en que cerca del 90 % del tiempo total de la órbita proporcionada por el PROTON, puede ser destinado a las observaciones científicas.

INTEGRAL está dedicado a la observación del universo de rayos γ en el rango de energías que se extiende de 15 keV a 10 MeV. De forma simultánea, dos monitores permiten extender las observaciones al rango de rayos X (3–35 keV) y óptico (banda V de Johnson, 550 nm).

Los dos instrumentos principales (figura 2.1 y tabla 2.1) observan en el rango de los rayos γ : el espectrómetro SPI (*S*Pectrometer on *I*NTEGRAL, Vedrenne et al. 2003), y la cámara de imagen IBIS (*I*mager on *B*oard the *I*NTEGRAL *S*atellite,

Ubertini et al. 2003). SPI es un telescopio de rayos γ de alta resolución espectral, con una máscara de tungsteno de abertura codificada y una matriz de 19 detectores de germanio. SPI proporciona una sensibilidad sin precedentes para la emisión difusa en un campo de visión muy amplio (16° de campo 100 % codificado), y está optimizado para la espectroscopía de alta resolución de líneas de rayos γ en el rango de energías de 20 keV a 8 MeV.

IBIS es también un telescopio de rayos γ con una gran máscara de tungsteno de abertura codificada ($\sim 1 \text{ m}^2$), basado en dos capas independientes de detectores. Una está formada por 16 384 detectores de telurio de cadmio (CdTe) y la otra por 4096 detectores de yoduro de cesio (CsI). Esta configuración le permite proporcionar gran resolución angular (< 12 minutos de arco), amplia respuesta espectral (15 keV a 10 MeV), gran resolución temporal (60 μs) y buena resolución espectroscópica (8 keV a 100 keV).

Además de los dos instrumentos anteriores de rayos γ , la carga útil de INTEGRAL (figura 2.1 y tabla 2.1) se ve completada por el monitor de rayos X JEM-X (*Joint European X-ray Monitor*, Lund et al. 2003) y el monitor óptico OMC (*Optical Monitoring Camera*, Mas-Hesse et al. 2003a). JEM-X es un instrumento de abertura codificada formado por dos telescopios idénticos coalineados. Cada uno de los dos telescopios tiene su propia máscara y su propio detector. Los detectores consisten en una cámara de gas compuesto por una mezcla de xenón (90 %) y metano (10 %), sometido a alta presión y alto voltaje, y una placa de cristal con *microstrips*. Las máscaras codificadas son de tungsteno y tienen un grosor de tan sólo 0.5 mm. JEM-X proporciona datos espectrales en la banda de energías de 3 a 35 keV, e imágenes con una resolución angular de pocos minutos de arco, que permiten separar las contribuciones de las distintas fuentes en campos densos.

El monitor OMC es un telescopio que consiste en un sistema óptico focalizado en un detector CCD de gran formato. La óptica se basa en un sistema de refracción con una pupila de entrada de 50 mm, longitud focal de 154 mm y un campo de visión de $5^\circ \times 5^\circ$. El detector CCD (1056×2061 píxeles) usa una sección (1024×1024 píxeles) para captar la imagen y la otra para transferirla justo antes de leerla. OMC es capaz de monitorizar fuentes hasta una magnitud límite $V \sim 18$, alcanzando precisiones mejores que 0.1 mag para objetos con $V \leq 16$.

Debido a la imposibilidad de focalizar los rayos X de alta energía y los rayos γ , hemos visto que los tres instrumentos de altas energías disponen de máscaras de

Tabla 2.1: Carga útil de INTEGRAL. Parámetros relevantes.

Parámetro	SPI	IBIS
Rango de energías	18 keV–8 MeV	15 keV–10 MeV
Detector	19 dets de Ge, (6 × 7) cm,*	16 384 dets de CdTe, (4 × 4 × 2) mm,*
	enfriados a 85 K	4096 dets de CsI, (8.4 × 8.4 × 30) mm *
Área del detector (cm ²)	500	2600 (CdTe), 2890 (CsI)
Resolución espectral (FWHM)	3 keV a 1.7 MeV	8 keV a 100 keV
Sensibilidad en el continuo	5.5 × 10 ⁻⁶ a 100 keV	6 × 10 ⁻⁷ a 100 keV
(fotones cm ⁻² s ⁻¹ keV ⁻¹)	1.2 × 10 ⁻⁶ a 1 MeV	5 × 10 ⁻⁷ a 1 MeV
($\Delta E = E/2$, 3 σ , 10 ⁶ s)		
Sensibilidad en las líneas	3.3 × 10 ⁻⁵ a 100 keV	1.9 × 10 ⁻⁵ a 100 keV
(fotones cm ⁻² s ⁻¹)	2.4 × 10 ⁻⁵ a 1 MeV	3.8 × 10 ⁻⁴ a 1 MeV
(3 σ , 10 ⁶ s)		
Campo de visión (100% cod.)	16° (de esquina a esquina)	9° × 9°
Resolución angular (FWHM)	2°5 (fuente puntual)	12'
Localización de fuentes (radio)	≤ 1°3	≤ 1' (detecciones de 10 σ)
Precisión temporal absoluta (3 σ)	≤ 200 μ s	≤ 200 μ s
Masa (kg)	1309	746
Potencia [max/promedio] (W)	385/110	240/208

Parámetro	JEM-X	OMC
Rango de energías	3 keV–35 keV	500 nm–600 nm (filtro V de Johnson)
Detector	Cámara de gas Xe/CH ₄	CCD de 1056 × 2061 píxeles
	(1.5 bar), con <i>microstrips</i>	
Área del detector (cm ²)	500 en cada uno de los	1.77 en el área de imagen
	dos detectores JEM-X †	correspondiente a 1024 × 1024 píxeles
Resolución espectral (FWHM)	2.0 keV a 22 keV	–
Sensibilidad en el continuo ‡	1.2 × 10 ⁻⁵ a 6 keV	–
(fotones cm ⁻² s ⁻¹ keV ⁻¹)	1.3 × 10 ⁻⁵ a 30 keV	–
($\Delta E = E/2$, 3 σ , 10 ⁶ s)		
Sensibilidad en las líneas	1.9 × 10 ⁻⁵ a 6 keV	–
(fotones cm ⁻² s ⁻¹)	8.5 × 10 ⁻⁵ a 30 keV	–
(3 σ , 10 ⁶ s)		
Mag. V límite (3 σ , 5000 s)	–	18.1
Campo de visión (100% cod.)	4°8	5° × 5°
Resolución angular (FWHM)	3'	23''
Localización de fuentes (radio)	≤ 30'' (detecciones de 10 σ)	≤ 2'' (detecciones de 10 σ)
Precisión temporal absoluta (3 σ)	≤ 200 μ s	≥ 1 s
Masa (kg)	65	17
Potencia [max/promedio] (W)	50/37	20/17

*Dimensión de cada uno de los detectores individuales.

†Sólo uno de los dos detectores JEM-X está siendo utilizado a la vez.

‡Asume la operación de ambos detectores JEM-X.

abertura codificada, para proporcionar una buena capacidad de imagen en un amplio campo de visión. Por supuesto, la tecnología utilizada en las máscaras codificadas, así como el tamaño de los píxeles, son diferentes para el monitor de rayos X y para los dos instrumentos de rayos γ . Esta técnica es una de las claves importantes de INTEGRAL, que le permite proporcionar imágenes de todo el campo observado así como separar y localizar todas las fuentes.

Con la finalidad de minimizar efectos sistemáticos debido a las variaciones espaciales y temporales del fondo de cielo, tanto en los detectores del espectrómetro SPI como en los de la cámara de imagen IBIS, el satélite realiza unas maniobras controladas y sistemáticas desplazando su eje de apuntado. Dichas maniobras consisten en varios apuntados alrededor de la fuente a observar, con una separación entre ellos de unos dos grados de arco. El tiempo de integración de cada uno de los apuntados es flexible dentro del rango que va desde media hora a una hora.

La implementación de estos apuntados fuera de eje en las operaciones del satélite INTEGRAL, obedecen principalmente a dos patrones definidos, el hexagonal y el rectangular. El primero de ellos consiste en un patrón hexagonal centrado en la posición de la fuente principal a observar, teniendo un apuntado sobre la fuente (centro del hexágono) y seis apuntados fuera de eje (vértices del hexágono), separados entre ellos dos grados de arco. Este modo es generalmente usado en fuentes puntuales aisladas, donde no se espera contribución importante de otras fuentes fuera del campo de visión.

El patrón rectangular consiste en una malla de 5×5 apuntados, separados entre ellos también unos dos grados de arco. Este es el patrón usado por defecto, y está indicado en aquellos campos donde hay varias fuentes puntuales cuyas posiciones no son bien conocidas. También se usa en observaciones de fuentes extensas o débiles, que requieren la acumulación de las exposiciones de muchos apuntados individuales. En la figura 2.2 se muestran esquemáticamente los dos patrones, junto con los campos de visión de cada uno de los cuatro instrumentos.

Los dos patrones descritos forman la base de las operaciones reales del satélite. Con el paso del tiempo se han ido introduciendo pequeñas modificaciones que han conseguido optimizarlos aun más. En particular, en observaciones en las que un determinado patrón se repite una y otra vez para alcanzar el tiempo total de exposición requerido, lo cual ocurre en la mayoría de ellas, se han introducido pequeños desplazamientos entre los centros de los sucesivos patrones que se ejecutan.

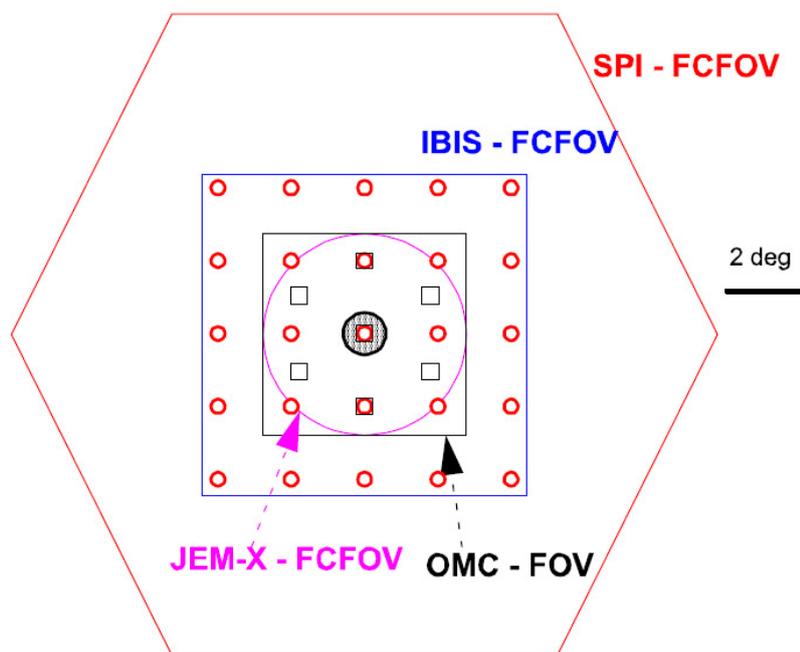


Figura 2.2: Representación esquemática de los apunados que forman cada uno de los dos patrones de observación de INTEGRAL. Patrón hexagonal: cuadrados negros. Patrón rectangular: círculos rojos. También se han representado los campos de visión de cada uno de los instrumentos de a bordo. Cortesía de la ESA.

Comparando INTEGRAL con los grandes observatorios que le han precedido, como pueden ser BeppoSAX, RXTE, GRANAT o COMPTON, vemos que se ha producido una mejora de un orden de magnitud, tanto en su capacidad de imagen como en espectroscopía. Sólo a modo de ejemplo, el espectrómetro SPI es capaz de producir imágenes con una resolución angular de pocos grados en un campo de visión hexagonal de ~ 35 grados (incluyendo el campo parcialmente codificado), y una resolución espectral de unos pocos keV en todo su rango de energía. La cámara de imagen IBIS utiliza un novedoso tipo de detectores a modo de *píxeles*, dispuestos en dos capas distintas optimizadas para bajas y altas energías. IBIS es capaz de ofrecer, al mismo tiempo, una sensibilidad sin precedentes, diez veces mejor que SIGMA, con una resolución angular de 12 minutos de arco, y un campo de visión de ~ 29 grados (incluyendo el campo parcialmente codificado). Esto le permite localizar, con una precisión del minuto de arco, todas las fuentes de rayos γ activas en la región de apuntado, cuyo flujo es mayor de 1 miliCrab ($\sim 3 \times 10^{11}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$), en una observación de tan sólo un día de duración.

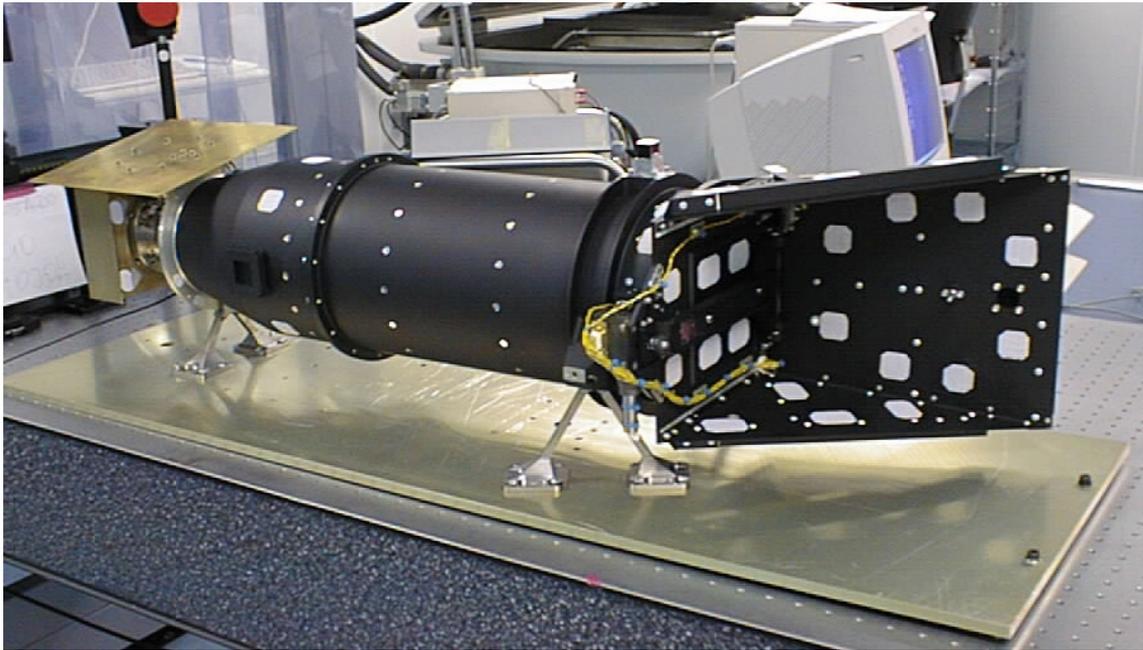


Figura 2.3: Modelo de vuelo de la cámara OMC (antes de la instalación del aislamiento térmico MLI).

2.2 El instrumento OMC

Después de haber enmarcado la cámara OMC dentro de la misión INTEGRAL, lo cual nos permite tener una visión global del proyecto, en esta sección nos centraremos en la descripción detallada de las características técnicas de la OMC.

2.2.1 Objetivos científicos

La cámara óptica OMC (ver figura 2.3) observa la emisión óptica procedente de las fuentes de altas energías, que son objetivos principales de los dos instrumentos de rayos γ , junto al otro monitor en rayos X. OMC ofrece, por primera vez, la oportunidad de realizar observaciones fotométricas de larga duración en el rango óptico, simultáneamente con las realizadas en rayos X y rayos γ . Las observaciones multi-rango son especialmente importantes en la astrofísica de altas energías, donde la variabilidad es típicamente rápida, imprevisible y de una gran amplitud. A modo de ejemplo podemos destacar los eventos transitorios, que están asociados con muchos tipos de fenómenos astrofísicos, y son de suma importancia en el universo de rayos X

y rayos γ . Por otra parte, no hay que olvidar la gran dificultad que representa la obtención de observaciones multifrecuencia, simultáneas desde tierra y desde el espacio, debido a las condiciones meteorológicas, a los requisitos de planificación, o a los problemas técnicos, entre otros.

Vemos pues que, el hecho de tener a bordo de INTEGRAL una cámara de monitorización óptica como OMC, adaptada en lo posible a la resolución espacial y campo de visión de los instrumentos de altas energías, es una potente herramienta adicional para la comprensión de los procesos astrofísicos de altas energías.

A continuación pasamos a enumerar los principales objetivos científicos del instrumento OMC:

- Monitorizar, durante largos períodos de tiempo, la emisión óptica de todas las fuentes de altas energías que caigan en su campo de visión, simultáneamente con los instrumentos de rayos γ y el monitor de rayos X. Esto permite la correlación de las curvas de luz ópticas con los patrones de variabilidad derivados a partir de las medidas en rayos X y en rayos γ .
- Proporcionar simultáneamente fotometría estándar calibrada en la banda V de Johnson, de todas las fuentes de altas energías observadas. Esto permite la comparación directa de cualquier característica y/o comportamiento, con observaciones desde tierra, ya sean previas o futuras.
- Monitorizar el mayor número posible de fuentes de interés científico ópticamente variables, localizadas en el campo de visión de OMC. Esto permitirá disponer, al final de la misión, de un catálogo de curvas de luz calibradas en el filtro V de Johnson, para miles de fuentes variables, que cubrirá períodos desde minutos a semanas, meses e incluso hasta unos pocos años.

Como valor añadido, OMC también proporciona el apuntado preciso de los instrumentos, cada pocos minutos (dependiendo del tiempo de integración de las tomas), con una precisión de pocos segundos de arco. Antes del lanzamiento, el requisito inicial para la estabilidad del apuntado del satélite era de unos $60''$ (a 1σ). Sin embargo, la estabilidad medida durante las operaciones científicas ha demostrado ser mucho mejor (alrededor de $6''$, 1σ), comparable a la precisión medible con OMC.

2.2.2 Características técnicas

La cámara OMC consiste en un sistema óptico focalizado en un detector CCD de gran formato, que trabaja en modo de transferencia de imagen. Su óptica ([Mazy et al. 2003](#)) se basa en un sistema de refracción con una pupila de entrada de 50 mm, longitud focal de 154 mm y un campo de visión de $5^\circ \times 5^\circ$. La presencia de un tubo óptico, asegura la necesaria reducción de la luz solar dispersa, y de la luz difusa proveniente de otras fuentes localizadas fuera del campo de visión. Una tapa, en la parte superior del tubo óptico, protegió la óptica durante todas las pruebas realizadas en tierra, y durante el lanzamiento del satélite. Esta tapa fue abierta en los primeros instantes de la fase de pruebas en órbita. En la figura 2.4 se muestra una vista general del instrumento en la que pueden apreciarse todos estos componentes.

En la cavidad óptica, dos diodos emisores de luz (LED) permiten iluminar el detector, para la posterior calibración de las heterogeneidades de sensibilidad de los píxeles del CCD. La cavidad del plano focal, donde se encuentra alojado el detector CCD, está hecha de invar y, al igual que la montura de titanio de las lentes, lleva un recubrimiento de cromo para minimizar la luz difusa. La combinación de titanio para la montura de las lentes, e invar para la cavidad del plano focal, permite disponer de un sistema bien focalizado para un amplio rango de temperaturas, sin la necesidad de un mecanismo focalizador. Por su parte, el CCD permanece enfriado mediante un radiador pasivo (ver figura 2.4) a una temperatura operacional de unos -80°C . Gracias a ello, la corriente de oscuridad medida hasta la fecha es insignificante, incluso para los tiempos de exposición más largos.

El diseño óptico (figura 2.5) está formado por seis lentes de cristal, altamente resistentes a la radiación, alojadas en una montura de titanio. Dos filtros de color (Schott BG39 y GG495) definen un filtro equivalente al V de Johnson centrado en 550 nm, lo cual permite una comparación directa con los posibles datos fotométricos ya existentes obtenidos desde tierra. Una lámina adicional de cristal (BK7G18) protege a los filtros de la radiación. La transmisión óptica del sistema es ligeramente superior al 70 % para la longitud de onda de 550 nm, y la eficiencia cuántica es ligeramente superior al 88 % en el ancho de banda definido por el filtro V .

El detector CCD ([Walton et al. 2003](#)) formado por 1056×2061 píxeles, utiliza una sección (1024×1024 píxeles) para captar la imagen, y otra de almacenamiento, no expuesta a la luz, para transferirla rápidamente al finalizar su adquisición. Pos-

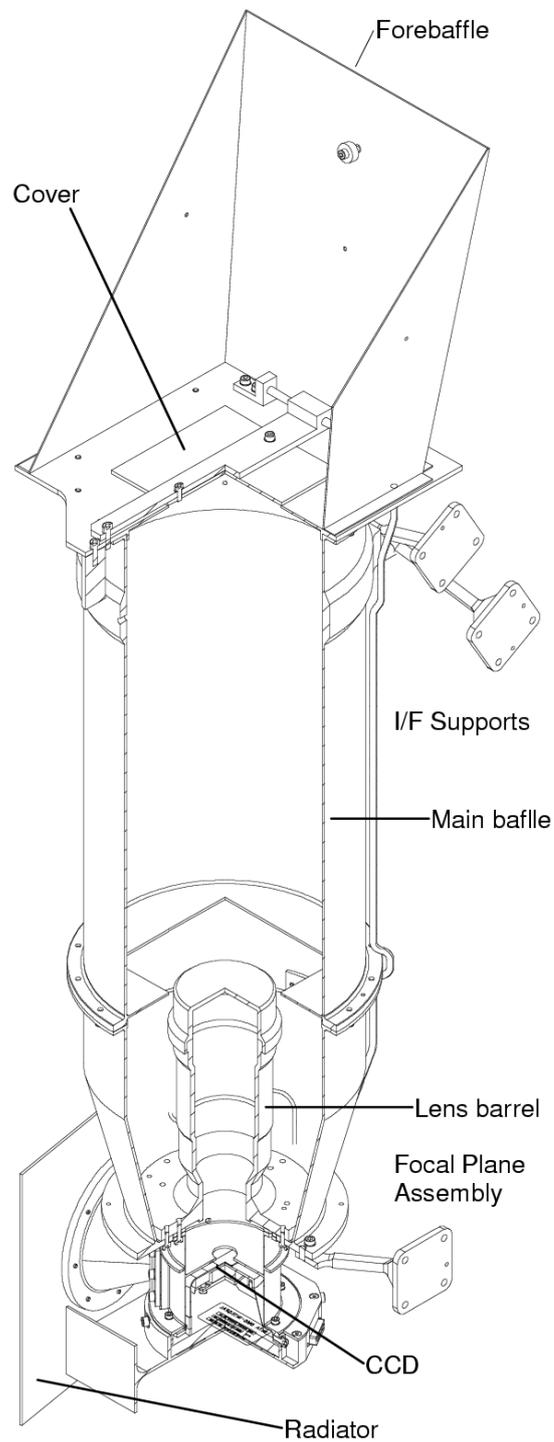


Figura 2.4: Vista esquemática de la cámara OMC, donde se muestran sus principales componentes.

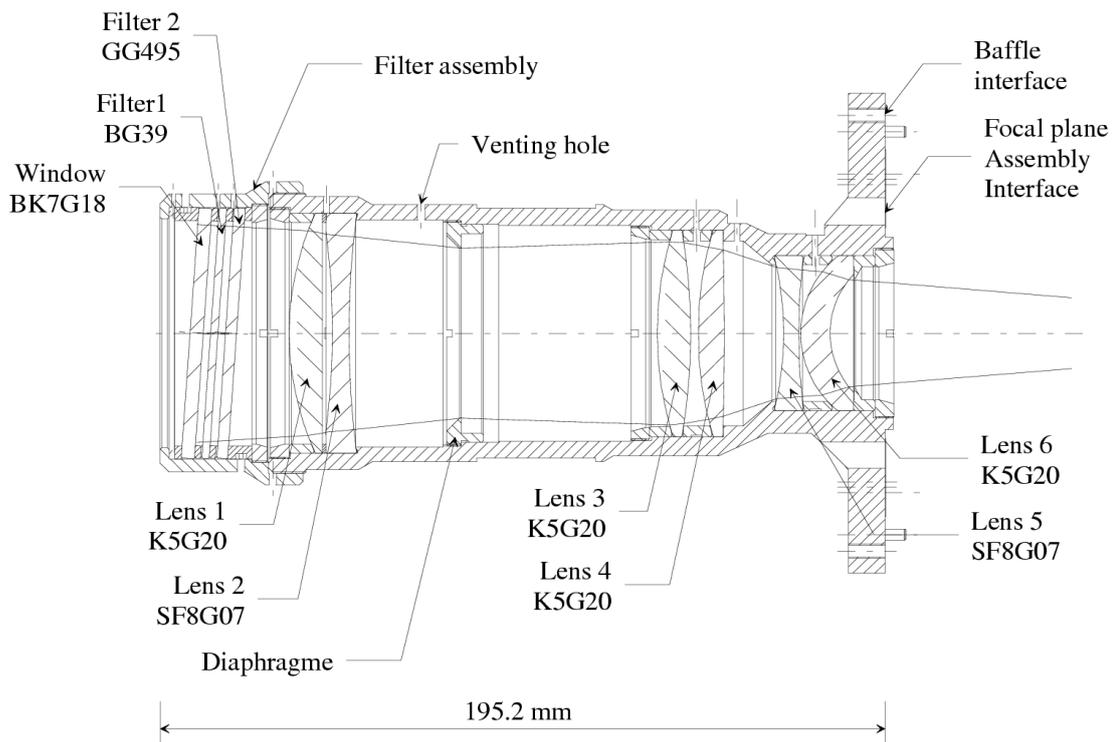


Figura 2.5: Diseño mecánico del sistema óptico de la cámara OMC.

teriormente la imagen es leída desde la sección de almacenamiento. Este diseño con un tiempo de transferencia de la imagen de ≈ 2 ms, permite la adquisición continua de imágenes y evita el uso de un obturador mecánico.

La capacidad del píxel, que corresponde al número máximo de electrones que se puede medir en uno de ellos, es de $\approx 120\,000 e^-$. Este parámetro es el que determina el rango dinámico en el cual el detector tiene un comportamiento lineal. Los transformadores de analógico a digital (ADC), digitalizan la señal analógica procedente de los puertos de lectura del CCD a 12 bits, en otras palabras, proporcionan una salida discretizada de 4096 niveles. Los ADC fueron diseñados para funcionar con dos valores de ganancia. En la ganancia baja, el rango dinámico entero (0 a $120\,000 e^-$) es digitalizado de 0 a 4095 niveles digitales (DN), a una razón lineal de $\approx 30 e^-/\text{DN}$. En la ganancia alta, actualmente sólo usada en las actividades de calibración, únicamente el rango que va de 0 a $20\,000 e^-$ es digitalizado, también de 0 a 4095 DN, a razón de $\approx 5 e^-/\text{DN}$. Esto permite la obtención de valores fotométricos más precisos, acercándose al valor límite del ruido intrínseco del CCD. En la tabla 2.2 presentamos un resumen de los parámetros científicos que caracterizan la OMC.

Tabla 2.2: Parámetros científicos relevantes de la OMC. Valores medidos en órbita (Mas-Hesse et al. 2003b).

Parámetro	Valor
Campo de visión	$4^{\circ}979 \times 4^{\circ}979$
Abertura	50 mm (diámetro)
Longitud focal	153.7 mm (f/3.1)
Transmisión óptica	$> 70\%$ a 550 nm
Factor de rechazo a radiación difusa (dentro del UFOV*)	$\ll 10^{-4}$ (no se ha detectado luz difusa)
PSF	gaussiana con $FWHM = 1.3 \pm 0.1$ píxel
Número de píxeles CCD	1056×2061 (área de imagen: 1024×1024)
Tamaño del área de imagen	$13.3 \times 13.3 \text{ mm}^2$
Tamaño del píxel	$13 \times 13 \mu\text{m}^2$
Tamaño angular del píxel	$17''504 \times 17''504$
Capacidad del píxel	$\approx 120\,000$ electrones por píxel
Eficiencia cuántica del CCD	88% a 550 nm
Eficiencia de transferencia de carga (CTE)	> 0.99999
Corriente de oscuridad	$0.03 \text{ e}^-/\text{píxel}/\text{s}$
Niveles de cuentas (ADC)	12 bits, 0–4095 niveles digitales (DN)
Ganancia	baja: $\approx 30 \text{ e}^-/\text{DN}$ alta: $\approx 5 \text{ e}^-/\text{DN}$
Tiempo de transferencia de la imagen latente	$\approx 2 \text{ ms}$
Resolución temporal	$> 1 \text{ s}$
Integraciones típicas	10 s – 50 s – 200 s
Longitud de onda	Filtro V Johnson (centrado en 550 nm)
Magnitud límite	$V_{\text{lim}} \approx 18.1$ ($10 \times 200 \text{ s}$, 3σ)
Sensibilidad a variaciones	$\Delta V < 0.1$, para $V < 16$ ($10 \times 200 \text{ s}$, 3σ)
Número medio de estrellas por píxel ($V < 19.5$)	0.6 (todo el cielo) 2.0 (en el plano galáctico) < 0.1 (para latitud galáctica $> 40^{\circ}$)

*UFOV: campo de visión no obstruido por el tubo del telescopio.

2.2.3 Modos de observación

La cámara OMC dispone de varios modos de observación (de Miguel 2003), cada uno de ellos optimizado para realizar una determinada tarea. En la definición de estos modos, se tuvieron en cuenta diversos factores como la tasa de telemetría disponible, los objetivos principales, los requisitos de calibración del instrumento, tiempo de reacción, etc.

2.2.3.1 Ciencia normal

En este modo de observación, la OMC tiene como función la monitorización óptica de una serie de fuentes, incluyendo las fuentes observadas por los instrumentos de altas energías (siempre y cuando estas estén localizadas en el campo de visión de la OMC), otras fuentes de interés científico, estrellas de referencia astrométrica, estrellas de referencia para la posterior calibración fotométrica, y píxeles no expuestos a la luz para la monitorización de la corriente de oscuridad y de polarización. Una secuencia de tiempos de integración variables, permite obtener la máxima precisión fotométrica tanto para las fuentes más brillantes como para las más débiles.

Debido a la baja tasa de telemetría asignada a la OMC para sus operaciones regulares (cuatro paquetes ≈ 1.4 kbps para ciencia, más un paquete para *housekeeping*), sólo un número determinado de ventanas centradas en cada objeto pueden ser transmitidas a tierra. Después de cada toma, la imagen entera es transferida a la parte oculta del detector no expuesta a la luz (área de almacenamiento del CCD), para que la siguiente integración pueda empezar. Entonces la imagen es transferida a la DPE (*Data Processing Electronics*), de donde se extraerán las ventanas para su posterior transmisión a tierra. Típicamente son transmitidas 100 ventanas de 11×11 píxeles, aunque este tamaño es configurable.

La manera más usual de entrar en este modo es configurando los parámetros de imagen mediante telecomandos específicos, recibidos por la cámara mientras el satélite se está moviendo al siguiente apuntado. Estos telecomandos son:

- IM_A: contiene información sobre las tomas, ganancia, secuencia de tiempos de integración, tipo de tomas...

- IM_B: información específica de las fuentes a observar, tipo, tamaño y posición de las ventanas, prioridad...

Para cada apuntado se requiere un IM_A y de uno a cuatro IM_B. Estos telecomandos son definidos y creados por el software de apuntado (capítulo 4). Esta herramienta, específica de la OMC, está instalada en ISOC (*INTEGRAL Science Operations Centre*). Tiene como parámetros de entrada, la información procedente de la planificación de la misión y el catálogo de la OMC (capítulo 3).

Una vez que los telecomandos de imagen (IM_A e IM_B) han sido recibidos por la cámara, esta tiene la capacidad de entrar en el modo de ciencia de forma totalmente autónoma, después de que el satélite alcance el apuntado en cuestión con la estabilidad deseada. Es entonces cuando la cámara OMC empieza a ejecutar la secuencia de tomas planificada. En operaciones regulares, la secuencia estándar es la siguiente:

- **Toma de centrado [1]**

En esta toma se observan hasta diez estrellas de referencia astrométrica. Los datos obtenidos son procesados a bordo por el algoritmo de centrado. Este algoritmo calcula el posible desplazamiento entre la posición planificada (comandada) y, la posición real de las fuentes sobre el detector CCD. Los valores de centrado obtenidos son transmitidos a tierra, y usados a bordo en las siguientes tomas, para corregir la posición de las ventanas comandadas. En esta toma, ninguna otra información es transmitida a tierra.

- **Toma fotométrica [1]**

Esta toma está dedicada a la observación de diez estrellas de referencia fotométrica. Las posiciones de las ventanas comandadas son corregidas a bordo, utilizando el desplazamiento calculado por el algoritmo de centrado. Las diez ventanas fotométricas son transmitidas a tierra, junto con el resto de información auxiliar (tiempo de integración, coordenadas CCD de las ventanas...), en paquetes de telemetría de ciencia normal.

- **Tomas científicas [N]**

Una vez realizadas las tomas de centrado y fotométrica, el resto del apuntado está dedicado a la obtención de las sucesivas tomas científicas, llamadas así porque las fuentes observadas son de interés científico. Las tomas, previamente configuradas en el telecomando IM_A, pueden tener distintos tiempos

de integración, lo cual permite ampliar el rango de magnitudes observables con buena precisión fotométrica. Si la secuencia de tomas, definida en el telecomando, llega a su fin antes que el apuntado finalice, la secuencia es reinicializada de forma automática, empezando de nuevo por la toma de centrado.

En condiciones regulares de operación, se pueden observar unas 100 fuentes científicas. Las coordenadas CCD de las ventanas comandadas para estas fuentes son corregidas aplicando el resultado del algoritmo de centrado, y transmitidas a tierra en paquetes de telemetría de ciencia normal.

Opcionalmente, en estas tomas científicas se pueden también transmitir a tierra un determinado número de ventanas para la monitorización de la corriente de oscuridad y de polarización. Estas ventanas, localizadas en los dos laterales del detector, no están expuestas a la luz.

Una restricción en el uso de este modo es el tiempo de integración, el cual debe ser, como mínimo, de 10 segundos. Esta restricción viene impuesta por la velocidad de transmisión de datos entre la DPE (*Data Processing Electronics*) y la ROE (*Read Out Electronics*). Por supuesto, la limitación en la tasa de telemetría disponible es también otro factor decisivo en esta restricción. Si se desean tiempos de integración inferiores a diez segundos, se debe usar el modo de monitorización rápida, el cual optimiza el uso de la cámara OMC en esas situaciones.

2.2.3.2 Ciencia de monitorización rápida

En este modo, se efectúan tomas con un tiempo de integración en el rango de 1 a 10 segundos, para monitorizar fuentes brillantes de variabilidad rápida. Actualmente, 3 segundos es el tiempo utilizado, aunque este valor es configurable.

Las características técnicas de la OMC no permiten realizar una monitorización continua de todo el CCD con una resolución temporal inferior a 5 segundos. Por tanto, cuando se espera variabilidad rápida para una determinada fuente, solamente la sección (o secciones) del CCD que contiene la fuente en cuestión, es leída y transmitida a la DPE.

El procedimiento para entrar en este modo es el mismo que para el modo de ciencia normal. Los dos telecomandos, IM_A e IM_B, son recibidos por la cámara mientras el satélite se está desplazando al siguiente apuntado. La adquisición de

imágenes empieza también de forma autónoma, una vez se ha alcanzado el apuntado con la precisión y estabilidad deseadas.

El tamaño y número de las ventanas que se pueden transmitir a tierra dependen tanto del tiempo de integración como de la tasa de telemetría disponible. En operaciones regulares, se transmiten un máximo de dos ventanas científicas de 11×11 píxeles y una de 7×7 píxeles para la monitorización de la corriente de polarización.

Al igual que en el modo de ciencia normal, para poder corregir un posible error en el apuntado, así como para poder realizar la posterior calibración fotométrica, se hace una toma de centrado, seguida por otra fotométrica, al principio de la secuencia. En los apuntados habituales, cuya duración es de ~ 2000 segundos, puesto que el número máximo de tomas que pueden ser comandadas en el telecomando IM.A es de 57, la secuencia de tomas llegará a su fin antes de finalizar el apuntado. Esta será reiniciada tantas veces como haga falta hasta completar la duración del apuntado.

2.2.3.3 Trigger

Este modo permite, con un tiempo de respuesta pequeño, la reconfiguración de la cámara para observar un nuevo GRB (*Gamma Ray Burst*), o cualquier otra fuente de alto interés científico, localizados en el campo de visión de la OMC.

Las principales características de este modo son:

- Únicamente se puede entrar en él, si la OMC se encuentra previamente en modo ciencia, ya sea normal o monitorización rápida.
- Se monitoriza una única ventana.
- Los parámetros para la adquisición de imágenes y el tamaño de la ventana tienen valores preestablecidos.
- Un telecomando específico (IM.BX) proporciona la posición de la ventana en el CCD.

Si la cámara se encuentra en modo ciencia (normal o monitorización rápida), tras la recepción del telecomando IM.BX, la actividad actual de adquisición de imágenes

es cancelada. Acto seguido, la adquisición de imágenes se reinicia con los parámetros preestablecidos para el modo *trigger*, y la posición de la ventana proporcionada por el telecomando IM_BX. Si en la actividad anterior se realizó una toma de centrado, el resultado del algoritmo de centrado es usado para corregir la posición de la ventana. Los datos obtenidos en cada toma son transmitidos a tierra en paquetes de telemetría específicos para este modo.

El tamaño de la ventana a monitorizar está limitado por la tasa de telemetría disponible, y es función del tiempo de integración. Actualmente, el tiempo de integración está preestablecido en 100 s, lo cual permite usar el máximo tamaño de ventana permitido por el sistema, que es de 91×91 píxeles.

2.2.3.4 Calibración de corriente de oscuridad (DCCal)

Este modo está destinado a la obtención de datos para la determinación de la corriente de oscuridad y de polarización. Para ello, secciones de píxeles enmascarados del CCD, es decir, no expuestos a la luz, situados a cada lado del detector, son leídas y transmitidas a tierra.

Varios parámetros específicos de este modo permiten configurar la ejecución del algoritmo de calibración. Estos parámetros son: las coordenadas de las secciones que se deben transmitir, el número de tomas a realizar, y para cada una de ellas, el tiempo de integración, los factores de *binning*, la ganancia y el puerto de lectura.

Las tomas pueden estar destinadas a:

- Medidas de la corriente de polarización, usando $Y\text{-binning}=0$, es decir, leyendo una y otra vez el registro de lectura, sin desplazar la carga en Y. Estas tomas son identificadas por un parámetro específico, y sus datos son transmitidos también en paquetes de telemetría específicos.
- Medidas de la corriente de oscuridad, usando píxeles enmascarados no expuestos a la luz, es decir, fuera del área de imagen del CCD. Estas tomas son también identificadas y enviadas en paquetes de telemetría específicos.

Una actividad típica de calibración en este modo incluye 6–10 tomas. La duración depende de la tasa de telemetría disponible. Actualmente, la frecuencia de ejecución

de esta calibración es de una cada 12 revoluciones (~ 36 días).

2.2.3.5 Calibración de campo completo (FFCal)

El modo de calibración de campo completo es el único que permite transmitir a tierra el campo de visión de la cámara íntegramente, es decir, la totalidad del área de imagen del CCD. Este modo tiene como función, la obtención de datos para poder corregir las heterogeneidades de sensibilidad del detector píxel a píxel (proceso conocido como aplanamiento del campo).

Al igual que en el modo DCCal, varios parámetros específicos de este modo permiten configurar la ejecución del algoritmo de calibración. Estos parámetros son: el número de tomas a realizar, y para cada toma, el LED a ser usado (0 para tomas de cielo, con LED apagado), el tiempo de integración, los factores de *binning*, la ganancia, el puerto de lectura y las coordenadas de las secciones a transmitir.

Una actividad completa en este modo está compuesta por dos fases:

- Imagen de cielo: una toma del cielo es adquirida, y la imagen es transmitida a tierra en paquetes de telemetría específicos para imágenes de este tipo. La finalidad de esta imagen es poder eliminar la contribución de fuentes astronómicas en las imágenes de LED. Sólo aquellas fuentes más brillantes que $V = 9$, tienen una contribución mayor que el 1% de las cuentas obtenidas con el LED encendido.
- Imagen de LED: el CCD es iluminado por un LED instalado en la cavidad óptica. Al igual que para las imágenes de cielo, la imagen completa es transferida a tierra, pero en este caso, en paquetes de telemetría específicos para las imágenes con LED encendido.

Para asegurar unas operaciones flexibles es posible leer sólo una sección del CCD, tanto en las imágenes de cielo como en las de LED. El tamaño máximo permitido de cada sección es de 1042×1024 .

Una actividad típica de calibración incluye 10–15 tomas. Debido al gran número de píxeles que deben transmitirse a tierra, la tasa de telemetría adjudicada a la OMC se suele ver incrementada a ~ 60 paquetes en las actividades de calibración. Al igual

que en la calibración de corriente de oscuridad y de polarización, la frecuencia es de una calibración cada 12 revoluciones (~ 36 días).

2.2.4 Algoritmo de centrado

Como hemos visto en la sección 2.2.3 al describir los modos de operación del instrumento OMC, la primera imagen que se toma en los modos de ciencia está destinada a determinar el error de apuntado del instrumento. Para ello se dispone a bordo de un algoritmo de centrado encargado de calcular la diferencia entre el apuntado planificado y el apuntado que finalmente se ha alcanzado. Los resultados de este algoritmo son usados para corregir, a bordo y de forma automática, la posición de las pequeñas cajas que van a ser transmitidas a tierra en las siguientes tomas.

El algoritmo de centrado (Mas-Hesse 1999) fue definido para que sea robusto, seguro y consumir los menos recursos posibles, teniendo en cuenta las restricciones de los sistemas de a bordo. La idea básica de las rutinas de centrado consiste en comparar sobre el CCD, la posición esperada con la real para una serie de estrellas de referencia astrométrica. Inicialmente el algoritmo básico busca las estrellas de referencia en una ventana (31×31 píxeles) centrada en cada una de las posiciones planificadas. Si las estrellas de referencia no son identificadas, se inicia un ciclo de búsqueda en espiral que consiste en mover la ventana de búsqueda (31×31 píxeles) alrededor de la coordenada central en pasos de 25 píxeles. Gracias a la ayuda de simulaciones realizadas con anterioridad al lanzamiento del satélite, el número de estrellas de referencia quedó fijado en 10.

Los principales pasos que ejecuta el algoritmo básico para calcular los errores de centrado, pueden ser descritos esquemáticamente de la siguiente manera:

1. En cada una de las cajas de 31×31 píxeles se identifica la estrella de referencia con el píxel más brillante. Se comparan las coordenadas CCD (X, Y) derivadas, con sus correspondientes valores esperados incluidos en el telecomando, para calcular el error de centrado en X e Y .
2. Se calcula el valor medio de los errores de centrado así como su desviación estándar.

3. Se compara cada uno de los errores de centrado con el valor medio obtenido y se aplican los siguientes criterios:
 - Se rechazan aquellas estrellas con una desviación respecto al valor medio mayor de 7 píxeles en al menos una de sus coordenadas (X, Y) , y se repite el paso 2 con las restantes parejas (X, Y) .
 - Se rechazan aquellas estrellas con una desviación respecto al valor medio mayor de 5 píxeles en al menos una de sus coordenadas (X, Y) , y se repite el paso 2 con las restantes parejas (X, Y) .
 - Se rechazan aquellas estrellas con una desviación respecto al valor medio mayor de 3 píxeles en al menos una de sus coordenadas (X, Y) , y se repite el paso 2 con las restantes parejas (X, Y) .
4. Se considera que la rutina no converge si al final del proceso quedan menos de cuatro estrellas de referencia. La presencia de rayos cósmicos, píxeles defectuosos o apuntados erróneos del satélite podrían llevar a esta situación.

La precisión en que el satélite alcanza un determinado apuntado, depende del ángulo entre la posición de apuntado inicial (punto de partida) y final (punto de llegada). Según las especificaciones y requisitos técnicos previstos antes del lanzamiento de la misión ([ESA 1999](#); [OMC Consortium 2002](#)), en la mayoría de los casos (ángulos pequeños), el apuntado del satélite sería suficientemente bueno como para que las estrellas de referencia cayeran dentro de la ventana de 31×31 píxeles. Sin embargo, en ciertas ocasiones, especialmente tras un desplazamiento angular grande del eje de apuntado, las ventanas de 31×31 píxeles podrían no ser suficientemente grandes, por lo que las estrellas de referencia caerían fuera de ellas.

Durante el proceso de construcción del catálogo de entrada de la OMC, pudimos comprobar que no era posible aumentar el tamaño (31×31 píxeles) de la caja de búsqueda, porque entonces no disponíamos de estrellas de referencia astrométrica suficientes que cumplieran los requisitos necesarios (ver capítulo 3 para más detalles sobre la compilación del catálogo).

Para poder derivar el apuntado real del satélite en estas situaciones, respetando los requisitos computacionales, de memoria y de tiempo, se definió un proceso de búsqueda en espiral. Este proceso consiste en mover la ventana de 31×31 píxeles alrededor de la posición planificada en pasos de 25 píxeles, hasta que el algoritmo básico de centrado converja en alguna de las nuevas posiciones. En la figura 2.6

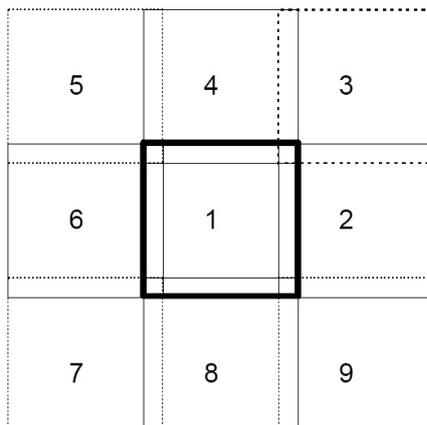


Figura 2.6: Representación gráfica de la ventana central y de las ocho siguientes que forman el primer ciclo de búsqueda en espiral. Las ventanas tienen un tamaño de 31×31 píxeles, y sus centros están desplazados 25 píxeles.

mostramos la ventana central y las ocho siguientes que forman el primer ciclo espiral. Ciclos adicionales son ejecutados en caso de necesidad siguiendo la misma estrategia, alejando las nuevas ventanas 25 píxeles más. Un segundo ciclo estaría formado por 16 nuevas ventanas.

2.2.5 Necesidad de un catálogo

Como hemos ido viendo en este capítulo, durante las observaciones científicas regulares de la cámara OMC, no es posible transmitir a tierra la imagen completa, debido a la baja tasa de telemetría asignada. Únicamente, alrededor de un 1% de la imagen es transmitida a tierra en pequeñas ventanas del CCD (típicamente de 11×11 píxeles). Todo ello tiene un gran efecto en las operaciones de la cámara, puesto que requiere conocer, a priori, la posición de las fuentes a transmitir. Surge así la necesidad de disponer de un catálogo que contenga todos los objetos potencialmente interesantes para ser observados con la OMC.

Hemos visto también que, dada la precisión de apuntado del satélite, es conveniente disponer de un algoritmo de centrado. Dicho algoritmo requiere haber seleccionado previamente, y en cada apuntado, una serie de estrellas de referencia astrométrica.

Por otra parte, uno de los objetivos científicos de la OMC es proporcionar fotometría estándar calibrada en la banda V de Johnson. A tal efecto, debemos asegurarnos la observación de un número suficiente de estrellas de referencia fotométrica, que nos permitan calibrar nuestra fotometría.

El catálogo de entrada de la OMC debe incluir, no sólo los objetos potencialmente de interés científico, sino también estrellas de referencia tanto astrométrica como fotométrica.

Chapter 3

The OMC Input Catalogue¹

Due to limitations in the available RAM memory on the DPE (Data Processing Electronics), the OBDH (On Board Data Handling) capabilities and the available telemetry to the ground, it is necessary to know, *a priori*, the objects of interest within the FoV (Field of View). Only windows of the CCD containing those objects are transmitted to ground. In addition, to provide calibrated standard V Johnson photometry for the targets of interest, it is required to observe a set of well calibrated photometric reference stars. Moreover, in order to know the pointing of the instrument with one pixel precision, a set of astrometric reference stars is also needed. The OMC Input Catalogue, and updates produced during the mission, are able to supply all this information, the objects of scientific interest and the reference stars.

The current version of the OMC Input Catalogue has been compiled from various sources and contains over 500 000 entries, namely:

- astrometric and photometric reference stars,
- known optical counterparts of γ -ray sources,
- known optical counterparts of X-ray sources,
- point-like X-ray sources detected and catalogued by ROSAT,
- quasars observable by the OMC,
- known additional AGNs,

¹This chapter is based on the OMC Input Catalogue publications [Domingo et al. \(2003, 2006a\)](#).

- known variable stars (including eruptive variable stars, novae and cataclysmic stars) and
- variable objects which may require an additional optical monitoring.

The OMC scientific mode operations are performed by uploading a table with the expected coordinates of the targets of interest to be monitored by OMC. To arrange this table, a priority flag was assigned to all scientific targets included in the OMC Input Catalogue. For the assignation of such priority flag, in the first compilation of the catalogue, we adopted as a general criterion:

- priority 1: γ -ray sources
- priority 2: bright X-ray sources
- priority 3: optical variable sources with $V < 18.0$ or without any magnitude
- priority 4: faint X-ray sources

The first compilation of the catalogue was ready before the launch of INTEGRAL. In fact, two versions (1.0, April 2001 and 2.0, October 2002) were released pre-launch. The OMC Input Catalogue version 2.0 ([Domingo et al. 2003](#)) included all the reference stars as well as most of the scientific targets present in the current release of the catalogue (version 5.0, February 2006).

3.1 Scientific sources compiled pre-launch

3.1.1 γ -ray sources

The γ -ray source compilation, was built by collecting all the sources in the 11 original catalogues indicated below and the compilation from the *Simbad Astronomical Database* (hereafter SIMBAD):

1. *The Third EGRET Catalogue of high-energy γ -ray sources* ([Hartman et al. 1999](#))

- 271 sources ($E > 100$ MeV) detected during CGRO Cycles 1,2,3 and 4. Completely reprocessed data were used in this compilation.
2. *Point sources of GeV γ -rays* ([Lamb & Macomb 1997](#))
 - 57 sources detected during the first 4.5 yr of EGRET observations. At 1 GeV the angular resolution of EGRET is approximately 3.4 times better than at 100 MeV.
 3. *Supplement to the Second EGRET Catalogue* ([Thompson et al. 1996](#))
 - 28 sources detected during CGRO Cycle 3.
 4. *EGRET observations of the region to the south of $b = -30^\circ$ in phase 1 and 2 of the CGRO viewing program* ([Lin et al. 1996](#))
 - 17 point sources observed during EGRET cycles 1 and 2.
 5. *The Second EGRET Catalogue* ([Thompson et al. 1995](#))
 - 129 sources from Cycles 1 and 2 of EGRET.
 6. *The First EGRET Catalogue* ([Fichtel et al. 1994](#))
 - 123 γ -ray sources. Additionally, in the printed version it gives upper limits for 86 pulsars and 578 AGN's.
 7. *Second COS-B Catalogue of high-energy γ -ray sources* ([Swanenburg et al. 1981](#))
 - 25 high-energy sources ($E > 100$ MeV) observed during the period 1975-1978.
 8. *First COS-B Catalogue: New high-energy γ -ray sources observed by COS-B* ([Hermsen et al. 1977](#))
 - 13 high-energy sources.
 9. *First COS-B Catalogue: Present status of γ -ray astronomy* ([Pinkau 1979](#))
 - 24 high-energy sources.
 10. *SIGMA survey of the Galactic Center region and discovery of a hard X-ray transient* ([Vargas et al. 1996](#))

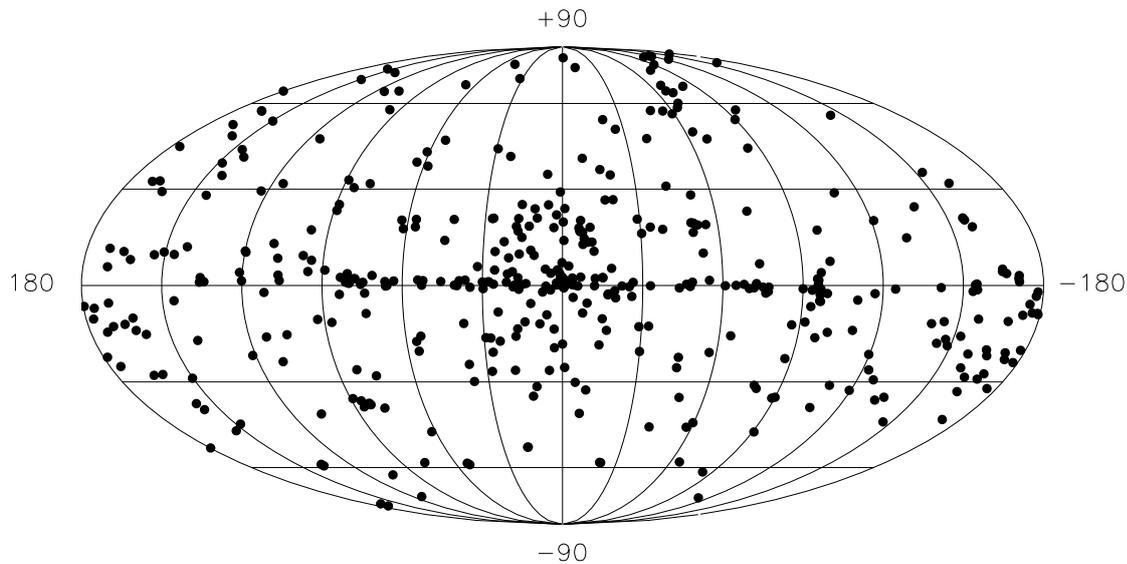


Figure 3.1: Sky distribution of the 440 compiled γ -ray sources in galactic coordinates, with the origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

- 15 high-energy sources in the Galactic Center region observed from March 1990 to September 1994.

11. *Catalogue of SAS-2 γ -ray observations* (Fichtel et al. 1990)

- 32 sources (AGN, LMC, SMC...) + 113 pulsars.
- 27 SAS-2 *other* sources, some of them coming from:
 - *High-energy γ -ray results from the Second Small Astronomy Satellite (SAS-2)* (Fichtel et al. 1975)
 - *Final SAS-2 γ -ray results on sources in the galactic anticentre region* (Thompson et al. 1977)

The compilation contains 440 sources. All available cross-identifications were used to avoid duplicities. The spatial distribution of these γ -ray sources is shown in Fig. 3.1.

In the case of the data coming from the EGRET telescope, the sources detected in the Second, Second Supplement and First EGRET but not included in the 3th EGRET Catalogue (which corresponds to a complete reprocessing of all the observations) were maintained in our catalogue (38 sources). On the other hand, the 113

Table 3.1: Number of γ -ray sources with a specified error from SIMBAD, available for 312 sources.

Position error (arcsec)	Number of sources
$\sigma \leq 0.010$	42
$0.010 < \sigma \leq 0.100$	8
$\sigma = 0.300$ (coded)	22
$\sigma = 3.000$ (coded)	30
$\sigma = 18.000$ (coded)	14
$\sigma = 180.000$ (coded)	34
$\sigma = 1080.000$ (coded)	124
$\sigma = 10800.000$ (coded)	38

pulsars coming from SAS-2 were not included in our compilation after checking that they were already present in the OMC Input Catalogue as optical variables.

3.1.1.1 Position error from the original catalogues and SIMBAD

In this compilation, 312 sources had astrometric parameters from SIMBAD. In that database, the position error is coded when no information is available from astrometric catalogues. Table 3.1 shows the errors assigned to these 312 sources in the SIMBAD database, as compiled pre-launch. Since the total size of the OMC window allocated to each scientific source depends on that error, this parameter is important for the OMC operations.

In Fig. 3.2 the distribution of the position errors taken from the original catalogues is shown. As expected, when optical, radio or X-ray counterparts are known, the errors from SIMBAD are significantly reduced when compared with those from original catalogues. However, when no counterpart is known, the errors assigned in SIMBAD (coded depending on the catalogue type) can be underestimated.

One of the objectives of INTEGRAL is to provide more precise coordinates of the high energy sources, so the errors in their positions are being reduced thanks to INTEGRAL observations. The new coordinates are accounted for in the catalogue updates produced during the mission.

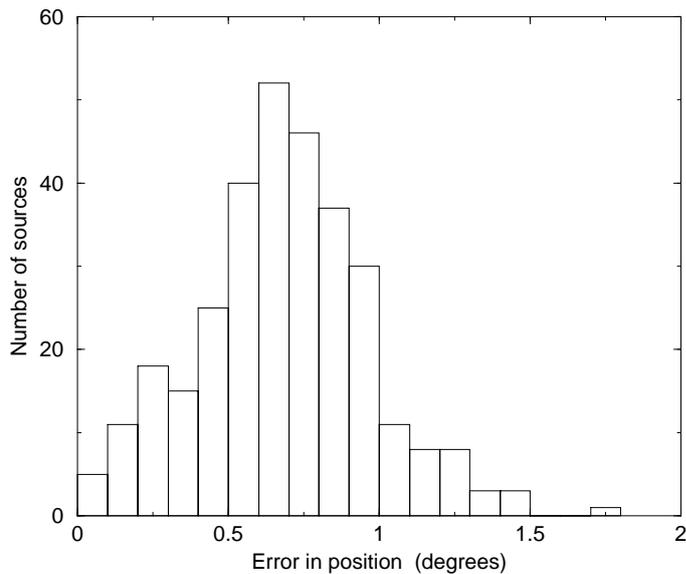


Figure 3.2: Distribution of error in position from the original catalogues, available for 313 sources.

3.1.2 X-ray sources

We took the *ROSAT All-Sky Survey* (RASS) as the compilation of X-ray scientific sources in our catalogue.

One of the main scientific goals of the ROSAT mission (1990–1999) was to perform the first all-sky survey in X-rays, containing four times more sources than all other existing X-ray catalogues. For this reason, we concentrated our compilation work on ROSAT, not considering older missions as UHURU (2–6 keV), OSO-7 (1–60 keV), ARIEL-5 (2–18 keV), HEAO-1/A1 (1–20 keV), HEAO-1/A2 (0.2–2.8 keV) and HEAO-1/A4 (13–180 keV), which sampled only a few percent of the sky and were superseded by ROSAT.

The RASS was conducted in 1990/91, and after a second analysis performed in 1994/95, 145 060 sources were detected (detection likelihood ≥ 7). The brightest 18 806 sources were published in the *ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue* (Voges et al. 1999, hereafter RASS-BSC), whereas 105 924 fainter sources were published in the *ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalogue* (Voges et al. 2000, hereafter RASS-FSC). Both catalogues were entirely included in our compilation. The spatial distribution of these X-ray sources is shown in Fig. 3.3.

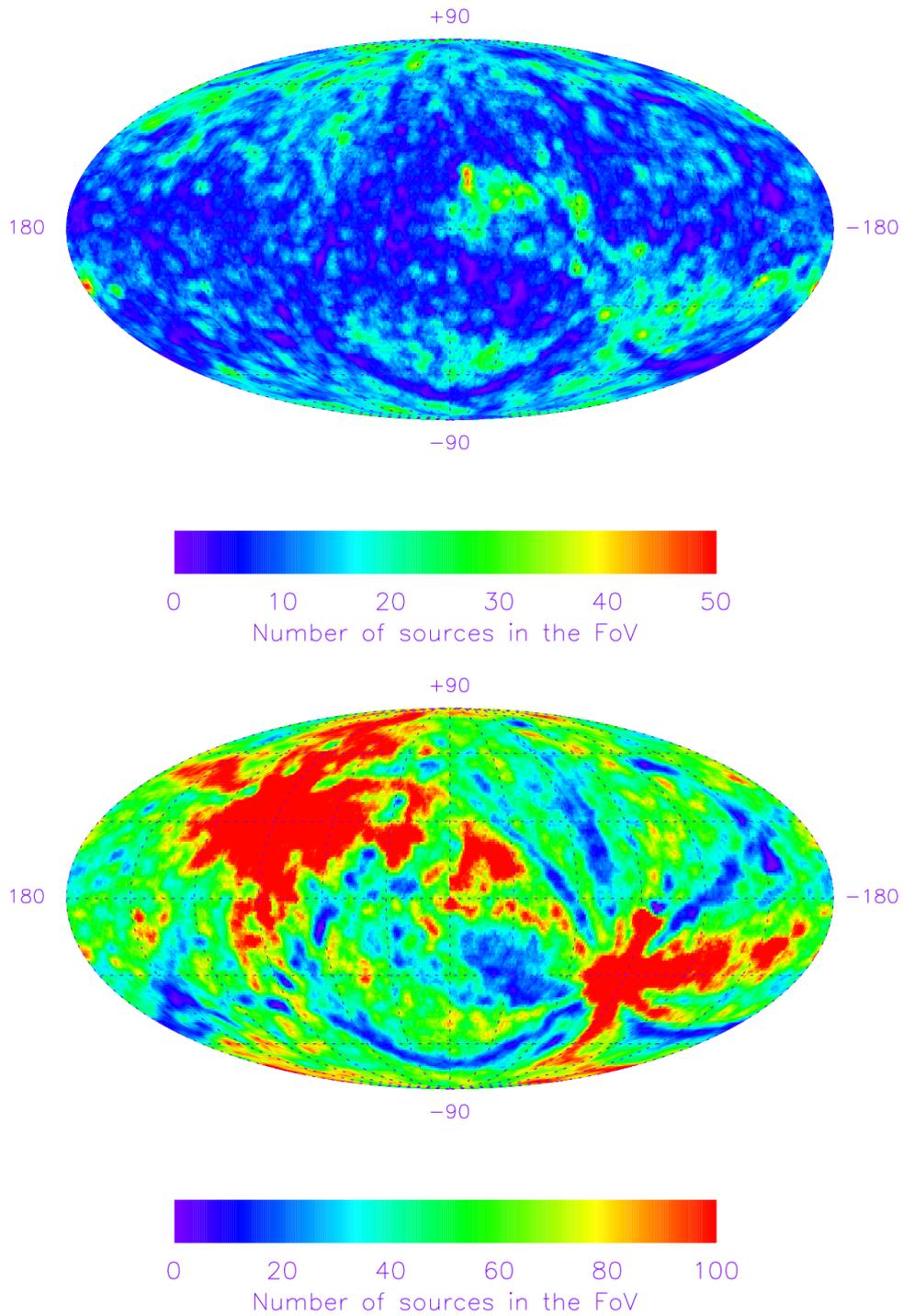


Figure 3.3: Top to bottom: Sky distribution of the 18 806 X-ray sources from *ROSAT* All Sky Bright Source Catalogue (RASS-BSC) and 105 924 X-ray sources from *ROSAT* All Sky Faint Source Catalogue (RASS-FSC) contained in the OMC Input Catalogue. The colours represent the number of sources in the OMC FoV. Galactic coordinates with the origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

The sources included in the RASS-BSC have a limiting ROSAT PSPC (Position Sensitive Proportional Counter) count-rate of 0.05 cts/s in the 0.1–2.4 keV energy band. For the 98.2 % the extent radius is less than 5', and for the 99.6 % the extent is smaller than 10'. The RASS-FSC represents the faint extension (bright sources are excluded), and contains sources with at least 6 source photons in the 0.1–2.4 keV energy band.

The ROSAT PSPC Source Catalogue (ROSAT Consortium 2000) and the *WGA-CAT version of ROSAT sources* (White et al. 2000) are also products of the ROSAT mission available at CDS. They contain 95 331 and 88 621 point sources respectively, detected during the *ROSAT Guest Observing Program: pointed phase 1991/94*. As they have a very irregular sky distribution and are not representative of the whole sky contents, they were not considered in our compilation.

Cross-correlation with other catalogues

Waiting for a more complete data-set, an exhaustive cross-correlation of RASS-BSC and RASS-FSC with other sources included in the OMC scientific programme (γ -ray sources and optical variables), was not performed up to OMC Input Catalogue version 4.0 (April 2005). Cross correlation of RASS-BSC with galactic and extragalactic catalogues compiled in the SIMBAD and NED databases, showed that more than 65 % of the sources were objects previously unknown (Bade et al. 1998). Specific observing programmes such as the *Hamburg/RASS Catalogue of optical identifications* (Bade et al. 1998) were in progress to identify these objects and to insight into their physical nature. Moreover, the cross-correlation performed by Voges et al. (1999) resulted in a total of 7117 sources with unique optical entries in a search radius of 90'' around the RASS-BSC position. Considering this work and additional internal work we found that ~ 75 % of the RASS-BSC sources were not included in our compilation of optical variables (Sec. 3.1.3). To improve the detection process, not only the searching radius around the RASS-BSC position, but also the position of the object in the HR1– $\log(F_X/F_{\text{Opt}})$ diagram should be considered to assign an optical counterpart to the X-ray sources.

Moreover, Voges et al. (1999) correlated the RASS-BSC with the Tycho catalogue (ESA 1997) to assess the positional accuracy of the point-like sources. The comparison indicated that 90 % of the sources were found within 25'' of the optical

position, so less than two OMC pixels. This result play an important role when analyzing the cross-correlation between optical and X-ray OMC scientific targets.

3.1.3 Optical variable sources

Simultaneous to the monitoring of all the main targets observed by the high-energy instruments, the OMC observes a large amount of optical sources also present in the field of view.

Our compilation includes known galactic and extragalactic variable stars as well as suspected variables. The OMC will substantially increase our understanding on this type of objects since its operational mode allows relatively long and continuous monitoring periods of up to two weeks.

Special care was devoted to the compilation of extragalactic objects (AGN, QSO, starburst galaxies, narrow emission line galaxies, etc.) as they are potential high-energy emitters. The OMC can do both the analysis of the optical variability of these objects during long periods of time, and the collection of a large database with homogeneous V magnitudes at the end of the mission. At the time of this compilation, most of these objects had only B or photographic magnitudes (Padovani 1998).

3.1.3.1 Catalogues

In the compilation of the optical sources the following eight catalogues and the SIMBAD database were used:

1. *The Combined General Catalogue of Variable Stars* (Kholopov et al. 1998, hereafter GCVS).

It contains a catalogue of all known galactic variable stars prior to 1997 (Vols. I–III), a catalogue of extragalactic variable stars and supernovae (Vol. V), and a catalogue of suspected variable stars not designated as variables prior to 1980 (published in *The New Catalogue of Suspected Variable Stars*, NSV Kukarkin & Kholopov 1982). This version also includes a file containing cross-identifications of variable stars (Vol. IV). The number of stars in each sub-catalogue can be summarized as follows:

31 918	galactic variable stars (Vols. I–III)
14 811	suspected variable stars (NSV Catalogue)
10 979	extragalactic variable stars (Vol. V)
984	extragalactic supernovae (Vol. V)

2. *New Catalogue of Suspected Variable Stars. Supplement* ([Kazarovets et al. 1998](#)).

It contains 11 206 stars suspected of variability which were not designated as variables prior to 1997.

3. *The 74th Special Name-list of Variable Stars* ([Kazarovets et al. 1999](#)).

It contains 3157 variable stars whose variability was discovered by the Hipparcos mission ([Perryman et al. 1997](#)). All the stars satisfy the GCVS variability criteria. According to these criteria several variables were reclassified. In the other hand, new cross-identifications were added to the ones from Hipparcos.

2417 stars whose variability was discovered by Hipparcos were not included in this list: 91 were contained in the GCVS; the rest of objects did not meet some of the GCVS naming criteria, and they appeared either in the Supplement to the NSV Catalogue ([Kazarovets et al. 1998](#)) or were already present in the NSV Catalogue ([Kukarkin & Kholopov 1982](#)).

4. *Hipparcos and Tycho Catalogues* ([ESA 1997](#)).

The 11 597 variable stars in the Hipparcos catalogue have been included. The information on variability present in the Tycho catalogue was not considered, since several sources of confusion were expected, because of the difficult treatment of non-detected transits and apparent variability due to duplicity.

5. *Variable stars in the Tycho photometric observations*.

To search for variability among faint stars of the Tycho catalogue, [Piquard et al. \(2001\)](#) made a treatment that took into account truncated detections and censored measurements. Reliable results were obtained for stars as faint as 11 mag. The list contains 1091 stars suspected to be variable objects.

6. *Quasars and Active Galactic Nuclei, 8th Ed.* ([Véron-Cetty & Véron 1998](#)).

This catalogue contains the following tables:

table1	11 358	Quasars (brighter than absolute B magnitude -23)
table2	357	Confirmed, probable or possible BL Lac objects
table3	3 334	Active galaxies (fainter than -23)
table4	57	Rejected quasars
refs	2 740	References to tables 1 to 4

7. *The Active Galactic Nuclei Catalogue* (Padovani 1998).

This catalogue includes 12 021 quasars and active galaxies and is heavily based on the catalogue of *Quasars and Active Galactic Nuclei, 7th Ed.* (Véron-Cetty & Véron 1996). It also includes the *BL Lac Catalogue* (Padovani & Giommi 1995) updated with BL Lac's discovered in 1996, and the radio galaxies in the 1 Jy, S4, and S5 radio catalogues. The AGN catalogue reports V magnitudes almost for all their objects. Nevertheless, in some cases V magnitudes were derived from B magnitudes by assuming a $(B - V)$ colour index typical of the class to which an object belongs to. As Padovani remarks, the V magnitudes in Véron-Cetty & Véron catalogue were mostly B or photographic magnitudes when no $(B - V)$ value was available. Furthermore, for all sources in this catalogue, the author reported a classification based mostly on the one given by Véron-Cetty & Véron, subdividing the QSO in *radio-loud* and *radio-quiet*.

8. *Narrow Emission Line Galaxies* (Kunth 1998).

Compilation of 441 objects dominated by intense starburst activity. These objects show strong optical emission lines and/or very blue stellar continuum, both being tracers of young, massive stellar populations and therefore candidates to host supernovae.

3.1.3.2 Compilation process

The compilation process of optical variables was divided into two big parts: on the one hand, galactic and extragalactic stars, on the other, extragalactic objects. We mean by extragalactic objects AGNs, HII galaxies, radio galaxies, starburst galaxies, emission-line galaxies and blue compact galaxies.

Variable stars (galactic and extragalactic)

The SIMBAD data base was used as starting point in our compilation since it contains a large sample of variable stars together with several cross-identifications. In a second step, an exhaustive and thorough work of cross-correlation between the data compiled from SIMBAD and those included in the catalogues listed above was performed, allowing us to pick up from them other variables and suspected variables not included in SIMBAD, as well as additional physical information such as magnitudes at maximum and minimum brightness, periods... The information coming from SIMBAD was then updated with the last available data from these catalogues.

In the following paragraphs, we give some technical information about the selection process. Readers not interested in its detailed description can skip them.

- *SIMBAD compilation.*

We queried the SIMBAD data base through the *Object Type*. In this way, we obtained all stars classified in this data base as variables or suspected variables, any sub-type of eclipsing binaries, any sub-type of cataclysmic variables, spectroscopic binaries, X-ray binaries, T Tau-type stars and variable white dwarfs of ZZ Cet type. In addition to the previous stars, we also extracted from this data base those stars with identifiers NSV, CSV (designator for a catalogue of suspected variable stars, [Kukarkin et al. 1951, 1965](#)) and V* although they were not classified in SIMBAD as variable stars. 47 981 stars filled the above criteria.

- *GCVS Catalogue, Vols. I–III.* (Galactic variables).

This catalogue was cross-correlated with the compilation from SIMBAD using the GCVS identifier. 3199 stars belonging to this catalogue were not included in SIMBAD and were added to our data base. From this catalogue, we recorded the magnitudes (at maximum and minimum brightness) and periods for all stars with these data available. We gave priority to the *V* magnitude from this catalogue over any magnitude from SIMBAD.

- *NSV Catalogue.*

The cross-correlation of the stars belonging to this catalogue with the compilation from SIMBAD was more difficult because, until that moment, SIMBAD

had not introduced all NSV identifiers. This cross-correlation was achieved using the available identifiers (NSV, HD, SAO, BD, CoD and CpD). The result of this process was the addition of 9779 new stars to our data base.

- *NSV Supplement Catalogue.*

This catalogue has available 3579 Hipparcos stars and 7627 non Hipparcos stars. The first ones were cross-correlated with the SIMBAD compilation through the HIP identifier, and the identifiers HD, SAO, BD, CoD and CpD were used for crossing the remaining 7627. As a result of this work, we added to our data base 3513 Hipparcos stars and 7611 non Hipparcos stars.

- *74th Name-list* (Hipparcos variables).

In contrast to the previous cases, this catalogue was almost included in the SIMBAD compilation completely. It could be cross-correlated using the HIP identifier (all stars included in it have available this identifier) and only 180 stars were not included in our SIMBAD compilation. We concluded that SIMBAD classified as variables those new Hipparcos variables which were also classified by the GCVS team (with the exception of these 180 stars), but did not those Hipparcos variables which were classified as suspected variables by the GCVS team (see previous item).

- *Variable stars in the Tycho photometric observations.*

The original sample contains 1091 suspected variable stars and we selected only those not having an Hipparcos-defined type of variability (i.e. *star is possibly a microvariable, star is a periodic variable* and *unsolved variable*) and those not belonging to NSV or GCVS, to avoid duplicities with those stars already selected from the other catalogues.

- *GCVS Catalogue, Vol. V.* (Only extragalactic variables).

The own identifier of this catalogue (*Variable star designation* for extragalactic objects) was not included in the SIMBAD data base. Nevertheless, we knew that our SIMBAD compilation contained extragalactic stars coming from several articles. Thus, this catalogue was cross-correlated with the SIMBAD compilation using all available identifiers in GCVS (Vol. IV). We noted that some of these stars were already contained in SIMBAD, although their coordinates were not available and, for this reason, they had not been included in our compilation. Only 772 stars from this catalogue were already present in our SIMBAD compilation.

In the process described in the above paragraph, the cross-identifications from GCVS (Vol. IV) were used to query once again the SIMBAD data base, and to extract from it other identifiers. We noted that the cross-identifications available in the GCVS (Vol. IV) were not completely included in the SIMBAD data base, specially HV (Harvard Variables) which were the mostly available in the GCVS. Thus, we decided to cross by coordinates the rest of stars which supposedly were not included in the SIMBAD compilation (all stars from GCVS Vol. V, with the exception of the 772 stars), by using a search radius of $10''$ around each star. For this purpose only those stars from the SIMBAD compilation without the GCVS identifier (all SIMBAD stars with this identifier were galactic stars) and without the NSV identifier (these stars were previously cross-correlated using the identifier) were considered. In this way, the probability of mistakes in the crossing process was reduced. We concluded that 1668 stars were already included in the SIMBAD compilation. So, we added only the remaining 8539 extragalactic variable stars to our selection.

The resulting selection of variable stars contained 81 489 galactic and extragalactic variable stars. We checked that all variable stars listed in the Hipparcos catalogue were included in this compilation. In addition, we can say that the intersection between the individual catalogues is very small and was taken into account in the selection process.

Extragalactic objects (AGN, HII galaxies...)

The work for the compilation of these extragalactic objects was extremely complicated mainly because of the diversity of existing identifiers, changes in their format, and the large differences between the classification of different source catalogues. For all these reasons, as in the galactic and extragalactic stars, the first step was to query the SIMBAD data base through the *Object Type*, but in this case it was very important to cross-correlate the Padovani and Véron-Cetty & Véron catalogues, and search for the possible cross-identifications between them. In the following paragraphs the reader will find the technical information related to the selection process.

- *SIMBAD compilation.*

We queried this data base through the *Object Type*. We extracted all objects

classified as AGNs (and sub-types), possible QSOs, radio-galaxies, HII galaxies, starburst galaxies, emission-line galaxies and blue compact galaxies. The sum of these objects was 22 300.

- *Overlap of [Padovani \(1998\)](#) and [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#) catalogues.*
The Padovani catalogue was based on the one of [Véron-Cetty & Véron \(1996\)](#). So, we crossed these two catalogues using *exact* coordinates and found most of the Padovani objects included in the Véron-Cetty & Véron catalogue. The remaining objects were cross-correlated incrementing gradually the search radius (maximum distance allowed between the position from both catalogues for a given object), and checking a posteriori the doubtful cases. In this way, with the exception of 310 sources, we could identify all objects included in the Padovani catalogue with the ones from Véron-Cetty & Véron catalogue.
- *Searching in SIMBAD for the Padovani and Véron-Cetty & Véron sources.*
After cross-correlating the [Padovani \(1998\)](#) and [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#) catalogues, we searched all their sources in SIMBAD and extracted other identifiers needed for the OMC catalogue. Before starting this search, the identifiers listed in both catalogues should be *homogenized* to the SIMBAD format. Even with this previous step, 3064 sources were not found in SIMBAD searching by identifier. These 3064 sources were searched once again in SIMBAD using their coordinates and a maximum search radius of 10". In the cases in which more than one object was found, their object type was used to discriminate. Finally, only 261 objects were not found in the SIMBAD data base.
- *Searching in SIMBAD for the Narrow Emission Line Galaxies ([Kunth 1998](#)).*
All these sources (441) were searched in SIMBAD using their identifier. Those sources which were not found by identifier were searched individually using their coordinates. Finally, only six sources from this compilation were not found in the SIMBAD data base.

In conclusion: taking into account the three described catalogues, our final compilation was increased by 2660 objects with respect to the compilation coming from SIMBAD. Thus, the final compilation of extragalactic objects contained 24 960 extragalactic objects (non stars). Nevertheless, as important or even more than this increase, it was the availability of magnitudes (with better precision) and a more reliable classification of these objects.

The spatial distribution of the final compilation of optical variable sources, including both the selection of galactic and extragalactic stars, and the rest of extragalactic objects, is shown in Fig. 3.4. The distribution of magnitudes for each selection is also represented in Fig. 3.5 and 3.6.

3.2 Reference stars

The astrometric and photometric reference stars were selected from the *Hipparcos and Tycho Catalogues* (ESA 1997, hereafter Hipparcos and Tycho-1, respectively). Catalogue descriptions are given by Perryman et al. (1997) and Høg et al. (1997). Because the Tycho-2 catalogue (Høg et al. 2000) provides higher quality data than Tycho-1, astrometric and photometric data were taken from Tycho-2. Moreover, since the limiting magnitude for Tycho-2 is about 2 magnitudes fainter than for Tycho-1, we used Tycho-2 data to cope with the problem of contamination by close companions in photometric reference stars. Variability information from Tycho-1 was also used to build the OMC Input Catalogue.

3.2.1 Astrometric stars

The first shot of each pointing of the OMC is devoted to observe a set of astrometric reference stars (typically ten), allowing the pointing of the camera to one pixel accuracy. The result of the centring algorithm is used in the following shots during this pointing.

When the satellite moves from a pointing to another, the pointing is achieved with an accuracy which depends on the slew angle. To find the offset from the planned pointing, the centring algorithm (described in Sect. 2.2.4) considers the pixel with the higher number of counts as the one containing the astrometric reference star.

The size of the search window handled by the centring algorithm is 31×31 pixels. This box is large enough for closed loop slews, but it can be smaller than the pointing error for the Galactic Plane Survey operations and for large displacements. To deal with this large pointing inaccuracy, when no solution is achieved by the centring algorithm in the 31×31 pixels box, a spiral search is started. This routine

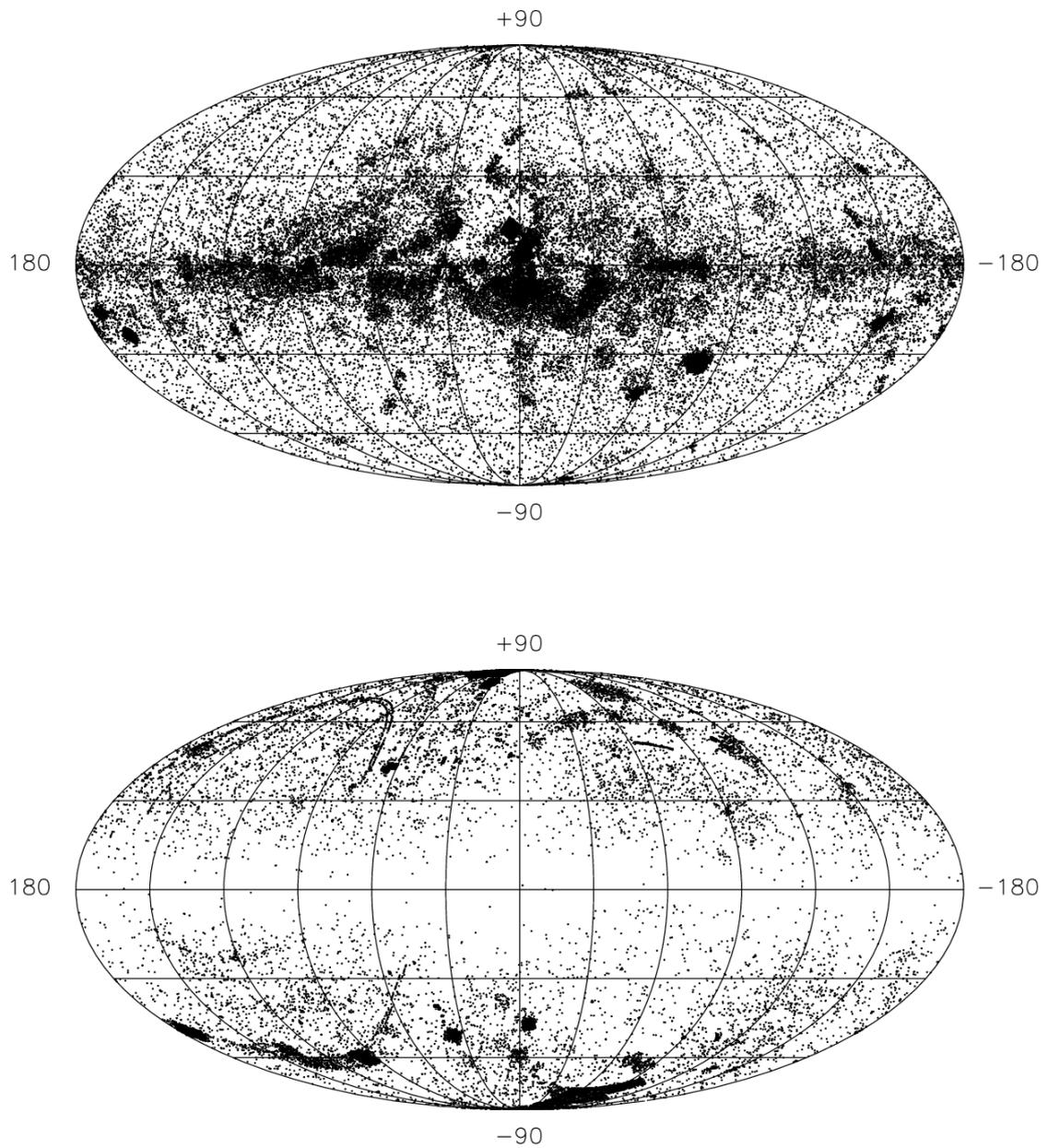


Figure 3.4: Top to bottom: sky distribution of the 81 489 galactic and extragalactic variable stars and sky distribution of the 24 960 AGNs, radio-galaxies, narrow emission line galaxies... Galactic coordinates with the origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

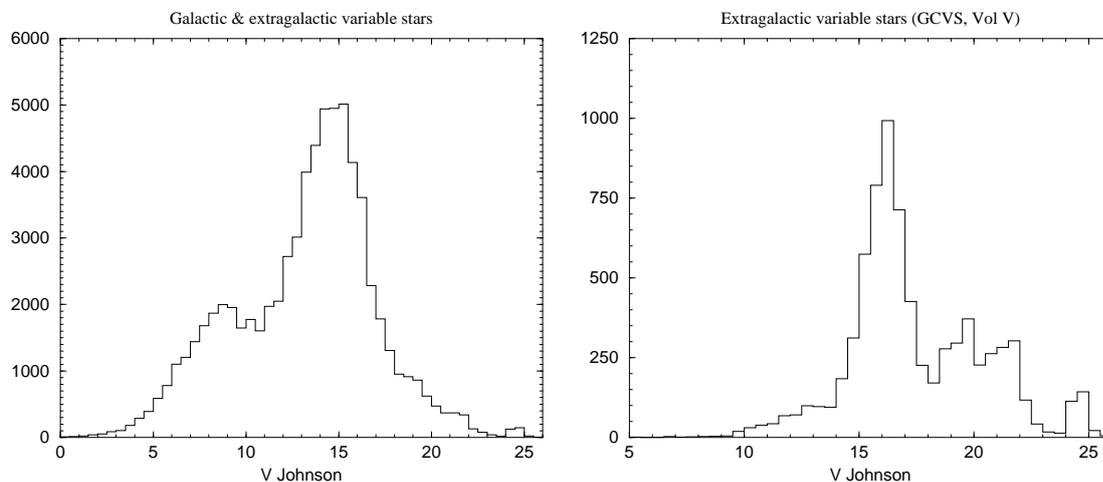


Figure 3.5: Apparent V Johnson magnitude distribution for the galactic and extragalactic variable stars (left panel) and for the extragalactic variable stars alone (right panel).

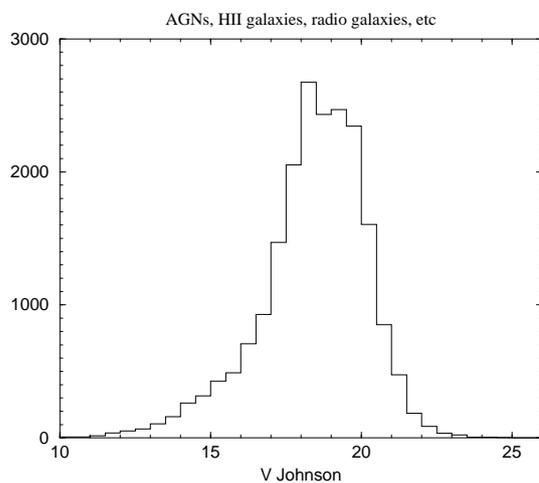


Figure 3.6: Apparent V Johnson magnitude distribution for the compilation of AGNs, HII galaxies, radio galaxies...

searches in 31×31 pixels boxes, which are moved in steps of 25 pixels around the predicted pointing coordinates until convergence is achieved or the search window has been shifted by more than 100 pixels.

The criteria used when selecting the astrometric reference stars are in agreement with the way the centring algorithm works and take into account the size of the search window, the variability of the stars, the proximity among stars and the level of saturation. The most unfavourable case was always considered.

3.2.1.1 Selection criteria

1. Brightness

To ensure that a given astrometric reference star matches the brightest pixel in each possible configuration of the search window handled by the centring algorithm, isolating circles with a radius of $31\sqrt{2}$ pixels centred in each astrometric reference star were used. Each one of these isolating circles must contain only one astrometric reference star. In addition, the following three cases were taken into account:

- **The selected star is at the edge of a pixel:** The astrometric reference star could be placed at the corner of one pixel. On the contrary, another star in the search window could be well centred in one pixel. Taking into account the OMC point spread function (PSF) ($\text{FWHM} \approx 1.4$ pixels) when a star is centred in a pixel, that pixel contains 36% of the total energy. If the star is placed at the corner of a pixel, each one of the four adjacent pixels contains 21% of the total energy. So, the astrometric reference star must be 0.6 mag brighter than all other stars within the isolating box ($\Delta m = -2.5 \log(21/36) = 0.59$).
- **There is contamination by close groups of stars:** The possibility that some non-reference stars, filling in one pixel, become brighter than an astrometric reference star in the same isolating circle was also considered. To ensure the above criterion, we imposed that the joint magnitude of a group of stars filling in one pixel must be always 0.6 mag fainter than the magnitude of the reference star; if that was not the case, the reference star was rejected.

- **The completeness limit of the catalogue used:** To ensure the fulfillment of the above conditions, the astrometric reference stars must have $V \leq V_{\text{comp}} - 0.6$, being V_{comp} the magnitude completeness limit of the catalogue from which the astrometric reference stars were selected.

2. Variability

The stars within the search window can be variable, either the astrometric reference star itself, or the neighbour stars, or both. So, within the isolating box, the astrometric reference star at its minimum brightness (V_{min}) must be 0.6 mag brighter than all other stars at their maximum brightness (V_{max}).

3. Saturation

According to the CCD performances (Mas-Hesse et al. 2003a), the full well capacity is at $120\,000\text{ e}^- \text{ pixel}^{-1}$. As the integration time of the centring shot is ten seconds, the saturation is reached at $V_{\text{sat}} \approx 6.3$ mag. However, stars bright enough to reach the full well capacity of a pixel were still accepted as reference stars, provided that blooming² did not occur.

- **Assumption:** To be conservative, blooming was assumed to happen when the number of counts is 1.5 times the full well capacity, so the astrometric reference star must not be as bright as $V = V_{\text{sat}} - 0.44$ ($\Delta m = -2.5 \log(1.5) = -0.44$), i.e. $V = 5.9$. According to the OMC PSF, this assumption also ensures that the adjacent pixels will not be saturated. On the other hand, criterion 1 ensures that all other stars within the isolating box will not yield saturation since $V > V_{\text{sat}}$, and thus, there will not be two saturated stars within the same search window and no confusion is possible.
- **Accounting for close companions:** Fluxes of two neighbour stars with separation smaller than the diagonal of the pixel $\cong 24.8$ arcsec may fall into the same pixel, increasing the possibility of saturation. However, criterion 1 ensures that a minimum difference of 0.6 magnitudes exists, thus giving a decrease of 0.49 mag in the joint magnitude as a maximum. In this case, the bright star may be only as bright as $V = V_{\text{sat}} - 0.44 + 0.49$. In the general case, $V > V_{\text{sat}} - 0.44 + 2.5 \log(1 + 10^{0.4(V-V_c)})$ being V_c the magnitude of the companion. To account for variability,

²Blooming is the result of the overexposure of a star with a CCD camera. The excess illumination causes spill into the adjacent pixels of the transfer row of the CCD device.

this reasoning was applied to the star at its maximum brightness: $V_{\max} > V_{\text{sat}} - 0.44 + 2.5 \log(1 + 10^{0.4(V_{\max} - V_c)})$.

Stars with close companions that do not produce saturation are considered good astrometric reference stars. These close companions should not introduce a critical distortion on the centring algorithm results.

3.2.1.2 Selection from the Tycho-1 catalogue

Astrometric reference stars were selected from the Tycho-1 catalogue updating their data with the Tycho-2 catalogue.

The completeness magnitude of the Tycho-1 catalogue is $V_{T_{\text{comp}}} \approx 10.5$. Allowing for a colour $(B_T - V_T) \sim 2$, we considered, in a conservative case, that $V_{\text{comp}} \approx 10.3 \text{ mag}^3$. According to the above criteria 1 and 3, only those stars with $V_{\min} \leq V_{\text{comp}} - 0.6 = 9.7 \text{ mag}$ and $V_{\max} > V_{\text{sat}} - 0.44 = 5.86 \text{ mag}$ were candidates to be astrometric reference stars.

Those stars with close companions that may produce saturation were not retained. Stars quoted as *dubious astrometric reference star* in the Tycho-1 catalogue were rejected. Those with dubious V Johnson magnitude and/or no complete information on V_T or B_T were also rejected.

The final compilation of astrometric reference stars from the Tycho-1 catalogue is composed by 62 720 stars with $5.86 \leq V \leq 9.7$ and always 0.6 magnitudes brighter than all the neighbour stars in a circle of radius $31\sqrt{2}$ OMC pixels (centred on the reference star).

3.2.1.3 Number of reference stars per pointing

The centring algorithm searches for a maximum of ten astrometric reference stars (default value) within the OMC FoV. To avoid the borders of the chip and since the maximum offset from the predicted position considered by the centring algorithm

³Standard relations (ESA 1997) have been applied to transform B_T and V_T Tycho magnitudes to B and V Johnson magnitudes.

Table 3.2: Percentage of pointings in the All Sky and Galactic Plane Survey (GPS) with n astrometric reference stars.

n	% pointings (All Sky)	% pointings (GPS)
<10	0.06	0.002
<5	0.00	0.000
=0	0.00	0.000

is $30'$, the Pointing Software (see Chap. 4) selects only those astrometric reference stars placed within a $4^\circ \times 4^\circ$ box centred in the planned OMC pointing.

Table 3.2 lists the percentage of pointings in the sky with less than 10, 5 and 0 astrometric reference stars inside a circle of radius $2:26$ (the same area as the $4^\circ \times 4^\circ$ box). It can be seen that there is not any pointing in the sky with less than 5 astrometric reference stars, and only a very small fraction of pointings have less than 10 astrometric reference stars. In Fig. 3.7 we plot the percentage of pointings as a function of the number of astrometric reference stars inside the circle of radius $2:26$. Finally, the distribution in the sky of the pointings with the number of astrometric reference stars is shown in Fig. 3.8.

3.2.2 Photometric stars

After the shot devoted to centring, a shot for measuring a set of photometric reference stars (typically ten) is performed. The goal of this set of photometric reference stars is to provide standard V Johnson magnitudes of the targets of interest within the FoV (high energy sources, X-ray sources, optically variable sources, etc.). In addition, to improve the photometric calibration, five photometric reference stars are added to the list of scientific sources and observed in the rest of shots.

The criteria to accept a star with known V magnitude as photometric reference star for the mission are related with the variability, the multiplicity, the saturation limit of the CCD and the PSF. The most unfavourable case was always considered.

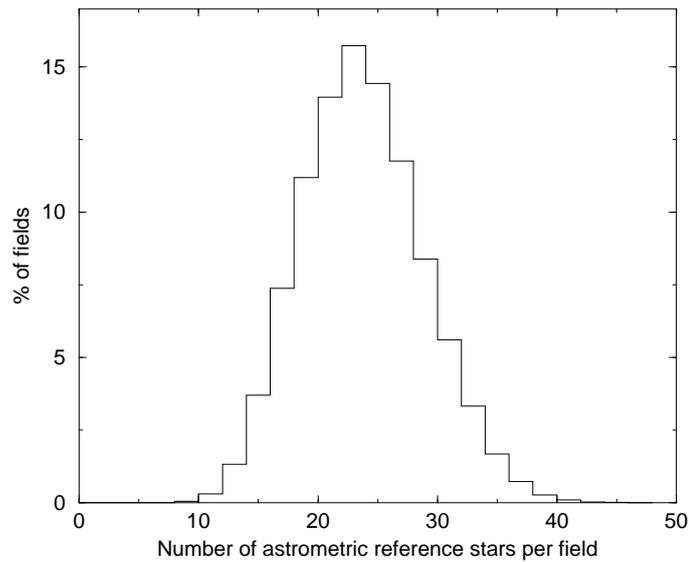


Figure 3.7: Percentage of pointings as a function of the number of astrometric reference stars inside a circle of radius $2^{\circ}26'$.

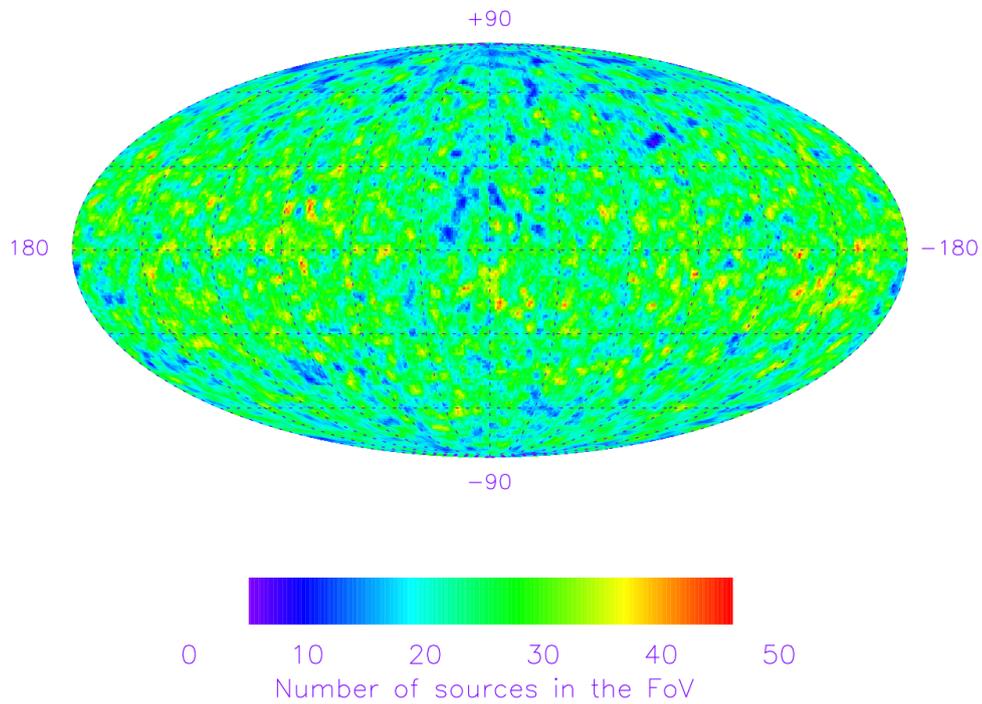


Figure 3.8: Sky distribution of pointings with a given number of astrometric reference stars. The colours represent the number of reference stars in an effective FoV (circle of radius $2^{\circ}26'$). Galactic coordinates with the origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

3.2.2.1 General selection criteria

1. Variability

The photometric reference star must not be optically variable.

Stars with $B - V < 0.0$ and those with $B - V > 1.3$ were not selected as photometric reference stars because they are likely variable.

2. Saturation limit

As the centring shot, the photometric shot has a duration of ten seconds, giving $V_{\text{sat}} \approx 6.3$ mag. The photometric reference star filling only one pixel must not reach this magnitude of saturation ($V > V_{\text{sat}}$).

3. Multiplicity

When OMC data are processed at the INTEGRAL Science Data Centre (Courvoisier et al. 2003), a photometric value is obtained for each source by applying an extraction mask of 3×3 or 5×5 pixels. To avoid contamination by other sources present in the extraction mask, the stars with another entry in Tycho-2, at a distance closer than $75''$, were rejected as photometric reference stars.

3.2.2.2 Selection from the Hipparcos catalogue

Additional selection criteria based on Hipparcos and Tycho-2 data were applied to all Hipparcos stars. Those stars in the Hipparcos catalogue with a *coarse variability flag* or with a *flag variability type* (duplicity induced variability, possible microvariable, periodic variable, unsolved variable, revised colour index...), as well as stars which appear at *The Hipparcos Catalogue Double and Multiple Systems Annex* (ESA 1997), *Components of Double and Multiple Stars* (Dommangenet & Nys 1994, hereafter CCDM), were rejected as photometric reference stars for the OMC. Those multiple systems with an acceleration, orbital, variability-induced movers (VIM) or stochastic solution were also rejected as photometric reference stars. These stars were also selected in base of their astrometric quality. All entries with bad position measurements or with dubious astrometric quality were rejected as photometric reference stars.

Some other filters were also applied with respect to Tycho-2 data. Those entries without proper motion or absence of any magnitude (B_T or V_T) or $B_T > 13$ or $V_T > 12$

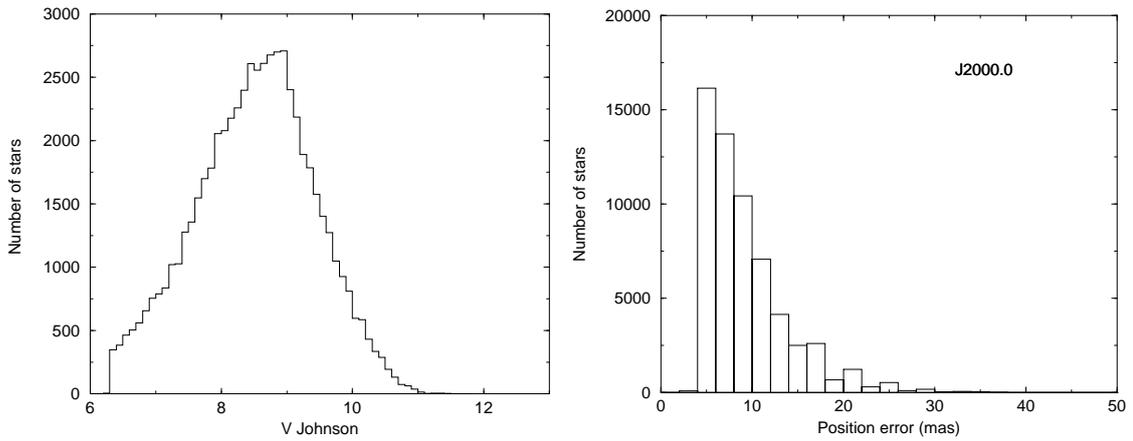


Figure 3.9: Photometric reference stars selected from HIPPARCOS: apparent V Johnson magnitude distribution (left panel) and astrometric precision (right panel).

(induced by poor signal) were not accepted. Moreover, those entries which are non-single and those suspicious to be non-single systems were rejected.

Stars which do not have an Hipparcos V Johnson magnitude from ground observations, have their magnitudes derived from Tycho-2 data. In this subsample, all stars with $\sigma_{V_T} > 0.06$ were rejected.

In order to ensure absence of multiplicity and variability, we also took into account two more catalogues, namely *The Tycho double star catalogue* (Fabricius et al. 2002) and *Variable stars in the Tycho photometric observations* (Piquard et al. 2001). These catalogues are reviews of Tycho observations in order to extract new multiple systems and variable stars.

With the previous criteria, 59 892 stars were selected: 10 604 stars having V magnitudes from ground observations and 49 288 stars having V magnitudes transformed from Tycho-2, covering the range $6.3 < V < 11.49$. The distribution of magnitudes and positional accuracy for this selection of photometric reference stars can be seen in Fig. 3.9.

3.2.2.3 Selection from the Tycho-1 catalogue

Going to faint magnitudes, we selected all Tycho-1 stars not included in the Hipparcos catalogue in order to apply additional selection criteria based on characteristics of Tycho-1 and Tycho-2.

In the selection of photometric reference stars we rejected all stars with clear, weak or suspected indication of duplicity. As in the case of the Hipparcos sources described in the previous section, stars belonging to CCDM and in [Fabricius et al. \(2002\)](#) catalogue were not retained. All those belonging to *The Combined General Catalogue of Variable Stars* ([Kholopov et al. 1998](#)) and in [Piquard et al. \(2001\)](#) catalogue were also rejected.

The criteria applied on Tycho-1 and Tycho-2 data are the following:

- **Duplicity**

During the reduction procedure, analysis for unresolved duplicity was performed for part of the Tycho-1 catalogue. So we applied the following criteria:

- Rejection of all those stars with either clear or weak indication or suspected duplicity.
- Stars with no unresolved duplicity or non-investigated unresolved duplicity were accepted.

- **Variability**

We rejected all those stars with apparent variability (may be a confusion of duplicity), strong evidence or suspected variability in the Tycho-1 catalogue.

- **Astrometric quality**

Only those stars recommended as astrometric reference stars, having good Tycho-1 astrometric quality and not recognized as double were accepted. In the sense of Tycho-1 data, stars of *very high* or *high* quality flags were selected, while *medium* and *low* quality stars were rejected. Relating to Tycho-2 data non-single, perhaps non-stellar entries, were rejected too.

- **Photometric quality**

We accepted only those stars with median or de-censored values for B_T and V_T magnitudes from Tycho-1. De-censoring is a mathematical method to obtain bias-free median magnitudes for stars, close to the magnitude limit of the Tycho observations.

Regarding to Tycho-2 data, stars with $V_T > 12$ or $B_T > 13$ were not considered since it is induced by poor signal. In order to optimize the sample of photometric reference stars, we applied a filter to select those stars with minimum σ_{V_T} for some intervals in magnitude. In global, we kept only stars with $\sigma_{V_T} \leq 0.060$ mag and $\sigma_{B_T} \leq 0.083$ mag.

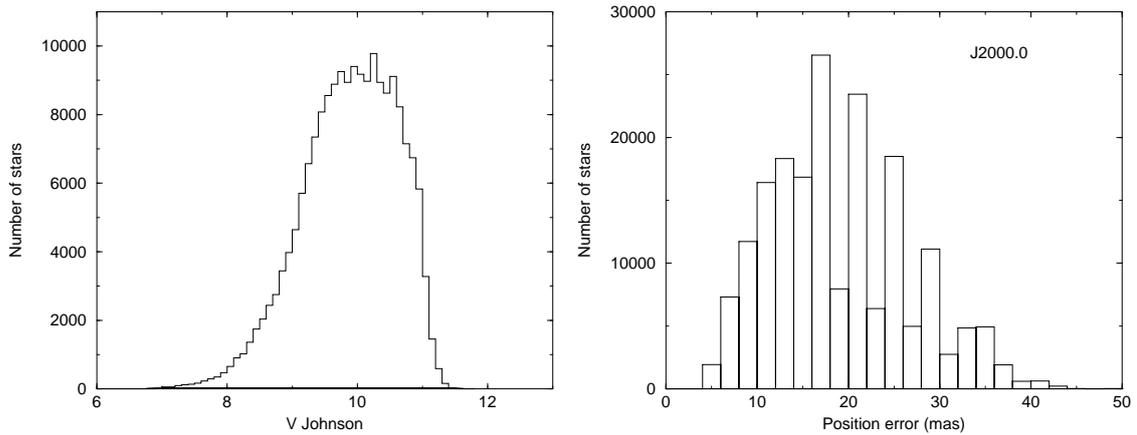


Figure 3.10: Photometric reference stars selected from Tycho-1: apparent V Johnson magnitude distribution (left panel) and astrometric precision (right panel).

With the above criteria, 187 802 stars were selected from the Tycho-1 catalogue, 51 209 having $V \geq 10.4$ mag. The distribution of magnitudes and positional accuracy for this selection of photometric reference stars can be seen in Fig. 3.10.

3.2.2.4 Faint reference stars

Photometric reference stars selected from the Hipparcos, the Tycho-1 and the Tycho-2 catalogues are brighter than typical OMC targets. Some stars belonging to the list of Landolt (1992) were selected to be able to check the transformation equations from instrumental to standard V Johnson system, at faint magnitudes.

The faint photometric reference stars of Landolt are located around the celestial equator (75% of the stars have $|\delta| \leq 1^\circ$ and 99% of the stars have $|\delta| \leq 15^\circ$). The list contains 526 stars mainly falling in the magnitude range $11.5 < V < 16.0$, and in the colour range $-0.3 < (B - V) < +2.3$.

Only those stars with more than three observations in at least two different nights were retained. A few stars with poor accuracy in the V magnitude were also rejected. The result of the selection was a set of 369 reference stars.

Unfortunately, during nominal OMC operations we realized that the inclusion of these faint photometric reference stars, does not improve the photometric precision. The number of these Landolt stars is small and they are not homogeneously

distributed over the sky. Moreover, the photometry obtained by OMC for these objects usually was not as accurate as required, because of the presence of close companions.

However, because we have quite a large range in the magnitudes of the reference stars selected from Hipparcos and Tycho-1 catalogues (6.3–11.5 in V Johnson), and because the OMC operates acquiring images with different exposure times (currently 10, 50 and 200 s), we can check the transformation equations from instrumental to standard V Johnson system with short exposures and the faintest photometric reference stars from Tycho-1. In this way, the number of counts in the OMC detector is as small as the number we get for the typical OMC scientific targets with the longest exposure time.

As a consequence of this analysis, from revolution 322 (June 2, 2005) onwards the set of Landolt stars were no longer observed.

3.2.2.5 Number of reference stars per pointing

It is essential to have a sufficient number of photometric reference stars in each field that the OMC is monitoring. Figure 3.11 shows the percentage of pointings as a function of the number of photometric reference stars inside a circle of radius $2^{\circ}26'$ (the same area as the $4^{\circ} \times 4^{\circ}$ box). The distribution in the sky of the pointings with the number of photometric reference stars is shown in Fig. 3.12. The pattern clearly seen in this figure is due to the scanning law for the Hipparcos satellite, which produced the maximum number of transits at ecliptic latitude $\pm 47^{\circ}$.

3.3 Catalogue updates

In this section we will describe briefly the evolution of the catalogue from the pre-launch version 2.0. We will concentrate on those general aspects specially important for the OMC operations. The reader can find a more exhaustive report in [Domingo et al. \(2006a\)](#).

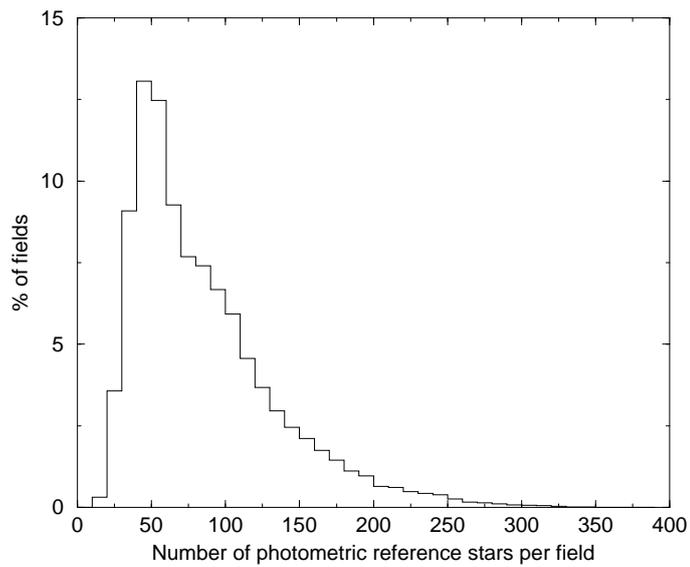


Figure 3.11: Percentage of pointings as a function of the number of photometric reference stars inside a circle of radius $2''.26$.

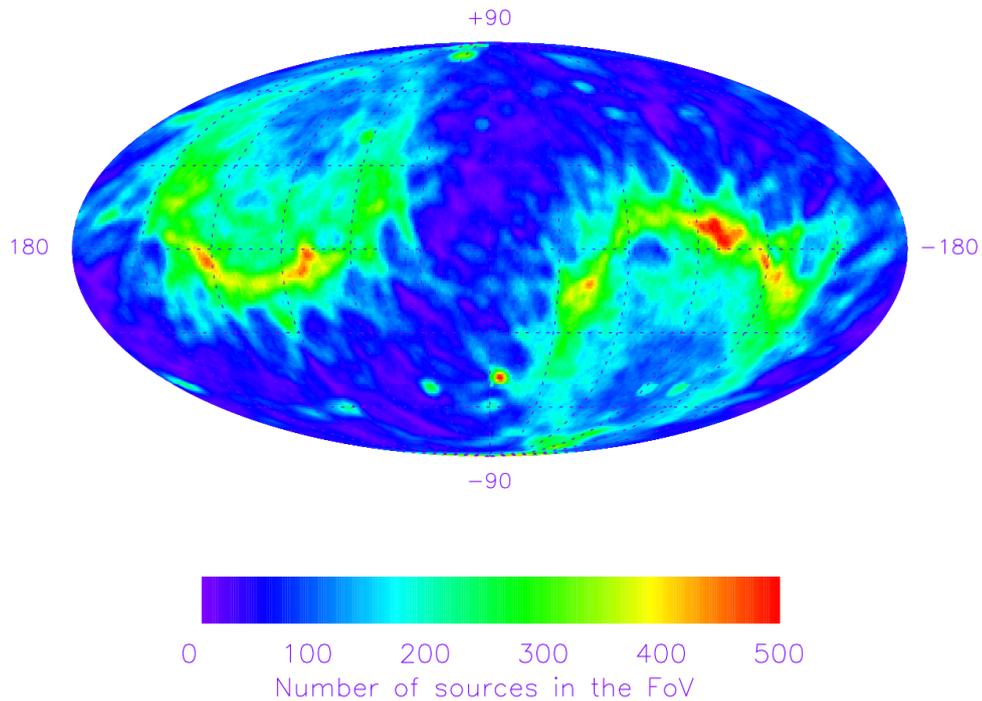


Figure 3.12: Sky distribution of pointings with a given number of photometric reference stars. The colours represent the number of reference stars in an effective FoV (circle of radius $2''.26$). Galactic coordinates with the origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

3.3.1 γ -ray sources

In the pre-launch versions of the OMC Input Catalogue (versions 1.0 and 2.0) most of the γ -ray sources had been detected at energies > 10 MeV, so the energy range between hard X-ray and soft γ -ray was not well represented.

Products coming from missions such as BeppoSAX, RXTE and GINGA were not included in those releases of the catalogue, whereas data coming from older missions were not archived at any location, as far as we knew.

Starting in version 3.0 (January 2004), a big effort was dedicated to make the OMC Input Catalogue more complete at the INTEGRAL range of energies (3 keV–10 MeV). In this sense in version 3.0 we included completely the INTEGRAL Reference Catalogue (Ebisawa et al. 2003, hereafter HEC). In fact, we are incorporating the last available version of HEC in each update of the OMC catalogue.

The INTEGRAL Reference Catalogue is a compilation maintained by the *INTEGRAL Science Data Centre* (ISDC) which includes all known sources that can be detected by the high energy instruments on-board INTEGRAL. Corresponding to the expected sensitivity and energy range of INTEGRAL, this catalogue is composed by sources that are, or have been at least once, brighter than ~ 1 mCrab in any energy band from 3 keV to 10 MeV. The HEC catalogue includes:

- Liu's HMXB catalogue (Liu et al. 2000).
- Liu's LMXB catalogue (Liu et al. 2001).
- Macomb & Gehrels γ -ray source catalogue (Macomb & Gehrels 1999).
- 4th Uhuru catalogue (Forman et al. 1978).
- HEAO1 A4 catalogue (Levine et al. 1984).
- Piccinotti's sample AGNs Batse observations (Malizia et al. 1999).
- Tartarus reduced ASCA AGN data (Turner et al. 2001).
- New sources appearing in scientific communication (IAUCs, ATELS and GCNs).

We can conclude that with the inclusion of HEC in the OMC catalogue (from version 3.0 onwards) we overcame the lacks present in versions 1.0 and 2.0 related to the compilation of γ -ray sources.

3.3.2 Optical sources

According to the nominal telemetry rate assigned for the OMC scientific operations, about 100 scientific sources can be monitored in the OMC FoV. For most of the sky, the pre-launch versions of the OMC Input Catalogue, contained a large enough number of scientific sources to allow the selection of such 100 sources per OMC FoV. However, after some time of OMC operations, we found that an important fraction of sources monitored by OMC were in fact not detected. Most of these undetected sources had been included from the *ROSAT All Sky Faint Source Catalogue*.

To improve the scientific return of OMC, new optical sources were added to the OMC Input Catalogue version 4.0 (April 2005), and the priorities re-arranged. Three types of new sources were selected:

1. *Catalogue of Cataclysmic Variables* (Downes et al. 2001)

427 new sources were included from this catalogue.

2. *Candidates to classical T-Tauri stars*

Classical T-Tauri stars are good targets for OMC because they emit in the optical band in a periodic or non periodic way, but always having some type of variability related to their physical conditions. The amplitude of the light curves are in the range 0.01–3 mag. Periods are often ≈ 1 day, so the monitoring from an space platform should overcome the lacks of observing them from the ground.

732 candidates to classical T-Tauri stars selected by Caballero-García (2003) were included to the OMC Input Catalogue. The selection was based on the segregation shown by these stars in a 2MASS ($J - H$) vs. ($H - K_s$) colour-colour diagram (Lee & Chen 2002).

3. *Candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type*

It is broadly known that cool dwarfs of G-K-M spectral type can be variable at a certain degree (mainly in the range 0.05–0.1 mag. and not greater than 0.2 mag.), showing very interesting properties of the behaviour of this kind of stars.

A selection of candidates was made by Caballero-García (2003) based on proper motions and the 2MASS ($J - H$) and ($H - K_s$) colours. 35 101 new

sources candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type were added to the OMC Input Catalogue.

In the version 4.0 of the catalogue, a big effort was made to avoid duplicated entries. The full catalogue, including γ -ray, X-ray and optical sources, was cross-correlated by using the SIMBAD database. Duplicated entries according to SIMBAD were removed.

In Fig. 3.13 we show the expected number of scientific sources downloaded to ground by the OMC in nominal operations, using the Input Catalogue version 3.0 and version 4.0. The maximum number allowed by the nominal telemetry (4 packets for science) is 106 sources, and we can see that using the OMC Input Catalogue version 4.0 this number is reached for almost all the sky.

3.4 Global characteristics of the OMC Catalogue

3.4.1 Assigned priorities

The OMC scientific mode operations are performed by uploading a table, with the expected (X,Y) coordinates of the targets of interest to be monitored by the OMC. To arrange this table, a priority flag was assigned to all scientific targets included in the OMC Input Catalogue.

The assignation of such priority flag in the current version of the OMC Input Catalogue (5.0, February 2006) is the following:

Priority 1: 1225 γ -ray sources without mosaics greater than 11×11 pixels.

Priority 2: 596 γ -ray sources with mosaics greater than 11×11 pixels.

Priority 3: 18 332 bright X-ray sources.

Priority 4: 858 candidates to classical T-Tauri stars.

Priority 5: 40 492 candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type.

Priority 6: 21 797 isolated optical variable sources with $V < 18.0$ or without any magnitude.

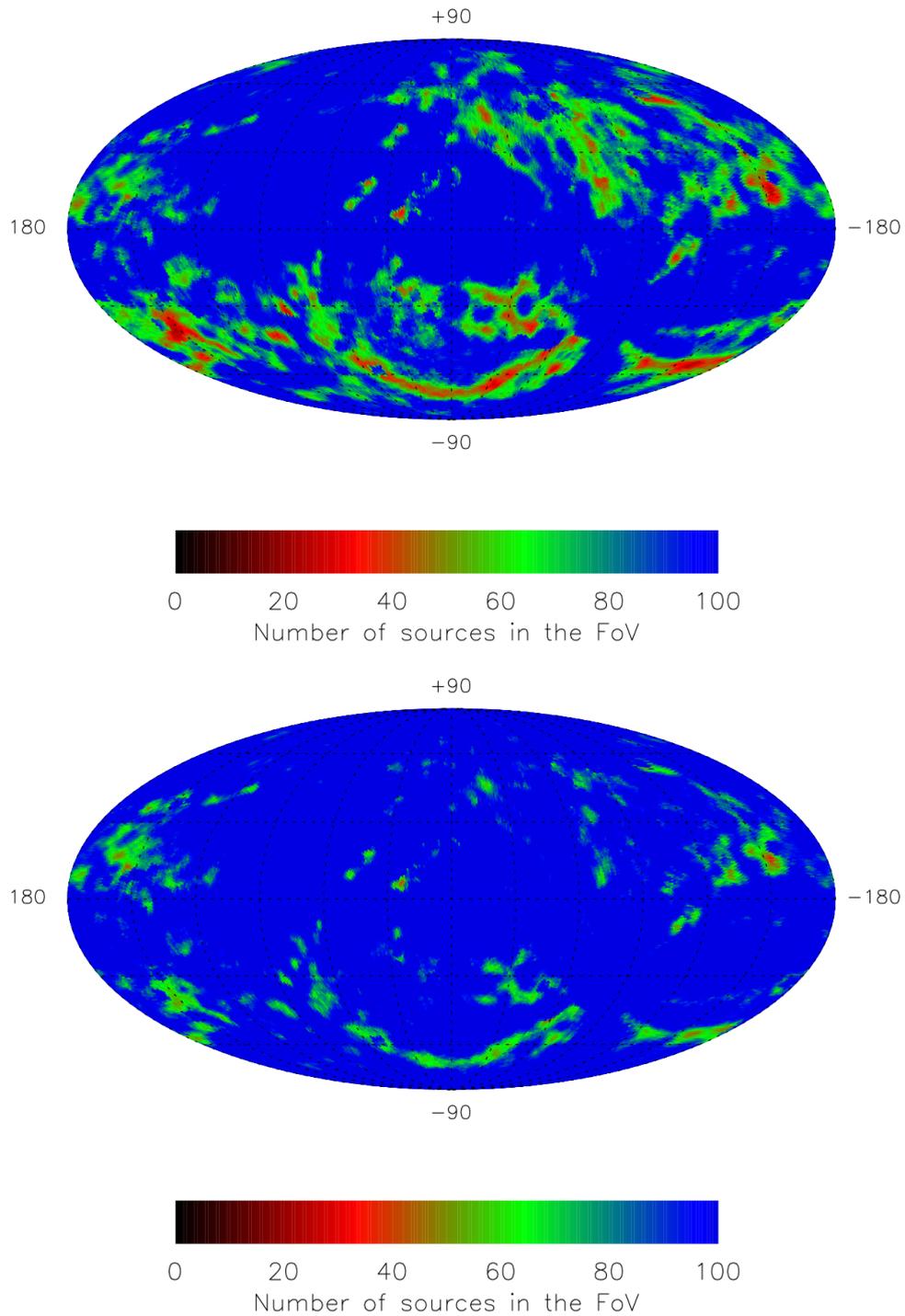


Figure 3.13: Simulation of the number of scientific sources in the OMC FoV downloaded in nominal operations, using the OMC Input Catalogue version 3.0 (top) and version 4.0 (bottom). Galactic coordinates with origin at the centre of the plot and longitude increasing towards the left.

Priority 7: The rest (62 496) of optical variable sources with $V < 18.0$ or without any magnitude.

Priority 8: 105 525 faint X-ray sources.

3.4.2 Contents at present

The OMC Input Catalogue (version 5.0) has 541 802 entries and is composed by two separated files: *The OMC Main Input Catalogue* and *The OMC Cross-Identification Catalogue*. The first file contains basic information for the OMC operations, whereas the second one includes several cross-identifiers compiled from original catalogues and the SIMBAD database, as well as some valuable additional information for OMC users (see Appendix B and C). Both files and related documentation can be downloaded accessing our home page <http://www.laeff.cab.inta-csic.es/> or directly from <ftp://ftp.cab.inta-csic.es/pub/integral/catalogue/>.

- Reference stars
 - Astrometric standards
 - Needed: 10 stars/pointing ($4^\circ \times 4^\circ$): 26 000 stars
 - Available: 62 720 stars
 - Photometric standards
 - Needed: 10 stars/pointing ($4^\circ \times 4^\circ$): 26 000 stars
 - Available: 247 694 stars
 - Total (astr. + phot.) 272 828
 - (37 586 stars are both astrometric and photometric standards,
and 5190 are also included as scientific sources)
- High energy sources ⁴
 - γ -ray from our compilation 85
 - High energy sources (from HEC at ISDC) 1513
 - X-ray 123 857

⁴Because a given source can belong to more than one of these groups, the numbers reported here have been calculated as the number of entries of each priority assigned to every class of objects (see Sec. 3.4.1).

3.4. Global characteristics of the OMC Catalogue	73
– Sources from the OMC Extended Catalogue (at ISOC)	36
– Sources from internal lists (AO-N's and others)	187
• Additional sources	
– Optical variables (not classified as cool G-K-M or CTT star candidates)	84 293
– Candidates to Classical T-Tauri stars	858
– Candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type	40 492
• Objects without any priority	22 843
Total number of entries	541 802

SIZE of the Catalogue

Basic data for operation: 140 bytes/entry	73 Mbytes
Cross-identifications: 362 bytes/entry	207 Mbytes

Capítulo 4

El software de apuntado

4.1 Propósito

El software de apuntado forma parte del llamado segmento tierra de INTEGRAL (Much et al. 2003). En particular, está englobado en el software de planificación del *INTEGRAL Science Operations Centre* (ISOC), actualmente localizado en Madrid. El segmento tierra (figura 4.1) incluye, además de ISOC, el *Mission Operations Centre* (MOC) localizado en Darmstadt y, el *INTEGRAL Science Data Centre* (ISDC) en Versoix, cerca de Ginebra.

ISOC es el responsable de la planificación de las operaciones científicas, atendiendo a las propuestas de la comunidad astronómica que han sido previamente aprobadas por un comité evaluador. Dicha planificación debe también contemplar las actividades de calibración así como todos aquellos requisitos técnicos de la misión. Para cada revolución, ISOC envía al MOC los datos de planificación, incluyendo la secuencia de telecomandos que deben ser enviados al satélite. El MOC es el responsable real de las operaciones del satélite y de los instrumentos. Envía los telecomandos y recibe la telemetría del satélite, a través de las estaciones terrestres de Redu en Bélgica (ESA) y de Goldstone en California (NASA). Casi en tiempo real, el MOC envía la telemetría científica al ISDC para su procesamiento y análisis. El ISDC es el responsable del almacenamiento y procesamiento de los datos científicos, así como de su distribución a la comunidad científica.

Una de las claves para las operaciones de la cámara OMC reside en la creación

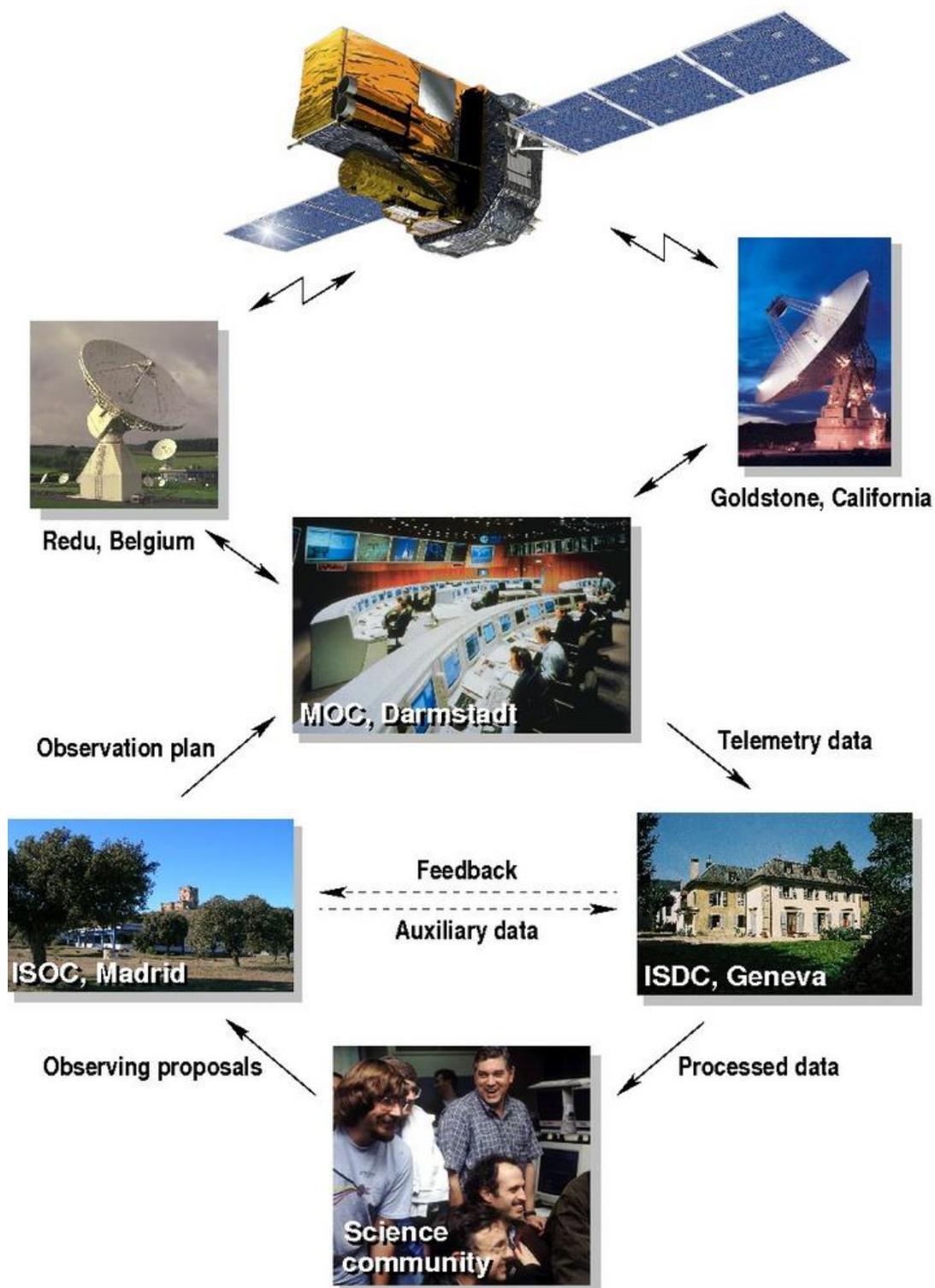


Figura 4.1: Diagrama de las interacciones entre las distintas instituciones que intervienen en el segmento tierra de INTEGRAL. Cortesía de la ESA.

de los telecomandos que permiten configurar la cámara en los modos de ciencia normal y ciencia de monitorización rápida. Dichos telecomandos contienen toda la información necesaria para la adquisición de las imágenes, como por ejemplo el tiempo de integración, el número y tipo de tomas a efectuar, y tal vez la parte más crítica, la posición de las ventanas del CCD que van a ser finalmente transmitidas a tierra (apéndice E). De todo ello se encarga el software de apuntado. El equipo OMC (apéndice A) es responsable de su definición, mantenimiento y verificación (Domingo et al. 2001a,b). Fue desarrollado por personal del *Instituto Astronómico de Ondřejov* (Hudcová et al. 2004) en la República Checa, siguiendo los requisitos definidos en de Miguel & Domingo (2002).

Con algunos días de antelación, ISOC planifica, revolución a revolución, las observaciones que va a realizar INTEGRAL. En cada nuevo apuntado la cámara OMC requiere ser reconfigurada teniendo en cuenta el número y tipo de fuentes que hay en su campo de visión. Para ello, el software de apuntado necesita conocer la ascensión recta, declinación y ángulo de posición del instrumento OMC, así como la duración del apuntado, el modo de observación (ciencia normal o ciencia de monitorización rápida) y la telemetría asignada a la OMC. ISOC proporciona toda esta información en el momento de la planificación, junto con las coordenadas ecuatoriales y extensión de la fuente o fuentes propuestas por el observador (apéndice D).

Otro de los ingredientes principales del software de apuntado es el catálogo de entrada de la OMC, que ya hemos descrito en el capítulo 3. Este catálogo contiene información muy importante para el buen funcionamiento del software de apuntado. En particular, las fuentes están clasificadas en astrométricas, fotométricas y científicas. Estas últimas están a su vez divididas en varios subgrupos de acuerdo a su prioridad a la hora de ser observadas. Como veremos en las siguientes secciones, los distintos tipos de fuentes tienen un papel específico en la planificación y creación de los telecomandos que permiten operar la OMC.

4.2 Parámetros de configuración

El software de apuntado fue diseñado para que fuera fácilmente adaptable según las nuevas necesidades que pudieran surgir durante el transcurso de la misión. A tal efecto dispone de un fichero de configuración, que contiene todos los parámetros sensibles a ser modificados durante la vida útil de la cámara OMC. Estos parámetros

son:

- Número de tomas de centrado y tomas fotométricas por apuntado. Desde el inicio de la misión, se ha estado trabajando con una toma de centrado y una toma fotométrica.
- Ganancia y puerto de lectura activo. La cámara OMC dispone de dos ganancias de trabajo: baja, que digitaliza a un ritmo de 30 electrones por nivel digital y alta, que lo hace a un ritmo de 5 electrones por nivel digital. Hasta el momento, la ganancia alta sólo ha sido utilizada en actividades de calibración. En cuanto al puerto de lectura, el detector dispone de dos de ellos a modo de redundancia, izquierdo y derecho (ver figura 4.2). Desde el inicio de la misión se ha estado utilizando únicamente el izquierdo.
- Tiempo de integración en las tomas de centrado y tomas fotométricas, respectivamente. Ambos valores están fijados a 10 segundos, siguiendo los criterios de selección de las estrellas de referencia astrométrica y fotométrica del catálogo de entrada de la OMC (capítulo 3).
- Tiempo de integración en el modo de ciencia de monitorización rápida. Todas las tomas científicas obtenidas en este modo tienen un tiempo de integración fijo. Desde el inicio de la misión este ha sido de 3 segundos.
- Secuencia de tiempos de integración en las tomas científicas obtenidas en el modo de ciencia normal. Con la finalidad de aumentar el rango de magnitudes observables, las tomas científicas obtenidas en este modo siguen una determinada secuencia de tiempos de integración. Inicialmente, hasta septiembre de 2004, la secuencia que se repetía era 100 100 30 100 10 segundos. Desde entonces, la secuencia que se está usando es 10 50 200 segundos, la cual se repite una y otra vez hasta la finalización del apuntado.

A primera vista, la primera de las secuencias puede parecer al lector un poco desconcertante. Sin embargo, esta fue elegida para facilitar las operaciones de la OMC. Por una parte, se pretendía ampliar el rango de magnitudes observables sin saturar y con una buena relación señal a ruido. Por otra, se quería asegurar la transmisión a tierra de unas 100 ventanas en al menos una de las integraciones de 100, 30 y 10 segundos por secuencia. Con la telemetría disponible para ciencia en operaciones regulares (4 paquetes cada 8 segundos), se requerían alrededor de 100 segundos para transmitir 100 ventanas. Por este

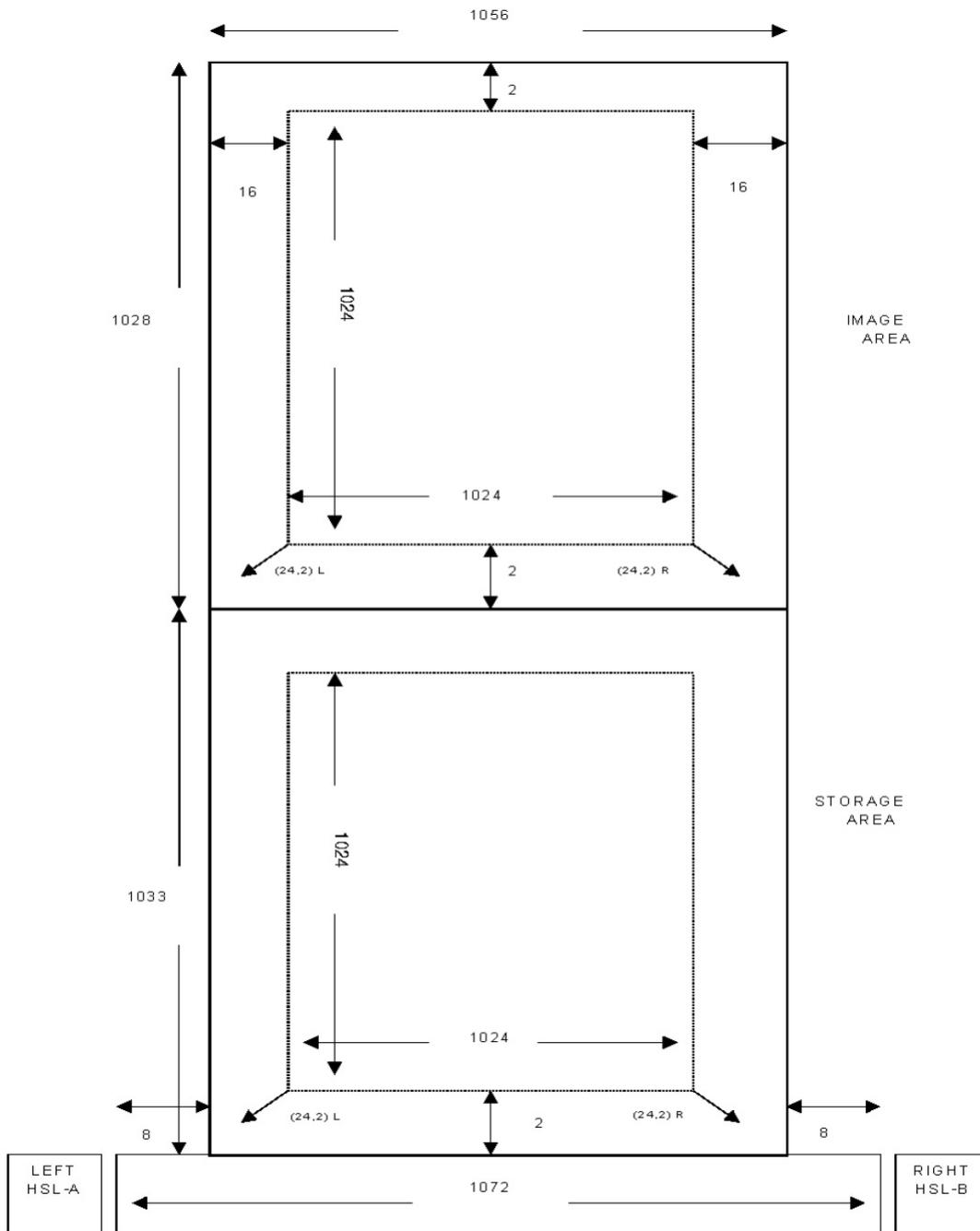


Figura 4.2: Mapa detallado de la distribución de los píxeles del CCD. Las dimensiones vienen dadas en unidades de píxeles. Un píxel determinado tiene distintas coordenadas, dependiendo del puerto de lectura usado. A modo de ejemplo, el píxel situado en la esquina inferior izquierda del área de imagen es (24,2) si se lee por el puerto izquierdo, y (1047,2) si se lee por el puerto derecho.

motivo, se optó por realizar una toma de 100 segundos inmediatamente después de cada una de las tres anteriores, dejando así tiempo suficiente para la transmisión de datos mientras se adquiría la siguiente toma. Obviamente, en las tomas que no eran seguidas por una de 100 segundos, el número de ventanas que se transmitía era menor.

En un análisis realizado con datos de la OMC para una posible aplicación en el campo de la astrosismología (Domínguez et al. 2004), quedó de manifiesto que el muestreo irregular introducido por la secuencia de integraciones (100 100 30 100 10) lleva a la aparición de picos espurios en el espectro de potencias correspondiente a cualquier curva de luz obtenida con OMC. Por otra parte, dicha secuencia, junto con el hecho de no transmitir a tierra el mismo número de fuentes (ventanas) en todas las tomas, era motivo de confusión entre los usuarios.

Tras algo más de año y medio de operaciones, el conocimiento adquirido permitió definir una nueva secuencia de integraciones. Comprobamos que era posible alargar las exposiciones individuales hasta 200 segundos para aumentar la relación señal a ruido. Exposiciones más cortas, de 10 y 50 segundos, permitirían conservar el mismo rango de magnitudes observables sin saturar. Se realizó un profundo estudio para estimar los tiempos de lectura y empaquetado de a bordo, para cualquier configuración posible. Gracias a este estudio y aprovechando la capacidad de almacenamiento de a bordo, en la actualidad se está transmitiendo el mismo número de ventanas (106 disponiendo de 4 paquetes de telemetría) en todas las tomas. Este número está ajustado para que no se acumulen ventanas en la memoria de a bordo, tras finalizar cada uno de los ciclos de integración (10 50 200).

- Tamaño de las ventanas que van a ser transmitidas a tierra. Se permite definir un tamaño distinto según sea el valor de prioridad asignado a la fuente en cuestión. Aunque el software de a bordo permite extraer ventanas de distintos tamaños en píxeles (7×7 , 9×9 , 11×11), desde el principio de la misión todas las ventanas son de 11×11 , a excepción de las ventanas de centrado y de corriente de oscuridad, que son de 31×31 y 7×7 , respectivamente. 31×31 es un valor que sólo puede ser usado en las ventanas extraídas en la toma de centrado.
- Número y coordenadas CCD de las ventanas usadas para la monitorización de la corriente de oscuridad y de polarización. Desde el inicio de la misión, junto con las fuentes científicas, se están transmitiendo a tierra cuatro ventanas de

píxeles enmascarados, es decir, no expuestos a la luz. Actualmente las cuatro ventanas están situadas en la parte derecha del detector, la cual parece ser menos ruidosa y más representativa del conjunto del detector.

4.3 Secuencia de tomas

4.3.1 Tomas astrométricas

En operaciones regulares, la primera imagen que se adquiere está destinada a determinar a bordo el error de apuntado, para poder corregir la posición de las ventanas que se van a transmitir en las siguientes tomas. A tal efecto, tal y como se explicó en la sección 2.2.4, el algoritmo de centrado requiere 10 estrellas de referencia astrométrica.

Para evitar posibles complicaciones en los bordes del detector, como por ejemplo, que una determinada ventana caiga fuera del detector debido a la posible imprecisión del apuntado, se restringe el área de selección a los $4^\circ \times 4^\circ$ centrales del campo de visión. En el caso habitual de que en dicho campo aparezcan más de 10 estrellas astrométricas en el catálogo de entrada, el software de apuntado selecciona aquellas 10 estrellas que maximizan la distancia media entre ellas.

4.3.2 Tomas fotométricas

En cada apuntado, inmediatamente después de la toma astrométrica, una vez que el algoritmo de centrado ha alcanzado una solución, se efectúa la toma fotométrica. De manera análoga a las tomas astrométricas, se seleccionan 10 estrellas, en este caso de entre las clasificadas como fotométricas en el catálogo de entrada. Dado que el número de estrellas de referencia fotométrica disponibles en el catálogo es muy grande, se eligen aquellas que maximizan el recubrimiento fotométrico (rango de magnitudes) y, la distancia media entre ellas en el campo de visión completo ($5^\circ \times 5^\circ$).

4.3.3 Tomas científicas

Una vez realizadas las tomas astrométricas y fotométricas, la cámara procede a la adquisición de las tomas científicas previamente configuradas en los telecomandos. Si el modo de observación seleccionado por el observador es ciencia normal, el software de apuntado repite la secuencia de integraciones definida en el fichero de configuración (10 50 200 segundos en la actualidad) hasta completar la duración total del apuntado, creando así la lista de tomas que van a ser ejecutadas. Para calcular el número total de tomas a comandar, el software debe tener en cuenta el tiempo que se pierde en leer el CCD, además, obviamente, del tiempo de integración de la toma astrométrica, de la fotométrica y de todas las científicas.

Si por el contrario, el modo de observación seleccionado es ciencia de monitorización rápida, sólo las fuentes (máximo dos) indicadas por el observador son comandadas y transmitidas a tierra. En este caso todas las tomas son configuradas con el mismo tiempo de integración (actualmente 3 segundos).

En ambos modos de observación el número máximo de tomas que se pueden comandar es de 57, debido a la propia estructura del telecomando. Si este número de tomas no es suficiente para completar la duración del apuntado, la secuencia completa, empezando por la toma de centrado, es repetida por el software de a bordo tantas veces como sea necesario hasta completar la duración total del apuntado.

4.3.3.1 Modo ciencia normal

El software de apuntado debe seleccionar, para el campo en cuestión, las fuentes de interés científico del catálogo de entrada. Recordemos que los telecomandos requeridos por la OMC contienen la lista de todas las ventanas del CCD, con sus posiciones, que finalmente van a ser transmitidas a tierra. Las ventanas pueden ser de cuatro tipos: centrado, fotométricas, científicas y corriente de oscuridad. Los dos primeros tipos sólo son observados en las tomas astrométricas y fotométricas, respectivamente. Por el contrario, las ventanas científicas y las de corriente de oscuridad, sólo son observadas en las tomas científicas.

En cada toma se fija el número de ventanas que van a ser transmitidas a tierra, siendo este número menor o igual que el número de ventanas cuyas posiciones se

han incluido en el telecomando. El software de apuntado es el encargado de calcular el número de ventanas que se van a transmitir a tierra en cada una de las tomas, en función de la tasa de telemetría disponible, el tiempo de lectura, el tiempo de empaquetado y, por descontado, el tamaño de cada una de las ventanas. Cada ventana lleva asociado un número ordinal, el cual es usado a bordo para seleccionarlas. Por ejemplo, si una toma científica se ha configurado para transmitir 100 ventanas, el software de a bordo extraerá del CCD las primeras 100 ventanas de tipo científico o corriente de oscuridad, que aparezcan en la lista de ventanas del telecomando.

Las fuentes son seleccionadas por el software de apuntado según su procedencia y prioridad para generar la correspondiente ventana en el telecomando, hasta llegar al número máximo de ventanas que se puede transmitir. A continuación detallamos el orden de selección:

1. Ventanas de corriente de oscuridad

Estas ventanas están destinadas a calcular la corriente de polarización y de oscuridad. Desde febrero de 2004 tienen la máxima prioridad. Como veremos en el capítulo 6, la corriente de polarización necesita ser calculada en cada toma individual, debido a su dependencia con la temperatura de la unidad electrónica.

2. Fuentes del observador

Al realizar la propuesta de observación, el observador puede proporcionar las coordenadas de la fuente o fuentes, las cuales son el objetivo principal de su propuesta. En tal caso, el software de apuntado genera una ventana para cada una de las fuentes propuestas si estas son puntuales, o un mosaico de ventanas en caso de ser fuentes extensas o con coordenadas poco precisas. Las ventanas así generadas son etiquetadas con un identificador OMC del tipo 9888000001, 9888000002, 9888000003...

3. Fuentes del catálogo extendido

Además del catálogo de entrada de la OMC, existe un segundo catálogo más pequeño, llamado *catálogo extendido*, cuya función es incluir, casi en tiempo real, nuevas fuentes que puedan ser interesantes para ser observadas con la OMC, y que no aparezcan en el catálogo principal de entrada. En condiciones normales, el catálogo principal se actualiza una vez al año, incluyendo todas las fuentes del catálogo extendido.

4. Fuentes científicas del catálogo con prioridad 1

De entre todas las fuentes científicas incluidas en el catálogo de entrada, estas son las de mayor prioridad. Son fuentes con emisión en rayos γ , y por tanto, objetivos principales para la misión INTEGRAL. A diferencia de las de prioridad 2, las cuales también presentan emisión en rayos γ , estas fuentes tienen coordenadas suficientemente precisas y no requieren comandar más de una ventana de 11×11 píxeles para cada una.

5. Estrellas fotométricas débiles

Son cinco estrellas de referencia fotométrica que se observan en las tomas científicas, que permiten verificar la bondad de la calibración y procesamiento de los datos. Son elegidas de entre las estrellas más débiles clasificadas como fotométricas en el catálogo de entrada. Como veremos en el capítulo 7, estas estrellas tienen una especial relevancia en los algoritmos desarrollados para la extracción fotométrica, y en la determinación de la solución astrométrica.

6. Resto de fuentes científicas del catálogo

El resto de fuentes son seleccionadas de entre las clasificadas como científicas en el catálogo de entrada, empezando por las de prioridad 2, siguiendo por las de prioridad 3, 4..., hasta completar el total de ventanas a comandar.

En caso de que las fuentes sean extensas o con coordenadas poco precisas, se genera, de forma automática, un mosaico de ventanas de 11×11 píxeles que permita cubrir la extensión de la fuente o el círculo de error. Todas las ventanas generadas para formar un determinado mosaico, llevan el mismo identificador de fuente para poder ser fácilmente identificadas en su posterior procesamiento en tierra.

4.3.3.2 Modo ciencia de monitorización rápida

Si el modo requerido por el observador es ciencia de monitorización rápida, únicamente se comanda la fuente o fuentes del observador junto con una ventana de corriente de oscuridad. La posición vertical de esta última ventana (coordenada Y del CCD), es ajustada para que corresponda con la de la fuente del observador. Esta configuración optimiza el tiempo necesario para la lectura del CCD. También cabe destacar que, para evitar la acumulación de píxeles en la memoria de a bordo, la primera toma científica adquirida inmediatamente después de la toma fotométrica, se comanda con un tiempo de integración de 16 segundos. El resto de tomas

científicas son comandadas con el tiempo de integración seleccionado en el fichero de configuración, actualmente 3 segundos.

En algunos apuntados puede suceder que la fuente del observador no caiga dentro del campo de visión de la OMC. En tal caso, el software de apuntado cambia automáticamente al modo de ciencia normal, y se procede de acuerdo a ese nuevo modo de observación. De esta manera se optimiza el retorno científico de la OMC.

4.4 Sistema de referencia

Al principio de este capítulo, ya hemos visto que el software de apuntado forma parte del sistema de planificación de la misión localizado en ISOC. Existe una clara interacción entre ellos. En particular, ISOC proporciona la información de apuntado del instrumento OMC, en forma de coordenadas ecuatoriales y un ángulo de posición. Esta información debe ser interpretada correctamente, de acuerdo con los sistemas de referencia definidos en INTEGRAL (figuras 4.3 y 4.4).

Al planificar una observación determinada, ISOC corrige los pequeños desalineamientos existentes entre los diversos instrumentos, incluidos los telescopios de guiado estelar (*Star trackers*), para que la fuente proporcionada por el observador quede completamente centrada en el espectrómetro SPI (el instrumento considerado principal). Sin embargo, el ángulo de posición de la OMC (Θ) proporcionado por ISOC está referido al sistema de referencia del satélite, que viene dado por los telescopios de guiado estelar, previamente corregido del desalineamiento existente entre estos y la OMC (figura 4.5).

Todos estos aspectos son tenidos en cuenta por el software de apuntado, al realizar la proyección gnomónica de la bóveda celeste en el plano del detector, siguiendo el proceso descrito en Calabretta & Greisen (2002). Para poder calcular correctamente las coordenadas CCD de cada una de las ventanas que se van a comandar, cabe considerar, además, que el sistema óptico de la OMC invierte la imagen en ambos ejes.

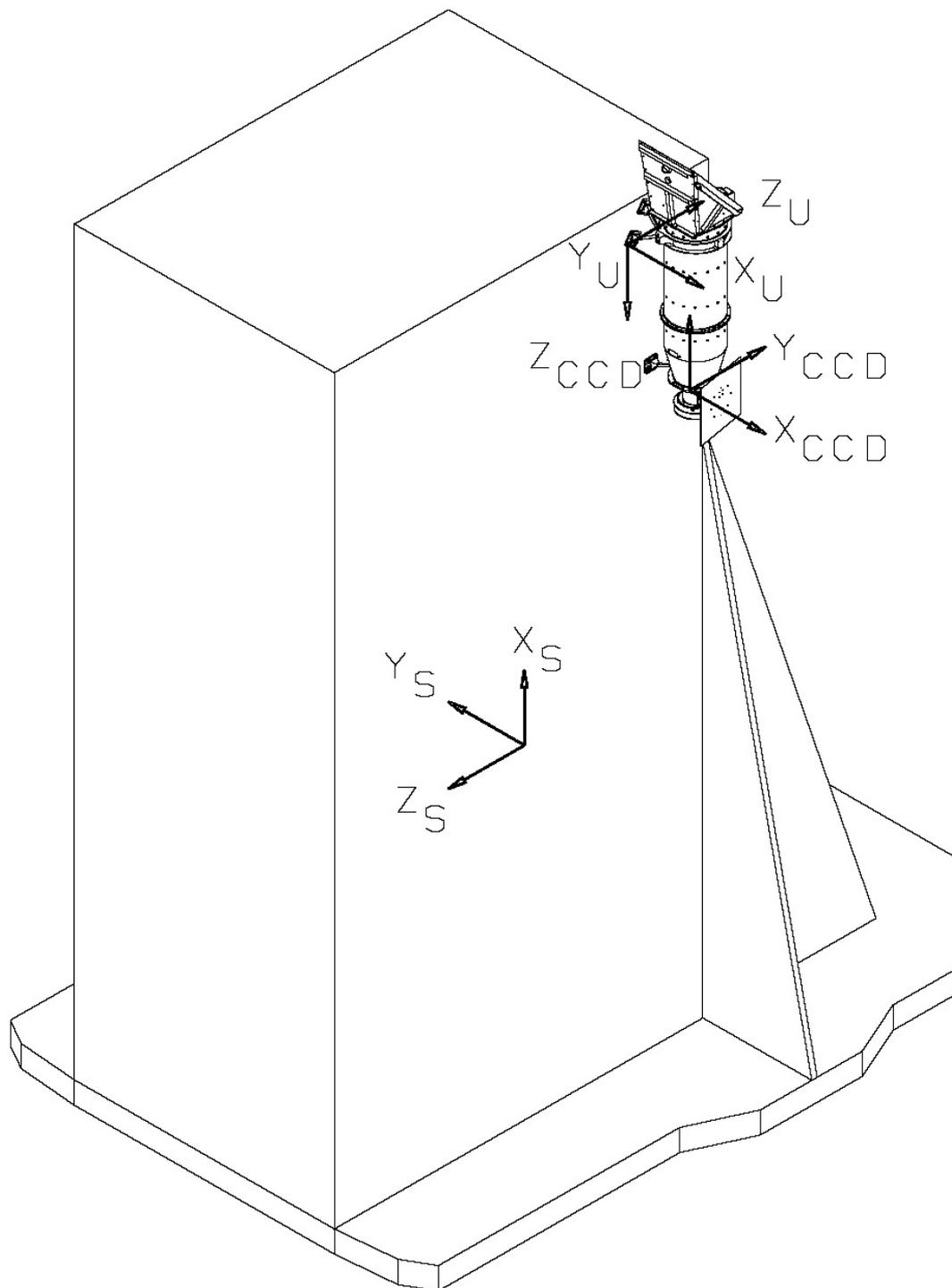


Figura 4.3: Representación esquemática de la alineación entre los sistemas de referencia del satélite (S), de la cámara OMC (U) y de su detector (CCD).

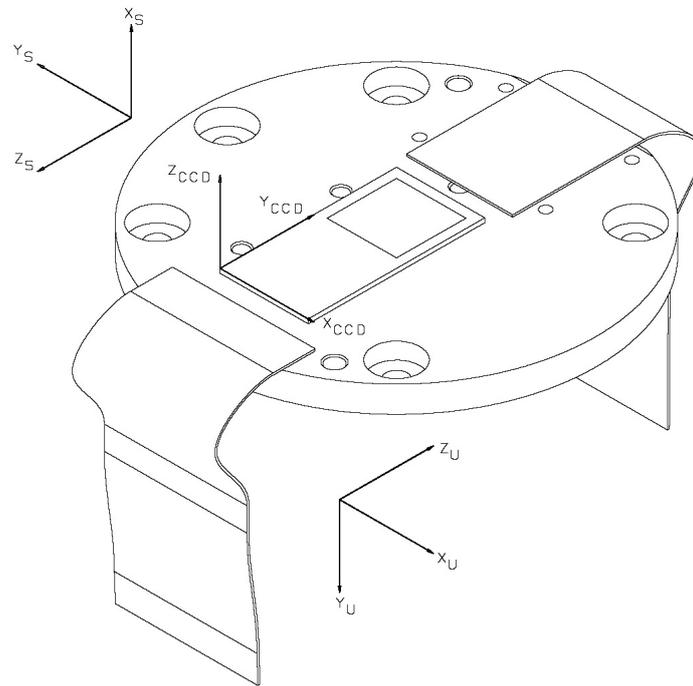


Figura 4.4: Alineación del sistema de referencia del CCD de la OMC respecto al del satélite (S) y al de la cámara OMC (U).

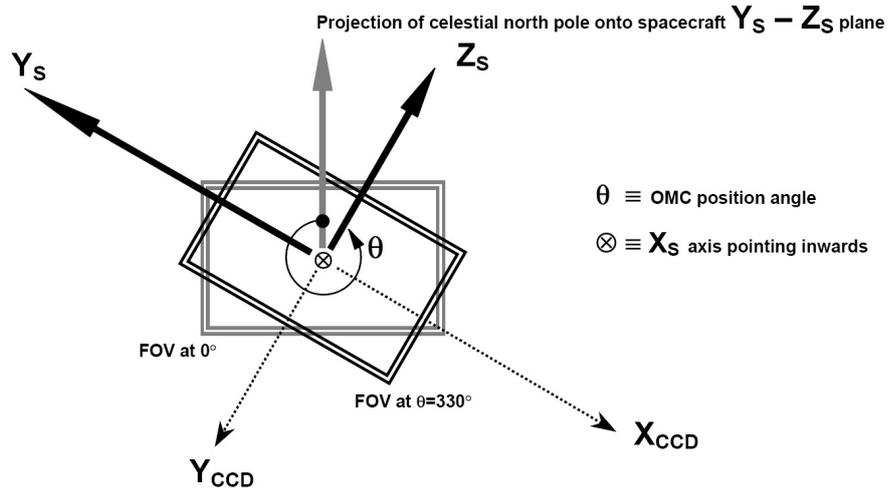


Figura 4.5: Definición del ángulo de posición de la cámara OMC (θ) respecto al sistema de referencia del satélite (S) y del CCD de la OMC.

Parte II

ANÁLISIS DE LOS DATOS

Capítulo 5

Recepción y procesamiento de los datos

Como ya hemos comentado en capítulos anteriores, la telemetría del satélite es recibida por el *Mission Operations Centre* (MOC), a través de las estaciones terrestres de Redu en Bélgica (ESA) y de Goldstone en California (NASA). Los datos recibidos por el MOC son enviados al *INTEGRAL Science Data Centre* (ISDC) con el menor retraso posible, gracias a un enlace especial de casi tiempo real. De manera paralela, el MOC almacena la telemetría recibida, rellenando los huecos producidos por las interrupciones en los enlaces entre las estaciones terrestres. Con un retraso de aproximadamente una semana, la telemetría consolidada, que contiene todos los datos recibidos en tierra, es enviada al ISDC en DVD.

El ISDC analiza los datos, controla que se hayan ejecutado correctamente las observaciones planificadas, busca posibles fuentes transitorias y genera los datos procesados y estandarizados para los observadores. EL ISDC archiva también todos los datos producidos por INTEGRAL para el uso de la comunidad científica.

Puesto que la telemetría es recibida dos veces en el ISDC, los datos de los instrumentos son procesados también dos veces con objetivos ligeramente distintos. Los datos obtenidos casi en tiempo real son usados para la detección de fuentes transitorias y para dar avisos de posibles anomalías en los instrumentos. Los datos consolidados son la base para derivar los productos de la misión que finalmente son archivados y distribuidos a los observadores.

5.1 Tipos de datos

En esta sección describimos brevemente cómo son tratados por el ISDC los distintos tipos de datos que la OMC transmite a tierra, así como las principales tareas a realizar durante su procesamiento (Kretschmar et al. 2004). En la figura 5.1 se presenta un esquema del flujo de datos de la OMC, desde que la telemetría llega al ISDC, hasta el almacenamiento de las magnitudes en la base de datos.

5.1.1 Datos científicos

Los datos científicos, que forman la mayor parte de la telemetría, son analizados de forma totalmente automática como parte de las *pipelines* de *Análisis estándar* y de *Análisis rápido* del ISDC. Este análisis automático incluye:

- Determinación de los tiempos de a bordo de precisión máxima FOBT (del inglés *Full On-Board Time*), cuya unidad es 2^{-20} s. Los tiempos locales enviados a tierra por cada instrumento son fusionados con el tiempo central de a bordo, teniendo en cuenta el número de reinicializaciones que ha sufrido el reloj interno del satélite.
- Comparación con los datos de planificación de ISOC. Se generan alertas en caso necesario.
- Corrección de los datos (corriente de polarización, de oscuridad y aplanamiento del campo).
- Fotometría de síntesis de abertura y cálculo de la magnitud.

La finalidad principal de este procesamiento es obtener fotometría calibrada en el sistema V de Johnson para todas las fuentes observadas.

5.1.2 Datos de calibración de corriente de oscuridad

Los datos de corriente de oscuridad y de polarización obtenidos en el modo DCCal, son analizados para obtener la información necesaria para corregir los datos científicos. El análisis se realiza de forma semiautomática, derivando previamente los tiem-

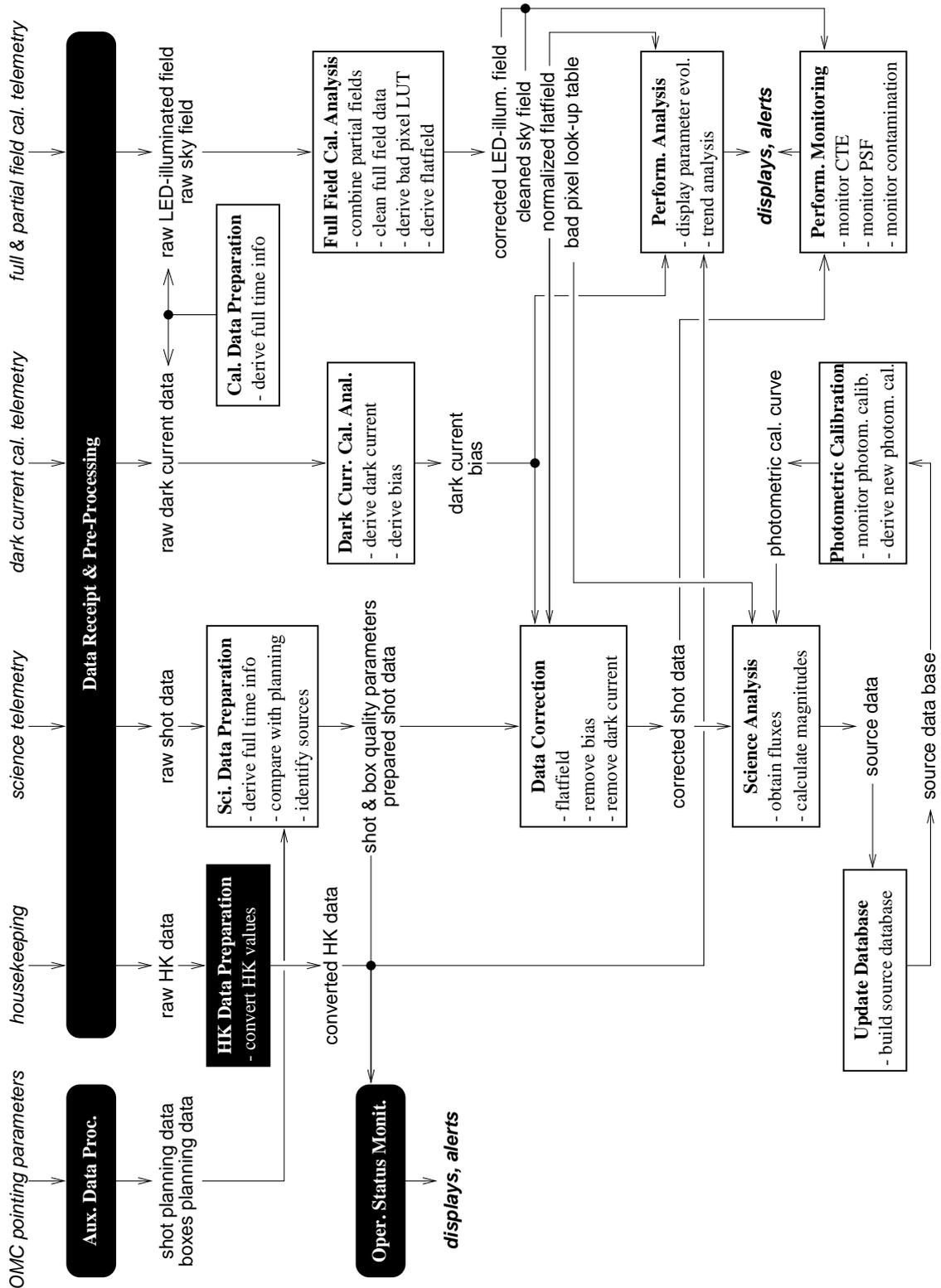


Figura 5.1: Esquema del procesamiento de datos de la OMC en el ISDC.

pos de precisión máxima FOBT. Los datos analizados son también estudiados como parte de la *Monitorización del instrumento*, que se lleva a cabo de forma continua a lo largo de toda la misión.

Sin embargo, los valores de corriente de polarización derivados a partir de estos datos nos dan sólo una idea de la evolución temporal a largo plazo, puesto que las actividades de calibración en las que se obtienen estos datos son poco frecuentes (actualmente una cada 12 revoluciones). En realidad, los valores de corriente de polarización utilizados en el procesamiento de los datos científicos son calculados de forma simultánea en la etapa de corrección de datos, usando las ventanas situadas en el borde del detector no expuestas a la luz, que son transmitidas a tierra en cada una de las tomas científicas.

5.1.3 Datos de calibración de campo completo

Los datos obtenidos en el modo FFCal son procesados para derivar la matriz de aplanamiento del campo, así como para identificar aquellos píxeles que han dejado de responder de forma lineal (píxeles malos). Estos datos consisten en una secuencia de imágenes obtenidas con el LED encendido y apagado, las cuales pueden abarcar todo el detector o secciones parciales de este.

Después de haber derivado los tiempos de precisión máxima FOBT, el análisis de estos datos se efectúa de forma interactiva y consta de los siguientes pasos principales:

- Combinación de los campos parciales para formar una única imagen de todo el detector.
- Corrección de iluminación no uniforme.
- Eliminación de la contribución de las estrellas de campo.
- Selección de los píxeles malos.
- Generación de la matriz de aplanamiento del campo.

Algunos de los parámetros derivados en este proceso (valor medio de la iluminación de los LED, desviación estándar...) son almacenados para su posterior análisis durante la fase de *Monitorización del instrumento*.

5.1.4 Datos de funcionamiento del instrumento

Los datos de funcionamiento del instrumento (*housekeeping data* en inglés) son aquellos enviados a tierra simultáneamente con el resto, ya sean científicos o de calibración, y que permiten conocer en todo momento el estado de funcionamiento y rendimiento del instrumento. Estos datos son convertidos de forma automática en parámetros con unidades físicas. Casi en tiempo real, una selección de estos parámetros (temperaturas del CCD, de las lentes y de la unidad electrónica, voltajes, corrientes, etc.) son cotejados con los límites definidos para cada uno de ellos, lo cual permite generar varios tipos de avisos y alertas en caso necesario.

Todos los datos de funcionamiento quedan almacenados, al igual que los datos científicos y de calibración. Posteriormente, con la ayuda de herramientas específicas interactivas, cualquier parámetro puede ser visualizado y analizado.

5.2 Procesamiento de los datos

El sistema de procesamiento de datos definido en el ISDC está dividido en dos grandes subsistemas, el de *Procesamiento automático* y el de *Procesamiento interactivo*. Como su nombre indica, el primero incluye todas las tareas que se ejecutan de forma automática, y su finalidad es la recepción, reducción y análisis estándar de los datos. Estas tareas están agrupadas en *pipelines* siguiendo unas determinadas instrucciones de procesamiento: *Pipeline de entrada*, *Pipeline de Science Window*, *Pipeline de los ficheros de revolución*, *Pipeline de análisis rápido* y *Pipeline de análisis estándar*.

El *Procesamiento interactivo* comprende todas aquellas tareas interactivas o semiautomáticas. Pueden ser tareas de operaciones regulares como las incluidas en los subsistemas de *Calibraciones interactivas* y de *Monitorización del instrumento*, pero también entra en esta categoría el *Análisis científico interactivo*, que permite un análisis totalmente libre de los datos.

El equipo OMC (apéndice A) es responsable de los componentes de software destinados a la calibración, reducción y análisis de los datos científicos de la cámara óptica, que se ejecutan en las *pipelines* del ISDC. En particular, el autor ha desarrollado varios de estos componentes, escribiendo más de 12 000 líneas de código en los lenguajes de programación C y C++, y alrededor de 4000 en un paquete IRAF.

5.2.1 Pipeline de entrada

La *Pipeline de entrada* incluye la *Recepción de datos* y el *Preprocesamiento*. Su función es la de asegurar la recepción de la telemetría, ya sea por el enlace especial de casi tiempo real, ya sea por cualquier otro medio tipo DVD, y convertirla en datos brutos en formato FITS.

5.2.2 Pipeline de Science Window

La *Pipeline de Science Window* se ejecuta de forma totalmente automática en todas las *Science Windows* que han sido previamente tratadas por la *Pipeline de entrada*. La *Science Window* es la unidad básica en la que se basan las operaciones de INTEGRAL, que puede ser o bien un apuntado o bien un desplazamiento entre apuntados.

La *Pipeline de Science Window* incluye la *Preparación de los datos* y la *Monitorización de las operaciones*. La *Preparación de los datos* es el primer paso del procesamiento real. Tiene la función de añadir información a los datos, que no puede ser derivada en el ámbito del *Preprocesamiento* (como por ejemplo el tiempo en unidades FOBT), compara los datos científicos con la información de planificación de ISOC, convierte los datos de funcionamiento del instrumento a valores físicos, y deriva parámetros para ser usados durante la *Monitorización de las operaciones* y en posteriores pasos del análisis. En la figura 5.2 presentamos, de forma esquemática, la interacción de los datos científicos con los distintos componentes (paquetes de software) que forman el subsistema de *Preparación de los datos*. En este esquema, y en los que aparecerán en lo sucesivo, se ha seguido el siguiente criterio: los componentes de software se muestran en el interior de pequeñas cajas, mientras que las estructuras que contienen los datos almacenados en ficheros FITS, aparecen en letras mayúsculas fuera del recuadro principal, a izquierda y derecha de este.

La principal tarea de la *Monitorización de las operaciones* es la de realizar una primera evaluación, para saber si la observación actual producirá resultados útiles. Para ello se verifica la correcta ejecución de la observación planificada, se monitorizan y visualizan varios parámetros, tanto de funcionamiento del instrumento como aquellos derivados a partir de los datos científicos, y se generan alertas en caso de que algún parámetro esté fuera de ciertos límites. Además de estas comprobaciones,

se crea una tabla con aquellos intervalos de tiempo que van a ser adecuados para producir buenos resultados científicos. Esta información es utilizada por ISOC para comprobar la eficacia de su planificación.

Para la visualización de los parámetros, tanto los de funcionamiento como los derivados, se dispone de la herramienta gráfica IOSM (por el inglés *Interactive Operation Status Monitoring*). La flexibilidad de esta herramienta permite su uso por otros subsistemas, como por ejemplo el de la *Monitorización del instrumento*, facilitando enormemente el acceso y visualización de los datos obtenidos en cualquier momento de la misión.

5.2.3 Pipeline de los ficheros de revolución

La *Pipeline de los ficheros de revolución* es ejecutada automáticamente para procesar aquellos datos transmitidos por la telemetría, pero que no están agrupados en *Science Windows*. Esto ocurre en datos generados en intervalos irregulares o espaciados en períodos de tiempo más largos. Para la OMC en concreto, esta *pipeline* se encarga de procesar los datos de calibración para añadir el tiempo en unidades FOBT. Está formada por un único componente, que tiene la capacidad de procesar los datos de calibración de corriente de oscuridad, de polarización y de campo completo (figura 5.3).

5.2.4 Pipeline de análisis rápido

La *Pipeline de análisis rápido* tiene como función realizar un primer análisis científico de los datos de la telemetría obtenida mediante el enlace de casi tiempo real, para detectar fuentes transitorias en los instrumentos de altas energías, y disponer de los resultados para una rápida evaluación de la observación actual. Esta *pipeline* se lanza para cada uno de los apuntados (*Science Windows*), una vez que los datos han sido procesados por las tareas descritas en los apartados anteriores. Para el caso de la OMC, todos los pasos que detallamos en la siguiente sección para el *Análisis estándar*, son ejecutados de forma análoga como parte del *Análisis rápido*. Esto permite disponer de los resultados del análisis para una exploración interactiva, sólo unos minutos después de finalizar el apuntado correspondiente.

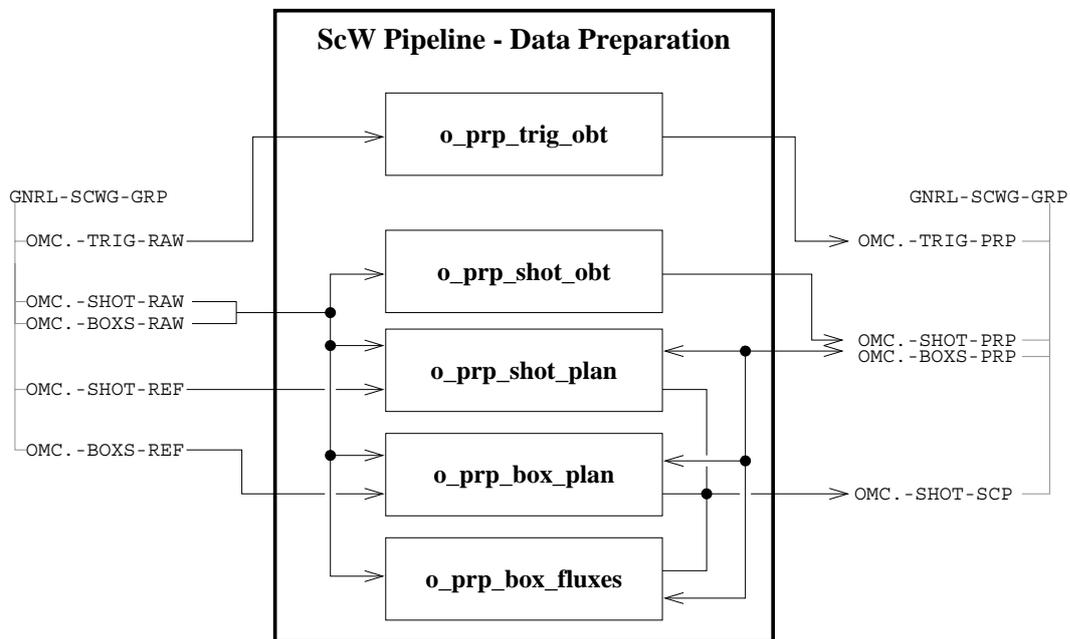


Figura 5.2: Subsistema de *Preparación de los datos científicos*.

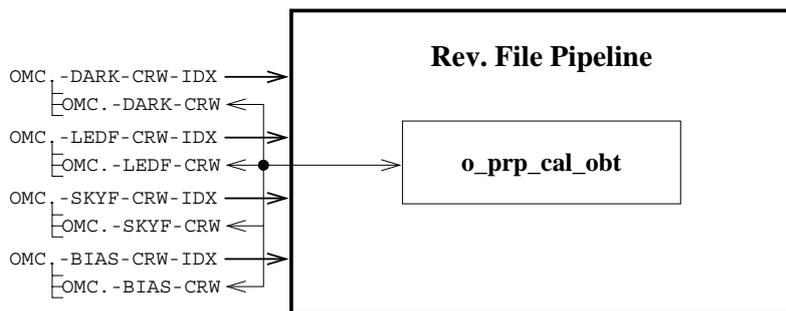


Figura 5.3: Subsistema de *Preparación de los datos de calibración*.

5.2.5 Pipeline de análisis estándar

La *Pipeline de análisis estándar* se encarga de analizar los datos científicos para generar los productos y resultados, que son entregados a los observadores y archivados para el uso de la comunidad científica, una vez agotado el período de propiedad en exclusividad del observador. Este subsistema se ejecuta sobre grupos de *Science Windows*, que pueden ser observaciones completas, o bien partes de ellas.

Los datos científicos son analizados de forma totalmente automática, tanto por la *Pipeline de análisis rápido* como por la *Pipeline de análisis estándar*, dentro del sistema definido en el ISDC. Un *script* único `omc_science_analysis` (figura 5.4) permite lanzar el análisis en ambos subsistemas. Para cada *Science Window*, este hace una llamada al *script* `omc_scw_analysis` (figura 5.5), que es el que realiza el análisis real llamando a su vez a otros tres *scripts* de nivel inferior, para la corrección de los datos, el tratamiento de los intervalos de tiempo aptos para ciencia GTI (del inglés *Good Time Intervals*) y, el análisis de las fuentes propiamente dicho. Una vez terminado el análisis de todas las *Science Windows*, `omc_obs_analysis` (figura 5.6) es llamado para agrupar, en una única tabla, los resultados de todas las fuentes procesadas.

La corrección de los datos se realiza en el *script* `o_cor_science` (figura 5.7). El *script* selecciona también, de forma totalmente automática, los datos de calibración válidos para la *Science Window* que está siendo procesada (corriente de oscuridad y de polarización, y matriz de aplanamiento del campo). Estos son pasados al ejecutable `o_cor_box_fluxes` que realiza la corrección propiamente dicha.

Antes de poder realizar el análisis de las fuentes, hay que determinar aquellos intervalos de tiempo que van a ser aptos para el análisis científico (GTI). Esta es la tarea del *script* `o_gti` (figura 5.8). Los GTI son derivados en base a los datos de funcionamiento del instrumento y a la información de estabilidad del apuntado.

En el *script* `o_src_analysis` (figura 5.9) es donde se deriva la fotometría de síntesis de apertura. También es función del *script* seleccionar la tabla de píxeles malos y la curva de calibración fotométrica, antes de la llamada a los dos ejecutables `o_src_get_fluxes` y `o_src_compute_mag`. Un tercer ejecutable `o_ima_build` permite crear imágenes de las ventanas del CCD que han sido transmitidas a tierra.

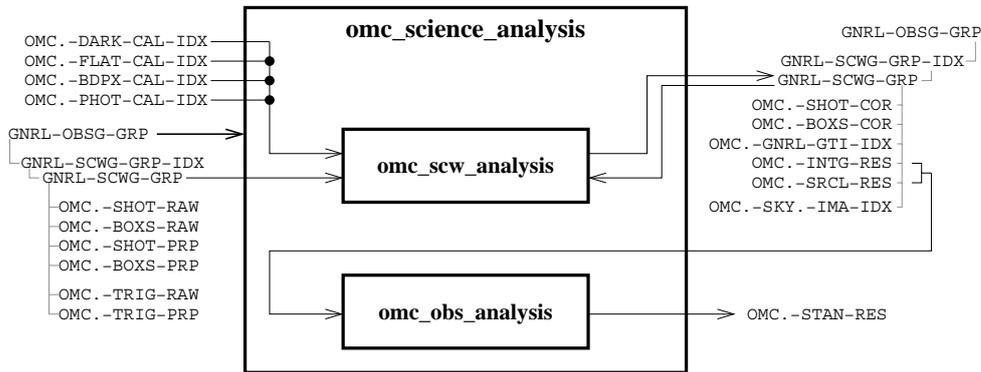


Figura 5.4: *Script* para el análisis científico de un *Grupo de observación* formado por una o varias *Science Windows*.

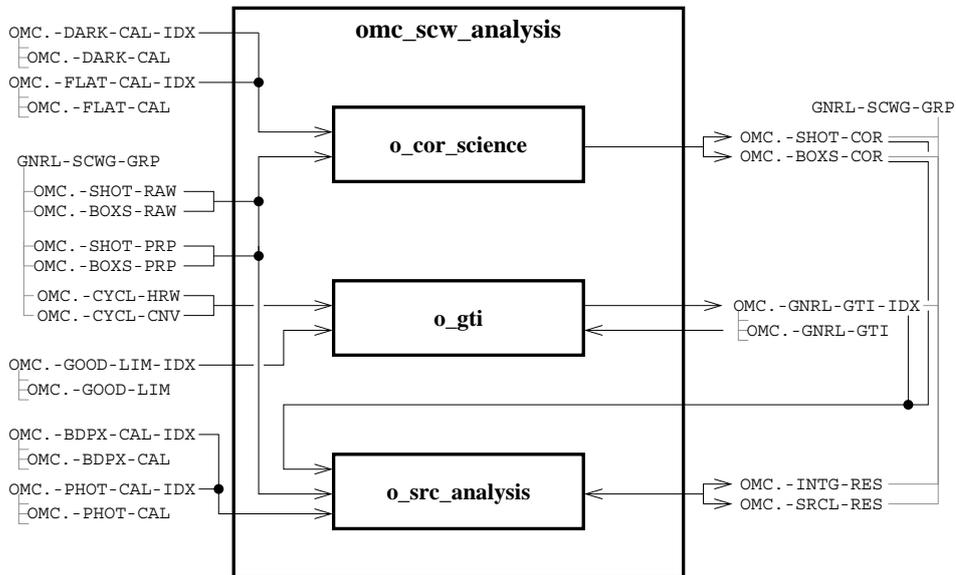


Figura 5.5: *Script* para el análisis científico de una única *Science Window*.

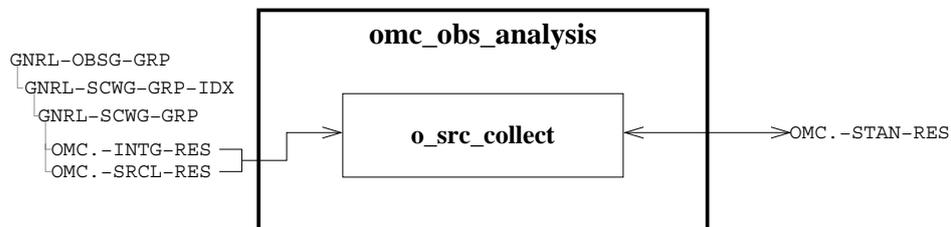


Figura 5.6: *Script* para agrupar los resultados obtenidos en un *Grupo de observación*.

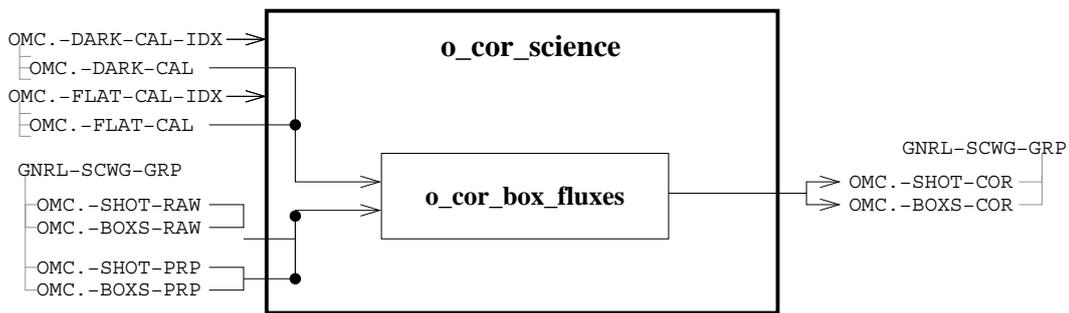


Figura 5.7: Script para la corrección de los datos científicos.

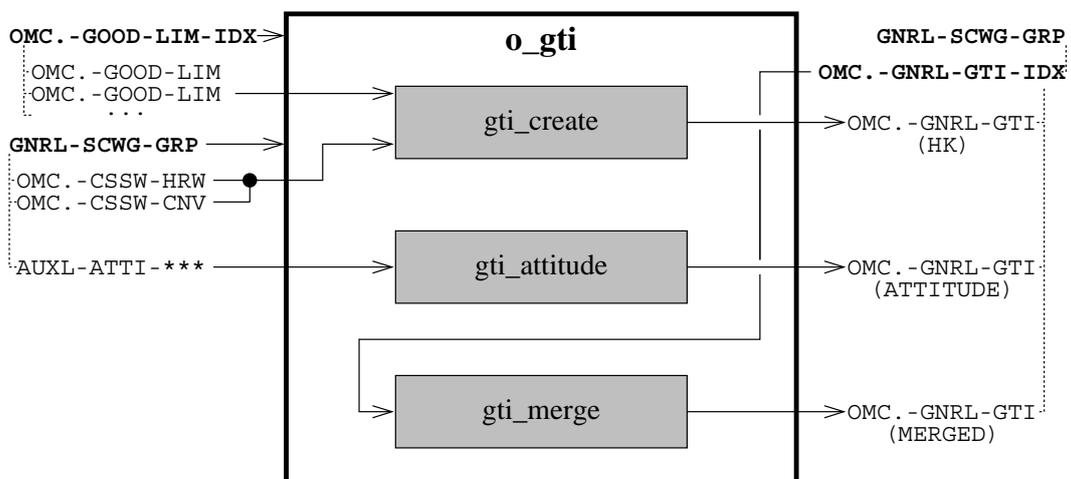


Figura 5.8: Script para derivar los intervalos de tiempo aptos para ciencia (GTI).

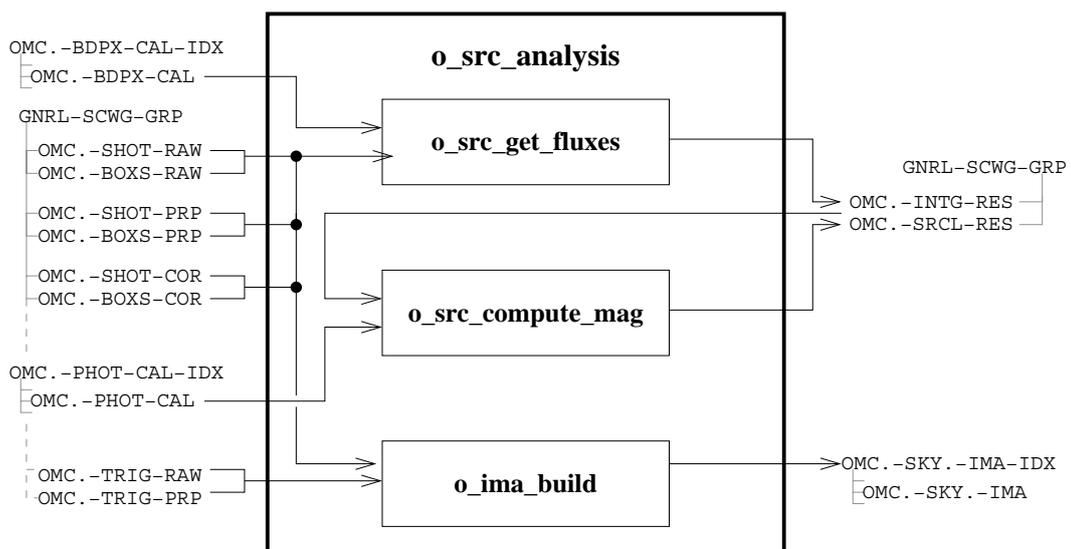


Figura 5.9: Script para calcular los flujos y magnitudes de los objetos observados.

5.2.6 Calibraciones interactivas

Este subsistema agrupa todas aquellas tareas que permiten derivar interactivamente bajo la supervisión humana, los resultados necesarios para la calibración y caracterización del instrumento. Para la OMC se han identificado tres áreas de calibración: *Análisis de la corriente de oscuridad*, *Aplanamiento del campo* y *Calibración fotométrica*.

Los datos de calibración de corriente de oscuridad y de polarización son analizados de forma semiautomática por la aplicación `o_cal_dark_current` (figura 5.10). Los resultados de la calibración son almacenados en determinadas estructuras de datos, listas para ser consultadas por las *pipelines* de análisis científico.

El análisis de los datos de calibración de campo completo (figura 5.11) tiene como principal función derivar la matriz de aplanamiento del campo. A tal efecto se codificaron tres tareas IRAF que permiten un análisis completamente automático. Sin embargo, la supervisión humana es siempre aconsejable.

La última de las calibraciones interactivas es la fotométrica (figura 5.12). La calibración fotométrica de la OMC es monitorizada periódicamente con las estrellas de referencia fotométrica, comparando los resultados obtenidos en el *Análisis estándar*, con sus magnitudes compiladas en el catálogo de entrada de la OMC. En caso de necesidad, se actualiza el punto cero de la calibración.

5.2.7 Monitorización del instrumento

Este es un subsistema pensado para la monitorización y análisis de la evolución temporal del instrumento a lo largo de toda la misión. Este subsistema hace uso de todos los datos y resultados producidos por los demás sistemas, y de las herramientas de visualización diseñados para ellos, como por ejemplo el IOSM.

5.2.8 Análisis científico interactivo

El *Análisis científico interactivo* (conocido como OSA, del inglés *Off-line Scientific Analysis*) proporciona un entorno amigable para que el usuario final de INTEGRAL

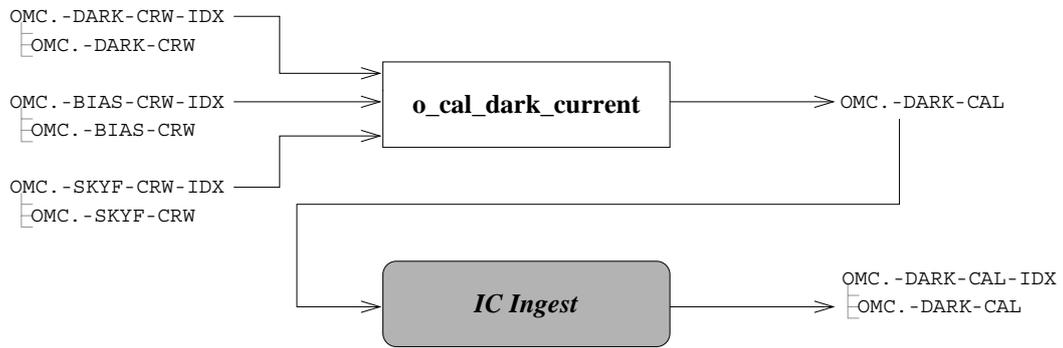


Figura 5.10: Aplicación para el *Análisis de la corriente de oscuridad*.

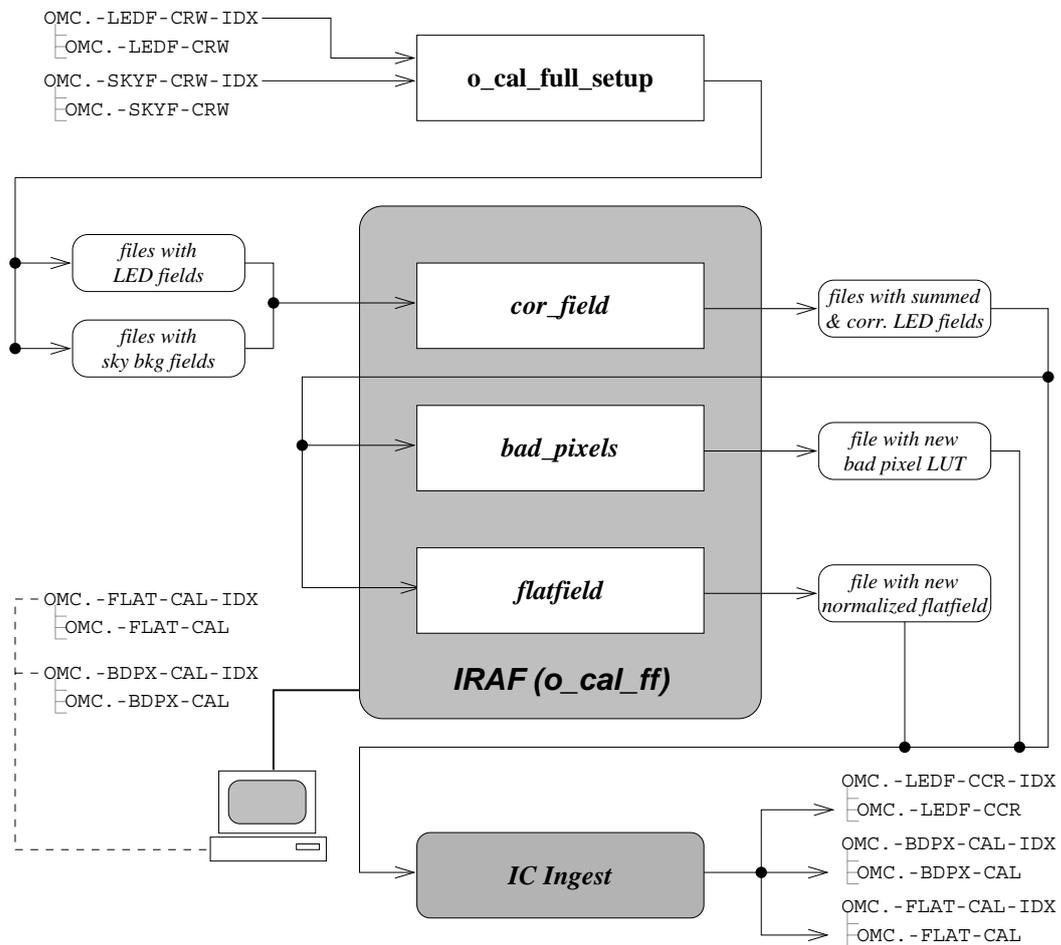


Figura 5.11: Aplicación para realizar la calibración de *Aplanamiento del campo*.

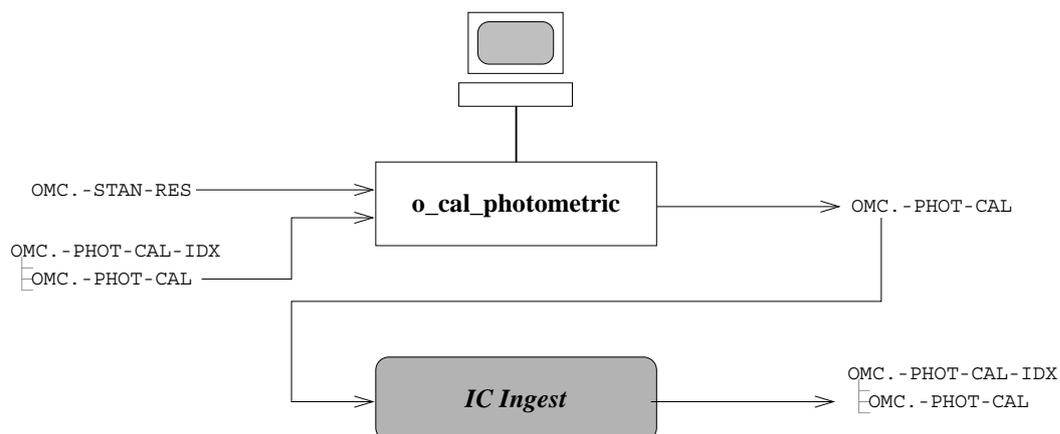


Figura 5.12: Aplicación para realizar la *Calibración fotométrica*.

pueda reanalizar sus datos. Existe la posibilidad tanto de repetir el *Análisis estándar* (figura 5.4) con distintos parámetros, como de ejecutar individualmente determinadas tareas, aplicando nuevas calibraciones o distintos datos auxiliares.

Capítulo 6

Calibración del instrumento OMC

En este capítulo vamos a describir las principales tareas de calibración. Algunas se ejecutan de forma periódica y otras sólo de forma esporádica. Los resultados son utilizados en las *pipelines* de análisis científico y en la monitorización del funcionamiento del instrumento.

6.1 Corriente de oscuridad y de polarización

Esta calibración tiene como finalidad determinar la corriente de oscuridad y la de polarización (comúnmente conocida como *bias*), haciendo uso de los datos obtenidos en el modo DCCal, con una periodicidad ligeramente mayor a un mes. Para ello disponemos de secciones de píxeles enmascarados del CCD, es decir, no expuestos a la luz, situados en ambos lados del detector. Dichas secciones son leídas con distintos tiempos de exposición, que van desde 1 a 220 segundos, lo cual permite una fácil determinación de la corriente de oscuridad.

Durante las numerosas pruebas realizadas en tierra, antes del lanzamiento, pudimos comprobar que para la temperatura de operación del detector (alrededor de -80 °C), la corriente de oscuridad era insignificante. No obstante, su monitorización a lo largo de la misión es necesaria puesto que, con el paso de los años, el envejecimiento del detector puede provocar que la corriente de oscuridad sea apreciable (Wallace et al. 2002; Robbins & Jerram 2000). En la figura 6.1 podemos ver la evolución temporal de la corriente de oscuridad. Después de más de 8 años en órbita,

CORRIENTE DE OSCURIDAD

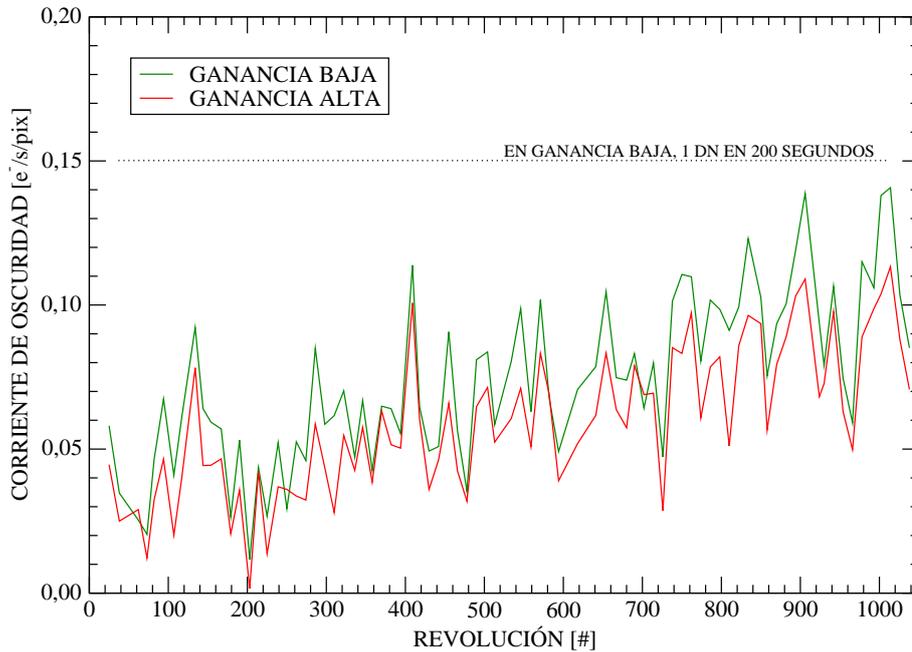


Figura 6.1: Corriente de oscuridad (en electrones por segundo y por píxel) medida en cada actividad de calibración.

aunque se puede apreciar globalmente un ligero incremento de la corriente de oscuridad, su valor está todavía por debajo del correspondiente a una cuenta digital (DN) en 200 segundos para la ganancia baja. Recordemos que 200 segundos es la exposición de las tomas más largas de la OMC.

Para determinar la corriente de polarización, la cámara nos permite leer el registro de lectura del detector repetidamente, sin desplazar la carga en el eje Y. De esta forma obtenemos una imagen que incluye, únicamente, la corriente de polarización y el ruido de lectura. Por tanto, este tipo de imágenes nos proporciona también el ruido de lectura, valor requerido por las *pipelines* de análisis científico.

Sin embargo, después del lanzamiento, durante la fase de verificación de los instrumentos, descubrimos que la corriente de polarización presentaba una importante variación al principio de cada revolución. Gracias al análisis de las cuatro pequeñas ventanas de píxeles enmascarados, obtenidas en cada toma y que se transmiten con el resto de las ventanas científicas, nos fue posible determinar con precisión la corriente de polarización, con un buen muestreo temporal de unos 10 minutos. En la figura 6.2 mostramos la evolución temporal de la corriente de polarización a lo

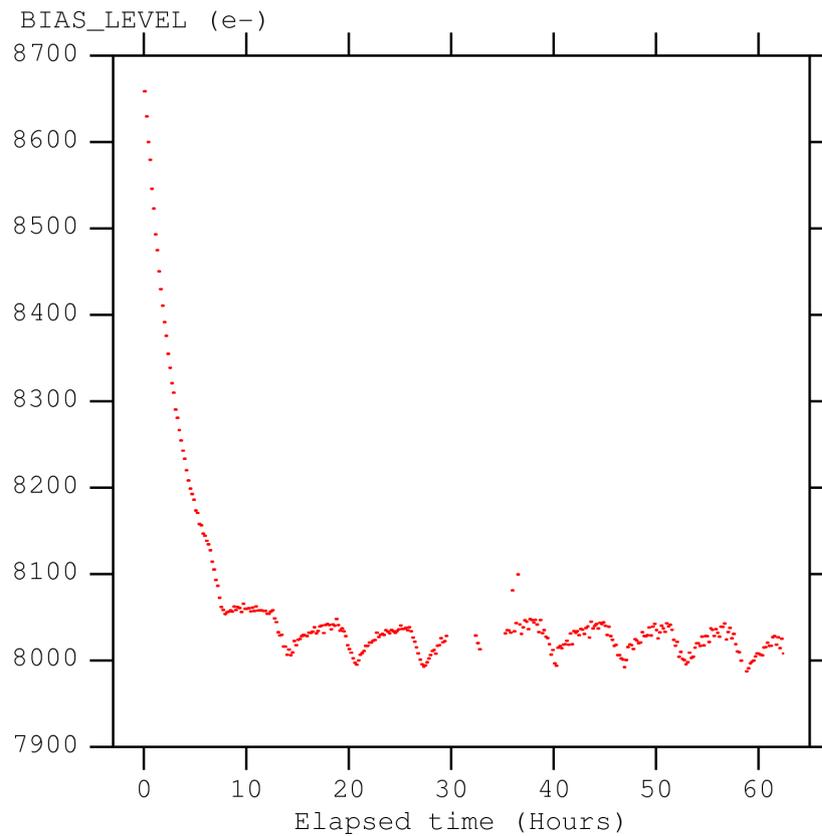


Figura 6.2: Corriente de polarización (en electrones) calculada para la revolución número 0040.

largo de la revolución 0040. Se puede apreciar claramente el descenso acusado de la corriente de polarización al principio de la revolución, y las oscilaciones en forma de diente de sierra en el resto. Estas variaciones están correlacionadas con la temperatura de los distintos sistemas de la cámara. Al principio de la revolución se necesitan unas horas hasta que la temperatura se estabiliza por la acción de la propia electrónica y de la orientación del satélite. Las variaciones en forma de diente de sierra son el reflejo de la acción de los termostatos, que actúan para mantener la temperatura de los distintos componentes dentro de los intervalos de operación.

Tras este hallazgo, decidimos incluir un algoritmo para la determinación de la corriente de polarización en las *pipelines* de análisis científico, usando los datos de las ventanas de píxeles enmascarados obtenidas en cada toma científica. Esto nos permite calcular la corriente de polarización con datos obtenidos simultáneamente a los datos científicos.

6.2 Aplanamiento del campo

La calibración de aplanamiento del campo tiene como finalidad corregir las diferencias de sensibilidad entre los píxeles del detector. Para poder realizar esta calibración, utilizando el modo FFCal, se obtiene una secuencia de imágenes con cada uno de los dos LED encendidos y con ambos apagados (imágenes de fondo de cielo). Al igual que la calibración de corriente de oscuridad y de polarización, esta calibración se efectúa con una periodicidad ligeramente mayor a un mes (de Miguel et al. 2002). En realidad, los datos de ambas calibraciones son obtenidos en la misma observación.

Para realizar la calibración se necesitan imágenes obtenidas tanto con el LED derecho como con el izquierdo, debido a que ninguno de los dos LED puede iluminar el área de imagen del CCD por completo (ver figura 6.3). La propia estructura del plano focal, en particular la abertura de la máscara situada justo encima del CCD, (figura 6.4), diseñada para evitar que la luz reflejada pueda incidir sobre el detector, hace imposible que la luz procedente de los LED, situados justo encima y a ambos lados de la estructura mostrada en la figura 6.4, pueda alcanzar el lado más cercano del CCD. Para más detalle, en Mazy (1999) el lector dispone de un estudio exhaustivo del diseño y modelo óptico del plano focal.

Los procedimientos y aplicaciones, tanto propias como basadas en IRAF, usados en esta actividad de calibración, fueron definidos y preparados con anterioridad al lanzamiento de la misión, gracias a los datos reales obtenidos en tierra durante las pruebas de vacío del instrumento. Dichas aplicaciones permiten acceder a los distintos tipos de datos de una manera sencilla y práctica. También nos proporcionan los ficheros de salida, que contienen las estructuras de datos de calibración, siguiendo el estándar requerido por el ISDC, para que puedan formar parte de las *pipelines* de análisis científico.

La parte central del procesamiento se lleva a cabo mediante un paquete IRAF `o_cal_ff` (apéndice F), que fue programado para tener un acceso fácil y directo a los datos de calibración obtenidos en el modo FFCal, pero sin perder la flexibilidad que proporcionan la mayoría de las tareas de IRAF. Ello permite la visualización de las imágenes en cada paso del procesamiento, y en caso necesario, la intervención humana para modificar los parámetros que se utilizan en todo el proceso.

Por otra parte, el hecho de que `o_cal_ff` sea un paquete programado específicamente

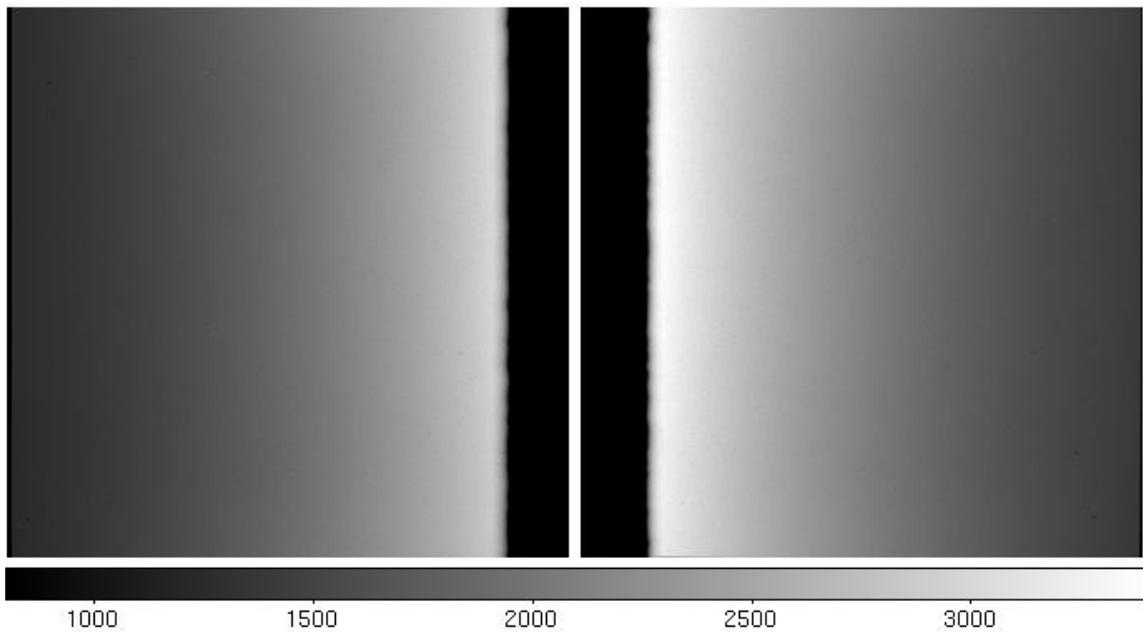


Figura 6.3: Imágenes obtenidas en el modo FFCal con uno de los dos LED encendido. Panel izquierdo: LED 1 (derecho). Panel derecho: LED 2 (izquierdo). La escala de grises representa el número de cuentas digitales (DN) obtenidas con una exposición de 0.5 segundos.

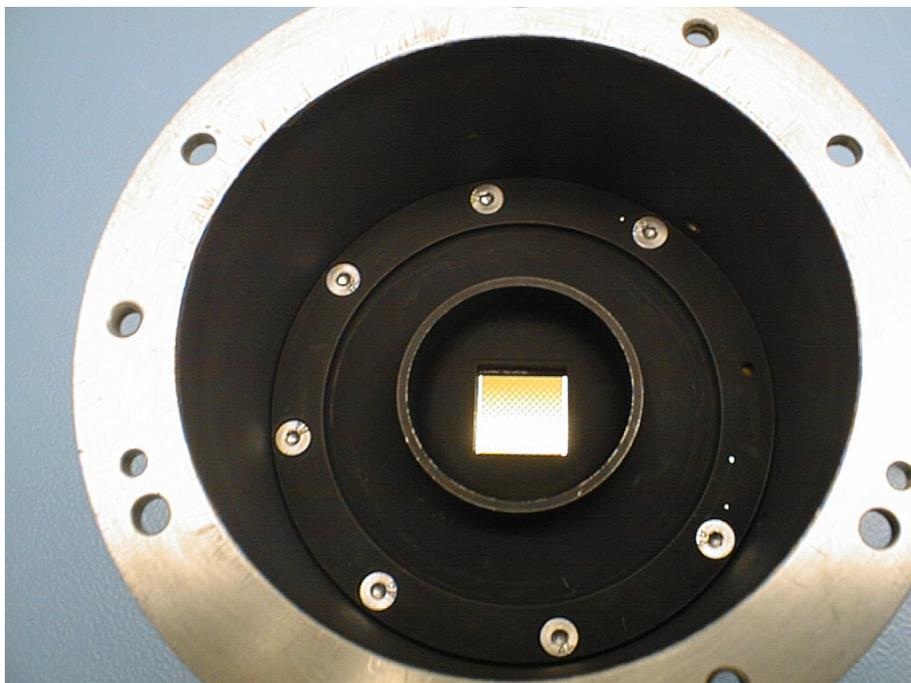


Figura 6.4: Plano focal de la OMC. En el centro de la estructura se puede ver el detector CCD a través de la abertura cuadrada.

mente para el procesamiento de los datos de calibración de la OMC, conlleva una gran ventaja, ya que no es necesario realizar ningún tipo de transformación previa para que IRAF entienda los datos producidos por la OMC. Las tareas IRAF desarrolladas extraen la información necesaria directamente de las cabeceras FITS de los propios datos, por lo que tienen acceso a todos los parámetros necesarios para su correcta interpretación y procesamiento. De esta forma, el usuario puede centrarse en la calibración propiamente dicha.

A continuación ofrecemos una breve descripción de las operaciones más relevantes efectuadas por cada una de las tareas que forman el paquete `o_cal_ff`:

- **cor_field**

A todas las imágenes o secciones obtenidas con el LED encendido o apagado, se les resta la corriente de polarización. A continuación se combinan las imágenes con el LED encendido, y si se dispone de imágenes de fondo de cielo (LED apagado), estas son también combinadas entre sí, para restar el resultado a la imagen previamente combinada del LED encendido. En el caso de haber aplicado algún tipo de filtro/algoritmo, para desechar aquellos píxeles no deseados de las imágenes a combinar, se crea una imagen auxiliar mostrando el número de píxeles que finalmente han sido rechazados durante el proceso.

Una vez combinadas las imágenes, y restado el fondo de cielo, se deriva un patrón a gran escala ajustando una superficie a la imagen resultante, mediante interpolación de *splines* cúbicos en dos dimensiones. En las pruebas realizadas en tierra antes del lanzamiento y, en las primeras imágenes de calibración obtenidas en órbita, este patrón a gran escala coincidía con el patrón de iluminación de los LED. Por desgracia, como veremos más adelante, esto dejó de ser cierto tras unas pocas revoluciones. Finalmente, se divide la imagen combinada, con el cielo ya restado, por el patrón de iluminación para obtener la imagen que llamamos corregida.

Si en lugar de tener imágenes del detector completo, se tienen secciones, como es el caso real, las secciones que cubren una misma parte del detector, son procesadas de manera análoga a la descrita anteriormente.

- **bad_pixels**

Las secciones corregidas por el proceso anterior, son normalizadas por su moda y unidas para crear una imagen completa del detector (área de imagen de 1024×1024 píxeles). Esta imagen es utilizada para detectar los píxeles malos

(fríos y calientes). Aquellos píxeles que se alejan por debajo y por encima de la media más de un determinado valor (20%), son considerados píxeles fríos y calientes, respectivamente.

Como resultado, esta tarea produce una máscara y la tabla en formato FITS requerida por las *pipelines* de análisis científico, identificando el estado de cada píxel (bueno, frío o caliente).

- **flatfield**

Las secciones corregidas por la tarea `cor_field` son aquí normalizadas por su media, calculada usando sólo aquellos píxeles clasificados como “buenos” por la tarea `bad_pixels`. Seguidamente, las secciones se juntan para crear la matriz de aplanamiento del campo, cubriendo completamente el área de imagen del detector (1024×1024 píxeles). La matriz generada en formato FITS cumple con los requisitos necesarios para ser usada por las *pipelines* de análisis científico.

Aplicando estas tres tareas desarrolladas en IRAF, la calibración resultaba relativamente sencilla y rápida. Así sucedió con las versiones 1 y 2 de la calibración¹. La versión 1 fue una versión de prueba, realizada con anterioridad al lanzamiento del satélite, para demostrar el correcto funcionamiento de todo el sistema de procesamiento de datos del ISDC. La versión 2 fue la primera calibración realizada con datos de vuelo, siguiendo el mismo procedimiento desarrollado para la versión 1.

Sin embargo, pronto aparecieron los primeros imprevistos. El patrón a gran escala, que en las pruebas realizadas en tierra no era más que el patrón de iluminación de los LED, empezó a presentar variaciones importantes en el transcurso de las sucesivas calibraciones. Ante esta situación parecía bastante lógico aceptar la suposición de que el patrón de iluminación producido por los LED debía mantenerse constante a lo largo del tiempo. Medio año después del lanzamiento se volvieron a analizar los datos de calibración obtenidos hasta entonces, derivando nuevas matrices de aplanamiento del campo (versión 3, suministradas con OSA 2.0), pero esta vez utilizando en todas ellas un único patrón de iluminación, el cual procedía de las calibraciones realizadas en tierra. En la figura 6.5 mostramos las matrices de calibración obtenidas de esta manera. En las tres primeras imágenes se puede apreciar que la respuesta del detector, a gran escala, cambió de forma drástica después de unas pocas revoluciones en órbita. Este cambio drástico en la matriz de aplanamiento del campo va

¹Por sencillez usamos las mismas versiones que forman parte de las *pipelines* de procesamiento del ISDC, aunque algunas de ellas no han tenido mayor trascendencia.

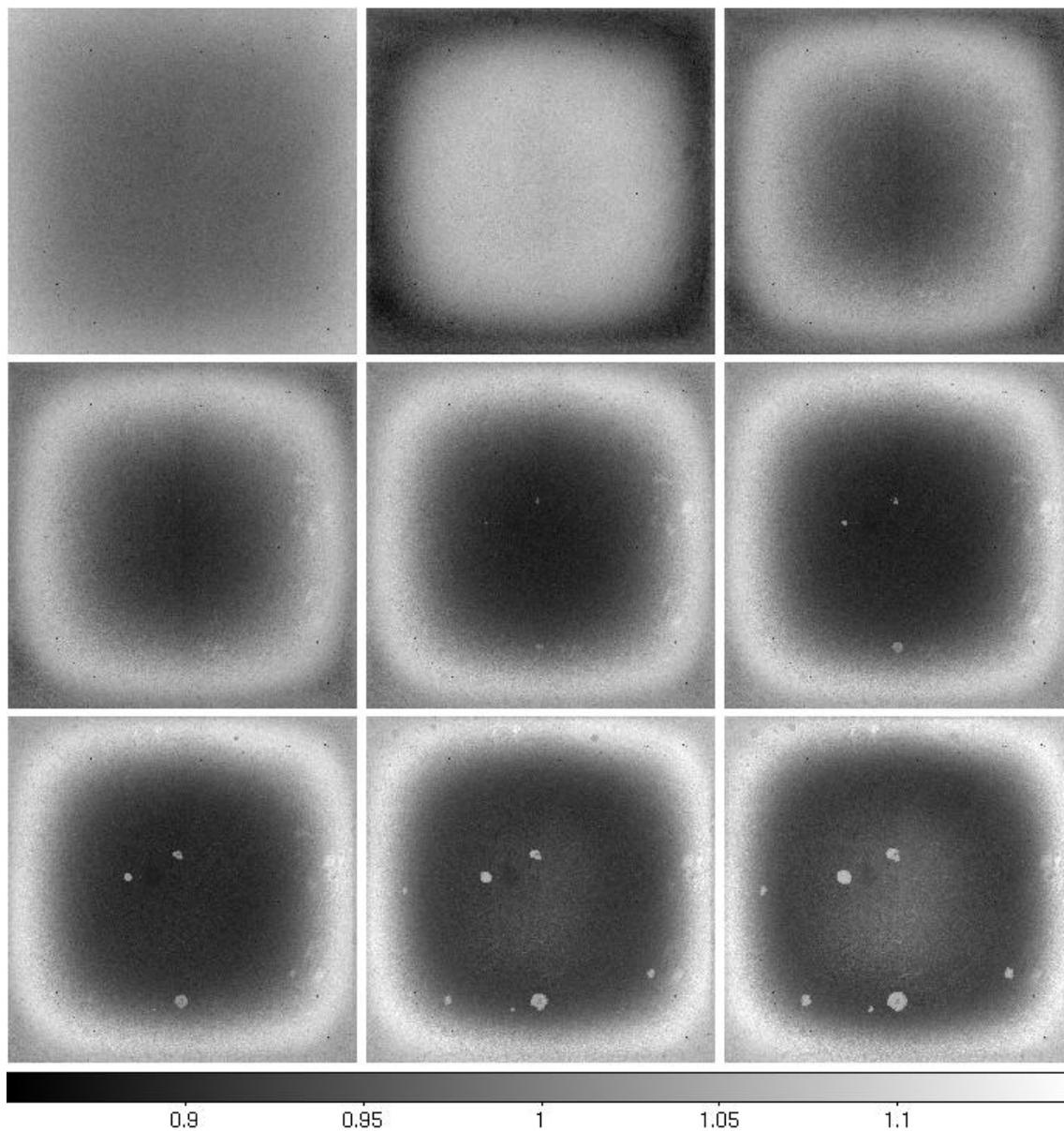


Figura 6.5: Versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo. De izquierda a derecha y de arriba abajo, se representan las matrices correspondientes a las revoluciones 0011, 0025, 0038, 0050, 0062, 0073, 0082, 0094 y 0107. Estas matrices fueron usadas en OSA 2.0.

estrechamente ligado a una variación brusca (alrededor del 10 %) en la sensibilidad global del detector. Adelantando acontecimientos, pensamos que estas variaciones eran causadas por una condensación de material, a nivel molecular, en la capa anti-reflectante del detector. Esta condensación estaría modificando la eficiencia de dicha capa, aumentando o disminuyendo su transmisión, dependiendo probablemente del grosor de la capa que se estuviera depositando. Antes de terminar esta sección retomaremos este tema con más detalles, gracias a nuevos hallazgos que describiremos a continuación.

De forma paralela al desarrollo de la versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo, se siguieron analizando los datos de calibración, tanto los antiguos como los nuevos que se iban obteniendo. Era necesario poder probar la validez de las matrices que estaban siendo derivadas. Para ello nada mejor que las estrellas de referencia fotométrica que se observan continuamente como parte de las operaciones científicas de la OMC. En cada apuntado disponemos de una toma fotométrica con diez de estas estrellas distribuidas sobre el detector, y en el resto de las tomas científicas se observan cinco estrellas fotométricas más, siempre que la telemetría no esté completamente ocupada con los objetos de máxima prioridad, las fuentes de altas energías.

En la figura 6.6 mostramos la diferencia entre la magnitud calculada con nuestra *pipeline* de análisis científico (MAG_V), haciendo uso de la versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo, y la magnitud de referencia procedente del catálogo de entrada ($CATMAG_V$), en función de la distancia en píxeles al centro del detector. Se aprecia claramente la existencia de un patrón circular sobre el CCD que, además, cambia de forma con el tiempo. A la vista de estos resultados, quedaba de manifiesto que el patrón de iluminación había cambiado respecto al derivado en tierra, y que todavía continuaba evolucionando. Si comparamos estos resultados con las matrices mostradas en la figura 6.5, fácilmente llegamos a la conclusión de que la amplitud de las correcciones propuestas en dichas matrices era demasiado grande, o lo que es lo mismo, las matrices debían ser más “planas”. Rápidamente comprobamos, también, que la estructura en forma de anillo de las matrices era un efecto real en la sensibilidad del detector, porque unas matrices totalmente “planas” invertirían los residuos de la figura 6.6.

Tras el análisis anterior, quedaba claro que el patrón de iluminación del CCD, proporcionado por los LED, presentaba importantes variaciones de una calibración

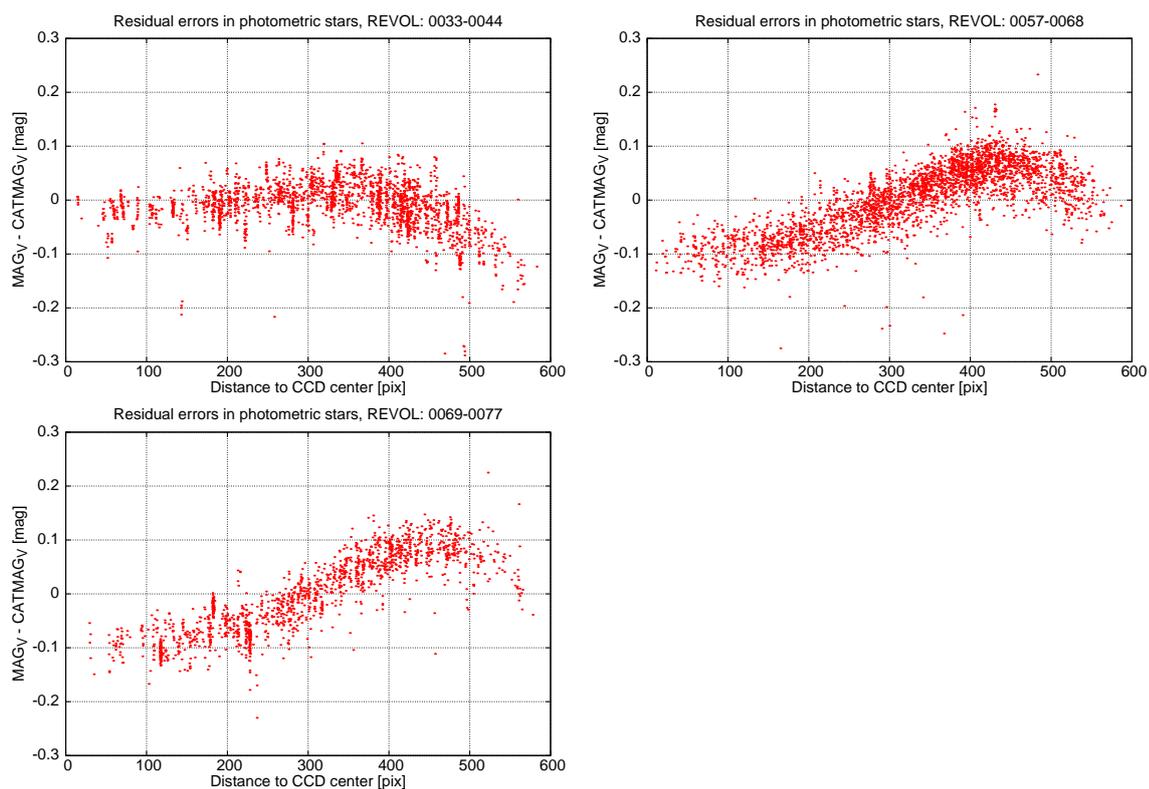


Figura 6.6: Residuos fotométricos en magnitudes en función de la distancia al centro del detector CCD. Se ha usado la versión 3 de las matrices de aplanamiento del campo (OSA 2.0). Se representan varios intervalos de revoluciones: 0033→0044, 0057→0068 y 0069→0077.

a otra, y que el detector se estaba viendo afectado por algún tipo de deposición o condensación de material. La explicación más razonable para los cambios en el patrón de iluminación tenía que ver, también, con la condensación de material en la estructura circular donde se aloja el plano focal (figura 6.4). Ello provocaría que una parte de la luz reflejada en dicha estructura acabara incidiendo sobre el detector, cambiando así el patrón de iluminación.

Para poder corregir las matrices de aplanamiento del campo, desacoplando el efecto sobre la iluminación del efecto sobre el propio detector, sólo disponíamos de los residuos fotométricos que presentaban las estrellas de referencia. Analizando todas las estrellas de referencia, observadas entre dos actividades de calibración consecutivas, derivamos una corrección a gran escala para la matriz de aplanamiento. Para ello dividimos el detector en celdas de 32×32 o de 64×64 píxeles, dependiendo del número de estrellas de referencia disponibles. En cada celda se calculó un residuo medio ponderado por el error estándar de las magnitudes. La imagen formada por el conjunto de todas las celdas de residuos se suavizó ajustando una superficie mediante interpolación de *splines* cúbicos en dos dimensiones. Esta imagen final fue la corrección que se aplicó a la matriz de aplanamiento. En una segunda iteración con los residuos fotométricos, nos aseguramos de que estos no presentaban ninguna estructura significativa a gran escala. Así se derivaron nuevas matrices desde el principio de la misión, formando la versión 4 de la calibración (utilizadas en OSA 3.0 \rightarrow OSA 5.1).

En la figura 6.7 mostramos los nuevos residuos fotométricos que se obtienen aplicando la versión 4 de las matrices de aplanamiento del campo, en cuatro intervalos de revoluciones al principio de la misión. Vemos que la mejora respecto a la versión 3 (figura 6.6) es innegable, desapareciendo por completo cualquier tendencia radial. Es importante hacer notar que la dispersión observada en estas gráficas no sólo es debida a la imprecisión de las matrices de aplanamiento, sino que tiene una importante componente en los errores fotométricos de las propias estrellas de referencia, tanto en las magnitudes del catálogo de entrada como en las derivadas con la *pipeline* de análisis científico. Teniendo en cuenta los errores fotométricos, estimamos la precisión de estas matrices de aplanamiento en el 2% (desviación estándar). Sin embargo, en las revoluciones mostradas en la figura 6.7, ocasionalmente, podemos tener errores de hasta el 5% en algunas pequeñas zonas del detector.

Tras comprobar la dificultad que suponía el hecho de tener un patrón de ilumi-

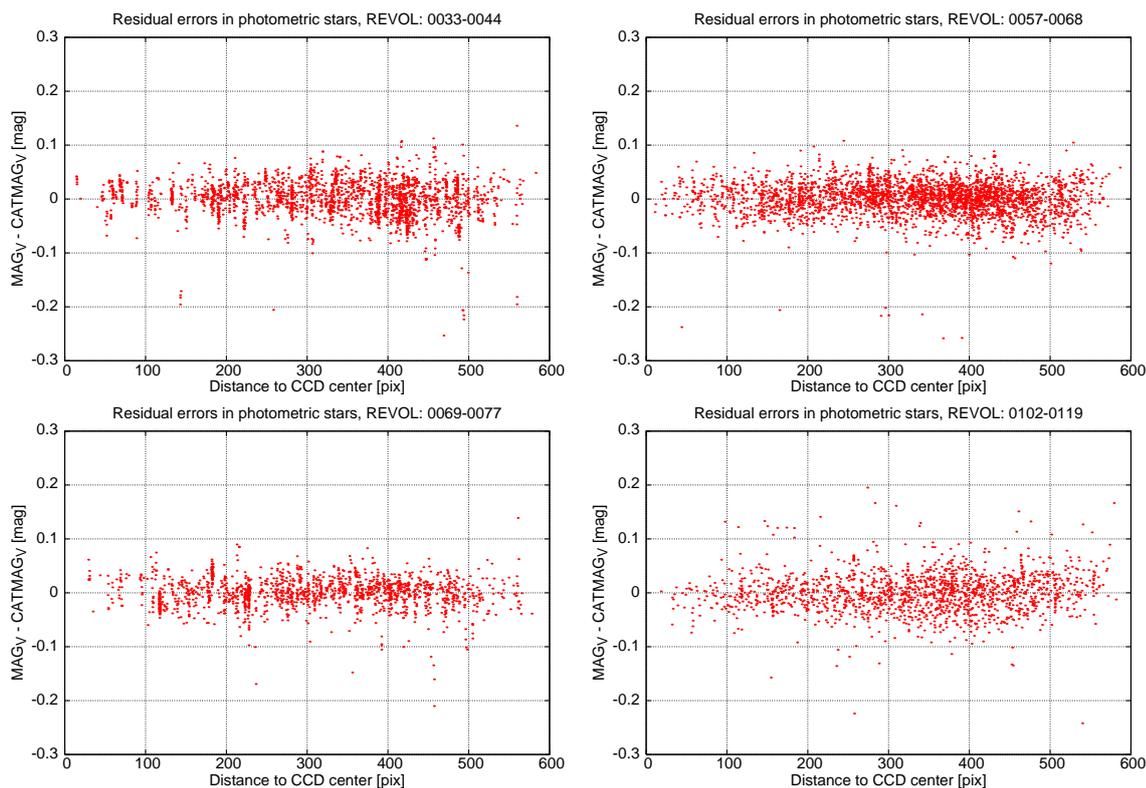


Figura 6.7: Residuos fotométricos en magnitudes en función de la distancia al centro del detector CCD. Se ha usado la versión 4 de las matrices de aplanamiento del campo (OSA 3.0 \rightarrow OSA 5.1). Se representan varios intervalos de revoluciones: 0033 \rightarrow 0044, 0057 \rightarrow 0068, 0069 \rightarrow 0077 y 0102 \rightarrow 0119. La desviación estándar para cada uno de los intervalos es 0.036, 0.042, 0.028 y 0.037, respectivamente.

nación de los LED cambiante con el tiempo, estudiamos la posibilidad de modificar las operaciones destinadas a la calibración de la OMC, para que ello nos permitiera obtener nuevos datos útiles que nos facilitaran la calibración. Como resultado, se decidió añadir a las operaciones destinadas a la calibración del instrumento, la adquisición de tres imágenes de fondo de cielo de larga exposición (200 segundos) con ganancia alta. Con estas imágenes se pretendía obtener información valiosa sobre la estructura a gran escala presente en las matrices de aplanamiento del campo. Para maximizar el número de cuentas, se requería que la contribución de la luz zodiacal fuera importante. Otro cambio relevante en las operaciones científicas fue que, a partir de la revolución 166, las estrellas de referencia fotométrica serían distribuidas uniformemente sobre la totalidad del detector. Hasta entonces, para evitar posibles efectos de borde o un desplazamiento fuera del CCD causado por apuntados poco precisos, estas estrellas ocupaban sólo los $4^\circ \times 4^\circ$ centrales, dejando un borde de 100 píxeles en la parte más externa del detector.

Después de realizar los cambios descritos en las operaciones científicas y de calibración del instrumento, las nuevas matrices de aplanamiento del campo de la versión 4 se siguieron derivando de manera similar a como se ha descrito anteriormente, pero añadiendo el nuevo ingrediente del que ahora se disponía, las imágenes de fondo de cielo. Usando estas imágenes se derivaba un patrón a gran escala, suavizando el resultado mediante un ajuste por *splines* cúbicos. En un campo de 5 grados, la luz zodiacal puede empezar a presentar un pequeño gradiente (Levasseur-Regourd & Dumont 1980), el cual era también corregido mediante el ajuste de un plano inclinado. Obteníamos así una versión “suavizada” de la matriz de aplanamiento, que nos permitía derivar el patrón de iluminación usando las imágenes de los LED, también suavizadas debidamente. A partir de aquí, aplicando el procedimiento estándar y el patrón de iluminación anterior, derivábamos la matriz de aplanamiento. Por último, el análisis de los residuos fotométricos nos permitía corregir la matriz resultante en caso necesario. Estas correcciones eran en general menores del 3% y daban cuenta, principalmente, de la no uniformidad del fondo en las imágenes de cielo de larga exposición.

Con el paso del tiempo y de las actividades de calibración las pequeñas “manchas” de mayor sensibilidad, que se pueden apreciar en las últimas matrices de la figura 6.5, fueron creciendo de tamaño, ocupando una parte importante de la superficie del detector. Al tratar de corregir las imágenes de fondo de cielo usando las matrices de calibración, aparecieron los primeros indicios de que las matrices no

estaban corrigiendo correctamente dichas manchas, pero era muy difícil llegar a una conclusión firme debido a la poca relación señal a ruido que teníamos con la luz zodiacal.

Durante los meses de enero y febrero del año 2006, INTEGRAL realizó unas maniobras excepcionales para apuntar hacia la Tierra. Se llevaron a cabo cuatro observaciones en un período de 15 días. La finalidad de estas observaciones era, principalmente, usar la Tierra como máscara para estudiar el fondo de rayos X. La descripción detallada de estas observaciones así como los resultados obtenidos fueron publicados por [Churazov et al. \(2007\)](#).

Los telescopios para el guiado estelar requerían una distancia mínima al limbo de la Tierra de 15° . Por ello, las observaciones se planificaron para que INTEGRAL apuntara a unas coordenadas celestes fijas, mientras la Tierra se desplazaba por el campo de visión de los instrumentos debido al movimiento orbital del satélite. Los telescopios de guiado permitían estabilizar el apuntado y, al llegar a 15° de distancia al limbo de la Tierra eran desconectados. En estos momentos el satélite se dejaba en una deriva pasiva, sin poder llevar a cabo ningún tipo de corrección para mantener el apuntado. Después de que el disco de la Tierra cruzara el campo de visión de los instrumentos, y recuperar una distancia mínima de 15° , los telescopios de guiado eran de nuevo activados.

La cámara OMC fue configurada para obtener varias imágenes de referencia del fondo de cielo antes y después de la ocultación por la Tierra, las cuales podrían ser usadas para recuperar el apuntado del satélite en caso de algún problema técnico. La deriva del apuntado del satélite medida con la OMC fue de $12''.2$ en un período de tiempo de 06h 48m 33s, mientras los telescopios de guiado estaban desconectados. La luz difusa procedente de la parte iluminada de la Tierra fue detectada por la OMC una hora antes de entrar en el limbo de la Tierra, cuando el eje óptico de la cámara estaba a unos 18° del centro del disco terrestre. Desafortunadamente, incluso con el tiempo de integración mínimo de la OMC (0.125 s), al entrar la Tierra en el campo de visión, esta saturaba por completo el detector CCD.

Estas observaciones nos proporcionaron, sin esperarlo, una oportunidad única para obtener valiosísimos datos para la calibración de aplanamiento del campo. Por primera vez disponíamos de una fuente intensa de luz, que nos permitía iluminar el CCD a través del sistema óptico de la cámara, gracias a la luz difusa procedente de la Tierra. Las imágenes obtenidas en la primera de las cuatro observaciones

nos permitieron estimar el número de cuentas en el detector OMC en función de la distancia angular al limbo de la Tierra. De esta forma, pudimos optimizar la planificación de las otras tres observaciones restantes, y conseguir el mayor número posible de cuentas evitando la saturación parcial o total del detector.

En la figura 6.8 mostramos, a modo de ejemplo, cuatro de las imágenes obtenidas durante las observaciones de la Tierra. En ellas se aprecian con total claridad las manchas descritas anteriormente, las cuales habían ido evolucionando hasta ocupar una parte importante del detector. Rápidamente pudimos constatar que las matrices de aplanamiento del campo, usadas hasta entonces, no nos corregían adecuadamente el interior de las estructuras circulares, tal y como habíamos empezado a sospechar.

Combinando todas las imágenes obtenidas en las observaciones de la Tierra con un buen número de cuentas (diez imágenes en total, cinco parciales y cinco enteras del área de imagen de 1024×1024 píxeles), derivamos una nueva matriz de aplanamiento del campo con una buena precisión, gracias a la alta relación señal a ruido que ahora disponíamos. En la figura 6.9 comparamos esta nueva matriz con la “oficial” de la versión 4 derivada a partir de las imágenes con los LED. Se aprecia claramente que la respuesta del detector cambiaba según la luz procedía de los LED, versión 4 (panel superior), o del cielo a través de la óptica del instrumento, observación de la Tierra (panel inferior). La diferencia se manifiesta de forma muy clara en la superficie que ocupan las manchas, siendo en general la matriz de aplanamiento derivada con los datos de las observaciones de la Tierra más suave y homogénea que la derivada con los LED.

Una de las diferencias obvias entre las imágenes de cielo y las obtenidas directamente con los LED es que en las primeras la luz pasa a través de las lentes, lo cual no ocurre en las imágenes con los LED. Sin embargo, se puede descartar que el origen de las manchas esté en las lentes, puesto que aquellas se aprecian claramente en las imágenes obtenidas con los LED, aunque su intensidad relativa sea distinta.

Tras el análisis anterior la conclusión era tajante, los LED no podían ser usados, al menos de forma directa, para derivar las diferencias de sensibilidad de los píxeles del detector a ninguna escala, pequeña (píxel a píxel), mediana (manchas) o grande (“patrón circular”). Era necesario cambiar la estrategia de calibración. Pero, ¿cómo se podía mejorar? La pista estaba en las imágenes de los LED. En estas imágenes observamos que la estructura interna de las manchas permanecía constante con el paso del tiempo. En otras palabras, aquellas zonas del detector que ya habían sido

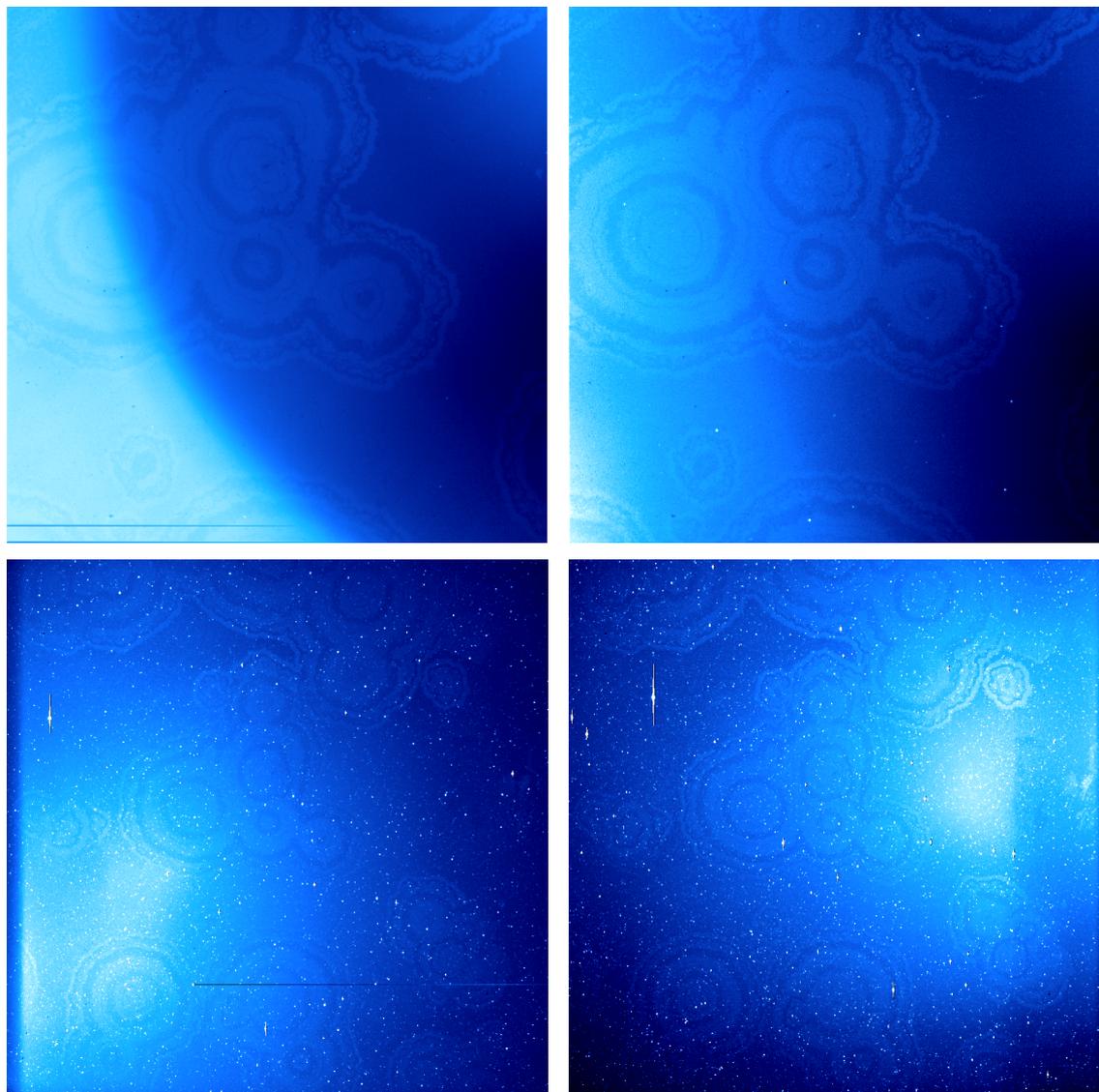


Figura 6.8: Imágenes obtenidas en las observaciones de la Tierra. Paneles superiores: revolución 0401, sección del centro del CCD de 512×512 píxeles y 1 s de exposición. Panel inferior izquierdo: revolución 0404, imagen de 1024×1024 píxeles y 60 s de exposición. Panel inferior derecho: revolución 0406, imagen de 1024×1024 píxeles y 100 s de exposición.

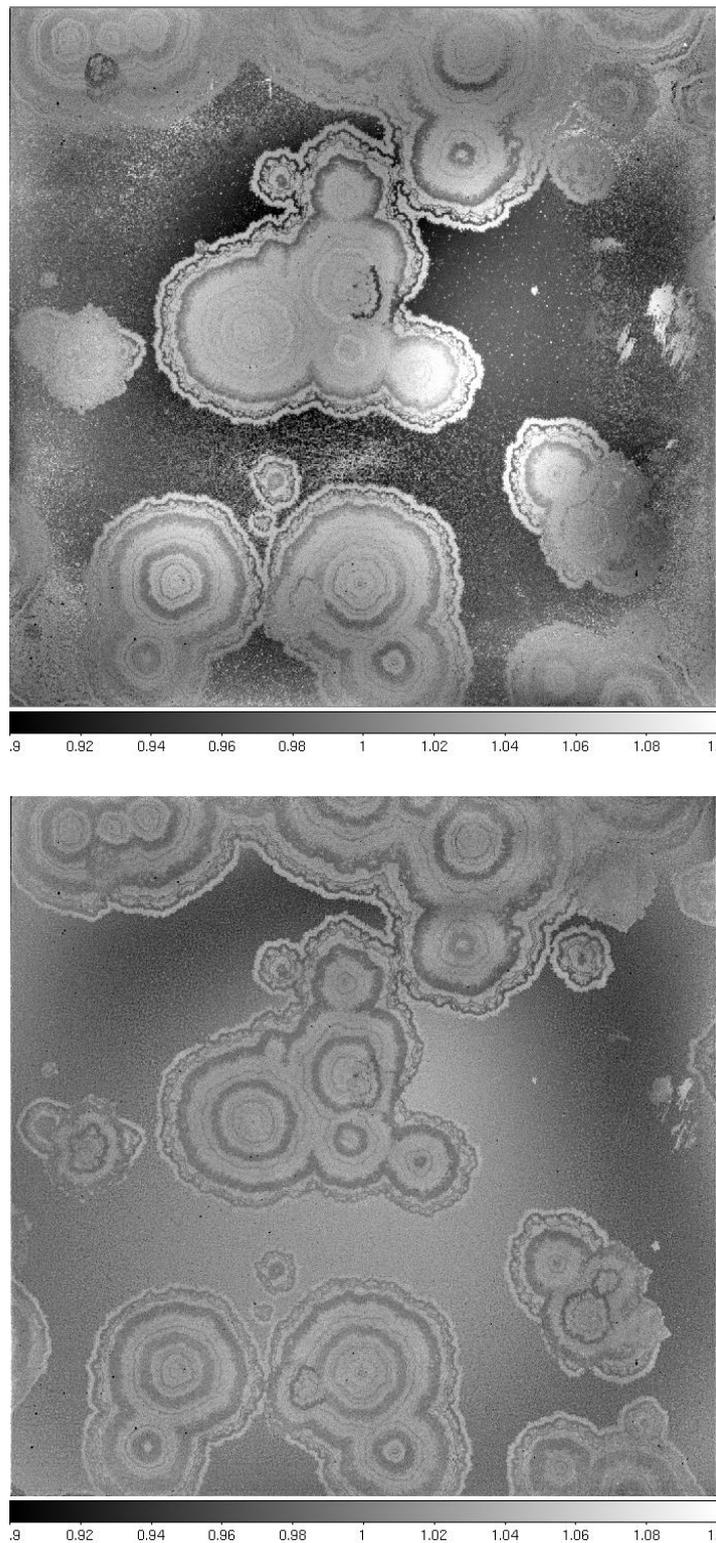


Figura 6.9: Matriz de aplanamiento del campo calculada con datos de calibración de la revolución 0409, versión 4 (panel superior) y con datos de la observación de la Tierra de las revoluciones 0401, 0404, 0405 y 0406 (panel inferior).

engullidas por las manchas permanecían estables, mientras que se observaba una cierta evolución a gran escala en las zonas fuera de mancha. Sin embargo, como ya hemos mencionado, las matrices obtenidas con las imágenes de los LED no nos corregían adecuadamente, ni fuera ni dentro de mancha. Teniendo todo esto en mente conseguimos definir la siguiente estrategia de calibración, formando la versión 5 que está siendo utilizada en la actualidad (OSA 6.0, OSA 7.0...):

- Las tres imágenes de cielo de larga exposición son combinadas para mejorar la relación señal a ruido. De forma análoga a la versión 4 se elimina el posible gradiente provocado por la luz zodiacal.
- Las imágenes de los LED son procesadas de forma estándar con el paquete de calibración `o_cal_ff` para obtener una imagen donde pueda distinguirse con claridad el alcance de las manchas. Se crea entonces una máscara de ceros y unos para poder diferenciar el interior del exterior de las manchas.
- Con la ayuda de la máscara creada en el punto anterior, se obtiene un patrón a gran escala para los píxeles que ya han sido engullidos por las manchas, y otro para los que todavía no lo han sido, realizando sendos ajustes a la imagen combinada del fondo de cielo. De esta manera conseguimos calibrar adecuadamente el “salto” existente en la respuesta del detector en las zonas afectadas por las manchas.
- La pequeña escala, incluyendo la estructura interna de las manchas, se toma de la matriz de aplanamiento del campo resultante de las observaciones de la Tierra. En calibraciones anteriores, el diámetro de las manchas es tanto más pequeño cuanto más antiguas son las observaciones. La sensibilidad de los píxeles cambia de forma apreciable y global al ser engullidos por una mancha, por lo que no podemos utilizar la pequeña escala de la observación de la Tierra en aquellas zonas que han cambiado de estado, es decir, de no pertenecer a ninguna mancha a pertenecer a alguna en la observación de la Tierra. En estas zonas la mejor solución es utilizar la pequeña escala procedente de la primera calibración realizada en órbita, donde los LED todavía nos proporcionaban una buena matriz de calibración. Además, en aquellas calibraciones más cercanas en tiempo al inicio de la misión que a la observación de la Tierra, parece también razonable utilizar la pequeña escala procedente de la primera calibración en todas las zonas del detector consideradas fuera de mancha.

- Al igual que en la versión 4, analizando los residuos fotométricos, en caso necesario, podemos efectuar una última corrección a gran escala a la matriz resultante.

Esta nueva estrategia de calibración se empezó a aplicar a partir de la revolución 0409 (febrero de 2006). Al igual que se hizo en la versión 4, todos los datos de calibración obtenidos anteriormente desde el inicio de la misión fueron reanalizados y las nuevas matrices resultantes incluidas en la versión 5.

Con el paso del tiempo las manchas siguieron creciendo hasta ocupar por completo el área de imagen del detector hacia la revolución 0800 (mayo de 2009). Teniendo en cuenta que durante la observación de la Tierra (enero–febrero de 2006), las manchas ocupaban alrededor de un 56 % del área de imagen, la extrapolación del patrón de mediana escala (estructura interna de las manchas) hacia el futuro es cada vez más grosera, debido simplemente a que no se puede calcular en las zonas que van siendo paulatinamente ocupadas por las manchas.

A partir de la revolución 0618 (noviembre de 2007), cuando las manchas alcanzaban ya el 94 % del área de imagen, aprovechando que aparentemente el interior de las manchas permanece estable después de un cierto tiempo de transición, implementamos un nuevo método en la versión 5 de calibración, para calcular el patrón a mediana y gran escala en el interior de las manchas. Este método consiste en combinar todas las imágenes de cielo que se hayan obtenido hasta una determinada calibración, pero cogiendo de cada una de ellas únicamente los píxeles pertenecientes a alguna mancha en el momento de su adquisición. Para ello hacemos uso, una vez más, de las máscaras creadas en cada una de las calibraciones. La primera imagen que consideramos en este proceso es la obtenida en la revolución 0134 (noviembre de 2003), pero sólo un 3 % de ella, la parte ocupada por manchas. De esta manera alcanzamos una relación señal a ruido aceptable para poder distinguir claramente las manchas y su estructura interna (ver panel superior de la figura 6.10). Sin embargo, después de este proceso algunos píxeles todavía permanecen con valores altos de ruido, por lo que es imposible calcular también la pequeña escala por este método. Por este motivo aplicamos un filtro a la imagen sustituyendo el valor de cada píxel por la mediana de la caja de 5×5 centrada en él. El resultado puede verse en el panel inferior de la figura 6.10. Finalmente, calculamos la pequeña escala que hemos eliminado al hacer las medianas, usando los datos de la observación de la Tierra.

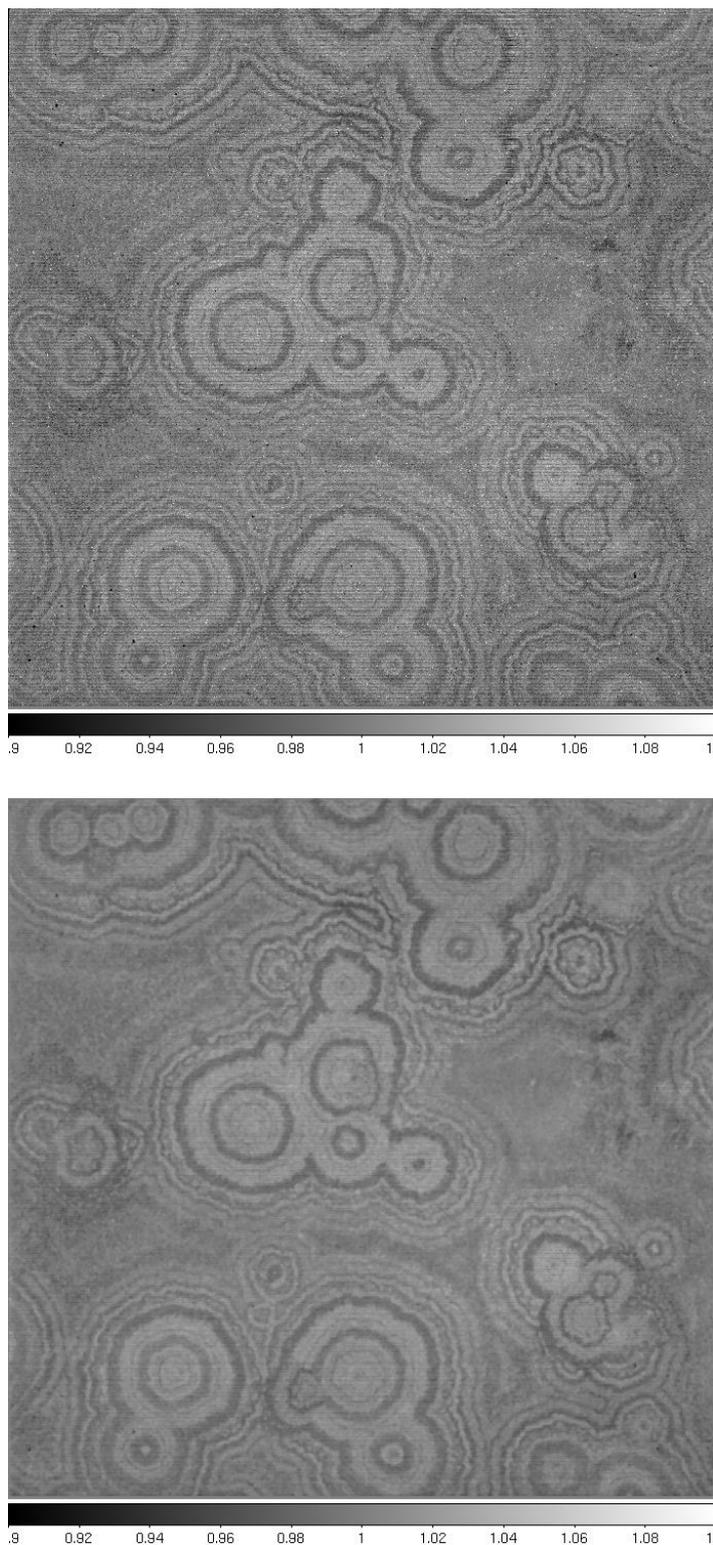


Figura 6.10: Patrón a mediana y gran escala calculado para la revolución 0618. La imagen inferior se ha filtrado sustituyendo el valor de cada píxel por la mediana calculada en cajas de 5×5 .

Este método sólo se ha aplicado en las calibraciones posteriores a la revolución 0618, puesto que su éxito depende en gran medida de tener un gran número de imágenes para combinar que estén afectadas por las manchas. Por otra parte, para las calibraciones anteriores a la observación de la Tierra, los mejores datos son sin duda los de dicha observación.

6.3 Calibración fotométrica

La calibración fotométrica tiene como objetivo transformar los flujos/magnitudes instrumentales al sistema estándar, en nuestro caso el sistema V de Johnson. Se realiza cada vez que se entrega una nueva matriz de aplanamiento del campo. Para ello utilizamos las estrellas de referencia fotométrica incluidas en el catálogo de entrada y que son observadas simultáneamente con los objetos científicos. Tal y como están definidas las operaciones de la OMC, la transformación al sistema estándar es relativamente sencilla y se reduce a calcular el punto cero de la ecuación de transformación:

$$V = P0 - 2.5 \log(F_i)$$

siendo F_i el flujo instrumental calculado tras corregir los datos de corriente de oscuridad, de polarización y de aplanamiento del campo, V la magnitud estándar en el sistema Johnson y $P0$ el punto cero a determinar.

Para realizar esta tarea se desarrolló una herramienta específica que lleva el nombre de `o_cal_photometric` (figura 6.11). Esta herramienta programada en ROOT² integra en un sencillo entorno gráfico toda la funcionalidad necesaria. No requiere ninguna transformación previa de formato. La entrada es directamente el fichero de salida del software de análisis científico (OSA) que contiene todas las fuentes procesadas, entre ellas las estrellas de referencia fotométrica. Una serie de filtros predefinidos permiten seleccionar fácilmente los datos que nos interesan para realizar la calibración, pero también es posible definir otros filtros, simples o complejos, que involucren cualquier combinación entre columnas del fichero de entrada. Los datos seleccionados son automáticamente mostrados en pantalla y el punto cero $P0$

²ROOT es un entorno de programación orientado a objetos desarrollado por el CERN para el procesamiento y análisis de datos (<http://root.cern.ch>).

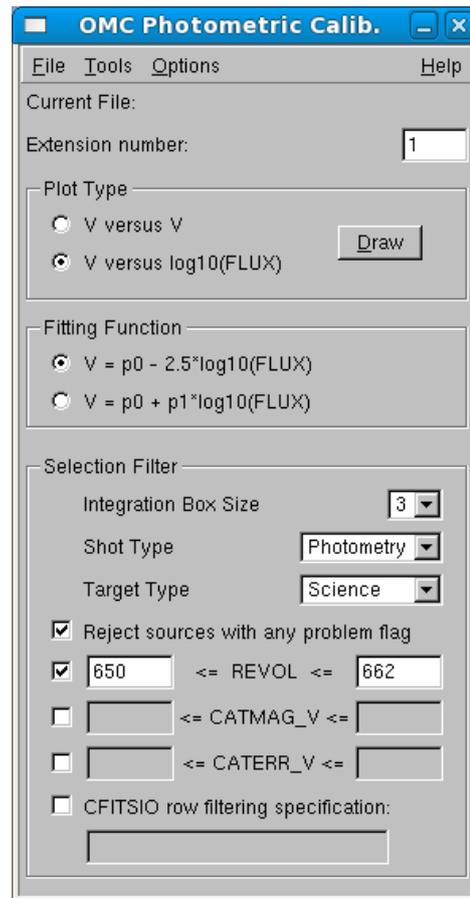


Figura 6.11: Aplicación `o_cal_photometric` diseñada para la calibración del punto cero fotométrico.

calculado (figura 6.12). Se pueden cambiar los filtros de selección tantas veces como el usuario crea oportuno. Tras alcanzar un ajuste satisfactorio, la aplicación genera de forma automática el fichero de calibración con el formato adecuado para ser incluido directamente en el árbol de calibración del ISDC, y así poder ser usado por las *pipelines* de procesamiento de datos.

La aplicación `o_cal_photometric` fue desarrollada pensando también en la monitorización del instrumento. Por este motivo esta herramienta puede ser usada fácilmente como una prueba de la bondad de los datos científicos, comparando las magnitudes derivadas con las catalogadas.

En las siguientes gráficas mostramos como ha evolucionado la sensibilidad del detector y la precisión de la matriz de aplanamiento del campo a lo largo de más de 8 años de misión. Analizando la evolución del punto cero (panel superior de

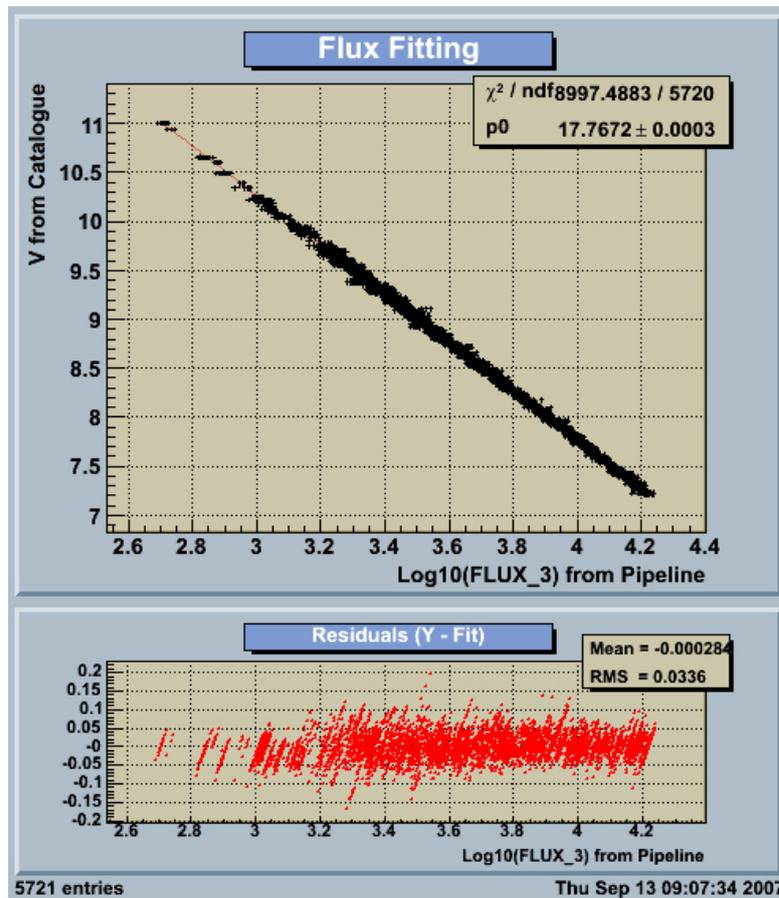


Figura 6.12: Resultado de la aplicación `o_cal_photometric` diseñada para la calibración del punto cero fotométrico, correspondiente al intervalo de revoluciones 0588→0599.

la figura 6.13), podemos ver que la sensibilidad global del detector no se ha visto prácticamente alterada en las últimas 600 revoluciones. Por el contrario, durante las primeras 200 revoluciones (algo más de un año y medio), la sensibilidad del detector sí presentó importantes variaciones. Entre las revoluciones 0013 y 0025 el punto cero pasó de 17.71 mag a 17.85 mag, cambio que corresponde a un aumento en sensibilidad del 14%, para luego caer de nuevo hasta un valor de 17.73 mag en la revolución 0073. Alrededor de la revolución 0160 se alcanzó otro máximo con un punto cero de 17.80 mag. Después de pasar por un pequeño mínimo en la revolución 0310, a partir de la revolución 0382 el punto cero se ha estabilizado entre los valores 17.76–17.77 mag.

Como ya hemos avanzado anteriormente, este comportamiento de la sensibilidad global del detector, combinado con la evolución de las estructuras que se aprecian en las matrices de aplanamiento del campo, podría ser explicado por una conden-

PUNTO CERO DE LA CALIBRACIÓN FOTOMÉTRICA

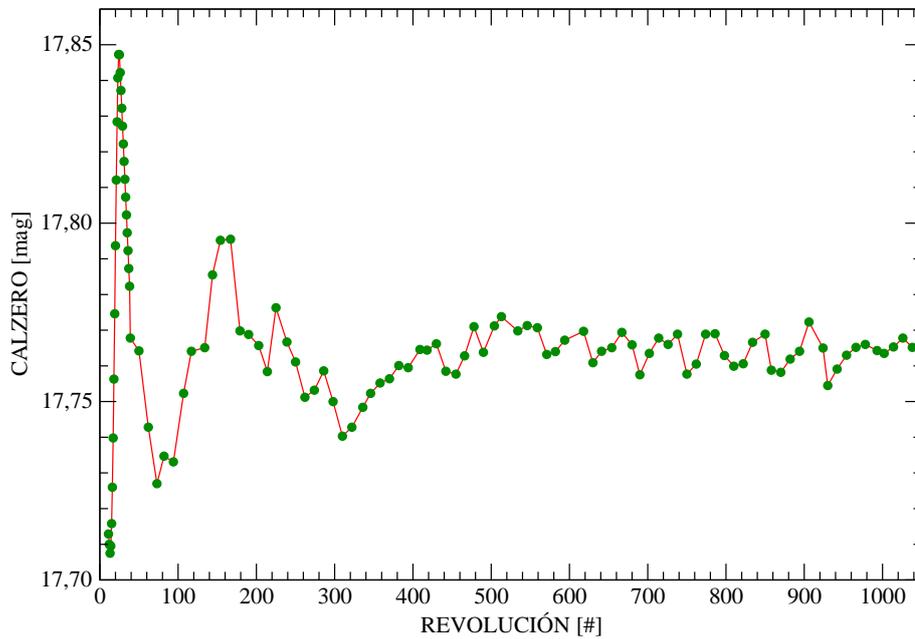
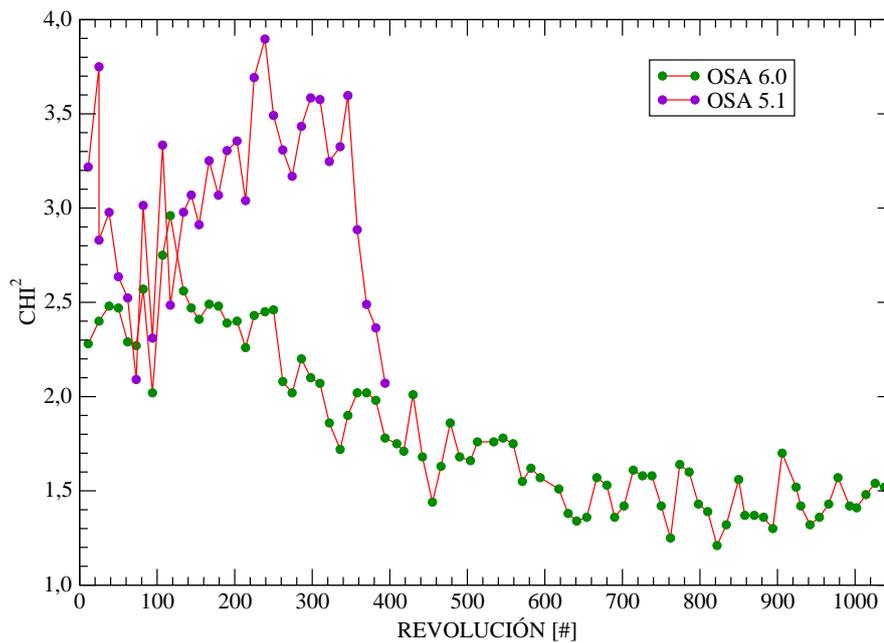
 χ^2 vs CALIBRACIÓN

Figura 6.13: Panel superior: evolución del punto cero fotométrico (CALZERO) obtenido en la versión 5 de calibración. Panel inferior: evolución del estadístico χ^2 reducido calculado durante el ajuste del punto cero fotométrico para las versiones de calibración 4 (OSA 5.1) y 5 (OSA 6.0 y siguientes).

sación de material, a nivel molecular, en la capa antirreflejante del detector. Esta condensación modificaría la eficiencia de dicha capa, aumentando o disminuyendo su transmisión, dependiendo del grosor de la capa depositada.

En el panel inferior de la figura 6.13 presentamos la evolución del estadístico χ^2 reducido correspondiente al ajuste del punto cero fotométrico de cada una de las calibraciones. Se aprecia claramente la mejora en la versión 5 de calibración (OSA 6.0 y siguientes) respecto a la versión 4 (OSA 5.1). Algunas de las mejoras implementadas en OSA 6.0 fueron paulatinamente aplicadas en las cuatro últimas calibraciones de OSA 5.1, de aquí la tendencia a converger ambas versiones para estas cuatro calibraciones. Otro punto significativo en la versión 5 es la tendencia a la baja del valor de χ^2 reducido, habiéndose estabilizado alrededor de 1.5. Esto nos indica que las matrices de aplanamiento del campo están siendo cada vez más precisas, puesto que la principal fuente de error en la determinación del flujo de las estrellas de referencia fotométrica está precisamente en estas matrices.

Esta mejora en la precisión de las matrices de aplanamiento queda también de manifiesto en la figura 6.14. En cada calibración disponemos de miles de medidas, típicamente entre 4000 y 6000, de estrellas de referencia fotométrica que han sido observadas en un período de aproximadamente un mes. Algunas de estas estrellas son observadas repetidamente y en distintas posiciones del CCD, por lo que son ideales para probar la precisión de las matrices de aplanamiento del campo. Para cada una de las 50 estrellas fotométricas más observadas, calculamos la media de la magnitud V dada por la *pipeline* y su desviación estándar σ_V . En la figura 6.14 representamos el promedio de la desviación estándar σ_V de estas 50 estrellas de referencia fotométrica. Claramente se aprecia la mejora de la precisión fotométrica con el paso del tiempo, manteniéndose entre 0.015 y 0.020 mag a partir de la revolución 0600.

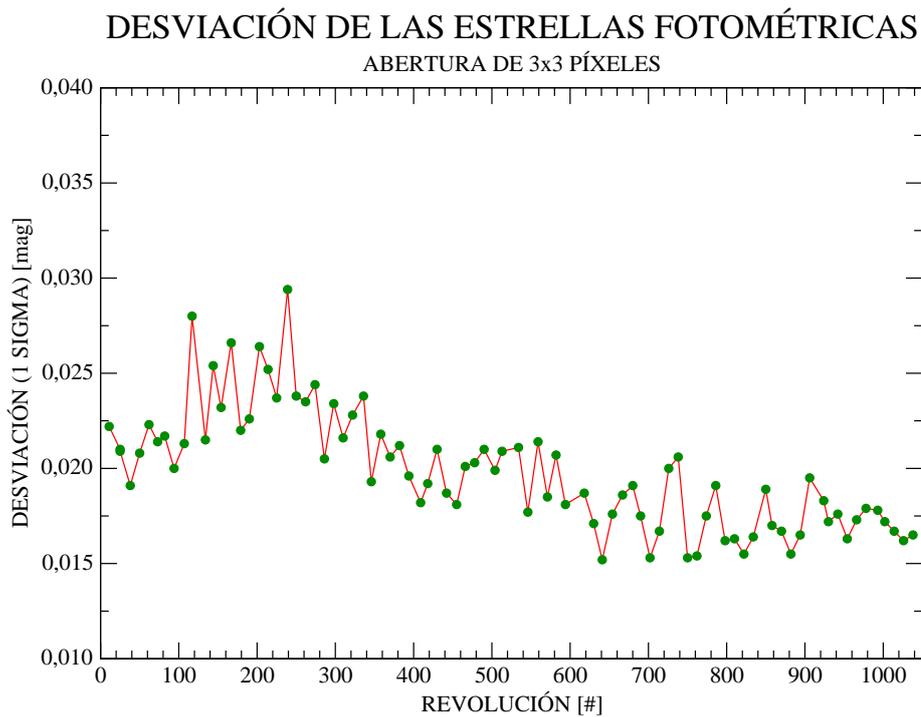


Figura 6.14: Media de la desviación estándar de las 50 estrellas de referencia fotométrica más observadas en cada intervalo de calibración.

6.4 Desalineamiento

El análisis y determinación del desalineamiento existente entre los distintos instrumentos, incluyendo los telescopios de guiado estelar (*Star trackers*), es otra de las actividades de calibración especialmente importante en el caso de la OMC.

Durante las operaciones científicas rutinarias ISOC genera, con la ayuda del software de apuntado, los telecomandos que contienen la posición de las ventanas del CCD que van a ser transmitidas a tierra (ver capítulo 4 para más detalles). Para ello, obviamente, ISOC necesita conocer el ángulo de posición y las coordenadas de apuntado del eje óptico de la OMC. Puesto que el apuntado del satélite viene dado por los telescopios de guiado estelar, es necesario corregir el desalineamiento entre estos y la OMC, para así, determinar con exactitud dónde estará apuntando la OMC.

El desalineamiento entre los instrumentos y los telescopios de guiado estelar se representa mediante las llamadas matrices de los cosenos directores, o simplemente,

Tabla 6.1: Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida antes del lanzamiento.

		Ejes OMC (columnas)		
		X	Y	Z
Ejes STR (líneas)	X	0.999999555	0.000293203	0.00089642
	Y	-0.000290641	0.999995876	-0.002857251
	Z	-0.000897189	0.002856989	0.999995516

matrices de desalineamiento. Estas matrices nos permiten pasar del sistema de referencia definido por los telescopios de guiado, al sistema de referencia de cualquiera de los instrumentos científicos y viceversa.

En la tabla 6.1 mostramos la matriz de desalineamiento entre los telescopios de guiado estelar (STR) y la OMC calculada durante las pruebas de vacío realizadas en tierra poco antes del lanzamiento ([ALCATEL Space 2002](#)). Las columnas representan los cosenos directores de cada uno de los ejes de la OMC en relación con los ejes definidos por los telescopios de guiado. De forma análoga, las filas representan los cosenos directores de cada uno de los ejes de los telescopios de guiado en relación con los ejes definidos por la OMC.

Rápidamente se comprueba que la proyección del eje óptico (X) de la OMC se localizaba en el cuadrante (-Y,-Z) de los telescopios de guiado, con un desalineamiento de $195''$ ($\arccos(0.999999555)$) respecto al eje óptico (X) de los telescopios de guiado.

Debemos puntualizar que estas matrices contemplan únicamente el desalineamiento entre los instrumentos y los telescopios de guiado, tomando como referencia estos últimos. Es decir, la relación entre los ejes de los distintos instrumentos no está incluida. Por ejemplo, en el sistema de referencia definido para el CCD de la OMC el eje óptico es el Z, por lo que tendríamos una transformación adicional del tipo $X_{STR} = Z_{CCD}$. Y de forma análoga para los otros dos ejes $Y_{STR} = -X_{CCD}$, $Z_{STR} = -Y_{CCD}$. Para una representación gráfica de la orientación de los sistemas de referencia remitimos al lector a la sección 4.4.

Las matrices de desalineamiento tenían que ser calculadas de nuevo una vez que el satélite fuese puesto en órbita, ya que durante el lanzamiento el alineamiento de los instrumentos podía verse ligeramente afectado. Por otra parte, los gradientes de

temperatura entre las distintas estructuras que forman el satélite también pueden influir en el alineamiento final.

En el ISDC desarrollaron un método para calcular las matrices de desalineamiento de todos los instrumentos respecto a los telescopios de guiado. Puesto que a menudo en el campo de visión de los instrumentos de altas energías sólo se detecta una fuente, o incluso ninguna, se hace muy difícil poder derivar una buena matriz de desalineamiento a partir de una única observación. Por este motivo el método desarrollado en el ISDC utiliza, como parámetros de entrada, las coordenadas ecuatoriales derivadas por las *pipelines* de análisis científico suponiendo ausencia de desalineamiento, y la información de apuntado obtenida por los telescopios de guiado. De esta manera se puede trabajar con un gran número de observaciones, permitiendo aumentar el número de fuentes detectadas. En Favre (2004) se puede encontrar una descripción detallada de este método.

En el equipo OMC (apéndice A) necesitábamos disponer de la matriz de desalineamiento lo antes posible para poder empezar las pruebas de observación científica, en especial la generación de los telecomandos por parte del software de apuntado (capítulo 4) y el funcionamiento del algoritmo de centrado de a bordo. Sin embargo, los sistemas del ISDC también necesitaban un período de pruebas antes de que las *pipelines* de análisis científico pudieran producir los resultados necesarios para poder calcular el desalineamiento de los instrumentos.

Por este motivo habíamos previsto calcular, por nuestros propios medios, una primera versión de la matriz de desalineamiento durante la fase de verificación de la misión (tres primeros meses). El método que desarrollamos consiste básicamente en comparar, sobre el CCD, la posición prevista con la posición observada de una selección de estrellas en imágenes de campo completo. La posición prevista fue calculada a partir de los datos de apuntado de los telescopios de guiado, proporcionados directamente por el equipo de dinámica de vuelo del MOC, y realizando la proyección gnomónica de la bóveda celeste sobre el plano del detector siguiendo el proceso descrito en Calabretta & Greisen (2002). Con la ayuda de la tarea de IRAF *geomap* calculamos la transformación espacial entre las posiciones previstas y las observadas. De esta forma derivamos que el eje óptico (X) de la OMC presentaba un desalineamiento total de $332''$, y su proyección quedaba localizada en el cuadrante (-Y,-Z) de los STR, con unos desplazamientos $\Delta Y = -199''$ y $\Delta Z = -266''$. Pudimos medir también una rotación del campo de visión de la OMC de $324''$ respecto al de los STR en sentido antihorario.

Tabla 6.2: Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida durante la fase de verificación. Utilizada en OSA 4.0 y anteriores.

		Ejes OMC (columnas)		
		X	Y	Z
Ejes STR (líneas)	X	0.99999870	0.00096954	0.00128841
	Y	-0.00096954	0.99999830	-0.00156844
	Z	-0.00128844	0.00156844	0.99999794

A partir de estos valores y aprovechando la propiedad de ortogonalidad de la base, se puede deducir la matriz de desalineamiento que presentamos en la tabla 6.2. Esta matriz fue utilizada por ISOC desde el principio de la misión para planificar las observaciones, creando los telecomandos con la posición de las ventanas requeridos por la OMC. Desde el punto de vista de las operaciones, la precisión de la matriz fue más que satisfactoria. Las correcciones a la posición de las ventanas realizadas por el algoritmo de centrado de a bordo son inferiores o iguales a un píxel en la mayoría de los casos. Al ser estas correcciones tanto positivas como negativas, podemos deducir que no se trata de un error en la determinación del desalineamiento del instrumento. Un análisis más detallado indica que la corrección calculada por el algoritmo de centrado está correlacionada con la orientación y temperatura del satélite. Este aspecto será tratado un poco más adelante.

Posteriormente el ISDC derivó las matrices de desalineamiento de los demás instrumentos. La matriz que calculamos para la OMC (tabla 6.2) ha sido la oficial de OSA, versiones 4.0 y anteriores, y fue de gran ayuda para afinar el algoritmo del ISDC. Para el caso específico de la OMC nuestra matriz era ligeramente más precisa que la derivada por el ISDC, puesto que nosotros habíamos trabajado directamente con datos en el plano del detector. El algoritmo del ISDC trabaja con las coordenadas ecuatoriales, por lo que requiere de numerosas transformaciones que al final pueden restar precisión. Sin embargo, para los instrumentos de altas energías esta es la única solución. Los resultados del análisis del desalineamiento de los instrumentos obtenidos durante esta fase de verificación fueron publicados en [Walter et al. \(2003\)](#).

Las operaciones de la cámara óptica OMC habían sido concebidas para obtener un gran número de medidas fotométricas de todas las fuentes que fuera posible. La astrometría no había sido contemplada como uno de los productos científicos de la OMC, puesto que se suponía previamente conocida para todas las fuentes de interés

con una precisión suficientemente buena, y más teniendo en cuenta el tamaño del píxel de $17''.504$. Con el paso del tiempo pudimos comprobar que esa suposición no era del todo correcta, sobretodo para algunas fuentes variables que habían sido olvidadas en el tiempo. La codificación del error astrométrico dada por SIMBAD para estas fuentes estaba claramente subestimada.

En invierno de 2004, durante una de las numerosas actualizaciones del software de análisis científico de la OMC, tuvimos la oportunidad de comprobar que éramos capaces de alcanzar precisiones de hasta una décima de píxel en el cálculo de los centroides. Como veremos detalladamente en el capítulo 7, esto nos abrió nuevas puertas para mejorar los resultados del análisis científico, y en particular nos permitía obtener una astrometría más que aceptable dado las limitaciones de la OMC, especialmente su gran tamaño de píxel.

Básicamente el proceso consiste en calcular una primera solución astrométrica a partir de los datos suministrados por los telescopios de guiado, corrigiendo adecuadamente el desalineamiento entre estos y la OMC. Aunque los telescopios de guiado son capaces de mantener el apuntado del satélite con una precisión de $3''$ (1σ) (Walter et al. 2003), debido a deformaciones termoelásticas sufridas en la estructura del satélite en general, y de la OMC en particular, la precisión astrométrica de la OMC se ve seriamente comprometida.

El problema anterior puede ser abordado gracias a las estrellas de referencia fotométrica presentes en la toma fotométrica al inicio de cada apuntado y en las siguientes tomas científicas. Dichas estrellas nos permiten calcular una pequeña corrección a la solución astrométrica. Sin embargo, debido al número relativamente pequeño de estas estrellas, cinco como máximo en las tomas científicas, sólo es posible contemplar una translación en la corrección. Por este motivo, para alcanzar la máxima precisión astrométrica se requiere también la máxima precisión en la matriz de desalineamiento, sobretodo en la parte referente a una posible rotación alrededor del eje de apuntado (X).

En la figura 6.15 mostramos, básicamente, la distribución de errores astrométricos en las coordenadas $X_{\text{CCD}}, Y_{\text{CCD}}$, obtenidos con la matriz de desalineamiento oficial de OSA 4.0, que fue derivada durante la fase de verificación de la misión. El error astrométrico en cada coordenada ha sido calculado como la diferencia entre la posición del centroide y la posición en el detector calculada a partir de las coordenadas ecuatoriales, usando la solución astrométrica derivada siguiendo el proceso descrito en el párrafo anterior.

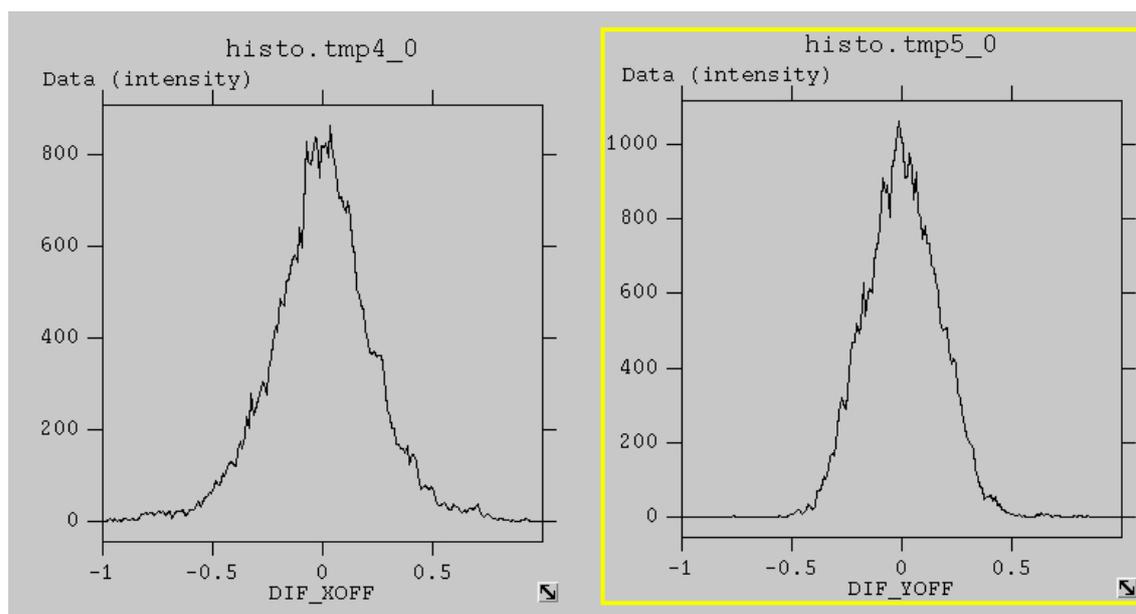


Figura 6.15: Distribución de diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real para todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170, usando la matriz de desalineamiento de OSA 4.0. Gráfico izquierdo: diferencias en la coordenada X_{CCD} ($\sigma = 0.26$ pix). Gráfico derecho: diferencias en la coordenada Y_{CCD} ($\sigma = 0.18$ pix).

Tal y como ya hemos comentado, la bondad de nuestros resultados depende de una buena determinación del ángulo de posición de la OMC (rotación del campo de visión), que a su vez depende de la matriz de desalineamiento. Una posible falta de precisión en dicha matriz debería traducirse en un claro patrón en los errores astrométricos. En la figura 6.16 analizamos la posible existencia de dicho patrón. Al representar las diferencias de posición en el CCD descritas anteriormente en función de las propias coordenadas CCD, podemos distinguir claramente el efecto de un error sistemático en la determinación del ángulo de posición de la OMC, que se traduce en una rotación sobre el CCD de las posiciones calculadas a partir de las coordenadas ecuatoriales respecto a las reales. Ajustando una recta a las dos gráficas de la derecha (figura 6.16) deducimos una pendiente de 0.0007, y de aquí un ángulo de rotación del campo de 144'' ($\arctan(0.0007)$). Podemos comprobar que esta rotación va en el mismo sentido que los 324'' de rotación del campo de visión, que derivamos durante la fase de verificación de la misión y que están contemplados en la matriz de desalineamiento. Por tanto, la rotación real del campo de visión de la OMC respecto al de los STR es de 468'' (324 + 144) en sentido antihorario.

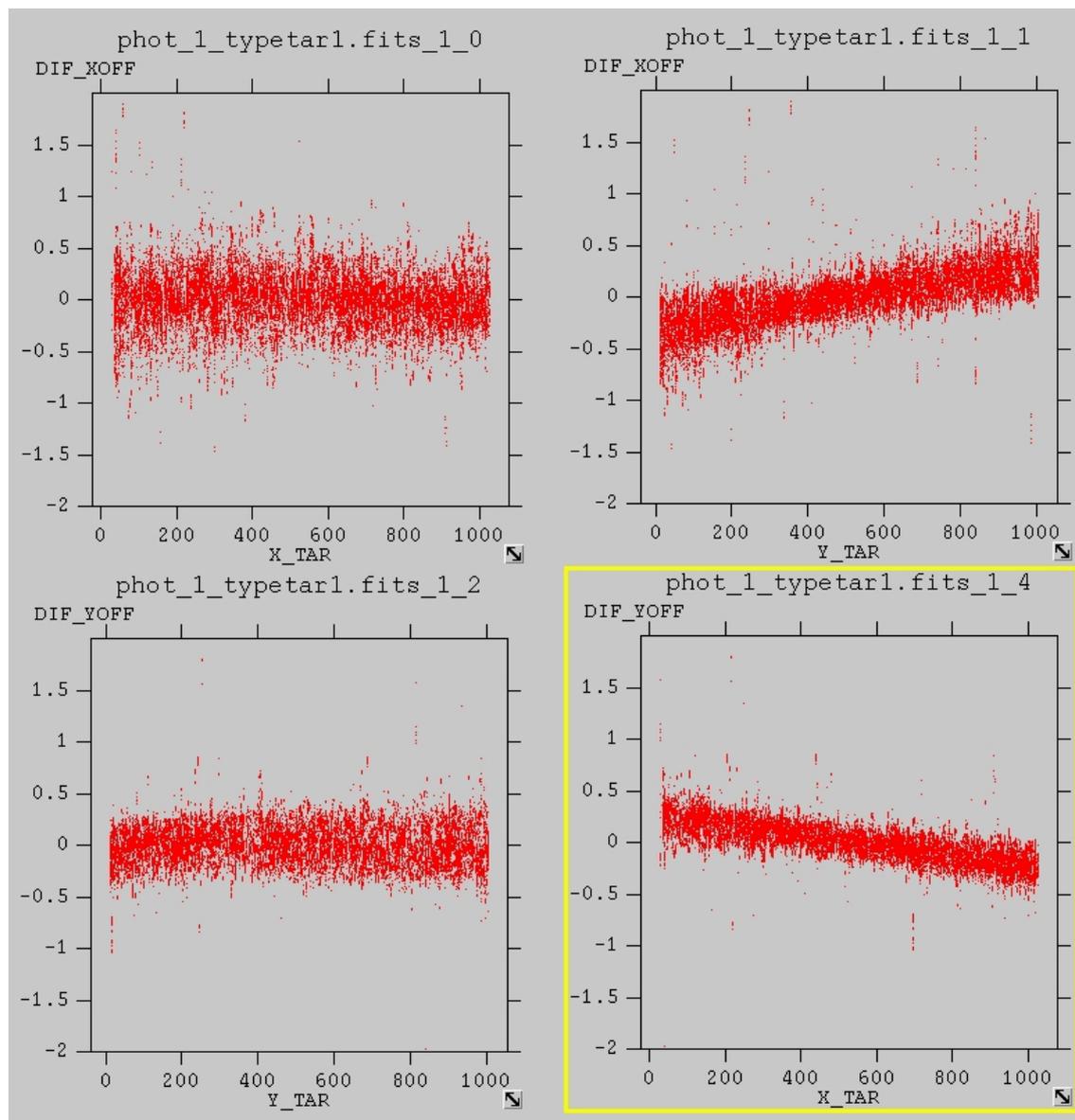


Figura 6.16: Diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real en función de las dos coordenadas CCD (X_{TAR} , Y_{TAR}). Se han usado todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170 y la matriz de desalineamiento de OSA 4.0.

Tabla 6.3: Matriz de desalineamiento entre la OMC y los telescopios de guiado (STR) obtenida en marzo de 2005. Utilizada en OSA 5.0 y posteriores.

		Ejes OMC (columnas)		
		X	Y	Z
Ejes STR (líneas)	X	0.99999870	0.00097241	0.00128624
	Y	-0.00096949	0.99999696	-0.00226717
	Z	-0.00128844	0.00226592	0.99999660

Con este nuevo valor del ángulo de rotación del campo de visión de la OMC, derivamos una nueva matriz de desalineamiento de forma análoga a como ya hicimos durante la fase de verificación, utilizando el mismo valor de $332''$ para el desalineamiento del eje óptico (X). En la tabla 6.3 mostramos la matriz resultante que ha sido la oficial en OSA 5.0 y en todas las versiones posteriores entregadas a la comunidad científica hasta el momento de escribir esta memoria.

Las figuras 6.17 y 6.18 muestran la mejora de los resultados astrométricos utilizando la nueva matriz de desalineamiento (OSA 5.0). La mejora es impresionante en la distribución de errores de la figura 6.17, obteniendo ahora una desviación estándar de 0.08 y 0.07 pix en X_{CCD} e Y_{CCD} , comparado con los valores de 0.26 y 0.18 pix obtenidos con la vieja matriz de desalineamiento de OSA 4.0. En la figura 6.18 podemos ver que la pendiente es prácticamente nula en las gráficas de la derecha. No obstante, se aprecia una pequeña pendiente en la gráfica superior, pero no podemos atribuirla a una simple rotación del campo ya que es mucho menor o inexistente en la gráfica inferior. Para profundizar un poco más en este aspecto, se analizaron las estrellas fotométricas de distintos intervalos de revoluciones, concluyendo que el efecto residual observado en la figura 6.18 no es constante en el tiempo, pudiendo incluso llegar a cambiar el signo de la pendiente.

Anteriormente en esta sección hemos mencionado la existencia de deformaciones termoelásticas que afectan a la estructura del satélite y a la propia cámara óptica OMC. Como consecuencia, el desalineamiento entre los distintos instrumentos y los telescopios de guiado cambia con el tiempo, dependiendo de las condiciones térmicas de cada momento. Este efecto queda de manifiesto en la figura 6.19, donde representamos la diferencia en píxeles OMC entre el apuntado proporcionado por los telescopios de guiado (aplicando la matriz de desalineamiento) y el apuntado real calculado siguiendo el proceso descrito para la solución astrométrica. Idealmente,

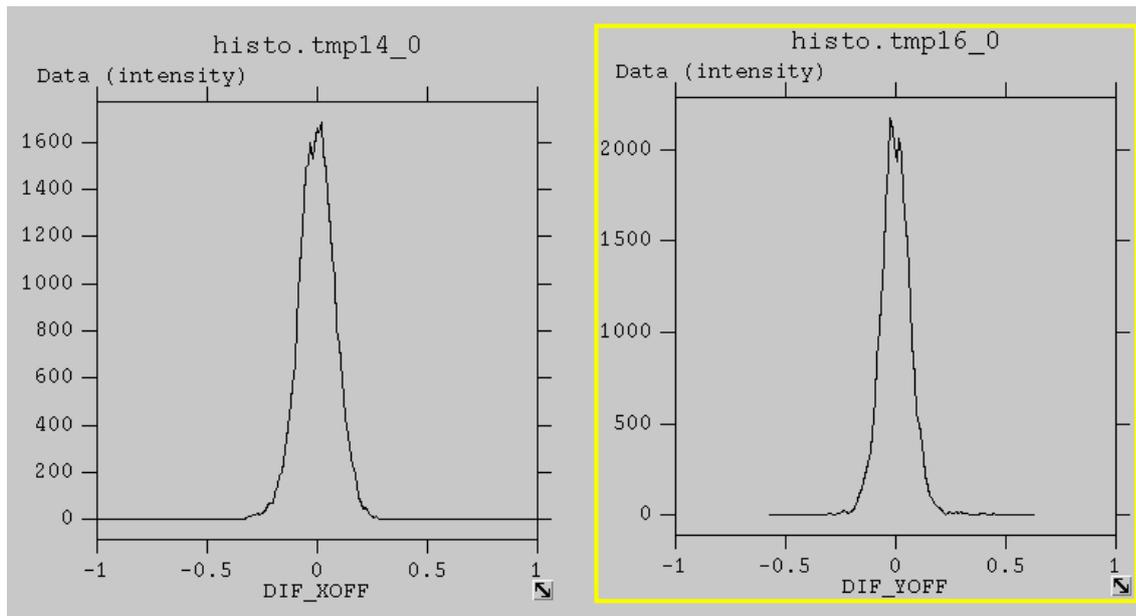


Figura 6.17: Distribución de diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real para todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170, usando la nueva matriz de desalineamiento (OSA 5.0). Gráfico izquierdo: diferencias en la coordenada X_{CCD} ($\sigma = 0.08$ pix). Gráfico derecho: diferencias en la coordenada Y_{CCD} ($\sigma = 0.07$ pix).

estas diferencias deberían ser inexistentes, o constantes en el tiempo en el supuesto de que la matriz de desalineamiento no corrigiera adecuadamente. Por el contrario, en la gráfica superior podemos distinguir de forma clara una dependencia de la diferencia en el apuntado con el *Sun aspect angle* (ángulo entre el eje de apuntado y el vector solar) y con la temperatura registrada en el termistor `LENS_TEMP2`. Este sensor, situado en la base de las lentes, es sensible a la temperatura del entorno, de aquí su correlación con el ángulo solar. Por el contrario, el otro termistor `LENS_TEMP1` que aparece en la figura, se encuentra situado en el propio barrilete que monta las lentes, más cercano a los calefactores. De aquí que su temperatura sea más alta y menos sensible al entorno exterior. Aumentando la resolución temporal (gráfica inferior) vemos que incluso el típico patrón en forma de diente de sierra, provocado por el encendido y apagado de los calefactores de las lentes, tiene su efecto sobre el apuntado de la OMC, concretamente en la dirección del eje X_{CCD} .

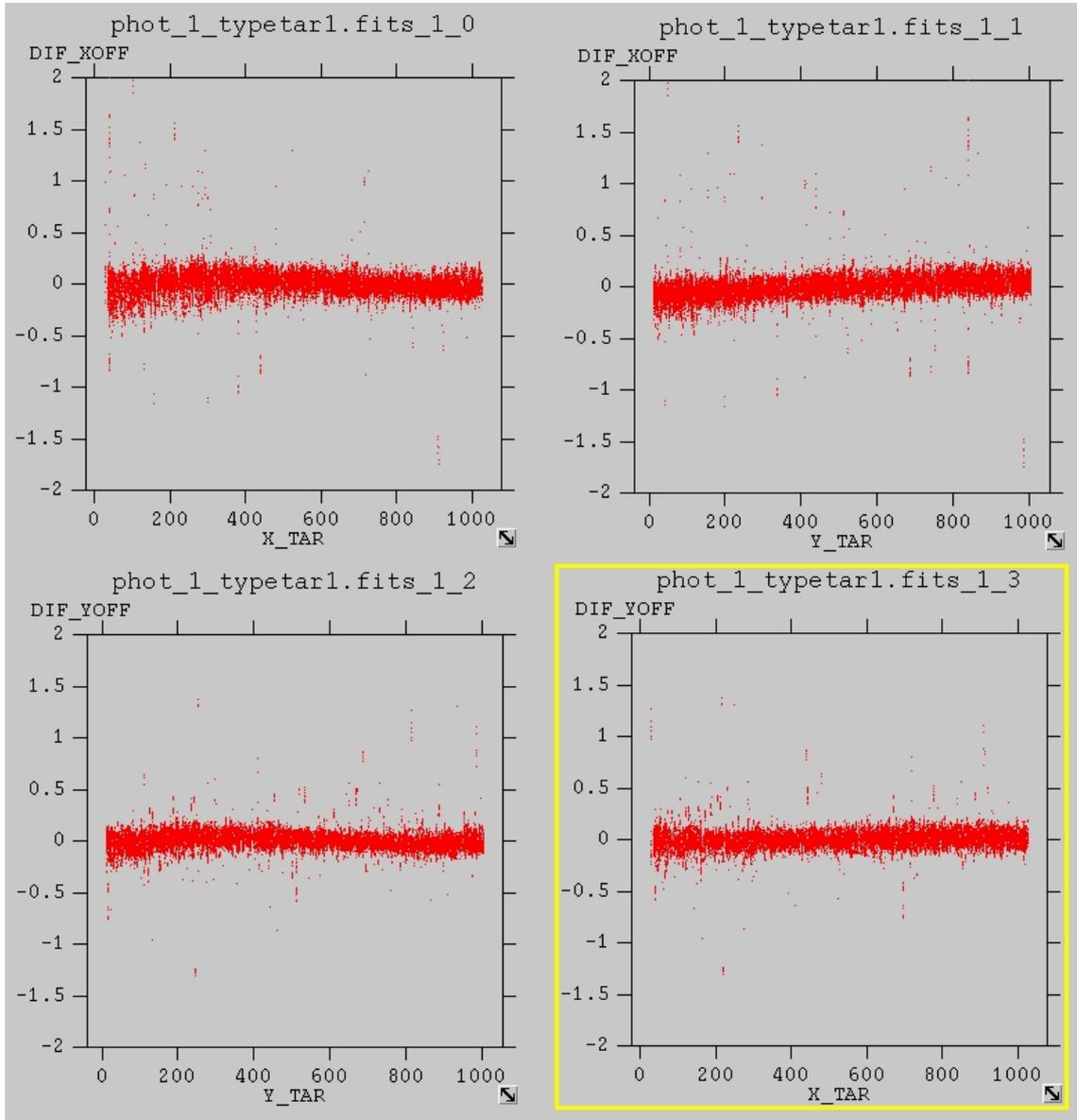


Figura 6.18: Diferencias (en píxeles) entre la posición calculada y la real en función de las dos coordenadas CCD (X_{TAR} , Y_{TAR}). Se han usado todas las estrellas de referencia fotométrica observadas en las revoluciones 0161→0170 y la nueva matriz de desalineamiento (OSA 5.0).

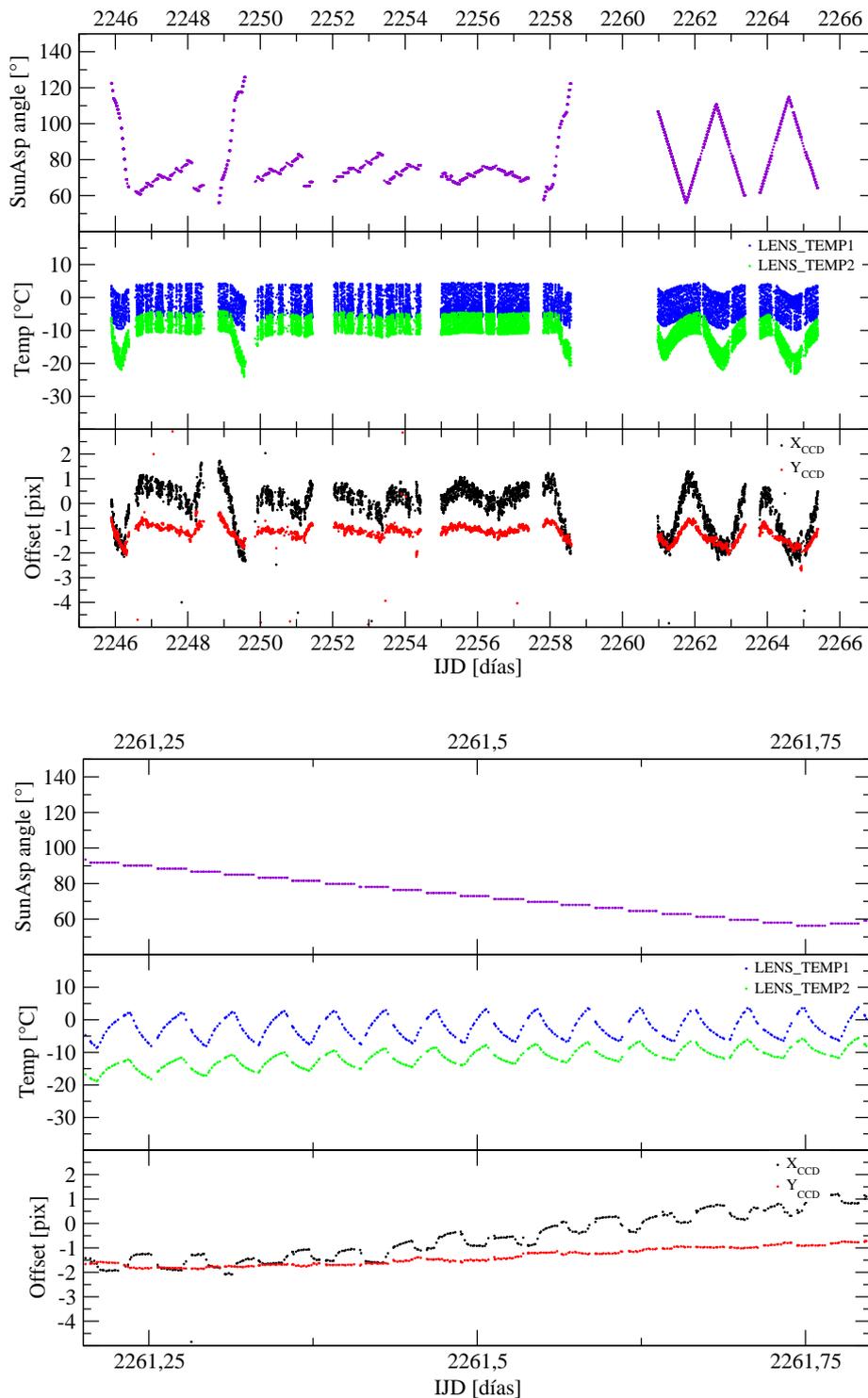


Figura 6.19: Diferencia de apuntado calculada en píxeles sobre el detector OMC (*Offset* en la gráfica) entre los telescopios de guiado (aplicando la matriz de desalineamiento de OSA 5.0) y el dado por la astrometría de la OMC. Se presentan, también, la temperatura de las lentes y el ángulo entre el eje de apuntado y el vector solar (*SunAsp angle*).

Capítulo 7

Análisis científico

En este capítulo describimos los aspectos más importantes del análisis científico, así como la evolución del software de análisis a lo largo de la misión.

7.1 Corrección de los datos

La corrección de los datos científicos consiste en aplicar los resultados de las calibraciones realizadas de forma interactiva, que han sido detalladas en el capítulo 6. Con ello substraemos la corriente de polarización, la corriente de oscuridad (todavía despreciable después de 8 años en órbita), y corregimos las diferencias de sensibilidad de los píxeles dividiendo por la matriz de aplanamiento del campo. Durante el transcurso de este proceso corregimos también de ganancia, almacenando al final las cuentas de los píxeles en unidades de electrones.

Aunque el tratamiento de imágenes ópticas es bastante estándar y existen numerosas aplicaciones destinadas a ello, nuestra principal dificultad reside en la forma en que se almacenan los datos de la OMC y en el complejo sistema de *pipelines* que gobierna todo el procesamiento de principio a fin.

Los datos científicos son almacenados en forma de vectores unidimensionales y tablas binarias en ficheros FITS, pero estos incluyen únicamente las cajas que se transmiten a tierra, es decir, alrededor de un 1% del área de imagen del detector. Distintas estructuras almacenadas en esos mismos ficheros u otros similares contie-

nen los metadatos que definen a los datos, como por ejemplo: tiempo de integración, tipo de toma, coordenadas de las cajas transmitidas, etc.

Por otra parte el sistema de *pipelines* definido por el ISDC permite un procesamiento muy robusto, incluso en tiempo real. Sin embargo, para que esto sea así existen una serie de requisitos que difícilmente podría satisfacer ninguna aplicación estándar destinada al tratamiento de imágenes astronómicas.

Por todos estos motivos expuestos brevemente en los párrafos anteriores, todo el software destinado al análisis científico de los datos de la OMC y que forma parte de las *pipelines* automáticas ha sido codificado desde cero en C y C++.

Otro de los puntos críticos en este sistema es la localización de los ficheros de calibración válidos para un determinado momento y un determinado tipo de datos. Para ello se programaron herramientas comunes a todos los instrumentos, que permiten fácilmente localizar los ficheros de calibración adecuados entre la inmensa maraña de directorios y ficheros que forman el archivo de datos de INTEGRAL.

7.1.1 Determinación de la corriente de polarización

En un principio estaba previsto obtener el valor de la corriente de polarización a partir del correspondiente fichero de calibración, que habría sido creado con anterioridad y almacenado en el archivo de datos durante las calibraciones interactivas periódicas.

Sin embargo, después del lanzamiento, durante el período de verificación del instrumento, descubrimos una fuerte dependencia de la corriente de polarización con la temperatura de la unidad electrónica, y aunque menor, también con la actuación de los termostatos encargados de mantener la temperatura de los distintos componentes de la cámara dentro de los intervalos de operación. Para más información remitimos al lector al capítulo 6. En particular la figura 6.2 muestra la evolución de la corriente de polarización durante una revolución entera.

Para solucionar este problema añadimos un algoritmo al componente encargado de la corrección de los datos `o_cor_box_fluxes`, que nos permitía la determinación de la corriente de polarización a partir de las cuatro pequeñas ventanas de 7×7 píxeles situadas en ambos lados del detector, en la zona no iluminada. De esta

forma calculamos la corriente de polarización con datos obtenidos simultáneamente a los datos científicos. El algoritmo nos permite combinar distintas tomas y obtener así mejor precisión. Dado que la variación de la corriente de polarización es bastante suave, por defecto estamos calculando un valor de la corriente de polarización cada 10 minutos.

7.2 Fotometría de síntesis de abertura

El procedimiento utilizado para calcular los flujos de las distintas fuentes observadas por la OMC está basado en el método conocido como síntesis de abertura. Sin embargo, este presenta numerosas innovaciones orientadas a las peculiaridades de nuestros datos. Una vez más nos vemos también supeditados al sistema de *pipelines* encargadas del procesamiento de los datos en tiempo real. Debemos asegurar que cualquier eventualidad será tratada correctamente, evitando que el procesamiento se detenga.

Una característica del software desarrollado para el análisis científico de la OMC es que permite trabajar en base a cada toma individual, o acumulando los datos correspondientes a varias tomas para conseguir una mejor relación señal a ruido.

7.2.1 Comprobaciones iniciales

Durante las operaciones rutinarias del instrumento son numerosas las eventualidades que pueden afectar a la calidad de los datos. Por ejemplo, podemos tener interrupciones en el enlace a tierra, perdiendo parte de los datos. Estas pueden afectar sólo a un número pequeño de las cajas que se transmiten, pero también podemos llegar a perder varias tomas enteras. En ocasiones la línea temporal de las operaciones automáticas que controlan el envío de los telecomandos, se ve alterada o interrumpida. Este es también un problema que afecta gravemente al análisis científico de nuestros datos, puesto que bajo tales circunstancias, podría ser que la posición de las cajas del CCD que transmitimos a tierra, no correspondiera a la observación que se está llevando a cabo.

Estos casos y muchos otros deben ser detectados y tratados correctamente durante el procesamiento científico. En ocasiones los datos simplemente no son aptos

para su análisis científico, pero en la mayoría de las veces sólo hay que eliminar determinadas tomas, o lo que es más usual todavía, determinadas cajas. Por estos motivos, antes de empezar a calcular los flujos de las fuentes, se realizan las siguientes comprobaciones:

Comprobaciones de calidad de las tomas

- El tipo de toma transmitida (ciencia o fotométrica) y su ganancia concuerdan con los datos de planificación.
- La fracción del tiempo de exposición y del número de cajas transmitidas a tierra respecto a la planificación está por encima del umbral requerido.
- La toma está completamente incluida en un intervalo de tiempo apto para ciencia (GTI). Los GTI son previamente calculados por otra herramienta (`o_gti`) en base a la información de estabilidad del apuntado y a los parámetros de funcionamiento del instrumento, tales como la temperatura del CCD y las corrientes y voltajes de las líneas de alimentación. De forma análoga, también son considerados los resultados del algoritmo de centrado de a bordo.

Comprobaciones de calidad de las cajas

- La caja transmitida debe estar en su totalidad en el área de imagen del CCD. Tras aplicar a bordo los resultados del algoritmo de centrado, la caja podría desplazarse fuera del área de imagen.
- El tamaño, tipo y posición de las cajas transmitidas deben concordar con los datos de planificación. Obviamente, al comparar la posición se tiene en cuenta el posible desplazamiento calculado por el algoritmo de centrado de a bordo.
- Las cajas no deben estar saturadas. Esto que a priori puede parecer una trivialidad, requirió de todo un algoritmo que tuvo que ser actualizado en varias ocasiones. Para aquellos píxeles saturados, uno esperaría leer el nivel máximo de digitalización que permite nuestro convertidor ADC de 12 bits, es decir, 4095 DN. Sin embargo, esto no sucede así en presencia de saturaciones extremas, o en algunos casos en que la saturación afecta a varios píxeles adyacentes. En la figura 7.1 mostramos dos ejemplos de tales saturaciones en las que ningún píxel presenta el valor máximo de 4095 DN. La saturación extrema reflejada en

el panel izquierdo presenta píxeles con un valor de 0 DN, debido a la saturación de la propia electrónica durante el proceso de amplificación. Esta característica nos permite detectar estas saturaciones fácilmente. La situación es algo más compleja para aquellas saturaciones similares a la mostrada en el panel derecho. En estos casos comparamos entre sí los píxeles contiguos de una misma columna, y buscamos patrones que no puedan atribuirse a una fuente puntual. Obviamente, este método sólo puede utilizarse en objetos no extensos.

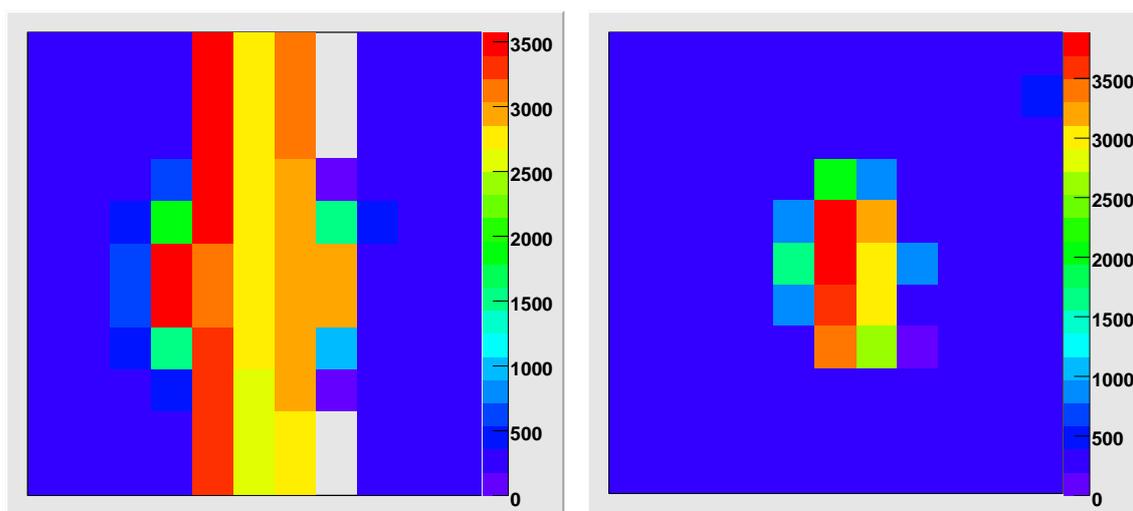


Figura 7.1: Ejemplo de dos fuentes saturadas en sus cajas de 11×11 píxeles. La escala de colores representa la intensidad de cada píxel en niveles digitales (DN).

7.2.2 Determinación del fondo de cielo

El tamaño de las cajas transmitidas a tierra junto con la anchura de la PSF (1.3 pix FWHM) imponen grandes restricciones a la determinación del fondo de cielo. Inicialmente, con el fin de poder monitorizar un mayor número de fuentes, estaba prevista la posibilidad de reducir el tamaño de las cajas de 11×11 a 9×9 e incluso a 7×7 píxeles, lo cual nos dejaba pocas opciones para calcular el fondo de cielo.

Dada la anchura de la PSF, teníamos que irnos hasta los píxeles situados en el borde de la caja de 7×7 píxeles para evitar la contribución de la propia fuente central. Con la finalidad de disponer de un poco más de estadística, evitamos circularizar esta región destinada a calcular el fondo de cielo. Los dos píxeles más brillantes y los dos más débiles eran eliminados para evitar, en lo posible, rayos cósmicos, contaminación causada por otras fuentes y píxeles ruidosos.

Con el paso del tiempo vimos que el tamaño de caja mínimo requerido para poder obtener buenos resultados científicos era de 11×11 píxeles. Esto era debido, principalmente, a que las coordenadas de algunos de los objetos variables interesantes para ser monitorizados por la OMC no eran tan precisas como se esperaba. Como consecuencia, algunas fuentes se veían desplazadas hasta 2 píxeles del centro de la caja. En estas condiciones se requiere, como mínimo, una caja de 11×11 píxeles si queremos que el borde cuadrado de 7×7 píxeles centrado en la fuente, y destinado a la determinación del fondo de cielo, caiga por completo dentro de la caja transmitida a tierra.

Por otra parte, después de analizar una gran cantidad de observaciones, descubrimos que la calidad de los resultados producidos por el algoritmo que calculaba el fondo de cielo, empeoraba considerablemente en campos muy contaminados por otras fuentes y en presencia de tomas altamente ruidosas.

La solución residía en disponer de un mayor número de píxeles para calcular el fondo de cielo, y así poder eliminar los que más se desviasen. Tras varias simulaciones, pudimos definir un nuevo algoritmo para calcular el fondo de cielo. Este utiliza el borde exterior de la caja de 11×11 píxeles, es decir, un total de 40 píxeles, independientemente de dónde esté localizada la fuente. El algoritmo elimina los 12 píxeles más brillantes y los 8 más débiles para evitar rayos cósmicos, contaminación por otras fuentes y píxeles ruidosos.

En la figura 7.2 comparamos los resultados obtenidos con ambos métodos. La mejora con el nuevo método es obvia, pero esperable para la fuente representada. No obstante, se ha comprobado que el nuevo método proporciona también buenos resultados con la presencia de otras fuentes de campo en el borde exterior de 11×11 píxeles. Otro aspecto importante a tener en cuenta en la determinación del fondo de cielo es la estabilidad que presenta a lo largo del tiempo, exceptuando, claro está, la contribución de la luz zodiacal. Este nuevo método fue implementado en el software de análisis científico OSA 5.0.

7.2.3 Determinación del centroide

Hasta la aparición de OSA 5.0 el algoritmo destinado a calcular los flujos de las fuentes era relativamente sencillo. Idealmente habíamos previsto que las fuentes estarían centradas en su respectiva caja con precisiones mejores que un píxel. Pronto,

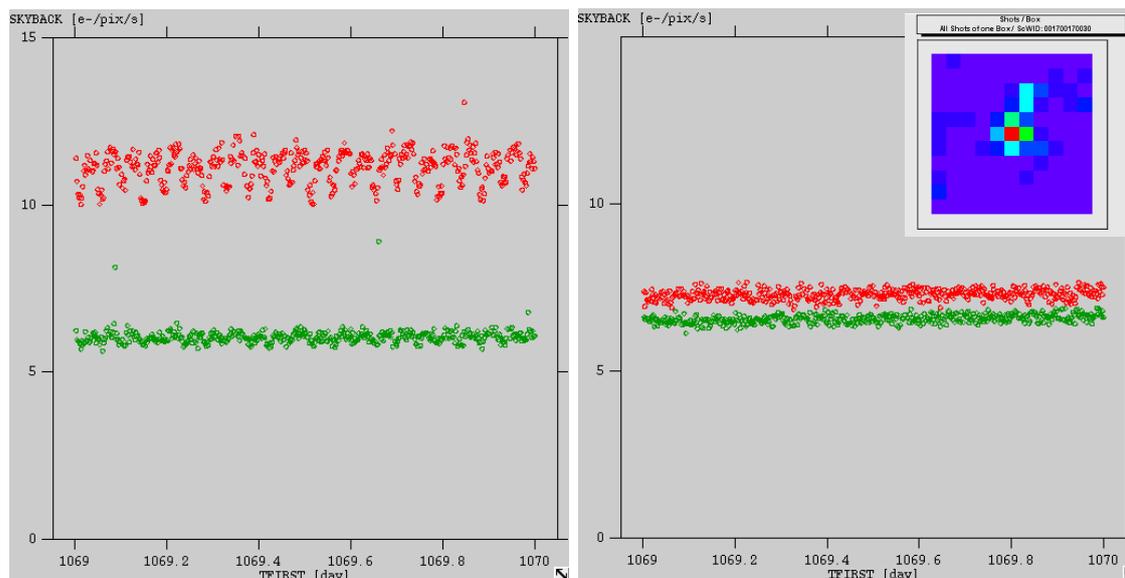


Figura 7.2: Comparación del fondo de cielo calculado para dos estrellas de referencia fotométrica, IOMC 268200014 (rojo) y IOMC 267800003 (verde). El gráfico izquierdo muestra los resultados obtenidos con el método antiguo (OSA 4.0) y el derecho los obtenidos con el método nuevo (OSA 5.0). En el extremo superior derecho se muestra la ventana correspondiente a IOMC 268200014.

en la fase de verificación, tuvimos que incluir un algoritmo para recentrar las fuentes, que consistía en buscar el píxel más brillante tras combinar todas las tomas de una misma *Science Window*, el cual no podía alejarse más de 2 pix del centro de la caja.

Dada la anchura de la PSF (1.3 pix FWHM), el 98 % de la energía cae en la caja de 3×3 píxeles centrada en la fuente. En el caso extremo de que la fuente se localice justo en la esquina de cuatro píxeles, este porcentaje se reduce al 93 %. Para evitar calcular correcciones de abertura, en OSA 4.0 y versiones anteriores definíamos, como abertura estándar, la caja de 5×5 píxeles en la que tenemos prácticamente el 100 % de la energía, independientemente de la posición de la fuente dentro del píxel que la contiene.

Este método presenta dos grandes inconvenientes. El primero es que la presencia de alguna fuente cercana puede llegar a contaminar nuestra abertura fotométrica. Pero lo realmente nefasto es que el grado de contaminación puede variar drásticamente en escalas de tiempo tanto largas como cortas. Por una parte la rotación del campo de visión, perceptible en escalas de tiempo largas, provoca que la posición de la fuente contaminante varíe respecto al contorno geométrico de la abertura. Por

otra parte, las deformaciones termoelásticas del instrumento (descritas en el capítulo 6), hacen que la distancia de la abertura a la fuente contaminante pueda oscilar con una amplitud en general menor que 1 pix, y un período del orden de la hora o inferior.

El segundo inconveniente aparece en campos muy poblados, o simplemente ante la presencia de dos objetos relativamente cercanos y de brillo similar. En tales casos, el recentrado puede, en ocasiones, confundirse de fuente. Un problema semejante ocurre también para fuentes muy débiles o incluso indetectables para la OMC, para las que el porcentaje de recentrados erróneos aumenta considerablemente debido, simplemente, al ruido electrónico.

Para afrontar estos problemas se requería mejorar el recentrado de las fuentes, redefinir las aberturas fotométricas, circularizándolas en lo posible, y calcular las correcciones de abertura en caso necesario.

El nuevo algoritmo definido en OSA 5.0 para calcular los centroides de las fuentes (Domingo et al. 2006b) consiste en un proceso iterativo cuyos pasos esquematizamos a continuación:

1. Calcular el centroide geométrico.
2. Refinar el centroide en la coordenada X mediante el uso de una PSF gaussiana.
 - Realizar una primera estimación del flujo total para escalar la PSF patrón.
 - Centrar en la mejor estimación disponible del centroide y crear una red unidimensional de posibles centroides equiespaciados unas pocas centésimas de píxel. Para cada punto de esta red, calcular el residuo cuadrático entre el flujo esperado (determinado integrando la PSF sobre el píxel en cuestión) y el observado, sumado para todos los píxeles que forman la abertura de 5×5 .
 - Ajustar los residuos anteriores por un polinomio cuadrático. La mejor estimación del centroide es el mínimo del polinomio. Ver figura 7.3 como ejemplo.
3. Refinar el centroide en la coordenada Y de forma análoga a como se ha hecho para X.
4. Iterar los pasos 2 y 3 hasta la convergencia.

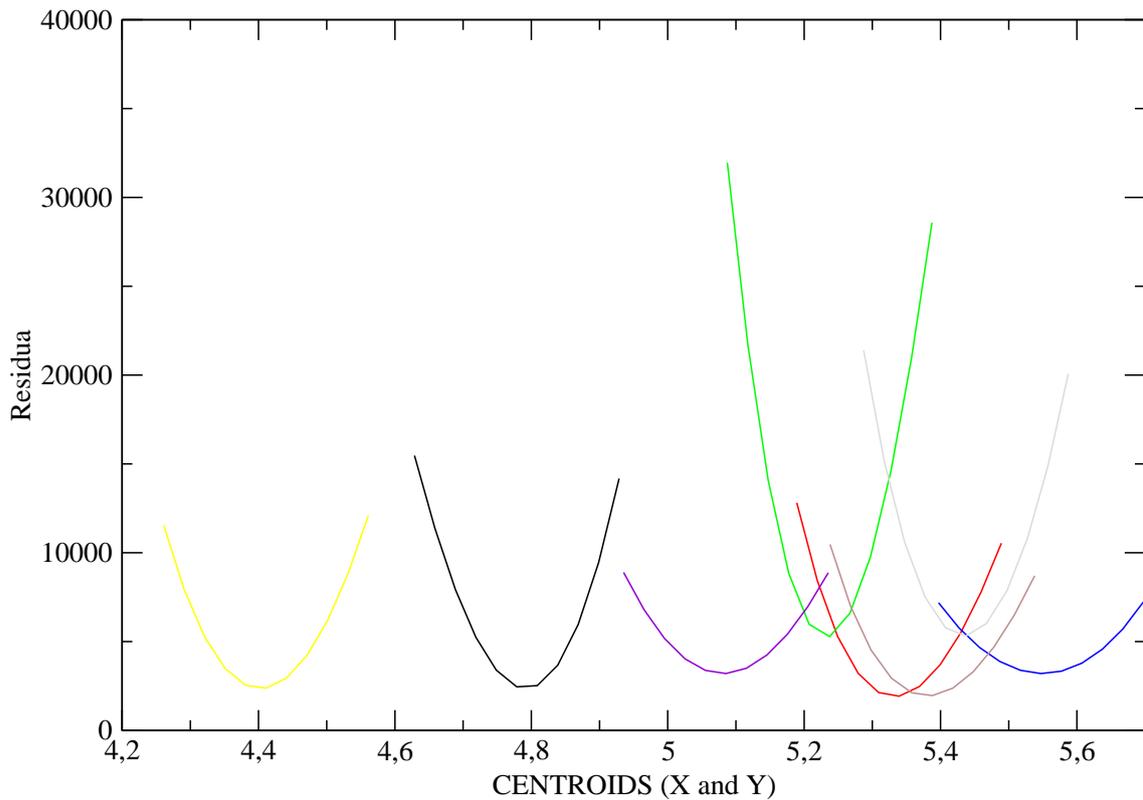


Figura 7.3: Suma del cuadrado de los residuos obtenidos para una muestra de 4 estrellas de referencia fotométrica. El mínimo de cada curva representa el mejor centroide de cada estrella, en píxeles, calculado respecto a la esquina inferior izquierda de la ventana OMC que contiene la estrella. Se han representado las coordenadas X e Y indistintamente.

En este proceso para calcular los centroides vemos la importancia que tiene el disponer de una buena estimación de la PSF. Como veremos un poco más adelante, esta debe ser calculada en todas las tomas para la posición particular de cada objeto en el detector.

Hemos podido comprobar que los resultados producidos por este método son muy estables, convergiendo rápidamente en pocas iteraciones. Además es poco sensible a la presencia de objetos contaminantes cerca de la abertura fotométrica, e incluso en el borde interior de esta. Como ya tuvimos ocasión de ver al final del capítulo 6, comparando las coordenadas derivadas mediante el software de análisis científico con las catalogadas para las estrellas de referencia fotométrica, rápidamente deducimos que la precisión de este algoritmo es mejor que una décima de píxel.

7.2.4 Determinación de la PSF

Para poder derivar una buena corrección de abertura, así como para obtener los mejores resultados al calcular los centroides, el conocimiento preciso de la PSF es un factor muy importante.

El algoritmo de ajuste de la PSF destinado a estimar su anchura debe seleccionar estrellas bien comportadas, con un gran número de cuentas pero sin saturar, y por supuesto, aisladas. Por suerte, en el caso de la OMC estas condiciones se cumplen para la mayoría de las estrellas de referencia fotométrica.

Tras aplicar algunas restricciones para seleccionar las mejores candidatas, estimamos la anchura de la PSF (supuesta de perfil gaussiano) usando las estrellas de referencia fotométrica y ejecutando un proceso iterativo similar al usado en la determinación de los centroides. Lo podemos esquematizar en los siguientes pasos:

1. Calcular el centroide geométrico.
2. Suponer un valor inicial promedio para la anchura de la PSF (FWHM).
3. Refinar el centroide en la coordenada X mediante el uso de una PSF gaussiana.
 - Realizar una primera estimación del flujo total para escalar la PSF patrón.
 - Centrar en la mejor estimación disponible del centroide y crear una red unidimensional de posibles centroides equiespaciados unas pocas centésimas de píxel. Para cada punto de esta red, calcular el residuo cuadrático entre el flujo esperado (determinado integrando la PSF sobre el píxel en cuestión) y el observado, sumado para todos los píxeles que forman la abertura de 5×5 .
 - Ajustar los residuos anteriores por un polinomio cuadrático. La mejor estimación del centroide es el mínimo del polinomio. Ver figura 7.3 como ejemplo.
4. Refinar el centroide en la coordenada Y de forma análoga a como se ha hecho para X.
5. Iterar los pasos 3 y 4 hasta la convergencia.

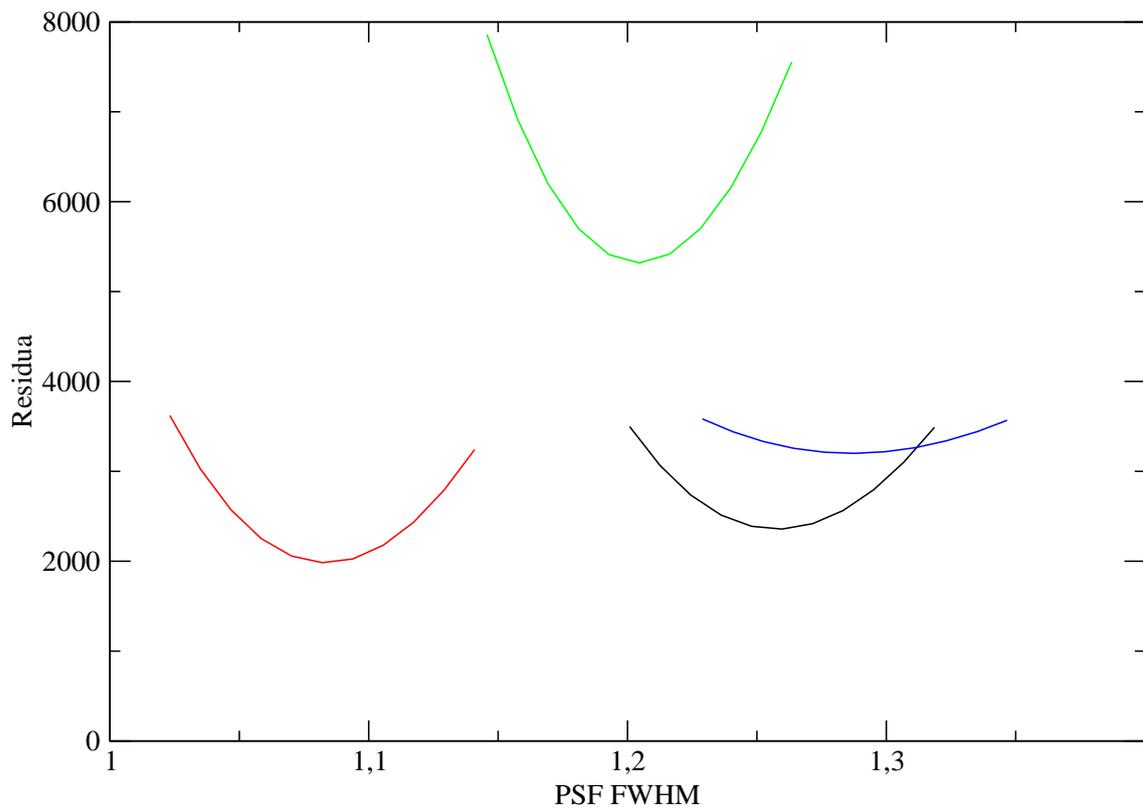


Figura 7.4: Suma del cuadrado de los residuos obtenidos para una muestra de 4 estrellas de referencia fotométrica. El mínimo de cada curva representa el mejor valor, en píxeles, de la FWHM de la PSF de cada estrella.

6. Calcular el mejor ajuste a la anchura de la PSF.

- Crear una red unidimensional de posibles valores para la FWHM de la PSF. Para cada valor FWHM de la red, calcular el residuo cuadrático entre el flujo esperado (determinado integrando la PSF) y el flujo observado, sumado para todos los píxeles que forman la abertura de 5×5 .
- Ajustar los residuos anteriores por un polinomio cuadrático. La mejor estimación de la FWHM de la PSF es el mínimo del polinomio. Ver figura 7.4 como ejemplo.

7. Iterar los pasos 3, 4, 5 y 6 usando el último valor calculado de la de anchura de la PSF hasta llegar a la convergencia.

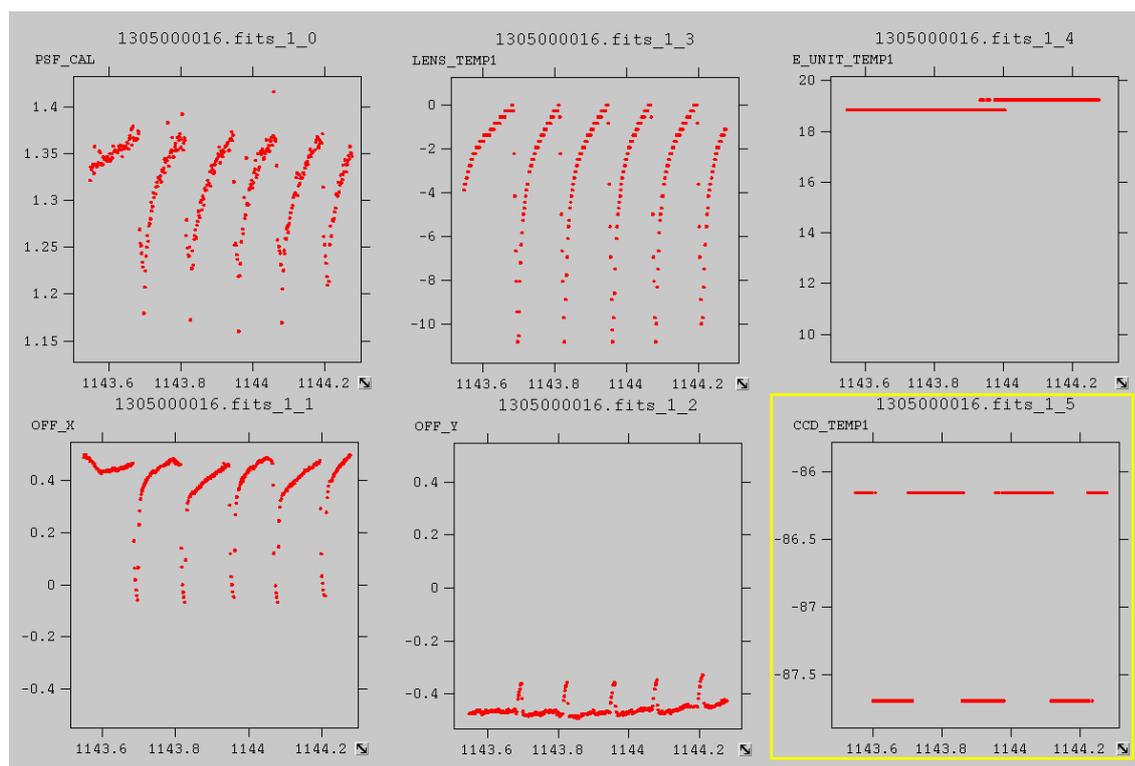


Figura 7.5: Representación de varios parámetros en función del tiempo en días (IJD) para la estrella de referencia fotométrica IOMC 1305000016. De izquierda a derecha, gráficos superiores: FWHM de la PSF calculada, temperatura de las lentes y temperatura de la unidad electrónica. Gráficos inferiores: Desplazamiento del centroide en la coordenada X, en la coordenada Y, y temperatura del CCD. La PSF y los desplazamientos vienen dados en píxeles y las temperaturas en grados Celsius.

7.2.4.1 Efecto de la temperatura

Como ya hemos comentado en alguna ocasión, las diferencias de temperatura en los distintos sistemas de la cámara producen deformaciones termoelásticas. Las consecuencias de estas deformaciones pueden llegar a ser apreciables incluso en las imágenes brutas de las cajas transmitidas. En ocasiones, durante la monitorización del instrumento, se puede ver cierta deriva en los objetos durante el transcurso de un apuntado, el cual se supone estable.

En la figura 7.5 representamos la evolución, tanto de la anchura de la PSF como de los centroides calculados con nuestro método, en el intervalo de unas 20 horas. Vemos una clara correlación con la temperatura de las lentes, presentando el típico patrón de diente de sierra producido por el efecto de la actuación de los termostatos

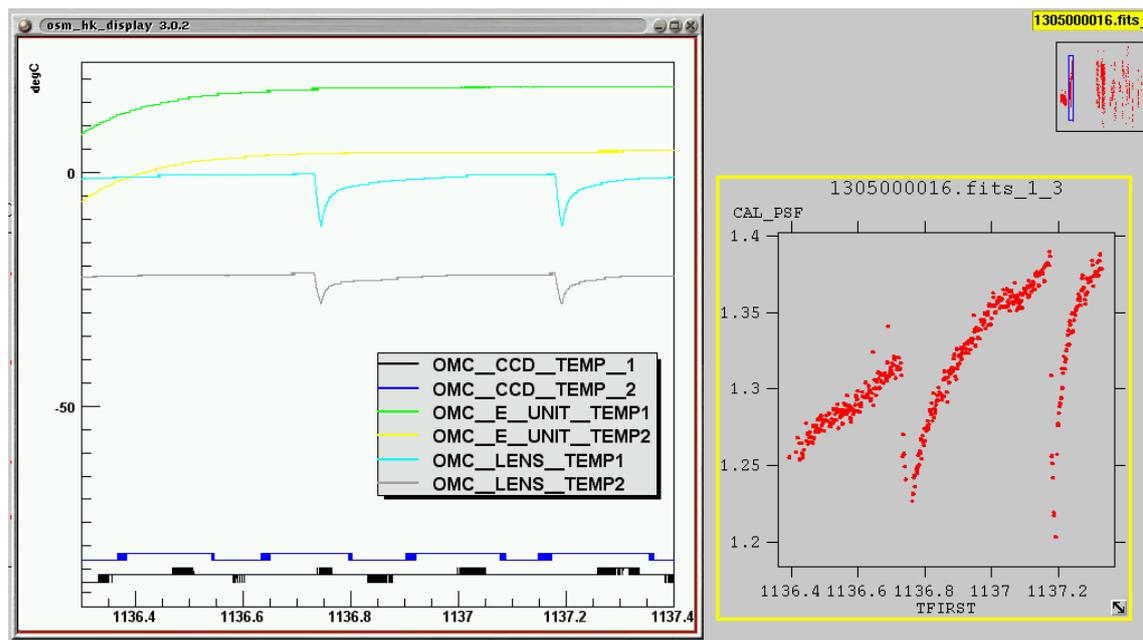


Figura 7.6: Temperaturas medidas a bordo en grados Celsius (izquierda), y FWHM de la PSF calculada en píxeles (derecha) en función del tiempo en días (IJD).

encargados de mantener la temperatura en los niveles operacionales. De forma notoria el efecto en los centroides es considerablemente menor en el eje Y del detector que en el X, aunque es difícil encontrarle una explicación, puesto que los calentadores consisten básicamente en un anillo adherido alrededor de las lentes, presentando así simetría de revolución.

La modelización de la variación tanto de la PSF como de los centroides se hace extremadamente difícil. Hemos podido comprobar que no sólo existe una dependencia con la temperatura de las lentes, sino también con el entorno térmico del satélite el cual varía de observación a observación, dependiendo incluso de los parámetros orbitales y orientación respecto al Sol. Un ejemplo de ello lo tenemos en la figura 7.6. Aquí podemos ver el típico patrón de diente de sierra en la anchura de la PSF, pero en este caso superpuesto con otro efecto correlacionado con la temperatura del entorno al que está sometido el instrumento, que se manifiesta a través de la temperatura de la unidad electrónica.

El ejemplo de la figura 7.6 corresponde al inicio de las actividades científicas después de pasar por el perigeo. Al acercarse al perigeo, para evitar daños a los instrumentos al atravesar los cinturones de radiación de la Tierra, el satélite y todos sus instrumentos son reconfigurados en modo seguro durante aproximadamente unas

6 horas. Como consecuencia, al retomar las operaciones científicas, algunas partes del satélite están un poco más frías hasta que se estabilizan de nuevo por la acción de las electrónicas y de la reorientación del satélite.

7.2.4.2 Inclinación del detector

La PSF que calculamos gracias a las estrellas de referencia fotométrica es utilizada posteriormente en el algoritmo que determina los centroides de los objetos científicos. Pero, ¿es esta PSF válida en todo el detector? Para responder a esta pregunta, durante el desarrollo de los nuevos algoritmos que iban a formar parte de OSA 5.0, analizamos los resultados obtenidos con todas las estrellas fotométricas disponibles. En la figura 7.7 vemos claramente la existencia de una correlación de la anchura de la PSF tanto con el eje X del detector como con el Y. Aunque la correlación parece ser ligeramente mayor en el eje Y que en el X, dada la gran dispersión decidimos aplicar una única corrección en OSA 5.0.

Esta correlación lineal entre la anchura de la PSF y las coordenadas en el detector podría indicar que el detector presenta una ligera inclinación. Al cambiar la distancia focal la anchura de la PSF se vería afectada.

Posteriormente hemos contemplado la posibilidad de que esta correlación sea el resultado de una degradación en la eficiencia de transferencia de carga (CTE). Sin embargo, de ser así uno esperaría que la correlación aumentase con el transcurso del tiempo, debido a la propia degradación de la CTE, algo que no se observa (Rísquez 2008). Por otro lado, en el caso de que la CTE no se hubiera visto degradada, el valor medido en tierra se encuentra órdenes de magnitud por debajo del que correspondería al efecto observado sobre la anchura de la PSF.

Más recientemente, tras siete años de operaciones científicas, hemos vuelto a analizar todas las estrellas fotométricas observadas. El disponer de un mayor número de datos, nos ha permitido realizar un análisis más exhaustivo. Tal como queda de manifiesto en la siguiente relación, hemos podido confirmar que la correlación es distinta en ambos ejes:

$$PSF_{FWHM}(X_{CCD}, Y_{CCD}) = PSF_0 + (0.00011 \pm 0.00002)X_{CCD} + (0.00018 \pm 0.00002)Y_{CCD}$$

donde X_{CCD} , Y_{CCD} son las coordenadas CCD y PSF_0 corresponde a la anchura de la PSF para $X_{CCD} = Y_{CCD} = 0$.

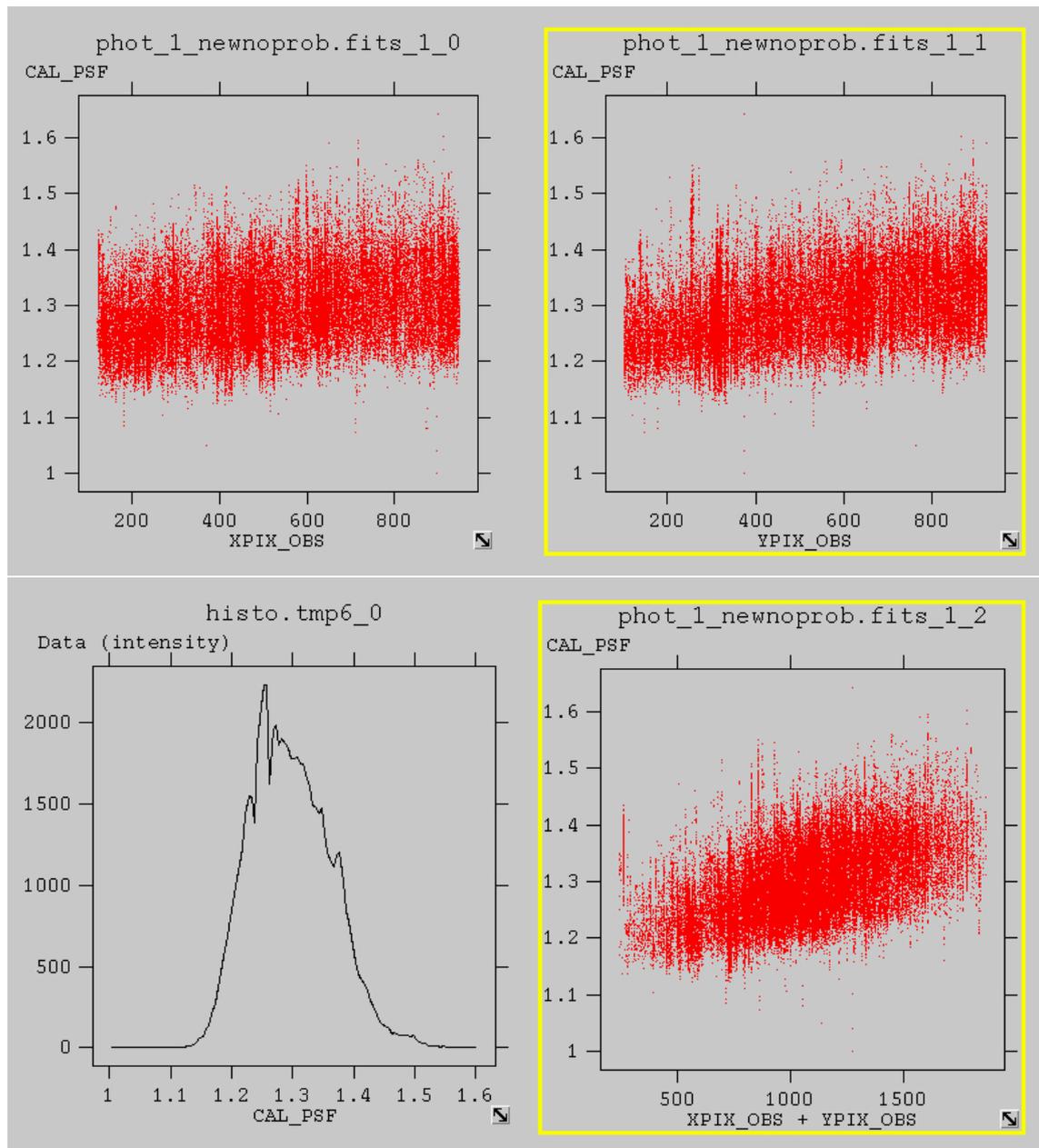


Figura 7.7: Panel superior: correlación entre la PSF calculada (FWHM) y la posición en el detector (coordenadas X e Y). Panel inferior: histograma de las PSF (FWHM), y correlación entre la PSF (FWHM) y la suma de las dos coordenadas X+Y que determinan la posición en el detector. FWHM y coordenadas en píxeles.

Rev 0451-0460

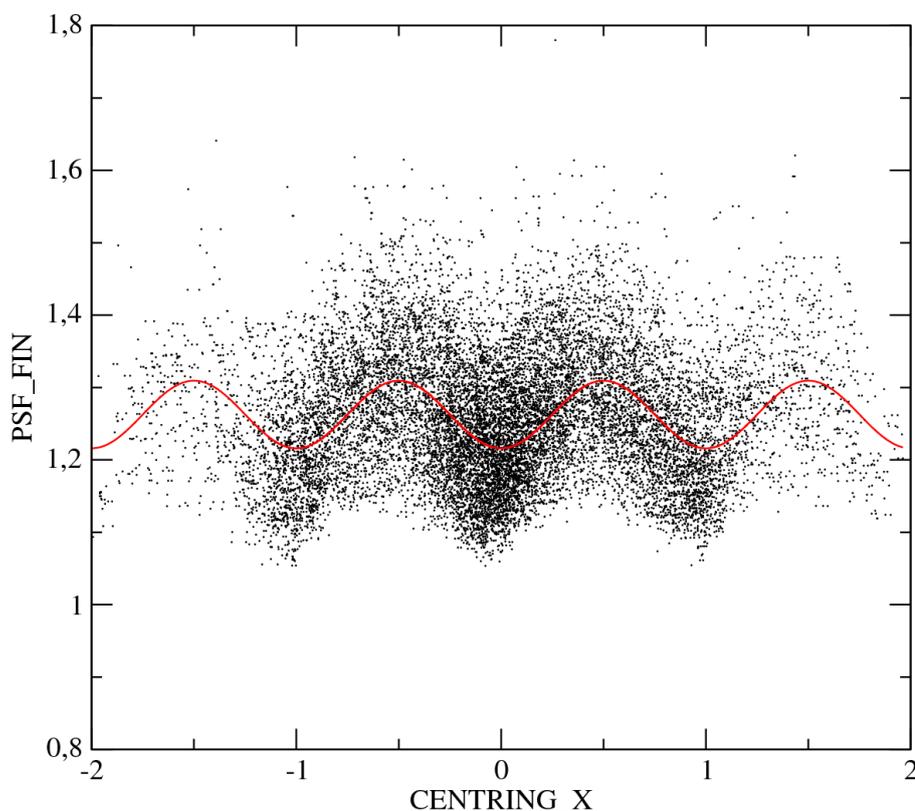


Figura 7.8: Correlación entre la PSF calculada (FWHM) y la posición de la estrella en el eje X del detector, respecto al centro del píxel. La curva continua representa el ajuste realizado. Ambos ejes vienen dados en unidades de píxeles.

Sin embargo, en esta ocasión hemos podido ir un poco más allá en el análisis. La figura 7.8 revela claramente una segunda correlación de la anchura de la PSF, en este caso respecto a la posición intrapíxel, es decir, la posición del centroide dentro del píxel. Aunque en la figura mostramos la correlación con el eje X, se obtienen resultados semejantes para el eje Y. Un análisis temporal muestra que la correlación se mantiene constante, al menos al nivel de precisión que permiten los datos. La correlación encontrada puede ajustarse por la siguiente relación:

$$PSF_{FWHM}(X_{\text{centr}}, Y_{\text{centr}}) = PSF_0 - (0.048 \pm 0.005) (\cos(2\pi X_{\text{centr}}) + \cos(2\pi Y_{\text{centr}}))$$

donde $X_{\text{centr}}, Y_{\text{centr}}$ es la posición del centroide respecto al centro del píxel en el eje X e Y del CCD, y PSF_0 corresponde a la anchura de la PSF para $X_{\text{centr}} = Y_{\text{centr}} = \pm 0.25$, es decir, a 0.25 pix del centro del píxel en ambos ejes.

La causa de esta correlación probablemente debamos buscarla en la discretización de la red que forman los píxeles. La convolución de dicha red con la PSF resultante únicamente del sistema óptico, daría lugar a la correlación observada. Este efecto sería tanto menor cuanto mayor fuera la anchura de la PSF óptica comparada con el tamaño del píxel, o en otras palabras, cuanto mejor muestreada tuviéramos la PSF (Lauer 1999).

Estas nuevas correcciones a la PSF que acabamos de describir han sido incluidas en las últimas versiones del software de análisis (OSA 8.0 \rightarrow). Ello nos permite derivar una PSF_0 más precisa con las estrellas fotométricas para los valores de referencia $X_{\text{CCD}} = Y_{\text{CCD}} = 0$ y $X_{\text{centr}} = Y_{\text{centr}} = \pm 0.25$. Posteriormente calculamos el valor que tendría la PSF en la posición correspondiente a nuestro objeto científico.

7.2.5 Definición de las aberturas

Anteriormente a OSA 5.0 los flujos de los objetos eran calculados utilizando aberturas cuadradas de 1×1 , 3×3 y 5×5 píxeles. El punto cero de la calibración fotométrica para pasar a magnitudes estaba derivado con la abertura estándar de 3×3 .

Desde OSA 5.0 en adelante, en las aberturas de 3×3 y 5×5 usamos píxeles parciales, dividiendo cada píxel real en 4 sub-píxeles virtuales. Las aberturas han sido circularizadas eliminando las esquinas en 3×3 y 5×5 , dando unas aberturas efectivas de 8 y 19 pix^2 , respectivamente. Estas aberturas efectivas son posicionadas conforme a los centroides calculados, sumando para los sub-píxeles virtuales de los bordes únicamente la parte proporcional al área cubierta por la abertura. En otras palabras, si por ejemplo la abertura cubre sólo 1/3 de uno de los sub-píxeles del borde, se sumará sólo 1/3 de su flujo.

Gracias a una buena determinación de la PSF, podemos calcular una corrección de abertura individual para cada objeto. Para ello integramos la PSF sobre cada una de las aberturas utilizadas, con su centroide correspondiente. Esto nos permite obtener buenos resultados fotométricos correctamente calibrados con las tres aberturas utilizadas. En función de las peculiaridades de cada objeto (débil, campo contaminado...), el usuario puede escoger qué abertura le es más conveniente.

En la figura 7.9 comparamos los resultados obtenidos con OSA 4.0 y OSA 5.0 en

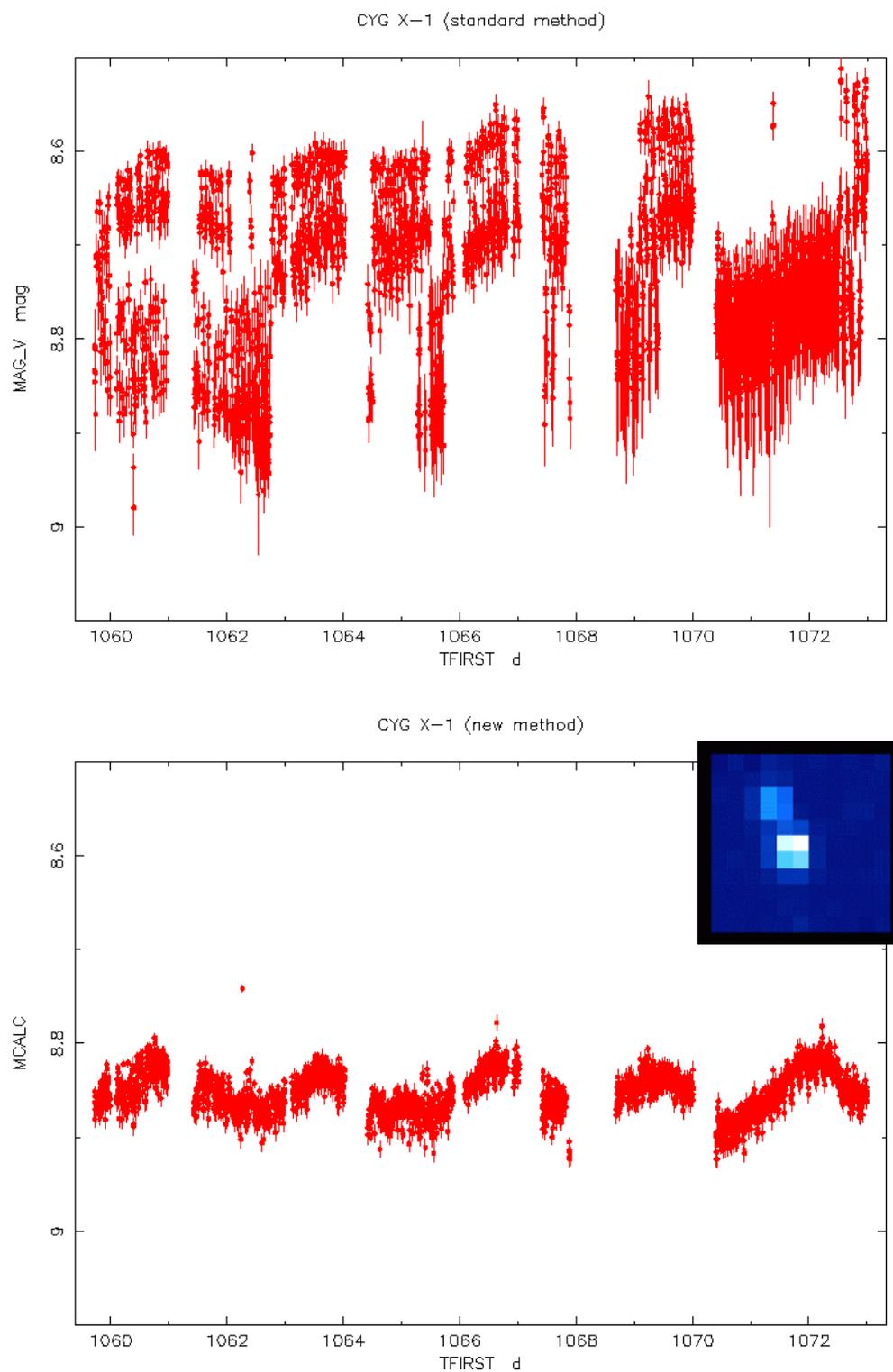


Figura 7.9: Curva de luz de Cyg X-1. Gráfico superior: abertura cuadrada de 3×3 píxeles (OSA 4.0). Gráfico inferior: abertura circularizada de 3×3 y píxeles parciales (OSA 5.0). Se muestra también la ventana del detector correspondiente a Cyg X-1.

un caso extremo para la OMC como es Cyg X-1. En el extremo superior derecho del panel inferior vemos la caja de 11×11 píxeles que se transmite a tierra para este objeto. Distinguimos claramente la presencia de una estrella contaminante muy cerca del objeto principal. En OSA 4.0 el efecto de la estrella contaminante es evidente en la curva de luz, enmascarando por completo la variabilidad real de este objeto. En cambio, en OSA 5.0 podemos apreciar claramente la variabilidad real de Cyg X-1, gracias a una mejora espectacular de la precisión fotométrica.

7.3 Sistema de coordenadas global

Como ya comentamos en el capítulo 6 al tratar el tema del desalineamiento del instrumento, la precisión alcanzada al calcular los centroides de los objetos nos permite derivar una buena solución astrométrica. Su implementación se ha llevado a cabo a través del sistema conocido como WCS (del inglés *World Coordinate System*) descrito en Greisen & Calabretta (2002), y se traduce directamente en cuatro columnas en la tabla de resultados para la ascensión recta, declinación y sus respectivos errores. En el caso de las imágenes, estas llevan estampadas en la cabecera los parámetros necesarios definidos en el sistema WCS.

El algoritmo encargado de calcular la solución astrométrica trata de alcanzar la máxima precisión posible con los datos de que dispone en cada momento. Numerosos aspectos dificultan notablemente la programación de un algoritmo como este. Entre ellos, por ejemplo, la variedad de los datos, interrupciones en el enlace a tierra, posibilidad de que la información de apuntado enviada por los telescopios de guiado sea inexacta durante el procesamiento de tiempo real, etc.

Básicamente, el algoritmo utiliza como punto de partida la mejor información de apuntado disponible procedente de los telescopios de guiado. Esta información puede ser de tres tipos: de planificación, obtenida en tiempo real u obtenida en tierra tras el análisis posterior. En general, la procedente del análisis posterior es la más precisa, pero en ocasiones, debido a problemas puntuales puede no ser así. Además, hay que tener en cuenta que los resultados del algoritmo de centrado de a bordo están, obviamente, referidos a los datos planificados.

Tras decidir cuál es la mejor información de apuntado y corregirla del descentrado calculado a bordo por la OMC, se analizan las estrellas fotométricas disponibles para

intentar calcular la última corrección. Sin embargo, en algunas ocasiones no tenemos suficientes estrellas fotométricas en todas las tomas, ya sea por motivos de telemetría, por las interrupciones en el enlace a tierra, o simplemente por saturaciones. En tal caso se intenta recurrir a la última solución astrométrica disponible de alguna toma anterior.

7.3.1 Recentrado WCS

Como hemos visto en secciones anteriores, las mejoras que incorporamos a OSA 5.0 fueron numerosas: determinación más precisa de los centroides, cálculo de la anchura de la PSF, nuevas aberturas, etc. No obstante, el algoritmo seguía identificando la fuente de interés con el píxel más brillante alrededor del centro de la caja. Como consecuencia de ello, existían algunos casos especiales cuyos resultados seguían siendo poco satisfactorios:

1. Campos densos: el píxel más brillante podía corresponder a otra fuente cercana.
2. Fuentes no detectadas: en este caso tenemos sólo fondo de cielo. El algoritmo podía converger de forma aleatoria a cualquier píxel ruidoso cercano.
3. Mosaicos de cajas: para fuentes con coordenadas poco precisas, la planificación asigna un mosaico de cajas para cubrir el círculo de error. Los resultados del software de análisis científico no eran válidos para estas fuentes, puesto que calculaba un valor fotométrico para cada caja.

Fue en OSA 6.0 cuando finalmente conseguimos una solución satisfactoria para estos casos expuestos. Gracias a los avances anteriores, habíamos conseguido precisiones muy altas en el WCS, mejores que 0.1 pix la mayoría de las veces. Ello nos permitía ahora recentrar las fuentes no en el píxel más brillante, sino en la posición real del objeto en cuestión indicada por sus coordenadas ecuatoriales.

El recentrado WCS nos asegura que la abertura está centrada siempre en el mismo lugar de la esfera celeste. Obviamente, podemos seguir teniendo contaminación de objetos cercanos, pero gracias a la circularización de las aberturas, esta debería ser siempre la misma, a no ser que el objeto sea variable, claro está. Para las fuentes no detectadas evitamos el recentrado en cualquier píxel ruidoso.

Finalmente, este método nos permite también procesar de forma análoga los mosaicos de cajas, centrandos en las coordenadas catalogadas. En la mayoría de casos, si las coordenadas son realmente poco precisas, no obtendremos resultados. Sin embargo, ello nos permite reprocesar estos objetos en el futuro cuando se tengan coordenadas suficientemente precisas.

Parte III

ARCHIVOS Y CATÁLOGOS DE LA OMC

Capítulo 8

Archivos de datos de la OMC

Un instrumento en órbita como la OMC, observando varios años seguidos casi sin tregua alguna, produce una gran cantidad de datos que, si no son procesados, almacenados y distribuidos adecuadamente, corren el peligro de ser olvidados por la comunidad científica.

El investigador recibe los datos de todos los instrumentos poco después de finalizar cada observación. Estos datos son de su propiedad durante un año, período tras el cual pasan a ser totalmente públicos y pueden ser usados por el conjunto de la comunidad científica. Lo más común es que los investigadores propietarios de los datos estén interesados en unas pocas fuentes de altas energías, a veces incluso en una sola, por lo que el resto de objetos monitorizados por la OMC, alrededor de 100 en cada toma, pueden quedarse sin ser analizados científicamente.

El ISDC es el encargado de distribuir los datos de INTEGRAL a la comunidad científica. Sin embargo, tanto el archivo de datos como su acceso están optimizados para los instrumentos de altas energías. Los productos finales, como por ejemplo las curvas de luz, no están a menudo actualizados y se obtienen utilizando unos parámetros generales, que no tienen por qué ser los más indicados en numerosos tipos de objetos.

Aunque existe la opción de transferir los datos brutos del Archivo ISDC para posteriormente procesarlos, es difícil que un usuario general no acostumbrado a procesar datos de INTEGRAL y sólo interesado en la curva de luz óptica de determinados objetos o tipos de objetos opte por esta opción, puesto que ello requiere la

transferencia de una gran cantidad de datos y el aprendizaje de un sistema complejo.

Por estos motivos ya desde el principio de la misión el equipo OMC (apéndice A) tenía previsto mantener un archivo paralelo al del ISDC con los datos de la OMC. La finalidad última de este archivo es proporcionar a la comunidad científica un acceso sencillo y rápido a las curvas de luz. Ello requiere el diseño y codificación de diversas herramientas y aplicaciones, de las cuales el usuario sólo percibe la punta del iceberg, el portal de acceso al Archivo OMC (<http://sdc.cab.inta-csic.es/omc/>).

En realidad el equipo OMC mantiene dos archivos, el NRT (datos de casi tiempo real) y el CON (datos consolidados). Los datos que se proporcionan a los usuarios a través del portal Web se obtienen a partir del archivo CON. Sin embargo, dos de las principales tareas de las que el equipo OMC es responsable, sólo pueden llevarse a cabo de forma adecuada utilizando el archivo NRT. Estas son las calibraciones mensuales y la monitorización continua del estado del instrumento. Por razones obvias, estas tareas no pueden demorarse a la espera de que los datos hayan sido procesados y consolidados por el ISDC, proceso que suele retrasarse unas seis semanas.

Ambos archivos, NRT y CON, deben ser autoconsistentes y seguir la estructura de repositorio de datos definida por el ISDC (figura 8.1). Este es un requisito indispensable para que los datos puedan ser procesados con OSA.

8.1 Archivo NRT

El archivo NRT es el utilizado para las tareas de monitorización del instrumento así como para la realización de las calibraciones mensuales. Es importante que se mantenga sincronizado con el correspondiente archivo NRT del ISDC en todo momento.

Las tareas de mantenimiento de ambos archivos, NRT y CON, se realizan con la ayuda de herramientas estándares para el manejo de ficheros en formato FITS (básicamente las integradas en el paquete FTOOLS), y las herramientas diseñadas por el ISDC para el mantenimiento de su propio archivo. Todo el proceso destinado a la transferencia de datos se basa en el comando `rsync` del sistema Unix/Linux, el cual nos proporciona una gran flexibilidad.

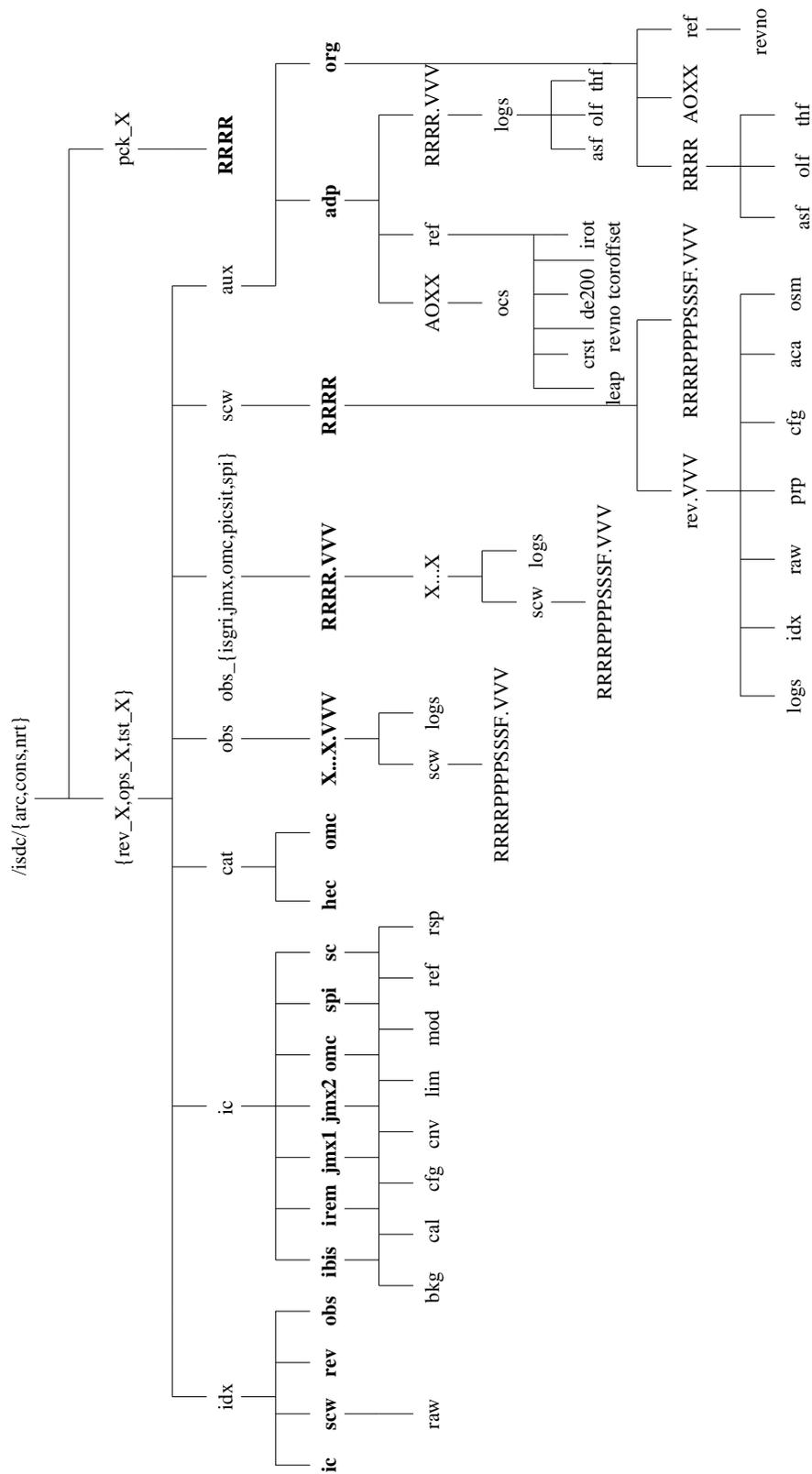


Figura 8.1: Estructura del repositorio de datos del ISDC. Cortesía del ISDC.

La sincronización del archivo NRT se lleva a cabo de forma totalmente automatizada, gracias a una serie de *scripts* en *shell* que hemos programado para conducir todo el proceso. No obstante, su diseño modular nos permite también la intervención manual en caso necesario. Los *scripts* más relevantes que intervienen en el proceso de actualización del archivo NRT son:

- `update_nrt`
- `update_revolution`
- `rev_idx`
- `omc_rev`

El primero de los *scripts* listados, `update_nrt`, es el encargado de lanzar el proceso completo de actualización. Su principal tarea es calcular la revolución en que nos encontramos para lanzar la actualización de la revolución/es necesarias. Controla el resultado e informa a los usuarios responsables. Este *script* se ejecuta de manera automática cada hora durante la jornada laboral y todos los días a las 7h10m. De esta forma aseguramos que los datos de OMC, en particular los datos de funcionamiento (*housekeeping*), están actualizados y listos para ser usados por los responsables de la monitorización continua del instrumento.

El siguiente *script*, `update_revolution`, es lanzado por `update_nrt` para cada revolución a actualizar, y es el corazón real de todo el proceso. Este *script* es común a la actualización de ambos archivos, NRT y CON. Es capaz de manejar las distintas versiones de repositorios, actualmente dos para el archivo NRT y otras dos para el CON. Dispone de un modo de ejecución rápida en el que sólo actualiza los datos de la revolución si, de acuerdo con el índice global de las ScW (*Science Windows*), existen nuevas ScW en el archivo del ISDC. Este modo es muy útil en las actualizaciones que se realizan cada hora durante la jornada laboral, puesto que no siempre hay nuevos datos disponibles, pero una actualización normal de toda la revolución consume casi el mismo tiempo de CPU tanto si hay nuevos datos como si no.

El proceso de sincronización de datos se divide en dos partes: la primera consiste en la actualización del índice de los datos de la revolución (también llamado metadatos), responsabilidad de `rev_idx`, y la segunda se encarga de la sincronización de los datos reales de la OMC, responsabilidad de `omc_rev`.

Tras finalizar la sincronización de datos, `update_revolution` ejecuta una serie de tareas de mantenimiento. Su finalidad es la limpieza y verificación de todos los datos referentes a la revolución en cuestión, incluidos los propios índices. La necesidad de estas tareas es debida, principalmente, a que nuestro archivo no contiene todos los datos de INTEGRAL, como es el caso del archivo del ISDC. Por el contrario, nuestro archivo sólo incluye los datos de OMC y algunos de tipo general. Es por este motivo que, durante la sincronización, algunos índices quedan corruptos, apuntando a elementos (ficheros, si se prefiere) inexistentes. El proceso de limpieza elimina, precisamente, estas referencias de los índices a elementos inexistentes. Adicionalmente, estas tareas nos aseguran que el archivo cumple los requisitos y estructura de repositorio definidos por el ISDC (figura 8.1).

El archivo NRT definido y mantenido de la forma descrita en esta sección, nos permite una cómoda monitorización y calibración del instrumento OMC. Como valor añadido, este archivo nos ha posibilitado, también, formar parte de un programa científico destinado a la monitorización del Bulbo Galáctico (investigador principal: Erik Kuulkers). Este programa consiste básicamente en la observación rutinaria de la zona del Bulbo Galáctico con el observatorio INTEGRAL (Kuulkers et al. 2007), generalmente al comienzo de cada revolución. El Bulbo Galáctico es una zona altamente cambiante en altas energías, pasando por etapas de baja y alta actividad. Muchas de las fuentes aparecen y desaparecen repentinamente cambiando sus propiedades físicas, por lo que una respuesta rápida a tales eventos es primordial para activar un posible seguimiento, tanto desde tierra como desde otros observatorios espaciales.

Nuestro archivo NRT nos permite un rápido procesamiento de los datos de la OMC poco tiempo después de que estos hayan sido adquiridos en órbita. Para ello nos ayudamos de dos *scripts* más, `galacticBulgeMonitoring` y `createObsBulge`, programados exclusivamente para el archivo NRT y esta tarea en concreto. El primero es el encargado de conducir todo el procedimiento que permite ejecutar el análisis científico OSA de una forma completamente autónoma, sin intervención del usuario. Para ello calcula la revolución actual y controla la ejecución de `createObsBulge`. En caso necesario actualiza las gráficas de las curvas de luz y, finalmente, envía un informe por correo electrónico a los usuarios responsables. Tras recibir el informe, los usuarios pueden inspeccionar visualmente las curvas de luz actualizadas con los datos más recientes.

Aunque `galacticBulgeMonitoring` puede ser ejecutado en cualquier momento, lo usual es que se ejecute de forma automática todos los días antes de empezar la jornada laboral. De esta forma, el usuario responsable puede inspeccionar las curvas al llegar a su oficina, y en caso de ser necesario dispone del resto del día para tomar las medidas oportunas.

El *script* `createObsBulge` está basado en `createObs` que, como veremos en la siguiente sección, tiene como finalidad el procesamiento real de los datos para la generación de las curvas de luz. `createObsBulge` debe buscar primero si existen nuevos datos científicos disponibles que pertenezcan al programa de monitorización del Bulbo Galáctico. En caso afirmativo puede proceder al procesamiento de los datos pertinentes y añadir los nuevos puntos fotométricos a los ficheros correspondientes, uno para cada una de las fuentes monitorizadas (~100).

8.2 Archivo CON

El archivo consolidado (CON) almacena los datos que se procesan con OSA para crear las curvas de luz que, finalmente, son añadidas a la base de datos para distribuir las entre la comunidad científica a través del portal Web de acceso al Archivo OMC.

De forma similar al archivo NRT, el proceso completo empezando por la sincronización de los datos y, en esta ocasión, terminando con la generación de las curvas de luz, está conducido por los siguientes *scripts*:

- `update_repository`
- `update_revolution`
- `rev_idx`
- `omc_rev`
- `update_ic`
- `createObs`

El primero de ellos, `update_repository`, controla todo el proceso de actualización del archivo CON. A diferencia del archivo NRT, la actualización de los datos consolidados se viene a realizar alrededor de una vez cada dos meses. En este caso es responsabilidad del administrador del archivo generar la lista de revoluciones que deben ser actualizadas por `update_repository`. Una actualización típica incluye tanto revoluciones antiguas que han pasado a ser públicas, como nuevas revoluciones que todavía no formaban parte de nuestro archivo.

Los tres *scripts* siguientes, `update_revolution`, `rev_idx` y `omc_rev`, son los mismos que intervenían en el archivo NRT y se encargan de realizar la actualización propiamente dicha de los datos. Estos *scripts* reconocen automáticamente el tipo de archivo que están actualizando, NRT o CON, lo cual les permite manejar adecuadamente las pequeñas pero sutiles diferencias que hay entre ambos archivos.

Para poder procesar los datos de cualquiera de los archivos, además de los datos científicos, son también necesarios los datos de calibración. La *pipeline* de análisis estándar (OSA) selecciona automáticamente los datos de calibración más adecuados para cada observación, pero para ello, estos datos deben estar almacenados siguiendo estrictamente una estructura previamente definida, y enlazados mediante una serie de índices o punteros (metadatos). El *script* `update_ic` tiene como misión actualizar esta estructura conocida también como árbol de calibración, incluyendo los nuevos ficheros existentes y recreando los índices necesarios para su acceso. El árbol de calibración es único y común a ambos archivos, aunque físicamente reside bajo el archivo CON.

El último de los *scripts* listados, `createObs`, tiene como finalidad automatizar el procesamiento de los datos para la generación de nuestro producto final, las curvas de luz. Este *script* trabaja en grupos de revoluciones, típicamente diez. El administrador del archivo tiene que preocuparse únicamente de dar el intervalo de revoluciones y el tipo de datos que quiere procesar, que generalmente van a ser públicos y/o de acceso restringido a los miembros de INTEGRAL. Con esta información `createObs` realizará los pasos necesarios para generar, de forma totalmente autónoma, las curvas de luz de todas las fuentes observadas en el intervalo de revoluciones requerido. En forma resumida estos pasos son los siguientes:

1. Crear la lista de los DOL (por el inglés *Data Object Locator*) de todas las *Science Windows* incluidas en el intervalo de revoluciones solicitado. Un DOL

es básicamente la ruta de acceso a una determinada *Science Window*.

2. Filtrar la lista de *Science Windows* seleccionando únicamente aquellas cuyos datos son del tipo solicitado.
3. Crear el grupo de observación OG. Un OG es básicamente una estructura de directorios que contiene una serie de índices (metadatos) que apuntan a los datos reales. El software de análisis científico OSA requiere para su ejecución la existencia previa de tales OG.
4. Ejecutar OSA recentrando en el píxel más brillante y con distintos muestreos temporales (1, 630 y 9000 segundos). Obtenemos así desde curvas de luz con un punto fotométrico para cada toma individual, hasta curvas con un punto fotométrico promediado para toda la *Science Window*, pasando por un muestreo intermedio que promedia las tomas obtenidas en intervalos de unos 10 minutos.
5. Repetir el análisis científico usando el método del recentrado en las coordenadas WCS. Este método nos asegura que, para un mismo objeto, la abertura fotométrica está centrada siempre en las mismas coordenadas de la esfera celeste.
6. Extraer las curvas de luz individuales.

Como norma general `createObs` procesará sólo las revoluciones que han sido previamente actualizadas, es decir, las antiguas que han pasado a ser públicas en su totalidad y las nuevas que han sido incluidas desde la última actualización. Sin embargo, en ocasiones puede ser necesario un reprocesamiento de todo el archivo, ya sea por actualizaciones importantes del software de análisis científico OSA, ya sea por una actualización del propio archivo al completo en el ISDC.

El diseño de `createObs` nos permite ejecutarlo en paralelo para distintos intervalos de revoluciones tantas veces como haga falta. De esta forma podemos reprocesar el archivo completo para generar las curvas de luz en unos tiempos más que razonables, con sólo disponer de un número suficiente de ordenadores de escritorio en red. A modo de ejemplo, un ordenador típico actual procesa un intervalo de 10 revoluciones (30 días de observaciones) en unos 3-4 días. En otras palabras, podemos procesar todo un año de observaciones en unos 4 días teniendo a nuestra disposición 12 ordenadores de escritorio.

En el apéndice G reproducimos la ayuda en línea proporcionada por los *scripts* de mantenimiento utilizados en ambos archivos NRT y CON. Dicha ayuda muestra los parámetros que admiten estos *scripts*, así como una breve descripción de las principales tareas que realizan. A modo de curiosidad, sumando todos los *scripts* de mantenimiento, en total hemos programado más de 4500 líneas de código.

8.3 Base de datos y portal de acceso de la OMC

En las secciones anteriores hemos descrito los distintos pasos que nos conducen a la obtención de las curvas de luz de todas las fuentes observadas por la OMC. Sin embargo, para hacer realidad nuestra finalidad última, proporcionar a la comunidad científica un acceso sencillo y rápido a las curvas de luz, se requiere un sistema que sea capaz de realizar de forma ágil búsquedas en función de varios parámetros como identificadores, coordenadas, intervalo de tiempo, magnitud, etc. Para cubrir estos requisitos es recomendable utilizar una base de datos.

La base de datos fue diseñada para incluir completamente el catálogo de entrada de la OMC (Domingo et al. 2003) y sus actualizaciones, además de las curvas de luz que se van obteniendo a medida que la misión avanza. Para acceder a la base de datos se diseñaron una serie de aplicaciones y herramientas HTML (Gutiérrez et al. 2004; Domingo et al. 2010b) que, en su conjunto, forman el portal de acceso al Archivo OMC (<http://sdc.cab.inta-csic.es/omc/>). Ambos, base de datos y portal de acceso, son responsabilidad del grupo del Observatorio Virtual Español (SVO) del Centro de Astrobiología (INTA-CSIC).

La aplicación desarrollada para el acceso a los datos a través del portal Web (figura 8.2) permite realizar búsquedas complejas utilizando los siguientes parámetros:

- Nombre del objeto individual o lista de objetos.
- Coordenadas ecuatoriales. Se define una región circular en el cielo mediante un centro y un radio.
- Tipo de objeto según la clasificación de SIMBAD. Permite buscar todas las estrellas clasificadas, por ejemplo, como pulsantes de tipo δ Cephei (cefeidas clásicas).

- Rango en magnitud V .
- Intervalo de fechas de observación.
- Muestreo temporal (1, 630 o 9000 segundos). Mediante este parámetro el usuario puede acceder a curvas de luz con distintos muestreos temporales: un punto fotométrico por cada toma individual, un punto fotométrico cada ~ 10 minutos o un punto fotométrico promediado para toda la *Science Window*.
- Método usado para calcular el centro de la máscara de extracción o abertura fotométrica (recentrado). Dos métodos están disponibles: coordenadas de la fuente (valor por defecto) o píxel más brillante. Si se selecciona el primer método, la máscara de extracción fotométrica usada se coloca inicialmente en la posición dada por las coordenadas ecuatoriales que aparecen en el catálogo de entrada, permitiendo una diferencia máxima de $10''$ durante el recentrado. Por el contrario, si se selecciona el segundo método la máscara se centra inicialmente en el píxel más brillante, permitiendo también una diferencia máxima de $10''$ durante el proceso de recentrado.
- Estrellas estándares. Esta opción permite separar entre las estrellas de referencia fotométrica y el resto de objetos de interés científico. Las estrellas de referencia fotométrica permiten a los usuarios probar la bondad de las calibraciones, así como descartar posibles efectos instrumentales.
- Número de puntos fotométricos de la curva de luz.

La aplicación de búsqueda devuelve una lista con aquellas curvas de luz que se ajustan a los criterios seleccionados (figura 8.3). El usuario dispone también de una herramienta de previsualización (figura 8.4) que le permite ver los datos antes de proceder a su descarga. Existe también la opción de descargar las curvas de luz en formato FITS de forma individual, o bien, seleccionar un grupo de ellas para realizar una descarga múltiple en un fichero comprimido.

El sistema dispone de una aplicación interna capaz de resolver cualquier nombre de objeto presente en SIMBAD. Esta aplicación contiene más de cuatro millones de identificadores para las fuentes incluidas en el catálogo de entrada de la OMC. La lista completa de nombres asociados a una determinada fuente puede ser fácilmente accedida simplemente pinchando en su nombre (figura 8.5).

Tabla 8.1: Estadística de accesos al Archivo OMC a través del portal Web desde febrero de 2005 hasta junio de 2011. Se han excluido todos los accesos locales y los robots de búsqueda.

Número de total de accesos	30 170
Direcciones IP desde las que se accede	790
Curvas de luz visualizadas en línea	14 793
Curvas de luz descargadas	15 377
• En formato VO (VOTABLE)	4795

El archivo contiene tanto datos públicos como privados que pasan también a ser públicos tras un período de un año. Ambos tipos de datos pueden ser accedidos a través del portal. Para ello existen distintos perfiles de usuarios, cada uno de ellos con políticas de acceso diferentes. La seguridad y privacidad están garantizadas gracias a la autenticación de los usuarios y a la transferencia cifrada de los datos.

En la tabla 8.1 presentamos la estadística de accesos al Archivo OMC a través de este portal Web desde febrero de 2005 hasta junio de 2011. Para no tergiversar los resultados hemos excluido aquellos accesos cuyo origen se encuentra en nuestro propio instituto, así como todos aquellos identificados como robots de búsqueda (Google, Yahoo, MicrosoftSearch...).

A junio de 2011 el Archivo OMC contiene 192 804 fuentes que han sido observadas al menos una vez por la OMC. De ellas 127 629 son de interés científico, de las cuales 64 591 tienen curvas de luz con más de 50 puntos fotométricos (considerando un muestreo temporal de 630 segundos). En la tabla 8.2 mostramos una breve estadística del tipo de objeto de aquellas fuentes científicas con más de 50 puntos fotométricos y con contrapartida óptica en SIMBAD.

OMC - Search form - Mozilla Firefox

Fitxer Edita Visualitza Historial Adreces d'interès Eines Ajuda

sv0 inta-csic.es https://sdc.cab.inta-csic.es/omc/secure/form_t

Més visitades ISDC Integral Scheduling RAE

sv0 OMC - System Overview sv0 OMC - Search form

OMC
INTEGRAL

Not logged in [Log in](#)

Object ID: [Tramet la consulta](#) [Reset](#)

Examples: IOMC 2677000065, IOMC 26770000%, V1011 Cyg

Object List:

Object Type:

Magnitude Range: < V <

Position: RA: DEC: Radius:

Date: From: To:

Sampling Time: seconds. Centroid method: Brightest pixel Source coordinates

S. Star: Num. Points: More than points.

Output Format: Order Output By: Number of Results per Page: Page to Show:

Version 2.3 - October 2006 © LAEFF-INTA [Home](#) - LAEFF

Fet

Figura 8.2: Formulario de búsqueda del portal de acceso al Archivo OMC.

OMC - Search Results - Mozilla Firefox

https://sdc.cab.inta-csic.es/omc/secure/form_busqueda.jsp

Log in

299 Objects found matching your criteria (Sampling time: 630 seconds. Centroid method: Source coordinates)
 * This sampling time implies the rejection of shots with exposure time shorter than 20s

Objects 1 to 50 (Page 1 of 6)

Download selected in zip format

Mark all: Light Curves:

Object ID	OMC ID	RA (2000.0)	DEC (2000.0)	V	S.Star	Prio.	Init Time	End Time	Points	N.C.	Light Curve
AAVSO 1904+10	1045000027	287.31662083	10.55248778	7.89		6	2003-03-06 03:23:46	2009-04-14 12:21:05	2865		Header Fetch
AN 112.1935	1042000027	290.25977556	8.51633222	9.73		6	2003-03-06 03:23:46	2009-04-14 14:03:49	2405		Header Fetch
CSV 4547	1049000016	287.50416667	12.53333333	11.6		7	2003-03-06 03:23:46	2009-04-14 12:21:05	2042		Header Fetch
AAVSO 2347+58	4013000048	358.02916667	58.74166667	9.38		6	2002-12-28 13:14:42	2006-08-08 16:58:14	1412		Header Fetch
AAVSO 2352+62	4285000087	359.39567111	62.71824472	9.56		6	2003-01-14 17:01:38	2006-08-13 12:45:39	1343		Header Fetch
AAVSO 2332+61	4284000053	354.3169125	62.42899444	9.53		6	2003-01-14 17:39:55	2006-08-13 12:45:39	1302		Header Fetch
AN 343.1931	4285000065	356.26096056	63.00385139	10.37		6	2003-01-14 14:28:32	2006-08-13 12:45:39	1293		Header Fetch
SV* HV 10302	6849000024	268.57083333	-26.75833333	12.0		6	2003-03-31 10:55:24	2009-04-10 18:35:56	1264		Header Fetch
AN 351.1931	4014000073	3.51666667	60.985	13.1		6	2003-01-14 22:07:36	2006-08-09 03:30:48	1236		Header Fetch
GSC 04013-01095	4013000047	357.55416667	59.90666667	13.0		7	2002-12-28 13:14:42	2006-08-13 12:45:39	1222		Header Fetch
AN 588.1936	4287000053	351.34583333	64.8	13.6		7	2003-01-14 13:11:55	2006-08-09 09:41:51	1166		Header Fetch

Figura 8.3: Página de resultados devuelta por el formulario de búsqueda mostrado en la figura 8.2.

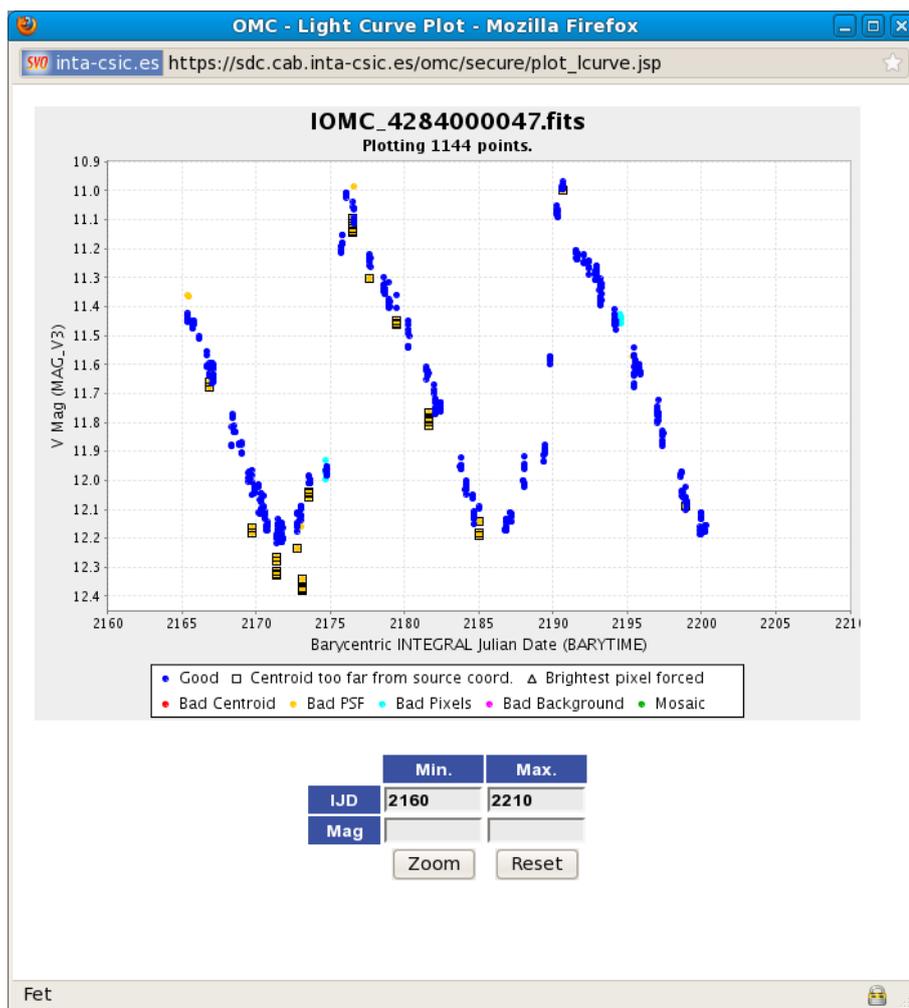
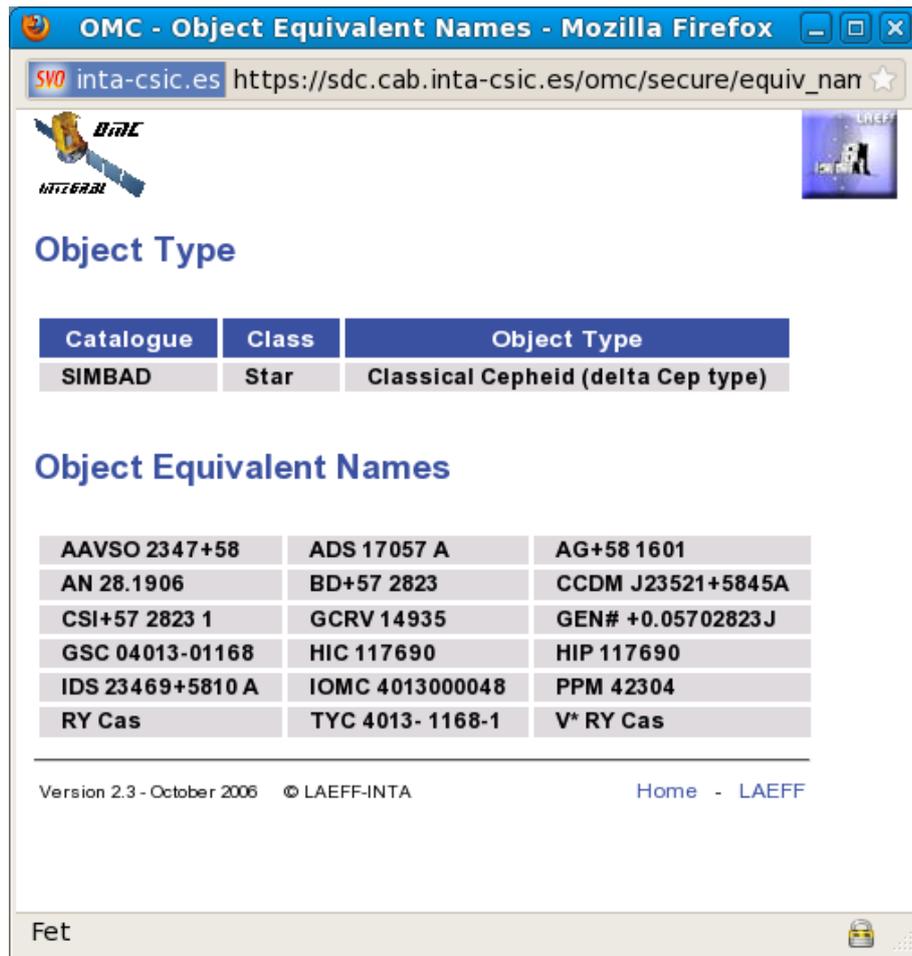


Figura 8.4: Ventana de previsualización de la curva de luz asociada a la fuente CY Cas.



The screenshot shows a Mozilla Firefox browser window with the title "OMC - Object Equivalent Names - Mozilla Firefox". The address bar shows the URL "https://sdc.cab.inta-csic.es/omc/secure/equiv_nam". The page content includes a logo for "INTEGRAL" and "LAGEP". Below the logo, the heading "Object Type" is followed by a table:

Catalogue	Class	Object Type
SIMBAD	Star	Classical Cepheid (delta Cep type)

Below this table, the heading "Object Equivalent Names" is followed by a table listing various identifiers for the star RY Cas:

AAVSO 2347+58	ADS 17057 A	AG+58 1601
AN 28.1906	BD+57 2823	CCDM J23521+5845A
CSI+57 2823 1	GCRV 14935	GEN# +0.05702823J
GSC 04013-01168	HIC 117690	HIP 117690
IDS 23469+5810 A	IOMC 4013000048	PPM 42304
RY Cas	TYC 4013- 1168-1	V* RY Cas

At the bottom of the page, there is a footer with the text "Version 2.3 - October 2006 © LAEFF-INTA" and a link "Home - LAEFF". The browser's status bar at the bottom left shows "Fet" and a small icon on the right.

Figura 8.5: Ventana de identificadores asociados a la estrella RY Cas.

Tabla 8.2: Estadística de las fuentes observadas por la OMC con contrapartida óptica en SIMBAD (junio de 2011). Sólo aquellas fuentes con más de 50 puntos fotométricos han sido consideradas.

Type	Subtype	Number	Type	Subtype	Number
Variable stars					
Irregular		341	Rotational		651
Orion		159	Pulsar		572
With rapid variations		78	a2 Canum Venaticorum		37
Without subtype		104	RS Canum Venaticorum		21
Pulsating		6788	Others or without subtype		21
Mira		2302	Eruptive		496
RR Lyrae		1907	Flare star		173
Cepheid		166	R Coronae Borealis		11
Classical Cepheid (δ Cephei)		304	T Tauri		299
Semi-regular		1067	Others or without subtype		13
Others or without subtype		1042	Others/No type		5597
Symbiotic		23			
Composite objects					
Cataclysmic star		460	Eclipsing binary		2319
Nova		227	Algol		1452
Dwarf Nova		156	β Lyrae		274
Others or without subtype		77	W Ursae Majoris		198
X-ray binary		281	Without subtype		395
High Mass (HMXB)		101			
Low Mass (LMXB)		166			
Without subtype		14			
Galaxies					
AGN		1381	Radio galaxy		304
Seyfert		295	Emission-line galaxy		247
Blazar		68	Possible Quasar		522
Quasar		939	Others/No type		229
Others or without subtype		79			

Capítulo 9

Catálogo final de la OMC

El objetivo final del proyecto OMC es construir un catálogo con todas las fuentes observadas y detectadas con OMC a lo largo de la misión INTEGRAL, que cumplan unos criterios de calidad bien establecidos.

Basándonos en la experiencia adquirida durante estos últimos años en el análisis de algunas de las fuentes observadas por la OMC, estimamos que el catálogo final contendrá alrededor de 40 000 fuentes, de las cuales unas 25 000 dispondrán de un número suficiente de puntos fotométricos para permitir un estudio de variabilidad.

Debido a la distinta naturaleza de las fuentes que componen el catálogo de entrada de la OMC (capítulo 3) es difícil extrapolar, a partir de los resultados obtenidos hasta la fecha para algunos tipos de objetos particulares, el porcentaje de fuentes que van a ser detectadas como variables por la OMC. Sin embargo, nos aventuramos a pensar que pueden ser más de 15 000 y, posiblemente, podamos determinar el período para unas 3000 fuentes o más.

En el catálogo se publicará la información fotométrica de todos los objetos sean o no variables: la magnitud media en la banda V de Johnson y su desviación estándar, magnitudes V mínima y V máxima, media y desviación estándar de los errores en V de las medidas fotométricas individuales, época de las observaciones, número de medidas fotométricas y una etiqueta de contaminación para marcar aquellas fuentes en las que la fotometría puede estar comprometida por otros objetos cercanos.

Aquellos objetos para los que sea posible la determinación del período, además de

la información anterior, irán acompañados del valor de su período y una estimación de su error, el tiempo de mínimo para las binarias eclipsantes y el de máximo para el resto de objetos (estrellas pulsantes, cataclísmicas, etc.). Gracias a una colaboración con el grupo del Observatorio Virtual Español (SVO), también proporcionaremos una clasificación del tipo de objeto para las curvas periódicas basada en algoritmos automatizados de clasificación supervisada (Debosscher et al. 2007; Sarro et al. 2009). Las últimas evoluciones de estos algoritmos alcanzan ya una tasa de acierto en la clasificación de entre el 90 y 100%, dependiendo del tipo de variabilidad (Dubath et al. 2011).

El catálogo final contendrá también todas y cada una de las curvas de luz en formato gráfico, acompañadas de los datos básicos de cada objeto. Estas curvas estarán disponibles para toda la comunidad científica a través del portal de acceso al Archivo OMC.

Como paso previo a la construcción del catálogo final de la OMC, hemos analizado distintos grupos de fuentes y publicado algunos subcatálogos preliminares: *The second INTEGRAL AGN catalogue* (Beckmann et al. 2009), *OMC optical monitoring of sources in the 4th IBIS/ISGRI catalogue* (Domingo et al. 2010a) y, *The first INTEGRAL/OMC Catalogue of optically variable sources* (Alfonso-Garzón et al. 2010, 2011). En las siguientes secciones describimos con cierto detalle los dos últimos catálogos mencionados.

9.1 Contrapartidas ópticas de fuentes de altas energías del 4º Catálogo IBIS/ISGRI

The Fourth IBIS/ISGRI Soft Gamma-ray Survey Catalog (Bird et al. 2010) contiene 723 fuentes de altas energías detectadas hasta finales de abril de 2008 por el instrumento IBIS/ISGRI a bordo de INTEGRAL, en el rango de energías 17–100 keV. El conjunto de datos científicos usado incluye más de 70 Ms de observaciones de una gran calidad, pertenecientes al Programa Principal de INTEGRAL (*Core Programme*) u observaciones públicas realizadas durante los primeros 5 años y medio de misión. El catálogo incluye objetos tanto transitorios como persistentes débiles, que únicamente pueden ser desvelados con tiempos de exposición efectiva muy largos.

9.1.1 Datos ópticos de OMC

El 4° Catálogo IBIS/ISGRI de fuentes de rayos γ blandos se ha cruzado con el Archivo de datos de la OMC usando los nombres de las fuentes, evitando así posibles confusiones en la asignación de las contrapartidas. Como resultado 304 fuentes de las 723 han sido identificadas en el Archivo OMC con al menos una observación óptica.

Los datos ópticos se han extraído del Archivo OMC con el máximo muestreo temporal posible, que corresponde a un punto fotométrico por toma. Las aberturas fotométricas usadas en el Archivo están centradas en las posiciones de las fuentes dadas en la versión 5 del catálogo de entrada de la OMC (Domingo et al. 2003). Los flujos y magnitudes han sido derivados usando la abertura fotométrica de 3×3 píxeles (1 píxel = $17.504''$), ligeramente circularizada eliminando $1/4$ de píxel de cada esquina (salida estándar de OSA). Por tanto, debemos ser conscientes de que nuestras medidas fotométricas incluyen también la contribución de cualquier otra fuente cuyo flujo, o parte de él, caiga dentro de la abertura fotométrica. Además, para algunas fuentes extensas, esta abertura de 3×3 píxeles no cubre completamente su extensión, por lo que en realidad estamos considerando la fotometría de su región central.

Con la finalidad de incluir únicamente datos de la mayor calidad posible, hemos aplicado algunos criterios de selección a los puntos fotométricos individuales. Cada toma ha sido contrastada para evitar posibles saturaciones no detectadas por OSA, eliminando aquellas con exposiciones largas para los objetos más brillantes en caso de necesidad. Para los objetos más débiles, como regla general, requerimos un valor mínimo de 3 en la relación señal a ruido de las tomas más largas. El resto de tomas han sido utilizadas sólo si su relación señal a ruido es mayor que 10 para evitar datos de baja calidad. Debido a que muchas de estas fuentes pueden mostrar una estructura extensa en las imágenes de OMC, permitimos perfiles de PSF anormales y problemas en la determinación del centroide. Para evitar contaminación por rayos cósmicos hemos eliminado también aquellos puntos fotométricos cuyo flujo se aleja más de 5σ de la mediana de su entorno en la curva de luz. Adicionalmente, hemos rechazado aquellas fuentes con menos de 5 puntos fotométricos de OMC, y aquellas que sólo disponen de límites superiores en el 4° Catálogo IBIS/ISGRI. Después de aplicar todos estos criterios la muestra se reduce a 220 fuentes.

Como ya hemos comentado, los flujos ópticos de OMC pueden incluir contribuciones de otras fuentes que caigan dentro de la abertura fotométrica usada para extraer los flujos. Un análisis más exhaustivo nos ha revelado que no sólo algunas fuentes están contaminadas por otras de su vecindad, sino que en algunos casos el flujo medido procede, en su práctica totalidad, de otros objetos que han caído en la abertura fotométrica. Para evitar la confusión de fuentes decidimos eliminar de la muestra todas las fuentes sin contrapartida óptica conocida según las bases de datos de SIMBAD y NED. Esto nos reduce la muestra a 133 fuentes, de las cuales sólo 120 pueden ser detectadas por OMC ($V \lesssim 18$ siendo conservadores). Sin embargo los flujos OMC que estamos midiendo para estas fuentes, todavía pueden incluir la contribución de otros objetos cercanos. Para estimar dicha contribución usamos el catálogo GSC 2.3 (Lasker et al. 2008) y una inspección visual de los campos ópticos. Finalmente, nuestra muestra se ha visto reducida a 90 fuentes con datos ópticos de OMC de alta calidad. Aunque hemos aceptado un factor 2 en flujo como valor máximo de contaminación, el 83% de la muestra está contaminada por menos de un 50% en flujo, y el 67% por menos de un 10%.

En el apéndice H presentamos las imágenes y curvas de luz de las 90 fuentes que forman nuestra muestra. En las figuras 9.1–9.6 mostramos, a modo de ejemplo, 6 de las 90 fuentes. Como referencia, además de la imagen obtenida con la OMC (panel central) presentamos, en el panel izquierdo, la imagen del DSS2 en la banda roja (*2nd Digitized Sky Survey – Red*¹), cuya resolución espacial es considerablemente mejor que la de OMC y tiene una escala de píxel menor (1" por píxel frente a los 17".5 de OMC). En todas las imágenes hemos marcado con una cruz roja la posición donde se ha centrado la abertura de extracción fotométrica, y con un círculo rojo la anchura a media altura de la PSF de OMC. El eje temporal en las curvas de luz tiene como origen el 1 de enero de 2000.

Las tres primeras fuentes, NGC 6240, NGC 4388 y 4U 1954+31 (figuras 9.1–9.3), corresponden a casos extremos de contaminación, objetos extensos y campos muy densos, respectivamente. Las tres fuentes restantes, 1A 0535+262, Sco X-1 y SS Cyg (figuras 9.4–9.6), son un claro ejemplo de objetos para los que se ha podido detectar variabilidad con la OMC.

¹El *Digitized Sky Survey* fue producido por el *Space Telescope Science Institute* bajo la subvención del Gobierno de EE.UU. NAG W-2166. Las imágenes se basan en datos fotográficos obtenidos usando los telescopios Oschin Schmidt en Monte Palomar y UK Schmidt. Las placas fotográficas fueron procesadas para generar el presente formato digital comprimido con el permiso de estas instituciones.

9.1. Contrapartidas ópticas de fuentes del 4º Catálogo IBIS/ISGRI 185

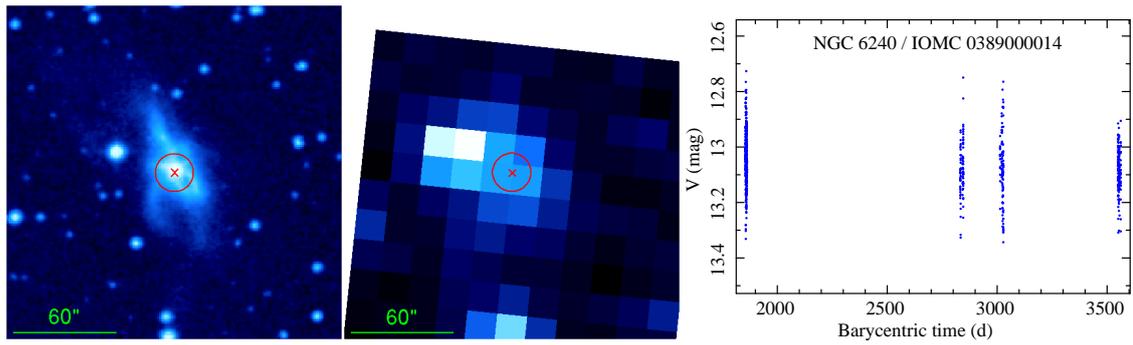


Figura 9.1: Galaxia Seyfert NGC 6240 / IOMC 0389000014. La apertura fotométrica de 3×3 píxeles OMC incluye una contribución importante de una estrella de campo (un factor 2 en flujo). Imagen izquierda: DSS2. Imagen centro: OMC.

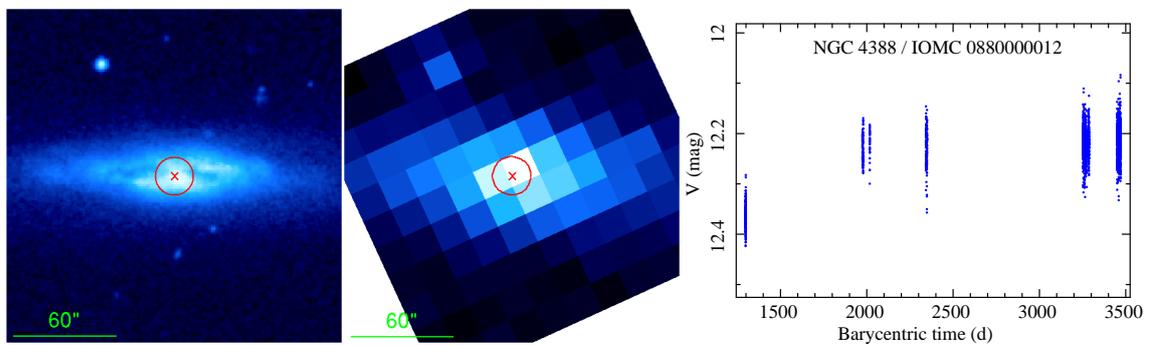


Figura 9.2: Galaxia Seyfert NGC 4388 / IOMC 0880000012. Es un claro ejemplo de objeto extenso para la OMC. Nuestras medidas fotométricas corresponden a la zona central de 3×3 píxeles OMC.

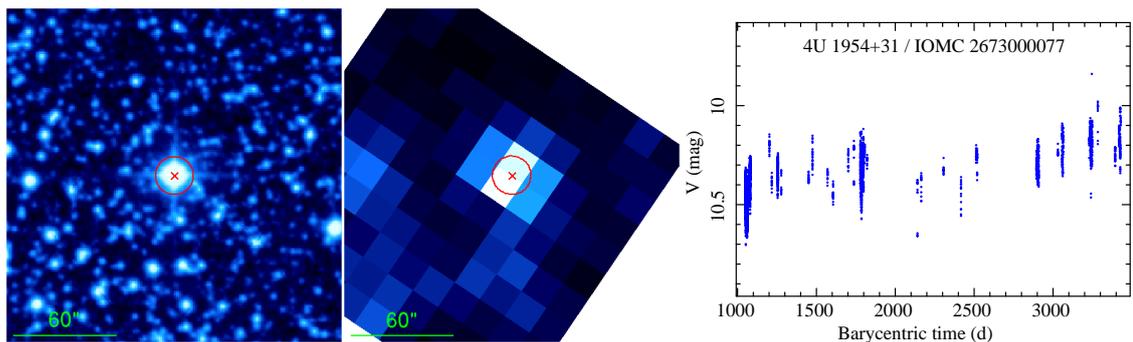


Figura 9.3: Binaria de rayos X masiva 4U 1954+31 / IOMC 2673000077. Este objeto se encuentra en un campo denso. Sin embargo, por ser considerablemente más brillante que el resto de fuentes, el flujo medido no se ve afectado drásticamente.

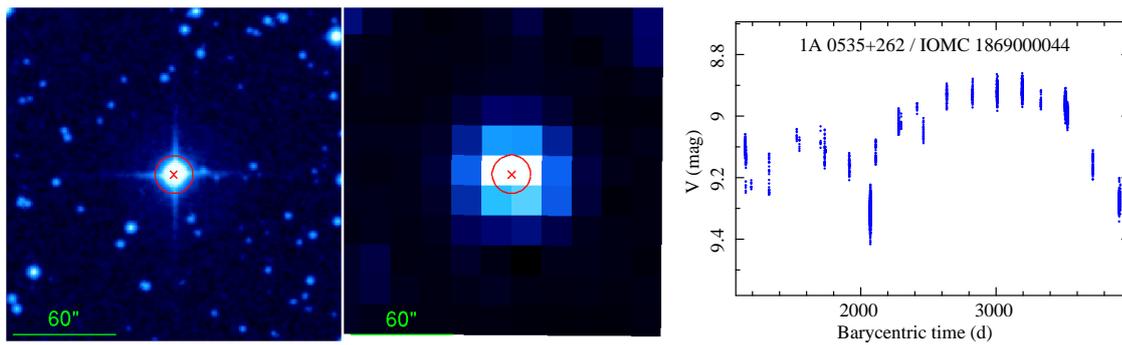


Figura 9.4: Binaria de rayos X masiva 1A 0535+262 / IOMC 1869000044. El seguimiento de este objeto durante casi 4000 días muestra una variación en el óptico de unas 0.5 magnitudes en escalas de tiempo típicas de unos 1000 días.

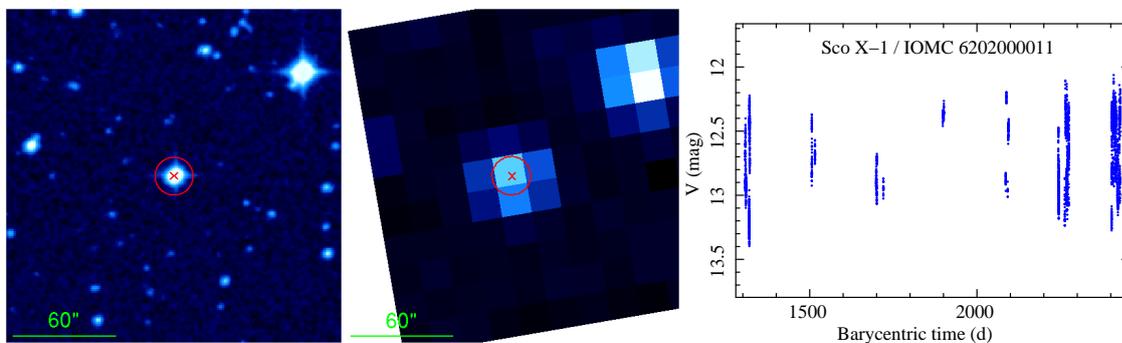


Figura 9.5: Binaria de rayos X poco masiva Sco X-1 / IOMC 6202000011. La emisión óptica de este objeto es muy variable. Se observan variaciones desde varias décimas de magnitud en escalas de horas, hasta más de una magnitud en escalas de pocos días.

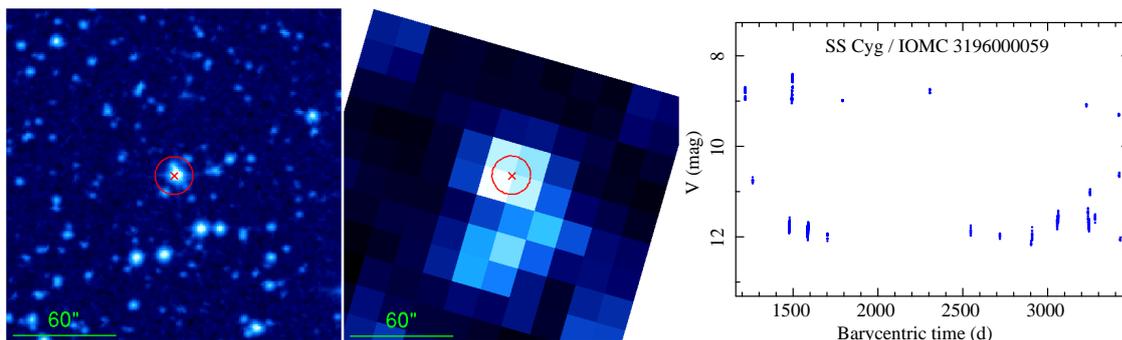


Figura 9.6: Variable cataclísmica SS Cyg / IOMC 3196000059 clasificada como nova enana. En la curva de luz se distinguen varios de los estallidos producidos por este sistema. El brillo aumenta en unas 4 magnitudes en cuestión de 1–2 días y vuelve a su brillo original transcurridos unos pocos días.

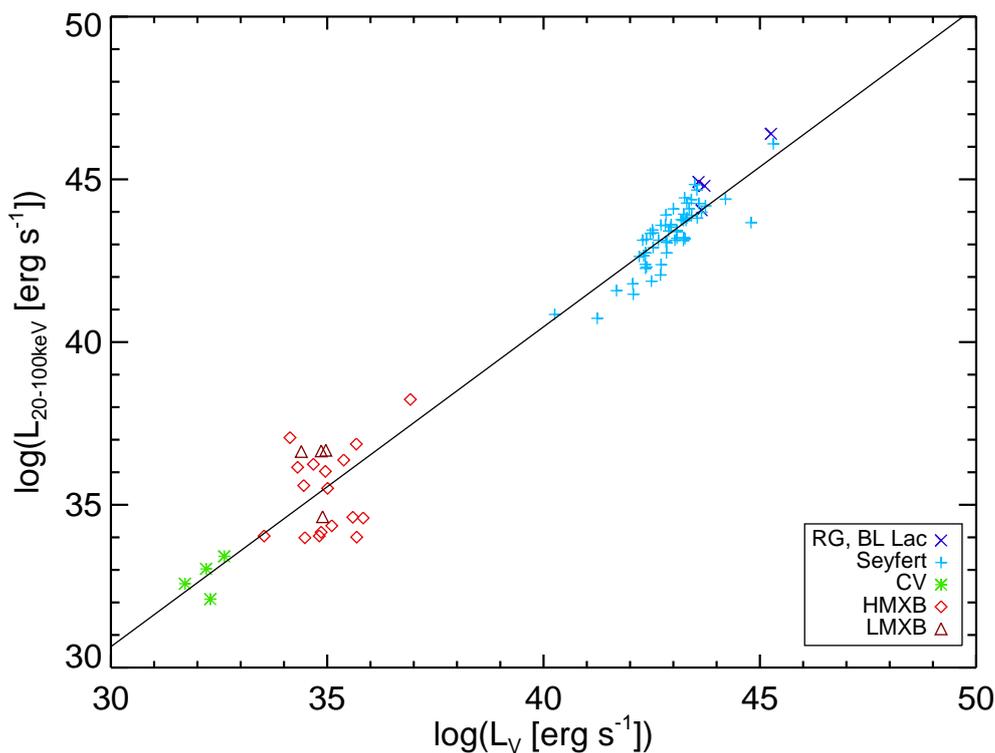


Figura 9.7: Luminosidad en rayos X duros L_X frente a luminosidad en la banda V de Johnson L_V . Los distintos tipos de objetos quedan situados en la misma línea de correlación, cubriendo más de 15 décadas en luminosidad. Parte de la dispersión hacia valores mayores de L_V es atribuible a la abertura fotométrica relativamente grande de la OMC ($52'' \times 52''$).

9.1.2 Luminosidades en rayos γ blandos y en la banda V

Las luminosidades en rayos γ blandos / rayos X duros han sido derivadas a partir de los flujos dados en el 4º Catálogo IBIS/ISGRI, en la banda de energía de 20 – 100 keV. Para la mayoría de los AGN hemos extraído sus distancias de *The second INTEGRAL AGN catalogue* (Beckmann et al. 2009), mientras que las distancias del resto de objetos proceden de las bases de datos SIMBAD y NED. De esta forma disponemos de las distancias para 89 de las 90 fuentes. En cuanto a las luminosidades en la banda V hemos calculado, para cada fuente, la mediana de todas las medidas ópticas de OMC consideradas de alta calidad tras aplicar los criterios anteriormente descritos.

En la figura 9.7 mostramos el diagrama de dispersión de L_X frente L_V con símbolos distintos para los tipos de objetos considerados. La clasificación de los tipos de

objeto que hemos usado proviene del 4º Catálogo IBIS/ISGRI. Aunque la correlación, más que aparente, entre ambas luminosidades es ciertamente inducida por el efecto de la distancia, es destacable que los distintos tipos de objetos, desde estrellas cataclísmicas a galaxias AGN, se sitúan sobre la misma línea de correlación, cubriendo más de 15 décadas en luminosidad.

Hemos seguido investigando esta relación calculando los histogramas de los valores α_{OX} para los distintos tipos de objetos. Este índice tiene la ventaja de ser independiente de la distancia, eliminando así el ruido extra añadido por los errores en la determinación de las distancias. El valor de α_{OX} se mide como la pendiente de una ley de potencias entre las dos bandas de energía consideradas:

$$\alpha_{\text{OX}} = -\frac{\log(f_{\text{O}}/f_{\text{X}})}{\log(\nu_{\text{O}}/\nu_{\text{X}})}$$

Aquí f_{O} y f_{X} son los flujos monocromáticos a las frecuencias ν_{O} (a 5500 Å) y ν_{X} (a 20 keV). Para calcular f_{X} el índice espectral ha sido extraído de *The second INTEGRAL AGN catalogue* (Beckmann et al. 2009) para aquellos objetos que disponían de él, y fijado a un valor de $\Gamma = 2$ para el resto de ellos.

En la figura 9.8 mostramos los histogramas del índice α_{OX} para los distintos tipos de objetos. Podemos ver que aunque el valor promedio de α_{OX} es muy similar en todas las submuestras, su distribución es bastante diferente. Los histogramas correspondientes a las radiogalaxias y objetos BL Lac representan, mayoritariamente, la distribución asociada al núcleo activo. Las alas hacia valores de α_{OX} mayores en las galaxias Seyfert 1–2 son debidas, probablemente, a la contribución variable de la población estelar del disco que cae dentro de la abertura fotométrica de la OMC. NGC 1068, la galaxia Sy2 oscurecida prototipo, presenta el valor mayor $\alpha_{\text{OX}} = 1.39$. Las estrellas variables cataclísmicas muestran una distribución cuyo máximo coincide bastante bien con el de las galaxias activas. En cuanto a los sistemas binarios, el comportamiento de α_{OX} es bastante distinto, presentando aparentemente una distribución bimodal que no puede ser atribuida a contaminación de otros objetos en la abertura fotométrica. La anchura de esta distribución indica que no existe correlación entre la fuente de rayos X (el entorno de la estrella compacta o agujero negro) y la emisión óptica dominada por la estrella compañera, que puede ser de muchos tipos. En las CV, sin embargo, ambos procesos de emisión están relacionados de manera más estrecha.

9.1. Contrapartidas ópticas de fuentes del 4º Catálogo IBIS/ISGRI 189

En la tabla 9.1 listamos el flujo en rayos X en la banda de energía 20 – 100 keV, la mediana de las magnitudes V , la media de las estimaciones del error (a nivel de 1σ) dadas por OSA $\langle\sigma_V\rangle$, un índice de variabilidad $\text{RMS}/\langle\sigma_V\rangle$, la luminosidad en la banda de energía 20 – 100 keV, la luminosidad en la banda V de Johnson (centrada en 5500 Å, anchura efectiva de 890 Å) y el índice α_{OX} de todas las fuentes usadas en el presente análisis. Un valor de $\text{RMS}/\langle\sigma_V\rangle > 3$ nos indica que la fuente en cuestión ha sido ópticamente variable durante el período de observación.

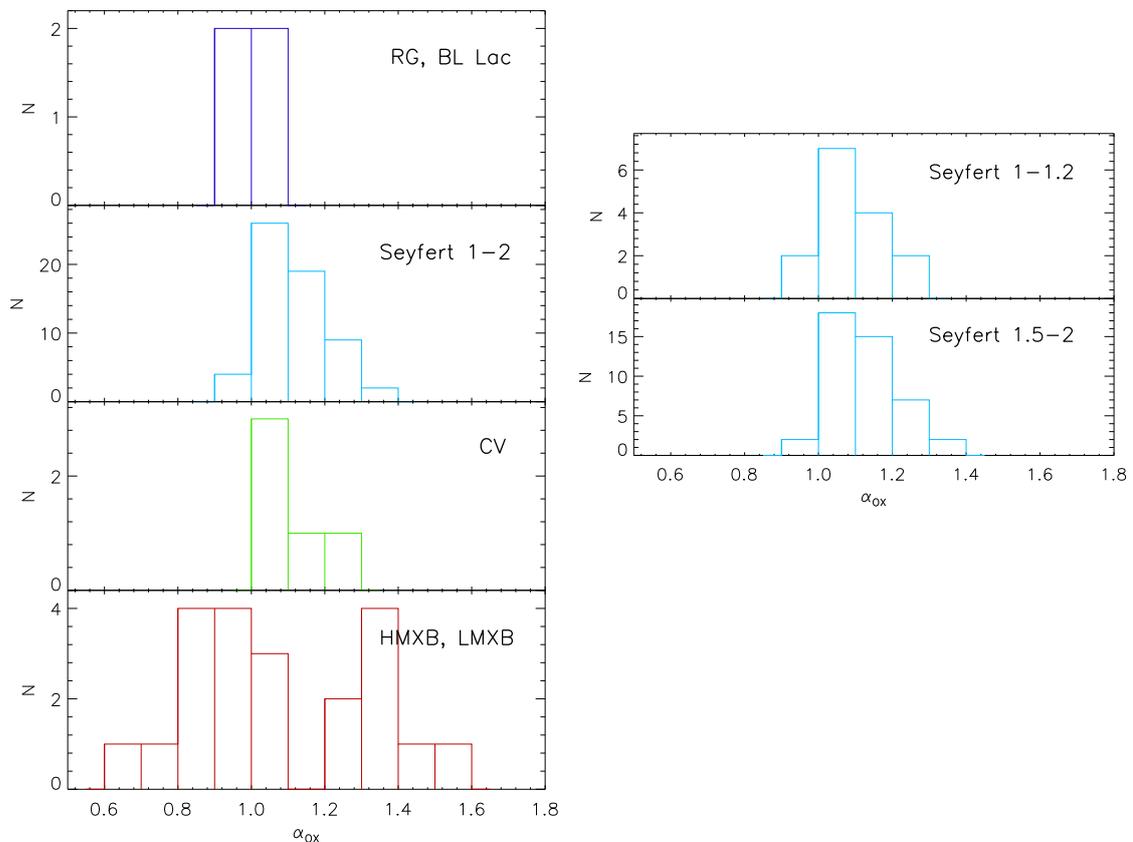


Figura 9.8: Histogramas de α_{OX} para distintos tipos de objetos. Aunque la dispersión es grande, las galaxias activas y las variables cataclísmicas presentan su máximo en un rango reducido de α_{OX} , alrededor de 1.10 ± 0.15 . En el otro extremo, los sistemas binarios presentan una distribución bimodal y mucho más ancha.

Name	Type	$f_{20-100\text{ keV}}$ [$10^{-11}\text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$]	V [mag]	$\langle\sigma_V\rangle$ [mag]	RMS/ $\langle\sigma_V\rangle$	$\log L_{20-100\text{ keV}}$ [erg s^{-1}]	$\log L_V$ [erg s^{-1}]	α_{OX}
V709 Cas	CV,IP	5.9	14.00	0.07	1.16	32.58	31.71	1.02
IGR J00370+6122	HMXB,XP,Sg?	0.9	9.65	0.02	2.32	34.01	35.68	1.51
SMC X-1	HMXB,XP	34.3	13.23	0.06	1.01	38.24	36.92	0.94
4U 0115+634	HMXB,XP,T	18.5	15.20	0.23	2.15	36.15	34.32	0.84
RX J0146.9+6121	HMXB,XP,Be,T	1.5	11.42	0.04	1.07	34.04	34.82	1.34
NGC 788	AGN,Sy2	6.0	12.60	0.03	0.96	43.39	43.09	1.15
Mrk 1018	AGN,Sy1.5	1.7	13.84	0.05	0.98	43.81	43.55	1.14
NGC 985	AGN,Sy1	2.4	13.74	0.05	1.06	44.01	43.65	1.12
LS I+61 303	HMXB,?,M	3.0	10.70	0.02	1.18	34.36	35.11	1.33
NGC 1052	AGN,Sy2	1.7	11.38	0.03	0.90	41.97	42.70	1.33
NGC 1068	AGN,Sy2	2.4	9.99	0.02	1.37	43.66	44.80	1.39
NGC 1275	AGN,Sy2	3.8	12.51	0.04	1.03	43.35	43.27	1.17
1H 0323+342	AGN,Sy1	4.0	15.48	0.26	0.75	44.54	43.26	1.02
NGC 1365	AGN,Sy1.8	4.1	11.51	0.05	0.82	42.42	42.72	1.26
EXO 0331+530	HMXB,XP,Be,T	172.3	15.50	0.28	0.62	37.06	34.14	0.63
LEDA 15023	AGN,Sy2	1.9	15.78	0.23	0.90	43.90	42.83	0.98
3C120	AGN,Sy1/BLRG	8.0	14.00	0.05	1.21	44.30	43.31	1.01
UGC 3142	AGN,Sy1	4.9	15.12	0.22	0.59	44.71	43.49	0.96
Ark 120	AGN,Sy1	6.5	12.91	0.04	3.08	44.21	43.74	1.09
1A 0535+262	HMXB,XP,Be,T	8.7	9.00	0.01	10.46	34.62	35.59	1.37
NGC 2110	AGN,Sy2	17.9	12.74	0.04	0.81	43.37	42.53	1.06
Mrk 3	AGN,Sy2	9.5	12.88	0.04	0.93	43.57	42.95	1.09
Mrk 6	AGN,Sy1.5	4.3	13.68	0.06	0.88	43.54	42.94	1.07
IGR J07565-4139	AGN,Sy2	1.4	13.21	0.08	4.14	43.16	43.23	1.16
ESO 209-12	AGN,Sy1.5	2.2	14.60	0.21	0.70	43.92	43.24	1.07
FRL 1146	AGN,Sy1.5	2.1	14.15	0.23	0.61	43.69	43.22	1.10
MCG-01-24-012	AGN,Sy2	4.1	14.44	0.12	0.70	43.59	42.72	1.02
NGC 2992	AGN,Sy2	6.5	12.66	0.03	1.01	42.99	42.63	1.12
MCG-05-23-016	AGN,Sy2	14.5	13.12	0.05	0.84	43.36	42.47	1.03
NGC 3227	AGN,Sy1.5	11.3	12.06	0.04	0.37	42.58	42.21	1.12
NGC 3281	AGN,Sy2	5.1	12.67	0.04	1.20	43.12	42.85	1.15
Mrk 421	AGN,BL Lac	37.7	13.03	0.05	2.33	44.86	43.58	0.92
1E 1145.1-6141	HMXB,XP	27.5	12.66	0.15	0.48	36.38	35.38	1.00
2E 1145.5-6155	HMXB,XP	3.4	9.35	0.02	4.57	34.59	35.83	1.42
SWIFT J1200.8+0650	AGN,Sy2	1.7	14.45	0.07	0.81	43.73	43.23	1.09
NGC 4051	AGN,Sy1.5	3.6	12.21	0.05	0.77	41.62	41.69	1.20
NGC 4074	AGN,Sy2	2.2	14.23	0.05	0.80	43.45	42.93	1.09
NGC 4138	AGN,Sy1.9	2.6	11.87	0.05	1.09	41.72	42.06	1.27
NGC 4151	AGN,Sy1.5	30.5	11.49	0.04	4.57	42.86	42.29	1.08
NGC 4395	AGN,Sy1.8	2.1	14.03	0.08	0.65	40.68	40.26	1.09
NGC 4388	AGN,Sy2	24.6	12.22	0.04	1.15	43.58	42.81	1.06
3C 273	AGN,QSO	19.5	12.58	0.04	1.56	46.12	45.31	1.04
V* RT Cru	CV,Symb	5.2	12.15	0.11	1.32	-	-	1.18
LEDA 170194	AGN,Sy2	3.8	14.15	0.06	0.89	44.09	43.37	1.05
NGC 4593	AGN,Sy1	7.1	12.25	0.04	1.33	43.07	42.83	1.15
NGC4748	AGN,NLSy1	1.3	13.26	0.06	1.19	42.88	42.98	1.21
ESO 323-32	AGN,Sy2	1.8	13.11	0.05	0.87	43.03	43.04	1.22
3C 279	AGN,QSO/Blazar	2.2	15.60	0.25	1.82	46.32	45.26	1.02
Mrk 783	AGN,Sy1	2.2	15.33	0.14	1.07	44.38	43.42	1.01
NGC 4941	AGN,Sy2	1.1	12.40	0.03	0.89	41.60	42.11	1.29
ESO 323-77	AGN,Sy1.2	2.6	12.44	0.04	3.18	43.13	43.24	1.25
IGR J13091+1137	AGN,Sy2,XBONG	3.8	13.70	0.05	0.36	43.73	43.18	1.08
MCG-06-30-015	AGN,Sy1.2	4.1	13.23	0.06	0.72	42.75	42.36	1.09
NGC 5252	AGN,Sy1.9	4.8	13.44	0.05	0.89	43.77	43.22	1.09
IC 4329A	AGN,Sy1.2	20.9	13.19	0.05	1.03	44.09	43.00	0.98
NGC 5506	AGN,Sy1.9	14.9	12.93	0.05	0.72	43.21	42.38	1.02
NGC 5548	AGN,Sy1.5	3.0	13.14	0.05	0.70	43.31	43.08	1.15
H 1426+428	AGN,BL Lac	1.8	16.11	0.25	0.61	44.91	43.72	0.96
NGC 5643	AGN,Sy2	1.1	12.17	0.04	0.97	41.47	42.07	1.30
NGC 5995	AGN,Sy2	3.5	13.47	0.07	1.10	43.71	43.29	1.06
Sco X-1	LMXB,Z,M	462.3	12.70	0.03	7.21	36.64	34.40	0.76
IGR J16465-4507	HMXB,XP,SFXT?	1.7	14.43	0.34	0.73	35.51	35.01	1.09
ESO 138-1	AGN,Sy2	2.1	13.53	0.16	9.87	42.59	42.36	1.15
NGC 6221	AGN,Sy1/Sy2	2.1	11.90	0.07	0.41	42.07	42.49	1.29
NGC 6240	AGN,Sy2	5.4	13.06	0.05	1.72	43.87	43.42	1.13
Mrk 501	AGN,BL Lac	4.3	13.21	0.04	1.26	44.06	43.65	1.06
Her X-1	LMXB,XP	86.8	13.42	0.06	4.39	36.66	34.86	0.85
V2400 Oph	CV,IP	3.6	14.47	0.32	0.79	33.03	32.20	1.03
NGC 6300	AGN,Sy2	6.5	11.52	0.05	0.83	42.29	42.38	1.19
XTE J1739-302	HMXB,SFXT	1.7	14.43	0.11	1.82	34.04	33.54	1.09
IGR J17544-2619	HMXB,SFXT	0.8	12.79	0.06	0.67	33.99	34.48	1.28
LS5039	HMXB,NS,M	1.9	11.31	0.05	0.87	34.16	34.86	1.32

continúa en la página siguiente

continuación de la página anterior

Nombre	Tipo	$f_{20-100\text{ keV}}$ [$10^{-11}\text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$]	V [mag]	$\langle\sigma_V\rangle$ [mag]	$\text{RMS}/\langle\sigma_V\rangle$	$\log L_{20-100\text{ keV}}$ [erg s^{-1}]	$\log L_V$ [erg s^{-1}]	α_{OX}
ESO 103-35	AGN,Sy2	8.2	13.98	0.07	0.58	43.51	42.51	1.00
3C 390.3	AGN,Sy1	6.1	14.61	0.13	2.15	44.67	43.54	1.00
V1223 Sgr	CV,IP	8.1	13.51	0.11	1.85	33.42	32.62	1.04
XTE J1855-026	HMXB,XP,T	14.7	14.77	0.29	1.35	36.25	34.68	0.89
SS 433	HMXB,M	10.8	14.03	0.09	3.02	35.59	34.46	0.97
NGC 6814	AGN,Sy1.5	5.7	12.42	0.04	0.98	42.52	42.31	1.16
KS 1947+300	HMXB,XP,T	9.9	13.97	0.27	0.45	36.03	34.96	0.99
4U 1954+31	LMXB,NS,Symb	12.4	10.39	0.03	4.58	34.63	34.89	1.24
Cyg X-1	HMXB,BH,M	1392.2	8.90	0.01	7.26	36.87	35.67	0.96
ESO 399-20	AGN,Sy1	1.8	13.96	0.08	0.51	43.39	43.07	1.18
SS Cyg	CV,DN	4.1	11.75	0.03	85.06	32.10	32.30	1.23
Cyg X-2	LMXB,B,Z	22.1	14.69	0.18	1.12	36.68	34.97	0.86
Mrk 520	AGN,Sy1.9	4.1	13.49	0.05	1.18	43.81	43.31	1.09
NGC 7172	AGN,Sy2	7.9	12.66	0.04	0.88	43.11	42.66	1.10
QSO B2251-178	AGN,Sy1	6.7	14.20	0.09	0.85	44.77	43.78	1.00
NGC 7465	AGN,Sy2	2.6	12.82	0.03	0.88	42.44	42.40	1.18
NGC 7469	AGN,Sy1	4.5	12.70	0.04	0.78	44.43	44.21	1.14
MCG-02-58-022	AGN,Sy1.5	4.3	14.13	0.06	0.76	44.36	43.59	0.99

Tabla 9.1: Flujo en la banda de energía 20 – 100 keV, mediana de las magnitudes V , media de las estimaciones del error $\langle\sigma_V\rangle$, índice de variabilidad $\text{RMS}/\langle\sigma_V\rangle$, luminosidad en la banda de energía 20 – 100 keV, luminosidad en la banda V de Johnson e índice α_{OX} . Ver texto para más detalles.

9.2 Primer catálogo de fuentes variables observadas con la OMC

Como ya hemos comentado anteriormente la OMC observa, además de las contrapartidas ópticas de las fuentes de altas energías, el mayor número posible de fuentes de interés científico ópticamente variables presentes en su campo de visión. En esta sección detallamos el proceso de construcción del primer catálogo de fuentes variables observadas con la OMC, que ha sido desarrollado en colaboración con J. Alfonso Garzón.

9.2.1 Selección de las fuentes

En este primer catálogo de fuentes variables nos hemos limitado a aquellas fuentes del Archivo OMC que aparecen también en SIMBAD. Ello nos permite comparar fácilmente nuestros resultados con los previamente conocidos. En una siguiente versión del catálogo eliminaremos esta limitación y consideraremos todas las fuentes presentes en el Archivo OMC.

Para poder analizar correctamente la variabilidad de las fuentes, un primer requisito indispensable es disponer de un número aceptable de medidas fotométricas. Para ello hemos seleccionado del Archivo OMC aquellas fuentes con más de 300 puntos fotométricos. De esta forma nos aseguramos curvas de luz con un número suficiente de puntos que nos permita el estudio de la variabilidad y, cuando sea posible, su periodicidad. Con la finalidad de incluir sólo los datos de mayor calidad, hemos aplicado algunos criterios de selección a los puntos fotométricos individuales, de forma similar a la descrita anteriormente para las contrapartidas ópticas del 4º Catálogo IBIS/ISGRI (sección 9.1). Se han descartado aquellos puntos con algún problema en el procesamiento, los que tienen valores que se desvían más de 5σ de la media de su entorno cercano o los que tienen una relación señal a ruido < 3 . Tras esta criba obtenemos 6681 fuentes aptas para realizar un estudio detallado de su posible variabilidad.

9.2.2 Variabilidad y búsqueda de periodicidad

Para ver qué fuentes son variables el procedimiento seguido consiste en ajustar una recta con pendiente cero a cada curva de luz, lo que equivaldría a suponer que la fuente fuera constante. De cada ajuste se obtiene el χ^2 y su α correspondiente. Este parámetro indica la probabilidad de equivocarse al rechazar la hipótesis nula (que la fuente sea constante). Como compromiso se han considerado variables aquellas fuentes para las que se obtiene un valor de $\alpha < 0.05$ (es decir, la probabilidad de que la fuente sea variable es del 95%). De esta manera se encuentran 5653 fuentes variables.

Para determinar cuáles de estas fuentes son periódicas y hallar sus períodos, se ha desarrollado un algoritmo basado en el método PDM (*Phase Dispersion Minimization*, Stellingwerf 1978). Este método se basa en plegar la curva de luz para una serie de períodos de prueba. Para cada fuente y para cada período se calcula el parámetro Θ , que es el cociente entre la suma de las dispersiones en cada intervalo en que se divide la curva en fase y la dispersión total de la curva de luz. Las dispersiones de la curva plegada se han calculado respecto a una curva media, obtenida interpolando linealmente entre las medias de cada intervalo (en el método PDM original se utilizaban simplemente las medias de cada intervalo para calcular estas dispersiones). Se toma como valor del período aquel que minimiza este parámetro Θ . En la figura 9.9 describimos con un ejemplo práctico la aplicación de este método.

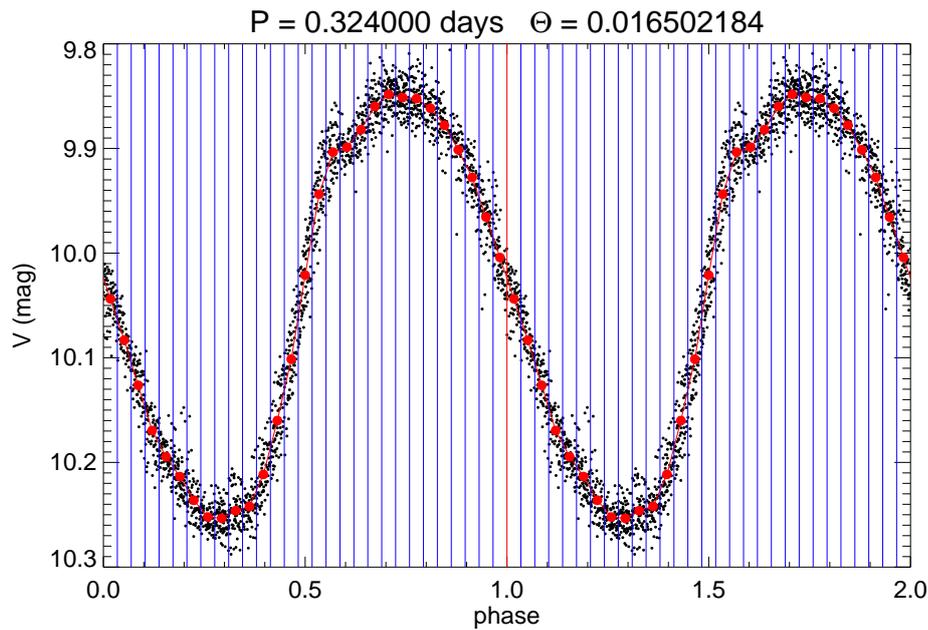


Figura 9.9: Descripción del método desarrollado para calcular el período. Curva plegada con el período encontrado para IOMC 0237000032. En negro se representan los puntos observacionales y en rojo la curva media utilizada para calcular la dispersión.

Para calcular el error del período el método utilizado consiste en ajustar una parábola al pico del periodograma (representación gráfica de Θ frente al período) correspondiente al mínimo. La abscisa del mínimo del periodograma proporciona el valor del período. El error se ha estimado como la distancia de éste a los puntos en los que Θ alcanza una altura igual a Θ_{min} más la dispersión del ajuste de la parábola.

Es importante notar que en todos los casos se obtiene un resultado para el período, aunque la fuente no sea realmente periódica o la curva no esté bien muestreada. Por este motivo, se ha realizado una inspección visual de los resultados para determinar si el período obtenido es válido.

9.2.3 Contenido del catálogo

En este primer catálogo de fuentes variables observadas con OMC, se proporciona información referente a la variabilidad para 5518 fuentes. Tras estudiar su posible periodicidad se han determinado períodos para aproximadamente 1250 fuentes. En

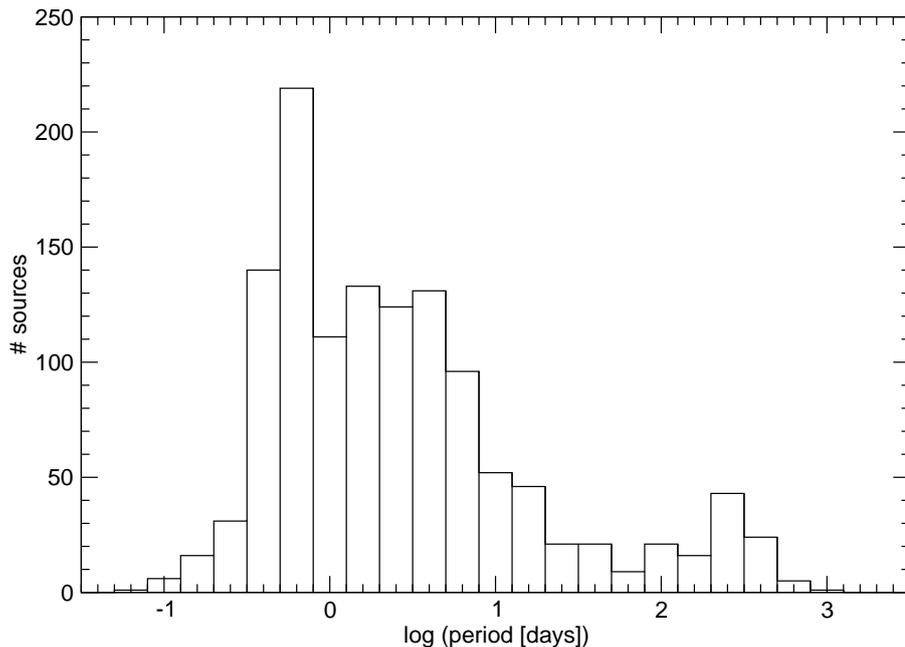


Figura 9.10: Histograma de los períodos obtenidos. Los valores típicos que se encuentran varían entre unas horas y 15 días, con un pico en torno a 15 horas.

la figura 9.10 mostramos la distribución de los períodos encontrados. Los valores típicos varían entre unas horas y unos 15 días, con un pico en torno a 15 horas. La escasez de períodos mayores de ~ 60 días es una consecuencia directa de la estrategia observacional de INTEGRAL. Las medidas fotométricas de una determinada fuente no están distribuidas uniformemente a lo largo del tiempo, sino que se encuentran concentradas alrededor de un número discreto de épocas correspondientes a las distintas observaciones realizadas por INTEGRAL del campo en cuestión. La duración de una observación es bastante variable, pero típicamente suele ser de una a dos semanas. Obviamente, cuanto mayor sea el período comparado con la duración de las observaciones individuales, más difícil será conseguir un buen recubrimiento en fase de la curva de luz.

Cabe destacar que los períodos de aproximadamente 1 día son difíciles de medir desde observatorios en tierra, debido a la complicación extra que supone la ventana observacional inducida por la rotación terrestre. Sin embargo, instrumentos en órbita como la OMC permiten observar estas fuentes ininterrumpidamente.

En muchos casos se han mejorado los resultados respecto a los de la literatura gracias, en parte, al gran intervalo de tiempo que cubren las observaciones de la OMC. Un ejemplo de ello puede verse en la figura 9.11.

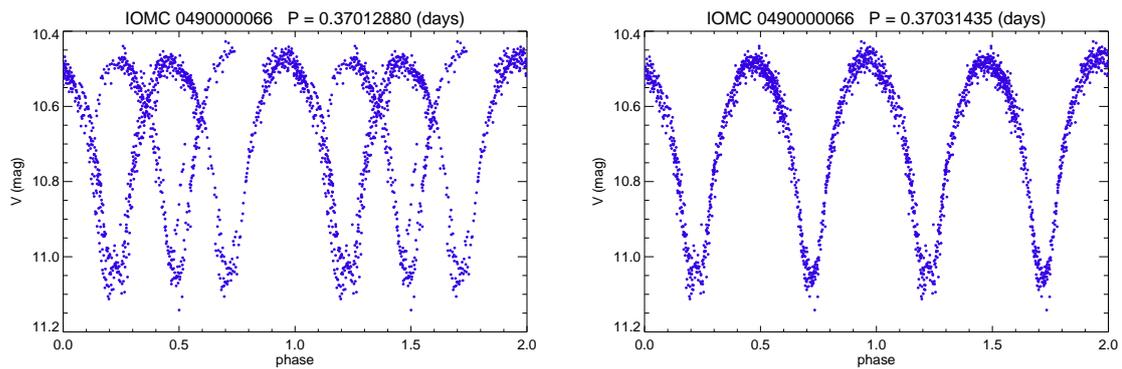


Figura 9.11: IOMC 0490000066 (V417 Aql). Es una binaria eclipsante del tipo W Ursa Majoris. Izquierda: Curva de luz plegada con el período de la literatura. Derecha: Curva plegada con el período obtenido en este trabajo. La diferencia, de sólo 0.00019 días (16 segundos), permite plegar correctamente la curva.

En las figuras 9.12–9.17 mostramos, a modo de ejemplo, algunas curvas de luz representativas de las que aparecen en este primer catálogo de fuentes variables observadas con la OMC, para las cuales se ha podido determinar un período. El catálogo completo se describe en detalle en [Alfonso-Garzón et al. \(2011\)](#).

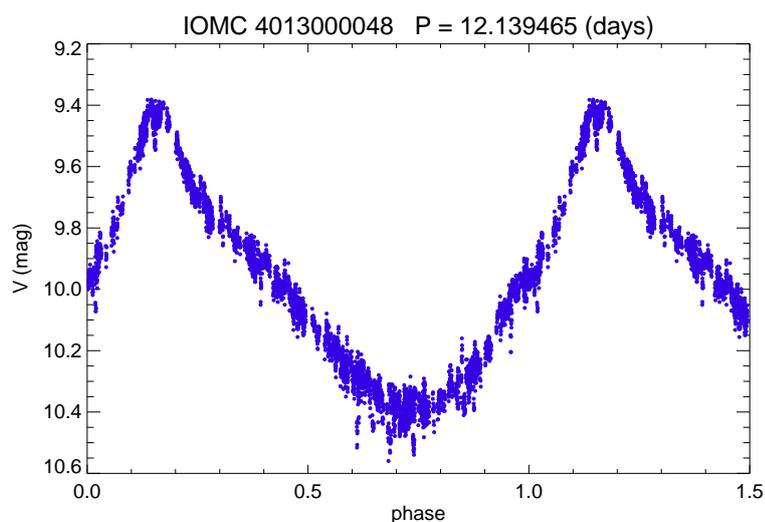


Figura 9.12: IOMC 4013000048 (RY Cas). Estrella pulsante clasificada como cefeida clásica (tipo δ Cephei). Los períodos de las cefeidas están comprendidos entre 1 y 100 días y obedecen la bien conocida relación período-luminosidad. De aquí que estos objetos tengan un importante papel como indicadores de distancia. En la mayoría de los casos, las curvas de luz de las cefeidas se caracterizan por un perfil más bien asimétrico, con un rápido ascenso hacia la luminosidad máxima y un descenso más lento hacia la mínima. Su amplitud va desde algunas centésimas hasta 2 magnitudes en V .

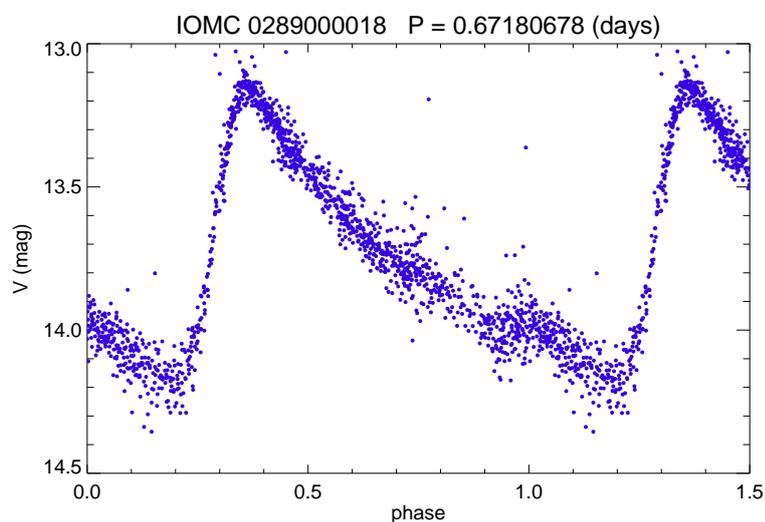


Figura 9.13: IOMC 0289000018 (BM Vir). Estrella pulsante de tipo RR Lyrae. En particular esta variable pertenece al subtipo conocido como RRAB. Este grupo se caracteriza por curvas de luz totalmente asimétricas, con una parte ascendente muy pronunciada, períodos entre 0.3 y 1.2 días, y amplitudes entre 0.5 y 2 magnitudes en V .

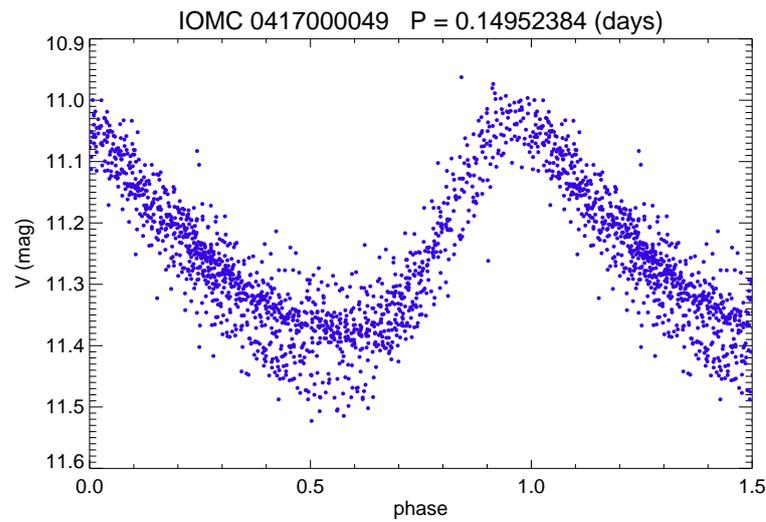


Figura 9.14: IOMC 0417000049 (V567 Oph). Estrella pulsante clasificada como δ Scuti. Estas variables presentan curvas de luz con amplitudes entre 0.003 y 0.9 magnitudes en V , y períodos entre 0.01 y 0.2 días. La forma de las curvas, los períodos y las amplitudes, generalmente presentan grandes variaciones. La variabilidad de algunas δ Scuti aparece esporádicamente y en ocasiones cesa completamente.

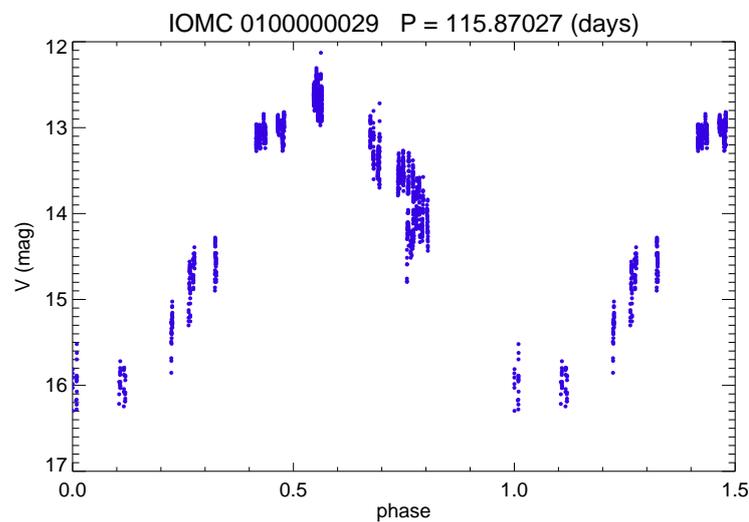


Figura 9.15: IOMC 0100000029 (FN Ori). Estrella pulsante de tipo Mira (o Ceti). Estas variables son gigantes rojas de largo período y curvas de luz con amplitudes entre 2.5 y 11 magnitudes en V . Su periodicidad está bien marcada y sus períodos se encuentran en el rango de 80 a 100 días.

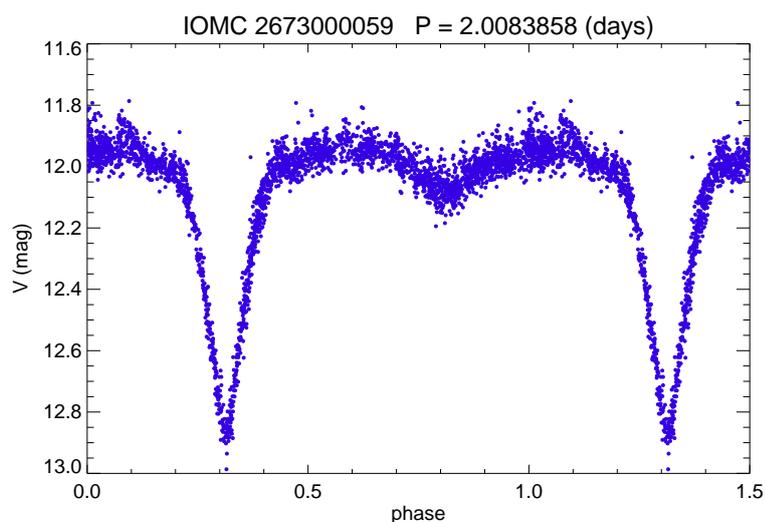


Figura 9.16: IOMC 2673000059 (GG Cyg). Binaria eclipsante de tipo Algol (β Persei). Las componentes de estas binarias son esféricas o ligeramente elipsoidales. En las curvas de luz es posible determinar el inicio y fin de los eclipses. Entre los eclipses la luz permanece prácticamente constante o varía ligeramente. El mínimo secundario puede estar ausente. El rango de períodos observados va de 0.2 a $\geq 10\,000$ días. Las amplitudes son también muy diferentes y pueden alcanzar varias magnitudes en V .

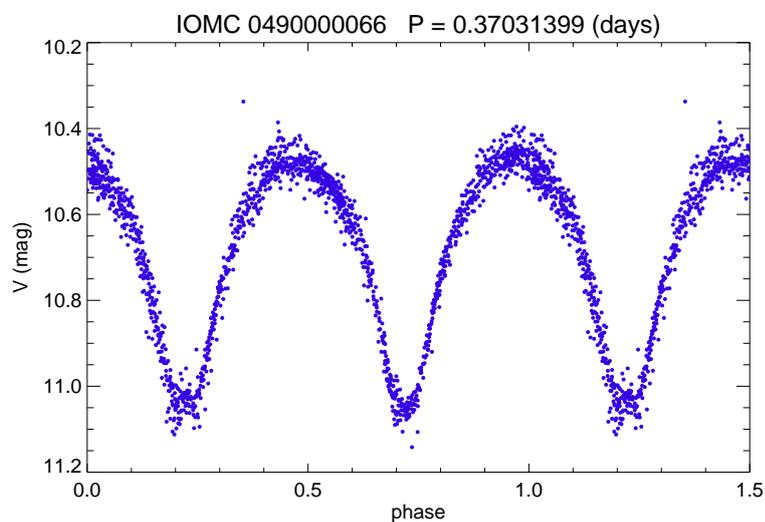


Figura 9.17: IOMC 0490000066 (V417 Aql). Binaria eclipsante de tipo W Ursae Majoris. Estos sistemas tienen períodos inferiores a 1 día y sus componentes elipsoidales están prácticamente en contacto. En las curvas de luz es imposible determinar el inicio y fin de los eclipses. La profundidad de los mínimos primarios y secundarios es prácticamente igual. Las amplitudes suelen ser inferiores a 0.8 magnitudes en V .

Parte IV

CONCLUSIONES Y BIBLIOGRAFÍA

Capítulo 10

Conclusiones

La cámara OMC a bordo de INTEGRAL ofrece, por primera vez, la oportunidad de realizar observaciones fotométricas de larga duración en el rango óptico, simultáneamente con las de rayos X y rayos γ . Las observaciones multifrecuencia son especialmente importantes en la astrofísica de altas energías, donde la variabilidad es típicamente rápida, imprevisible y de una gran amplitud. Sin embargo, la obtención de observaciones multifrecuencia, simultáneas desde tierra y desde el espacio, presenta una gran dificultad debido a las condiciones meteorológicas, a los requisitos de planificación o a problemas técnicos.

El trabajo presentado en esta memoria ha permitido cumplir, e incluso en algunos casos superar, las expectativas puestas en el instrumento OMC. A continuación listamos algunos de los logros más significativos.

- La definición y simulaciones del funcionamiento del algoritmo de centrado realizadas en tierra con anterioridad al lanzamiento de INTEGRAL, han permitido la determinación a bordo y en tiempo real del apuntado de la OMC con una precisión mejor que 1 píxel desde el inicio mismo de las operaciones. El paso de los años ha demostrado la robustez de este algoritmo, incluso en aquellos casos extremos en los que el apuntado inicial de INTEGRAL presenta un error anormalmente grande. El buen funcionamiento de este algoritmo es vital en el posicionamiento de las cajas de 11×11 píxeles que finalmente se transmiten a tierra.
- Se ha compilado el catálogo de entrada de la OMC ([Domingo et al. 2003](#)). Este

catálogo juega un importante papel en las operaciones científicas. Únicamente alrededor de un 1% de los píxeles del detector se transmiten a tierra en cajas de 11×11 píxeles. Por ello es necesario conocer, a priori, la posición de las fuentes a transmitir.

El catálogo de entrada incluye no sólo los objetos potencialmente de interés científico, sino también estrellas de referencia astrométrica y fotométrica. El éxito del funcionamiento del algoritmo de centrado de a bordo reside, en parte, en la selección de las estrellas de referencia astrométrica contenidas en el catálogo. Por otro lado, las estrellas fotométricas nos permiten realizar y monitorizar la calibración absoluta del instrumento.

Queremos remarcar el hecho de que la primera versión del catálogo fue compilada con anterioridad al lanzamiento de INTEGRAL en 2002. En esa época muchas de las herramientas y bases de datos que hoy están disponibles en la Web, o bien no existían o bien se encontraban en sus inicios.

- Se han definido los requisitos necesarios para la programación del software de apuntado (de Miguel & Domingo 2002), y posteriormente al lanzamiento se ha llevado a cabo su mantenimiento para adaptarlo a las condiciones reales de las operaciones en órbita. El software de apuntado crea los telecomandos que permiten configurar la cámara OMC en los modos de ciencia a partir de las fuentes incluidas en el catálogo de entrada.
- Previamente al lanzamiento de INTEGRAL, se definió la estrategia a seguir para calibrar el instrumento OMC. Esta estrategia ha sido revisada y actualizada en varias ocasiones, lo cual nos ha permitido llevar la OMC al máximo de sus posibilidades.

Para la calibración de aplanamiento del campo se ha programado un paquete completo de IRAF `o_cal_ff`, formado por tres tareas que permiten un análisis completamente automático a la vez que interactivo. `o_cal_ff` accede de forma fácil y directa a los datos de calibración obtenidos en el modo FFCal, pero sin perder la flexibilidad que proporcionan la mayoría de las tareas de IRAF. Permite la visualización de las imágenes en cada paso del procesamiento y, en caso necesario, la intervención humana para modificar los parámetros que se utilizan en todo el proceso.

La calibración fotométrica absoluta se realiza con la ayuda de otra herramienta dedicada, `o_cal_photometric`. Esta herramienta interactiva permite acceder a

las estrellas de referencia fotométrica presentes entre los datos científicos y ha sido desarrollada pensando también en la monitorización del instrumento. Por este motivo, esta herramienta puede ser usada fácilmente como una prueba de la bondad de los datos científicos, comparando las magnitudes derivadas con las catalogadas.

- Ha quedado de manifiesto la importancia que tiene la localización de los LED, o cualquier sistema de iluminación destinado a la calibración de aplanamiento del campo, respecto al eje óptico del instrumento. En cualquier caso, este sistema de iluminación debería simular, en lo posible, la luz de las fuentes a observar, tanto en lo que se refiere a longitud de onda como a su ángulo de incidencia.
- Se ha determinado el desalineamiento del instrumento OMC respecto al sistema de referencia del satélite. Gracias a la precisión alcanzada en la solución astrométrica ($\sigma \lesssim 0.1$ píxeles OMC), se ha podido analizar el efecto que tiene el entorno térmico, tanto local como global, sobre la alineación de la cámara OMC respecto a los telescopios de guiado.
- Se ha diseñado, implementado una parte importante, y mantenido la *Pipeline de análisis estándar* de OMC. Esta *pipeline* se encarga de analizar los datos científicos para generar los productos y resultados que son entregados a los observadores, y archivados para el uso posterior de la comunidad científica.
- El método iterativo desarrollado para el ajuste de la PSF y la determinación de los centroides ha demostrado ser muy robusto. Permite alcanzar una gran precisión incluso con una PSF deficientemente muestreada, como es el caso de la OMC. Una de las grandes ventajas de este método es su poca sensibilidad a la presencia de objetos cercanos que contaminan la abertura fotométrica.
- Se han desarrollado una serie de herramientas que permiten automatizar todas las tareas de mantenimiento de los archivos CON y NRT. Estas tareas incluyen la sincronización de los datos OMC con el archivo maestro en el ISDC, el procesamiento de los datos para generar las curvas de luz y la inserción de las nuevas curvas en la base de datos.
- La distribución de los datos ópticos obtenidos con OMC a través de nuestro portal Web permite que un mayor número de usuarios pueda acceder a ellos. En particular, el portal ha despertado un gran interés entre los investigadores de la comunidad de estrellas variables.

- Al finalizar la misión INTEGRAL se publicará el catálogo final de fuentes observadas y detectadas con OMC. Este catálogo contendrá alrededor de 40 000 fuentes, de las cuales unas 25 000 dispondrán de un número suficiente de puntos fotométricos para permitir un estudio de variabilidad.

Como paso previo a la construcción del catálogo final de la OMC, hemos analizado distintos grupos de fuentes y publicado algunos subcatálogos preliminares: *The second INTEGRAL AGN catalogue* (Beckmann et al. 2009), *OMC optical monitoring of sources in the 4th IBIS/ISGRI catalogue* (Domingo et al. 2010a) y, *The first INTEGRAL/OMC Catalogue of optically variable sources* (Alfonso-Garzón et al. 2010, 2011).

En el momento de escribir esta memoria está previsto que INTEGRAL continúe sus operaciones por lo menos hasta el año 2014, si no sufre problemas técnicos. El sistema de operación, calibración y archivado de los datos que hemos desarrollado permitirá continuar con la explotación científica de la OMC, aumentando la cobertura temporal de las curvas de luz monitorizadas. Una vez finalizada la misión procederemos al reprocesamiento global de todas las observaciones, con todas las mejoras que se vayan introduciendo en los algoritmos de análisis científico, dejando como resultado una base de datos pública con datos consistentes y de gran calidad.

Capítulo 11

Bibliografía

- ALCATEL Space. 2002, After Vacuum Test Report (Documentación de la misión INTEGRAL, Doc.No. ASPI-02-BO/IT/MP-31, Issue 01, Rev. 00)
- Alfonso-Garzón, J., Domingo, A., & Mas-Hesse, J. M. 2010, en Proceedings of the 8th INTEGRAL Workshop: The Restless Gamma-ray Universe. PoS(INTEGRAL 2010)069. Online at <http://pos.sissa.it/>
- Alfonso-Garzón, J., Domingo, A., Mas-Hesse, J. M., & Giménez, A. 2011, A&A, en preparación
- Amnuel, P. R., Guseinov, O. K., & Rakhamimov, S. I. 1982, Ap&SS, 82, 3
- Bade, N., Engels, D., Voges, W., et al. 1998, A&AS, 127, 145
- Beckmann, V., Soldi, S., Ricci, C., et al. 2009, A&A, 505, 417
- Bird, A. J., Bazzano, A., Bassani, L., et al. 2010, ApJS, 186, 1
- Burnight, T. R. 1949, Physical Review, 76, 165
- Caballero-García, M. D. 2003, Master thesis (Universitat de Barcelona)
- Calabretta, M. R. & Greisen, E. W. 2002, A&A, 395, 1077
- Churazov, E., Sunyaev, R., Revnivtsev, M., et al. 2007, A&A, 467, 529
- Courvoisier, T. J.-L., Walter, R., Beckmann, V., et al. 2003, A&A, 411, L53
- de Miguel, E. 2003, OMC User Manual (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/22000/HDK/001, issue 3.3)

- de Miguel, E. & Domingo, A. 2002, OMC Pointing Software Requirements (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/90000/SRD/001)
- de Miguel, E., Domingo, A., Mas-Hesse, J. M., March, M., & Díaz, E. 2002, OMC Calibration Strategy (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/22000/TNO/002, issue 3.0)
- Debosscher, J., Sarro, L. M., Aerts, C., et al. 2007, *A&A*, 475, 1159
- Domingo, A., Alfonso-Garzón, J., & Mas-Hesse, J. M. 2010a, en Proceedings of the 8th INTEGRAL Workshop: The Restless Gamma-ray Universe. PoS(INTEGRAL 2010)068. Online at <http://pos.sissa.it/>
- Domingo, A., Caballero, M. D., Figueras, F., et al. 2006a, The OMC Input Catalogue (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/UBA/22000/RPT/001, issue 5.0)
- Domingo, A., Caballero, M. D., Figueras, F., et al. 2003, *A&A*, 411, L281
- Domingo, A., Gutiérrez-Sánchez, R., Rísquez, D., et al. 2010b, en Highlights of Spanish Astrophysics V, ed. J. M. Diego, L. J. Goicoechea, J. I. González-Serrano, & J. Gorgas, 493–+
- Domingo, A., Mas-Hesse, J. M., & Díaz, E. 2001a, OMC Pointing Software Test Procedure (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/90000/PRO/001, issue 1.0)
- Domingo, A., Mas-Hesse, J. M., & Díaz, E. 2001b, OMC Pointing Software Version 2.1 Test Report (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/90000/RPT/001, issue 1.0)
- Domingo, A., Rísquez, D., Mas-Hesse, J. M., & de Miguel, E. 2006b, OMC Analysis ISSW Scientific Validation Report (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/70000/RPT/001, issue 3.4)
- Domínguez, R. M., Régulo, C., & Roca Cortés, T. 2004, en ESA SP-538: Stellar Structure and Habitable Planet Finding, ed. F. Favata, S. Aigrain, & A. Wilson, 309–311
- Dommanget, J. & Nys, O. 1994, *Communications de l’Observatoire Royal de Belgique*, 115, 1

-
- Downes, R. A., Webbink, R. F., Shara, M. M., et al. 2001, *PASP*, 113, 764
- Dubath, P., Rimoldini, L., Süveges, M., et al. 2011, *MNRAS*, 651
- Ebisawa, K., Bourban, G., Bodaghee, A., Mowlavi, N., & Courvoisier, T. J.-L. 2003, *A&A*, 411, L59
- ESA. 1997, ESA SP-1200, *VizieR Online Data Catalog (I/239)*
- ESA. 1999, Experiment Interface Document Part A for Instruments (Documentación de la misión INTEGRAL, Doc.No. EID Part A, Issue 1, Rev. 7)
- Fabricius, C., Høg, E., Makarov, V. V., et al. 2002, *A&A*, 384, 180
- Favre, P. 2004, Ph.D. Thesis (Geneva Observatory)
- Fichtel, C. E., Bertsch, D. L., Chiang, J., et al. 1994, *ApJS*, 94, 551
- Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Hunter, S. D., et al. 1990, *VizieR Online Data Catalog (IX/9)*
- Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Kniffen, D. A., et al. 1975, *ApJ*, 198, 163
- Forman, W., Jones, C., Cominsky, L., et al. 1978, *ApJS*, 38, 357
- Friedman, H. 1960, *AJ*, 65, 264
- Friedman, H., Lichtman, S. W., & Byram, E. T. 1951, *Physical Review*, 83, 1025
- Giacconi, R. 2009, *Experimental Astronomy*, 25, 143
- Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F. R., & Rossi, B. B. 1962, *Physical Review Letters*, 9, 439
- Greisen, E. W. & Calabretta, M. R. 2002, *A&A*, 395, 1061
- Gutiérrez, R., Solano, E., Domingo, A., & García, J. 2004, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 314, *Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII*, ed. F. Ochsenbein, M. G. Allen, & D. Egret, 153–+
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Bloom, S. D., et al. 1999, *ApJS*, 123, 79
- Hermesen, W., Swanenburg, B. N., Bignami, G. F., et al. 1977, *Nature*, 269, 494
- Høg, E., Bässgen, G., Bastian, U., et al. 1997, *A&A*, 323, L57

- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, *A&A*, 355, L27
- Hudcová, V., Hudec, R., Polcar, J., & Hroch, F. 2004, en *ESA Special Publication*, Vol. 552, 5th INTEGRAL Workshop on the INTEGRAL Universe, ed. V. Schoenfelder, G. Lichti, & C. Winkler, 789–+
- Kazarovets, A. V., Samus, N. N., Durlevich, O. V., et al. 1999, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4659, 1
- Kazarovets, V., Samus, N. N., & Durlevich, O. V. 1998, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4655, 1
- Keller, C. U. 1995, *Cellular and Molecular Life Sciences*, 51, 710
- Kholopov, P. N., Samus, N. N., Frolov, M. S., et al. 1998, *Combined General Catalogue of Variable Stars*, 4.1 Ed (II/214A)
- Kretschmar, P., Domingo, A., Nolan, K., & Soldan, J. 2004, *Instrument Specific Software for the OMC: Architectural Design Document (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. ISDC, issue 4.2)*
- Kukarkin, B. V. & Kholopov, P. N. 1982, *New catalogue of suspected variable stars (Moscow: Publication Office "Nauka")*
- Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Efremov, Y. N., & Kurochkin, N. E. 1965, en *Moscow, Acad. of Sciences USSR Shternberg*
- Kukarkin, B. V., Parenago, P. P., Efremov, Y. N., & Kholopov, P. N. 1951, en *Moscow, Acad. of Sciences USSR Shternberg*
- Kunth, D. 1998, *comunicación privada*
- Kuulkers, E., Shaw, S. E., Paizis, A., et al. 2007, *A&A*, 466, 595
- Lamb, R. C. & Macomb, D. J. 1997, *ApJ*, 488, 872
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lasker, B. M., Lattanzi, M. G., McLean, B. J., et al. 2008, *AJ*, 136, 735
- Lauer, T. R. 1999, *PASP*, 111, 1434
- Lee, H. T. & Chen, W. P. 2002, en *8th Asian-Pacific Regional Meeting, Volume II*, ed. S. Ikeuchi, J. Hearnshaw, & T. Hanawa, 161–162

-
- Leong, C., Kellogg, E., Gursky, H., Tananbaum, H., & Giacconi, R. 1971, *ApJ*, 170, L67+
- Levasseur-Regourd, A. C. & Dumont, R. 1980, *A&A*, 84, 277
- Levine, A. M., Lang, F. L., Lewin, W. H. G., et al. 1984, *ApJS*, 54, 581
- Lin, Y. C., Bertsch, D. L., Dingus, B. L., et al. 1996, *ApJS*, 105, 331
- Liu, Q. Z., van Paradijs, J., & van den Heuvel, E. P. J. 2000, *A&AS*, 147, 25
- Liu, Q. Z., van Paradijs, J., & van den Heuvel, E. P. J. 2001, *A&A*, 368, 1021
- Lund, N., Budtz-Jørgensen, C., Westergaard, N. J., et al. 2003, *A&A*, 411, L231
- Macomb, D. J. & Gehrels, N. 1999, *ApJS*, 120, 335
- Malizia, A., Bassani, L., Zhang, S. N., et al. 1999, *ApJ*, 519, 637
- Mas-Hesse, J. M. 1998, comunicación privada
- Mas-Hesse, J. M. 1999, Centering algorithms for OMC (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/22000/TNO/004)
- Mas-Hesse, J. M., Giménez, A., Culhane, J. L., et al. 2003a, *A&A*, 411, L261
- Mas-Hesse, J. M., Giménez, A., Domingo, A., de Miguel, E., & Díaz, E. 2003b, OMC Science Performance Report (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/INT/OSWT/RPT/003, issue 5.0)
- Mazy, E. 1999, Technical Notes on the FPA Straylight Performances (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. OMC/CSL/32000/TNO/002)
- Mazy, E., Defise, J. M., Plessier, J. Y., et al. 2003, *A&A*, 411, L269
- Much, R., Barr, P., Hansson, L., et al. 2003, *A&A*, 411, L49
- OMC Consortium. 2002, Experiment Interface Document Part B (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, Ref. OMC/INT/20000/ICD/001, Issue 6.1)
- Padovani, P. 1998, comunicación privada
- Padovani, P. & Giommi, P. 1995, *MNRAS*, 277, 1477
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 323, L49

- Pinkau, K. 1979, *Nature*, 277, 17
- Piquard, S., Halbwegs, J.-L., Fabricius, C., et al. 2001, *A&A*, 373, 576
- Rísquez, D. 2008, Ph.D. Thesis (Universidad Complutense de Madrid)
- Robbins, M. & Jerram, P. 2000, The Radiation Performance of Marconi CCDs (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. Marconi S&C 906/424, issue 1)
- ROSAT Consortium. 2000, *VizieR Online Data Catalog* (IX/37)
- Sarro, L. M., Debusscher, J., López, M., & Aerts, C. 2009, *A&A*, 494, 739
- Stellingwerf, R. F. 1978, *ApJ*, 224, 953
- Swanenburg, B. N., Bennett, K., Bignami, G. F., et al. 1981, *ApJ*, 243, L69
- Thompson, D. J., Bertsch, D. L., Dingus, B. L., et al. 1996, *ApJS*, 107, 227
- Thompson, D. J., Bertsch, D. L., Dingus, B. L., et al. 1995, *ApJS*, 101, 259
- Thompson, D. J., Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Kniffen, D. A., & Lamb, R. C. 1977, *ApJ*, 213, 252
- Turner, T. J., Nandra, K., Turcan, D., & George, I. M. 2001, *X-ray Astronomy: Stellar Endpoints, AGN, and the Diffuse X-ray Background*, 599, 991
- Ubertini, P., Lebrun, F., Di Cocco, G., et al. 2003, *A&A*, 411, L131
- Véron-Cetty, M. P. & Véron, P. 1996, *VizieR Online Data Catalog* (VII/188)
- Véron-Cetty, M. P. & Véron, P. 1998, *VizieR Online Data Catalog* (VII/207)
- Vargas, M., Goldwurm, A., Denis, M., et al. 1996, *A&AS*, 120, 291
- Vedrenne, G., Roques, J.-P., Schönfelder, V., et al. 2003, *A&A*, 411, L63
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 2000, *IAU Circ.*, 7432, 3
- Wallace, I., Eaton, T., Steward, R., & King, R. 2002, INTEGRAL-OMC CCD47-20 Accelerated Life Qualification Report (Documentación del proyecto INTEGRAL/OMC, ref. Marconi INT-EEV-RP-005, issue 1)

Walter, R., Favre, P., Dubath, P., et al. 2003, A&A, 411, L25

Walton, D. M., Thomas, P. D., Culhane, J. L., et al. 2003, A&A, 411, L275

White, N., Giommi, P., & Angelini, L. 2000, VizieR Online Data Catalog (IX/31)

Winkler, C., Courvoisier, T. J.-L., Di Cocco, G., et al. 2003, A&A, 411, L1

Parte V

APÉNDICES

Apéndice A

El equipo científico de la OMC

Un proyecto como INTEGRAL/OMC requiere la participación de numerosos investigadores. Además de los ingenieros de INTA y de los demás centros que han participado en las etapas de desarrollo del propio instrumento, actualmente el equipo científico de la OMC está compuesto por los siguientes miembros:

- Jose Miguel Mas Hesse (Investigador Principal).
- Albert Domingo Garau.
- Julia Alfonso Garzón.

En el pasado también formaron parte de este equipo científico:

- Álvaro Giménez Cañete (primer Investigador Principal).
- María Dolores Caballero García.
- Daniel Rísquez Oneca.

Albert Domingo Garau es responsable de las siguientes actividades:

- Catálogo de entrada de la OMC (actividad compartida en el pasado con María Dolores Caballero García).
- Software de apuntado.
- Diseño, implementación y mantenimiento de la *pipeline* de análisis científico.
- Desalineamiento de OMC respecto a los telescopios de guiado.

- Calibración del instrumento. Actualmente esta actividad está compartida con Julia Alfonso Garzón.
- Sincronización de los datos CON y NRT con el ISDC.
- Procesamiento científico de los datos CON.
- Monitorización del Bulbo Galáctico (desde junio de 2008).
- Monitorización del estado del instrumento (*housekeeping data*).

Albert Domingo Garau colabora en las siguientes actividades:

- Operación del instrumento.
- Algoritmo de centrado de a bordo.
- Base de datos y portal de acceso de la OMC.
- Explotación científica (incluyendo el catálogo final de la OMC).

Apéndice B

Formato del catálogo de entrada

B.1 OMC Main Catalogue

Contents of the OMC Main Catalogue			
Field	Bytes	Format	Description
R1	1- 13	I4,I6,3X	OMC Identifier
R2	14- 26	A12,1X	Object type
R3	27- 39	F12.8,1X	α , degrees (Epoch J2000.0, Equinox J2000.0)
R4	40- 52	F12.8,1X	δ , degrees (Epoch J2000.0, Equinox J2000.0)
R5	53- 63	F10.4,1X	Standard error in $\alpha \cdot \cos \delta$ at J2000.0 (arcsec)
R6	64- 74	F10.4,1X	Standard error in δ at J2000.0 (arcsec)
R7	75- 83	F8.2,1X	$\mu_\alpha \cdot \cos \delta$ (mas/yr)
R8	84- 92	F8.2,1X	μ_δ (mas/yr)
R9	93- 95	A2,1X	Source of astrometric data
R10	96-103	F7.1,1X	Source extent (arcsec)
R11	104-110	F6.3,1X	V (Johnson) magnitude
R12	111-116	F5.3,1X	σ_{V_J}
R13	117-119	A2,1X	Source of V (Johnson) magnitude
R14	120-126	F6.3,1X	$(B - V)_J$ (mag)
R15	127-129	A2,1X	Flag: Standard star for OMC
R16	130-132	A2,1X	Flag: Priority of the targets of interest
R17	133-134	A1,1X	Flag: Updating the OMC catalogue
R18	135-140	3I2	Updating date of the record

Remarks:

- **Field R1 : Identifier**

A procedure similar to that used for the designation of the identifiers in the Guide Star Catalogue (GSC) has been adopted for the OMC: a region number and a number within this region (the regions have the same boundaries as those in the GSC). For convenience, the last two bytes are blank.

- **Field R2 : Object type**

The SIMBAD object type coding system is adopted. Note that it emphasizes the physical nature of the object rather than a peculiar emission in some region of the electromagnetic spectrum.

- Bytes 1-3 Object type in SIMBAD
- Bytes 4-12 Other classifications from source catalogues (**WARNING: change in V0004**)

K- [Kholopov et al. \(1998\)](#)

P- [Padovani \(1998\)](#)

C- [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#)

D- [Downes et al. \(2001\)](#)

M- [Mas-Hesse \(1998\)](#)

T- [Piquard et al. \(2001\)](#)

GAM Gamma ray source according to our compilation (not in HEC)

XB ROSAT X-ray Bright Source

XF ROSAT X-ray Faint Source

HEC INTEGRAL Reference Catalogue at ISDC

CTT Candidates to classical T-Tauri stars

GKM Candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type

- **Field R9, 1st digit: Source of the astrometric data**

Codified as:

H Hipparcos

T Tycho-2

S SIMBAD

U UCAC2

- V GCVS group
- C [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#)
- P [Padovani \(1998\)](#)
- M [Mas-Hesse \(1998\)](#)
- B ROSAT X-ray Bright Source Catalogue
- F ROSAT X-ray Faint Source Catalogue
- E EGRET
- L [Landolt \(1992\)](#) (faint photometric standard stars)
- G GSC
- X INTEGRAL Reference Catalogue at ISDC (HEC)
- O Others from the ground

- **Field R9, 2nd digit: Source of the astrometric data**

Codified as:

- U No proper motion available (+0000.00 has been adopted)
- X Proper motion is greater than 9999.99 in absolute value (9998.00 value has been adopted)

- **Field R13, 1st digit: Source of the V (Johnson) magnitude**

The following categories are distinguished:

- H Hipparcos
- T Tycho-2
- S SIMBAD
- V GCVS group
- C [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#)
- P [Padovani \(1998\)](#)
- L [Landolt \(1992\)](#) (faint photometric standard stars)
- G GSC
- A CAGE database
- B UCAC2 observations
- O Others from the ground

U updated from OMC observations

- **Field R13, 2nd digit: Source of the V (Johnson) magnitude**

Depending on the original photometric system:

0 originally in the Johnson system

1 transformed from H_{Hip}

2 transformed from V_{Tycho}

3 transformed from other photometric systems

4 V_{Tycho} is given in R11 (not transformed)

5 B_{Tycho} or B (Johnson) are given in R11. (B_{Tycho} only if the 1st digit of R13 is 'T')

6 R11 is a photographic magnitude

9 R11 is given in other photometric system not listed above (not transformed)

- **Field R15, 1st digit: Standard star for OMC**

Three categories of standard are distinguished:

A Astrometric standard star

P Photometric standard star

B Both, astrometric and photometric standard star

- **Field R15, 2nd digit: Standard star for OMC**

For photometric standard stars, three categories are distinguished:

C Confirmed long-term stability by Hipparcos

S The star is a secondary photometric standard star (from Hipparcos + Tycho)

F Faint photometric standard star from other sources (WARNING: removed in V0004)

N New photometric standard star from OMC observations

- **Field R16: Priority of the targets of interest**

1 γ -ray sources without mosaics greater than 11×11 pixels² size (i.e. $R_{10} \leq 190$)

2 γ -ray sources with mosaics greater than 11×11 pixels² size (i.e. $R_{10} > 190$)

- 3 X-ray sources from ROSAT Bright Source Catalogue
- 4 Candidates to Classical T-Tauri stars
- 5 Candidates to cool dwarfs of G-K-M spectral type
- 6 Optical variable sources (galactic and extragalactic variable stars, AGNs, radio-galaxies, HII galaxies...) relatively non contaminated by other stars. No priority has been adopted for sources with V (Johnson) ≥ 18
- 7 The rest of optical variable sources with V (Johnson) < 18
- 8 X-ray sources from ROSAT Faint Source Catalogue

- **Field R17: Updating the OMC catalogue**

Several categories are distinguished:

- 1 Newly discovered optical counterparts of high-energy sources from INTEGRAL
- 2 Other sources of interest from ground-based observations or other space missions (not used).
- 3 Sources from INTEGRAL Reference Catalogue at ISDC
- 4 Sources from Extended Catalogue at ISOC.
- 5 Sources from INTEGRAL AO-N releases (where N is an integer number).

B.2 OMC Cross-identification Catalogue

Contents of the OMC Cross-identification Catalogue			
Field	Bytes	Format	Description
C1	1- 13	I4,I6,3X	OMC Identifier
C2	14- 26	A12,1X	Object type
C3	27- 51	I10,15X	2MASS Unique source identifier (WARNING: change in V0004)
C4	52- 58	I6,1X	HIPPARCOS number
C5	59- 71	I4,I6,I2,1X	TYCHO number
C6	72- 83	I5,I6,1X	GSC number
C7	84- 91	I6,A1,1X	HD number
C8	92-102	I3,1X,I5,A1,1X	BD number
C9	103-113	I3,1X,I5,A1,1X	CoD number
C10	114-124	I3,1X,I5,A1,1X	CPD number
C11	125-137	A12,1X	Variable star name
C12	138-144	I5,A1,1X	NSV/NSVS number
C13	145-161	A16,1X	CCDM number
C14	162-174	A12,1X	INTEGRAL source name (IGR) (WARNING: change in V0004)
C15	175-191	A16,1X	ROSAT source name (1RXS)
C16	192-208	A16,1X	HEC source identifier (WARNING: change in V0004)
C17	209-225	A16,1X	OMC Identifier in the Extended Catalogue
C18	226-244	A18,1X	Other X-catalogue name
C19	245-263	A18,1X	Gamma source name
C20	264-299	A35,1X	SIMBAD Basic Identifier
C21	300-302	A2,1X	Source of the optical counterpart identification
C22	303-318	A15,1X	Spectral type
C23	319-325	F6.3,1X	Mag. at max. brightness (magMax)
C24	326-332	F6.3,1X	Mag. at min. brightness (magMin)
C25	333-335	A2,1X	The photometric system for mags. (GCVS)
C26	336-352	F16.10,1X	Period of the variable star (days)
C27	353-397	5(I4,I4,1X)	Proposal numbers
C28	398-398	A1	Relevant Flags for the source compilation

Remarks:

- **Field C3: 2MASS Unique source identifier** (WARNING: included in V0004)
This is the *pts key* star identification number found in the 2MASS point source catalog. It is a 4-byte integer greater than 0.
- **Field C14: INTEGRAL source name** (WARNING: change in V0004)
It is based on J2000 position (format JHHMMm+DDMM)
- **Field C15: ROSAT source name (1RXS)**
ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue name. It is based on J2000 position (format JHHMMSS.S+DDMMSS). One can get the complete standard name by adding 1RXS to the C15 field. Sources from ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalogue have also this designation.
- **Field C16: HEC source identifier** (WARNING: included in V0004)
SOURCE_ID in HEC (High Energy Catalog) at ISDC. It is based on J2000 position (format JHHMMSS.S+DDMMSS)
- **Field C17: OMC Identifier from ISOC**
From the OMC Extended Catalogue at ISOC. One can get the complete standard name by adding IOMC to the C17 field.
- **Field C18: Other X-catalogues name**
X-ray source name not listed above. This field and C19 are the only fields which include an acronym with the identifier. The following priorities have been established:
 1. **2E** (Einstein obs. 2nd version)
 2. **2A** (Ariel satellite list 2)
 3. **3A** (Ariel satellite list 3)
 4. **AX** (ASCA satellite X-ray)
 5. **2S** (SAS-3 satellite list 2)
 6. **Granat** (Granat satellite)
- **Field C19: Gamma source name**
Gamma source name including an acronym of the source catalogue. The following priorities have been established:

1. **3EG** (Third EGRET Gamma-ray Catalogue)
2. **1CG** (1st Cos B)
3. **2CG** (2nd Cos B)
4. **2EG** (2nd EGRET Gamma-ray Catalogue)
5. **2EGS** (2nd EGRET Gamma-ray Catalogue Supplement)
6. **GRO** (Compton Gamma Ray Observatory)
7. **GeV** ([Lamb & Macomb 1997](#))

- **Field C20: SIMBAD Basic Identifier**

- **Field C21: Source of the optical counterpart identification** (Not yet implemented)

The optical counterpart of the high energy source has been obtained from:

- **X**: XMM Input Catalogue
- **S**: SIMBAD
- **H**: HEASARC
- **I**: individual papers

- **Field C27: Proposal Numbers**

The first four digits indicates the number assigned to the individual proposal made by the observer, the other four is a running number of each of the objects proposed to be observed.

- **Field C28: Relevant Flags for the source compilation**

- 1 NSV source not appearing both in SIMBAD and in GCVS (Vols I-III, IV).
- 2 NSV Supp. source not appearing in SIMBAD as variable.
- 3 GCVS (Vols. I-III) source not appearing in SIMBAD.
- 4 Name-list 74 source not appearing in SIMBAD as variable.
- 5 GCVS (Vol. V) source not appearing in SIMBAD.
- a [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#) source not appearing in SIMBAD as AGN (and subtypes) or Q?, or simply not appearing in SIMBAD.

- b** [Padovani \(1998\)](#) source not appearing in SIMBAD as AGN (and subtypes) or Q?, or simply not appearing in SIMBAD and also not appearing in [Véron-Cetty & Véron \(1998\)](#).
- c** Source from [Mas-Hesse \(1998\)](#) compilation not appearing in SIMBAD as AGN (and subtypes), Q?, H2G, EmG, rG or BCG, or simply not appearing in SIMBAD and also not appearing both in Véron and in Padovani catalogues.

Apéndice C

Estadística de tipos de objetos del catálogo de entrada

En las siguientes tablas presentamos la estadística del tipo de objeto de aquellas fuentes del catálogo de entrada de la OMC (versión 5), que también están en SIMBAD. El campo *Code* indica la clasificación del tipo de objeto en SIMBAD, adoptada también en nuestro catálogo. Los campos *Numeric* y *Standard name* reflejan la estructura jerárquica de la clasificación de SIMBAD.

Numeric	Standard name	Code	N. Objects	Extended Explanation
12.13.01.0:	EB*	EB*	1503	Eclipsing binary
12.13.01.1:	EB*Algol	Al*	2970	Eclipsing binary of Algol type
12.13.01.2:	EB*betLyr	bL*	642	Eclipsing binary of beta Lyr type
12.13.01.3:	EB*WUMa	WU*	516	Eclipsing binary of W UMa type
12.13.02.0:	SB	SB*	546	Spectroscopic binary
12.13.11.0:	CataclyV*	CV*	62	Cataclysmic Variable Star
12.13.11.2:	DQHer	DQ*	23	Cataclysmic Var. DQ Her type
12.13.11.3:	AMHer	AM*	44	Cataclysmic Var. AM Her type
12.13.11.5:	Nova-like	NL*	75	Nova-like Star
12.13.11.6:	Nova	No*	436	Nova
12.13.11.7:	DwarfNova	DN*	370	Dwarf Nova
12.13.12.0:	XB	XB*	15	X-ray Binary
12.13.12.2:	LMXB	LXB	213	Low Mass X-ray Binary
12.13.12.3:	HMXB	HXB	150	High Mass X-ray Binary
14.05.00.0:	V*?	V*?	103	Star suspected of Variability
14.06.16.1:	WD*ZZCet	ZZ*	21	Variable White Dwarf of ZZ Cet type
14.06.25.3:	TTau*	TT*	638	T Tau-type Star

228 Apéndice C. Estadística de tipos de objetos del catálogo de entrada

Numeric	Standard name	Code	N. Objects	Extended Explanation
14.09.00.0:	V*	V*	17 673	Variable Star
14.09.01.0:	Irregular-V*	Ir*	428	Variable Star of irregular type
14.09.01.1:	Orion-V*	Or*	852	Variable Star of Orion Type
14.09.01.2:	Rapid-Irreg-V*	RI*	148	Variable Star with rapid variations
14.09.03.0:	Eruptive*	Er*	31	Eruptive variable Star
14.09.03.1:	Flare*	Fl*	1107	Flare Star
14.09.03.2:	FUOr	FU*	5	Variable Star of FU Ori type
14.09.03.4:	Erupt*RCrB	RC*	22	Variable Star of R CrB type
14.09.04.0:	RotV*	Ro*	17	Rotationally variable Star
14.09.04.1:	RotV*alf2CVn	a2*	189	Variable Star of alpha2 CVn type
14.09.04.2:	RotV*Ell	El*	51	Elliptical variable Star
14.09.04.3:	Pulsar	Psr	928	Pulsars
14.09.04.4:	BYDra	BY*	92	Variable of BY Dra type
14.09.04.5:	RSCVn	RS*	163	Variable of RS CVn type
14.09.05.0:	PulsV*	Pu*	1943	Pulsating variable Star
14.09.05.1:	Mira	Mi*	4591	Variable Star of Mira Cet type
14.09.05.2:	RRLyr	RR*	5705	Variable Star of RR Lyr type
14.09.05.3:	Cepheid	Ce*	758	Classical Cepheid variable Star
14.09.05.4:	PulsV*semi-reg	sr*	2802	Semi-regular pulsating Star
14.09.05.5:	PulsV*delSct	dS*	176	Variable Star of delta Sct type
14.09.05.6:	PulsV*RVTau	RV*	91	Variable Star of RV Tau type
14.09.05.7:	PulsV*WVir	WV*	84	Variable Star of W Vir type
14.09.05.8:	PulsV*bCep	bC*	121	Variable Star of beta Cep type
14.09.05.9:	deltaCep	cC*	469	Classical Cepheid (delta Cep type)
14.09.09.0:	Symbiotic*	Sy*	45	Symbiotic Star
15.07.00.0:	RadioG	rG	1821	Radio Galaxy
15.08.00.0:	HII-G	H2G	138	HII Galaxy
15.10.00.0:	QSO-Candidate	Q?	6273	Possible Quasar
15.11.00.0:	EmG	EmG	1139	Emission-line galaxy
15.12.00.0:	StarburstG	SBG	3	Starburst Galaxy
15.13.00.0:	BlueCompG	BCG	4	Blue compact Galaxy
15.15.00.0:	AGN	AGN	549	Active Galaxy Nucleus
15.15.01.0:	LINER	LIN	40	LINER-type Active Galaxy Nucleus
15.15.02.0:	Seyfert	SyG	205	Seyfert Galaxy
15.15.02.1:	Seyfert-1	Sy1	584	Seyfert 1 Galaxy
15.15.02.2:	Seyfert-2	Sy2	486	Seyfert 2 Galaxy
15.15.03.0:	Blazar	Bla	7	Blazar
15.15.03.1:	BLLac	BLL	436	BL Lac - type object
15.15.04.0:	QSO	QSO	10 994	Quasar
			4638	Other object types

Apéndice D

Fichero de entrada del SW de apuntado

Toda la información referente a un determinado apuntado, incluyendo las fuentes requeridas por el observador, se encuentra en el fichero de entrada del software de apuntado. El formato de este fichero es el siguiente:

Row	Format	Description
R1	A1	OMC mode: S: science
R2	A1	OMC Submode: N: Normal F: Fast
R3	I4	Allocated number of TM packets per cycle
R4	I6	Duration of pointing in seconds
R5	F12.8	Right Ascension (α) in degrees (J2000.0) of the OMC boresight
R6	F12.8	Declination (δ) in degrees (J2000.0) of the OMC boresight
R7	F12.8	Position angle in degrees of the OMC instrument
R8	I2	Number of provided sources (S)
R9-R(8+S)	F12.8, X, F12.8, X, F12.8, X, F6.3, X, F5.3,	Right Ascension (α) in degrees (J2000.0) Declination (δ) in degrees (J2000.0) Extension in degrees V (Johnson) magnitude σV_J This value will always be zero
R(9+S)	A10	Date that pointing starts in format yyyy-mm-dd (T 0)
R(10+S)	I8	Pointing Identifier in format rrrrrnnn

Apéndice E

Fichero de salida del SW de apuntado

El fichero de salida del software de apuntado incluye los telecomandos que permiten configurar la OMC en modo científico. Estos telecomandos contienen toda la información necesaria para la adquisición de las imágenes, como por ejemplo el tiempo de integración, el número y tipo de tomas a efectuar y, tal vez la parte más crítica, la posición de las ventanas del CCD que van a ser finalmente transmitidas a tierra.

En las siguientes páginas se describe el formato y contenido del fichero de salida del software de apuntado.

Row	Format	Description
R1	A1	OMC mode: S: science
R2	A1	OMC Submode: N: Normal F: Fast
R3	I4	Allocated number of TM packets per cycle
R4	I6	Duration of pointing in seconds
R5	F12.8	Right Ascension (α) in degrees (J2000.0) of the OMC boresight
R6	F12.8	Declination (δ) in degrees (J2000.0) of the OMC boresight
R7	F12.8	Position angle in degrees of the OMC instrument
R8	I2	Number of provided sources (S)
R9-R(8+S)	F12.8,X, F12.8,X, F12.8,X, F6.3,X, F5.3	Right Ascension (α) in degrees (J2000.0), Declination (δ) in degrees (J2000.0), Extension in degrees, V (Johnson) magnitude, σ_{VJ} .
R(9+S)	A10	Date that pointing starts in format yyyy-mm-dd (T o)
R(10+S)	I8	Pointing Identifier in format rrrrnnnn
R(11+S)	I2	Number of Integrations(shots) in IM_A (I)
R(12+S, 11+S+I)	I2,X, A1,X, I3,X, I3,X, I1,X	For each Integration/shot: shot identifier (1-57), shot type (C=Centring, P=Photometric, S=Science). Integration time in seconds. Priority. Gain Switch (0-1)
R(12+S+I)	I3	Total Number of windows (W)
R(13+S+I, 12+S+I+W)	I10,3X, I2,X, I1,X, A1,X, I4,X, I4,X, I2,X, A1,X, F12.8,X,	For each window: Identifier of source in OMC catalogue, Target rank within subtable (1-57) as in IM_B command Current subtable (1-4) as in IM_B command Target type (C=Centring, D=Dark Current, F=Faint Photometric, P=Photometric, S=Science) X position of the subwindow reference coordinate Y position of the subwindow reference coordinate Size of subwindow Origin flag (P=Provided Source, C=Catalogue Source)

Row	Format	Description
	F12.8,X, F12.8,X, F6.3,X, F5.3	Right Ascension (α) in degrees (J2000.0) Declination (δ) in degrees (J2000.0) Source extension in degrees V (Johnson) magnitude Uncertainty in V magnitude (σ_V)
R(13+S+I+W)	I3,X, I3,X, I4,X, I4,X	IM_A telecommand contents: Sub mode identifier (6=Normal, 7 =Fast) Number of shots (1-57) Pointing Identifier: Revolution number Pointing Identifier: Number within revolution
R(14+S+I+W, 24+S+I+W)	10(Z4,2X)	IM_A telecommand contents: 11 rows of data for 5 shots in HEX format; each shot contains 32 bits of data
R(25+S+I+W)	4(Z4,2X)	IM_A telecommand: last 2 shots data.
R(26+S+I+W)	I3,X, I2,X, I2,X, I4,X, I4,X, I4,X	IM_B telecommand contents: FID (1-7) in relation to command number Current Sub Table id (1-4) Number of sub tables (IM_B TCs 1-4) Pointing Identifier: Revolution number Pointing Identifier: Number within revolution Number of targets/Windows in this command (1-57)
R(27+S+I+W, 37+S+I+W)	10(Z4,2X)	IM_B telecommand contents: 11 rows of data for 5 shots in HEX format; each shot contains 32 bits of data
R(38+S+I+W)	4(Z4,2X)	IM_B telecommand: last 2 shots data.
Repeat the IM_B contents part for each IM_B Telecommand		

A continuación listamos una salida típica del software de apuntado. Esta consta de una cabecera, la lista de la secuencia de tomas a realizar, una lista de fuentes y, finalmente, el contenido del telecomando IM.A y el de los cuatro IM.B en formato hexadecimal.

```

S
N
0005
002400
287.67775000
+10.64178330
074.50101740
01
288.79791670 010.94555560 000.00000000 12.500 0.050
2007-04-24
05530034
27
01 C 010 010 0
02 P 010 010 0
03 S 010 106 0
04 S 050 106 0
05 S 200 106 0
06 S 010 106 0
07 S 050 106 0
08 S 200 106 0
09 S 010 106 0
10 S 050 106 0
11 S 200 106 0
12 S 010 106 0
13 S 050 106 0
14 S 200 106 0
15 S 010 106 0
16 S 050 106 0
17 S 200 106 0
18 S 010 106 0
19 S 050 106 0
20 S 200 106 0
21 S 010 106 0
22 S 050 106 0
23 S 200 106 0
24 S 010 106 0
25 S 050 106 0
26 S 200 106 0
27 S 010 106 0
126
1048000005 01 1 C 0238 0111 31 C 285.44974441 +11.45521234 000.00000000 07.750 0.020
1040000010 02 1 C 0677 0089 31 C 285.94001779 +09.36991505 000.00000000 07.164 0.019
1044000018 03 1 C 0541 0372 31 C 287.10068877 +10.38026285 000.00000000 08.310 0.020
1041000002 04 1 C 0811 0435 31 C 287.75696262 +09.19701989 000.00000000 08.925 0.022
1049000005 05 1 C 0264 0619 31 C 287.91335878 +11.99866246 000.00000000 08.130 0.019
1046000001 06 1 C 0535 0812 31 C 289.19343623 +10.97965156 000.00000000 08.280 0.020
1046000005 07 1 C 0833 0842 31 C 289.71980830 +09.61807027 000.00000000 06.318 0.018
1048000020 08 1 C 0144 0347 31 C 286.45080373 +12.20755740 000.00000000 07.517 0.019

```

1048000019	09	1	C	0325	0280	31	C	286.37381579	+11.26979560	000.00000000	07.645	0.019
1045000010	10	1	C	0481	0551	31	C	287.87535484	+10.89424042	000.00000000	08.096	0.020
1053000030	11	1	P	0040	0914	11	C	288.97361771	+13.46017660	000.00000000	10.661	0.050
1049000015	12	1	P	0111	0898	11	C	288.99162353	+13.10818698	000.00000000	07.920	0.020
1046000005	13	1	P	0843	0852	11	C	289.71980830	+09.61807027	000.00000000	06.318	0.018
1049000001	14	1	P	0378	0460	11	C	287.24167793	+11.29353927	000.00000000	06.642	0.018
1041000009	15	1	P	0892	0576	11	C	288.47327339	+09.03322239	000.00000000	07.076	0.019
1044000004	16	1	P	0617	0049	11	C	285.60727108	+09.63305338	000.00000000	07.428	0.019
1046000015	17	1	P	0662	0997	11	C	290.17928857	+10.65263588	000.00000000	08.229	0.020
1040000014	18	1	P	0880	0104	11	C	286.22122396	+08.47627757	000.00000000	08.548	0.021
1045000007	19	1	P	0624	0476	11	C	287.64555678	+10.16138908	000.00000000	08.890	0.022
1050000001	20	1	P	0409	0854	11	C	289.16985935	+11.65692452	000.00000000	09.187	0.026
9999999999	21	1	D	1055	0202	07	C	999.99999999	+99.99999999	999.99999999	99.999	9.999
9999999999	22	1	D	1055	0402	07	C	999.99999999	+99.99999999	999.99999999	99.999	9.999
9999999999	23	1	D	1055	0602	07	C	999.99999999	+99.99999999	999.99999999	99.999	9.999
9999999999	24	1	D	1055	0802	07	C	999.99999999	+99.99999999	999.99999999	99.999	9.999
9888000001	25	1	S	0530	0743	11	P	288.79791670	+10.94555560	000.00000000	12.500	0.050
1040000044	26	1	S	0768	0151	11	C	286.33334351	+09.04166698	000.08333333	99.999	9.999
1040000044	27	1	S	0779	0151	11	C	286.33334351	+09.04166698	000.08333333	99.999	9.999
1040000044	28	1	S	0768	0162	11	C	286.33334351	+09.04166698	000.08333333	99.999	9.999
1040000044	29	1	S	0779	0162	11	C	286.33334351	+09.04166698	000.08333333	99.999	9.999
1040000045	30	1	S	0745	0266	11	C	286.80933333	+09.32200000	000.00016667	99.999	9.999
1044000030	31	1	S	0755	0350	11	C	287.22116089	+09.38469410	000.00011111	99.999	9.999
1045000044	32	1	S	0677	0411	11	C	287.40792847	+09.83027840	000.02000000	16.400	9.999
1049000033	33	1	S	0276	0533	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	34	1	S	0287	0533	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	35	1	S	0298	0533	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	36	1	S	0309	0533	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	37	1	S	0320	0533	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	38	1	S	0276	0544	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	39	1	S	0287	0544	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	40	1	S	0298	0544	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	41	1	S	0309	0544	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	42	1	S	0320	0544	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	43	1	S	0276	0555	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	44	1	S	0287	0555	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	45	1	S	0298	0555	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	46	1	S	0309	0555	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	47	1	S	0320	0555	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	48	1	S	0276	0566	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	49	1	S	0287	0566	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	50	1	S	0298	0566	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	51	1	S	0309	0566	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	52	1	S	0320	0566	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	53	1	S	0276	0577	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	54	1	S	0287	0577	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	55	1	S	0298	0577	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	56	1	S	0309	0577	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1049000033	57	1	S	0320	0577	11	C	287.59000000	+11.79000000	000.25000000	99.999	9.999
1045000049	01	2	S	0729	0622	11	C	288.47916660	+09.86000000	000.03333333	99.999	9.999
1045000050	02	2	S	0516	0738	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	03	2	S	0527	0738	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	04	2	S	0538	0738	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	05	2	S	0516	0749	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	06	2	S	0527	0749	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999

1045000050	07	2	S	0538	0749	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	08	2	S	0516	0760	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	09	2	S	0527	0760	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1045000050	10	2	S	0538	0760	11	C	288.82083130	+10.96833324	000.13888889	99.999	9.999
1053000030	11	2	F	0040	0914	11	C	288.97361771	+13.46017660	000.00000000	10.661	0.050
1044000019	12	2	F	0497	0408	11	C	287.15536292	+10.66737543	000.00000000	10.020	0.020
1049000002	13	2	F	0362	0500	11	C	287.41208244	+11.42125773	000.00000000	09.973	0.037
1046000008	14	2	F	0633	0934	11	C	289.84033511	+10.70569133	000.00000000	09.904	0.035
1046000009	15	2	F	0619	0954	11	C	289.91915160	+10.79670944	000.00000000	09.887	0.036
1044000025	16	2	S	0415	0165	11	C	285.88791000	+10.73208000	000.02263889	99.999	9.999
1048000037	17	2	S	0205	0419	11	C	286.81711000	+12.05042000	000.00000000	99.999	9.999
1041000027	18	2	S	0840	0444	11	C	287.78082000	+09.10653000	000.04225000	99.999	9.999
1042000032	19	2	S	0873	0748	11	C	289.26624000	+09.34361000	000.01205556	99.999	9.999
1047000017	20	2	S	0222	0025	11	C	284.96236222	+11.44489278	000.00000000	07.900	9.999
1047000018	21	2	S	0145	0059	11	C	285.01749435	+11.85409825	000.00000000	14.000	9.999
1048000029	22	2	S	0210	0123	11	C	285.40833333	+11.63500000	000.00000000	13.200	9.999
1048000030	23	2	S	0109	0232	11	C	285.79129583	+12.25237778	000.00000000	10.200	9.999
1040000027	24	2	S	0809	0054	11	C	285.89166667	+08.74111111	000.00000000	99.999	9.999
1044000020	25	2	S	0555	0153	11	C	286.01929167	+10.06222222	000.00000000	99.999	9.999
1040000028	26	2	S	0910	0075	11	C	286.12437500	+08.29625556	000.00000000	08.300	9.999
1040000029	27	2	S	0846	0109	11	C	286.19998704	+08.64293610	000.00000000	13.400	9.999
1044000021	28	2	S	0653	0182	11	C	286.28560528	+09.64212833	000.00000000	06.860	9.999
1040000030	29	2	S	0938	0114	11	C	286.34500000	+08.21805556	000.00000000	04.400	9.999
1040000031	30	2	S	0978	0116	11	C	286.40833333	+08.03500000	000.00000000	15.800	9.999
1048000032	31	2	S	0154	0357	11	C	286.45080361	+12.20755611	000.00000000	07.500	9.999
1040000032	32	2	S	0949	0163	11	C	286.59271750	+08.23000167	000.00000000	05.500	9.999
1048000033	33	2	S	0321	0371	11	C	286.74333333	+11.44194444	000.00000000	09.450	9.999
1044000022	34	2	S	0395	0351	11	C	286.74418000	+11.07122861	000.00000000	05.020	9.999
1048000034	35	2	S	0057	0452	11	C	286.77500000	+12.78333333	000.00000000	99.999	9.999
1040000033	36	2	S	0748	0271	11	C	286.83833333	+09.31138889	000.00000000	99.999	9.999
1044000023	37	2	S	0518	0352	11	C	286.91620833	+10.49550000	000.00000000	11.500	9.999
1040000035	38	2	S	0798	0313	11	C	287.10488167	+09.13354556	000.00000000	08.700	9.999
1041000018	39	2	S	0906	0313	11	C	287.24416667	+08.62944444	000.00000000	06.250	9.999
1041000019	40	2	S	0779	0348	11	C	287.24491667	+09.27047222	000.00000000	99.999	9.999
1041000020	41	2	S	0977	0302	11	C	287.28541667	+08.28000000	000.00000000	06.800	9.999
1045000027	42	2	S	0529	0433	11	C	287.31662083	+10.55248778	000.00000000	07.890	9.999
1045000028	43	2	S	0592	0421	11	C	287.34166667	+10.24111111	000.00000000	07.150	9.999
1045000029	44	2	S	0668	0408	11	C	287.37958333	+09.86500000	000.00000000	04.490	9.999
1045000031	45	2	S	0441	0486	11	C	287.45291667	+11.03416667	000.00000000	99.999	9.999
1049000016	46	2	S	0146	0579	11	C	287.50416667	+12.53333333	000.00000000	11.600	9.999
1049000017	47	2	S	0150	0589	11	C	287.55666667	+12.52791667	000.00000000	99.999	9.999
1045000032	48	2	S	0713	0443	11	C	287.60775417	+09.70395556	000.00000000	09.300	9.999
1049000018	49	2	S	0232	0600	11	C	287.72083333	+12.15833333	000.00000000	13.500	9.999
1045000033	50	2	S	0572	0612	11	C	288.22500000	+10.58333333	000.00000000	99.999	9.999
1045000034	51	2	S	0783	0606	11	C	288.47500000	+09.58333333	000.00000000	99.999	9.999
1049000019	52	2	S	0244	0755	11	C	288.47783333	+12.30066667	000.00000000	13.800	9.999
1045000035	53	2	S	0475	0704	11	C	288.53857999	+11.15382424	000.00000000	09.400	9.999
1049000020	54	2	S	0433	0716	11	C	288.54224167	+11.36770556	000.00000000	99.999	9.999
1045000036	55	2	S	0473	0714	11	C	288.58333333	+11.17666667	000.00000000	06.700	9.999
1049000021	56	2	S	0138	0809	11	C	288.60000000	+12.86666667	000.00000000	12.600	9.999
1049000022	57	2	S	0112	0825	11	C	288.64166667	+13.01000000	000.00000000	15.000	9.999
1049000023	01	3	S	0141	0819	11	C	288.65119824	+12.86602938	000.00000000	15.600	9.999
1045000037	02	3	S	0634	0703	11	C	288.74210889	+10.40940278	000.00000000	07.100	9.999
1045000038	03	3	S	0754	0673	11	C	288.75596972	+09.80761833	000.00000000	08.030	9.999
1045000039	04	3	S	0689	0716	11	C	288.87416667	+10.16416667	000.00000000	99.999	9.999

1045000040 05 3 S 0803 0704 11 C 288.96750000 +09.61638889 000.00000000 01.000 9.999
 1045000041 06 3 S 0629 0769 11 C 289.04887500 +10.51483333 000.00000000 99.999 9.999
 1045000042 07 3 S 0764 0750 11 C 289.13482917 +09.85731944 000.00000000 99.999 9.999
 1042000022 08 3 S 0890 0727 11 C 289.18869469 +09.24068620 000.00000000 09.500 9.999
 1054000031 09 3 S 0103 0953 11 C 289.24466667 +13.21413889 000.00000000 99.999 9.999
 1046000024 10 3 S 0727 0786 11 C 289.25916667 +10.07888889 000.00000000 08.700 9.999
 1042000024 11 3 S 0873 0748 11 C 289.26445889 +09.34405778 000.00000000 09.500 9.999
 1042000025 12 3 S 1026 0739 11 C 289.42070000 +08.61414528 000.00000000 09.000 9.999

006 027 0553 0034

000A 000A 010A 000A 020A 006A 0232 006A 02C8 006A
 020A 006A 0232 006A 02C8 006A 020A 006A 0232 006A
 02C8 006A 020A 006A 0232 006A 02C8 006A 020A 006A
 0232 006A 02C8 006A 020A 006A 0232 006A 02C8 006A
 020A 006A 0232 006A 02C8 006A 020A 006A 0232 006A
 02C8 006A 020A 006A 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111

001 01 03 0553 0034 0057

08EE 006F 12A5 0059 1A1D 0174 232B 01B3 2908 026B
 3217 032C 3B41 034A 4090 015B 4945 0118 51E1 0227
 5828 5B92 606F 5B82 6B4B 5B54 717A 59CC 7B7C 5A40
 8269 5831 8A96 5BE5 9370 5868 9A70 59DC A199 5B56
 AC1F C8CA B41F C992 BC1F CA5A C41F CB22 CA12 9AE7
 D300 9897 DBOB 9897 E300 98A2 EBOB 98A2 F2E9 990A
 FAF3 995E 02A5 B99B 0914 BA15 111F BA15 192A BA15
 2135 BA15 2940 BA15 3114 BA20 391F BA20 412A BA20
 4935 BA20 5140 BA20 5914 BA2B 611F BA2B 692A BA2B
 7135 BA2B 7940 BA2B 8114 BA36 891F BA36 912A BA36
 9935 BA36 A140 BA36 A914 BA41 B11F BA41 B92A BA41
 C135 BA41 C940 BA41

002 02 03 0553 0034 0057

0AD9 9A6E 1204 9AE2 1A0F 9AE2 221A 9AE2 2A04 9AED
 320F 9AED 3A1A 9AED 4204 9AF8 4A0F 9AF8 521A 9AF8
 5828 9B92 61F1 9998 696A 99F4 7279 9BA6 7A6B 9BBA
 819F 98A5 88CD 99A3 9348 99BC 9B69 9AEC AODE 9819
 A891 983B B0D2 987B B86D 98E8 C329 9836 CA2B 9899
 D38E 984B DB4E 986D E28D 98B6 EBAA 9872 F3D2 9874
 F89A 9965 03B5 B8A3 0941 B973 118B B95F 1839 B9C4
 22EC B90F 2A06 B960 331E B939 3B8A B939 430B B95C
 4BD1 B92E 5211 B9B1 5A50 B9A5 629C B998 69B9 B9E6
 7092 BA43 7896 BA4D 82C9 B9BB 88E8 BA58 923C BA64
 9B0F BA5E A0F4 BAF3 A9DB BAC0 B1B1 BACC B9D9 BACA
 C08A BB29 C870 BB39

003 03 03 0553 0034 0012

088D 9B33 127A 9ABF 1AF2 9AA1 22B1 9ACC 2E23 9AC0
 3275 9B01 3AFC 9AEE 437A 9AD7 4867 9BB9 52D7 9B12
 5B69 9AEC 6402 9AE3 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111
 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111 1111

Apéndice F

Paquete de IRAF o_cal_ff

```
+-----+
|               OMC Calibration Package               |
|           o_cal_ff Version 2.2, Sep 30, 2003       |
|           Patch for IRAF V2.14, Aug 26, 2008       |
|           Departamento de Astrofísica (CAB/INTA-CSIC) |
|-----+-----+

```

```
bad_pixels cor_field flatfield
```

```
o_cal_ff>
```

F.1 cor_field

```
COR_FIELD (Sep2003)          o_cal_ff          COR_FIELD (Sep2003)
```

NAME

```
cor_field -- Subtract an uniform bias value, combine LED
illuminated CCD images, subtract sky background, and correct for
intrinsically uneven illumination.
```

USAGE

cor_field leds

PARAMETERS

Input / Output parameters

leds

List of LED illuminated image/s to be processed through COR_FIELD. The task can accept single FITS files and/or multiple extensions FITS files (MEF) as well as an input file with the image names on it by appending '@' at the beginning. In case of multiple extensions, all image extensions to be processed must be listed according to the IRAF filename specification for MEF. This task does not process the image section part of the IRAF filename specification in any case.

skys = "" (optional)

List of sky background image/s to be subtracted from LED illuminated image after combining. This parameter accepts the same type of input files as LEDS.

illumpat = "" (optional)

Normalized illumination pattern image to use (empty = use the current large scale pattern image derived in this task).

ccdsec = "[25:1048,3:1026]"

OMC CCD image section to be processed. This section is referred to the 1072x1028 OMC CCD detector. So, the default value of "[25:1048,3:1026]" represents the full OMC image area. X_WINORG and Y_WINORG image header keywords are used to locate this image section in each input image.

bias = 238.5

Uniform bias value (in ADU) to be subtracted from the input LED illuminated and SKY images before combining them. The default value is for the left Read-out Port (flag 0) and low GAIN (flag 0, which corresponds to 30 e- per ADU).

output = "Sects"

Output root name. All output files generated by this task will begin with this root name. This task may generate the following files:

"output"//_led_comb.fits	- LED combined and BIAS subtracted image.
"output"//_led_rej.fits	- Rejected pixels during LED combining process.
"output"//_sky_comb.fits	- Sky combined and BIAS subtracted image.
"output"//_sky_rej.fits	- Rejected pixels during sky combining process.
"output"//_led_subt.fits	- LED combined and sky subtracted image.
"output"//_illum.fits	- Large scale pattern image.
"output"//_led_cor.fits	- Combined and corrected LED image. (Pixel values in electrons)
"output"//_led_cor_bdpix.fits	- Corrected LED image to derive Bad pixels (Pixel values in electrons).

When output files do not exist, the images generated by this task will be stored in the first FITS extension with the keyword "EXTVER = 1". If output files exist and EXTVER parameter is set to "0", new images will be appended as a new FITS extension with "EXTVER = #". # denotes the next extension version number for the extensions in "output"//_led_cor.fits file. However, if EXTVER is not set to "0", extensions with "EXTVER = EXTVER" will be overwritten.

extver = 0 (optional)

Extension version number to overwrite (0 = no overwrite). If this entry is not 0, the task will overwrite those extensions having the keyword "EXTVER = EXTVER".

Parameters for combining the LED illuminated images

lcombine = "average" (average|median)

Type of combining operation performed on the final set of pixels (after rejection). The choices are "average" or "median". The median uses the average of the two central values when the number of pixels is even.

lreject = "avsigclip" (none|ccdclip|crreject|sigclip|avsigclip|pclip)

Type of rejection operation. The rejection choices are:

- none - No rejection
- ccdclip - Reject pixels using CCD noise parameters
- crreject - Reject only positive pixels using CCD noise parameters
- sigclip - Reject pixels using a sigma clipping algorithm
- avsigclip - Reject pixels using an averaged sigma clipping algorithm
- pclip - Reject pixels using sigma based on percentiles

See COMBINE task for further details.

lscale = "mean" (none|mode|median|mean|exposure|@<file>)

Multiplicative image scaling to be applied. The choices are none, scale by the mode, median, mean, scale by the exposure time, or scale by the values in a specified file. For efficiency in computing image statistics, the images are sampled if they are big enough.

Parameters for combining the SKY background images

scombine = "average" (average|median)

Type of combining operation performed on the final set of pixels (after rejection). The choices are "average" or "median". The median uses the average of the two central values when the number of pixels is even.

sreject = "avsigclip" (none|ccdclip|crreject|sigclip|avsigclip|pclip)

Type of rejection operation. The rejection choices are the same as for the LED illuminated images (see LREJECT task parameter).

sscale = "none" (none|mode|median|mean|exposure|@<file>)

Multiplicative image scaling to be applied. The choices are the same as for the LED illuminated images (see LSCALE task parameter).

Common parameters for combining images

These are parameters used when combining both types of images, LED illuminated and SKY background images.

nkeep = 2

The minimum number of pixels to retain or the maximum number to reject when using the clipping algorithms (ccdclip, crreject, sigclip, avsigclip, or pclip). When given as a positive value this is the minimum number to keep. When given as a negative value the absolute value is the maximum number to reject.

mclip = yes (ccdclip, crreject, sigclip, avsigclip)

Use the median as the estimate for the true intensity rather than the average with high and low values excluded in the "ccdclip", "crreject", "sigclip", and "avsigclip" algorithms? The median is a better estimator in the presence of data which one wants to reject than the average. However, computing the median is slower than the average.

lsigma = 3., hsigma = 3. (ccdclip, crreject, sigclip, avsigclip, pclip)

Low and high sigma clipping factors for the "ccdclip", "crreject", "sigclip", "avsigclip", and "pclip" algorithms. They multiply a "sigma" factor produced by the algorithm to select a point below and above the average or median value for rejecting pixels. The lower sigma is ignored for the "crreject" algorithm.

rdnoise = "40." (ccdclip, crreject)

CCD readout noise in electrons. The value may be either numeric or an image header keyword which contains the value. This parameter and the gain value deduced from the "GAIN" header keyword, are used with the "ccdclip" and "crreject"

algorithms.

pclip = -0.5 (pclip)

Percentile clipping algorithm parameter. If greater than one in absolute value then it specifies a number of pixels above or below the median to use for computing the clipping sigma. If less than one in absolute value then it specifies the fraction of the pixels above or below the median to use. A positive value selects a point above the median and a negative value selects a point below the median. The default of -0.5 selects approximately the quartile point. See COMBINE for further details.

Parameters for the large scale pattern

xorder = 1, yorder = 1

The number in x and y of polynomial pieces for the bicubic spline.

lower = 3., upper = 3.

The number of sigma limits for pixel rejection. If UPPER > 0. or LOWER > 0. pixel rejection is enabled.

DESCRIPTION

The uniform bias value is subtracted from all input images, i.e. LED illuminated and sky background (if available) images. After subtracting bias, the LED illuminated images are combined. If sky background images are available, they are also combined and the resulting image is subtracted from the previously combined LED illuminated image. If some type of rejection is performed (see LREJECT and SREJECT parameters) an output image is created with the number of pixels rejected at each point.

After combining and subtracting, the large scale pattern is derived by fitting the subtracted image by a bicubic spline. The resulting image is normalized by its mean. Finally, the subtracted image is divided by the illumination pattern provided by the user in the parameter ILLUMPAT, or by the derived large scale pattern if

ILLUMPAT = empty. At the end, pixel values are converted from ADU to electrons.

This task is a script which applies COMBINE and IMSURFIT tasks as well as some general arithmetics. The parameters for combine and imsurfit algorithms are described in detail in their respective helps. This script has default parameters specifically set for OMC flat field images and simplifies the original ones.

EXAMPLES

1. Combine (after subtracting bias) two LED illuminated images without pixel rejection. No sky background images are available. New images will be appended if output FITS files exist.

```
cl> cor_field LEDF[1],LEDF[2] skys="" ccdsec="[249:1048,3:1026]" \  
>>> bias=199.3 extver=0 lreject="none"
```

2. Combine a list of LED illuminated images and a list of sky background images after subtracting the uniform bias value. Reject pixels using "avsigclip" algorithm and scale input LED illuminated images by their mean. Subtract the combined sky background from the combined LED illuminated image. Overwrite image extensions with "EXTVER = 2" in output files.

```
cl> cor_field @file_leds skys="@file_skys" \  
>>> ccdsec="[25:824,3:1026]" bias=238.5 output="Sects" extver=2 \  
>>> lreject="avsigclip" lscale="mean" \  
>>> sreject="avsigclip" sscale="none"
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC
albert@cab.inta-csic.es

SEE ALSO

bad_pixels, flatfield

F.2 bad_pixels

BAD_PIXELS (Sep2003)

o_cal_ff

BAD_PIXELS (Sep2003)

NAME

bad_pixels -- Create mask and table of bad pixels from corrected CCD sections.

USAGE

bad_pixels infile

PARAMETERS

Input / Output parameters

infile = "Sects_led_cor"

FITS file storing the corrected LED sections as image extensions.

extver1 = 1

Extension version for section 1. This parameter can take any integer value greater than 0.

ccdsec1 = "[25:536,3:1026]"

OMC CCD section 1 to use. This section is referred to the 1072x1028 OMC CCD detector, and will be extracted from the image extension identified with "EXTVER=1" to make a temporary 1024x1024 flatfield image by joining the other sections if needed. The default value of "[25:536,3:1026]" represents an OMC image area section of [1:512,1:1024] (referred to the full OMC image area).

extver2 = 2 (optional)

Extension version for section 2. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec2 = "[537:1048,3:1026]" (optional)

OMC CCD section 2 to use. See CCDSEC1 parameter definition for further details.

extver3 = 0 (optional)

Extension version for section 3. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec3 = "" (optional)

OMC CCD section 3 to use. See CCDSEC1 parameter definition for further details.

extver4 = 0 (optional)

Extension version for section 4. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec4 = "" (optional)

OMC CCD section 4 to use. See CCDSEC1 parameter definition for further details.

output = "Badpix"

Output root name. All output files generated by this task will begin with this root name. This task will generate the following files:

"output"//.fits	- FITS file storing bad pixel positions as a binary table extension.
"output"//.dat	- ASCII file storing bad pixel positions.
"output"//.pl	- Bad pixel mask.
"output"//_flat_tmp.fits	- Flatfield image used to find bad pixels.

Bad pixels related parameters

lclip = 0.8, hclip = 1.2

Low and high sigma clipping factors for selecting bad pixels. They are used to select those points in the temporary 1024x1024 normalized flatfield image, below and above the average (i.e. 1), as bad pixels.

DESCRIPTION

The corrected LED sections are normalized by their mode and joined to create a 1024x1024 temporary flatfield image. A checking is made to ensure the full image area (1024x1024) has been covered by the input sections. In case of empty regions a warning message is displayed, and pixels located in those regions will have values of 1 in the temporary flatfield image. Therefore, no bad pixels will be detected at those regions. However, no checking is made on existence of overlapping sections. The user has the responsibility to ensure no overlapping between sections as defined by the (CCDSEC#) task parameters.

Once the 1024x1024 temporary flatfield image is created, the low and high sigma clipping factors are used to select those points below (COLD pixels) and above (HOT pixels) the average (i.e. 1), as bad pixels.

The bad pixel mask is created with GOOD pixels identified by "0" values, COLD pixels by "1", and HOT pixels by "2". The coordinates (X,Y) from left read-out port of bad pixels (cold and hot) are stored in output tables (ASCII and FITS binary table) arranged with increasing Y. As example, the lower left pixel of image area has coordinates (24,2). A third column stores the mask value. The values identifying cold and hot pixels are stored in the BDPXCOLD and BDPXHOT keywords of the binary table extension, respectively.

EXAMPLES

1. Create a mask and table of bad pixels from two corrected CCD sections.

```
cl> bad_pixels Sects_led_cor extver1=1 \  
>>> ccdsec1="[25:536,3:1026]" extver2=2 \  
>>> ccdsec2="[537:1048,3:1026]" output="Badpix"
```

2. Create a mask and table of bad pixels from four corrected CCD

sections. Different values are set for the low and high sigma clipping factors.

```
c1> bad_pixels Sects_led_cor extver1=1 \  
>>> ccdsec1="[25:536,3:514]" extver2=2 \  
>>> ccdsec2="[25:536,515:1026]" extver3=3 \  
>>> ccdsec3="[537:1048,3:514]" extver4=4 \  
>>> ccdsec4="[537:1048,515:1026]" output="Badpix" \  
>>> lclip=0.8 hclip=1.3
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC
albert@cab.inta-csic.es

SEE ALSO

cor_field, flatfield

F.3 flatfield

FLATFIELD (Sep2003)

o_cal_ff

FLATFIELD (Sep2003)

NAME

flatfield -- Create normalized flatfield from corrected CCD sections.

USAGE

flatfield infile

PARAMETERS

Input / Output parameters

infile = "Sects_led_cor"

FITS file storing the corrected LED sections as image extensions.

extver1 = 1

Extension name for section 1. This parameter can take any integer value greater than 0.

ccdsec1 = "[25:536,3:1026]"

OMC CCD section 1 to use. This section is referred to the 1072x1028 OMC CCD detector, and will be extracted from the image extension identified with "EXTVER=1" to create the 1024x1024 normalized flatfield image by joining the other sections if needed. The default value of "[25:536,3:1026]" represents an OMC image area section of [1:512,1:1024] (referred to the full OMC image area).

extver2 = 2 (optional)

Extension name for section 2. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec2 = "[537:1048,3:1026]" (optional)

OMC CCD section 2 to use. See CCDSEC1 parameter definition for further details.

extver3 = 0 (optional)

Extension name for section 3. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec3 = 0 (optional)

OMC CCD section 3 to use. See CCDSEC1 parameter definition for further details.

extver4 = "" (optional)

Extension name for section 4. If no section is required this parameter must be 0.

ccdsec4 = "" (optional)

OMC CCD section 4 to use. See CCDSEC1 parameter definition for

further details.

```
bpmask = "Badpix" (blank if none)
```

Bad pixel mask image to use (.pl extension). If specified only pixels with zero mask value will be used in computing statistical quantities (i.e. mean and standard deviation).

```
output = "Flatfield"
```

Output flatfield image name to be created.

DESCRIPTION

The corrected LED sections are normalized by their mean (computed using only good pixels) and joined to create the 1024x1024 flatfield image. A checking is made to ensure the full image area (1024x1024) has been covered by the input sections. In case of empty regions a warning message is displayed, and pixels located in those regions will have flat field values of 1. However, no checking is made on existence of overlapping sections. The user has the responsibility to ensure no overlapping between sections as defined by the (CCDSEC#) task parameters.

Mean flux and variance are computed using the INT_TIME header keyword and the good pixels from the corrected LED sections that were used in the final 1024x1024 flatfield image. Thus, these measurements are equivalent to those of an 1024x1024 corrected LED illuminated and sky subtracted image. Mean flux and variance values are stored in the MEANFLUX and VARFLUX header keywords, respectively.

EXAMPLES

1. Create a normalized flatfield image from two corrected CCD sections. A bad pixel mask image is used.

```
cl> flatfield Sects_led_cor extver1=1 \  
>>> ccdsec1="[25:536,3:1026]" extver2=2 \  
>>> ccdsec2="[537:1048,3:1026]" bpmask="Badpix" \  

```

```
>>> output="Flatfield"
```

2. Create a normalized flatfield image from four corrected CCD sections. No bad pixel mask is used.

```
c1> flatfield Sects_led_cor extver1=1 \  
>>> ccdsec1="[25:536,3:514]" extver2=2 \  
>>> ccdsec2="[25:536,515:1026]" extver3=3 \  
>>> ccdsec3="[537:1048,3:514]" extver4=4 \  
>>> ccdsec4="[537:1048,515:1026]" bpmask="" \  
>>> output="Flatfield"
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC
albert@cab.inta-csic.es

SEE ALSO

cor_field, bad_pixels

Apéndice G

Scripts de mantenimiento del Archivo OMC

G.1 update_repository

USAGE

```
update_repository.csh [options]
update_repository.csh rev_file [repository]
```

Options:

```
--help    Display this information
```

```
rev_file:  input file containing the list of revolutions
```

```
repository: 0 = ops_1 (NRT)
```

```
            1 = rev_1 (CONSOLIDATED) (default)
```

```
            2 = rev_2 (CONSOLIDATED)
```

DESCRIPTION

This script updates OMC data and index files for the given list of revolutions. The file containing the list of revolutions must be located in the update/repository directory.

The revolution indexes are cleaned and finally merged to the overall repository index. The user can choose the repository at ISDC (nrt, consolidated), being consolidated the default value. If the consolidated

repository is selected, the OMC global indexes to revolution files as well as the index to OSM averaged HK data located in idx/rev directory, are also updated.

The script calls "update_revolution.csh" for each revolution, which uses the update/repository/current_scw_repository.txt file to choose where scw data must be stored. See "update_revolution.csh --help" for more details.

RETURNED ERROR CODES

- 0 Execution successful
- 1 Bad number of arguments when calling the script
- 9 Some of the repository checks failed

PRINTED STATUS CODES FOR FAILED REVOLUTIONS

- 2 An error occurred getting the revolution indexes
- 3 An error occurred getting the revolution data
- 4 An error occurred executing dal_clean
- 5 An error occurred executing dal_merge
- 8 Revolution PRP and/or OSM indexes have no elements, have a different number of elements, or do not exist
- 10 The repository is currently locked by other script

EXAMPLES

```
update_repository.csh rev.list
update_repository.csh rev.list 0 >& output.log </dev/null &
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

update_revolution.csh, update_ic.csh

G.2 update_nrt

USAGE

```
update_nrt.sh [option]
```

Options:

```
--help      Display this information
--test      Do not launch "update_revolution" script
mail@count  Mail address to send results
mode:       0 = Normal updating      (default)
            1 = Fast updating
```

DESCRIPTION

This script updates NRT data and index files for the current and previous revolution. Overlapping is important because some checks are made at ISDC after the revolution has finished.

You must execute the script as "omcadm" user. Basically, after computing the current and previous revolution numbers, it calls the "update_revolution.csh" script for both, and at the end send an e-mail to the specified users explaining the results.

This script can work alone, but the best option is to launch it every midnight with "cron". When it finish, "cron" sends an e-mail to "omcadm".

RETURNED ERROR CODES

```
0  Execution successful
1  Bad number of arguments when calling the script
2  Can not create temporal file
3  Can not calculate revolution number
4  Can not send e-mail with results
5  Repository locked
```

EXAMPLES

```
update_nrt.sh
update_nrt.sh --test
update_nrt.sh risquez@cab.inta-csic.es
update_nrt.sh "risquez@cab.inta-csic.es albert@cab.inta-csic.es" 1
```

AUTHOR

Daniel Risquez, CAB/INTA-CSIC (risquez@cab.inta-csic.es)
Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

update_revolution.csh, update_repository.csh, update_ic.csh

G.3 update_revolution

USAGE

```
update_revolution.csh [options]
update_revolution.csh revol [repository] [mode]
```

Options:

--help Display this information

revol: 4 digits

repository: 0 = ops_1 (NRT) (default)

 1 = rev_1 (CONSOLIDATED)

 2 = rev_2 (CONSOLIDATED)

 3 = ops_1 (NRT rev_2)

mode: 0 = Normal updating (default)

 1 = Fast updating

DESCRIPTION

This script updates OMC data and index files for the given revolution. It calls `rev_idx.csh` and `omc_rev.csh` scripts to synchronise with ISDC. The revolution indexes are cleaned and finally merged to the overall repository index. The user can choose the repository at ISDC (`nrt`, `consolidated`), being `nrt` the default value. If the near real-time repository is selected, the index to OSM HK averages located in `idx/rev` directory, is also updated.

The file `"~/data_rep/update/repository/current_scw_repository.txt"` is used to know where new scw revolution directories must be saved. The above file must contain a path to a valid repository of scw. If the scw directory is not already present under that path, it will be automatically created.

If the revolution directory already exists under `"scw"` in the main repository, it will be updated and the `current_scw_repository.txt` file has no effect at all.

RETURNED ERROR CODES

- 0 Execution successful
- 1 Bad number of arguments when calling the script
- 2 An error occurred getting the revolution indexes
- 3 An error occurred getting the revolution data
- 4 An error occurred executing dal_clean
- 5 An error occurred executing dal_merge
- 8 Revolution PRP and/or OSM indexes have no elements,
have a different number of elements, or do not exist
- 9 Some of the repository checks failed
- 10 The repository is currently locked by other script

EXAMPLES

```
update_revolution.csh 0201
update_revolution.csh 0201 1 >& output.log </dev/null &
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

```
update_repository.csh, update_ic.csh
rev_idx.csh, omc_rev.csh
```

G.4 rev_idx

USAGE

```
rev_idx.csh [options]
rev_idx.csh revol [repository]
```

Options:

```
--help    Display this information
```

```
revol:    4 digits
```

```
repository: 0 = ops_1 (NRT)           (default)
```

```
            1 = rev_1 (CONSOLIDATED)
```

```
2 = rev_2 (CONSOLIDATED)
3 = ops_1 (NRT rev_2)
```

DESCRIPTION

This script builds the prp and osm indexes for the given revolution. The resulting indexes are copied to idx/scw/prp and idx/scw/osm directories. The user can choose the repository at ISDC (nrt, consolidated), being nrt the default value.

EXAMPLES

```
rev_idx.csh 0213
rev_idx.csh 0213 0 >& output.log </dev/null &
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Last update: 2007 Jul 13

G.5 omc_rev

USAGE

```
omc_rev.csh [options]
omc_rev.csh revol [repository]
```

Options:

```
--help    Display this information
```

```
revol:    4 digits
```

```
repository: 0 = ops_1 (NRT)           (default)
            1 = rev_1 (CONSOLIDATED)
            2 = rev_2 (CONSOLIDATED)
            3 = ops_1 (NRT rev_2)
```

DESCRIPTION

This script updates the OMC data in scw and aux directories for the given revolution. The user can choose the repository at ISDC (nrt, consolidated), being nrt the default value.

EXAMPLES

```
omc_rev.csh 0213
omc_rev.csh 0213 0 >& output.log </dev/null &
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Last update: 2007 Jun 12

G.6 update_ic

USAGE

```
update_ic.csh [options]
update_ic.csh [ic_master_file] [isdc_ic_tree]
```

Options:

```
--help          Display this information
```

```
ic_master_file: default="ic_master_file.fits"
```

```
isdc_ic_tree:   default="/isdc/arc/rev_2"
```

DESCRIPTION

This script updates the OMC files in the IC tree. The OMC files in `ic/` and `idx/ic/` directories are synchronised with those at ISDC. Finally, the `ic_master_file.fits` is cleaned. It must be executed from a CONSOLIDATED repository. A Log/Error file/s are created in the `update/ic` directory, but some unexpected messages can still be listed in the STDOUT.

The user can specify the path of the ISDC_IC_TREE repository he/she wants to synchronise with, as well as the file name of the master file to clean. If this is not `"ic_master_file.fits"`, a symbolic link to the given name is created with the target `"ic_master_file.fits"`, which is then cleaned.

EXAMPLES

```
update_ic.csh
update_ic.csh "ic_master_file_OSA6.fits" "/isdc/arc/rev_2" \
    >& update/ic/output.log </dev/null &
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)

Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

update_repository.csh, update_revolution.csh

G.7 createObs

USAGE

createObs.csh [options]

createObs.csh first_rev last_rev data_type version [sw_rep]

Options:

--help Display this information

first_rev: First revolution to build the OG

last_rev: Last revolution to build the OG

data_type: Data type to be included in the OG

 public only public data

 pv PV phase data (not public, group=pv)

 core Core Programme data (not public, group=survey)

 private private data (not public, group=privatei)

 omcteam all data available to OMC team, except private data

 all all data, no checks are made on group permissions

version: Versioning number for the OG (e.g. 001)

sw_rep: SW repository to use [Default=""]

DESCRIPTION

This script is intended to save time when building the light curves to be stored in the OMC data base. The main steps are:

- Build the list of DOLs
- Filter the list of Science Windows
- Create the Observation Group
- Run the Science Analysis with timestep 1, 630 and 9000 using anaArc.csh
- Repeat the analysis by using the WCS position in the centroid algorithm

- Generate the light curves
- Make the tar files with light curves

The file "update/observation/current_data_repository.txt" is used to know where the new observation group must be located. This file must contain the path to a valid repository of Observation Groups. Please, note that no checks are performed on the existence and/or integrity of this repository. Unexpected errors could happen if this repository is not in compliance with the ISDC data repository standards.

If an OG of the same name and version exists in the repository of Observation Groups, the old one is renamed (by adding a second version number). If required, the symbolic link is updated in the "obs/" directory of the local repository, taking as target the new created OG.

The script saves lot of information in several files located in the "update/observation" directory, but some unexpected messages can still be listed in the STDOUT.

While the script is running the user can see the file "update/observation/running_createObs.rev*". This file is automatically deleted when the script ends.

EXAMPLES

```
createObs.csh 0131 0140 omcteam 003 >& output.log </dev/null &
createObs.csh 0071 0080 omcteam 001 development
nice +10 createObs.csh 0131 0140 omcteam 001 development
```

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

anaArc.csh, filter_dol.csh, list_rev.csh, curves.csh

G.8 galacticBulgeMonitoring

USAGE

```
galacticBulgeMonitoring.sh [options]
```

Options:

```
e-mail addresses
--help          Display this information.
```

DESCRIPTION

This script manages many sub-scripts, all of them are related to the Galactic Bulge Monitoring Programme (P.I. Erik Kuulkers).

This script should be added to the crontab daemon. It is autonomous, and all final results are sent by e-mail.

Procedure:

- 1) Search revolutions to be processed. It uses the 2 last revolution directories found in `"/projects/omc_nrt/ops_1/scw"`.
- 2) Launch `"processObsBulge.csh"`. This script process bulge SCWs in the 2 required revolutions. Log files are:
`"~ops_1.bulge/update/observation/createObsBulge.rev*.log"`
- 3) Launch `"createPlots.csh"`. This script creates plots (3 timesteps: 1, 630, and 9000 seconds; 3 apertures: 1, 3, and 5 pixels; magnitude and flux; gif and postscript images; 36 files per object). Plot files are in (X=1/630/9000, Y=1/3/5):
`"~ops_1.bulge/obs/curves/plots_X/mag_Y/"`
`"~ops_1.bulge/obs/curves/plots_X/flux_Y/"`
Log file is in:
`"~ops_1.bulge/update/observation/createPlots.log"`
- 4) Send an e-mail with final results. The text is in:
`"~ops_1.bulge/update/observation/galacticBulgeMonitoring.log"`

EXAMPLE

```
galacticBulgeMonitoring.sh "risquez@cab.inta-csic.es albert@cab.inta-csic.es"
```

AUTHOR

Daniel Risquez, CAB/INTA-CSIC (risquez@cab.inta-csic.es)

Last update: 2009 Mar 10

SEE ALSO

createBulgeObs.csh createPlots.csh createObs.csh anaArc.csh

G.9 createObsBulge

USAGE

```
createObsBulge.csh [options]
createObsBulge.csh revolution [sw_rep]
```

Options:

```
--help          Display this information.

revolution      Revolution to build the OG (4 digits).
sw_rep         SW repository to use [Default=""]
```

DESCRIPTION

This script is intended to save time when building the light curves with data from de Galactic Bulge Monitoring Programme. The main steps are:

- Build the list of Bulge DOLs
- Create the Observation Group
- Run the Science Analysis with timestep 1, 630 and 9000 using anaArc.csh
- Generate the light curves

The file "update/observation/current_data_repository.txt" is used to know where the new observation group must be located. This file must contain the path to a valid repository of Observation Groups. Please, note that no checks are performed on the existence and/or integrity of this repository. Unexpected errors could happen if this repository is not in compliance with the ISDC data repository standards.

If an OG of the same name and version exists in the repository of Observation Groups, the old one is deleted.

The script saves lot of information in several files located in the "update/observation" directory, but some unexpected messages can still be listed in the STDOUT.

While the script is running the user can see the file "update/observation/running_createObsBulge.rev*". This file is automatically deleted when the script ends.

EXAMPLE

```
createObsBulge.csh 0406 &  
createObsBulge.csh 0406 development &
```

EXIT VALUES

0 Everything is Ok.

Initial checks errors:

- 1 Show this help screen.
- 2 Invalid repository.
- 3 The revolution must exist.
- 4 Unknown repository revision.
- 5 There is another script running.
- 6 There are no data in this revolution.

Warnings:

- 10 There are no scheduled Galactic Bulge exposures in this revolution.
- 11 DOL file has not changed since last execution.
- 12 There are no data in these Galactic Bulge exposures to be processed.
- 13 Observations are scheduled, but they have not been obtained yet.

Error:

- 255 Error in the previous command in script.

AUTHOR

Albert Domingo, CAB/INTA-CSIC (albert@cab.inta-csic.es)
Daniel Risque, CAB/INTA-CSIC (risquez@cab.inta-csic.es)
Last update: 2009 Sep 22

SEE ALSO

createObs.csh anaArc.csh, filter_dol.csh, list_rev.csh, curves.csh

Apéndice H

Imágenes y curvas de luz ópticas de fuentes del 4^o Catálogo IBIS/ISGRI

En las siguientes páginas mostramos las imágenes y curvas de luz de las 90 fuentes pertenecientes al 4^o Catálogo IBIS/ISGRI, que tienen contrapartida óptica detectada por la OMC (ver capítulo 9 para más detalles). Como referencia, además de la imagen obtenida con la OMC (panel central) presentamos, en el panel izquierdo, la imagen del DSS2 en la banda roja (*2nd Digitized Sky Survey – Red*¹), cuya resolución espacial es considerablemente mejor que la de OMC y tiene una escala de píxel menor (1" por píxel frente a los 17".5 de OMC).

En todas las imágenes hemos marcado con una cruz roja la posición donde se ha centrado la abertura de extracción fotométrica, y con un círculo rojo la anchura a media altura de la PSF de OMC. En la parte superior del panel de la curva de luz hemos añadido el nombre común y el identificador IOMC de cada fuente. El eje temporal en las curvas de luz tiene como origen el 1 de enero de 2000.

¹El *Digitized Sky Survey* fue producido por el *Space Telescope Science Institute* bajo la subvención del Gobierno de EE.UU. NAG W-2166. Las imágenes se basan en datos fotográficos obtenidos usando los telescopios Oschin Schmidt en Monte Palomar y UK Schmidt. Las placas fotográficas fueron procesadas para generar el presente formato digital comprimido con el permiso de estas instituciones.

