

**UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID**

**FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS**  
**Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II**  
**(Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera)**



**LA CÁMARA ÓPTICA INTEGRAL-OMC:  
MONITORIZACIÓN DE FUENTES DE ALTAS  
ENERGÍAS**

**MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR  
PRESENTADA POR**

**Daniel Rísquez Oneca**

Bajo la dirección del doctor  
José Miguel Mas Hesse

**Madrid, 2008**

• ISBN: 978-84-692-2777-0

©Daniel Rísquez Oneca, 2008

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID  
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS  
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA



# La cámara óptica *INTEGRAL*-OMC: monitorización de fuentes de altas energías

TESIS PRESENTADA POR  
DANIEL RÍSQUEZ ONECA  
MADRID, 2008



PROGRAMA DE DOCTORADO  
Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II  
(Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera)  
de la Universidad Complutense de Madrid

# La cámara óptica *INTEGRAL*-OMC: monitorización de fuentes de altas energías

MEMORIA PRESENTADA POR:  
Daniel Rísquez Oneca  
PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

DIRECTOR:  
Dr. Jose Miguel Mas Hesse

REALIZADO EN EL LAEFF  
(Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental)  
PERTENECIENTE AL INTA  
(Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial)



# Agradecimientos

Apenas unas líneas no son espacio suficiente para recordar a todas las personas que han contribuido de un modo u otro a la tesis. Sirva esta pequeña lista para mostrar los colaboradores que han ayudado a “perpetrar” la siguiente tesis.

Quisiera empezar agradeciendo a Miguel Mas–Hesse el haberme dirigido la tesis. Es un sueño hecho realidad. A Albert Domingo por saberlo todo de OMC y de L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X, y por responder mis dudas. A Elisa de Castro, por no haberme olvidado a pesar de tantos años.

A Carmen Blasco, porque la tesis que te entregué no era ni la sombra de la que obtuve tras tus correcciones.

A María Dolores Caballero y Erik Kuulkers, por haber mejorado la tesis con sus comentarios. Las binarias de rayos X no serían las mismas sin vosotros.

A Benjamín Montesinos, Celia Sánchez, y Jorge Sanz, siempre dispuestos a ayudar a los demás.

A Julia Alfonso, por haber descubierto gazapos donde ya no podía haberlos, y por haber hecho preguntas acerca de cuestiones que debían haber estado claramente expuestas.

A María Herranz y a Juan Angel Vaquerizo, por haberme levantado el ánimo cuando no veía el final del tunel.

A los buenos profesores que me han marcado, entre los que guardo especial recuerdo de Marcial Espinosa y Antonio Arribas. Cobra ahora todo su sentido la sentencia ”si he llegado a ver más lejos que otros, es porque he estado aupado a hombros de gigantes”.

A aquellos que acabaron su tesis antes que yo, con especial recuerdo a Itziar de Gregorio y a Javier Fulla. Sí, ahora sé que es posible terminarla y que existe vida tras la tesis.

Y sin olvidar a mis padres y mi hermana, que me han apoyado aunque les sonaba a chino lo que hacía.

A todos, gracias.



# Índice general

Agradecimientos	v
Índice general	vii
<b>1 Introducción</b>	<b>1</b>
<b>2 INTEGRAL–OMC: Descripción</b>	<b>3</b>
2.1 El satélite <i>INTEGRAL</i>	3
2.2 La cámara OMC	11
2.2.1 Información general	11
2.2.2 Características técnicas	12
2.2.3 Operaciones de OMC	17
2.2.4 Fotometría con OMC	18
2.2.5 Base de datos	20
<b>3 INTEGRAL–OMC: Calibración y caracterización</b>	<b>23</b>
3.1 Introducción	23
3.1.1 Procedimiento	23
3.1.2 Efecto de la radiación	25
3.2 BIAS	27
3.3 Corriente de oscuridad	28
3.4 Matriz de aplanamiento de campo	32
3.4.1 Versión de la calibración 0004	36
3.4.2 Versión de la calibración 0005	38
3.4.3 Nuevo procedimiento de calibración propuesto	49
3.5 Calibración fotométrica	52
3.6 Caracterización	56
3.6.1 Píxeles defectuosos	56
3.6.2 Eficiencia de la transferencia de carga del CCD	59
3.6.2.1 Cálculo con el método EPER	61
3.6.2.2 Cálculo con las estrellas fotométricas	65
3.6.2.3 Efecto sobre el centroide de las fuentes	73
3.6.2.4 Cálculo con las imágenes de corriente de oscuridad	75

3.6.3	Ruido de lectura . . . . .	75
3.6.4	Saturaciones y pérdida de linealidad . . . . .	78
3.6.4.1	Pérdida de linealidad . . . . .	78
3.6.4.2	Saturaciones . . . . .	83
3.6.5	Determinación de la precisión fotométrica . . . . .	85
3.6.6	Ciclos de exposiciones . . . . .	86
3.6.7	Telemetría de <i>housekeeping</i> . . . . .	90
<b>4</b>	<b>Fotometría con OMC: algoritmos</b>	<b>95</b>
4.1	El <i>INTEGRAL Offline Standard Analysis (OSA)</i> . . . . .	95
4.2	Extracción de Fotometría de OMC (EFO) . . . . .	99
4.2.1	Creación de la lista de ventanas científicas . . . . .	102
4.2.2	Creación de las imágenes . . . . .	103
4.2.3	Combinación de las imágenes de cada ventana científica . . . . .	105
4.2.4	Extracción de la fotometría . . . . .	105
4.2.5	Extracción de datos fotométricos para cada fuente . . . . .	106
4.2.6	Selección de los mejores datos fotométricos . . . . .	109
<b>5</b>	<b>Catálogo de contrapartidas ópticas de fuentes de altas energías</b>	<b>113</b>
5.1	Introducción . . . . .	113
5.2	Fuentes observadas . . . . .	114
5.3	Procedimiento . . . . .	116
5.4	Resultados . . . . .	118
5.4.1	Fuentes no observadas o con malos puntos fotométricos . . . . .	119
5.4.2	Fuentes con precisión astrométrica baja en sus coordenadas . . . . .	120
5.4.3	Fuentes contaminadas . . . . .	120
5.4.4	Fuentes con precisión astrométrica media en sus coordenadas . . . . .	122
5.4.5	Fuentes no detectadas . . . . .	123
5.4.6	Contrapartidas ópticas . . . . .	125
<b>6</b>	<b>Resultados de fuentes seleccionadas</b>	<b>129</b>
6.1	Sistemas binarios emisores de rayos X . . . . .	130
6.1.1	Binarias de rayos X de alta masa . . . . .	133
6.1.1.1	Cyg X-1 . . . . .	133
6.1.1.2	GX 301-02 . . . . .	137
6.1.1.3	SS 433 . . . . .	144
6.1.1.4	LSI +61° 303 . . . . .	150
6.1.2	Binarias de rayos X de baja masa . . . . .	155
6.1.2.1	Sco X-1 . . . . .	155
6.1.2.2	Her X-1 . . . . .	165
6.2	Variables cataclísmicas . . . . .	170
6.2.1	SS Cyg . . . . .	171

6.3	AGNs	178
6.3.1	3C 273	180
6.3.2	3C 279	185
6.3.3	NGC 4151	189
6.3.4	ESO 328–36	192
<b>7</b>	<b>Monitorización del Bulbo Galáctico</b>	<b>197</b>
7.1	Introducción	197
7.2	Método	201
7.3	Resultados seleccionados	204
7.3.1	IGR J17544–2619	204
7.3.2	1E 1743.9–2809	206
7.3.3	AX J1742.5–2845	208
7.3.4	AX J1736.4–2910	214
7.3.5	IGR J17497–2821	216
<b>8</b>	<b>Notas finales</b>	<b>221</b>
8.1	Conclusiones	221
8.2	Trabajo futuro	223
8.3	Reconocimientos	226
<b>A</b>	<b>Ficheros de configuración de SExtractor</b>	<b>229</b>
<b>B</b>	<b>Corrección de abertura para fuentes puntuales</b>	<b>233</b>
<b>C</b>	<b>Códigos de error de la fotometría OMC</b>	<b>237</b>
<b>D</b>	<b>Listado de los códigos de tipo de objeto de HEASARC</b>	<b>239</b>
<b>E</b>	<b>Catálogo de contrapartidas ópticas</b>	<b>245</b>
E.1	Descripción de las columnas	245
E.2	Tablas de datos	249
<b>F</b>	<b>Curvas de luz de la monitorización del Bulbo Galáctico</b>	<b>271</b>
F.1	Objetos con contrapartida óptica	272
F.2	Objetos con probable contrapartida óptica	273
F.3	Objetos con contrapartida óptica, pero contaminados	274
F.4	Objetos no detectados con OMC	277
F.5	Objetos con precisión astrométrica media	280
F.6	Objetos con mala precisión astrométrica	286
<b>G</b>	<b>Resultados de esta tesis hechos públicos</b>	<b>289</b>
G.1	Documentación técnica	289
G.2	Publicaciones con árbitro	289

G.3 Seminarios impartidos . . . . .	290
G.4 Contribuciones en congresos . . . . .	290
G.5 <i>Astronomer's Telegrams</i> . . . . .	291
G.6 Otras contribuciones . . . . .	293
<b>H Glosario y acrónimos</b>	<b>295</b>
<b>I Bibliografía</b>	<b>305</b>

# Índice de figuras

2.1	Vista de <i>INTEGRAL</i> despiezado. . . . .	4
2.2	Opacidad atmosférica en función de la longitud de onda . . . . .	5
2.3	Diagrama de las máscaras del instrumento IBIS . . . . .	6
2.4	Patrones de apuntados de <i>INTEGRAL</i> . . . . .	7
2.5	Instrumentos de <i>INTEGRAL</i> observando simultáneamente Cyg X-1. . . . .	8
2.6	Mapa de tiempos de exposición de <i>INTEGRAL</i> . . . . .	9
2.7	Primera imagen tomada por OMC. . . . .	11
2.8	Foto OMC . . . . .	14
2.9	Imagen esquemática de la óptica de OMC . . . . .	14
2.10	Imagen esquemática del conjunto de OMC . . . . .	15
2.11	Esquema del CCD de OMC. . . . .	16
2.12	Ejemplo de secciones del CCD enviadas a la Tierra . . . . .	18
2.13	Curva teórica del tiempo de exposición . . . . .	19
2.14	Promedio estadístico del número de estrellas más brillantes que una magnitud dada por píxel . . . . .	21
2.15	Captura de pantalla de la página web de la base de datos de OMC . . . . .	22
3.1	Procedimiento seguido para el procesado de datos . . . . .	24
3.2	Evolución del BIAS en función de la calibración . . . . .	27

3.3	Corriente de oscuridad durante cada calibración . . . . .	29
3.4	Curva de ejemplo de la corriente de oscuridad en función de la temperatura con una constante promedio. . . . .	31
3.5	Constante de proporcionalidad de la corriente de oscuridad . . . . .	31
3.6	Matriz de aplanamiento de campo obtenida en Tierra . . . . .	32
3.7	Imagen obtenida iluminando el detector con el LED derecho, revolución 0594 . . . . .	34
3.8	Ejemplo de imagen de cielo de 200 segundos . . . . .	35
3.9	Ejemplo de imagen con luz zodiacal . . . . .	35
3.10	Imagen del CCD completo mostrando los residuos de las estrellas fotométricas entre las revoluciones 0185 y 0196 . . . . .	37
3.11	Imagen de campo plano correspondiente a la calibración de la revolución 0322 . . . . .	38
3.12	Imagen de calibración obtenida con el LED1 dividida entre la obtenida con el LED2 . . . . .	39
3.13	Comparación entre el campo plano obtenido de los LEDs y de la observación de la Tierra . . . . .	41
3.14	Evolución de las imágenes de campo plano entre las revoluciones 001 y 0630 . . . . .	42
3.15	Residuos de la recta de ajuste a los puntos fotométricos . . . . .	45
3.16	Dispersión de las 50 mejores estrellas fotométricas del intervalo de la calibración respecto a su magnitud media calculada. . . . .	46
3.17	Crecimiento de las manchas en la superficie del CCD . . . . .	47
3.18	Cuentas de fondo de cielo promedio . . . . .	48
3.19	Calibración del punto cero de la fotometría para las revoluciones entre la 0329 y la 0340 . . . . .	53
3.20	Variación de la constante del punto cero de la calibración en función de la revolución . . . . .	54
3.21	Variación de la constante del punto cero de la calibración en función de la revolución, al principio de la misión . . . . .	55
3.22	Imagen de calibración del LED1 dividido entre la imagen del LED2. . . . .	56

3.23 Evolución del número de píxeles defectuosos calibración a calibración. . . . .	57
3.24 Situación de los píxeles defectuosos . . . . .	58
3.25 Histograma del número de veces que cada píxel ha sido considerado defectuoso (píxeles fríos). . . . .	59
3.26 Histograma del número de veces que cada píxel ha sido considerado defectuoso (píxeles calientes). . . . .	59
3.27 Ampliación de imagen de LED derecho . . . . .	63
3.28 Ampliación de imagen de LED izquierdo . . . . .	63
3.29 $CTE_X$ , relación entre píxeles consecutivos, escala lineal . . . . .	64
3.30 $CTE_X$ , relación entre píxeles consecutivos, escala logarítmica . . . . .	65
3.31 Ineficiencia en la transferencia de carga en función de la abertura . . . . .	72
3.32 Dispersión del BIAS . . . . .	76
3.33 Evolución de la dispersión del BIAS en función de la calibración . . . . .	77
3.34 Ampliación de imagen de BIAS . . . . .	77
3.35 Ejemplo de ruido de lectura . . . . .	77
3.36 Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura $1 \times 1$ . . . . .	80
3.37 Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura $3 \times 3$ . . . . .	80
3.38 Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura $5 \times 5$ . . . . .	81
3.39 Evolución de la pérdida de linealidad. Magnitud límite . . . . .	82
3.40 Marte saturando en imagen de LED . . . . .	83
3.41 Saturación extrema . . . . .	84
3.42 Saturación en fila de lectura. . . . .	84
3.43 $\chi^2$ calculado para las estrellas fotométricas tenidas en cuenta en cada calibración	85
3.44 Tiempos de retardo entre tomas . . . . .	89
3.45 Histogramas de temperaturas del CCD . . . . .	91

3.46	Contador de electrones (RMC_RATE_H1) y protones (RMC_RATE_H3) entre las revoluciones 0126 y 0130 . . . . .	91
3.47	Temperaturas de OMC durante las revoluciones 0124-0127. . . . .	92
3.48	Temperaturas de OMC durante las revoluciones 0127-0130. . . . .	93
3.49	Modo de funcionamiento de OMC durante las revoluciones 0128-0130 . . . . .	93
4.1	GRB en el campo de OMC . . . . .	100
4.2	Mosaicos de SAX J2103.5+4545 . . . . .	104
4.3	Campo de SAX J2103.5+4545 . . . . .	108
4.4	Fotometría de la fuente 008 en el campo de SAX J2103.5+4545 . . . . .	111
5.1	Distribución de las fuentes del catálogo HEC . . . . .	114
5.2	Distribución de las fuentes del Catálogo de Contrapartidas Ópticas . . . . .	115
5.3	Histograma de tiempos de exposición del Catálogo de Contrapartidas Ópticas . . . . .	119
5.4	Histograma de las dispersiones observadas divididas entre la mediana del error, fuentes contaminadas . . . . .	122
5.5	Histograma de las magnitudes límite ( $3\sigma$ ), calculadas para las fuentes no detectadas . . . . .	124
5.6	Histograma de las dispersiones observadas divididas entre la mediana del error, fuentes no detectadas . . . . .	125
5.7	Curva de luz de V1223 Sgr . . . . .	127
6.1	Imagen artística de una LMXB. . . . .	131
6.2	Tipos de HMXB. . . . .	132
6.3	Esquema de estrella de neutrones con fuerte campo magnético . . . . .	133
6.4	Campo de Cyg X-1 visto con OMC. . . . .	134
6.5	Curva de luz de Cyg X-1 . . . . .	135
6.6	Curva de luz de Cyg X-1 en rayos $\gamma$ y óptico . . . . .	136

6.7	Curva de luz de Cyg X-1 en rayos $\gamma$ y óptico, ampliación de figura 6.6 . . . . .	136
6.8	Campo de GX 301-02 . . . . .	138
6.9	Curva de luz de GX 301-02 en rayos $\gamma$ y óptico . . . . .	139
6.10	Curva de luz de GX 301-02 en rayos $\gamma$ y óptico, ampliación de la figura 6.9. . . . .	140
6.11	Curva de luz óptica de GX 301-02 puesta en fase . . . . .	141
6.12	Puntos fotométricos de GX 301-02 puestos en fase . . . . .	141
6.13	Curvas de luz de rayos $\gamma$ y óptica de GX 301-02 puestas en fase . . . . .	142
6.14	Diagrama de la órbita de GX 301-02 . . . . .	143
6.15	Campo de SS 433 . . . . .	144
6.16	Esquema de SS 433 . . . . .	145
6.17	Curvas de luz completas de SS 433 en rayos $\gamma$ y óptico. . . . .	146
6.18	Curvas de luz de SS 433 en rayos $\gamma$ y óptico, primera ampliación. . . . .	146
6.19	Curvas de luz de SS 433 en rayos $\gamma$ y óptico, segunda ampliación. . . . .	147
6.20	Curvas de luz de SS 433 puesta en fase . . . . .	148
6.21	Diagrama del flujo gamma en función del flujo óptico de SS 433 . . . . .	149
6.22	Curva de luz óptica de SS 433 . . . . .	149
6.23	Campo de LSI +61° 303 . . . . .	150
6.24	Curva de luz total de LSI +61° 303 en rayos $\gamma$ , rayos X, y óptico . . . . .	151
6.25	Curva de luz de LSI +61° 303 en rayos $\gamma$ , rayos X, y óptico. Ampliación de la figura 6.24 . . . . .	152
6.26	Curvas de luz de LSI +61° 303 en fase . . . . .	152
6.27	Curva de luz óptica de LSI +61° 303 . . . . .	153
6.28	Diagrama orbital de LSI +61° 303 . . . . .	154
6.29	Periodograma Scargle de LSI +61° 303 . . . . .	154
6.30	Campo de Sco X-1 . . . . .	155

6.31	Curva de luz completa de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico. . . . .	156
6.32	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	157
6.33	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	157
6.34	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	158
6.35	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	158
6.36	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	159
6.37	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	159
6.38	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	160
6.39	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	160
6.40	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	161
6.41	Curva de luz de Sco X-1 en rayos $\gamma$ , rayos X y óptico . . . . .	161
6.42	Diagrama de flujo óptico en función de la emisión en rayos X de Sco S-1 . . .	162
6.43	Diagrama de flujo de rayos X en función del flujo de rayos $\gamma$ . . . . .	163
6.44	Histograma de magnitudes ópticas de Sco S-1 . . . . .	163
6.45	Histograma de magnitudes y gráfica de magnitud B en función de la emisión en rayos X. . . . .	164
6.46	Campo de Her X-1 . . . . .	165
6.47	Curva de luz en rayos $\gamma$ , rayos X, y óptico. . . . .	167
6.48	Curva de luz óptica de Her X-1 plegada en fase . . . . .	168
6.49	Esquema de la órbita de Her X-1 . . . . .	169
6.50	Esquema de una variable cataclísmica . . . . .	171
6.51	Campo de SS Cyg . . . . .	172
6.52	Evolución del campo de SS Cyg con el tiempo . . . . .	173
6.53	Curva de luz completa de SS Cyg en rayos $\gamma$ , rayos X, y óptico. . . . .	174
6.54	Curva de luz de SS Cyg en rayos $\gamma$ y óptico. Ampliación de la figura 6.53 . .	175

6.55	Curva de luz de SS Cyg en rayos $\gamma$ , rayos X, y óptico. Ampliación segunda de la figura 6.54 . . . . .	176
6.56	Curva de luz de SS 433 en magnitud visual proporcionada por AAVSO. . . . .	177
6.57	Estructura de las AGNs y sus diferentes tipos . . . . .	179
6.58	Campo de 3C 273 . . . . .	180
6.59	Curva de luz de 3C 273 en todas las longitudes de onda . . . . .	181
6.60	Curva de luz completa de 3C 273 . . . . .	182
6.61	Curva de luz de 3C 273, ampliación primera . . . . .	183
6.62	Curva de luz de 3C 273, ampliación segunda . . . . .	183
6.63	Periodograma de 3C 273 . . . . .	184
6.64	Diagrama de rayos $\gamma$ en función del flujo óptico de 3C 273 . . . . .	184
6.65	Campo de 3C 279 . . . . .	185
6.66	Curva de luz total de 3C 279 . . . . .	186
6.67	Curva de luz de 3C 279, ampliación primera . . . . .	187
6.68	Curva de luz de 3C 279, ampliación segunda . . . . .	187
6.69	Periodograma Scargle de la curva de luz de rayos $\gamma$ de 3C 279 . . . . .	188
6.70	Periodograma Scargle de la curva de luz de óptica de 3C 279 . . . . .	188
6.71	Campo de NGC 4151 . . . . .	189
6.72	Curva de luz de NGC 4151 . . . . .	190
6.73	Periodograma Scargle de NGC 4151 . . . . .	191
6.74	Campo de ESO 328–36 . . . . .	193
6.75	Curva de luz de ESO 328–36 en rayos $\gamma$ y óptico. . . . .	194
6.76	Curva de luz de ESO 328–36 en rayos $\gamma$ y óptico. Ampliación. . . . .	195
7.1	Bulbo galáctico observado con INTEGRAL . . . . .	199
7.2	IOMC 6849000050, IGR J17544–2619. Campo . . . . .	205

7.3	IOMC 6849000050, IGR J17544–2619. Curva de luz. . . . .	205
7.4	IOMC 6840000040, BN Sgr. Campo . . . . .	206
7.5	IOMC 6840000040, BN Sgr. Curvas de luz. . . . .	207
7.6	IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Campo. . . . .	209
7.7	IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Curvas de luz. . . . .	210
7.8	IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Curvas de luz en fase. . . . .	211
7.9	IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Periodograma Scargle . . . . .	212
7.10	Ejemplos de curvas de luz de binarias eclipsantes . . . . .	212
7.11	IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Campos. . . . .	215
7.12	IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Curvas de luz. . . . .	215
7.13	IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Periodograma Scargle. . . . .	216
7.14	IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Campo . . . . .	217
7.15	IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Campos en filtro Z y K . . . . .	217
7.16	IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Curvas de luz . . . . .	218
B.1	Distribución de cuentas para una fuente de $FWHM = 1.3$ pix. . . . .	235
E.1	Contaminación de flujo en función de la distancia de una fuente contaminante	247

# Índice de tablas

2.1	Características técnicas de OMC . . . . .	13
2.2	Magnitudes límite de saturación del CCD . . . . .	19
2.3	Límites teóricos a la precisión de la fotometría. . . . .	20
2.4	Estadística de objetos observados con OMC . . . . .	22
3.1	Valor medio y desviación típica de la corriente de oscuridad en cada intervalo	30
3.2	Electrones en cada píxel tras leer una imagen plana del CCD, en función del número de saltos de lectura . . . . .	62
3.3	Fracción de flujo que se mide al final en cada píxel en función del número de saltos de lectura . . . . .	66
3.4	Fracción de flujo que se recibe en cada píxel . . . . .	73
3.5	Fracción de flujo que se detecta en cada píxel . . . . .	74
3.6	Valores típicos del error de lectura . . . . .	76
3.7	Evolución de la pérdida de linealidad. Parámetros. Se ha impuesto $A_0 = 0.000$ para la abertura de $3 \times 3$ píxeles. . . . .	79
3.8	Evolución de la pérdida de linealidad. Magnitud límite . . . . .	79
3.9	Ciclo de exposiciones antiguo (hasta la revolución 0237, ella incluida). . . . .	87
3.10	Ciclo de exposiciones actual (a partir de la revolución 0238, ella incluida). . . . .	87
5.1	Estadística del catálogo de contrapartidas ópticas. Grupos observacionales. . . . .	118
5.2	Estadística del catálogo de contrapartidas ópticas. Tipos de fuentes según HEC 120	

5.3	Fuentes contaminadas, pero con variaciones claras en su fotometría . . . . .	121
5.4	Fuentes no detectadas, pero potencialmente interesantes . . . . .	123
5.5	Fuentes con contrapartida óptica y con variaciones claras en su fotometría . .	126
6.1	Efemérides de GX 301–02 proporcionadas por Bildsten et al. (1997). . . . .	138
7.1	Intervalos de tiempo en los que se ha llevado a cabo el programa de observación del Bulbo Galáctico. . . . .	198
7.2	Estadística de fuentes monitorizadas en el programa del Bulbo Galáctico. . .	204
7.3	Flujo medio en la abertura de 3x3 por intervalo de observaciones del Bulbo Galáctico . . . . .	219
B.1	Fracción de flujo medida y su dispersión, calculados por el método de las aberturas. . . . .	234
E.1	Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas	249
E.2	Fuentes de altas energías contaminadas . . . . .	255
E.3	Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas medias en sus coordenadas	261
E.4	Fuentes de altas energías no detectadas . . . . .	265
E.5	Fuentes de altas energías con contrapartida óptica . . . . .	267
F.1	Objetos con contrapartida óptica. . . . .	272
F.2	Objetos con probable contrapartida óptica. . . . .	273
F.3	Objetos con contrapartida óptica, pero contaminados. . . . .	274
F.4	Objetos no detectados con OMC. . . . .	277
F.5	Objetos con errores medios en sus coordenadas. . . . .	280
F.6	Objetos con precisión astrométrica mala. . . . .	286

# Capítulo 1

## Introducción

Este trabajo consiste en diversos desarrollos llevados a cabo con el monitor OMC (*Optical Monitoring Camera*), a bordo del satélite de la Agencia Espacial Europea *INTEGRAL* (acrónimo de *INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*). La tesis se compone de cinco partes fundamentales: la calibración de OMC, descripción del procesado de datos, el catálogo de contrapartidas ópticas, la presentación de resultados de fuentes seleccionadas, y el procesado de las fuentes del bulbo galáctico.

Este trabajo se ha llevado a cabo en las instalaciones del LAEFF-INTA (Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental – Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial), situadas en Villafranca del Castillo, Madrid.

El capítulo 2 es introductorio. En él se describen la misión *INTEGRAL* y el instrumento OMC. Se explican las líneas generales del proyecto, y el papel de OMC dentro de la misión. Este capítulo es una versión ampliada de un artículo presentado y aceptado en la Revista Iberoamericana de Física.

En el capítulo 3 se discute el procedimiento empleado para la calibración de OMC. Se realiza mensualmente y en ella se deriva la corrección de campo plano y el valor del punto cero de la fotometría. Esta calibración es la oficial del proyecto OMC-*INTEGRAL*, y los ficheros entregados entran directamente en la estructura de directorios del *software* de esta misión de la ESA. También se comentan aquí los diversos chequeos y cambios a nivel técnico que se han producido en el proyecto OMC a consecuencia de los avances obtenidos de esta tesis. Fruto de este apartado técnico ha sido numerosa documentación técnica.

En el capítulo 4 se describe el funcionamiento de los programas realizados para el procesado de datos. Se comentan tanto OSA (*Off-line Standard Analysis*) como EFO (Extracción de Fotometría de OMC). Se describen los lenguajes de programación utilizados y cómo enlazan entre sí. EFO es un punto importante de esta tesis, porque permite el procesado de datos que OSA, el *software* del proyecto *INTEGRAL*, no puede tratar correctamente. Estos programas permiten, entre otras cosas, el procesado rápido de GRBs (*Gamma-Ray Bursts*, estallidos de

rayos  $\gamma$ ).

En el capítulo 5 (y el apéndice E) se muestra el catálogo de fuentes que, siendo conocidas previamente por su emisión en altas energías, han sido observadas con OMC. Este catálogo completa los existentes previamente, al proporcionar datos de la emisión óptica de estas fuentes de altas energías.

En el capítulo 6 se presentan resultados de las contrapartidas ópticas de las fuentes del catálogo de altas energías HEC. En general han sido procesadas con OSA, pero cuando se trata de mosaicos se han usado los programas desarrollados y comentados en el capítulo 4. Se espera poder presentar próximamente los resultados obtenidos en varios artículos.

En el capítulo 7 (y el apéndice F) se describen los resultados de la monitorización del bulbo galáctico llevada a cabo con OMC. Es un subconjunto de las fuentes mostradas en el capítulo 5. La diferencia estriba en que ahora son observadas casi en tiempo real mientras que en las tablas del capítulo 5 y en las curvas de luz del capítulo 6, los datos procesados se han obtenido de la base de datos general de OMC. El procesar los datos casi en el momento en el que se toman ha requerido la preparación de programas específicos y su automatización, y la supervisión diaria de las curvas de luz. Fruto de esta colaboración con el grupo de monitorización del bulbo galáctico de *INTEGRAL*, ha sido un artículo (Kuulkers et al. 2007).

En el capítulo 8 se presentan las conclusiones y se hace un resumen de los resultados obtenidos de esta tesis.

Finalmente, en el apéndice G se muestran los resultados hechos públicos de esta tesis. Se incluye documentación técnica de la Agencia Espacial Europea, artículos con árbitro, seminarios impartidos, contribuciones a congresos (ya sean charlas o pósters), telegramas astronómicos, y divulgación realizada sobre el proyecto.

## Capítulo 2

# *INTEGRAL*–OMC: Descripción

El presente capítulo es una versión ampliada de un artículo que ha sido aceptado para su publicación en la Revista Iberoamericana de Física.

### 2.1 El satélite *INTEGRAL*

*INTEGRAL* es una misión científica de ESA desarrollada en colaboración con la Agencia Rusa del Espacio y la Aviación, y NASA. Fue puesta en órbita el 17 de octubre de 2002 (Winkler et al. 2003). Pretende continuar el trabajo del satélite *COMPTON* de las agencias NASA y ESA, lanzado en 1991, que realizó importantes descubrimientos en todas las áreas de la astrofísica de rayos  $\gamma$ .

Aparte de la información aquí mostrada, puede encontrarse más en el volumen monográfico sobre *INTEGRAL* de *Astronomy & Astrophysics* (Schneider 2003) y en la propia página web del proyecto en ESA<sup>1</sup>.

La construcción involucró a un consorcio de 26 compañías de 12 países europeos y una norteamericana. Participaron alrededor de 1400 personas incluyendo científicos e ingenieros de los instrumentos, el segmento de tierra y el centro de datos. Costó alrededor de 330 millones de euros. Esto incluye el satélite en sí y los dos primeros años de operaciones, pero sin contar el lanzamiento y los instrumentos. El satélite fue puesto en órbita con un cohete ruso Protón a cambio del 25 % del tiempo de observación. Además, como es usual en las misiones científicas de ESA, los instrumentos fueron proporcionados por consorcios de cada país (ESA Media Relations Service 2003)<sup>2</sup>.

*INTEGRAL* se insertó en una órbita con un periodo de 72 horas sidéreas, con una altura inicial en el perigeo de 9049.6 km y en el apogeo de 153 657.2 km (Jensen et al. 2003). La

---

<sup>1</sup><http://www.esa.int/SPECIALS/Integral/index.html>

<sup>2</sup>[http://www.esa.int/esaSC/SEM9P53740D\\_0\\_spk.html](http://www.esa.int/esaSC/SEM9P53740D_0_spk.html)

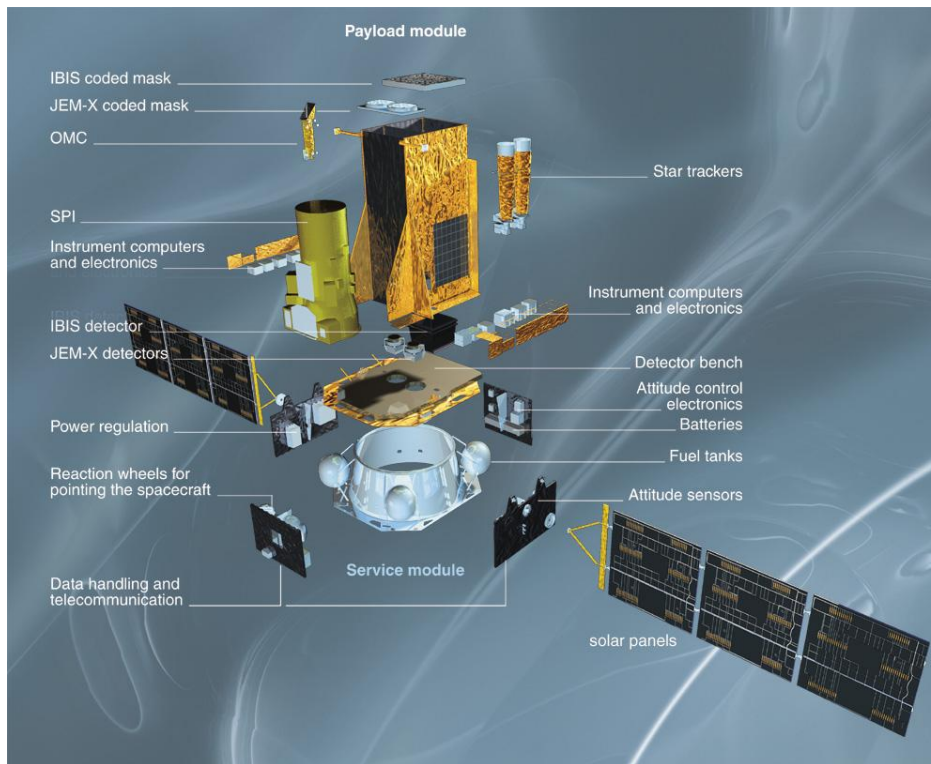


Figura 2.1: Vista de *INTEGRAL* despiezado. Fuente: ESA.

excentricidad de la órbita es de 0.824 148, y la inclinación es de  $52.246^\circ$ . La órbita mantiene al satélite el 84 % del tiempo por encima de 60 000 km, completamente fuera de los cinturones de radiación de la Tierra. Dos estaciones de seguimiento, Redu (Bélgica) y Goldstone (EEUU), proporcionan un recubrimiento completo de la telemetría del satélite cuando se encuentra por encima de 40 000 km de altura.

*INTEGRAL* es un observatorio de rayos  $\gamma$  en el rango de energía de 15 keV-10 MeV, con una monitorización adicional en la banda de los rayos X (3-35 keV) y en el óptico (filtro V de Johnson, 500–600 nm). El observatorio consiste en cuatro instrumentos de campo muy amplio y alineados, cubriendo simultáneamente un rango de energía muy completo para el estudio de fuentes astrofísicas de alta energía. *INTEGRAL* es el primer observatorio espacial que permite observar simultáneamente en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Para ello dispone de dos instrumentos principales, el espectrómetro SPI y la cámara de imagen IBIS, ambos trabajando en la región gamma del espectro; y los monitores JEM-X (rayos X) y OMC (óptico). Los elementos del observatorio se muestran en la figura 2.1.

Como se aprecia en la figura 2.2, el espectro de las altas energías en el que *INTEGRAL* es sensible está completamente absorbido por la atmósfera terrestre (Charles & Seward 1995). Es necesario por tanto que los instrumentos se encuentren a bordo de un satélite de observación.

SPI (*S*pectrometer on *INTEGRAL*) es el espectrómetro gamma, que trabaja en el rango entre 20 keV y 8 MeV (Vedrenne et al. 2003). Dispone de una matriz de 19 detectores de

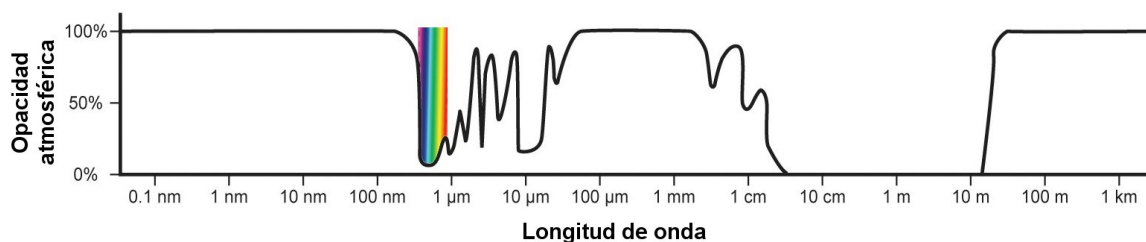


Figura 2.2: Opacidad atmosférica en función de la longitud de onda. Cortesía de IPAC.

germanio. Tiene un campo de visión de  $16^\circ$  (FCFoV, *Fully Coded Field of View*, campo de visión donde el instrumento obtiene el mejor rendimiento), con una resolución angular de  $2.5^\circ$  de FWHM (*Full Width at Half Maximum*, o anchura completa a media altura). La resolución espectral es de 2.5 keV a 1 MeV. Este instrumento permite también realizar imágenes, pero con una resolución menor que IBIS. Los principales investigadores son Jean-Pierre Roques del CESR (*Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements*, Toulouse, Francia) y Roland Diehl en MPE (*Max-Planck Institut für extraterrestrische Physik*, Garching, Alemania).

IBIS (*Imager on Board the INTEGRAL Satellite*) es la cámara de imagen en rayos  $\gamma$  (Ubertini et al. 2003). Tiene también capacidad para realizar espectros, pero son de menor resolución que los obtenidos usando SPI. Se compone de dos planos detectores de estado sólido, ISGRI y PICsIT. ISGRI está formado por  $128 \times 128$  píxeles de CdTe operando a temperatura ambiente. Está dedicado a fotones de rayos X duros o rayos  $\gamma$  blandos, con energías comprendidas entre 15 keV y 1 MeV. Por otro lado, PICsIT está formado por  $64 \times 64$  píxeles de CdI y está dedicado a fotones más energéticos que ISGRI, con energías entre 175 keV y 10 MeV. IBIS posee una resolución angular de  $12'$ , es capaz de localizar fuentes con una precisión mejor que  $2'$ , y tiene un campo de visión de  $9^\circ$  (FCFoV) y  $19^\circ$  (PCFoV con un 50% de sensibilidad). IBIS es sensible a fotones entre 15 keV y 10 MeV. Los investigadores principales son Pietro Ubertini del IAS (*Istituto di Astrofisica Spaziale*, Roma, Italia), Françoise Lebrun (*Commissariat à l'énergie atomique*, Saclay, Francia), y Guido di Cocco (*Istituto Tecnologie e Studio Radiazioni Extraterrestri*, Bologna, Italia).

JEM-X (*Joint European X-ray Monitor*) es el monitor de rayos X de *INTEGRAL* (Lund et al. 2003). Funciona en el rango de 3 a 35 keV, y su campo de visión es de unos  $4.8^\circ$  de diámetro (FCFoV) o  $7.5^\circ$  (PCFoV al 50% de sensibilidad). Su resolución angular es de  $3.35'$ . El investigador principal es Niels Lund del DNSC (*Danish National Space Center*, Copenhague, Dinamarca, antiguo DSRI *Danish Space Research Institute*).

OMC (*Optical Monitoring Camera*) es el monitor óptico (Mas-Hesse et al. 2003a). El responsable del instrumento fue en un primer momento Álvaro Giménez, del INTA. Desde el año 2001 es J. Miguel Mas-Hesse, inicialmente adscrito al INTA y posteriormente al CAB (Centro de AstroBiología (CSIC-INTA), Madrid). El estar a bordo de un satélite le proporciona a OMC varias ventajas frente a los telescopios terrestres, como son la ausencia de absorción atmosférica, un *seeing* perfecto, el tener un menor fondo de cielo, y el no estar sujeto a los ciclos noche-día (por lo que se puede realizar el seguimiento ininterrumpido de las fuentes,

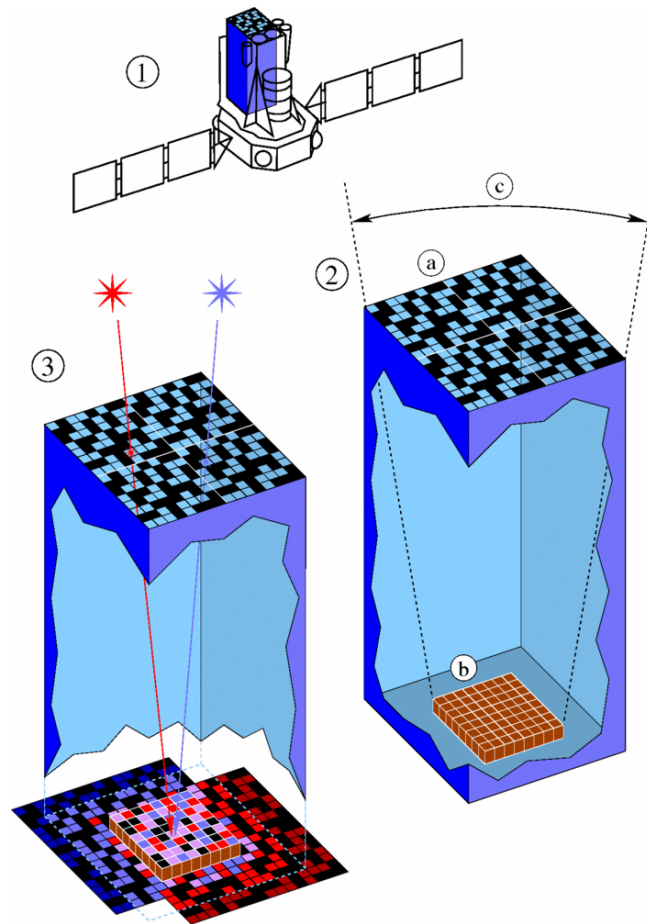


Figura 2.3: Diagrama de las máscaras del instrumento IBIS. En 1 puede apreciarse la posición del instrumento a bordo de *INTEGRAL*. En 2 se aprecia la máscara (a), el detector en el fondo del instrumento (b) y el campo de visión FCFoV (c). En 3 se muestra el funcionamiento. Dos objetos, o bien un mismo objeto pero en distinta posición del patrón de apuntados, dan sombras distintas. A partir de las diferentes sombras y utilizando un método numérico se deducen la posición de la fuente y su flujo. Fuente: ISDC.

excepto durante los pasos por los perigeos). En la sección 2.2 se describe OMC en detalle.

Tanto SPI, IBIS como JEM–X utilizan la técnica de máscaras codificadas para formar imágenes. Consiste en interponer una máscara en el campo de visión, de forma que la imagen formada en el detector tiene unas zonas de sombra que siguen un patrón geométrico (ver detalles en figura 2.3). La imagen se reconstruye posteriormente mediante software. Debido a esto *INTEGRAL* no se queda fijo observando a la fuente, sino que sigue unos esquemas de apuntados centrados en la fuente con el objetivo de optimizar la posterior reconstrucción de las imágenes.

La figura 2.4 muestra los diferentes esquemas de apuntado (*dithering*) que realiza el satélite *INTEGRAL* para minimizar los efectos sistemáticos debidos a variaciones espaciales y temporales del fondo de cielo. Como se puede apreciar, los campos de visión de los instrumentos

son grandes (el menor es el de OMC, de  $5^\circ \times 5^\circ$ ) y la separación entre apuntados pequeña (normalmente del orden de  $2^\circ$ ), por lo que los campos se solapan. Se indica en la figura el FCFoV de cada instrumento, que es el campo de visión donde se obtienen los mejores resultados (ver apéndice H). La duración de cada apuntado es flexible y está en el rango entre 30 minutos y una hora.

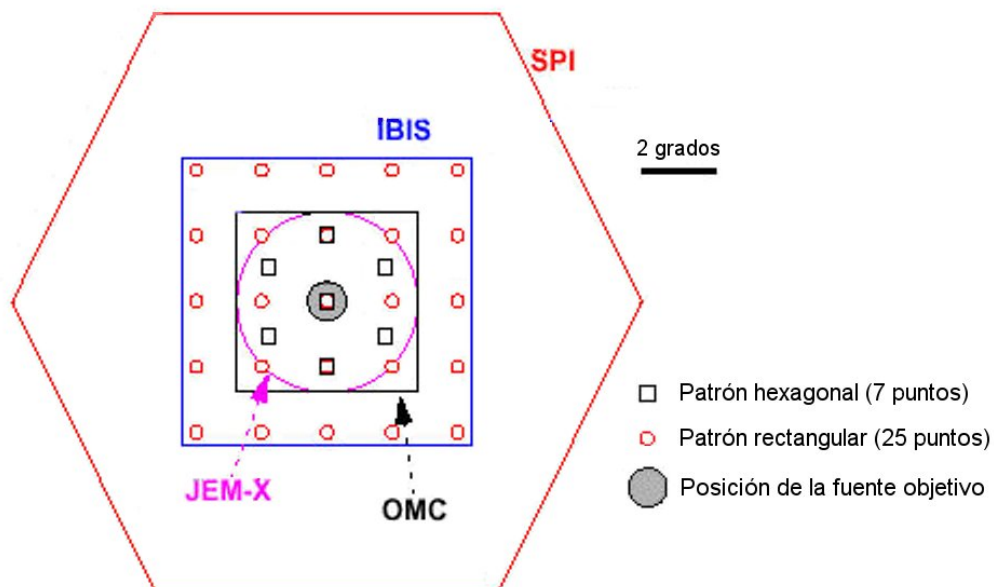


Figura 2.4: Patrones de apuntados de *INTEGRAL*. Fuente: Jensen et al. (2003).

El *staring* es el modo de operación de *INTEGRAL* en el que no realiza sus habituales patrones de apuntado, sino que se queda fijo observando las mismas coordenadas. No es habitual porque, aunque es beneficioso para OMC y JEM-X, a los instrumentos IBIS y SPI les dificulta el procesamiento de datos. Su duración máxima es de algo menos de una órbita (que son 3 días sidéreos).

Dentro del proyecto *INTEGRAL* se definen los siguientes intervalos de tiempo:

- Observación (*Observation*)  
Es el intervalo de tiempo, y sus datos respectivos, en los que *INTEGRAL* está observando una determinada fuente.
- Apuntado (*pointing*)  
Son las subdivisiones de las observaciones. Las hay de dos tipos:
  - Ventana científica (*Science Window*)  
Son los intervalos de tiempo en los que realmente se está observado la fuente. Cada uno de los apuntados dentro de un patrón  $5 \times 5$  o hexagonal es una ventana científica.

– Giro (*Slew*)

Son los intervalos de tiempo en los que *INTEGRAL* se está moviendo para apuntar a la fuente. Cada uno de los desplazamientos entre apuntados de un patrón  $5 \times 5$  o hexagonal, es un giro.

En la figura 2.5 se muestran cuatro imágenes de Cyg X–1 realizadas con cada uno de los instrumentos de *INTEGRAL*. Estas imágenes están tomadas simultáneamente, lo que permite estudiar estos objetos en una gran variedad de longitudes de onda y relacionarlas entre sí. La emisión en óptico está producida por HD 226 868, una supergigante azul (O9.7Iab según Simbad) con alrededor de 31 000 K que está orbitando al agujero negro cada 5.6 días. Este periodo se aprecia en la variación sinusoidal de la curva de luz óptica, como veremos al procesar sus datos en la sección 6.1.1.1, dedicada a Cyg X–1.

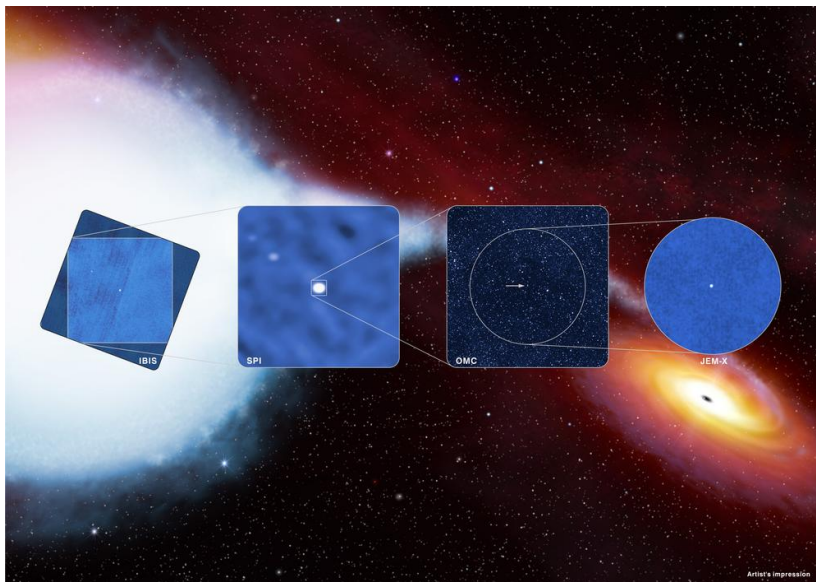


Figura 2.5: Instrumentos de *INTEGRAL* observando simultáneamente Cyg X–1. El dibujo del fondo es una representación artística de la fuente. Créditos: ESA–*INTEGRAL*.

Los cuatro instrumentos de *INTEGRAL* están alineados, por lo que los campos que observan están todos centrados en las mismas coordenadas y sólo varía la amplitud de sus campos de visión. Por tanto OMC observa lo mismo que los instrumentos principales, IBIS y SPI (de hecho es misión fundamental de OMC el monitorizar esas fuentes de altas energías). Por ello, pasa gran parte de su tiempo de observación en unos campos muy particulares: el plano y centro galácticos, y fuentes de altas energías (calibradores como la Nebulosa del Cangrejo y tiempo solicitado por los observadores).

Parte del tiempo de observación se ha empleado en el denominado Programa Principal (*Core Program*) de *INTEGRAL*. Consiste en la exploración sistemática del plano y el centro galácticos, además de otros campos de interés. Los objetivos de este programa son la monitorización de fuentes compactas conocidas, el descubrimiento de nuevas fuentes transitorias de alta energía, el mapeado de la luz difusa tanto en el Centro como en el Plano Galáctico, y

también el mapeado de la emisión de líneas de especial interés, como la de 511 keV asociada a la aniquilación de positrones.

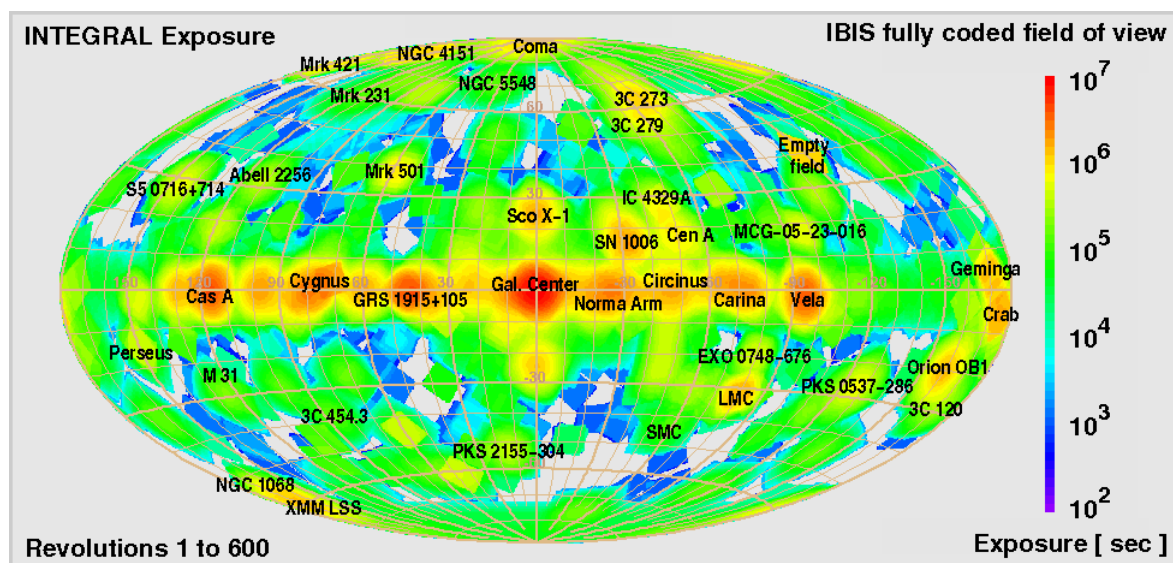


Figura 2.6: Mapa de tiempos de exposición de *INTEGRAL*. Fuente: ESA.

En la figura 2.6 se muestran las zonas observadas por el satélite y el tiempo total de exposición durante las primeras 600 revoluciones. Se aprecia que se concentran en las fuentes conocidas de altas energías y fundamentalmente en el plano y centro galácticos. Nótese que está en coordenadas galácticas. La revolución 600 se produjo en septiembre de 2007, y cada revolución dura aproximadamente 3 días sidéreos (Jensen et al. 2003).

Los estallidos de rayos  $\gamma$  o GRB's (*Gamma Ray Bursts*) constituyen uno de los objetivos de la misión. *INTEGRAL* detecta alrededor de 1 GRB al mes dentro del campo de visión de IBIS, y es capaz de avisar a la comunidad científica del suceso y dar sus coordenadas aproximadas unos pocos segundos después de la detección del mismo. En caso de tener un estallido en su campo de visión, OMC deja sus observaciones científicas y pasa a modo *trigger* para intentar detectar su contrapartida óptica. El software programado en este trabajo permite procesar las imágenes obtenidas en esta forma en minutos. Como el campo de visión de OMC es mucho menor que el de los demás instrumentos (ver figura 2.4), sólo se esperaba del orden de 1 GRB al año. En realidad sólo ha habido un caso en los primeros 5 años de misión.

Finalmente es importante señalar que la unidad de tiempo habitual en *INTEGRAL* es el *IJD* (*INTEGRAL Julian Date*), que se define como:

$$IJD = JD - 2451544.5 \quad (2.1)$$

$$IJD = MJD - 51544.0 \quad (2.2)$$

Donde *JD* significa *Julian Date* y *MJD* significa *Modified Julian Date*. En los datos de la misión *INTEGRAL*, *IJD* suele aparecer en la columna *TFIRST* (momento del comienzo de la

imagen) o BARYTIME (TFIRST al que se le ha aplicado la corrección baricéntrica de tiempos). BARYTIME es el mejor tiempo disponible en la misión para conocer el momento en el que se ha realizado una observación.

Los tiempos de OMC mostrados en esta tesis están además corregidos para referirse al momento central de la observación, no a su comienzo. Esto se consigue añadiendo la mitad del valor de EXPOSURE (duración de la exposición de OMC medida en segundos) a BARYTIME.

## 2.2 La cámara OMC

### 2.2.1 Información general

OMC es una cámara óptica que realiza fotometría en el filtro V de Johnson (500–600 nm) (Mas-Hesse et al. 2003a, 2004). El campo de visión es de  $5^\circ \times 5^\circ$  y es sensible hasta magnitud 17.6. El Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial (INTA) es el organismo responsable del desarrollo del instrumento y el Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental (LAEFF) se encarga de la coordinación general y de la planificación de su actividad científica.

Los siguientes son otros institutos que han participado en el desarrollo de OMC (Mas-Hesse et al. 2003a): *Centre Spatial de Liège*, *Mullard Space Science Laboratory – University College London*, *University College Dublin* y *Dunsink Observatory Dublin*, *Astronomical Institute Ondrejov*, y Universidad de Barcelona.

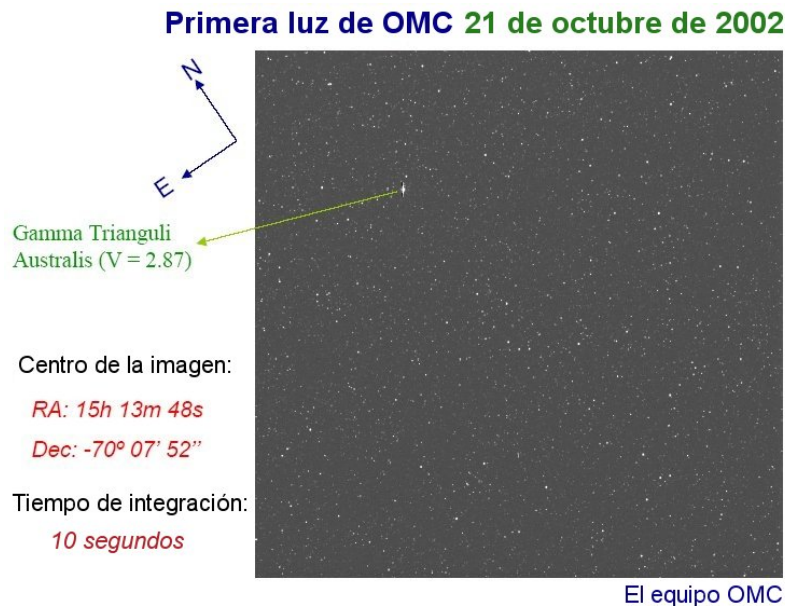


Figura 2.7: Primera imagen tomada por OMC.

La figura 2.7 muestra la primera imagen obtenida con OMC. Nótese el campo tan amplio, aproximadamente diez veces el diámetro de la Luna vista desde la Tierra, y el gran número de fuentes detectadas. Se encuentran del orden de 20 000 fuentes cuyo flujo es 3 veces mayor que la dispersión del fondo.

OMC tiene tres objetivos principales (Mas-Hesse et al. 2003a):

- Observar durante largos periodos de tiempo la emisión en óptico de fuentes de alta energía, lo que permitirá relacionar la emisión en óptico con la que se observa en rayos X y rayos  $\gamma$ .

- Proporcionar fotometría V de estas fuentes que pueda ser comparada con observaciones en tierra previas o futuras.
- Monitorizar de forma rutinaria gran cantidad de fuentes ópticas potencialmente variables con la intención de obtener resultados científicos inesperados (*serendipitous science*).

### 2.2.2 Características técnicas

Las características de OMC se resumen en la tabla 2.1 (Mas-Hesse et al. 2003a; Orr et al. 2004). Mas detalles técnicos sobre el diseño de OMC se pueden encontrar en Mazy et al. (2003) y en la página web del ISDC de documentación del proyecto<sup>3</sup>.

OMC es un telescopio refractor de 5 cm de abertura. Como se aprecia en la figura 2.9, la óptica consta de varios grupos de lentes, con tres filtros planos al principio del sistema. Todos los vidrios han sido seleccionados y probados para poder resistir las radiaciones.

En la figura 2.10 se muestra que existe una cubierta protectora que cierra el conjunto de OMC. Esta cubierta se abrió tras el lanzamiento y no vuelve a cerrarse nunca. Existe además un amplio parasol que minimiza la luz entrante en el eje óptico.

Los LEDs utilizados en la calibración se encuentran en la superficie interna, próximos al plano focal. Están situados en posiciones opuestas, cerca de la estructura de las lentes. En esta posición, la abertura con forma rectangular que protege de radiación al CCD obstaculiza parte de la llegada de la luz de los LEDs al CCD. La sombra que provoca se aprecia en la figura 3.7.

Acoplado directamente al CCD se encuentra un radiador pasivo. Es una pieza de metal abierta al espacio, estando siempre apantallada por la estructura del satélite. La gran conductividad térmica del metal consigue evacuar el calor y radiarlo al espacio, sin necesidad de incluir un sistema para refrigerar el CCD.

OMC cuenta con una cámara CCD (*Charge Coupled Device*) de  $2048 \times 1024$  píxeles. El CCD trabaja en modo de transferencia de imagen (*frame transfer mode*). Esto quiere decir que el detector está dividido en dos partes iguales. La figura 2.11 muestra la disposición del CCD. La primera parte de  $1024 \times 1024$  píxeles está siempre descubierta y es donde se toma la imagen. Al acabar el tiempo de exposición, la carga es transferida por columnas rápidamente a la otra mitad del CCD, que está protegida de la luz y es donde se realiza el proceso de lectura. Se utiliza medio CCD como memoria intermedia por dos razones. Primero porque OMC no dispone de obturador mecánico y la óptica siempre está abierta apuntando al cielo. En segundo lugar porque la electrónica puede tardar entre 10 segundos y un minuto en leer, por lo que podríamos encontrarnos con un tiempo de exposición de la imagen que creciera con el número de fila. Sin embargo el copiar una parte del CCD en la otra apenas requiere

<sup>3</sup><http://isdcul3.unige.ch/index.cgi?Soft+download>

Parámetro	Valor
Campo de visión	$4.979^\circ \times 4.979^\circ$
Abertura	50 mm de diámetro
Distancia focal	153.7 mm (f/3.1)
Transmisión óptica	> 70 % a 550 nm
Factor de reducción de luz dispersa	$< 10^{-5}$ (para fondo difuso)
PSF, (Perfil de las fuentes puntuales)	Gaussiana con FWHM $\simeq 1.3$ pix ( $\simeq 22.8''$ )
Precisión de la reconstrucción astrométrica	$2''$
Número de píxeles del CCD	2061x1056 (1024x1024 área de imagen)
Tamaño del píxel	$13 \times 13 \mu m^2$
Tamaño angular del píxel	$17.504'' \times 17.504''$
Eficiencia cuántica del CCD	88 % a 550 nm
Capacidad del píxel	120 000 electrones/píxel
Convertor analógico-digital	12 bits (4096 niveles) $\simeq 30 e^-$ /cuenta (baja ganancia) $\simeq 5 e^-$ /cuenta (alta ganancia)
Tiempo de transferencia de imagen	2 ms
Resolución temporal	$\geq 3$ segundos
Tiempos de integración típicos	10–200 segundos
Rango en longitud de onda	Filtro V (centrado en 550 nm)
Magnitud límite (10x100s, $3\sigma$ )	17.6 magnitudes
Sensibilidad a variaciones (10x100s, $3\sigma$ )	$\delta m < 0.10$ mag para $V < 16$ mag
Media de estrellas por píxel (todas con $V < 19.5$ )	2.0 ( $b = 0^\circ$ ) 0.6 (promedio) $< 0.1$ ( $ b  > 40^\circ$ )

Tabla 2.1: Características técnicas de OMC

2 ms. A cambio de estas ventajas, es posible que se vean incrementados los efectos de la Ineficiencia en la Transferencia de Carga (ver sección 3.6.2).

En lo que al detector CCD se refiere, se trata del modelo 47-20 del fabricante E2V (anteriormente Marconi, Mas-Hesse et al. (2003a)). Es una versión similar a los CCDs instalados en la misión *COROT* (2k  $\times$  4k, E2V 42–80, Bernardi et al. (2004)) y *MOST* (1024  $\times$  1024 píxeles, Marconi 47–20, Walker et al. (2003)). Todos trabajan en modo de transferencia de imagen, están retro-iluminados, y disponen de una superficie anti-reflectora en el visible. E2V es también la empresa que está desarrollando los CCDs para la misión *Gaia* (Short et al. 2005).

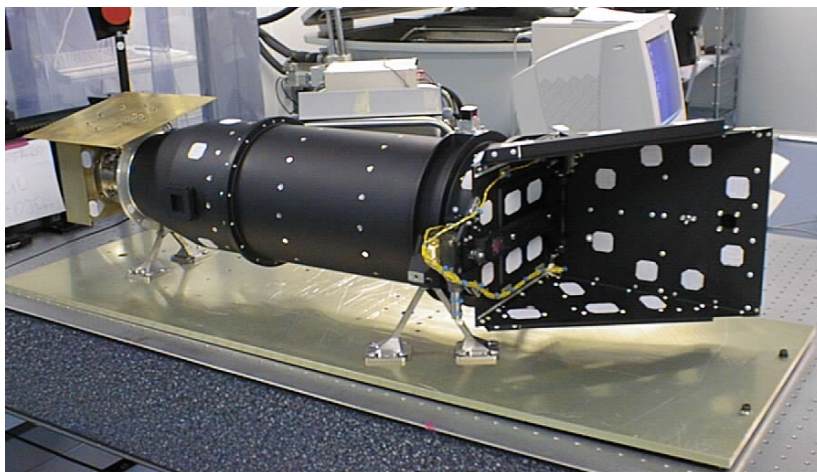


Figura 2.8: Foto de OMC antes de ser ensamblada en *INTEGRAL*. Las mantas térmicas aún no han sido instaladas.

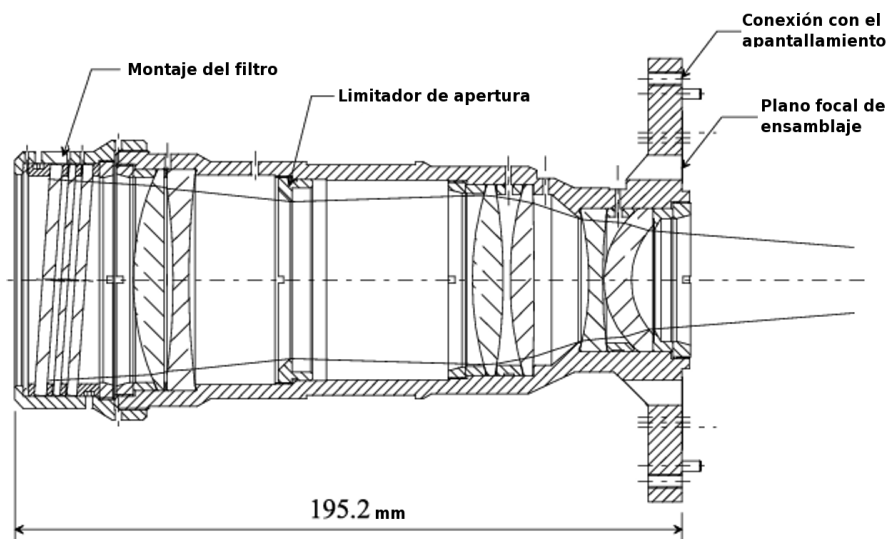


Figura 2.9: Imagen esquemática de la óptica de OMC. Fuente: De Miguel et al. (2002).

Para disminuir el ruido térmico se mantiene el CCD a una temperatura de unos  $-80^{\circ}\text{C}$  mediante su radiador pasivo (Mas-Hesse et al. 2003a). Ésta es una temperatura intermedia comparada con la de otras misiones. Por ejemplo, los CCDs a bordo de *COROT* y *MOST* funcionan a  $-40^{\circ}\text{C}$  (Walker et al. 2003; Bernardi et al. 2004). Los CCDs de *Gaia* funcionarán a  $-115^{\circ}\text{C}$  (Short et al. 2005).

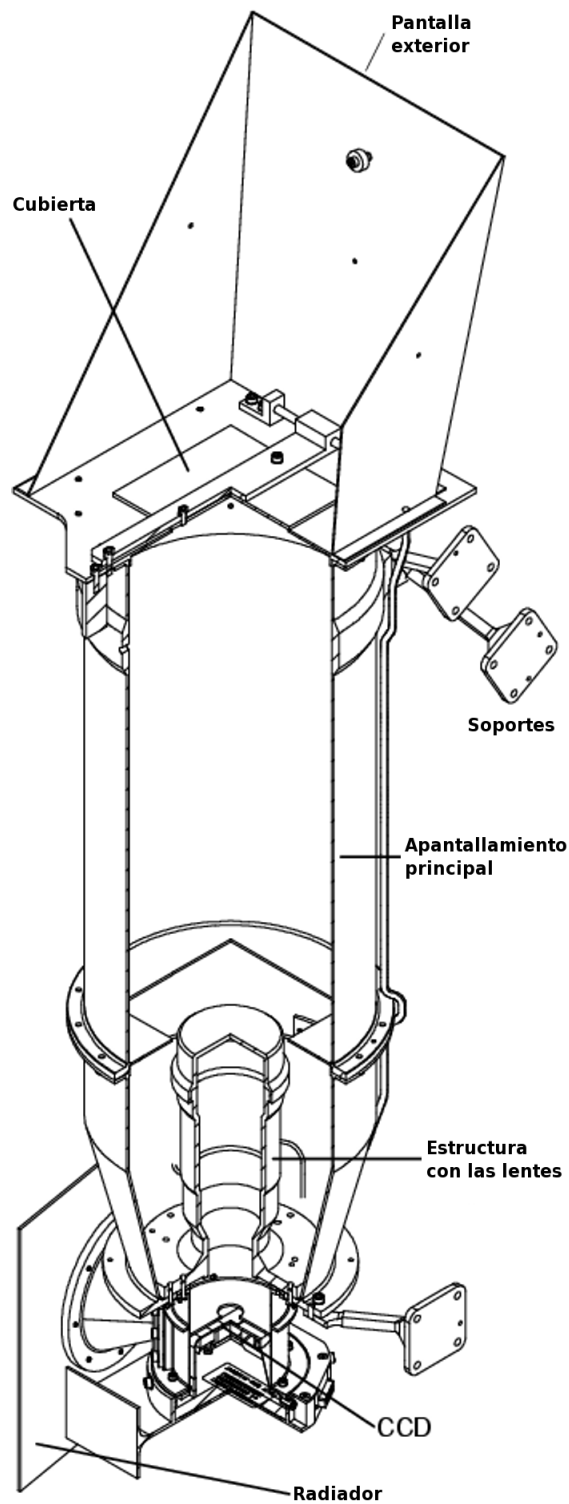


Figura 2.10: Imagen esquemática del conjunto de OMC. El instrumento se encuentra adosado al satélite por los soportes visibles en la parte derecha de la figura. La cubierta que da paso al tubo óptico se abrió una vez en órbita para el comienzo de las operaciones, y nunca más vuelve a cerrarse. La zona de la estructura de las lentes se encuentra ampliada en la figura 2.9. Fuente: De Miguel et al. (2002).

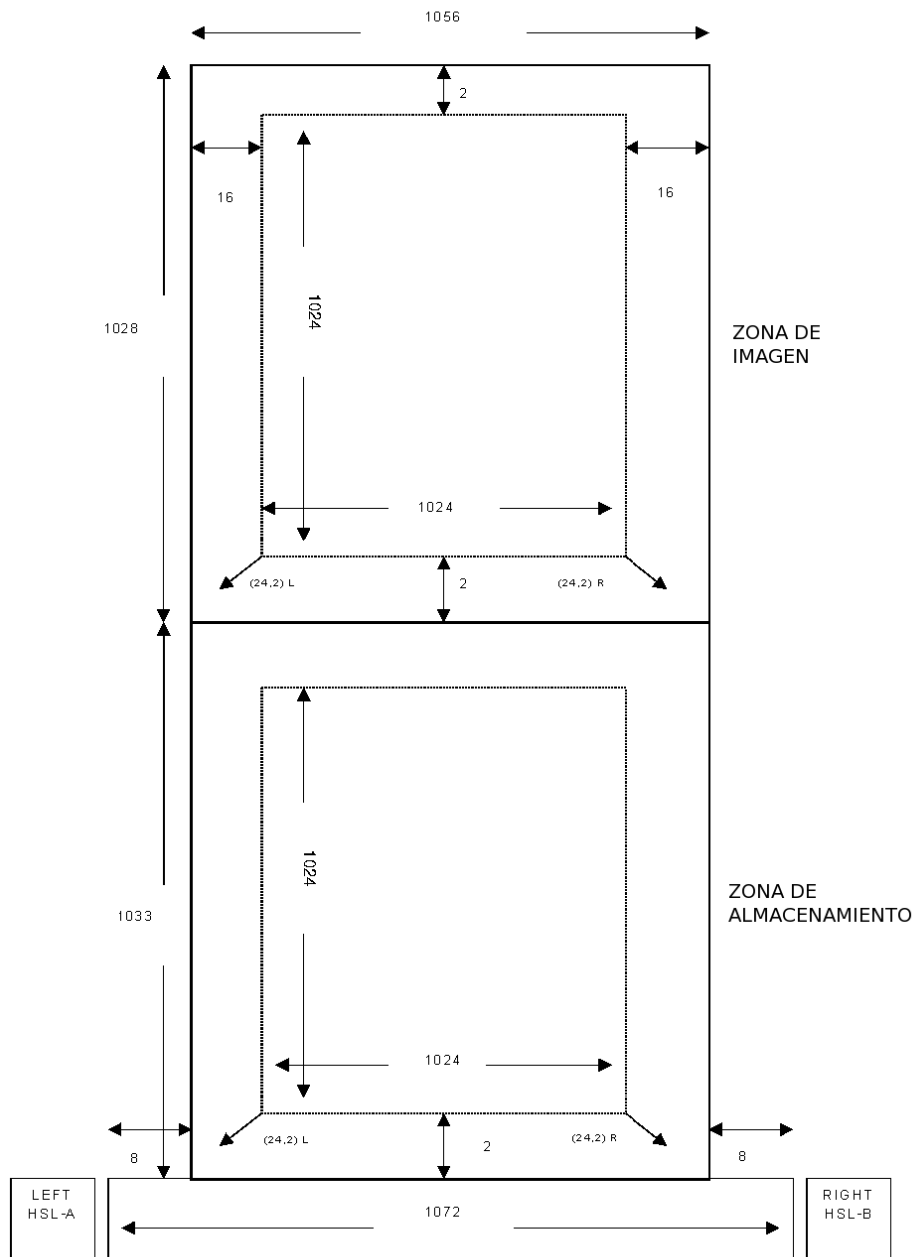


Figura 2.11: Esquema del CCD de OMC. La imagen se toma en la región de  $1024 \times 1024$  píxeles superior. Una vez terminado el tiempo de exposición, se transfiere rápidamente por columnas a la región de  $1024 \times 1024$  píxeles inferior, que está oculta de la luz. Esto se debe a que OMC no tiene obturador mecánico y hay que evitar que se sigan recibiendo fotones en la imagen ya tomada. Una vez en la zona de almacenamiento, se van enviando una a una las filas de la imagen a la fila de lectura, y se leen los píxeles ya sea por el puerto izquierdo o por el puerto derecho. Fuente: De Miguel et al. (2002).

### 2.2.3 Operaciones de OMC

La descarga de la información de los  $1024 \times 1024$  píxeles del CCD requeriría mucho más ancho de banda de las comunicaciones del satélite del que tiene asignado OMC. A la cámara OMC le corresponden 5 paquetes de información cada 8 segundos. 4 paquetes son de telemetría para ciencia, y otro para datos sobre el estado del instrumento (*housekeeping*). Cada paquete permite el envío de un máximo de 229 píxeles de la imagen de OMC, más los bytes de cabecera. En total, *INTEGRAL* dispone de 256 paquetes de información cada 8 segundos (Jensen et al. 2003).

Sólo se transmite a tierra aproximadamente el 1% de la información del CCD. Es necesario, por tanto, conocer a priori las coordenadas de los objetos a observar y descargar sólo pequeñas regiones del CCD centradas en los objetos. El Catálogo de Entrada es el que permite seleccionar las fuentes del campo que serán observadas con OMC, mediante el *software* automático de apuntado (Domingo et al. 2003).

Este catálogo contiene 541 713 objetos y se basa en datos de catálogos previos, actualizados constantemente con nuevas fuentes. Los objetos están organizados en varios grupos. Se diferencian las fuentes catalogadas como científicas de las estrellas de referencia, ya sean éstas astrométricas (permiten el correcto posicionado de OMC) o fotométricas (estrellas de probada estabilidad que permiten realizar la calibración de la fotometría).

Las estrellas fotométricas cumplen estas condiciones (Domingo et al. 2003):

- No pueden estar catalogadas como variables. Además, se descartan las estrellas con  $B - V < 0.0$  y  $B - V > 1.3$  por ser potencialmente variables.
- No pueden saturar en las exposiciones más cortas, que son de 10 segundos. Se obliga a que  $V > V_{\text{saturacion}}$ , siendo  $V_{\text{saturacion}} = 6.3$  mag (aunque como veremos después el límite de saturación se encuentra en torno a  $V \simeq 7.0$  mag).
- No pueden estar en un campo contaminado por otras fuentes. Se han rechazado las estrellas que tienen otras estrellas del catálogo Tycho-2 a una distancia menor de  $75''$ .

Las fuentes científicas se dividen a su vez en varios subgrupos, atendiendo a la prioridad que reciben para ser observadas. De forma simplificada, las más prioritarias son las fuentes conocidas de rayos  $\gamma$ , después están las fuentes de rayos X, y finalmente las variables ópticas (Domingo et al. 2003).

Para observar con OMC necesitamos conocer con antelación la planificación del apuntado de *INTEGRAL* para cada ventana de observación científica. El *software* de apuntado de OMC (OMCPS) calcula de manera automática qué objetos van a ser observados. El procedimiento habitual consiste en, dadas esas coordenadas del apuntado del satélite, ordenar por prioridad los objetos del catálogo presentes en el campo de OMC, asegurando así que las fuentes de altas energías (que son el objetivo de la misión y relativamente pocas en número) siempre

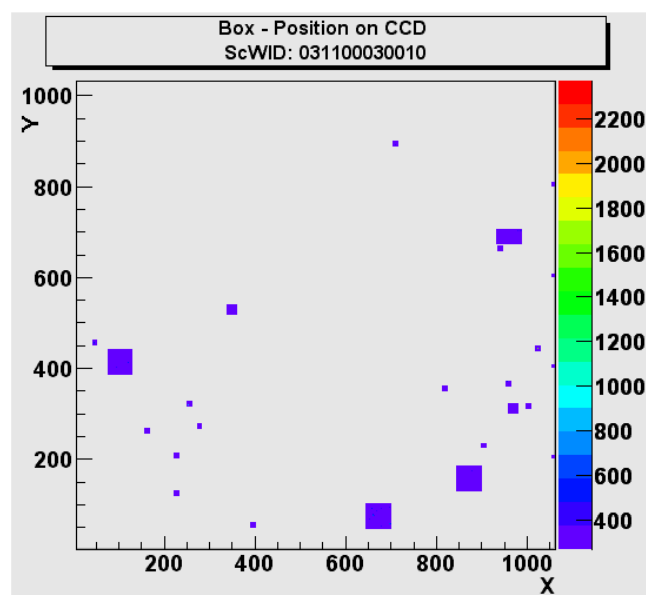


Figura 2.12: Secciones del CCD enviadas a la Tierra en la observación científica 031100030010. Es parte de la exploración del Plano Galáctico llevada a cabo con *INTEGRAL* (es el *Core Program*). La escala de color de la columna derecha indica el número de cuentas en cada píxel, aunque en este caso solo se observa fondo de cielo. Se observan las cajas de  $11 \times 11$  píxeles, los mosaicos, y que la mayor parte del CCD no es transmitida a Tierra.

sean observadas. Se toman unas 100 cajas de  $11 \times 11$  píxeles cada una ( $3.2' \times 3.2'$ ) centradas en la posición de esos objetos. Esta cantidad viene fijada por el ancho de banda permitido para las comunicaciones de OMC. Las fuentes de altas energías suelen tener poca precisión en las coordenadas (los instrumentos de altas energías alcanzan peor resolución que los ópticos), lo que obliga a distribuir parte de esas 100 cajas de  $11 \times 11$  píxeles en mosaicos para cubrir la imprecisión en sus posiciones. En la figura 2.12 se muestra un ejemplo de la imagen del CCD recibida en una ventana de observación científica. Aparecen multitud de pequeñas cajas de  $11 \times 11$  píxeles, y varios mosaicos centrados en la fuente de alta energía cuyo tamaño es proporcional a la incertidumbre en sus coordenadas. Los más grandes son de  $5 \times 5$  cajas (en total  $55 \times 55$  píxeles, unos  $16' \times 16'$ ).

#### 2.2.4 Fotometría con OMC

Con OMC se realizan ciclos de diferentes exposiciones para poder tener así un rango dinámico más amplio en las fuentes observables (Mas-Hesse et al. 2003a). Hasta la revolución 0237 se usaban 10, 30 y 100 segundos de exposición, pero se vio que se podía ganar en sensibilidad alargando las exposiciones sin que creciera demasiado el número de saturaciones ni la probabilidad de detección de rayos cósmicos. Por ello, desde la revolución 0238 se decidió tomar exposiciones de 10, 50 y 200 segundos (ver sección 3.6.6).

Las magnitudes de las fuentes que saturan el CCD de OMC dependen de varios factores.

El principal es el tiempo de exposición, del que depende proporcionalmente el número de fotones recibidos de la fuente.

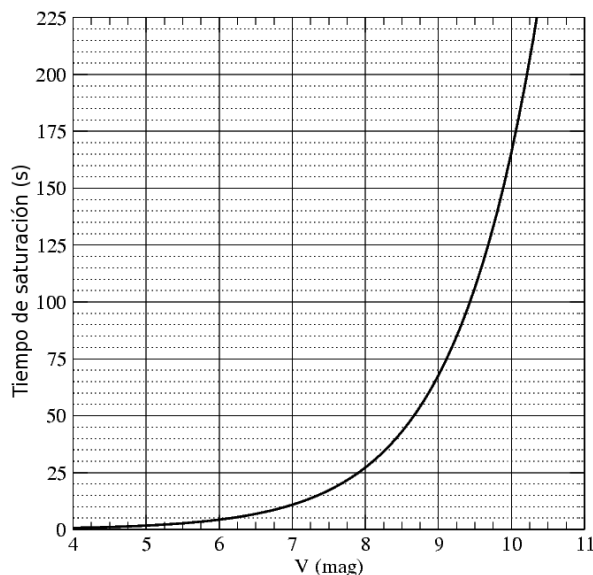


Figura 2.13: Curva teórica del tiempo de exposición necesario para saturar una fuente de la magnitud dada. Se ha supuesto una anchura a media altura de la distribución de fotones de 1.3 píxel, que es un valor promedio.

<b>Tiempo de exposición [s]</b>	10	30	50	100	200
<b>Magnitud de saturación [mag]</b>	6.9	8.1	8.7	9.4	10.2

Tabla 2.2: Magnitudes límite de saturación del CCD. Se ha supuesto una FWHM de la fuente de 1.3 píxeles

También interviene la anchura de la PSF (*Point Spread Function*, forma que adopta la distribución de fotones de una fuente puntual observada en el infinito en el plano del CCD), que es ligeramente variable. Experimentalmente se ha encontrado que las fuentes a alto Y\_TAR (zona superior del CCD, la más alejada de la fila de lectura) tienen una FWHM de hasta 1.5 píxeles. Por otro lado, a bajo Y\_TAR se encuentran valores de hasta 1.1 píxeles. El valor promedio es de  $FWHM = 1.3$  píxeles, y sigue un comportamiento en función de Y\_TAR que con buena aproximación puede suponerse lineal. La fotometría se corrige de este efecto.

El hecho de que el flujo de la fuente pueda estar bastante concentrado en el píxel central (del orden del 35% del flujo total, como puede apreciarse en la tabla 3.4 y las gráficas del apéndice B) y que algunas saturaciones sean difícilmente detectables (porque OMC simplemente pierde la linealidad sin llegar a desparramar los electrones por las columnas del CCD), hace necesario tomar valores muy conservadores.

La tabla 2.2 muestra los valores típicos de saturación del CCD, calculados para un diáme-

tro de la distribución de fotones a media altura de 1.3 píxeles. Los datos han sido extraídos de la figura 2.13. De nuevo, se trata de valores promedio. En la práctica hay que ser hasta 0.3 magnitudes más estricto, porque la *FWHM* puede ser menor que 1.3 píxeles (y llegar hasta 1.1 píxeles) y esto provoca que los efectos de saturación aparezcan con estrellas más débiles que lo previsto en la tabla.

Para eliminar rayos cósmicos y ruido de lectura, así como conseguir una mejor relación señal–ruido, es conveniente combinar imágenes. El máximo tiempo en el que se pueden combinar datos es una ventana de observación, debido a que *INTEGRAL* cambia su apuntado (siguiendo unos patrones, como se ha mostrado en la figura 2.4). Una ventana de observación típica tiene una duración de media hora. En la práctica nunca se consigue una exposición equivalente a media hora debido al tiempo muerto entre tomas (que es del orden de medio minuto entre cada exposición). En la tabla 2.2.4 se muestran las precisiones alcanzables en función del tiempo de integración. La fila de 900 segundos es bastante representativa de los resultados obtenidos al combinar toda la ventana de observación.

Tiempo de integración [s]	Magnitud de la fuente				
	8	10	12	14	16
10	0.007	0.02	0.1	–	–
300	–	0.005	0.01	0.04	0.3
900	–	0.003	0.006	0.026	0.17

Tabla 2.3: Límites teóricos a la precisión de la fotometría.

Hay que tener en cuenta que las precisiones anteriores no incluyen posibles alteraciones del punto cero de la fotometría, normalmente debidos a problemas en la determinación de la imagen de campo plano del CCD a gran escala, tal y como se discute en el capítulo 3.

Existe además el problema de la contaminación del flujo por estrellas del campo. Esto es importante en el caso de OMC porque el tamaño del píxel es grande ( $17.5''$ ). En la figura 2.14 se muestra un cálculo estadístico teórico sobre el número de estrellas que son observadas en cada píxel. Queda patente que en las observaciones del Plano Galáctico (como las observaciones del Bulbo discutidas en el capítulo 7) es de esperar un cierto grado de contaminación. A modo de ejemplo, con la abertura de 3 píxeles de diámetro y observando en el Plano Galáctico, es de esperar un promedio de 3 estrellas más brillantes que magnitud  $V = 16$  en el interior de la abertura.

### 2.2.5 Base de datos

Una vez se han recibido y procesado las imágenes, los resultados pasan a la base de datos de OMC (Gutiérrez et al. 2004). Esta base de datos se encuentra dentro de la web *The Scientific Data Centre at LAEFF*, que a su vez forma parte del proyecto de Observatorio

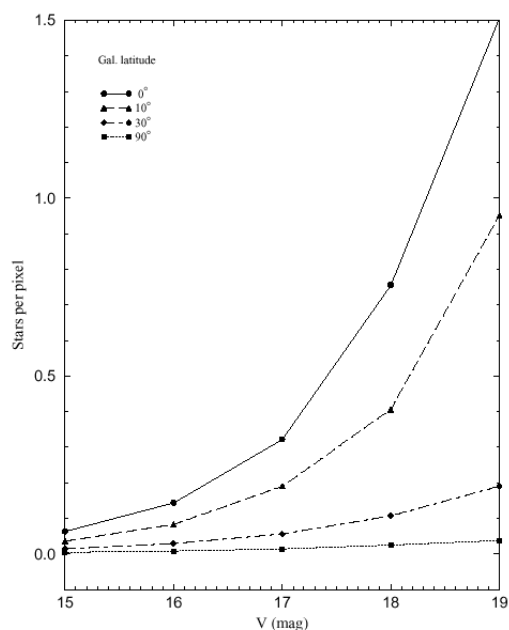


Figura 2.14: Promedio estadístico del número de estrellas más brillantes que una magnitud dada por píxel de OMC. Se dan las curvas en función de la latitud galáctica. Fuente: Chernyakova et al. (2007).

Virtual Español.

La figura 2.15 es una captura de pantalla de esta página web. Puede accederse a ella desde Internet<sup>4</sup>.

El total de fuentes observadas con OMC y con al menos un punto fotométrico es de 147 563. Estos datos y los de la tabla 2.4 están actualizados a fecha de abril de 2008, lo que significa que los datos son completamente públicos hasta la revolución 0509 (excepto las revoluciones 0487 y 0508, que siguen siendo privadas) y que hay datos privados hasta la revolución 0620. Estos puntos fotométricos están combinados cada 630 segundos reales transcurridos, que tras descontar los tiempos muertos se quedan en unos 300 segundos de exposición eficaz.

De entre las fuentes descritas en la tabla 2.4, OMC ha observado el siguiente número de fuentes de altas energías con más de 50 puntos fotométricos (tras combinar las exposiciones presentes en intervalos de tiempo transcurrido de 630 segundos): 195 fuentes de rayos  $\gamma$ , 161 LMXBs (binarias de rayos X de baja masa) y 74 HMXBs (binarias de rayos X de alta masa), según la clasificación de Simbad (Wenger et al. 2000).

<sup>4</sup><http://sdc.laeff.inta.es/omc>

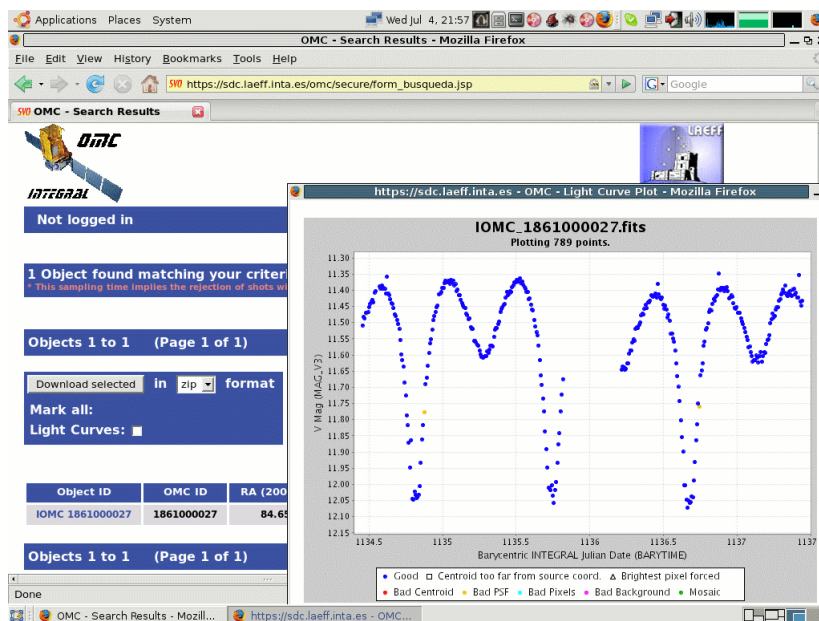


Figura 2.15: Captura de pantalla de la página web de la base de datos de OMC. Se muestra como ejemplo una previsualización de la curva de luz de la binaria eclipsante BV Tau.

Número de puntos fotométricos	Número de fuentes con, al menos, esos puntos fotométricos
5 000	13
4 000	22
3 000	32
2 000	92
1 000	669
500	3 182
200	12 722
100	24 622
50	41 025
1	147 563

Tabla 2.4: Estadística de objetos observados con OMC a fecha de abril de 2008. Datos públicos hasta la revolución 0509 (excepto las revoluciones 0487 y 0508) y privados hasta la 0620.

## Capítulo 3

# *INTEGRAL*–OMC: Calibración y caracterización

### 3.1 Introducción

Durante la realización de este trabajo de doctorado se ha llevado a cabo el control técnico del instrumento OMC. Desde tareas como la realización de la calibración y el chequeo de los datos, hasta la realización de documentación y el desarrollo de nuevos algoritmos. OMC se encuentra en órbita y eso introduce ventajas e inconvenientes respecto a telescopios terrestres. Frente a los problemas que pueden surgir, no es posible ir allí y mirar qué está sucediendo, sino que es necesario obtener información por métodos indirectos. La carencia de un obturador y las condiciones del entorno espacial introducen problemas adicionales respecto a telescopios terrestres.

#### 3.1.1 Procedimiento

OMC es una cámara óptica con un detector CCD. Sus imágenes científicas han de ser corregidas siguiendo los pasos habituales para este tipo de detectores:

- A la imagen bruta se le resta primeramente la corriente de polarización (BIAS). Este BIAS es la carga mínima de cada píxel (salvo la dispersión provocada por el error de lectura), que queda patente en la imagen como un número de cuentas fijo que añade la electrónica para asegurar que el conversor analógico–digital está trabajando en una zona lineal.
- Después se corrige de la corriente de oscuridad. Esta es una carga eléctrica que crece proporcional al tiempo y que se añade a la carga provocada por los fotones incidentes. Esta corriente de oscuridad son electrones del semiconductor del detector que, debido a

la agitación térmica, consiguen saltar de su banda de valencia a la de conducción. Este efecto crece rápidamente con la temperatura.

- Posteriormente se divide por la imagen de campo plano (*flatfield*). La imagen de campo plano se obtiene iluminando el CCD de manera uniforme, para registrar así las diferencias de sensibilidad píxel a píxel. En OMC se ilumina el CCD con 2 LEDs que no están en el eje óptico. Por ello no son imágenes realmente planas (una parte del CCD está más cerca del LED que la otra y por lo tanto está más iluminada), pero sí son suaves.
- Más tarde se apuntan los píxeles defectuosos, que son aquellos que no tienen una respuesta proporcional al número de fotones incidentes. Como esta característica es difícil de evaluar actualmente en las calibraciones de OMC, se consideran píxeles defectuosos aquellos que se alejan más de un 20 % de la sensibilidad promedio del CCD. Estos píxeles se tienen en cuenta al calcular los flujos de las fuentes. Si la abertura utilizada incluye un píxel defectuoso, se anota en la columna de los datos procesados **PROBLEMS**. También podrían existir columnas dañadas en el CCD, pero hasta ahora no hay ninguna.
- Por último se realiza la calibración fotométrica, que permite transformar los flujos instrumentales en magnitudes  $V$  absolutas.



Figura 3.1: Procedimiento seguido para el procesamiento de datos.

En este capítulo describiremos con detalle los algoritmos y procedimientos desarrollados para realizar estas correcciones.

### 3.1.2 Efecto de la radiación

En el entorno espacial es necesario tener en cuenta los efectos de las radiaciones. Las partículas degradan la calidad de los datos y pueden incluso degradar los componentes de los instrumentos. Por ello, la órbita de *INTEGRAL* ha sido seleccionada para minimizar estos efectos y estar por encima de los anillos de radiación la mayor parte de la órbita posible (Jensen et al. 2003).

Como la monitorización de las radiaciones es fundamental para el funcionamiento de *INTEGRAL*, existe un monitor a bordo llamado IREM (*INTEGRAL Radiation Environment Monitor*). IREM está compuesto de dos subsistemas de detección: uno sensible a protones por coincidencia, y un detector individual que mide electrones ( $\geq 0.5$  MeV) y protones ( $\geq 20$  MeV).

Para evitar daños en los instrumentos, estos pasan a modo seguro (*safe mode*) durante los perigeos (Jensen et al. 2003). En la sección 3.6.7 se muestran varias gráficas en las que se observa cómo evoluciona el conteo de partículas medidas con IREM, y cómo los instrumentos dejan de tomar datos durante los perigeos.

Las radiaciones del espacio afectan a los detectores CCD, siendo esto objeto de estudio en todas las misiones (Bernardi et al. 2004; Short et al. 2005). Hay 3 fuentes principales de radiaciones:

- Rayos cósmicos galácticos. Son partículas muy energéticas (típicamente cientos de MeV), generados principalmente en supernovas. Se observan a un ritmo de entre 4 y 8 partículas por  $\text{cm}^2/\text{s}$ , dependiendo de la fase del ciclo solar. En las fases de mayor actividad solar, la propia heliosfera apantalla el flujo de rayos cósmicos de origen galáctico. El 90% de ellos son protones, el 9% iones de He y el 1% son iones más pesados. Es difícil proteger de estas radiaciones porque al ser tan energéticas son capaces de atravesar varios centímetros de blindaje.
- Partículas solares. Estas partículas vienen del Sol y su flujo varía desde la no detección cuando el Sol está tranquilo, hasta miles de partículas por  $\text{cm}^2$  y segundo en los periodos de mayor actividad solar. Del mismo modo que los rayos cósmicos galácticos, son en su mayor parte protones e iones de helio. Pero a diferencia de ellos, son mucho menos energéticos. Por ello, el blindaje es efectivo contra estas radiaciones.
- Partículas atrapadas en el campo magnético terrestre. Son protones y electrones atrapados en los llamados cinturones de radiación. *INTEGRAL* pasa la mayor parte de su tiempo por encima de estos cinturones, pero al acercarse al perigeo los atraviesa.

En cuanto a los daños que pueden producirse en el CCD, se estima que son de dos tipos:

- Daño ionizante. Al atravesar la estructura de los electrodos, las partículas ionizan los

átomos. Con el transcurso de los años se va produciendo una carga estática que provoca que los voltajes de la corriente del CCD vayan variando poco a poco.

- Daño no ionizante. Cuando una partícula atraviesa el CCD, es posible que choque contra un átomo de silicio y lo desplace de su posición en la red cristalina. De esta forma se crea un defecto puntual en la red. Estos defectos introducen nuevos niveles de energía en el semiconductor, lo que provoca que electrones de la banda de valencia puedan quedar atrapados en los nuevos niveles.

La resistencia del CCD de OMC a las radiaciones ha sido probada en la Tierra (Mas-Hesse et al. 2003b). Después de 20 krad no se apreció ninguna degradación importante de las capacidades. Sólo se detectó un pequeño incremento de la corriente de oscuridad, pero siempre dentro de los límites de las especificaciones.

En la práctica, los posibles efectos esperados son los siguientes:

- Incremento de la corriente de oscuridad.
- Incremento en el número de píxeles calientes.
- Degradación de la *CTE*.
- Oscurecimiento de la óptica.

## 3.2 BIAS

El BIAS es también llamado corriente de polarización (Galadí-Enríquez 1998). Es la carga que introduce la electrónica durante el proceso de lectura para asegurarse de que el convertor analógico–digital está trabajando en una zona lineal. En la práctica, es un valor mínimo de cuentas por imagen, que ha de ser sustraído de las cuentas brutas medidas en cada píxel.

Durante las calibraciones, se mide el BIAS tomando 8 imágenes. Se realizan 2 ciclos de 4 tomas, en cada uno de los cuales se modifican los parámetros: puerto de lectura (izquierdo o derecho) y la ganancia (alta o baja). Estas imágenes se toman sin desplazar la carga de los píxeles del CCD, simplemente leyendo el registro de lectura. Lo que se consigue es medir la carga de unos píxeles que no han recibido ningún fotón. De este modo se derivan el valor del BIAS (media de cuentas de los píxeles de las imágenes) y el ruido de lectura (desviación típica del número de cuentas). El ruido de lectura en baja ganancia es de  $45 e^-$  por el puerto izquierdo y  $49 e^-$  por el puerto derecho, por lo que el puerto izquierdo es menos ruidoso y es el que siempre se usa en las observaciones científicas.

El BIAS presenta una cierta dependencia con la temperatura de la electrónica, por lo que su valor ha de ser calculado durante las observaciones. Para ello, se toman en todas las imágenes científicas 4 cajas de  $7 \times 7$  píxeles en la zona derecha del CCD, fuera de la zona de imagen, ocultas de la luz por la cubierta protectora. Estos píxeles se promedian durante el intervalo de tiempo indicado por un parámetro del procesado. Para evitar irregularidades indeseadas, se toma 10 minutos como tiempo mínimo a combinar. Para cada uno de estos intervalos de tiempo se proporciona un valor único y constante de BIAS.

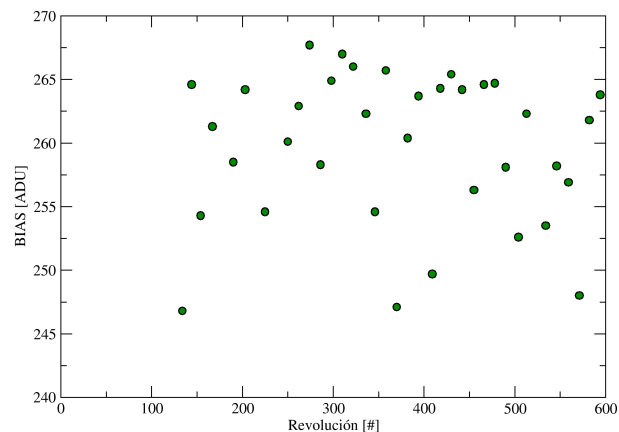


Figura 3.2: Evolución del BIAS en función de la revolución en la que se ha realizado la calibración (no es el BIAS de las observaciones científicas). Puerto de lectura izquierdo, baja ganancia.

La figura 3.2 muestra la evolución de los BIAS medidos en cada calibración. El BIAS no ha evolucionado y todos los valores se encuentran dentro del intervalo  $257 \pm 11$  (4%).

### 3.3 Corriente de oscuridad

La llamada corriente de oscuridad son electrones del semiconductor del detector que, debido a la agitación térmica, consiguen saltar de su banda de valencia a la de conducción. De este modo, terminan siendo contabilizados como si fueran fotones incidentes.

Como se ha indicado, este efecto crece rápidamente con la temperatura. Esto se debe a que la energía térmica de los electrones es proporcional a la temperatura absoluta, mientras que el salto energético que deben realizar permanece constante. Por ello, a mayor temperatura hay mayor probabilidad de que los electrones salten de banda. Para evitar esta corriente de oscuridad se refrigeran las cámaras CCD. En el caso de OMC se mantiene el detector a una temperatura alrededor de  $-80^\circ\text{C}$ .

Esta es una carga eléctrica que crece proporcional al tiempo y que se añade a la carga provocada por los fotones incidentes. Estos electrones se acumulan independientemente de los fotones recibidos, incluso en la más completa oscuridad. Por ello, y por ser una carga que crece proporcional al tiempo de observación, recibe este nombre de corriente de oscuridad.

Probablemente sería más correcto hablar de corriente “en” oscuridad, en vez de corriente “de” oscuridad. Esto se debe a que esta corriente se mide en ausencia de iluminación, “en” oscuridad. Sin embargo, es habitual el referirse a ella como corriente “de” oscuridad, por lo que se elige esta última denominación.

Está bien documentado el incremento de la corriente de oscuridad debido a las radiaciones Janesick & Elliott (1992); Goudfrooij et al. (2006). De hecho OMC ha sido sometida a pruebas de laboratorio, en Tierra, para comprobar su comportamiento bajo las radiaciones y se ha demostrado que hay un empeoramiento (Mas-Hesse et al. 2003b; Walton et al. 2003). La corriente de oscuridad pasa de ser  $0.01\text{ e}^{-\text{s}^{-1}\text{pix}^{-1}}$  a  $0.04\text{ e}^{-\text{s}^{-1}\text{pix}^{-1}}$  después de una exposición a 30 krad. 1 rad equivale a una energía absorbida de  $10^{-2}\text{ J/Kg}$  (Sanchez del Río 1997), por lo que se habrían absorbido 300 J/kg de radiaciones. Todo ello a temperatura constante de 188 K ( $-85^\circ\text{C}$ ).

Se realizan comprobaciones mensuales para estar seguros de que la corriente de oscuridad de la cámara permanece despreciable. Para ello se toman imágenes de tiempo de diferentes tiempos de exposición (1, 10, 60, 100, y 200 segundos), y se realiza un ajuste del número medio de cuentas de cada imagen en función del tiempo de exposición. La pendiente del ajuste es la corriente de oscuridad, medida en cuentas/segundo.

La gráfica 3.3 muestra que en ninguna medida ha alcanzado la cota de  $0.15\text{ e}^{-\text{s}^{-1}\text{pix}^{-1}}$ . A baja ganancia, que es el modo más frecuente de funcionamiento de OMC, esta cantidad equivale a una cuenta digital en 200 segundos de exposición. Esta podría considerarse una cantidad límite a partir de la cual habría que tener en cuenta la corriente de oscuridad. En la gráfica no se ha tenido en cuenta la temperatura, que es un factor muy importante. Se ha supuesto que ha variado aleatoriamente, independientemente de la revolución, aunque hay

razones para pensar que en las primeras revoluciones estaba ligeramente más frío. Esto se comenta en la tabla 3.1.

Además, la figura 3.3 muestra que la corriente de oscuridad a baja ganancia es sistemáticamente mayor que a alta ganancia, del orden de un 20 %. Esto parece ser un efecto de la electrónica, pero en cualquier caso, no afecta a las operaciones.

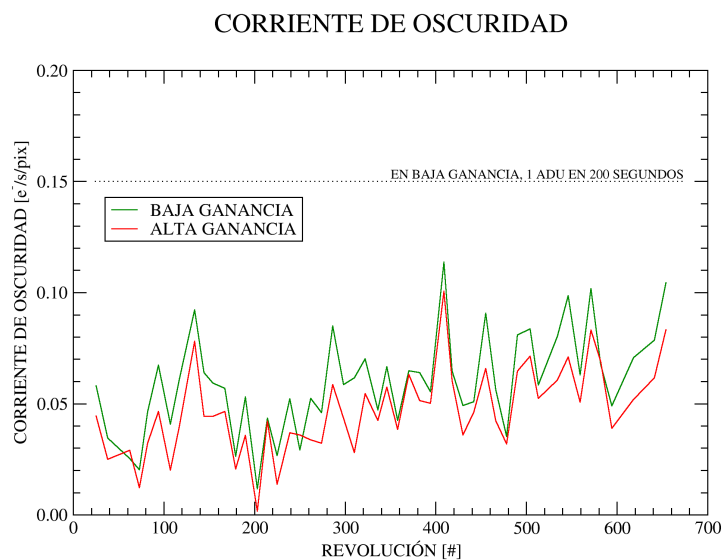


Figura 3.3: Corriente de oscuridad durante cada calibración. Se incluye la línea horizontal a  $0.15 \text{ e}^{-}\text{s}^{-1}\text{pix}^{-1}$ , que indica un límite práctico a partir del cual la corriente de oscuridad puede afectar las medidas fotométricas. A grandes rasgos, se observa un incremento en la corriente de oscuridad en las últimas revoluciones respecto de las primeras.

Volviendo a la evolución de la corriente de oscuridad, al principio de la misión las temperaturas del CCD eran menores que las actuales (ver tabla 3.1). Esto podría ser debido a que los criterios de orientación del satélite respecto de la dirección del Sol han variado con los años. Hay dos argumentos principales. En primer lugar, durante los 2.2 primeros años, el eje de *INTEGRAL* normal a los paneles solares sólo podía alejarse  $40^\circ$  del Sol, mientras que en la actualidad solo puede alejarse  $30^\circ$ . Este cambio se debe a que los paneles solares de *INTEGRAL* han ido perdiendo eficacia con el tiempo, y para mantener una producción de energía eléctrica óptima es necesario que el Sol ilumine más frontalmente los paneles (Jensen et al. 2003). En segundo lugar, los requisitos térmicos imponen que el Sol no pueda iluminar ciertas zonas del satélite. Como las limitaciones de orientación han cambiado, es razonable que en promedio OMC podría estar siendo iluminado en mayor medida por el Sol ahora que al principio de la misión.

Por otro lado, según Walton et al. (2003) la corriente de oscuridad de OMC se comporta cumpliendo la fórmula 3.1. La figura 3.4 muestra el comportamiento típico de la corriente de oscuridad en el rango de temperaturas en el que trabaja OMC y con un valor promedio de

la constante de proporcionalidad.

$$I = CT^3 \exp\left(-\frac{6400}{T}\right) \quad (3.1)$$

En la fórmula, cada símbolo significa:

- $I$  es la corriente de oscuridad, medida en  $[e^-s^{-1}\text{pix}^{-1}]$ .
- $C$  es la constante de proporcionalidad, medida en  $[e^-s^{-1}\text{pix}^{-1}\text{K}^3]$ .
- $T$  es la temperatura, medida en  $[\text{K}]$ .

Intervalo	Temperatura Media [K]	Temperatura Media [°C]	Corriente de Oscuridad Media $[e^-s^{-1}\text{pix}^{-1}]$
Primero	$195.1 \pm 3.5$	$-78.1 \pm 3.5$	$0.048 \pm 0.021$
Segundo	$195.0 \pm 3.1$	$-78.2 \pm 3.1$	$0.054 \pm 0.015$
Tercero	$196.4 \pm 3.5$	$-76.8 \pm 3.5$	$0.072 \pm 0.022$

Tabla 3.1: Valor medio y desviación típica de la corriente de oscuridad en cada intervalo. Cada uno de estos intervalos está formado por unas 20 calibraciones, que están espaciadas aproximadamente un año y 8 meses.

Se ha calculado el valor medio de la corriente de oscuridad subdividiendo todos los datos disponibles en tres intervalos de tiempo. Estos cálculos aparecen en la tabla 3.1. Se aprecia que hay dos efectos superpuestos. Por un lado la temperatura ha aumentado alrededor de 1.4 K en el último intervalo, por lo que es de esperar un incremento en la corriente de oscuridad.

Por otro lado está el efecto que estamos buscando, que aparecería como un incremento en la constante de la corriente de oscuridad a temperatura constante. Comparando los dos primeros intervalos, se comprueba que ambos tienen casi la misma temperatura pero la corriente de oscuridad ha aumentado en el segundo. Esto podría ser un signo de la degradación del CCD, leve pero marginalmente presente.

Se ha calculado la constante de proporcionalidad ( $C$ ) que le corresponde a cada calibración, dadas la corriente de oscuridad y la temperatura en ese momento. La figura 3.5 muestra la evolución de la constante de proporcionalidad en función de la revolución. El ajuste lineal de la gráfica aparece en la ecuación 3.2, estando  $C$  medido en  $e^-s^{-1}\text{pix}^{-1}\text{K}^{-3}$ .

$$\log_{10} C = (6.04 \pm 0.08) + (0.13 \pm 0.21) \times \frac{\text{revolucion}}{1000} \quad (3.2)$$

Con esta tendencia de la constante  $C$  se puede calcular cuándo empezará a ser importante la corriente de oscuridad. Considerando una temperatura de 200 K ( $-73^\circ\text{C}$ , de las más altas

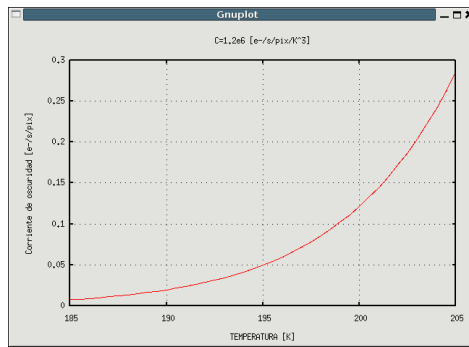


Figura 3.4: Curva de ejemplo de la corriente de oscuridad en función de la temperatura con una constante promedio.

permitidas al CCD), se alcanzará el límite de  $0.15 \text{ e}^{-\text{s}^{-1}\text{pix}^{-1}}$  (1 ADU en 200 segundos en baja ganancia) en torno a la revolución 1000 (invierno de 2010-2011). Este es un valor tentativo, porque el error en el cálculo de la pendiente de  $C$  es mucho mayor que la propia pendiente.

De cualquier modo, es importante recalcar que la corriente de oscuridad medida en Tierra, antes del comienzo de la misión, era insignificante. En órbita se ha mantenido siempre como una cantidad pequeña, y no merece la pena corregir los datos. Se está estudiando este efecto por si fuera necesario tenerlo en cuenta en el futuro.

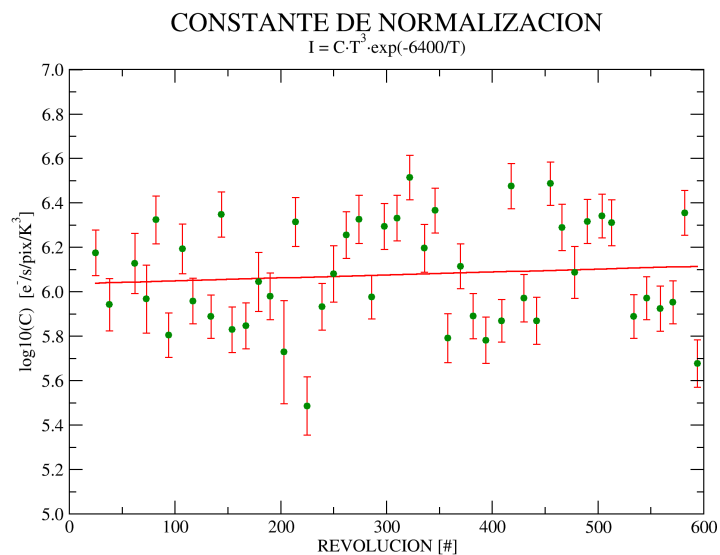


Figura 3.5: Constante de proporcionalidad de la corriente de oscuridad ( $C$ ). Se ha ajustado una recta para conocer la tendencia, y se puede apreciar que se produce un ligero incremento. Esto corrobora que se produce un empeoramiento de las condiciones del CCD. Sin embargo, el efecto es tan pequeño que no es necesario tenerlo en cuenta.

### 3.4 Matriz de aplanamiento de campo

La calibración de aplanamiento de campo de OMC es una de las principales tareas necesarias para el correcto funcionamiento del instrumento. Habitualmente se realiza cada 12 revoluciones, que son 36 días sidéreos. Se analizan los datos y se envían los resultados al ISDC (*INTEGRAL Science Data Center*, situado en Ginebra) a través de una herramienta web desarrollada a tal efecto<sup>1</sup>.

La calibración obtenida es la oficial de OMC, por lo que los ficheros enviados pasan automáticamente a formar parte del sistema de ficheros *INTEGRAL*. A partir del momento de la entrega, estos ficheros son usados por cualquier usuario en el procesamiento de datos de *INTEGRAL*.

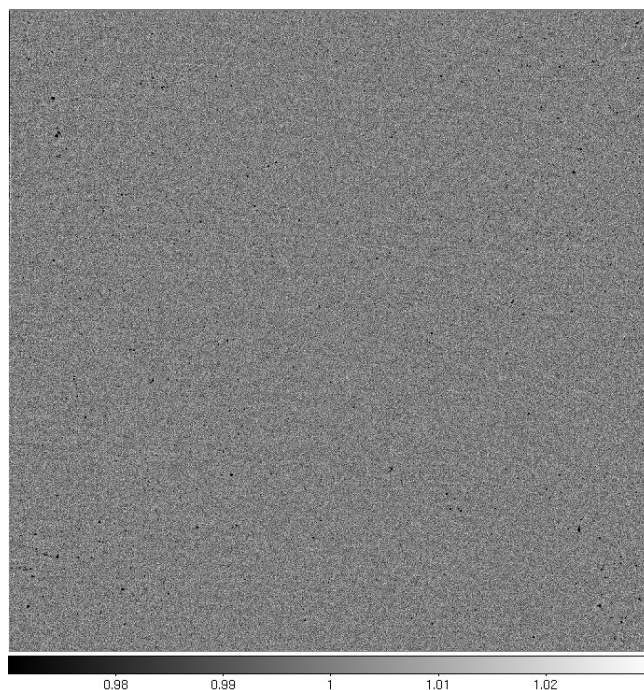


Figura 3.6: Matriz de aplanamiento de campo obtenida en Tierra. Nótese que a gran escala es plana, que no se aprecian manchas, y que la escala de color es relativamente estrecha (entre 0.97 y 1.03).

Actualmente los dos ficheros que se envían al ISDC son: una matriz de aplanamiento de campo (*flatfield*) y la calibración fotométrica. Mientras se escriben estas líneas (abril de 2008, con 0678 revoluciones de *INTEGRAL* en órbita), en el ISDC hay 130 calibraciones fotométricas y 101 de campo plano (incluyendo las que se están usando y las sucesivas mejoras que ha habido). En principio tendría que haber el mismo número de ambas. Sin embargo, pasado el tiempo se vio que la calibración de punto cero variaba más rápido de lo previsto. Un mes era demasiado tiempo y hubo que preparar un mayor número de calibraciones. Esto está comentado en la sección 3.5.

<sup>1</sup><http://isdc.unige.ch>

Las imágenes tomadas para realizar la calibración (en sus versiones 0004 y 0005) son las siguientes:

- Corriente de oscuridad: 20 pequeñas imágenes ( $12 \times 512$  píxeles) con tiempos de exposición variables y en ningún momento expuestas a la luz. Son ciclos de exposiciones de 1, 10, 60, 120 y 220 segundos, para alta y baja ganancia, y para puerto de lectura izquierdo y derecho. Con ellas se hace un ajuste lineal del promedio de cuentas en función del tiempo de exposición para obtener el factor de cuentas por segundo.
- BIAS: 8 pequeñas imágenes ( $1040 \times 200$  píxeles) con tiempo de exposición nulo. Estas no son imágenes de cielo, simplemente se lee el registro de lectura sin llegar a desplazar la carga eléctrica del CCD. Por tanto, no llega a leer ninguna imagen. Se realizan dos ciclos repetidos, tanto a alta y baja ganancia, como usando los distintos puertos de lectura: el izquierdo y el derecho.
- LEDs: 8 imágenes ( $1040 \times 1024$  píxeles) de 0.5 segundos de exposición. Son las que permitirán más tarde calcular la imagen de campo plano. Se toman 4 imágenes para cada uno de los dos LEDs, promediándolas. Además, debido a que los LEDs dan sombra sobre el detector, parte de las imágenes no son útiles. Estas imágenes se recortan eliminando esa parte no iluminada. La imagen 3.7 es un ejemplo de imagen de LED.
- Imágenes de cielo de exposición corta ( $1040 \times 1024$  píxeles): 4 imágenes enteras de 0.5 segundos de exposición, para restar el cielo de las tomas de LEDs. Esto se debe a que la cámara OMC está continuamente abierta y apuntando al firmamento, por lo que la luz que viene de las estrellas siempre llega hasta el detector. Al restar una imagen de cielo combinada con el mismo tiempo de exposición que los LEDs, estas estrellas son eliminadas de las imágenes.
- Imágenes de cielo de exposición larga ( $1040 \times 1024$  píxeles): 3 imágenes de cielo de 200 segundos de exposición y de alta ganancia. Con ellas se aprecian efectos a gran escala de la sensibilidad del detector en el fondo del cielo. La figura 3.8 es un ejemplo. Típicamente se detectan del orden de 20 000 objetos en este tipo de imágenes.

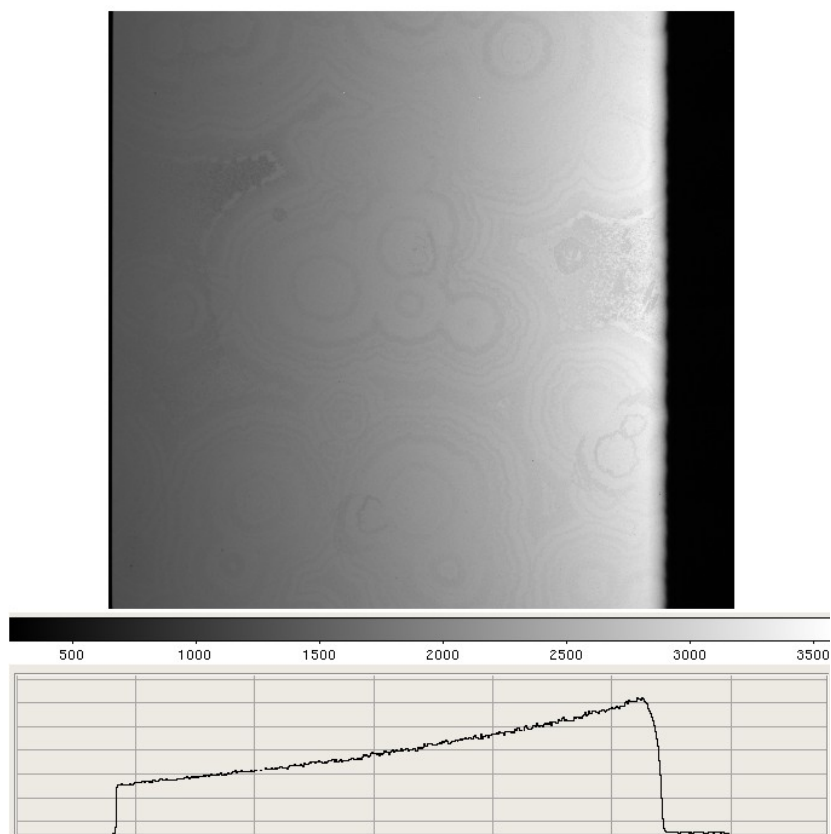


Figura 3.7: Imagen obtenida iluminando el detector con el LED derecho (LED1), revolución 0594. Escala lineal medida en ADU (*Analog to Digital Unit*). Se pueden apreciar las manchas de la superficie del CCD, el gradiente de iluminación producido por el LED, el pequeño rizado provocado por las diferencias de sensibilidad píxel a píxel, y la sombra óptica de la propia estructura del plano focal en la zona derecha. Está tomada iluminando el detector con el LED derecho, con el izquierdo la imagen habría sido simétrica. De estas imágenes se deduce que las manchas se encuentran en la superficie del CCD y no en las lentes, ya que la luz de los LEDs en ningún momento atraviesa las lentes.

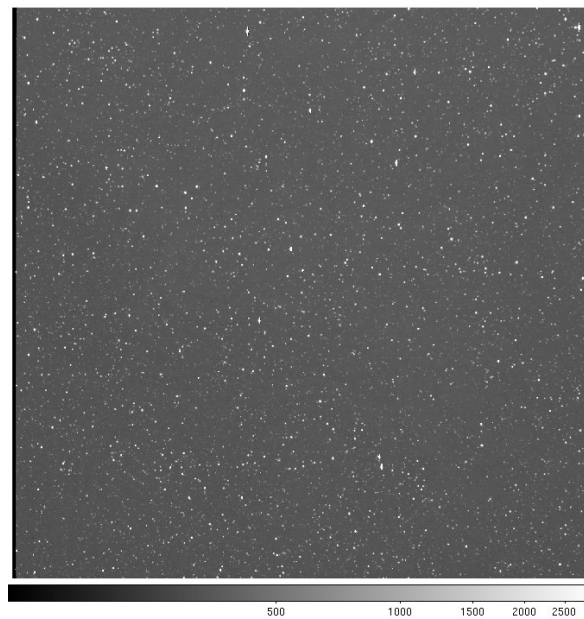


Figura 3.8: Ejemplo de imagen de cielo de tiempo de integración de 200 segundos. Escala en ADU. Para poder visualizar mejor las estrellas débiles se ha escogido una escala proporcional a la raíz cuadrada del número de cuentas. Esta es la imagen resultante de combinar las tres imágenes de cielo tomadas durante una calibración. Pueden apreciarse algunas estrellas saturadas. Hay también 16 columnas tanto a la izquierda como a la derecha de la zona de imagen que están ocultas de la luz por una película protectora. Estas columnas ocultas se utilizan para calcular el BIAS en tiempo real durante las observaciones científicas.

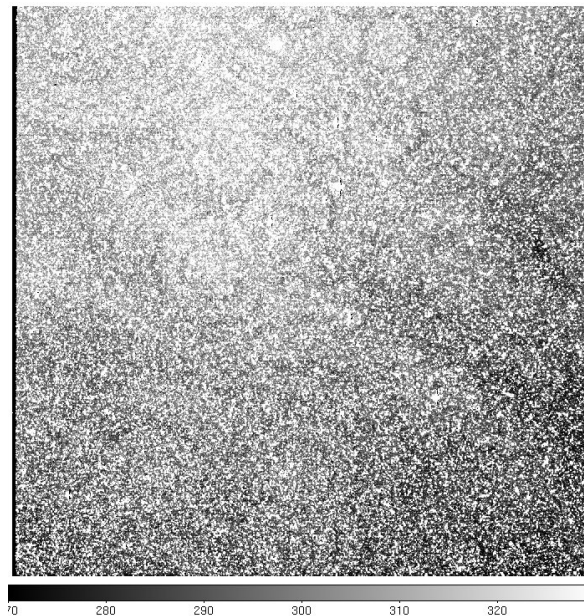


Figura 3.9: Ejemplo de imagen con luz zodiacal. Se observa una tendencia general dentro de la imagen, de forma que se reciben más fotones de fondo de cielo en la parte superior izquierda de la imagen. Nótese que la escala es mucho más extrema que la de la figura 3.8.

El método seguido para obtener la imagen del campo plano ha variado a lo largo de la misión. Cada nueva forma ha recibido un número de versión distinto. El método hasta la versión 0004 (basado en las imágenes de los LEDs) demostró no ser apropiado, por lo que se desarrolló el método de la versión 0005 (ver subsección 3.4.2). La última revolución con el método 0004 fue la 0394. La nueva calibración se realizó con los datos de todas las calibraciones existentes e implicó el reprocesado de todos los datos del archivo.

### 3.4.1 Versión de la calibración 0004

Esta matriz de calibración se obtiene iluminando el CCD con dos LEDs (primero uno, después el otro, como en la figura 3.7). Estos LEDs no se encuentran en el eje óptico sino en las paredes laterales de la estructura de OMC, cerca del plano focal. Esto introduce dos efectos no deseados. Por un lado la iluminación no es realmente plana, entendiéndose como tal un mismo conteo de fotones en cada píxel del detector (hay un factor 3 de diferencia en el número de cuentas recibidas entre la zona cercana al LED y la zona más lejana). Sin embargo, es lo suficientemente suave como para que esto no represente un problema. Por otro lado, los LEDs están tan cerca del plano focal que su propia estructura, diseñada para evitar que la luz reflejada pueda alcanzar el detector, provoca una sombra en la iluminación de cada LED. Por esta razón cada LED no alumbraba completamente el CCD, pero la combinación de una imagen de cada LED sí que lo hace.

Se resta a las imágenes de cada LEDs la corriente de polarización (BIAS), y la imagen de cielo de corta exposición. Debido a que OMC no tiene obturador mecánico, incluso cuando el CCD está siendo iluminado por los LEDs está además recibiendo luz del firmamento. Por ello se toma esta imagen corta de cielo (0.5 segundos, la misma duración que las tomas de los LEDs), y apuntando en la misma dirección (para que las estrellas del fondo del cielo sigan en la misma posición), para poder sustraer el efecto de posibles estrellas de fondo.

Después, con el patrón de iluminación de los LEDs obtenido en Tierra, y combinando la imagen de cada LED, se obtiene una matriz donde quedan patentes las diferencias de sensibilidad de CCD a pequeña escala.

La imagen anterior ya podría ser la de campo plano buscada. Sin embargo, tras corregir de los efectos a pequeña escala, se comprueba que aún queda un patrón a gran escala. Por ello se toman las imágenes de cielo de exposición larga, en las cuales se observa este efecto a gran escala en el fondo del cielo. Modelamos este patrón y lo sustraemos a los patrones de iluminación anteriormente creados. De esta manera podemos derivar la imagen final de campo plano.

Por último, se comprueba que la imagen de campo plano así obtenida es suficientemente buena. Para ello se procesan las estrellas fotométricas observadas en el intervalo de tiempo en el que esta calibración es válida, que suelen ser entre 4 000 y 15 000 puntos fotométricos tomados durante un mes. Estas estrellas fotométricas están elegidas e incluidas en el catálogo OMC por ser de magnitud constante y bien conocida. Para cada estrella fotométrica se com-

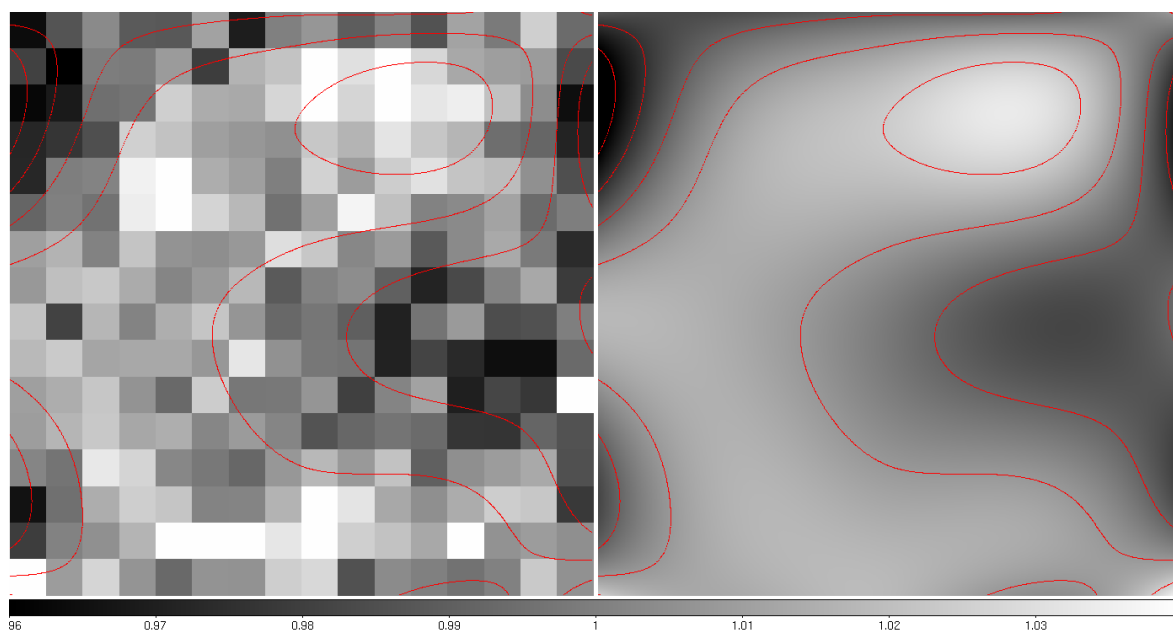


Figura 3.10: Imagen del CCD completo mostrando los residuos (magnitud calculada menos magnitud de catálogo) de las estrellas fotométricas entre las revoluciones 0185 y 0196. A la izquierda se muestran las  $16 \times 16$  cajas de  $64 \times 64$  píxeles cada una en las que se ha subdividido el CCD. En cada caja se ha promediado la magnitud de las estrellas fotométricas allí observadas menos su magnitud de catálogo, y después se ha pasado a flujo. Un valor 1.02 indica que las estrellas están siendo observadas un 2% más brillantes de lo que les corresponde por sus datos de catálogo. Idealmente las cajas deberían tener un valor de 1.00. A la derecha se muestra una superficie suave ajustada a la imagen de la izquierda. La imagen de campo plano obtenida en primera instancia se corrige por esta superficie suave para obtener la imagen de campo plano final. Se han superpuesto unos contornos para facilitar la visualización.

binan todos sus datos en cada ventana de observación. De esta forma se mejora la precisión, y además se evitan sesgos entre las estrellas de comparación que hayan sido observadas en las abundantes tomas científicas frente a las escasas tomas fotométricas.

Se obtiene para cada estrella fotométrica la magnitud calculada con OMC menos su magnitud de catálogo (Catálogo de Entrada de OMC), y se analiza el valor de esta diferencia en función de la posición en el CCD en la que ha sido observada cada estrella. A estas diferencias se les ajusta una superficie suave del mismo tamaño que el CCD. Idealmente las diferencias calculadas son nulas con una dispersión estadística, y la superficie ajustada es plana y centrada en cero. En la práctica se obtiene una imagen como la de la figura 3.10, en la que la amplitud de extremo a extremo puede ser del orden del 5%. Lo que se hace es corregir la imagen de campo plano por esta imagen de los residuos.

Por último, se vuelven a procesar las estrellas fotométricas y se vuelve a obtener otra imagen de los residuos con la nueva imagen de campo plano, sólo para verificar que ahora esta imagen de los residuos es realmente plana. De esta forma se ha encontrado la imagen de campo plano que mejor corrige las estrellas fotométricas, de donde se deduce que también

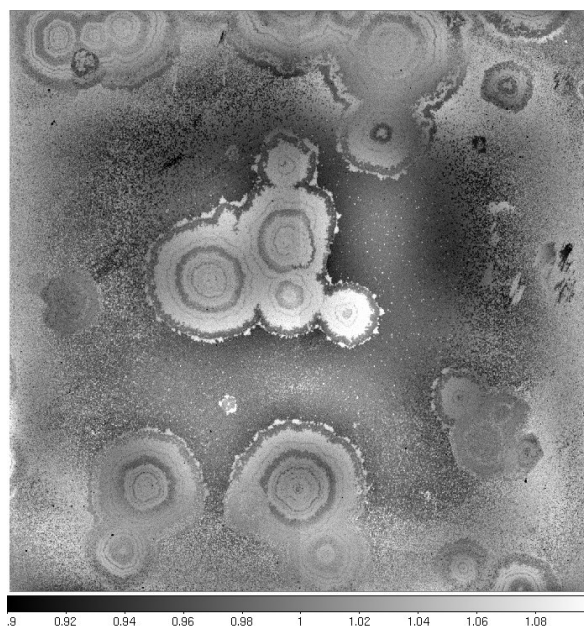


Figura 3.11: Imagen de campo plano correspondiente a la calibración de la revolución 0322, obtenida con la versión 0004 de la calibración. Posteriormente, esta imagen de campo plano fue mejorada con la versión 0005 de la calibración.

corregirá correctamente las fuentes científicas.

En la figura 3.11 se muestra la imagen de campo plano resultante de la calibración 0322. Se puede apreciar la presencia de “manchas” y regiones en forma de anillo en las que el CCD mostraba variaciones de sensibilidad de hasta un 10% entre los extremos. La corrección de este efecto fue uno de los motivos por los que se desarrolló la versión 0005 de la calibración. El origen y la evolución de estos patrones se discuten en la siguiente sección.

### 3.4.2 Versión de la calibración 0005

Con el avance de la misión, se comprobó que las imágenes generadas iluminando el CCD con los LEDs no representan correctamente la sensibilidad de los píxeles al recibir fotones del cielo.

Esto se puede comprobar dividiendo las imágenes de los dos LEDs, una vez aplanadas, tal y como se muestra en la figura 3.12. Sólo se puede hacer con la región de 716 píxeles de ancho centrales, porque los LEDs dan sombra sobre el borde del CCD más cercano (se pueden apreciar las sombras en la imagen de LED de la figura 3.7). De cualquier modo, es suficiente para ver que la sensibilidad de ciertos anillos y de fuera de las manchas es dependiente de su posición en la coordenada horizontal.

Estas manchas en la superficie del CCD ¿A qué se deben? ¿Cómo evolucionan? Si se deben a material solidificado, se podría calentar el CCD con la intención de sublimarlo.

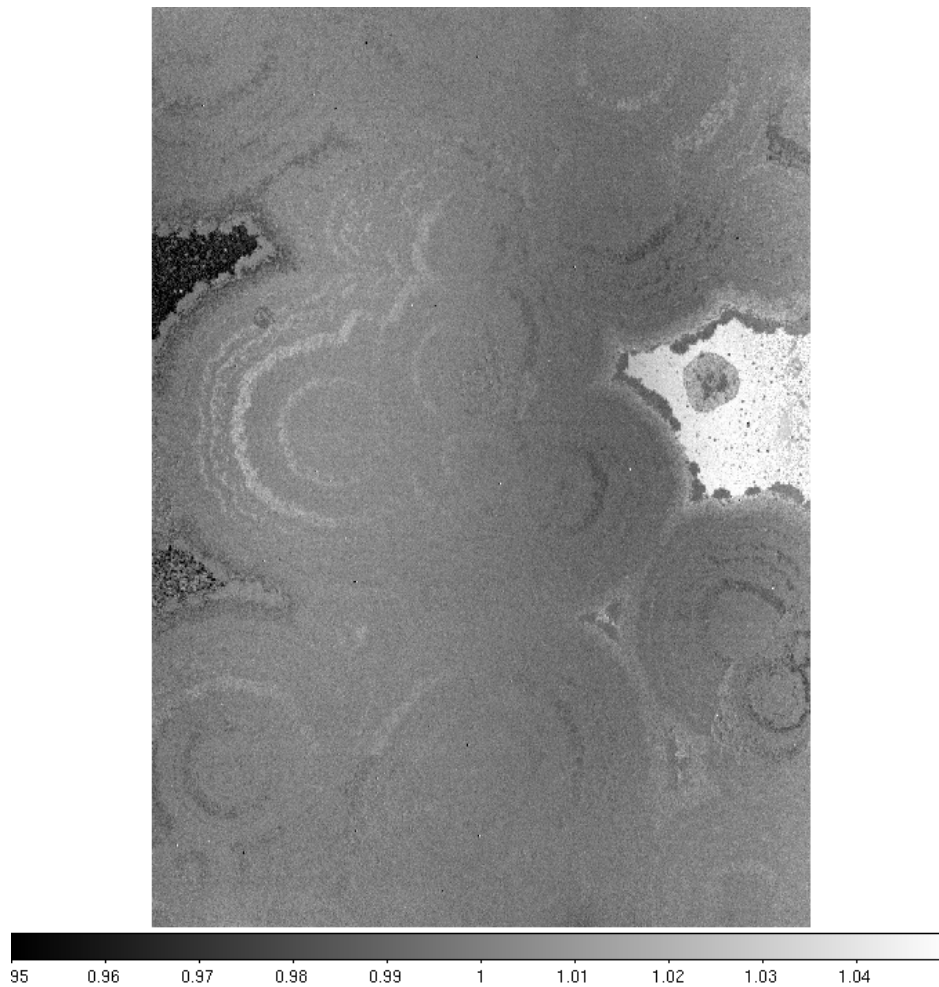


Figura 3.12: Imagen de calibración obtenida con el LED1 dividida entre la obtenida con el LED2. La escala mide intensidad relativa. Un valor 1.03 indica que la imagen del LED1 recibe un 3% más fotones que la imagen del LED2. Idealmente debería ser una imagen completamente plana con valor 1.00. Las desviaciones parecen ser debidas a que fuera de las manchas y dentro de ciertos anillos, el número de fotones recibidos por los píxeles depende de la inclinación de la luz incidente.

Existe la posibilidad de calentar hasta unos  $40^{\circ}\text{C}$  el CCD, más de  $100^{\circ}\text{C}$  de incremento sobre la temperatura habitual. Pero esta operación sólo se ha llevado a cabo una vez, justo después del lanzamiento, y es poco recomendable porque se lleva al detector a unas condiciones extremas. Si las manchas del CCD no son debidas a deposición de material volátil, se habría calentado para nada, arriesgando el detector inútilmente. Finalmente, tras muchos análisis, se concluyó que la presencia de las manchas no era perjudicial. La sensibilidad de los píxeles en zona de mancha es fácilmente parametrizable. Incluso el comportamiento del CCD resulta ser más estable dentro de mancha que fuera. Por ello, se decidió no calentar el CCD, y optimizar la matriz de corrección para minimizar el impacto de este efecto sobre la fotometría.

Circunstancialmente, en las revoluciones 0401, 0404, 0405, y 0406 (que comenzaron el

día 24 de enero de 2006) se realizó una observación de la Tierra con *INTEGRAL*. Todos los instrumentos la observaron simultáneamente. Para los instrumentos de altas energías aquello supuso una forma de detectar el flujo instrumental (cantidad de partículas que detecta el instrumento en caso de ausencia de fuente a observar). Esto es así porque la Tierra no emite en cantidad apreciable rayos  $\gamma$  de baja energía y además está apantallando el fondo del cielo. De esta forma, las únicas detecciones fueron las de las pocas partículas que lograron atravesar el blindaje de los detectores, o la propia señal residual de los instrumentos.

En el caso de OMC, esta observación sirvió para tener una fuente de luz muy brillante (la cara iluminada de la Tierra) exterior a la estructura de OMC. La radiación directa de la Tierra saturaba completamente el CCD, por lo que las imágenes se tomaron con la Tierra fuera del campo de la OMC, iluminándose el CCD con luz difusa dispersada dentro del parasol de la óptica. Se realizaron varias tomas y con ellas una imagen de campo plano. La imagen así obtenida resultó ser muy buena, mucho mejor que las obtenidas según el método de la versión 0004. Por esto, las imágenes de campo plano que se derivan de la observación de la Tierra han pasado a ser la versión 0005 de la calibración, la nueva calibración oficial de OMC.

En la figura 3.13 se pueden comparar las dos imágenes de campo plano creadas en la revolución 0409. La imagen de la izquierda está obtenida a partir de los LEDs (tal y como se hacía en la versión 0004 de la calibración), la imagen de la derecha proviene de la observación de la Tierra (de la que deriva la versión 0005 de la calibración). La imagen que mejor representa la sensibilidad del CCD es la de la derecha, la de la observación de la Tierra. Las principales diferencias son:

- La imagen de campo plano de los LEDs tiene valores más extremos en los píxeles que la obtenida en la observación de la Tierra.
- La zona del CCD sin manchas tiene un comportamiento que, a gran escala, es prácticamente el contrario en cada imagen. Cuando en la imagen de los LEDs una zona es más sensible que el promedio de la imagen, la misma región es menos sensible en la imagen de la observación de la Tierra. Y viceversa. Además hay una tendencia radial respecto al centro de la imagen en ambos casos.
- En la zona del CCD sin manchas de la imagen de los LEDs, la variación píxel a píxel puede llegar a ser muy grande. Píxeles cuya sensibilidad se aleja mucho de la que tienen los píxeles que le rodean.
- El interior de las manchas tiene las mismas estructuras, pero los anillos tienen distinta sensibilidad en cada imagen. En la imagen de la observación de la Tierra, los anillos parecen distribuirse en dos niveles. Sin embargo, la imagen de los LEDs muestra anillos mucho más variables: un arco oscuro continuado por un arco claro que se cierra en un anillo (en el centro), un anillo cuya sensibilidad aumenta hacia los píxeles más cercanos al centro del CCD (mancha del centro y abajo).
- En la imagen de LEDs, la sensibilidad de los anillos dentro de las manchas parece tener una tendencia radial. En la imagen de la observación de la Tierra no hay ninguna

relación entre la posición de las manchas en el CCD y su sensibilidad.

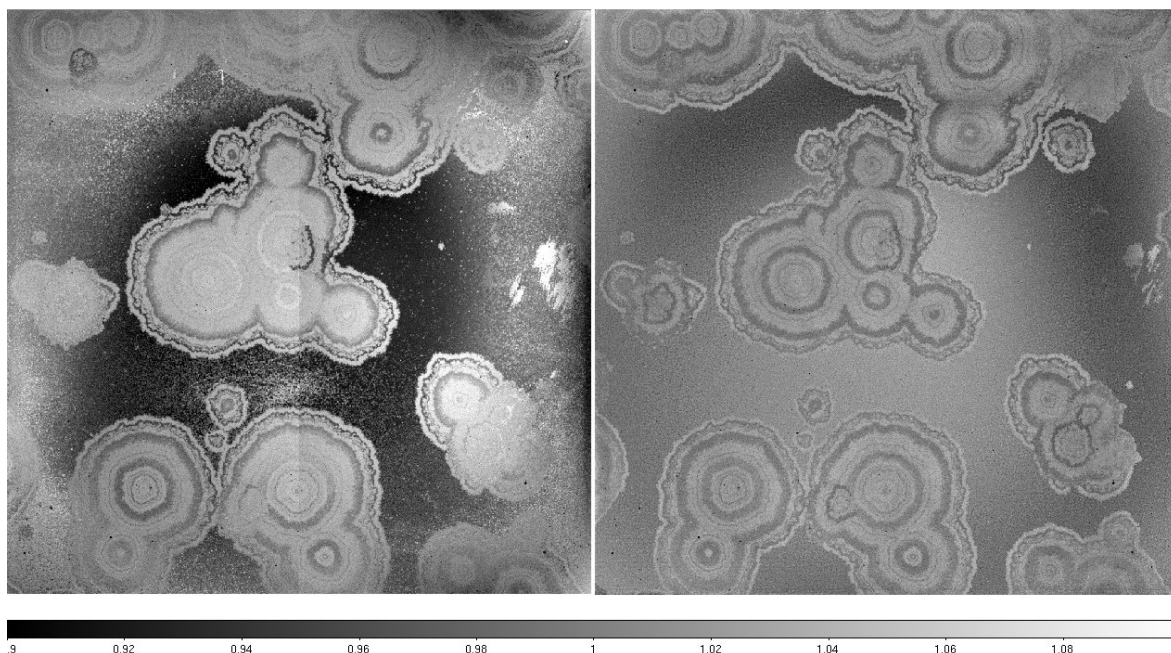


Figura 3.13: Comparación entre el campo plano obtenido con los LEDs (izquierda) y el obtenido a partir de la observación de la Tierra (derecha). Ambos referidos a la revolución 0409.

En el equipo OMC se cree que hay dos razones por las cuales las imágenes de campo plano obtenidas con los LEDs no son correctas:

1. Los LEDs están dentro de la estructura de OMC, y su luz llega al CCD sin atravesar ni el filtro  $V$  ni las lentes. Por lo tanto, aunque los LEDs están elegidos para proporcionar luz verde (y parecerse así al filtro  $V$ ), la longitud de onda de la luz que llega al detector es ligeramente distinta de la del promedio del cielo.
2. Experimentalmente se encuentra que manchas de un tamaño similar y que han surgido mas o menos simultáneamente tienen un comportamiento distinto según su posición en el CCD. Los LEDs están tan cerca del CCD, que el ángulo de la luz incidente varía de forma importante de un extremo a otro del detector (aproximadamente entre  $30^\circ$  y  $60^\circ$ ). Por ello, los fotones recibidos en cada píxel dependen de su posición respecto al LED y de si el píxel forma parte de una mancha o no. Esto parece estar provocado por la contaminación a nivel molecular sobre la capa antirreflejante, que puede estar modificando las propiedades ópticas. Además, habría que tener en cuenta la luz reflejada en las paredes internas que rodean el plano focal.

Las matrices de aplanamiento del campo de la versión 0005 están obtenidas a partir de, entre otras cosas, dos imágenes de aplanamiento de campo plano preexistentes:

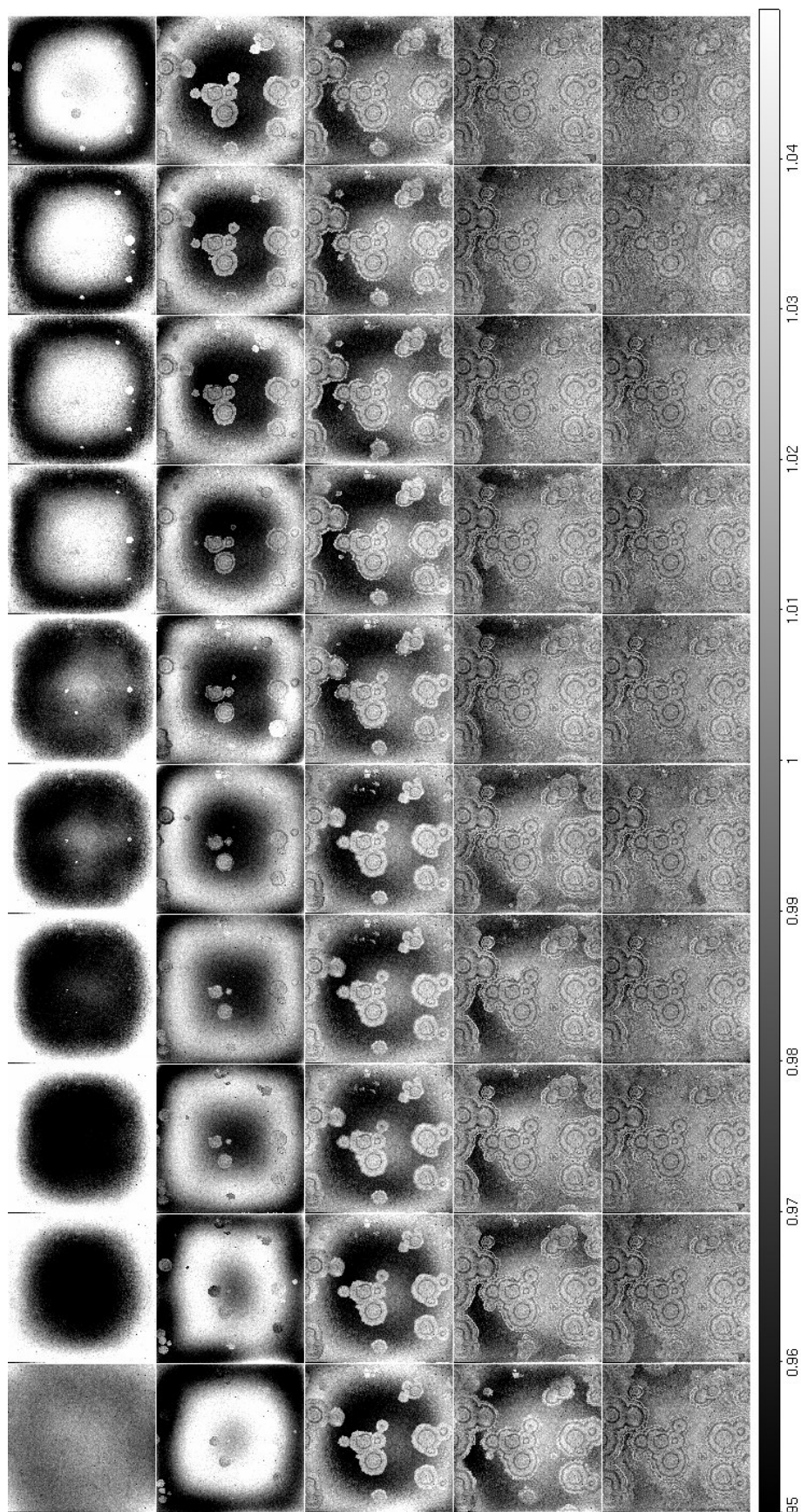


Figura 3.14: Evolución de las imágenes de campo plano oficiales (versión 0005) entre las revoluciones 0011 y 0630. Las zonas claras representan mayor sensibilidad, las oscuras menor. La primera imagen se encuentra arriba a la izquierda. Las imágenes van evolucionando según nos desplazamos hacia la derecha en cada fila. Las últimas imágenes se encuentran abajo a la derecha. La calibración de la revolución 0409 (realizada casi directamente de la observación de la Tierra) se encuentra en la cuarta fila, la cuarta imagen por la izquierda. Se aprecia el crecimiento de las manchas y la variación de la sensibilidad del CCD según un patrón a gran escala. El intervalo de tiempo entre cada una de ellas es de aproximadamente un mes. Se comprueba que las zonas con manchas son a veces menos sensibles que su entorno, y a veces más. Las variaciones son suaves y continuas en el tiempo. En la revolución 0011 (la primera imagen) el patrón a gran escala se encontraba todavía incipiente, en la revolución 0025 (segunda imagen) ya aparece muy marcado.

- La de la revolución 0002. Es la primera realizada en órbita. Muestra las diferencias píxel a píxel, pero no hay ningún patrón a gran escala.
- La de la observación de la Tierra. Muestra las manchas. Está aplanada para no mostrar variaciones a gran escala. En adelante, se hará referencia a ella como la imagen de campo plano de la revolución 0409. Esto es debido a que esa revolución fue la de la primera calibración en la que se utilizó. Se pudo aplicar prácticamente sin cambios.

El comportamiento de los anillos de las manchas depende del tiempo que ha transcurrido desde que aparecieron. Los anillos recién formados varían su sensibilidad ligeramente de calibración a calibración (mes a mes). Sin embargo, a largo plazo se estabilizan y los anillos antiguos quedan bien representados por una imagen de campo plano, aunque sea una imagen antigua.

Las nuevas imágenes de campo plano se han creado para tener en cuenta las ideas anteriormente expuestas. El método seguido con las calibraciones posteriores a la 0409 (incluida) se explica a continuación:

1. A partir de las imágenes de los LEDs se obtiene una máscara que indica la posición de las manchas sobre la superficie del CCD, donde el valor de cada píxel se pone a 1 si forma parte de las manchas y 0 si no. A partir de la máscara anterior se obtiene otra para los píxeles en los que las manchas han crecido desde la revolución 0409. Por último, se crea otra máscara para los píxeles que nunca han pertenecido a una mancha (ni ahora ni en el pasado).
2. Se crea una imagen de cielo combinando las imágenes tomadas durante la calibración. Idealmente esta imagen es plana a gran escala, pero en la práctica suelen aparecer tendencias debido a la luz zodiacal.
3. Como el comportamiento a gran escala de las zonas con manchas es distinto al de las zonas sin manchas, se hacen dos ajustes de la imagen de cielo a superficies muy rígidas, con poca flexión. Uno teniendo en cuenta sólo los píxeles que forman parte de las manchas y otro para los de fuera de las manchas.
4. Se multiplica la máscara de dentro de mancha que había en la calibración 0409 por la imagen de campo plano de la revolución 0409, y por su superficie ajustada correspondiente (calculada en el punto anterior). Por otro lado se multiplica la máscara de fuera de mancha también por la imagen de campo plano de la revolución 0409, y por su superficie aplanada correspondiente. En el anillo de píxeles en el que han crecido las manchas desde la revolución 0409, se toma el píxel a píxel de la revolución 0409 y el patrón a gran escala de dentro de mancha.
5. Las imágenes parciales del campo plano dentro y fuera de mancha se suman en una sola imagen. Posteriormente se normaliza esta imagen final.

6. Se procesan las estrellas fotométricas del mes en el que esta calibración toma efecto con esta primera imagen de campo plano. Se combinan los datos fotométricos en la medida de lo posible para ganar precisión. Se obtienen así unas 10 000 medidas fotométricas.
7. Se subdivide la superficie del CCD en regiones de  $32 \times 32$  píxeles a modo de tablero de ajedrez. Para cada punto fotométrico se busca en cual de las anteriores regiones de  $32 \times 32$  píxeles ha sido observado, y se apunta la diferencia entre magnitud calculada y magnitud de catálogo. Idealmente esta diferencia es nula. Tras promediar los valores en cada región, pesados por sus errores fotométricos, se encuentra un patrón a gran escala no predecible. Se ajusta una superficie a este patrón a gran escala. Para las calibraciones en las que hay pocos puntos fotométricos se usan unas regiones de  $64 \times 64$  píxeles en vez de  $32 \times 32$  píxeles, perdiendo en resolución espacial pero ganando en estabilidad del algoritmo. Un ejemplo de esta imagen de los residuos fotométricos del CCD puede observarse en la figura 3.10.
8. Se multiplica la imagen de campo plano que se obtuvo en primera aproximación (punto 5) por el patrón a gran escala obtenido en el apartado 7. Tras normalizar, esta es la imagen de campo plano final.
9. Como comprobación final, se procesan de nuevo las estrellas fotométricas como en el apartado 7 y se comprueba que no hay tendencias a gran escala.

Como el método 0005 da mejores resultados que el 0004, se han reprocesado también las calibraciones desde el principio de la misión. La diferencia que hay que tener en cuenta al procesar calibraciones anteriores a la 0409 aparece en el paso 4. En este caso, las manchas en una calibración dada son menores que las que había en la revolución 0409. Para estas calibraciones:

- En las zonas de manchas que habían en la calibración 0409, pero que aún es fondo en la calibración en cuestión, se utiliza como referencia la calibración 0002. Esta calibración no tiene ninguna estructura a gran escala, ni manchas. De esta forma se evita usar la 0409, que introduciría una estructura de anillos a estos píxeles.
- Para las revoluciones previas a la calibración 0190 (incluida), se utiliza como matriz de campo plano de referencia para fuera de mancha la matriz de la revolución 0002. En principio se usaba la 0409, pero a partir de esta revolución está más cercana en el tiempo la 0002, por lo que el comportamiento de los píxeles es más fiable en esta última.

Se cree que el patrón con forma de anillo que se encuentra en las matrices de aplanamiento de campo del comienzo de la misión (ver figura 3.14, el anillo es dominante en las primeras imágenes y es perceptible hasta transcurrido  $2/3$  del tiempo de la misión) es debido a la deposición de una fina capa de partículas de tamaño molecular sobre la superficie del CCD. Estas partículas habrían quedado atrapadas en el detector, favorecido por el hecho de que el CCD es una “trampa fría” (una zona más fría que su entorno, lo que provoca que las condensaciones

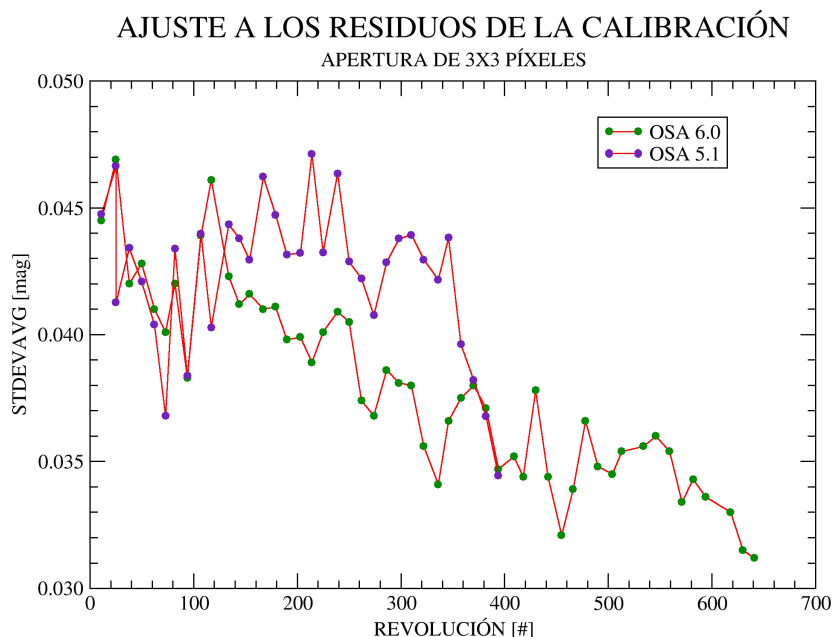


Figura 3.15: Residuos de la recta de ajuste a los puntos fotométricos. Los datos en morado son de la versión 0004 de la calibración, usados con la versión 5.1 del software. Los datos en verde son de la versión 0005, usados con la versión 6.0 del software. Los 3 últimos puntos procesados con OSA 5.1 se obtuvieron con la versión 0005 de la calibración. Prácticamente coinciden con sus correspondientes puntos de OSA 6.0, porque se realizaron con la misma calibración y sólo varía el diferente método de cálculo de errores (que no afecta a esta dispersión). Se comprueba que las imágenes de campo plano de la versión 0005 son mejores que los de la 0004 porque la dispersión de la recta de ajuste a las estrellas fotométricas es menor. La versión 0005 converge a la 0004 según las manchas van desapareciendo. Las manchas empezaron a tenerse en cuenta en la calibración de la revolución 0134.

se produzcan preferentemente en su superficie). Durante la primera fase de la misión, tras el lanzamiento, el CCD fue calentado (*baking*) durante 2.5 días (entre  $IJD = 1020.4 - 1022.9$ ) a  $+40^{\circ}\text{C}$ . Así se intentó evitar este efecto de “trampa fría”, pero es posible que parte del material pudiera llegar a depositarse más tarde. Debido a que el radiador pasivo está unido al centro del CCD con una pieza de metal relativamente delgada, la temperatura del CCD podría tener una disposición radial, estando más frío en el centro y ligeramente más caliente en los bordes. Esto podría justificar que la región central del CCD sea sistemáticamente más fría que su alrededor, fomentando una mayor deposición en el centro que en los bordes.

Esta capa tan delgada de contaminación depositada en el CCD parece estar modificando las propiedades ópticas del tratamiento antirreflejante del detector. La modificación de las propiedades no es necesariamente en el sentido de una pérdida de sensibilidad. La capa antirreflejante está optimizada para una banda muy ancha de la luz visible, y una variación en el grosor de la lámina puede dar como resultado una optimización para la luz del filtro

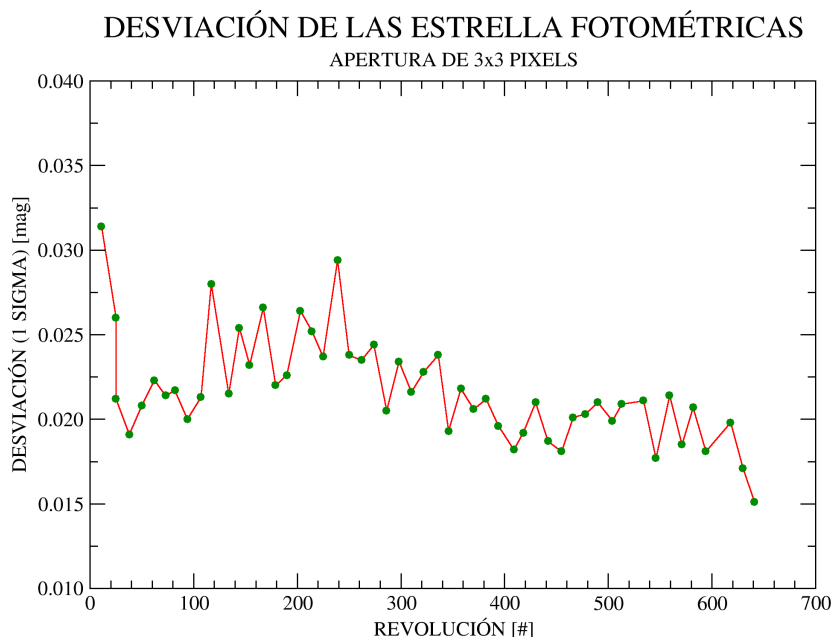


Figura 3.16: Dispersión de las 50 mejores estrellas fotométricas del intervalo de la calibración respecto a su magnitud media calculada (no la de catálogo).

V. La variación en la cantidad de contaminación depositada provocaría una evolución de la sensibilidad con el tiempo. Esto tal vez es debido a interferencia constructiva o destructiva de la luz que la atraviesa. Con el paso del tiempo, el patrón a gran escala ha ido desapareciendo. Quizás debido a que la capa se ha evaporado. Posiblemente, esta evaporación no haya sido completa y ha dejado como resto la estructura de manchas y anillos que apreciamos en la actualidad, alternando secciones con mayor o menor sensibilidad (esto es, mayor o menor eficiencia del tratamiento antirreflejante).

Como comprobación del buen funcionamiento de la calibración, se pueden tomar las mejores estrellas fotométricas y ver su dispersión respecto a su magnitud media. No la dispersión respecto a su magnitud  $V$  de catálogo (que es lo que tiene en cuenta la gráfica 3.15), sino respecto a su promedio calculado. De esta forma se obtiene una dispersión menor, porque las medidas de la magnitud  $V$  de catálogo tienen errores sistemáticos (muchas estrellas dan magnitudes  $V$  calculadas que son reiteradamente distintas de las de catálogo, con errores de  $V$  de catálogo claramente infravalorados). En la gráfica 3.16 se muestra la dispersión para las 50 estrellas fotométricas más observadas durante el intervalo de la calibración, calculada respecto a su valor medio y no a su magnitud de catálogo. Estas estrellas han sido observadas con tiempo de exposición mayor de 20 segundos (siempre serán datos fotométricos combinados) y nunca están saturadas (han sido elegidas con magnitud  $V$  del catálogo mayor que 10.3, para no saturar ni las exposiciones más largas). Se comprueba que la mejor precisión fotométrica esperable es del orden de 0.02 magnitudes. Esta dispersión es la que se obtiene tras la calibración 0409 y al principio de la misión. Entre estas dos calibraciones la dispersión

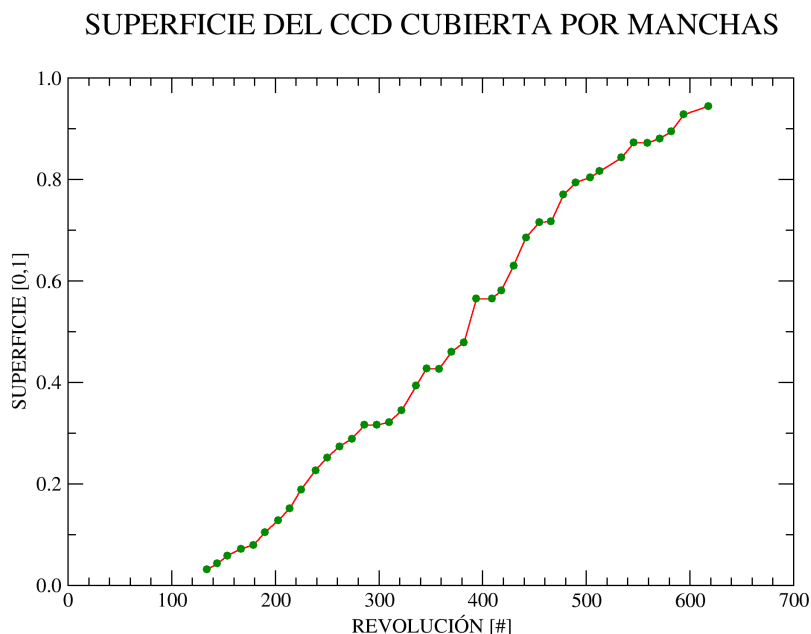


Figura 3.17: Crecimiento de las manchas en la superficie del CCD. El eje vertical se mide en tanto por uno ( $1.0 = 100\%$ ). Empiezan a tenerse en cuenta las manchas en la calibración de la revolución 0134. A partir de la revolución 0600 se considera que todo el CCD está ocupado por manchas.

de las estrellas aumenta. Esto es debido a que el método 0005 utiliza las calibraciones 0002 y 0409 como referencias, y cuanto más alejados estemos de ellas más diferente será la imagen de campo plano calculada respecto de la real.

La figura 3.16 muestra la mejora introducida en la calibración de las imágenes anteriores a la revolución 0409 al aplicar la versión 0005.

Además, en la gráfica 3.17 se aprecia el crecimiento de las manchas en función del tiempo. Es un aumento lineal, a partir de un píxel inicial de menor sensibilidad. Se deduce que se han originado a partir de un grano de polvo o una imperfección similar. La primera calibración en la que se tienen en cuenta las manchas es la 0134. Aunque puede hacerse un seguimiento de alguna de las manchas hasta varias revoluciones antes, la matriz de aplanamiento de campo existente es difícilmente mejorable. Asumiendo la misma pauta de crecimiento lineal, se calculó que todo el CCD estaría cubierto por manchas en torno a la revolución 0600 (septiembre de 2007). Pasado el tiempo se ha confirmado esta suposición, y toda la superficie del CCD forma ya parte de alguna mancha.

Como se ha explicado en la sección de la creación de la matriz de campo plano, en la sección 3.4, para realizar un primer ajuste a gran escala de la imagen de campo plano se utiliza una imagen de cielo. La imagen 3.8 es un buen ejemplo de estas imágenes del cielo

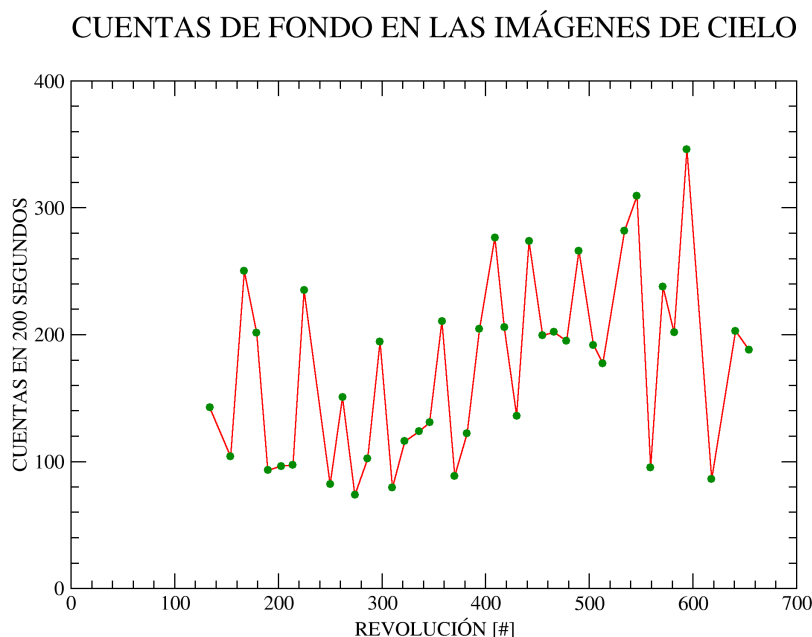


Figura 3.18: Cuentas de fondo de cielo promedio. Está medido en las imágenes de cielo combinadas tomadas durante cada calibración.

que se toman en cada calibración, y la imagen 3.9 muestra un fondo de cielo típico debido a luz zodiacal.

Las coordenadas centrales de los campos usados para la calibración de OMC han sido escogidas evitando campos muy poblados de estrellas (que dificultarían la toma de imágenes de campo plano) y minimizando el número de estrellas que saturan (que provocan columnas saturadas, inutilizando muchos píxeles).

Tras el análisis de las revoluciones, se comprobó que había que cambiar los campos observados. Esto se debe a que se necesitan fondos de cielo dominados por la luz zodiacal, con muchas cuentas para poder obtener el patrón a gran escala buscado. De lo contrario, el nivel de ruido es demasiado grande.

Para mejorar estas imágenes, a partir de primeros de 2006 (alrededor de la revolución 0400) se están observando campos más cercanos al plano de la eclíptica. Principalmente en dirección cercana al Sol (dentro de las limitaciones de *INTEGRAL*, según las cuales las observaciones no pueden realizarse demasiado cercanas al Sol (Jensen et al. 2003)). También hay un máximo de luz zodiacal a  $180^\circ$  del Sol (Levasseur-Regourd & Dumont 1980), pero no se está priorizando esa dirección porque es un máximo de menor luminosidad que en la dirección del Sol. De este modo se consigue maximizar el fondo de cielo en cada píxel.

En la gráfica 3.18 se aprecia cómo ha mejorado el fondo del cielo. Se ha pasado de tener

una media de 150 cuentas de fondo de cielo en cada píxel, a unas 250 cuentas. Una mejora de un factor 1.7 en el número de cuentas.

### 3.4.3 Nuevo procedimiento de calibración propuesto

Con el paso de los meses la versión 0005 de la calibración va quedando obsoleta. Esto se debe a que las imágenes de campo plano que se van creando están basadas en parte en la de la observación de la Tierra, realizada en la revolución 0409 (una vez más, se sobrentiende que es la observación de la Tierra, realizada en las calibraciones 0401, 0404, 0405, y 0406). Aunque el comportamiento de las estrellas fotométricas es correcto, ha pasado mucho tiempo y no se puede confiar en que la pequeña escala, el píxel a píxel, no haya cambiado.

Durante un tiempo se pensó que la observación de la Tierra se repetiría anualmente. Esto permitiría volver a crear una imagen de campo plano de calidad, con la cual derivar las calibraciones de OMC en los meses sucesivos. Sin embargo, los instrumentos de altas energías ya obtuvieron los resultados esperados con una sola observación, por lo que no es probable que se repita.

Por este motivo se ha propuesto un nuevo procedimiento que se espera implementar en breve. El método está basado en obtener el máximo número posible de imágenes de cielo, con el mayor fondo de cielo posible.

Una limitación importante es que no se puede emplear más tiempo que en las calibraciones anteriores, que actualmente están durando 3 horas y 7 minutos. El cuello de botella se encuentra en el número de imágenes, porque en enviar una imagen completa del CCD se tardan unos 12 minutos. Esto es mucho mayor que los tiempos de exposición, que como mucho son de 200 segundos ( $\approx 3$  minutos). En consecuencia, se ha procurado que el número de imágenes de la nueva calibración sea el mismo que en las calibraciones anteriores.

Los cambios en las imágenes enviadas a Tierra de la futura calibración respecto a la 0005 actual son:

- Imágenes de los LEDs. Se obtendrían 2 con cada LED y no 4 como hasta ahora. Estas imágenes seguirán usándose para comprobar el comportamiento de las manchas, pero ya no tienen interés para medir la sensibilidad real de los píxeles.
- Imágenes de cielo de 0.5 segundos. Ya no se tomaría ninguna. En el pasado se tomaban 4. Estas imágenes sólo tenían utilidad para eliminar las estrellas del fondo en las imágenes de los LEDs, pero ya no se necesita tanta precisión en las imágenes de los LEDs. Es mejor emplear el tiempo necesario para tomar las imágenes de cielo de corta duración (unos 12 minutos por cada una, fundamentalmente debido al tiempo requerido para enviar la información a la Tierra), en imágenes de cielo de larga duración.
- Imágenes de cielo de 200 segundos. Se tomarían todas las posibles, que se estima que son alrededor de 11. Para ello, dejarían de tomarse las 4 de los LEDs, mas las 4 imágenes

de cielo de 0.5 segundos. Con las 3 imágenes de cielo de 200 segundos que se observan actualmente, sumarían en total 11 imágenes de cielo de larga duración.

Otro cambio importante es que se introduciría un patrón de apuntados en las imágenes de cielo. Algo similar a lo que ya hace *INTEGRAL* (ver figura 2.4). Probablemente una sucesión de imágenes tomadas a una distancia cada una de ellas de unos 10 píxeles ( $\approx 3'$ ), suficiente para que las fuentes sean observadas en diferentes regiones del CCD en cada imagen.

Además, se seguiría fomentando que estas calibraciones se realizasen en zonas con fuerte luz zodiacal (ver sección 3.4.2). Como la luz zodiacal son fotones dispersados por polvo situado en el plano de la eclíptica, interesa observar en la eclíptica y en dirección cercana al Sol. Eso sí, teniendo en cuenta que las observaciones de *INTEGRAL* no pueden acercarse al Sol debido a la necesidad de obtener energía eléctrica de los paneles solares, que están orientados a  $90^\circ$  de la dirección de observación (Jensen et al. 2003). Por otro lado, se tiene también un incremento de la luz zodiacal observando a  $180^\circ$  del Sol.

El objetivo es combinar las imágenes de cielo y poder descartar los píxeles en los que hay estrellas. Se obtendría así una imagen de fondo de cielo de la cual se podría intentar obtener la corrección de pequeña escala.

Como ejemplo, una típica imagen combinada de cielo de 200 segundos de la versión 0004 de la calibración tiene un fondo de  $150 \pm 3.7$  ADU (en alta ganancia y dentro de una de las manchas del CCD, porque es más estable que fuera). Esto es un error relativo del 2.5 %.

Se puede calcular de forma teórica la mejora en la dispersión del fondo de cielo que se obtendrá. Las dos fuentes de dispersión en el número de cuentas detectadas en un píxel del fondo de cielo son el ruido de Poisson y el ruido de lectura. Ambas contribuyen prácticamente en la misma medida. Un píxel con 150 cuentas ha recibido  $150 \text{ ADU} \times 5 \text{ e}^-/\text{ADU} = 750 \text{ e}^-$ . El ruido de Poisson correspondiente es  $\sqrt{750} = 27 \text{ e}^-$ . El ruido de lectura de una imagen de alta ganancia (puerto de lectura izquierdo) es de  $33 \text{ e}^-$ . Sumando cuadráticamente ambas fuentes de dispersión, se tiene  $\sqrt{(27 \text{ e}^-)^2 + (33 \text{ e}^-)^2} = 43 \text{ e}^- = 8.6 \text{ ADU}$ . Combinando las 3 imágenes tomadas en cada calibración, el ruido total disminuye a  $8.6/\sqrt{3} = 5.0 \text{ ADU}$ . 5.0 ADU en 150 ADU de la imagen total representa el  $5.0/150 = 3.3\%$ . Este error relativo teórico es similar, aunque algo mayor, que el encontrado empíricamente en el párrafo anterior.

Con el cambio en el procedimiento de la calibración, se tomarán 11 imágenes de cielo en vez de 3, y con 250 ADU en vez de 150 ADU. Repitiendo los cálculos del párrafo anterior se encuentra que el ruido de Poisson es de  $35 \text{ e}^-$ , el de lectura sigue siendo  $33 \text{ e}^-$ , y el ruido conjunto  $48 \text{ e}^- = 9.7 \text{ ADU}$ . En 11 imágenes se tendría  $9.7/\sqrt{11} = 2.9 \text{ ADU}$ . Calculando el error relativo,  $2.9/250 = 1.1\%$ , se obtiene que pasa a ser un tercio del calculado anteriormente.

Este error del 1.1 % no tiene en cuenta la existencia de estrellas ni posibles rayos cósmicos. En ambos casos se podrían eliminar estas píxeles de las imágenes de cielo con facilidad, al ignorar los píxeles con excesivas cuentas antes de combinar las exposiciones.

Si con una calibración no fuera suficiente para obtener una imagen de campo con buena relación señal–ruido, se combinarían también las imágenes de fondo de cielo de las calibraciones anterior y posterior (un mes antes y un mes después). De esta forma se reduciría el ruido en un factor  $\sqrt{3}$ , pasando a ser  $1.1\%/\sqrt{3} \simeq 0.7\%$ . Esto es razonable porque a partir del primer año de misión (aproximadamente la revolución 0100) la matriz de aplanamiento de campo varía muy despacio.

Muy probablemente no se consiga con todo esto una matriz de aplanamiento de campo con unos buenos valores píxel a píxel, pero como mínimo se conseguirá un buen muestreo a mediana escala (manchas) y gran escala (patrón en todo el CCD).

Por lo tanto, teniendo en cuenta el modo de operación de *INTEGRAL*, que hace que las fuentes se observen en distintas zonas del CCD en cada apuntado, la precisión máxima que podemos alcanzar con OMC es del orden del 1%, correspondiente con 0.01 magnitudes.

### 3.5 Calibración fotométrica

Las medidas de luminosidad se toman en primera instancia como flujos instrumentales. Sin embargo la medida tradicional es la magnitud, estando relacionadas entre sí como:

$$magnitud = calzero - 2,5 \log_{10}(flujo)$$

La constante *calzero* es el punto cero de la fotometría. Es la magnitud que tendría una fuente con un flujo detectado de un fotón por segundo.

La relación entre la magnitud de las fuentes observadas y el logaritmo del flujo instrumental es lineal. Es una de las cualidades de los CCDs. La pendiente ha sido calculada en varias ocasiones y para varios grupos de estrellas fotométricas, buscando una pérdida de linealidad en el rango habitual de magnitudes. Sin embargo no se ha encontrado esta pérdida de linealidad (dejando aparte la pérdida de linealidad por saturación, que se comenta en la subsección 3.6.4), siendo el valor encontrado para la pendiente siempre igual a  $-2.5$ ; por lo que se fija este valor y únicamente se calcula la constante del punto cero.

Para calcular el punto cero se toman todas las estrellas fotométricas para las que la calibración es válida, observadas en el intervalo de tiempo comprendido entre unos 15 días antes de la toma de las imágenes de calibración hasta unos 15 días después. En total son del orden de varios miles de medidas fotométricas. Estas estrellas fotométricas han sido elegidas por tener magnitud conocida y constante. Por ello, es fácil realizar un ajuste por mínimos cuadrados entre el flujo instrumental obtenido para cada una de estas estrellas y su magnitud *V* conocida. En la figura 3.19 se muestra un ejemplo. De forma práctica, la gráfica del punto cero fotométrico muestra la magnitud que tendría una fuente con un flujo de un fotón por segundo. Los puntos verdes son los valores del ajuste de cada calibración, la línea roja sólo está uniendo los puntos.

En la gráfica 3.20 se muestra la variación del punto cero fotométrico en función del tiempo. Tras unas variaciones muy rápidas al principio de la misión, las variaciones se han ido estabilizando.

Hasta la revolución 0040 se notaba una tendencia en las observaciones de algunas estrellas científicas. Esto es debido a que la sensibilidad del CCD estaba variando más deprisa que lo que se podía corregir con calibraciones mensuales. Probablemente causado por una rápida deposición de material al comienzo de la misión, tal y como se ha discutido en la sección 3.4.

Esta capa provocó una disminución en la sensibilidad del CCD, con un máximo en torno a la revolución 0025 (ver figura 3.21). Posteriormente, con el paso del tiempo, esta capa volvió a permitir un mayor paso de la luz (tal vez parte de la capa desapareció), y el CCD alcanzó la estabilidad.

Para mitigar estas rápidas variaciones encontradas en el punto cero fotométrico al comien-

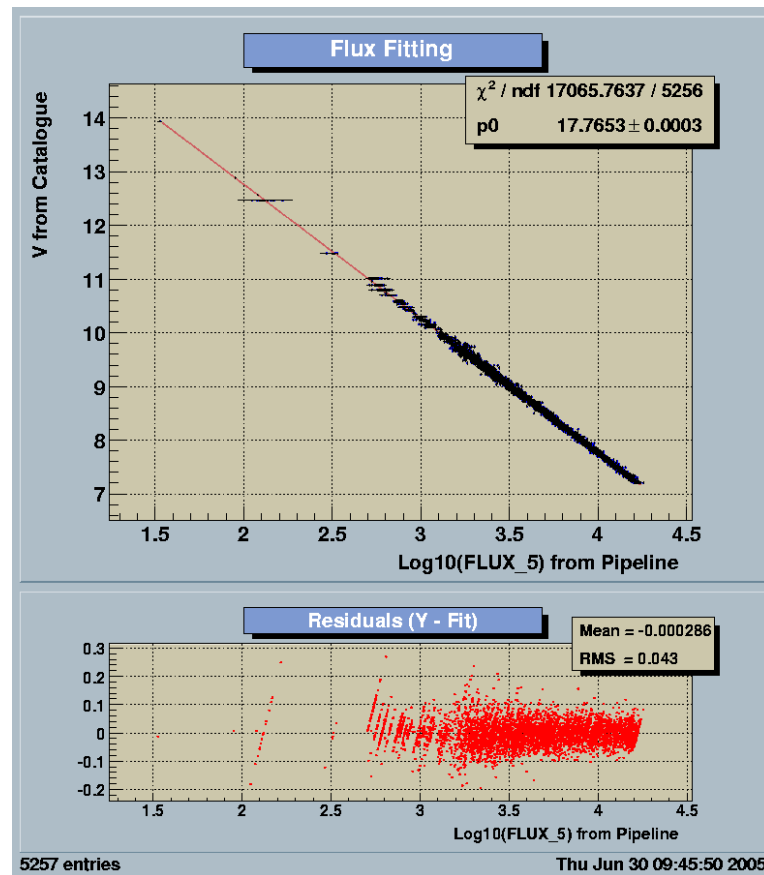


Figura 3.19: Calibración del punto cero de la fotometría para las revoluciones entre la 0329 y la 0340. En la gráfica superior se ajusta a una recta la magnitud del catálogo de las estrellas fotométricas frente al logaritmo del flujo instrumental medido con OMC. Los puntos fotométricos tienden a acumularse en líneas horizontales debido a que una misma estrella puede haber sido muy observada, teniendo todos los puntos una misma magnitud de catálogo pero ligeramente distintos flujos medidos. En la gráfica inferior se muestran los residuos del ajuste.

zo de la misión (con diferencias significativas en cuestión de días) se ha rehecho la calibración fotométrica en intervalos de una sola revolución (ver figura 3.21). La variación del punto cero de la fotometría es rápida, pero no abrupta. La variación es continua y ha permitido ser ajustada a una curva suave (curva verde). Se ha tomado el punto cero más representativo para cada revolución individual, calculado como el valor de ajuste del polinomio en el momento central de la revolución. Puede pareciarse la mejora respecto de la calibración fotométrica anterior (línea quebrada marrón), donde las variaciones son abruptas. La mejora llega a ser de varias centésimas.

A largo plazo era de esperar un empeoramiento de la sensibilidad debido al efecto de las radiaciones en las lentes, aunque fueron diseñadas para ser resistentes a estas radiaciones. Esta pérdida de sensibilidad (ya sea por el oscurecimiento de las lentes, cambios en la eficiencia cuántica del CCD, o variaciones en la capa antirreflejante) provocaría que el punto cero de la fotometría fuera cada vez menor, indicando que para recibir 1 fotón por segundo se nece-

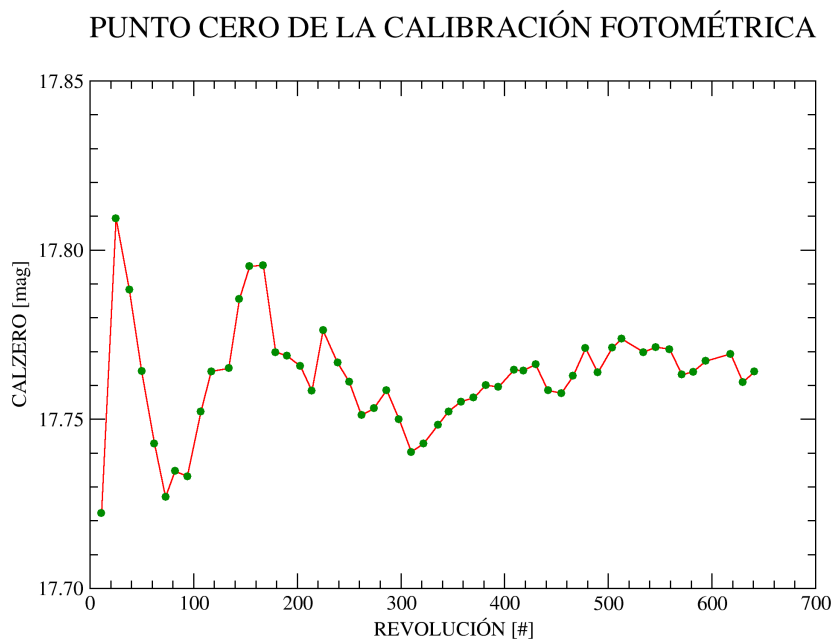


Figura 3.20: Variación de la constante del punto cero de la calibración en función de la revolución. De forma práctica, la gráfica muestra la evolución de la magnitud con el tiempo, que tendría una fuente cuyo flujo fuera siempre de un fotón por segundo. Los puntos verdes son los valores de cada calibración, la línea roja sólo está uniendo los puntos. Una ampliación de las primeras 56 revoluciones se muestra en la figura 3.21.

sitarían cada vez fuentes más brillantes. Por lo tanto, en la gráfica del punto cero en función de la revolución (figura 3.20) se esperaría una tendencia descendente. Esto no se observa. De hecho OMC es del orden de un 5% más sensible en la revolución 0600 que en la 0011 (el punto cero de la calibración ha pasado de ser 17.72 a 17.77). Por lo tanto, consideramos que los efectos de la radiación sobre el detector y las lentes han sido despreciables hasta la fecha.

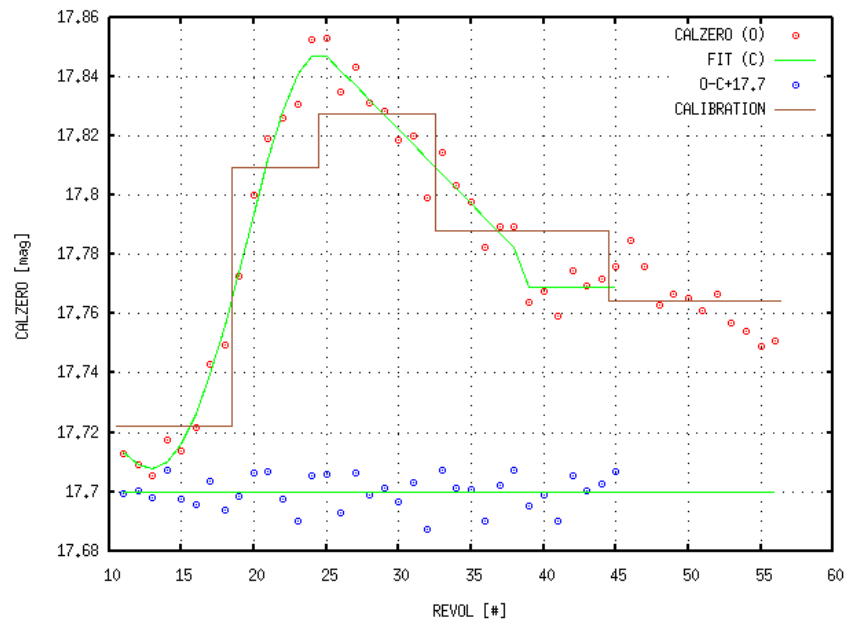


Figura 3.21: Variación de la constante del punto cero de la calibración en función de la revolución, al principio de la misión. Los puntos rojos representan el valor del punto cero calculado para cada revolución. La línea verde representa un ajuste por polinomios de tercer grado a los puntos rojos, excepto entre las revoluciones 0039–0045 donde se trata de un valor promedio. Los puntos azules representan el valor del punto cero de la calibración medido en esa revolución menos el calculado, por lo que su dispersión nos da una medida del error. La línea marrón muestra el valor del punto cero que se tomaba en la versión 0004 de la calibración, utilizando intervalos mensuales. Con la versión 0005 de la calibración fotométrica, para cada revolución hay un valor del punto cero que viene determinado por el valor del ajuste en el punto medio de la revolución. Este valor se ajusta mucho más a la realidad que el tomado utilizando intervalos mensuales (línea quebrada marrón, calibración 0004).

## 3.6 Caracterización

Aparte de la calibración fotométrica, se han realizado multitud de trabajos técnicos encaminados a la determinación precisa de las características de OMC y a la mejora de los resultados científicos.

### 3.6.1 Píxeles defectuosos

Una parte pequeña de los píxeles del área de imagen del CCD (del orden de 60, del millón total) dan medidas inexactas. Al realizar la calibración del campo plano (explicada en la sección 3.4) se consigue corregir cualquier defecto del píxel, siempre y cuando el píxel siga teniendo una respuesta proporcional al número de fotones. De esta forma se corrige de forma automática, por ejemplo, que un píxel esté parcialmente apantallado por partículas de polvo en su superficie.

Sin embargo hay ocasiones en las que se pierde la proporcionalidad entre fotones incidentes y electrones producidos. Hay dos casos generales, los píxeles calientes y los píxeles fríos.

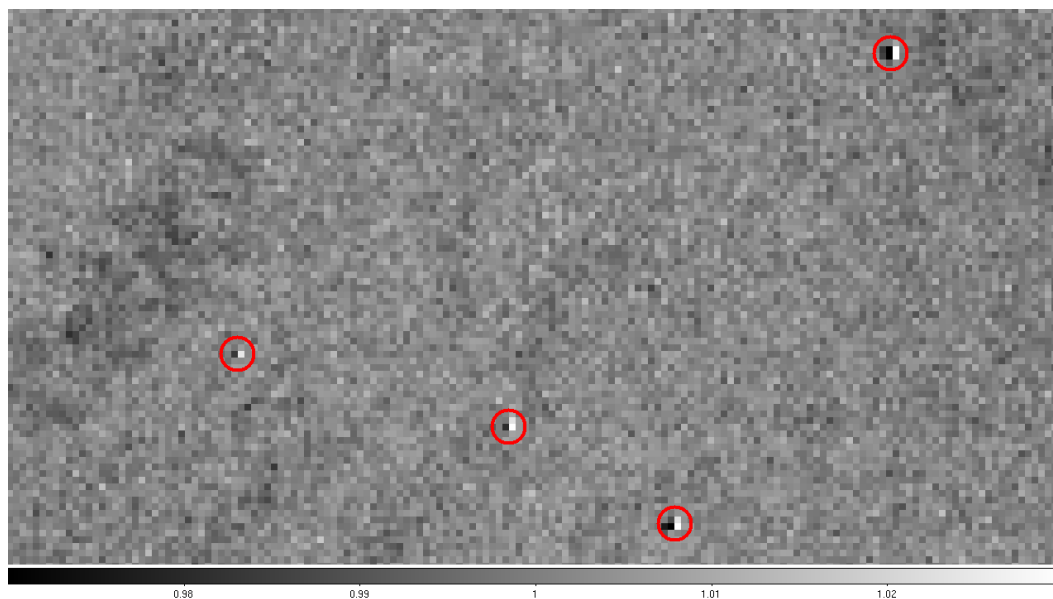


Figura 3.22: Imagen de calibración del LED1 dividido entre la imagen del LED2. Es una visión parcial ampliada. Se han marcado los granos de polvo con círculos rojos. Se les detecta en la imagen cociente porque tienen siempre un píxel oscuro a su izquierda y uno brillante a su derecha (ver texto).

Los píxeles calientes dan gran cantidad de electrones al ser leídos. Sin embargo no son valores reales y no dependen de la incidencia de fotones. Lo contrario sucede con los píxeles fríos, que siempre dan un número de fotones muy bajo. En el caso de OMC, estos últimos suelen ser píxeles totalmente apantallados por granos de polvo, de forma que no les llega

ningún fotón incidente. En general pueden ser simplemente píxeles muertos que han dejado de funcionar.

La figura 3.22 muestra los efectos sobre la superficie del CCD de granos de polvo lo suficientemente grandes como para dar sombra sobre los píxeles cercanos. Esta figura está obtenida dividiendo la imagen del LED1 entre la del LED2 y normalizando. En la figura se aprecia cómo la sombra varía según el ángulo de incidencia. Los LEDs están relativamente cerca del CCD y por tanto el ángulo de incidencia de la luz está lejos de la perpendicularidad. En la imagen del LED1, el LED ilumina el CCD desde la derecha de la imagen dando sombra a la izquierda del grano de polvo. Con la imagen del LED2 ocurre lo contrario y la sombra aparece a la derecha. Por todo esto, al dividir las dos imágenes aparecen pares de píxeles, oscuro el de la izquierda y claro el de la derecha. La figura 3.22 es una imagen parcial del detector, pues sólo muestra la parte de las imágenes de los LEDs que se solapan (716 píxeles de ancho y 1021 de alto, más grande que lo mostrado en la figura).

Los píxeles defectuosos están tenidos en cuenta por el *software*, y cuando una fuente tiene alguno de ellos, se anota en la columna PROBLEMS de la fotometría.

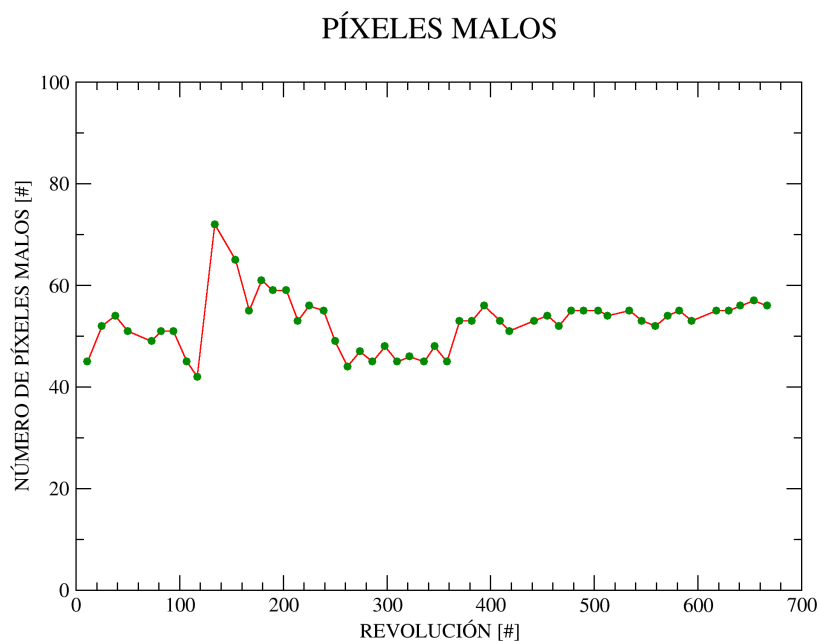


Figura 3.23: Evolución del número de píxeles defectuosos calibración a calibración.

Idealmente el criterio para considerar un píxel defectuoso o no, habría sido determinar si su respuesta a los fotones incidentes es lineal o no. Sin embargo, no se dispone de suficientes imágenes durante cada calibración (con diferentes tiempos de exposición con cada LED) debido a que el tiempo asignado a la calibración es limitado. Además, sería deseable que los LEDs estuvieran más cerca del eje óptico, para evitar sombras de granos de polvo y minimizar la diferente sensibilidad de los píxeles con el ángulo de incidencia de la luz. Para resolver esta

dificultad, se ha tomado la determinación de considerar defectuoso todo aquel píxel que se aleja más del 20 % del promedio de sensibilidad de su entorno del CCD.

Como se puede ver en la figura 3.23, el número de píxeles defectuosos ha permanecido más o menos constante. Parece tener un máximo alrededor de las revoluciones 0134, pero no es preocupante porque se trata de un efecto de borde. En la figura 3.24 se aprecia que frente a revoluciones lejos del máximo (como la 0394 y la 0654), la diferencia con la revolución 0134 se encuentra en un grupo de píxeles de la zona superior izquierda. Todos esos píxeles están justo en el límite de la zona de imagen y son problemáticos de por sí. Esta figura muestra además que los píxeles marcados como defectuosos se han mantenido mas o menos constantes a lo largo de los años.

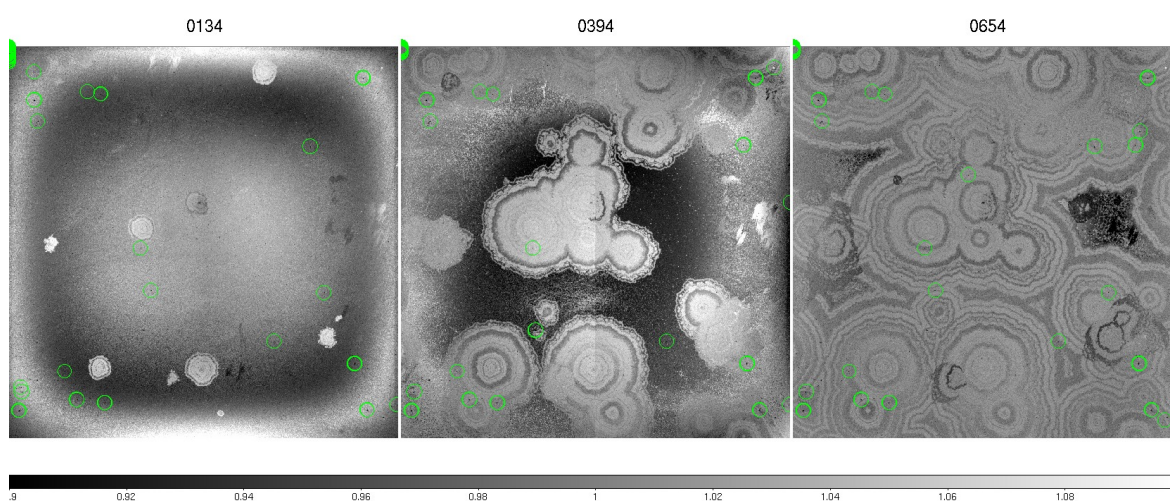


Figura 3.24: Situación de los píxeles defectuosos en el CCD, en las calibraciones 0134, 0394, y 0654. La mayor parte de ellos no han cambiado a lo largo de la misión. Las imágenes que se muestran de fondo son las matrices de aplanamiento de campo obtenidas con los LEDs.

Por otra parte, en las figuras 3.25 y 3.26 se muestran los histogramas de los píxeles que han sido considerados defectuosos en las calibraciones. En total se han usado 46 calibraciones, la última la 0594. Se ha ignorado la 0062, debido a que en las imágenes de calibración aparecía Marte. Al saturar las imágenes, el algoritmo proporcionaba un número erróneo de píxeles defectuosos. En el eje Y aparece el número de píxeles que han sido considerados defectuosos tantas veces como dice el eje X. Como se puede apreciar, la mayor parte de los píxeles fríos han sido considerados defectuosos en todas las calibraciones. Los píxeles calientes son relativamente pocos. Todo esto da una idea de la estabilidad del procedimiento y la bondad del CCD.

Otro de los defectos de los CCDs, similar a los píxeles defectuosos, son las columnas defectuosas. Éstas aparecen cuando un píxel no es capaz de desplazar la carga de electrones que contiene. Por ello, tanto este píxel como todos los sucesivos hasta que termina la columna se pierden. Como no se reciben cargas de esos píxeles, en la imagen aparecen como una fracción de columna oscura, sin cuentas. En el CCD de OMC, después de 5 años de vuelo, no hay ninguna columna mala.

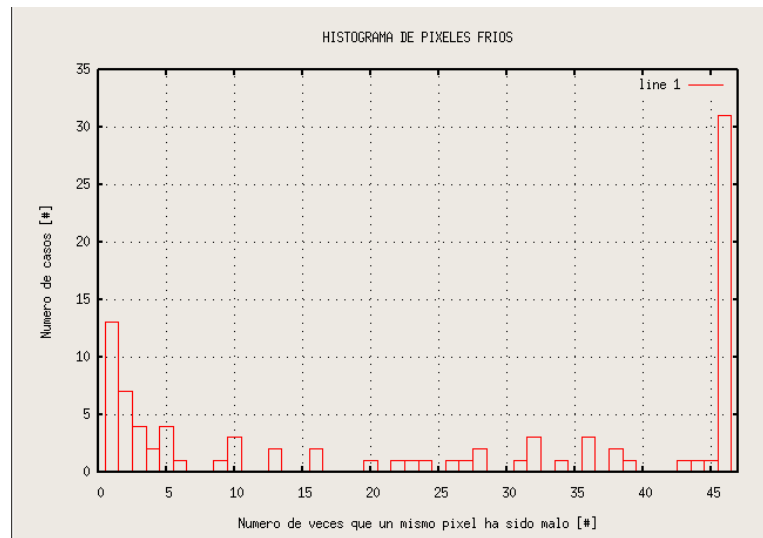


Figura 3.25: Histograma del número de veces que cada píxel ha sido considerado defectuoso (píxeles fríos).

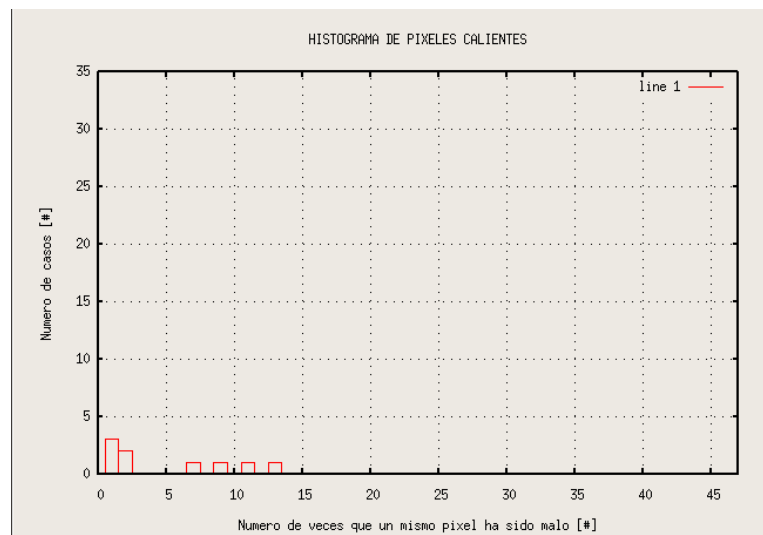


Figura 3.26: Histograma del número de veces que cada píxel ha sido considerado defectuoso (píxeles calientes).

Todos los CCDs tienen defectos en mayor o menor medida, siendo la cantidad de píxeles y columnas defectuosas en un CCD un reflejo directo de su calidad. En el caso de OMC, el número de defectos del CCD es pequeño y de número constante.

### 3.6.2 Eficiencia de la transferencia de carga del CCD

Una característica común a todos los CCDs es la llamada Eficiencia en la Transferencia de Carga (*CTE*, *Charge Transfer Efficiency*). Según se está realizando el proceso de lectura de

la carga eléctrica de los píxeles, es inevitable que unos pocos electrones queden atrás en cada salto. Este efecto ha sido analizado anteriormente por otros autores en otros instrumentos, como por ejemplo WFPC2 (Whitmore et al. 1999) y STIS (Goudfrooij et al. 2006), ambos a bordo del Telescopio Espacial Hubble.

En un caso ideal, una vez que se han recibido los fotones en el CCD, todos los electrones almacenados en cada píxel se desplazan simultáneamente según se van leyendo. En la práctica se encuentra que una pequeña parte de los electrones llegan a escaparse de la trampa de potencial y quedan retrasados. De esta forma, los electrones que originalmente habían sido generados en un píxel de la imagen, pasan a formar parte del píxel siguiente.

Es un efecto muy pequeño, pero al haber gran cantidad de desplazamientos de lectura del CCD el efecto se acumula y llega a ser detectable. Empíricamente se encuentra que las estrellas observadas en la zona más alejada a la fila de lectura (mayor valor de la coordenada Y) tienen un flujo sistemáticamente menor del que debieran. Esta pérdida de flujo varía linealmente con la coordenada Y en píxeles en la que se ha observado la fuente dentro del CCD.

Habitualmente, en vez de la *CTE* se mide la Ineficiencia en la Transferencia de carga (*CTI*, *Charge Transfer Inefficiency*), calculada como:  $CTI \equiv 1 - CTE$ . Esta cantidad indica la parte de la carga que se pierde en cada salto de lectura. Típicamente se miden en tanto por uno, aunque en las gráficas siguientes aparecerá como  $10^{-3} \Delta\text{Mag pix}^{-1}$ , indicando el pequeño oscurecimiento en magnitud obtenido al aumentar las coordenadas medidas en píxeles. Esta cantidad es más conveniente porque indica aproximadamente la máxima diferencia en magnitud esperable de extremo a extremo del CCD (que tiene unos 1 000 píxeles de lado). Suele ser un valor muy cercano a cero.

El problema de la *CTE* usualmente se presenta en los saltos de lectura realizados en el eje Y del CCD, que son los desplazamientos según las columnas de la imagen. Con menor importancia se presenta el problema en el eje X, debido a que la fila de lectura que se encuentra fuera del área de imagen del CCD tiene mayor capacidad de almacenamiento de electrones que la zona de imagen.

En Walton et al. (2003) se analizó el comportamiento de la OMC en Tierra y encontró que la *CTE* en el eje Y está entre  $0.999995 - 0.999996$  ( $CTI = 4 \times 10^{-6} - 5 \times 10^{-6}$ ). En el eje X este efecto fue indetectable. Para medir este efecto, se usaron rayos X de un emisor de  $\text{Fe}^{55}$ , estando el CCD a una temperatura de  $-100^\circ\text{C}$ .

La *CTE* es uno de los parámetros más fácilmente degradados por efecto de la radiación, por lo que es muy importante medirlo y controlarlo. En las siguientes subsecciones se discuten los algoritmos aplicados y los resultados obtenidos.

### 3.6.2.1 Cálculo con el método EPER

EPER es el acrónimo de *Extended Pixel Edge Response*, y consiste en calcular la *CTE* comparando los electrones leídos en píxeles del área de imagen con los píxeles del borde del CCD que están ocultos de la luz (Beletic et al. 2006).

La tabla 3.2 muestra el cálculo teórico del número de electrones detectados en cada píxel después de la lectura del CCD. Se supone que se está leyendo por la izquierda de la tabla (el puerto de lectura izquierdo es el predeterminado con OMC). Dada una imagen homogénea inicial con una cantidad constante de electrones en su parte iluminada y sin señal en la parte oscura del CCD, parte de los electrones se van quedando atrás en los saltos de lectura del CCD. Esto queda patente porque aparecen electrones en la parte del CCD que estaba oculta. A partir del número de electrones que se encuentran en los píxeles que no deberían tener señal, se puede calcular la *CTI*.

En la figura 3.7 (página 34) se muestra una imagen completa de calibración tomada con el LED derecho iluminando. Hay en la zona derecha una amplia zona de sombra debido a que la propia estructura del instrumento obstruye el paso a la luz del LED. En la zona izquierda hay 16 columnas ocultas de la luz debido a estar cubiertas por una capa protectora. Además, en estas imágenes no hay una fila oscura en la parte superior. Por tanto sólo se puede calcular  $CTE_X$  y no  $CTE_Y$ .

Se aprecia que la iluminación no es completamente homogénea, siendo este un requisito para los cálculos de la tabla 3.2. Sin embargo, la variación de la iluminación en la última decena de píxeles antes del borde es mínima, y puede suponerse con buena aproximación que es constante.

Una ampliación de una imagen de LED derecho se muestra en la figura 3.27. Obsérvense las columnas oscuras del borde izquierdo. Esta zona del detector está oculta por una película opaca, por lo que se esperaría en un caso ideal no recibir electrones. Sin embargo, como el puerto de lectura es el izquierdo, es necesario que la zona de sombra se encuentre a la derecha, para que la carga de los píxeles haya sufrido el suficiente número de saltos hasta la electrónica de lectura. Por ello se muestra otra imagen, en esta ocasión del LED izquierdo, en la figura 3.28. Esta última es el tipo de imagen que se utiliza para el cálculo.

Ambas ampliaciones (figuras 3.27 y 3.28) son en principio simétricas. El comportamiento de los píxeles es el mismo, especialmente en la zona en que se pierden las cuentas (zona oculta). De su similitud se deduce que detectar la  $CTE_X$  es difícil o imposible, porque en el caso de la figura 3.27 su efecto será despreciable, mientras que en 3.28 debería de ser bien patente. Deberían de observarse diferencias, y sin embargo no se aprecian.

Para calcular la *CTI* se pueden tomar relaciones entre píxeles. Cuando estos píxeles son consecutivos, la división entre el número de cuentas es proporcional a la *CTI*.

En la fórmula 3.3 se muestra la dependencia del primer píxel cuyo número de cuentas

Salto n°	Situación de cada píxel respecto al píxel del borde de la zona de imagen						
	m-1	m	m+1	m+2	m+3	m+4	m+5
0	$N$	$pN$	0	0	0	0	0
1	$N$	$(a+pb)N$	$apN$	0	0	0	0
2	$N$	$(a+ab+pb^2)N$	$(a^2+2abp)N$	$a^2pN$	0	0	0
3	$N$	$(a+ab+ab^2+pb^3)N$	$(a^2+2a^2b+3ab^2p)N$	$(a^3+3a^2bp)N$	$a^3pN$	0	0
4	$N$	$(a+ab+ab^2+ab^3+pb^4)N$	$(a^2+2a^2b+3a^2b^2+4ab^3p)N$	$(a^3+3a^3b+6a^2b^2p)N$	$(a^4+4a^3bp)N$	0	0
5	$N$	$(a+ab+ab^2+ab^3+ab^4+pb^5)N$	$(a^2+2a^2b+3a^2b^2+4a^2b^3+5ab^4p)N$	$(a^3+3a^3b+6a^3b^2+10a^2b^3p)N$	...	$a^4pN$	0
...	$N$	...	...	...	...	...	...
n	$N$	$(1-b^n(1-p))N$	$\simeq nab^{n-1}pN$	$\simeq \frac{n(n-1)}{2}a^2b^{n-2}pN$	$\simeq \frac{n^2}{6}a^3b^{n-3}pN$	...	...

Tabla 3.2: Electrones medidos en cada píxel tras leer una imagen plana del CCD, en función del número de saltos de lectura.  $a$  es la  $CTI$ ,  $b$  es la  $CTE$  ( $= 1 - CTE$ ),  $p$  es la fracción del último píxel que es iluminada por la luz (que no está por tanto bajo la superficie opaca protectora, medido en tanto por uno),  $N$  es el número de electrones iniciales en cada píxel (supuesto constante en toda la parte iluminada del CCD),  $n$  es el número de saltos que ha sufrido hasta su lectura el primer píxel que empieza a estar oculto de la luz, y  $m$  es el número de columna en el que se encuentra el píxel. En el eje X del CCD la carga de un píxel sufre tantos saltos de lectura como el valor de su columna más 8 ( $n = m + 8$ , ver figura 2.11 sobre la geometría del CCD).



Figura 3.27: Ampliación de imagen de LED derecho. Arriba la imagen, abajo una gráfica mostrando el número de cuentas en cada píxel, en una fila cualquiera.



Figura 3.28: Ampliación de imagen de LED izquierdo. Arriba la imagen, abajo una gráfica mostrando el número de cuentas en cada píxel, en una fila cualquiera. Esta es una de las imágenes utilizadas para calcular la  $CTI_X$ .

cae significativamente respecto a la parte iluminada (por estar al menos en parte oculto por la película protectora) y el siguiente (que ya estaría completamente en zona oculta).  $n$  es el número de saltos de lectura.

$$CTI \simeq \frac{flujo_{m+1}}{n \text{ flujo}_m} \quad (3.3)$$

Se puede calcular también la  $CTI$  usando los dos píxeles siguientes, utilizando la fórmula 3.4. Utilizar píxeles más allá no es posible porque el número de electrones en esos píxeles es tan pequeño que no se distinguen del BIAS.

$$CTI \simeq \frac{2}{n} \frac{flujo_{m+2}}{flujo_{m+1}} \quad (3.4)$$

$$CTI \simeq \frac{1}{n} \sqrt{\frac{flujo_{m+2}}{flujo_m}} \quad (3.5)$$

Como el valor  $n$  (número de saltos de lectura) de las ecuaciones 3.3, 3.4, y 3.5 se encuentra siempre alrededor de  $1044 \pm 1$  píxeles, puede suponerse con buena aproximación que las relaciones anteriores entre el número de cuentas de píxeles consecutivos debe de ser de proporcionalidad. Serían rectas que pasen por el origen de coordenadas. Con esa intención se realizó la gráfica 3.29. Sin embargo esta gráfica no es lo esperado, porque la relación empírica es exponencial y no una recta que pasa por el origen de coordenadas.

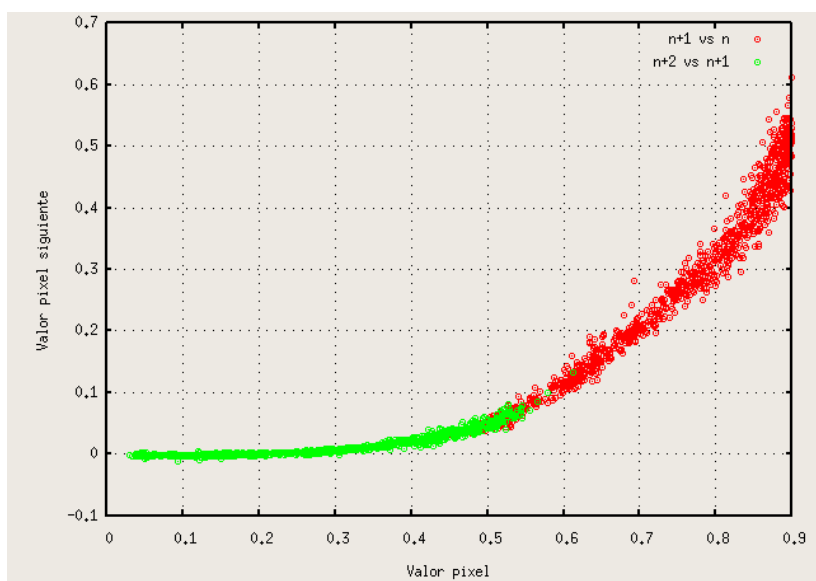


Figura 3.29:  $CTE_X$ , relación entre píxeles consecutivos, escala lineal. La relación deducida de las fórmulas 3.3 y 3.4 es de proporcionalidad entre dos píxeles contiguos, esperándose por tanto una recta que pase por el origen de coordenadas. Sin embargo, se aprecia que la relación es más bien una ley de potencias.

Por otro lado, la figura 3.30 muestra que, con escala logarítmica en ambos ejes, la relación es una recta. Tras probar varias funciones de ajuste, se descarta una exponencial y se elige la fórmula 3.6. Se considera que  $m$  es el número de píxeles existente desde la columna en la que empieza a caer el flujo. La columna  $m = 0$  cumple que su número de cuentas, habiendo restado el BIAS, es un 90 % del promedio de los últimos 6 píxeles.

$$flujo_{m+1} = 0.79 \times flujo_m^{4.0} \quad (3.6)$$

Para calcular la  $CTE_X$  por este método (EPER), se había supuesto que el recubrimiento del CCD que impide el paso de la luz era completamente opaco y acababa de forma abrupta. Estas son las condiciones que han de cumplirse para que la tabla 3.2 tenga sentido. Sin embargo, esto no parece ser así. Más bien parece que el recubrimiento opaco varía de forma continua a lo largo de una distancia de varios píxeles.

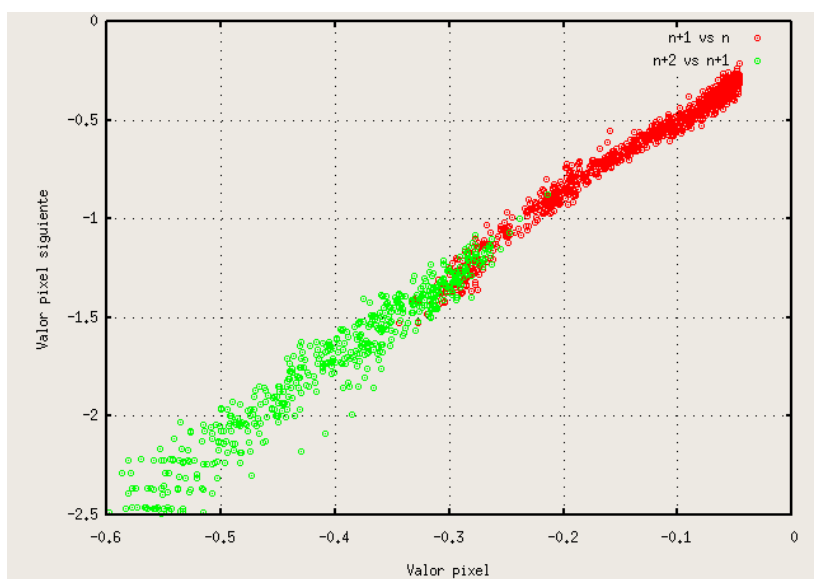


Figura 3.30:  $CTE_X$ , relación entre píxeles consecutivos, escala logarítmica. Los puntos son un subconjunto de los de la figura 3.29, para salvar el problema del logaritmo de cero o de los números negativos. La recta se puede ajustar a la fórmula 3.6.

Por tanto, las fórmulas 3.3, 3.4 y 3.5, deducidas de la tabla 3.2, no se pueden utilizar. En definitiva, el método EPER no es aplicable al CCD de OMC. Esto se debe a que el CCD no tiene un recubrimiento que termine bruscamente, sino que lo hace paulatinamente.

Puede calcularse un límite superior para la  $CTI$  en el eje Y, comparando la primera columna en la que no llega nada de luz (prácticamente sólo se mide), con la anterior (se considera que está ligeramente iluminada). Se estima qué número de cuentas se habrían detectado en la columna que es casi BIAS, si hubiera habido un efecto de  $CTI_X$  apreciable. Se obtiene un valor límite de  $CTI_X < 7 \times 10^{-5}$ . Si hay  $CTI_X$  medible (no lo había en Tierra según Walton et al. (2003)), será menor que el valor anterior.

### 3.6.2.2 Cálculo con las estrellas fotométricas

Para analizar este efecto se han procesado todas las estrellas fotométricas observadas por OMC en los 5 años que lleva en órbita (datos hasta septiembre de 2007). Se han tomado sólo las exposiciones de 10 segundos de duración. Para cada estrella se ha restado a su magnitud calculada la magnitud de catálogo. Luego se han realizado diversos ajustes lineales de la  $CTI$  en función de varios parámetros.

Medir este efecto con OMC es complicado. Ello se debe a que el propio *software*, al procesar los datos, tiene en cuenta que la PSF de las estrellas se ensancha al incrementar  $X_{TAR}$  e  $Y_{TAR}$ . Este efecto se midió empíricamente antes de realizar los cálculos mostrados en este trabajo sobre la  $CTE$ . Todo parecía indicar que había una leve inclinación del plano focal, que provoca que las fuentes a mayor  $X_{TAR}$  e  $Y_{TAR}$  queden ligeramente desenfocadas

(ensancha su PSF), por estar a mayor (o menor) distancia del plano focal que la esquina opuesta. Este efecto es muy similar al que se espera que provoque la *CTE*.

Es difícil llegar a conclusiones porque tanto el efecto de la *CTE* como el del ensanchamiento de la PSF van en el mismo sentido.

En la tabla 3.3 se muestra la fracción de flujo que se obtiene en cada píxel después de haber realizado un número cualquiera de saltos de lectura. En un primer momento antes de empezar la lectura (fila 0) toda la carga (valor 1) se encuentra en el píxel inicial (columna 0). En cada salto la carga va desplazándose (en el CCD la carga se dispersa mayoritariamente por columnas, en esta tabla por claridad lo hace por filas). La constante  $a$  hace referencia a la *CTI* y  $b$  es la *CTE*. Esta tabla es similar a la 3.2, pero la diferencia está en que en aquella los electrones que van quedando rezagados son debidos a una gran cantidad de píxeles con una cantidad fija de electrones. Sin embargo, en la tabla 3.3 todos los electrones vienen del píxel de la columna 0.

Salto n°	Situación de cada píxel respecto al píxel inicial					
	0	+1	+2	+3	+4	+5
0	1	0	0	0	0	0
1	$b$	$a$	0	0	0	0
2	$b^2$	$2ba$	$a^2$	0	0	0
3	$b^3$	$3b^2a$	$3ba^2$	$a^3$	0	0
4	$b^4$	$4b^3a$	$6b^2a^2$	$4ba^3$	$a^4$	0
5	$b^5$	$5b^4a$	$10b^3a^2$	$10b^2a^3$	$5ba^5$	$a^5$
...	...	...	...	...	...	...
n	$b^n$	$n b^{n-1}a$	$\frac{1}{2}n(n-1)b^{n-2}a^2$	$\frac{1}{6}n(n-1)(n-2)b^{n-3}a^3$	...	...

Tabla 3.3: Fracción de flujo que se mide al final en cada píxel en función del número de saltos de lectura. Se parte de una imagen del CCD completamente vacía, excepto un píxel con carga. La carga se desplaza hacia la derecha en cada salto. El significado de las variables es el mismo que en la tabla 3.2.

Como se puede apreciar, en cada fila de la tabla 3.3 se encuentran cada uno de los términos de un binomio de Newton. Esto nos ayuda a calcular fácilmente cada uno de los elementos de la tabla, y además asegura que no se pierde flujo (pues la suma de todos los términos es siempre uno). La fórmula 3.7 nos permite hacer este cálculo.

$$(b + a)^n = \sum_{k=0}^n \binom{n}{k} b^{n-k} a^k = \sum_{k=0}^n \frac{n!}{k! (n-k)!} b^{n-k} a^k \quad (3.7)$$

Ahora se calcula la pérdida teórica de flujo debido a la ineficiencia en la transferencia de carga. Se hacen los cálculos para las 3 aberturas de OSA. Estos cálculos modelizan el desplazamiento de la carga, pero asumen que el centroide calculado con OSA no se desplaza en la misma dirección (se asume que el centro de la abertura fotométrica está fijo). Esto implica

que el centro real de la abertura “sigue” en cierta medida al desplazamiento de la carga. Por este motivo el efecto puede estar en gran medida corregido. Por otro lado, el desplazamiento de la carga es pequeño (como se verá en la subsección 3.6.2.3, en la página 73). Se asume, como aproximación, que la fuente se observa completamente centrada en un píxel.

La siguiente es la fórmula (3.8) que da la magnitud en función del flujo de una fuente.  $m$  es la magnitud observada,  $m_0$  es la constante de calibración,  $F$  es la suma del flujo real de la fuente recibido en los píxeles del CCD, y  $f_x$  es la parte del flujo presente en cada píxel ( $x = 1$  es el píxel central,  $x = 2$  el siguiente).

$$m = m_0 - 2.5 \log_{10}(F) \quad (3.8)$$

Para una fuente procesada con la abertura  $1 \times 1$  sólo es necesario tener en cuenta la carga que pierde el píxel central de la fuente después de  $n$  saltos (columna 0 de la tabla 3.3), y la parte de la carga del píxel previo que se acumula en el píxel central (columna 1). Los cálculos realizados con la abertura de  $1 \times 1$  son inseguros, debido a que la corrección de abertura (el flujo que cae fuera del píxel central) es muy importante en este caso. Por lo tanto, esta aproximación teórica debe ser tratada con cautela.

$$\begin{aligned} F_{1 \times 1} &= F_{\text{píxel central}} + F_{\text{píxel previo}} \\ &= f_1 CTE^n + f_2 n CTE^{n-1} (1 - CTE) \\ &= CTE^n f_1 \left(1 + \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE}\right) \end{aligned}$$

La magnitud observada es la siguiente (el flujo que cae en un píxel  $f_1$ , sin tener en cuenta las pérdidas):

$$m = m_0 - 2.5 \log_{10}(f_1) \quad (3.9)$$

Entonces, la diferencia de magnitud (magnitud después de la lectura menos magnitud observada si no hubiera pérdidas) es:

$$\begin{aligned} \Delta m_{1 \times 1} &= (-2.5 \log_{10}(CTE^n f_1 (1 + \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE}))) - (-2.5 \log_{10}(f_1)) \\ &= -2.5 \log_{10}(CTE^n (1 + \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE})) \\ &= -2.5 \log_{10}(CTE^n) - 2.5 \log_{10}(1 + \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE}) \\ &= -2.5 n \log_{10}(CTE) - 2.5 \log_{10}(1 + \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE}) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
&\simeq \frac{2.5}{\ln 10} n CTI - \frac{2.5}{\ln 10} \frac{f_2}{f_1} n \frac{1 - CTE}{CTE} \\
&\simeq \frac{2.5}{\ln 10} n CTI - \frac{2.5}{\ln 10} \frac{f_2}{f_1} n CTI \\
&= \frac{2.5}{\ln 10} n CTI \left(1 - \frac{f_2}{f_1}\right)
\end{aligned}$$

Sustituyendo los valores de la fracción de flujo en cada píxel (asumiendo que la fuente se encuentra perfectamente centrada en un píxel, ver tabla 3.4), se concluye entonces que:

$$\Delta m_{1 \times 1} \simeq \frac{2.5}{\ln 10} \left(1 - \frac{f_2}{f_1}\right) n CTI = 0.73384 n CTI \quad (3.10)$$

De aquí se deduce que la diferencia en magnitud es proporcional a la posición del píxel. Derivando la magnitud ( $m$ ) respecto del número de saltos de lectura ( $n$ ) se obtiene la fórmula que nos relaciona la pendiente de las estrellas fotométricas obtenida experimentalmente con el valor de  $CTI$ . Sin embargo, como ya se ha comentado antes, el extraer conclusiones a partir de un único píxel es arriesgado. El desplazamiento del centroide, y el hecho de que la mayor parte del flujo de la fuente cae fuera del píxel central, nos hacen ser muy cautos al usar esta abertura.

Por otro lado, con la abertura de 3 píxeles de diámetro se tiene que la magnitud obtenida después de leer el CCD es:

$$\begin{aligned}
\Delta F_{3 \times 3} &= F_{\text{flujo ganado}} - F_{\text{flujo perdido}} \\
&= (f_4 + 2f_5)(1 - CTE^{n-2}) - (f_2 + 2f_3)(1 - CTE^{n+1}) \\
&\simeq (f_4 + 2f_5)(n - 2)CTI - (f_2 + 2f_3)(n + 1)CTI \\
&= (-f_2 - 2f_3 + f_4 + 2f_5) n CTI - (2f_4 + 4f_5 + f_2 + 2f_3) CTI \\
&\simeq (-f_2 - 2f_3 + f_4 + 2f_5) n CTI
\end{aligned}$$

Se ha asumido que  $CTI$  es una cantidad pequeña (para que  $(1 + CTI)^n \simeq 1 + n CTI$ ), y que  $n$  es un número grande (para poder despreciar términos constantes frente a  $n$ ). Teniendo en cuenta que el flujo dentro de la abertura de  $3 \times 3$  píxeles es de:

$$F_{3 \times 3} = f_1 + 4f_2 + 4f_3$$

Se tiene que la fracción de flujo perdido es:

$$\frac{\Delta F_{3 \times 3}}{F_{3 \times 3}} \simeq \frac{(-f_2 - 2f_3 + f_4 + 2f_5)}{f_1 + 4f_2 + 4f_3} n CTI$$

La relación entre fracción de flujo y diferencia de magnitud es, cuando la diferencia en flujo es pequeña:

$$\Delta m = m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \frac{F_1}{F_2} = -2.5 \log_{10} \left(1 + \frac{\Delta F}{F}\right) \simeq -\frac{2.5}{\log 10} \frac{\Delta F}{F}$$

Se llega de este modo a la fórmula final:

$$\Delta m_{3 \times 3} = \frac{2.5}{\ln 10} \frac{f_2 + 2f_3 - f_4 - 2f_5}{f_1 + 4f_2 + 4f_3} n CTI = 0.20233 n CTI \quad (3.11)$$

De nuevo, la relación entre la pérdida aparente de brillo de la fuente y su posición en el CCD es lineal. Operando del mismo modo con la abertura de  $5 \times 5$  píxeles, se obtiene que:

$$\Delta m_{5 \times 5} = \frac{2.5}{\ln 10} (f_4 + 2f_5 + 2f_6) n CTI = 0.0063027 n CTI \quad (3.12)$$

Todas las aberturas dan una relación lineal entre la magnitud perdida y la posición del píxel central en el CCD.

Vamos a centrarnos ahora en medir las diferencias entre la magnitud calculada y la magnitud de catálogo de las estrellas. Para ello se toman las mejores estrellas fotométricas ( $PROBLEMS=0$ ,  $MAG\_V3 > 7.2$ ). Se hacen 20 grupos en  $X\_TAR$  y otros 20 en  $Y\_TAR$ . Para cada grupo se calcula el valor medio de  $X\_TAR$ ,  $Y\_TAR$ ,  $MAG\_Vx-CATMAG\_V$  (siendo  $x$  la abertura: 1, 3, o 5), y las dispersiones de los parámetros anteriores. Además se separan los datos según el momento en el que están tomados, por grupos de 100 revoluciones.

La figura 3.31 muestra la distribución de  $MAG\_V-CATMAG\_V$  en función de  $X\_TAR$  e  $Y\_TAR$ . Idealmente, con  $CTI$  nula, se esperarían rectas horizontales a  $MAG\_V-CATMAG\_V=0.00$ . En la práctica se aprecian claras tendencias en función del diámetro de la abertura.

Las calibraciones fotométricas se realizan con la abertura  $3 \times 3$ , siendo los puntos fotométricos ajustados a una recta. Por ello es normal que, en promedio, en  $3 \times 3$  se cumpla  $MAG\_V3-CATMAG\_V=0.00$ . Además, en  $3 \times 3$  se aprecia una sencilla tendencia lineal, de forma que las estrellas fotométricas a alto  $X\_TAR$  e  $Y\_TAR$  son más débiles que a bajo  $X\_TAR$  e  $Y\_TAR$ . Esto es precisamente lo esperado en el caso de tener una  $CTE$  apreciable.

Por otro lado, con la abertura  $5 \times 5$  se suma más flujo que en la abertura  $3 \times 3$  debido probablemente a la contaminación de pequeñas fuentes del campo. Estas pequeñas fuentes se distribuyen al azar en la imagen tomada, y a mayor abertura es más probable incluirlas al sumar las cuentas. La contaminación es proporcional al número de píxeles de la abertura fotométrica. Por todo esto se tiene que, en promedio,  $MAG\_V5-CATMAG\_V \simeq -0.03$ . Entonces, las estrellas tienen un flujo instrumental un  $\simeq 3\%$  más brillantes en  $5 \times 5$  que en  $3 \times 3$ .

Además, durante la calibración (creando la corrección de campo plano) se calculan los residuos de las estrellas fotométricas (`MAG_V5-CATMAG_V`) y se analiza su distribución en el CCD. A través de la imagen de campo plano se impone que sea una distribución plana (en  $5 \times 5$ ), por lo que se comprueba que la abertura de  $5 \times 5$  píxeles tiene pendiente nula. No es que no tenga una cierta tendencia, sino que se ha modificado la imagen de campo plano para que sea nula.

Las tendencias de la figura 3.31 son mucho más visibles en  $1 \times 1$  que en  $3 \times 3$ . De hecho, en  $5 \times 5$  desaparecen. Esto es lo esperado si la causa de las tendencias fueran las pérdidas en la transferencia de carga, debido a que el valor de  $CTE$  es muy cercano a uno y escapar de la abertura de  $5 \times 5$  píxeles requiere que la carga se retrase 3 píxeles, algo que es proporcional a  $CTI^3$ . La cantidad de carga que pasa del píxel original al píxel siguiente ya es de por sí pequeña. Esta parte queda representada en la gráfica  $1 \times 1$ , que podríamos considerar que muestra la carga del píxel original que no se ha perdido. Mucho menor es la carga que consigue saltar dos píxeles, quedando representado esto por la gráfica  $3 \times 3$ . Por último, la gráfica de  $5 \times 5$  muestra que la carga que llega a escapar más allá de 3 píxeles ya es indetectable.

El comportamiento de las estrellas fotométricas monitorizadas con abertura  $1 \times 1$  es más complicado. Se aprecian dos tendencias lineales, unidas por un codo en `X_TAR` e `Y_TAR`  $\approx 750$  píxeles. Este efecto no es atribuible a la  $CTE$ . No se puede explicar la existencia de un codo en la gráfica a través de las pérdidas en la transferencia de carga, por lo que pueden estar entrando en juego otros fenómenos. De hecho, al procesar los datos con `OSA` se asume que la FWHM de las fuentes puntuales se ensancha al aumentar `X_TAR` e `Y_TAR`. Este fue un problema que se observó al procesar grandes cantidades de fuentes, y se comprobó que se mejoraba la fotometría global al corregir de este efecto empírico. El flujo calculado tiene en cuenta este efecto de forma interna. Es posible por tanto que esta corrección empírica aplicada dentro de `OSA` esté falseando estos intentos por encontrar el efecto producido por la  $CTE$ .

Sin embargo, hay dos razones que nos hacen dudar de que la  $CTE$  pueda ser la causa de las tendencias de las estrellas fotométricas. En primer lugar, estas tendencias están presentes desde el comienzo de la misión, sin variaciones temporales importantes. Pero sabemos que la  $CTE$  era despreciable en Tierra, y por extensión tuvo que serlo al comienzo de la misión. En segundo lugar se ha encontrado una dependencia de la anchura de la PSF con la temperatura. Sin embargo, la  $CTE$  es un efecto independiente de la temperatura. Estos son argumentos en contra de que estas tendencias en las estrellas fotométricas estén provocadas por pérdidas en la transferencia de carga.

Hay otra posible explicación a estas tendencias. La superficie del CCD podría estar ligeramente inclinada respecto al plano focal. De esta forma, los fotones están formando imagen ligeramente desenfocada en función de la posición en el detector. Una leve distancia entre la zona del CCD de alto `X_TAR` e `Y_TAR` y el plano focal del instrumento, tendría el mismo efecto que la  $CTE$ . En ambos casos la PSF se ensancha respecto a la esquina opuesta.

De cualquier modo, se puede predecir la anchura de la PSF correspondiente y corregir de forma empírica la fotometría. Por ello, aunque esta sección no ha permitido confirmar

la existencia de pérdidas en la transferencia de carga, sí que ha conseguido proporcionar el conocimiento para mejorar la fotometría.

En estos momentos se está trabajando en el estudio de estas tendencias y en su corrección. Esta formará parte de una futura calibración de OMC aplicable a toda la misión, y en una nueva versión del *software* OSA para OMC.

La corrección a la PSF que se está utilizando en este momento por OSA ha sido obtenida tras el análisis de las estrellas fotométricas observadas durante las primeras 60 revoluciones de la misión. Con estos datos se estimó que el mejor ajuste era el de la fórmula 3.13.  $P_0$  es una constante que se calcula utilizando las estrellas fotométricas presentes durante cada observación. Con los datos disponibles se consideró que no había ningún efecto temporal, y que la relación de la PSF con X\_TAR e Y\_TAR era lineal e igual en ambos casos.

$$PSF(X\_TAR, Y\_TAR) = P_0 + 0.0001 (X\_TAR + Y\_TAR) \quad (3.13)$$

Sin embargo, tras el análisis llevado a cabo en esta sección se está considerando el utilizar una fórmula similar a la 3.14. Se han utilizado los datos disponibles hoy en día, del orden de 600 revoluciones. Este nuevo ajuste a la PSF de las estrellas fotométricas parece corregir el efecto sobre las magnitudes calculadas. Sigue sin haber ningún efecto temporal apreciable, aunque sin embargo las pendientes de cada variable se han separado. Actualmente se está trabajando para implementar esta corrección.

$$PSF(X\_TAR, Y\_TAR) = P_0 + 0.00008 X\_TAR + 0.00018 Y\_TAR \quad (3.14)$$

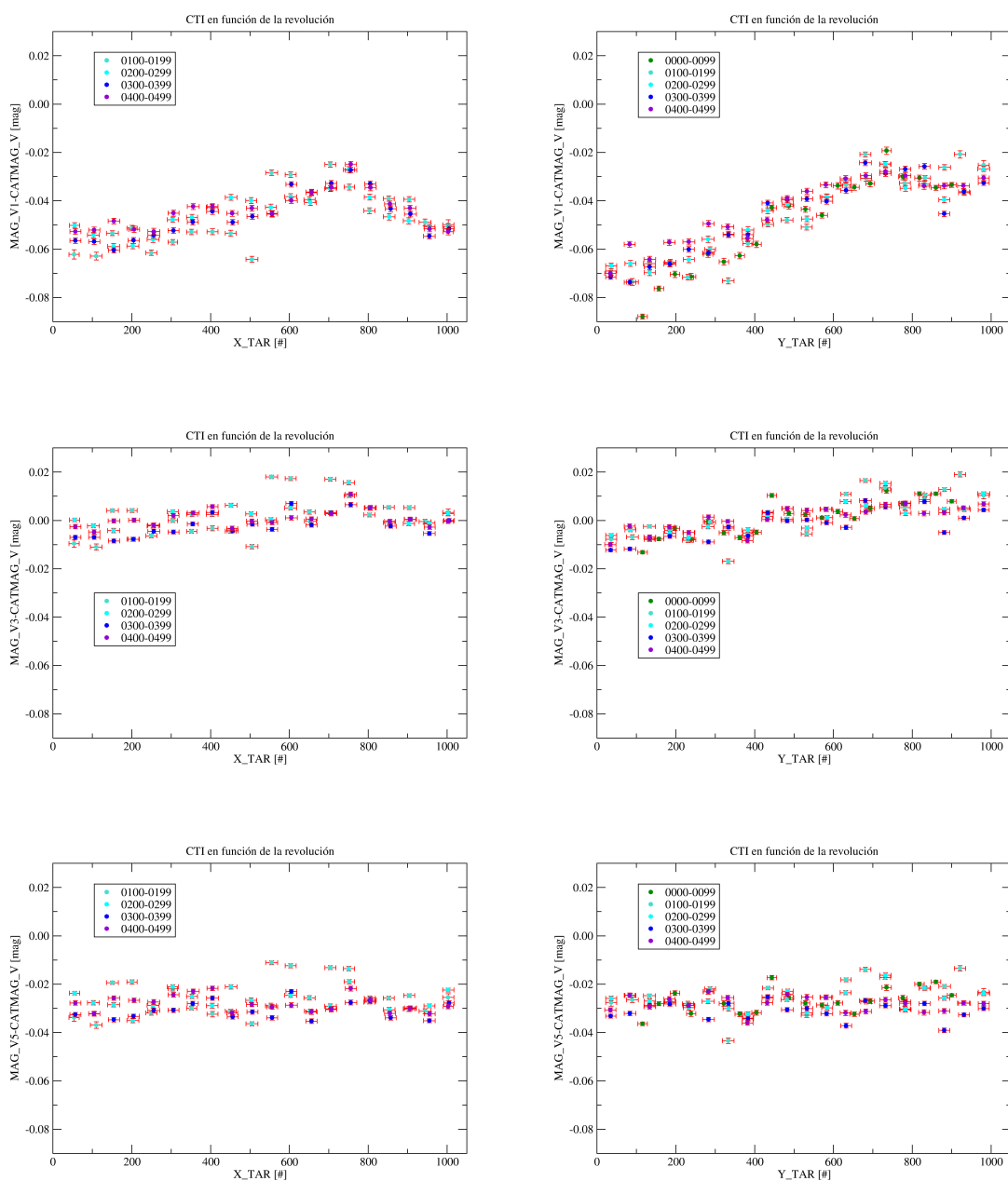


Figura 3.31: Ineficiencia en la transferencia de carga en función de la abertura. Arriba abertura de  $1 \times 1$  píxeles, en medio de  $3 \times 3$  píxeles, abajo de  $5 \times 5$  píxeles. A la izquierda según el eje X del CCD, a la izquierda según el eje Y. Idealmente, sin pérdidas en la trasferencia de carga, se esperaría que los puntos se distribuyeran en torno a  $MAG_{Vx}-CATMAG_V=0.00$ . Teniendo en cuenta la CTI, se esperaría que los puntos se distribuyeran en rectas. Es importante recalcar que la abertura de  $1 \times 1$  píxeles es muy pequeña como para extraer conclusiones de ella. Ver texto para una explicación de las gráficas.

## 3.6.2.3 Efecto sobre el centroide de las fuentes

Respondamos ahora a las siguientes preguntas ¿Cómo afecta a la distribución de fotones el hecho de tener una *CTI* no nula? ¿Podría llegar el centroide de las fuentes a estar muy desplazado por efecto de la *CTI*? Para ello calculamos el baricentro de la distribución del flujo. La tabla 3.4 muestra una distribución de fotones centrada en medio de un píxel. Nótese la simetría.

	<b>-2</b>	<b>-1</b>	<b>0</b>	<b>+1</b>	<b>+2</b>
<b>+2</b>	$f_6$	$f_5$	$f_4$	$f_5$	$f_6$
<b>+1</b>	$f_5$	$f_3$	$f_2$	$f_3$	$f_5$
<b>0</b>	$f_4$	$f_2$	$f_1$	$f_2$	$f_4$
<b>-1</b>	$f_5$	$f_3$	$f_2$	$f_3$	$f_5$
<b>-2</b>	$f_6$	$f_5$	$f_4$	$f_5$	$f_6$

Tabla 3.4: Fracción de flujo que se recibe en cada píxel. Los números enteros indican la columna y la fila respecto al centro de la fuente. La fuente está perfectamente centrada en el píxel central, en la posición (0,0). Subíndices iguales indican que se recibe la misma fracción de flujo en esos píxeles.

Los valores de las constantes de la tabla 3.4 son los siguientes. Están en tanto por uno, asumiendo una PSF de 1.3 píxeles de anchura y que la fuente está perfectamente centrada en el píxel central. Sólo se tienen en cuenta los términos que contribuyan al flujo en más de una parte en 100 000.

$$f_1 = 0.359587$$

$$f_2 = 0.116546$$

$$f_3 = 0.037774$$

$$f_4 = 0.003481$$

$$f_5 = 0.001128$$

$$f_6 = 0.000034$$

Se hacen los cálculos de esta sección asumiendo un desplazamiento de carga en el eje Y, e ignorando el posible desplazamiento de la carga en el eje X. Esto no es ningún problema porque las fórmulas son intercambiables en cada eje, y porque en el eje X el efecto de la *CTE* siempre es menor que en el eje Y.

Después de realizar la lectura del CCD, la carga se habrá desplazado en el sentido del eje Y. En la tabla 3.5 se muestra la nueva distribución de carga. La constante  $c = CTE^n$  es la cantidad de carga que persiste en cada píxel. Por simplicidad, se supone que la carga sólo realiza un salto.

Nº de píxel	-1	0	+1
+1	$f_3c$ $f_2(1-c)$	$f_2c$ $f_1(1-c)$	$f_3c$ $f_2(1-c)$
0	$f_2c$ $f_3(1-c)$	$f_1c$ $f_2(1-c)$	$f_2c$ $f_3(1-c)$
-1	$f_3c$	$f_2c$	$f_3c$

Tabla 3.5: Fracción de flujo que se detecta en cada píxel. La posición (0,0) indica el centro de la fuente. Las diferentes casillas representan el desplazamiento de un píxel respecto de la posición central.

Calculando ahora el baricentro de la nueva distribución, se obtienen las siguientes fórmulas. En el eje X no hay ningún cambio porque en este caso se supone que sólo se produce transferencia de carga en el eje Y.

$$\begin{aligned} \langle x \rangle &= 0,0 \\ \langle y \rangle &\simeq \frac{f_1 + 2f_2}{f_1 + f_2(c+3) + f_3(2c+2)} n \text{ CTI} \end{aligned}$$

El último píxel del eje Y implica  $n = 1033 + 2 + 1024 = 2059$  desplazamientos de carga (ver figura 2.11 con el esquema del CCD, en la página 16). La *CTE* en tierra tenía un valor de 0.999995 en el eje Y, y era despreciable en el eje X. De aquí se deduce  $c = 0.99005$ . Sustituyendo valores se encuentra el valor del desplazamiento del baricentro más extremo esperable, que es de 0.006 píxeles en el eje Y. 0.006 píxeles es 16 veces menor que la dispersión típica de las coordenadas de las fuentes calculadas con OMC ( $\simeq 0.1$  píxeles). Aunque la *CTI* aumente en un orden de magnitud, el desplazamiento aún seguirá siendo menor que la dispersión de las coordenadas.

En el eje X el número de desplazamientos de la carga ( $n$ ) es menor, porque el CCD tiene forma rectangular. Esto implica menores pérdidas. Además, la  $CTI_x$  fue indetectable en las pruebas de laboratorio (Walton et al. 2003). Estos dos factores provocan que no se espere ningún desplazamiento importante del centroide según el eje X.

Este efecto sobre la posición de las fuentes afecta a todas en mayor o menor medida (dependiendo de su posición), incluyendo a las propias estrellas fotométricas que sirven de referencia para el cálculo de las ecuaciones de transformación de las coordenadas de píxeles a WCS. Como el efecto es lineal en las coordenadas, al calcular la transformación ya se estaría corrigiendo de este efecto de forma automática.

### 3.6.2.4 Cálculo con las imágenes de corriente de oscuridad

Para realizar un chequeo rápido de la existencia o no de pérdidas en la transferencia de carga se pueden utilizar las tomas de corriente de oscuridad realizadas durante las calibraciones. Consiste en buscar píxeles calientes (ver sección 3.6.1) en estas imágenes.

Se ha hecho una búsqueda, y se ha encontrado que hay un grupo de cuatro píxeles en las imágenes de corriente de oscuridad que tienen sistemáticamente más cuentas que su entorno. Se encuentran justo en el límite entre la zona de imagen y la zona oscura. Probablemente el recubrimiento no es completo y reciben iluminación del cielo. Los píxeles se encuentran en  $X=1$  y  $X=2$ ,  $Y=146$  e  $Y=147$ .

El número de cuentas de estos píxeles puede subir 200 ADU respecto al valor del entorno (el BIAS más la corriente de oscuridad). Aplicando las fórmulas 3.3 y 3.4, y asumiendo una *CTI* del orden de  $5 \times 10^{-6}$ , es de esperar encontrar que el siguiente pixel del eje Y tenga un incremento de una milésima de ADU. Esta cantidad es completamente indetectable.

Se han hecho los cálculos con datos reales, por si la *CTI* fuera mayor de lo calculado en Tierra. Como era de esperar, la dispersión provocada por el propio ruido de lectura impide llegar a ninguna conclusión.

Concluimos por lo tanto que la *CTI* y su posible degradación por efecto de la radiación no están produciendo efectos medibles en las medidas fotométricas realizadas con OMC.

### 3.6.3 Ruido de lectura

Las cámaras CCD trabajan amplificando cantidades minúsculas de corriente eléctrica, apenas unos pocos electrones. Esto provoca que la cámara sea muy sensible a cualquier fuente de ruido. Idealmente cada píxel en una imagen de BIAS tiene exactamente el mismo valor, pero en realidad eso nunca sucede. Hay una cierta dispersión de valores alrededor del promedio, siguiendo una distribución gaussiana (ver gráfica de ejemplo 3.32).

La figura 3.33 muestra el valor de la dispersión del BIAS obtenido en cada calibración. Calculando un valor medio de todos los puntos se obtiene  $1.58 \pm 0.10$  ADU ( $47 \pm 3$  e<sup>-</sup>). Este valor es perfectamente compatible con el ruido de lectura calculado al comienzo de la misión.

La tabla 3.6 muestra los valores típicos del error de lectura medidos tras el lanzamiento. Salvo excepciones, todas las observaciones científicas de OMC se realizan a baja ganancia, con un error de lectura de 45 e<sup>-</sup>. Esto es así porque el rango dinámico del detector es mayor en baja ganancia que en alta, pudiendo obtener resultados de un mayor número de fuentes. Por otro lado, siempre se usa el puerto de lectura izquierdo por tener menos ruido. El puerto derecho queda redundante ante un hipotético fallo del puerto izquierdo.

Las fuentes de este ruido son el propio detector, los amplificadores que incrementan la

Ganancia	Baja		Alta	
Puerto	Izquierdo	Derecho	Izquierdo	Derecho
Ruido de lectura [ $e^-$ ]	45	49	33	35

Tabla 3.6: Valores típicos del error de lectura medidos tras el lanzamiento.

señal, y el conversor analógico-digital que finalmente lee el número de cuentas. Estos factores son intrínsecos al instrumento y no pueden modificarse en las observaciones científicas.

En un detector perfecto este ruido será aleatorio y no mostrará ningún patrón repetitivo. En OMC se ha encontrado un patrón, un pequeño efecto periódico añadido. La figura 3.34 muestra el efecto sobre una imagen de calibración de BIAS, mientras que la figura 3.35 muestra una línea de este patrón. Este patrón repetitivo es de unos 345 píxeles de largo y se desplaza 37 píxeles a la izquierda cada vez que se avanza una fila en el CCD. Esto se debe a que la zona de imagen tiene una anchura de 1024 píxeles, a lo que hay que sumar 24 píxeles a cada lado (en total, 1072 píxeles que se leen por línea, ver esquema del CCD en la figura 2.11). 1072 píxeles son 3 ciclos de 345 píxeles, mas un desfase de 37 píxeles.

Cada ciclo de ruido tiene las siguientes características:

- Un primer pulso pequeño, con una amplitud pico a pico de 8 ADU. La extensión es de unos 20 píxeles.
- El pulso principal. Su amplitud pico a pico puede ser de unos 20 ADU. Se extiende 30 píxeles.
- Simultáneamente se encuentran 8 ondas de 43 píxeles de ancho con una amplitud de 1.5 – 2.0 ADU

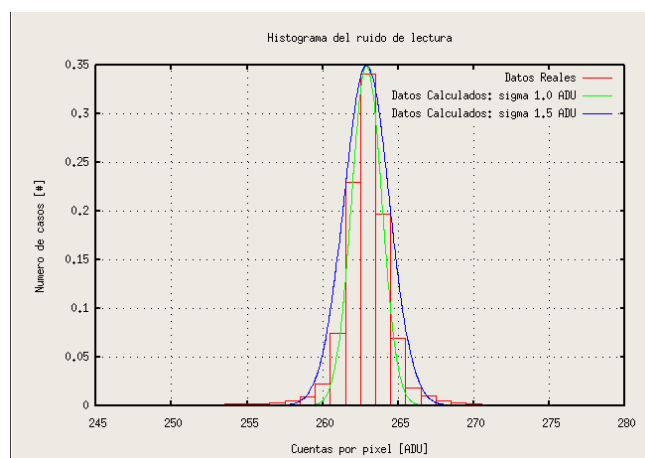


Figura 3.32: Dispersión del BIAS. Calibración de la revolución 0262.

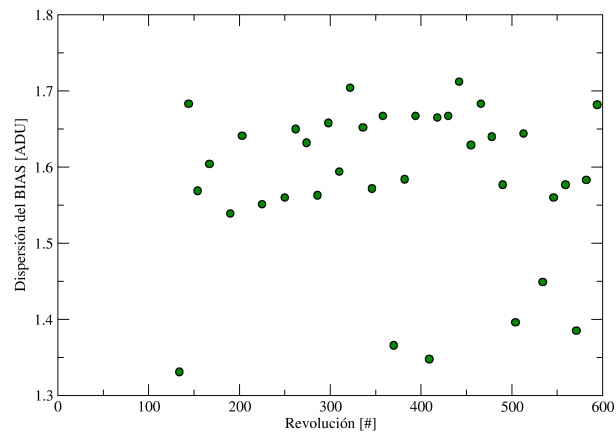


Figura 3.33: Evolución de la dispersión del BIAS en función de la calibración

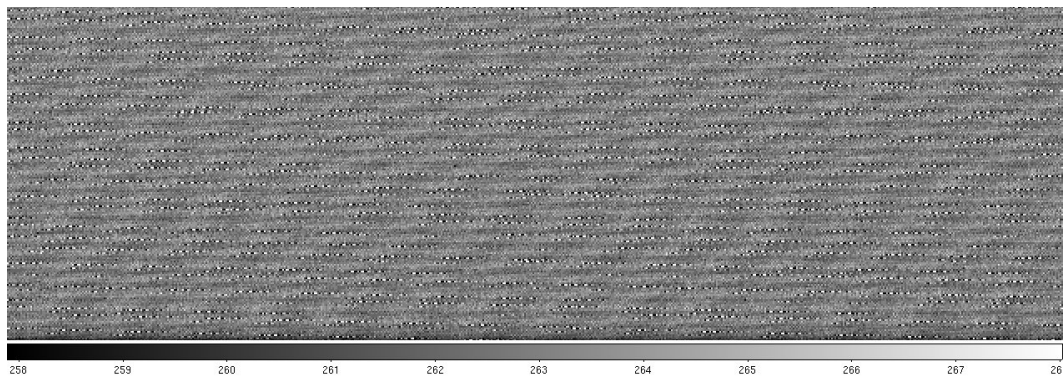


Figura 3.34: Ampliación de imagen de BIAS. La escala de color está forzada para poder apreciar mejor los ciclos del ruido

En las exposiciones más largas este efecto queda oculto por la emisión del fondo de cielo. Por otro lado, con fuentes brillantes este efecto es despreciable, pues el número de cuentas de la fuente es mucho mayor que el del ruido de lectura. Por tanto, este efecto ha de ser tenido en cuenta sólo con fuentes débiles.

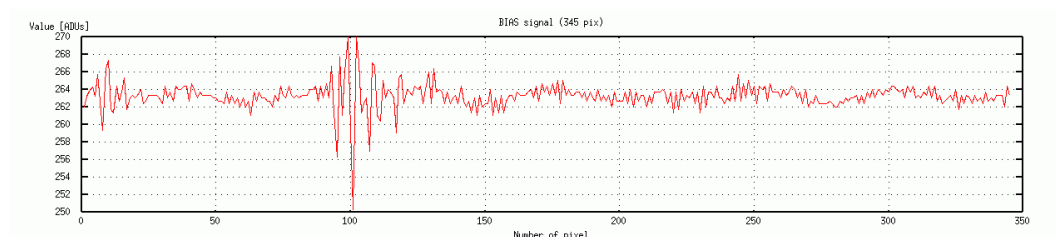


Figura 3.35: Ejemplo de un ciclo de 345 píxeles del ruido de lectura.

### 3.6.4 Saturaciones y pérdida de linealidad

Cada uno de los píxeles del CCD sólo puede contener una cantidad finita de electrones. Además, antes de llegar a esta cantidad de electrones se alcanza el límite de linealidad (*full well capacity*). Una vez superado este umbral, el número de electrones en el píxel deja de ser proporcional al número de fotones recibidos (usualmente el criterio suele ser que se pierde la proporcionalidad por un 3 % o más). Se ha fijado la capacidad del píxel (la máxima cantidad de electrones que la electrónica puede digitalizar, ver tabla 2.1, en la página 13) en 120 000 electrones. Esta cantidad (la máxima que se puede digitalizar) en principio se encuentra por debajo del límite de linealidad, por lo que no serían esperables efectos no lineales.

Los píxeles que se saturan pierden electrones por columnas. Esto se debe a que las trampas de potencial del CCD son más débiles por columnas y los electrones se escapan por ahí antes que por filas. En inglés es el llamado *blooming*. Muchos CCD reciben tratamientos para disminuir las saturaciones cuando se producen, pero a cambio de ello se pierde linealidad del detector. OMC no dispone de este tratamiento (llamado *anti-blooming*).

Encontramos dos efectos relacionados. Uno es la pérdida de linealidad (ver subsección 3.6.4.1), que provoca que los flujos calculados para las fuentes sean menores que los reales. Esto sucede al superar el límite de linealidad. Por otro lado están las saturaciones (subsección 3.6.4.2), producidas cuando se ha superado ampliamente el límite. Las saturaciones más fuertes son capaces de llenar de electrones muchas columnas, inutilizando incluso parte del CCD.

#### 3.6.4.1 Pérdida de linealidad

En OMC, en principio, el número de electrones necesarios para perder la linealidad es mayor que 120 000 electrones. Esta cantidad necesaria para perder la linealidad puede variarse modificando los voltajes del detector si fuera necesario.

Se ha analizado la pérdida de linealidad en función del tiempo. Como puede verse en las gráficas 3.36, 3.37 y 3.38. En estas gráficas, cada punto representa el promedio de un grupo de puntos fotométricos. Idealmente, todos los puntos que no saturan y son suficientemente brillantes se encontrarían en la recta  $MAG_V - CATMAG_V = 0.0$ . Sin embargo esto sólo sucede con la apertura  $3 \times 3$ , porque es con la que se realiza la calibración mensual.

Se ha realizado un ajuste a estos puntos con una función que experimentalmente se adapta bien a los datos (ver ecuación 3.15). Para realizar el ajuste se ha utilizado un método no lineal, con el programa `xmgrace`.

$$Y = A_0 + A_1 \exp[-A_2(X - A_3)] \quad (3.15)$$

Los parámetros obtenidos son los siguientes. Se ha impuesto que en apertura de  $3 \times 3$  píxeles la curva tienda a  $MAG_V3 - CATMAG_V = 0.0$  (esto es,  $A_0 = 0.0$ ).

Abertura de $1 \times 1$ píxeles						
Parámetro	0011-0099	0100-0199	0200-0299	0300-0399	0400-0499	0500-0571
$A_0$	-0.046	-0.071	-0.041	-0.053	-0.050	-0.052
$A_1$	0.0819	0.0682	0.0901	0.0969	0.1120	0.1106
$A_2$	3.33	3.36	3.13	2.75	2.84	2.72
$A_3$	6.78	6.89	6.82	6.86	6.80	6.85
Abertura de $3 \times 3$ píxeles						
Parámetro	0011-0099	0100-0199	0200-0299	0300-0399	0400-0499	0500-0571
$A_0$	0.0	0.000	0.000	0.000	0.000	0.000
$A_1$	0.0245	0.0305	0.0619	0.0502	0.0517	0.0496
$A_2$	3.01	2.94	2.92	3.06	3.10	3.10
$A_3$	7.02	7.02	6.78	6.84	6.82	6.88
Abertura de $5 \times 5$ píxeles						
Parámetro	0011-0099	0100-0199	0200-0299	0300-0399	0400-0499	0500-0571
$A_0$	-0.026	-0.022	-0.029	-0.034	-0.030	-0.036
$A_1$	0.0234	0.0459	0.0500	0.0472	0.0477	0.0595
$A_2$	2.72	2.31	2.58	2.56	2.75	2.44
$A_3$	7.04	6.96	6.87	6.90	6.86	6.87

Tabla 3.7: Evolución de la pérdida de linealidad. Parámetros. Se ha impuesto  $A_0 = 0.000$  para la abertura de  $3 \times 3$  píxeles.

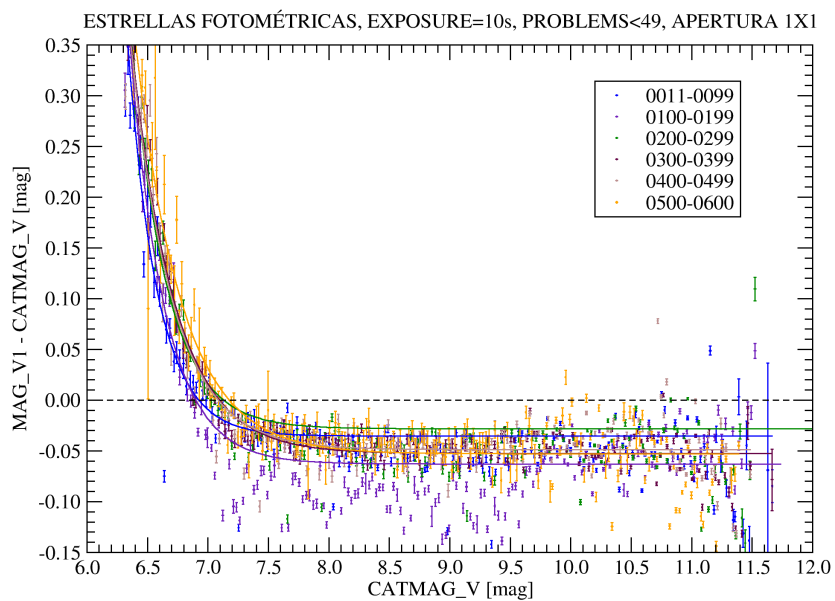
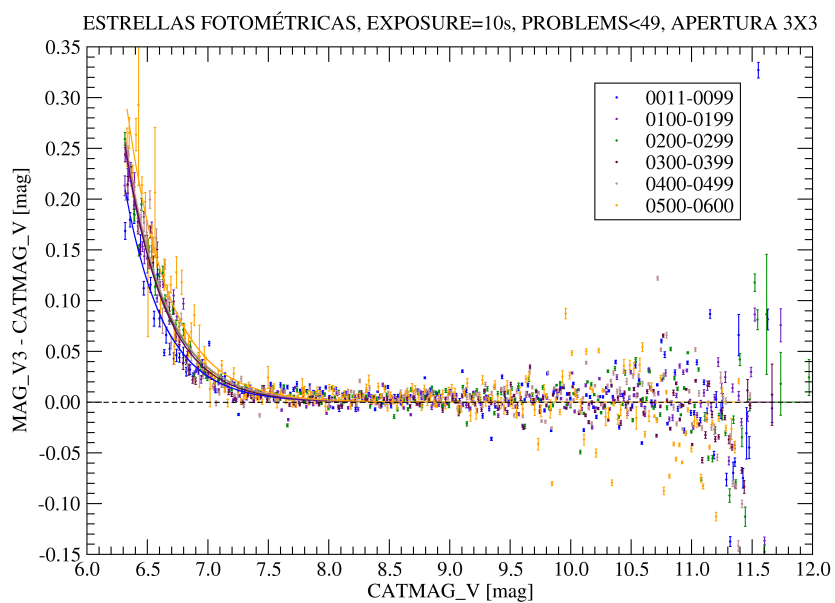
A partir de las tabla 3.7 se puede calcular en qué momento la gráfica se aleja más de  $\Delta Y = 0.03$  magnitudes de su valor estable horizontal. Se utiliza la ecuación 3.16, que deriva de la 3.15.

$$X_{\text{limite}} = A_3 - \frac{\ln(\Delta Y/A_1)}{A_2} \quad (3.16)$$

Se calcula para cada grupo de revoluciones y se realiza un ajuste lineal. Los resultados se muestran en la figura 3.39. El ajuste de la abertura  $1 \times 1$  muestra una tendencia lineal y descendente. Sin embargo, los datos  $1 \times 1$  son difíciles de interpretar. El calcular la fotometría con un único píxel es complicado, porque la mayor parte del flujo de la fuente cae fuera del

Abertura	Magnitud límite [mag]					
$1 \times 1$	7.082	7.134	7.171	7.286	7.264	7.330
$3 \times 3$	7.076	7.180	7.176	7.141	7.181	7.252
$5 \times 5$	7.092	7.323	7.295	7.246	7.201	7.353

Tabla 3.8: Evolución de la pérdida de linealidad. Magnitud límite a partir de la cual la magnitud calculada es, en promedio, un 3% más débil que la magnitud de catálogo. Ver la gráfica de la figura 3.39

Figura 3.36: Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura  $1 \times 1$ .Figura 3.37: Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura  $3 \times 3$ .

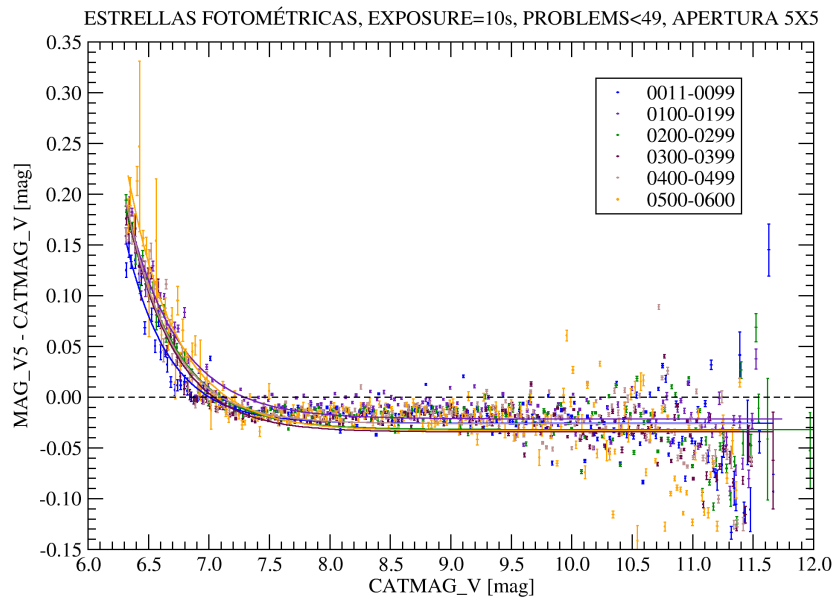


Figura 3.38: Evolución de la pérdida de linealidad. Abertura  $5 \times 5$ .

propio píxel. Al calcular ese flujo exterior para añadirse al flujo del píxel central (corrección de apertura), se puede estar introduciendo algún efecto indeseado.

En la misma figura 3.39 se aprecia que los ajustes de las magnitudes límite a las que se pierde la linealidad, para las aperturas  $3 \times 3$  y  $5 \times 5$ , son fundamentalmente constantes. No hay una tendencia clara común, pues uno de los ajustes es ascendente y el otro descendente. El caso de  $1 \times 1$  es excepcional y no debería ser tenido en cuenta.

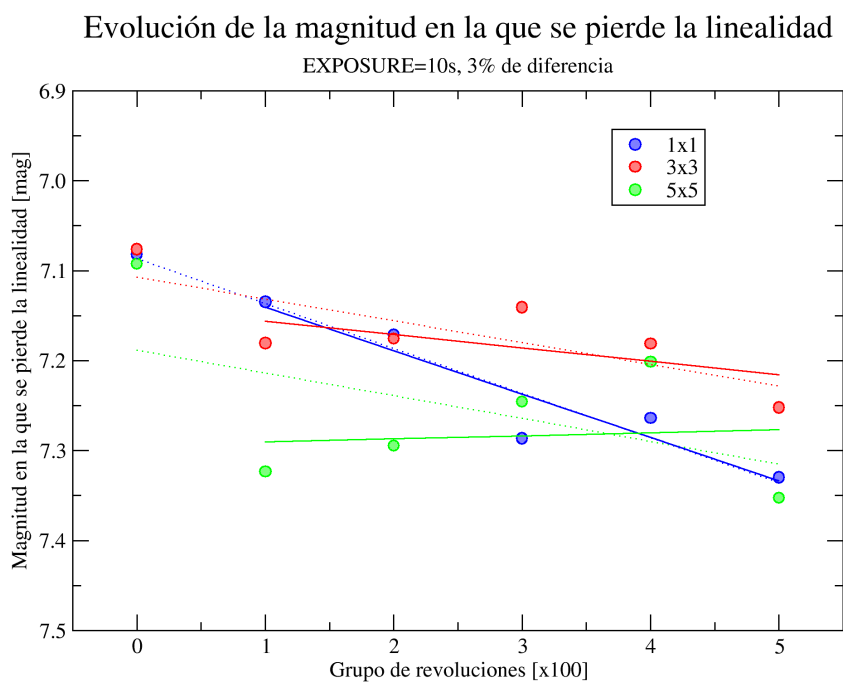


Figura 3.39: Evolución de la pérdida de linealidad. Magnitud límite en la que saturan las exposiciones de 10 segundos. El grupo de revoluciones X indica que se promedian datos de las revoluciones 0X00–0X99. Se considera que se pierde la linealidad cuando la magnitud calculada es un 3% de la de catálogo. El primer punto de las tres aberturas parece erróneo, por lo que se han realizado ajustes lineales con él (líneas punteadas) y sin él (líneas continuas). Estos ajustes empíricos indican que, exceptuando el primer punto (las primeras revoluciones no son confiables) y la abertura de  $1 \times 1$  (es una abertura muy pequeña y puede ser imprecisa), la magnitud a la que se pierde la linealidad se ha mantenido constante.

### 3.6.4.2 Saturaciones

Más allá del límite de linealidad, una vez superado el límite de carga, los electrones consiguen superar las barreras de potencial que rodean al píxel. Parte de los electrones que se corresponden con fotones caídos en un píxel dado, son contabilizados en píxeles adyacentes. Como las barreras de potencial son menores dentro de cada columna (las separaciones entre diferentes columnas son barreras físicas de material dopado), los electrones se desparraman según el eje Y. Lo hacen tanto en sentido ascendente como descendente, simétricamente respecto a la saturación originaria.

La figura 3.40 muestra una saturación típica. En este caso se trata de Marte saturando una imagen de calibración de los LEDs, durante la calibración 0062.

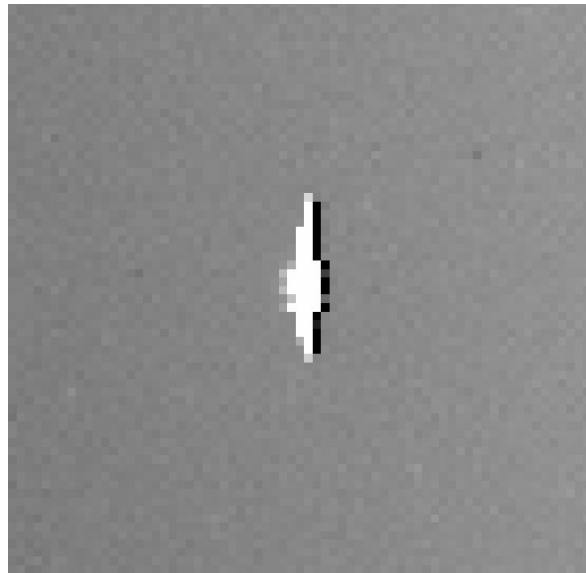


Figura 3.40: Marte saturando en imagen de LED. Nótese la leve tendencia en el flujo, por estar el LED a la derecha hay más luminosidad a este lado que a la izquierda.

La figura 3.41 muestra la imagen de un GRB en el campo, y en ella también se aprecia una saturación. El GRB no es la estrella saturante, sino una fuente no detectada. Esta imagen es un caso extremo en el que la estrella que satura es tan brillante ( $\alpha$  Crucis,  $V = 0.8$  mag) que hay multitud de columnas perdidas.

Es también posible exceder la capacidad de los píxeles de la fila de lectura, como se aprecia en la figura 3.42. Esta fila se encuentra fuera del área de imagen. En ella la carga de los píxeles va saltando de columna en columna, hasta llegar a la electrónica de lectura. Cuando debido a los desplazamientos de la carga de los píxeles en esta fila se acumula un exceso de electrones, se inutilizan los píxeles siguientes de la fila. Es un efecto de la electrónica de lectura, no del CCD.

El procesado de OMC previene de la posible saturación de las fuentes, con el objeto de no utilizar estos datos a la hora de combinar imágenes.

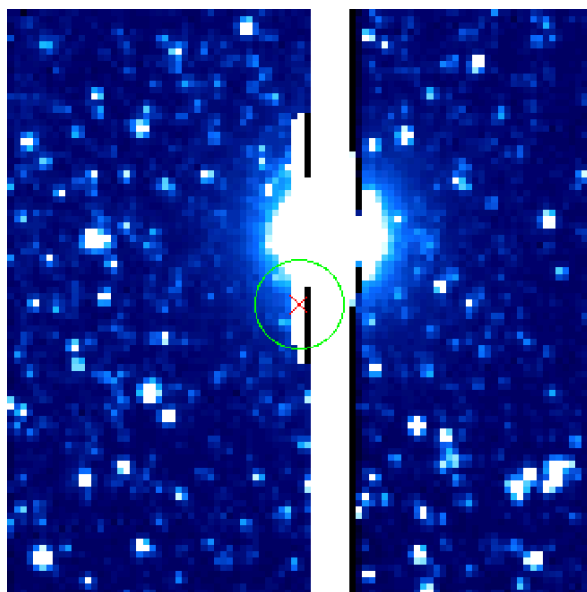


Figura 3.41: Saturación extrema. La estrella saturante se trata de  $\alpha$  Crucis, de magnitud  $V = 0.8$  mag. Es una de las estrellas más brillantes del cielo. La saturación es tan extrema que inutiliza multitud de columnas por exceso de carga. Incluso como efecto secundario aparecen varias columnas con cero cuentas detectadas en sus píxeles (columnas en negro). El aspa en rojo y el círculo verde indican la posición y el círculo de error de un GRB, que era el objeto que realmente se intentaba observar.

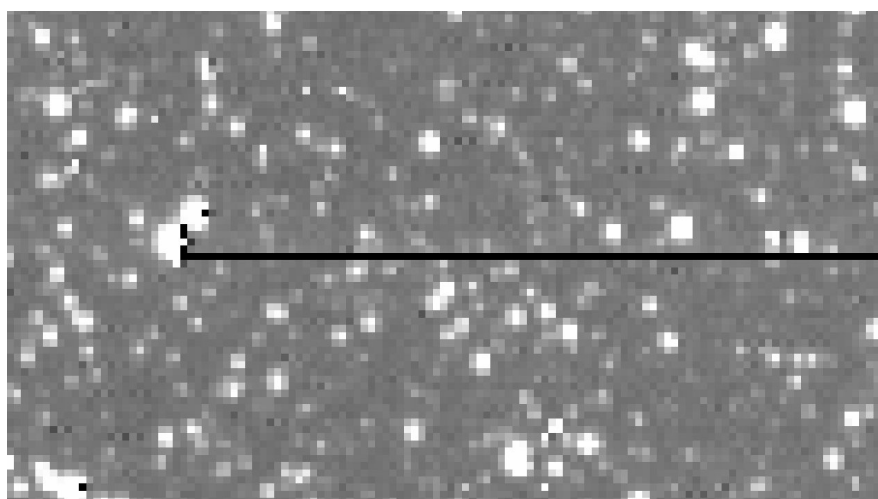


Figura 3.42: Saturación en fila de lectura.

### 3.6.5 Determinación de la precisión fotométrica

Tras los análisis y mejoras realizadas en las secciones precedentes de este capítulo, dedicado a la calibración y caracterización del instrumento, se ha conseguido tener una visión más certera de las distintas contribuciones al error fotométrico de las medidas de OMC. Se ha conseguido tanto la reducción de los errores sistemáticos, como el mejor conocimiento de los errores esperados en las medidas.

Se han introducido todas las mejoras encontradas en este capítulo en el *software* OSA, lo que permite una determinación mejor de la precisión de las medidas obtenidas con OMC.

Durante el comienzo de la misión los errores estaban subestimados. Los errores calculados tanto en flujo como en magnitud estaban siempre por debajo de las dispersiones encontradas experimentalmente. A partir de febrero de 2006 se utiliza un método semiempírico que ha demostrado dar buenos resultados.

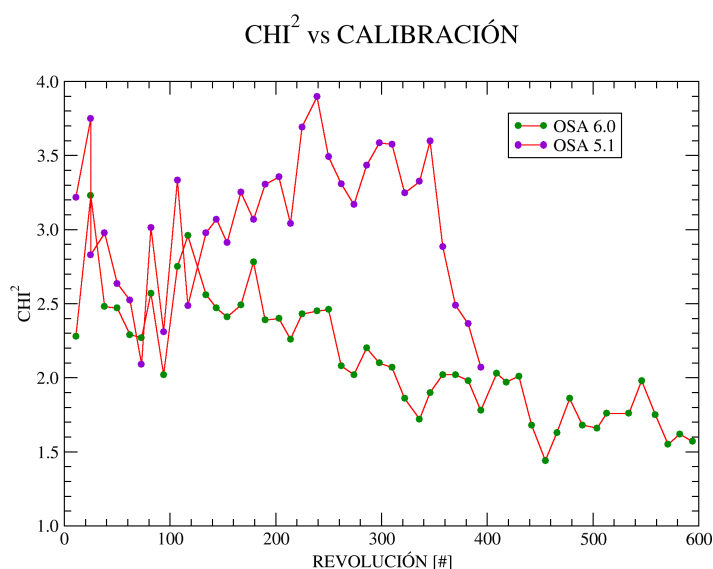


Figura 3.43:  $\chi^2$  calculado para las estrellas fotométricas tenidas en cuenta en cada calibración. Esta gráfica muestra dos efectos independientes que han permitido mejorar la fotometría de OMC. Por un lado el paso de la versión de calibración 0004 (OSA 5.1) a 0005 (OSA 6.0). Por otro lado, el cálculo de errores más ajustado a la realidad, como se explica en esta sección. Ambos consiguen que  $\chi^2$  se acerque a 1.0, indicando que los errores calculados son del mismo orden que la dispersión encontrada en los datos. Hay una tercera característica interesante. La tendencia de  $\chi^2$  es a disminuir, lo que muestra que con el paso del tiempo el CCD es cada vez más estable y más fácilmente parametrizable, al contrario de lo que cabría esperar (por el crecimiento de las manchas y la posible degradación del detector).

- Se tiene en cuenta el error de Poisson, el ruido de lectura del CCD, y la dispersión del fondo del cielo. Este es el cálculo de errores habitual, y el método seguido con OMC durante el comienzo de la misión.
- Se tiene en cuenta el error introducido en las aberturas pequeñas (de  $1 \times 1$  y  $3 \times 3$  píxeles) debido a posibles desviaciones del centrado (la precisión alcanzada es del orden de la décima de píxel,  $2''$ ). Si el círculo de apertura quedara descentrado, parte del flujo de la fuente que quedaría fuera de la apertura no se ajustaría a la cantidad real.
- Se asigna una precisión máxima del 1 % del flujo, que ha sido confirmada experimentalmente. Parece ser debido a imprecisiones en la matriz de aplanamiento de campo.

En la gráfica 3.43 se muestran todos los datos disponibles procesados con ambos métodos. Se comprueba que el valor de  $\chi^2$  con los nuevos algoritmos se acerca más a 1.0. De aquí se deduce que los errores asignados a las medidas de las estrellas fotométricas son comparables a sus dispersiones experimentales.

Al ser  $\chi^2$  siempre unas décimas superior a 1.0, cabría pensar que los errores siguen estando subestimados. Sin embargo, en la práctica se comprueba que las estrellas que se están utilizando como referencia tienen errores subestimados. Buena muestra de ello es que la diferencia entre las dispersiones de las estrellas fotométricas respecto a su magnitud **de catálogo** (gráfica 3.15, en la página 45) es mayor que la dispersión respecto a la magnitud promedio **medida por OMC** (gráfica 3.16, en la página 46).

### 3.6.6 Ciclos de exposiciones

Tras varios años de observaciones se vió que se podían mejorar los resultados de OMC modificando los ciclos de exposiciones.

OMC no realiza observaciones con el mismo tiempo de exposición continuamente. Se utilizan varias exposiciones distintas para ganar así rango dinámico. Las fuentes a tiempo de exposición más largos tienen mejor relación señal-ruido, pero sufren además de mayor contaminación por rayos cósmicos y la posibilidad de que la fuente observada esté saturada si es demasiado brillante.

Tras una serie de análisis se decidió modificar los ciclos de exposiciones. Desde el comienzo de la misión y hasta la revolución 0237 los ciclos consistían en exposiciones de 100, 100, 30, 100, y 10 segundos de duración, enviando a la Tierra un número variable de cajas de  $11 \times 11$  píxeles (Mas-Hesse et al. 2003a). Las razones de usar este ciclo aparentemente tan complicado fueron las siguientes:

- Tener un rango dinámico amplio. Desde los 10 segundos de las exposiciones más cortas, a los 100 segundos de las más largas, hay un factor 10 en el número de fotones recolectado.

Nº de elemento dentro del ciclo	1	2	3	4	5
Tiempo de exposición [s]	100	100	30	100	10
Nº aproximado de cajas enviadas a Tierra	100	30	100	10	100

Tabla 3.9: Ciclo de exposiciones antiguo (hasta la revolución 0237, ella incluida).

- La tasa de ventanas de  $11 \times 11$  píxeles enviada a la Tierra es, a grandes números, de 1 caja/segundo. Y para no saturar la memoria del microprocesador en órbita, acumulando cajas que no se pudieran llegar a enviar, se solicitaba de cada imagen un número de cajas que era del orden del tiempo de exposición de la toma posterior. De esta forma, para una exposición dada de  $N$  segundos, se podían extraer  $N$  cajas de la imagen anterior. Así se aseguraba el tomar datos al mismo ritmo al que se envían a Tierra.
- Se buscaba que todas las fuentes seleccionadas del campo tuvieran al menos una exposición de 100 segundos, otra de 30 segundos, y otra de 10 segundos por ciclo. Para ello había que asegurarse de que, siguiendo a cada exposición de interés (de 100, 30, y 10 segundos), hubiera siempre una exposición de 100 segundos. Así siempre habría tiempo para bajar los datos (100 cajas de  $11 \times 11$  píxeles).

Las figuras 3.44 muestran los retardos entre las diferentes tomas, en los ciclos de 100, 100, 30, 100, y 10 segundos de tiempo de exposición. Este retardo es fundamentalmente el tiempo que la electrónica de a bordo necesita para leer el CCD. Se aprecia que el tiempo disminuye cuando las cajas del CCD se encuentran colocadas de forma más compacta, especialmente cuando predominan los mosaicos. Como el número de cajas leídas del CCD y enviadas a la Tierra dependía de la duración de la exposición posterior, la electrónica tardaba un tiempo distinto en leer esas cajas del CCD, y los tiempos de retardo medidos dependían también por tanto de la exposición posterior.

Sin embargo, a mitad de misión (a partir de la revolución 0238) se decidió cambiar a otro sistema consistente en ciclos de 10, 50, y 200 segundos de exposición. Las razones para el cambio son las siguientes:

- El principal argumento era que a veces un determinado objeto podía ser observado en una toma y no en la siguiente. Esto se debía a que el número de fuentes observadas por toma era variable. Ahora todas las fuentes observadas lo están en todas las tomas.

Nº de elemento dentro del ciclo	1	2	3
Tiempo de exposición [s]	10	50	200
Nº aproximado de cajas enviadas a Tierra	100	100	100

Tabla 3.10: Ciclo de exposiciones actual (a partir de la revolución 0238, ella incluida).

- Bajando siempre el mismo número de cajas, y con sólo 3 elementos (10, 50, y 200 segundos) en vez de 5 (100, 100, 30, 100, y 10 segundos), se consigue simplificar el ciclo. Así las operaciones son más fáciles y predecibles.
- Aumentando los tiempos de exposición se conseguía un mayor rango dinámico sin incrementar de forma significativa el número de rayos cósmicos ni saturaciones. 255 segundos es el límite de diseño. Tras el análisis, 200 segundos resultó ser una cantidad óptima.
- Al medir con precisión los tiempos entre tomas, se puede ajustar mejor el número de cajas observadas. De forma que se aproveche el tiempo al máximo y optimizar así las observaciones. Unos ejemplos sobre el tiempo que emplea la electrónica de a bordo en leer el CCD se encuentran en la figura 3.44. Es importante hacer constar que hasta que no se ha leído todo el CCD no comienza la siguiente exposición. Al maximizar el número de cajas a observar (único parámetro modificable) se aprovecha al máximo el tiempo que la electrónica va a estar leyendo el CCD (tiempo inmodificable). De esta forma se evita llegar a colapsar la memoria de a bordo por exceso de cajas leídas que no llegan a ser enviadas a Tierra.

Previamente al cambio se analizaron grandes cantidades de datos observados, y se tuvieron en cuenta los puntos fotométricos individuales (sin combinar, ignorando posibles repeticiones de puntos de una misma fuente). Se encontró que el porcentaje de puntos fotométricos que saturan en tomas de 100 segundos de exposición es del 2.6% (cumplen  $V < 9.0$  mag), mientras que el 5% saturan en 200 segundos ( $V < 9.8$  mag). En 200 segundos se pierde por tanto un  $\simeq 2.4\%$  más de los puntos fotométricos que en 100 segundos por estar saturando. Estas saturaciones existentes en 200 segundos (o 100 segundos) no lo serán seguramente en 50 segundos (o 30 segundos), por lo que para una fuente dada habrá cajas válidas y el impacto en las observaciones científicas no es grave.

Sin embargo, se gana mucho en precisión con las fuentes débiles. Las medidas fotométricas con errores calculados mayores que 0.1 mag son el 16.2% en el caso de exposiciones de 100 segundos (cumplen  $V > 14.1$  mag) y el 8.0% en el caso de 200 segundos ( $V > 14.9$  mag). Se gana por tanto un  $\simeq 8.2\%$  de fuentes con fotometría mejor que 0.1 mag. Esta mejora en la fotometría de las fuentes débiles fue decisiva para pasar a usar las tomas de 200 segundos de exposición. Esto se ha calculado con exposiciones sin combinar.

Debido a observar siempre el mismo número de fuentes en cada toma de los nuevos ciclos de observaciones (de 10, 50, y 200 segundos de exposición), los tiempos de retardo son siempre los mismos tras cada toma.

El número de cajas enviadas a la Tierra es aproximado. Depende de la telemetría científica disponible para OMC (de forma rutinaria, 4 paquetes de datos científicos cada 8 segundos) y de los tiempos de exposición de la secuencia de observación.

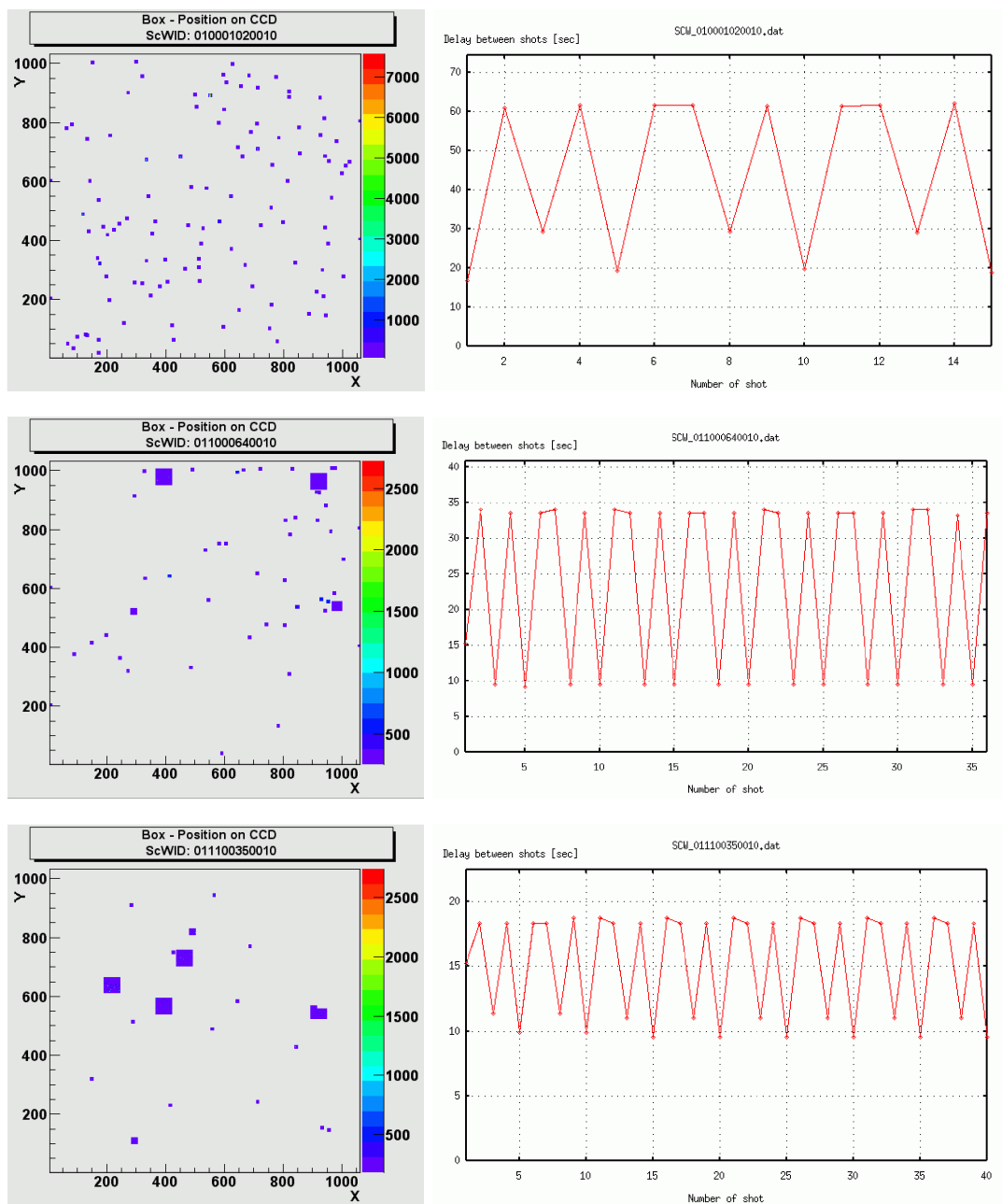


Figura 3.44: Tiempos de retardo entre tomas. Cada una de las tres filas indica una ventana de observación distinta. A la izquierda se muestran las cajas de píxeles del CCD que son enviados a Tierra. La escala de colores de estas figuras indica el número de cuentas en cada píxel. No tiene importancia aquí, excepto para indicar qué cajas se han observado (en color) y cuales no (color del fondo). Por otro lado, a la derecha se muestran los tiempos de retardo entre cada una de las exposiciones consecutivas. Estos retardos están medidos desde el final de la exposición anterior hasta el momento en el que empieza la siguiente. El retardo es menor a menor número de cajas de  $11 \times 11$  píxeles y cuanto más compacta sea la distribución de cajas. La primera toma es siempre la fotométrica, en la que se observan 10 estrellas fotométricas que están distribuidas de forma uniforme sobre el detector. Esta toma necesita siempre una cantidad similar de tiempo ( $\approx 15$  segundos) para leer el CCD y meter los datos en la memoria de a bordo, de donde son leídos para ser empaquetados y enviados a Tierra.

Al planificar las observaciones, existe un *software* (*omcps*) que calcula el número de cajas a enviar a Tierra en cada toma. Este *software* calcula el tiempo muerto entre tomas, que depende de varios factores, fundamentalmente del número de paquetes científicos asignados a OMC cada 8 segundos (4 en estos momentos), y de la duración de las exposiciones que forman parte del ciclo. Conociendo la duración de las exposiciones y el tiempo calculado de retardo entre tomas, se deduce el número de cajas asumiendo una velocidad de envío a Tierra de 1 caja/segundo (promedio a largo plazo).

### 3.6.7 Telemetría de *housekeeping*

Además de la calibración y demás estudios sobre OMC mostrados en este capítulo, se ha llevado a cabo una supervisión de los parámetros del instrumento desde un punto de vista técnico. Se comprueba así diariamente el correcto funcionamiento de OMC, cuyos indicadores han tenido siempre un buen comportamiento.

Estos parámetros supervisados han sido principalmente diferentes medidas de temperatura, voltajes de la electrónica, contadores de radiaciones, y muchos otros parámetros secundarios. Estas medidas se toman cada 8 segundos y se transmiten a la Tierra. Es la llamada telemetría de *housekeeping*.

Cuando los intervalos de tiempo buscados son largos (en la práctica, mayores de 24 horas) el número de medidas tomadas cada 8 segundos puede llegar a ser muy grande, por lo que existe la posibilidad de promediar en cada ventana de observación (habitualmente media hora) para facilitar así el tratamiento de los datos.

En la figura 3.45 se muestran dos histogramas de temperatura del CCD muy separados en el tiempo. Se aprecia que la distribución es bimodal, teniendo la temperatura dos estados principales. Esto parece tratarse de una consecuencia de los requisitos de los apuntados de *INTEGRAL*, que fuerzan a que la configuración del satélite respecto del Sol sea bimodal. Entre estos requisitos se encuentran el hecho de que los paneles solares deben estar apuntando al Sol con un ángulo cercano a la normal, y que los requisitos térmicos del satélite imponen que el Sol no puede iluminar ciertas partes.

En la figura 3.46 se muestran las medidas tomadas por el contador de partículas IREM, a bordo de *INTEGRAL*. Cuando se detecta una excesiva radiación se dejan de tomar medidas de ciencia y se mandan los instrumentos a modo seguro para no dañarlos.

Los picos afilados azules (protones) aparecen cuando *INTEGRAL* atraviesa los cinturones de radiación de la Tierra. Se encuentran aproximadamente en los pasos por los perigeos.

Los aumentos en los contadores de partículas fuera de los perigeos se deben a fulguraciones solares. En la gráfica se aprecian 3 fulguraciones durante 6 días, la primera de las cuales dio comienzo el domingo 26 de octubre de 2004.

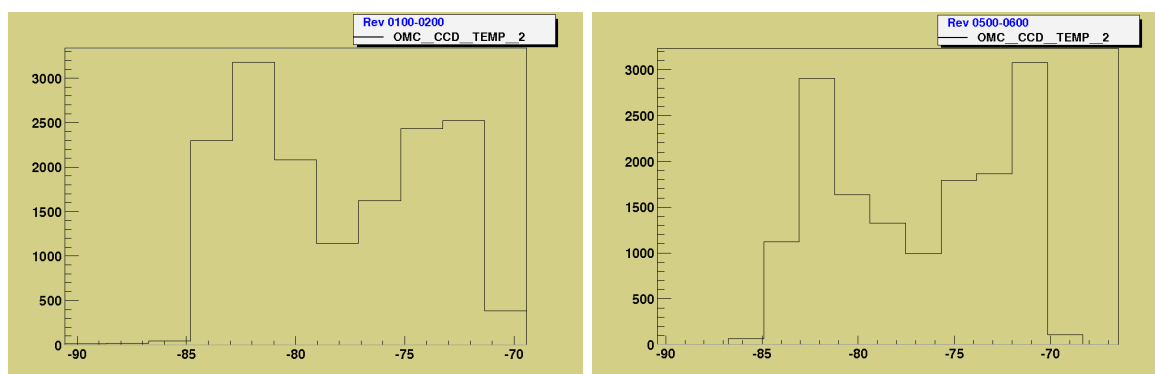


Figura 3.45: Histogramas de temperaturas del CCD (parámetro OMC.CCD\_TEMP\_2, el termistor más cercano al CCD). A la izquierda histograma de los valores de temperatura entre las revoluciones 0100 y 0200. A la derecha entre las revoluciones 0500 y 0600.

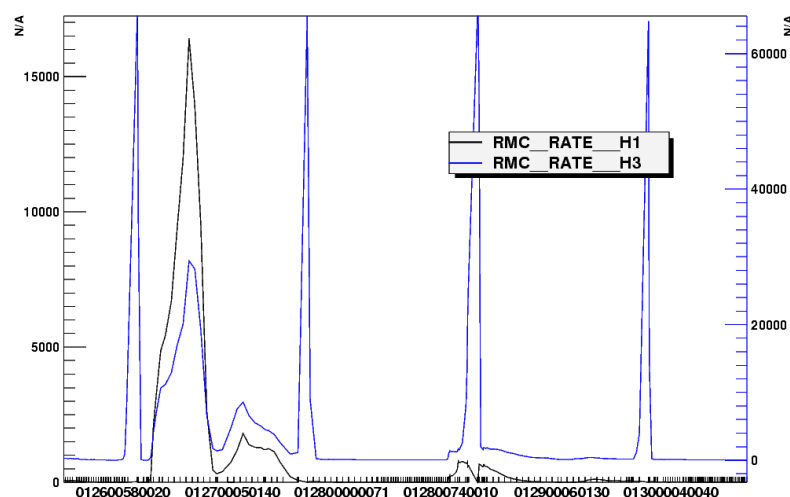


Figura 3.46: Contador de electrones (RMC\_RATE\_H1) y protones (RMC\_RATE\_H3) entre las revoluciones 0126 y 0130. En el eje horizontal se muestra la observación científica, en el eje vertical el número de detecciones.

En las figuras 3.47 y 3.48 se muestran los indicadores de temperatura del CCD, la electrónica de OMC, y las lentes, durante estas fulguraciones solares. Los 3 pequeños intervalos sin datos equiespaciados en cada figura se corresponden con los perigeos.

Los termistores están colocados por pares, cerca el uno del otro, por lo que sus temperaturas son similares. Las diferencias de temperatura entre estos pares de termistores se deben a la diferente distancia que los separa de las fuentes de calor o radiadores, lo que conlleva que sus temperaturas medias sean ligeramente distintas y que además haya un cierto retardo en variar sus temperaturas según el calor se propaga por el material por conducción.

Tanto la electrónica como las lentes se mantienen a una temperatura más alta que la del entorno espacial. La periodicidad en las curvas de temperatura de las lentes (las cuales tienen forma de sierra) se debe a la existencia de unos calentadores eléctricos que empiezan

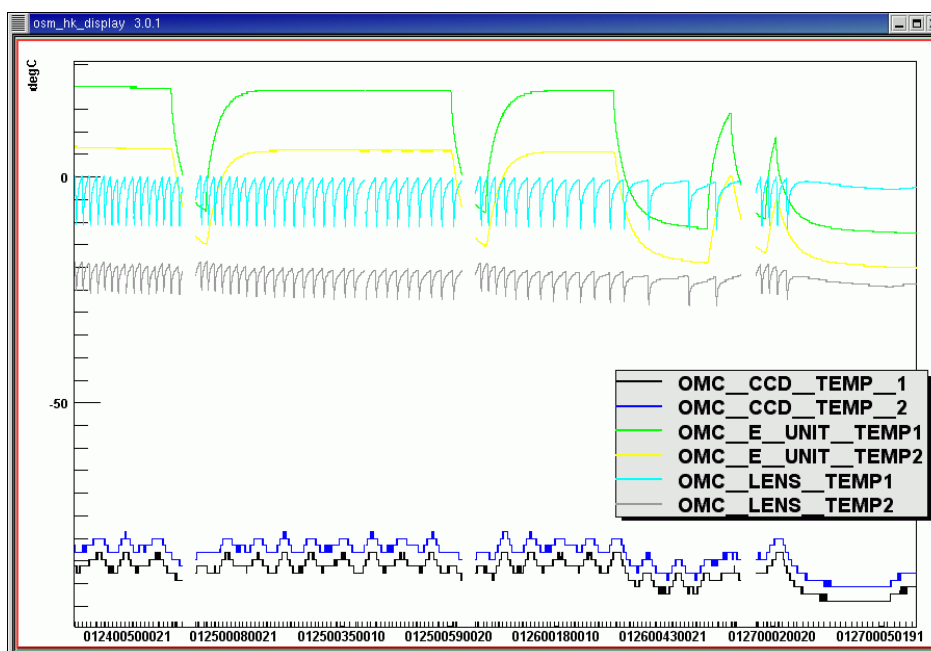


Figura 3.47: Temperaturas de OMC durante las revoluciones 0124-0127.

a funcionar automáticamente cuando los termostatos indican que la temperatura ha bajado excesivamente. Cuando dejan de funcionar la temperatura vuelve a bajar, hasta que se supera de nuevo el límite inferior y vuelve a repetirse otro ciclo de calentamiento y enfriamiento.

La electrónica se mantiene a una temperatura bastante constante gracias al calentamiento provocado por su propio funcionamiento. Cuando se apaga, como durante los perigeos, se enfría.

La figura 3.49 muestra el modo de OMC durante el estallido solar de la figura 3.46. Es el mismo intervalo de tiempo que las figuras 3.47 y 3.48. La escala de tiempo (de la figura 3.49) es triple: en SCW (ventana de observación científica), TFIRST (tiempo en el que comienza la observación) y UTC. Los 3 intervalos en blanco son los perigeos. Se comprueba que OMC ha estado la mayor parte del tiempo en modo seguro (color rosa en la línea de cabecera OMC), excepto entre las 12h del 1 de noviembre y las 18h del 2 de noviembre, cuando estuvo en modo de ciencia normal (color verde en la línea de cabecera OMC).

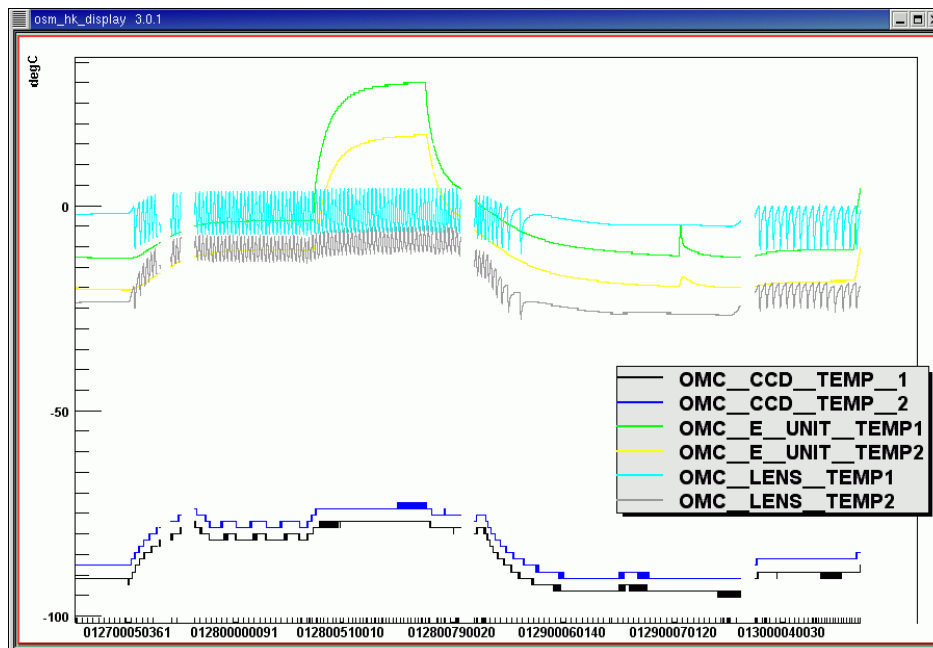


Figura 3.48: Temperaturas de OMC durante las revoluciones 0127-0130.

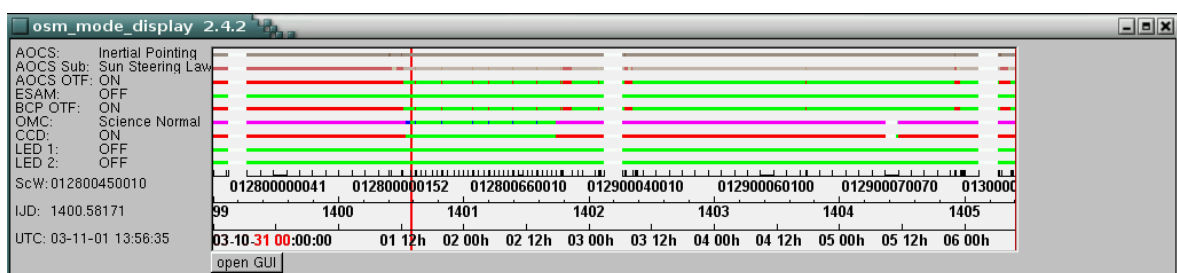


Figura 3.49: Modo de funcionamiento de OMC durante las revoluciones 0128-0130. Las líneas más interesantes para OMC son las que van de la quinta a la novena. BCP OTF (*BroadCast Package On Target Flag*) ON indica que se le ha dicho a OMC que se encuentra ya apuntando a las coordenadas buscadas. OMC *Science Normal* indica que OMC está tomando datos científicos. CCD ON indica que el CCD está funcionando. LED1 y LED2 OFF indica que los LEDs están apagados.



## Capítulo 4

# Fotometría con OMC: algoritmos

En este capítulo se describen los algoritmos desarrollados para extraer los valores fotométricos de las observaciones con OMC. La primera sección está dedicada a OSA (*Offline Standard Analysis*), que es el *software* del proyecto *INTEGRAL*. Se explicará de manera sucinta el procedimiento seguido para procesar los datos. En la segunda sección se describen en detalle los programas realizados durante esta tesis para el procesamiento de los mosaicos de OMC (EFO, Extracción de Fotometría de OMC). Ha sido un trabajo original, que permite el procesamiento semi-automático de unos datos de OMC que de otra forma tendrían que ser analizados a mano. Estos programas se aplican a una gran cantidad de observaciones, tanto las ya disponibles en el archivo de *INTEGRAL*, como las venideras.

### 4.1 El *INTEGRAL* *Offline Standard Analysis* (OSA)

OSA es el software del proyecto *INTEGRAL* (Courvoisier et al. 2003). Una descripción somera del funcionamiento de la parte relativa a OMC es la siguiente (Chernyakova et al. 2007):

1. Se parte de los datos brutos (*raw data*). Estos datos son las cajas de  $11 \times 11$  píxeles que son la base con la que trabaja OSA. Cada píxel tiene una cantidad de cuentas recibidas (ADU, *Analog to Digital Units*), que es proporcional al número de fotones recibidos. Habitualmente se trabaja en baja ganancia ( $30 \text{ e}^-/\text{ADU}$ ), pero también se puede en alta ganancia ( $5 \text{ e}^-/\text{ADU}$ ).
2. Se corrigen los datos de los efectos instrumentales. Son las correcciones habituales en un CCD. Tras aplicar estos procedimientos se obtienen datos corregidos (*cor data*).
  - Se sustrae la corriente de polarización (BIAS) a los datos brutos. Esta corriente de polarización es un nivel básico de carga que introduce la electrónica de lectura para asegurarse de que trabaja en un régimen lineal. El BIAS se calcula leyendo 4 cajas de  $7 \times 7$  píxeles tomadas de la zona del CCD oculta de la luz por una película

protectora. Estas cajas se encuentran en la zona derecha del CCD, fuera de la zona de imagen. Se calcula el valor medio de los píxeles de estas cajas, teniendo en cuenta el eliminar valores extremos (posibles rayos cósmicos). El BIAS es una cantidad poco variable, por lo que se promedian los valores de las cajas comentadas previamente durante cada 10 minutos de tiempo de observación.

- Llegados a este punto se podría corregir del efecto de la corriente de oscuridad. Sin embargo, este efecto instrumental es de momento insignificante, tal y como ya ha sido comentado en la subsección 3.3, y se ignora.
  - Se corrige de la diferente sensibilidad de cada píxel. Para ello se aplica la imagen de campo plano, que se obtiene mensualmente en la calibración (ver subsección 3.4).
3. En este momento el usuario puede elegir combinar o no diferentes exposiciones. Combinando se gana en relación señal-ruido, por lo que es muy apropiado para el procesamiento de datos de fuentes débiles. Sin embargo se pierde en resolución temporal, y aumenta la probabilidad de recibir un rayo cósmico que eche a perder el punto fotométrico. El parámetro que maneja la combinación de los datos es `timestep`. Este parámetro indica el número de segundos en el que, de forma aproximada, se quieren acumular los datos. Es el tiempo aproximado que transcurre desde que comienza la primera exposición hasta que termina la última. No es exactamente la suma de los tiempos de exposición, porque hay que tener en cuenta los tiempos muertos entre exposiciones (una media de medio minuto entre cada toma). Puede recibir cualquier valor entero y positivo, pero hay tres valores representativos:
- `timestep=1`. Este valor es menor que las exposiciones más cortas realizadas con OMC (10 segundos), y significa que no se combinan los datos y se procesan las exposiciones individualmente.
  - `timestep=630`. Es el valor por defecto del *software* de procesado y de la base de datos de OMC en Internet.
  - `timestep=9000`. Es un valor que indica que se combinen todos los datos de la ventana de observación científica, que es el límite posible. Las observaciones duran en general una media hora (1800 segundos), y nunca más de una hora (3600 segundos). Un valor tan grande (9000 segundos) siempre es mayor que la duración de las ventanas de observación científica.
4. Se seleccionan las imágenes por su tiempo de exposición. Esto se hace para evitar tener en cuenta las exposiciones que sabemos a priori que son problemáticas.
- Si la fuente es brillante, posiblemente sature las exposiciones más largas. Es necesario determinar la exposición más larga que no sature, y eliminar las que tengan mayor tiempo de exposición.
  - Con las fuentes más débiles sucede que las exposiciones más cortas, al ser combinadas con las largas, introducen más error en vez de mejorar la relación señal-ruido. Con estas fuentes es habitual, por ejemplo, el combinar sólo las exposiciones de 200 segundos e ignorar las de 50 y 10 segundos.

5. Se busca ahora el centro de la fuente dentro de la caja de  $11 \times 11$  píxeles, ya sea individual o combinada. Existen en este *software* dos algoritmos para este propósito:
  - **IMA\_wcsFlag=no.** Búsqueda del píxel más brillante en la zona central de la caja de  $11 \times 11$  píxeles. Se presupone que la fuente buscada es la más brillante de las presentes. Si no fuera así, se centraría en la fuente incorrecta y la fotometría obtenida no tendría sentido. Además, para evitar que parte de la abertura pueda quedar parcialmente fuera de la caja de  $11 \times 11$  píxeles, sólo se permite que el píxel más brillante se encuentre a 2 píxeles o menos del centro de la caja (valor predeterminado del parámetro *IMA\_maxCentOff*). Este algoritmo da resultados erráticos cuando la fuente es muy débil, porque las fluctuaciones del propio fondo de cielo pueden hacer que el píxel más brillante en cada exposición sea aleatorio.
  - **IMA\_wcsFlag=yes.** Este es el algoritmo predeterminado por el *software*. Conociendo las coordenadas de la fuente (lo cual siempre es posible a través del Catálogo de Entrada), se puede saber en qué píxel se ha de encontrar el centro de la fuente. Este algoritmo es especialmente útil con fuentes no detectadas y con fuentes contaminadas, donde el algoritmo del píxel más brillante no es apropiado. Este algoritmo requiere calcular previamente la transformación de las coordenadas *X\_TAR* e *Y\_TAR* de los píxeles del CCD a coordenadas ecuatoriales celestes. Para ello se utilizan las estrellas fotométricas, que son de brillo estable, aisladas, y de coordenadas bien conocidas. En cada ventana de observación científica se encuentran 5 de estas estrellas, con las que se calcula la transformación por un método de mínimos cuadrados. Si por alguna razón estas estrellas fotométricas fallaran (se necesitan un mínimo de 2), se acude a la exposición fotométrica. Dentro de cada ventana de observación hay multitud de exposiciones científicas, pero la primera en hacerse es siempre una observación con 10 estrellas fotométricas. Estas 10 estrellas fotométricas permiten calcular la transformación, pero si el satélite se ha movido durante los minutos que transcurren a la observación científica, se tendrá un desplazamiento de las coordenadas (habitualmente del orden de un píxel). Se permite por último un ligero recentrado en la fuente de hasta  $10''$  (valor predeterminado, *IMA\_maxWcsOff*=10). Este recentrado final permite estar siempre sobre la fuente, a pesar de la dispersión intrínseca en el cálculo de las coordenadas con OMC respecto al valor real (que es del orden de  $2''$  a  $1\sigma$ ). Los centros de las fuentes se encuentran ajustando la PSF a los  $3 \times 3$  píxeles centrales, calculando la mejor posición por mínimos cuadrados.
6. Una vez que se tiene el centro de la fuente, se recuenta el número de fotones recibidos en aberturas circulares. El *software* proporciona datos en tres aberturas:  $1 \times 1$ ,  $3 \times 3$ , y  $5 \times 5$  píxeles. Para limitar los efectos de la contaminación de estrellas cercanas según diferentes configuraciones de la rotación del campo, se han circularizado las aberturas. De este modo, cada píxel se ha dividido en 4 subpíxeles, todos cuadrados y del mismo tamaño. Si es imposible evitar la contaminación, al menos se intenta que sea de flujo constante. La abertura de  $3 \times 3$  píxeles no tiene una superficie de  $9 \text{ pix}^2$ , sino de  $8 \text{ pix}^2$ . Esto se debe a que se eliminan los 4 subpíxeles de las esquinas (equivalentes a 1 píxel entero). La abertura de  $5 \times 5$  píxeles tiene el equivalente a  $19 \text{ pix}^2$ , a causa de que

se eliminan 4 píxeles enteros de las esquinas, y 1 subpíxel a cada lado de los píxeles anteriores (8 subpíxeles en total). La abertura de  $1 \times 1$  permanece invariable.

7. En el caso de las aberturas de  $1 \times 1$  y  $3 \times 3$  píxeles, se aprovecha el ajuste de la PSF para derivar el flujo total (además de la posición). Con la abertura de  $5 \times 5$ , simplemente se recuenta todo el flujo presente en los píxeles.
8. Una vez que se ha contado el número de fotones en la abertura, se tiene el flujo instrumental. Este flujo ha de ser transformado en magnitudes, la unidad tradicional en astronomía. Para conocer la relación entre ambas se realiza la calibración fotométrica (una vez al mes, ver subsección 3.5). Es el llamado punto cero de la fotometría, y tiene en cuenta efectos globales en la sensibilidad del instrumento.
9. Por último se realiza la corrección baricéntrica de tiempos. Esto es, transformar la columna de tiempos de los datos (TFIRST) al tiempo que le correspondería si los fotones de esa fuente hubieran llegado al centro de gravedad del sistema solar (columna BARYTIME). De esta forma se corrige del desfase debido al diferente tiempo que necesita la luz de la fuente en recorrer la diferentes configuraciones de las órbitas (tanto de la órbita de la Tierra alrededor del Sol, como de la de *INTEGRAL* alrededor de la Tierra).

Por otro lado, durante el tiempo que se ha tardado en realizar esta tesis, el *software* de OMC (que forma parte de OSA) ha evolucionado a las versiones 5.0, 5.1, 6.0 y 7.0. Los cambios que se han ido realizando en OSA han implicado las siguientes mejoras:

- Incremento del número de objetos y mejoras en el catálogo de entrada. Se incluyen en el catálogo las nuevas fuentes que se van encontrando (principalmente IGRs). Además, para aquellas fuentes para las que se mejoran los errores en las coordenadas (habitualmente por encontrarse contrapartidas en rayos X, óptico o infrarrojo), se anotan sus nuevas coordenadas.
- Mejora de la calibración. Cada nueva versión del *software* lleva asociada todas las calibraciones mensuales llevadas a cabo hasta el momento en el que se hace público. Estos cambios han sido uno de los desarrollos fundamentales de esta tesis, y están comentados en el capítulo dedicado a la calibración (sección 3).
- Aplicación del nuevo algoritmo de centrado en las coordenadas. Ha habido infinidad de mejoras, que parten fundamentalmente de la introducción de coordenadas ecuatoriales en las imágenes de OMC. De esta forma se puede centrar la apertura fotométrica en las coordenadas de la fuente buscada (aunque no sea detectada a priori), en vez de centrar en el píxel más brillante (que fue el primer algoritmo fotométrico que utilizó OSA).
- Mejoras en general de los programas. Se han solucionado varios SPRs (*Software Problem Reports*), que son el nombre que reciben los problemas encontrados en OSA. Se han procesado grandes volúmenes de datos y se ha comprobando que todo funciona según lo esperado.

## 4.2 Extracción de Fotometría de OMC (EFO)

El procesado de imágenes de OMC mayores que las estándar de  $11 \times 11$  píxeles requiere el uso de programas y algoritmos específicos, no disponibles en el entorno OSA. Para ello se han desarrollado una serie de *scripts*, que tienen las siguientes utilidades:

- Procesado de mosaicos en general. El *software* de OMC ajusta el tamaño de las ventanas de píxeles enviadas a tierra en función del tamaño del error en coordenadas. Cuando el error es mayor que el tamaño de una caja de  $11 \times 11$  píxeles, se toman grupos de cajas (mosaicos). En estos mosaicos aparecen multitud de fuentes ópticas distintas. El *software* oficial de OMC sólo trabaja bien cuando se conocen las coordenadas de la fuente con una precisión mejor que unos 2 píxeles. Para las demás fuentes se han desarrollado estos *scripts*.
- Procesado de *triggers* en particular. Un caso excepcional de mosaicos son los que se toman en caso de que se detecte un GRB en el campo de visión de OMC. En este caso el mosaico tiene un tamaño y un tiempo de exposición diferente al habitual. Además, al ser un tipo de fuente que requiere gran velocidad en la obtención de los datos, la calibración utilizada es la última disponible, no necesariamente la mejor posible.
- Este *software* permite ser aplicado a las ventanas de  $11 \times 11$  píxeles. De esta forma, se pueden procesar los datos con este método y con OSA, cerciorándonos de que ambos algoritmos dan el mismo resultado final. Este es un método independiente que permite certificar que OSA, el *software* oficial de la misión INTEGRAL, funciona correctamente.

La figura 4.1 muestra un ejemplo de imagen *trigger*. Es el único caso de un GRB detectado por INTEGRAL y que ha caído en el campo de visión de OMC. La imagen se tomó el domingo 26 de julio de 2005, y a día de hoy (primavera de 2008) no ha habido otro GRB en el campo. Desgraciadamente, la imagen padece una saturación extrema. Este GRB se encontró a solo un par de minutos de arco de  $\alpha$  Crucis. Esta estrella tiene una magnitud  $V = 0.8$  mag, resultando ser la 13<sup>a</sup> estrella más brillante del cielo. La saturación es tan brutal que afecta a varias columnas consecutivas, por lo que fue imposible estudiar la contrapartida del GRB.

En cuanto a la programación, todo está desarrollado en torno al intérprete de comandos de Linux (los llamados *scripts* de *shell*) y son en total unas 3000 líneas de código en diferentes lenguajes. Este paquete se ejecutó en diversos ordenadores, todos ellos con el sistema operativo Linux instalado. Se hace uso del siguiente software (que ha de estar instalado en el sistema):

1. **Bash**. Es el intérprete de comandos más habitual en Linux. Se utiliza la versión 2.05b.  
<http://www.gnu.org/software/bash/bash.html>
2. **pSQL**. PostgreSQL es una base de datos de código abierto. Se utiliza la versión 7.4.7.  
<http://www.postgresql.org>

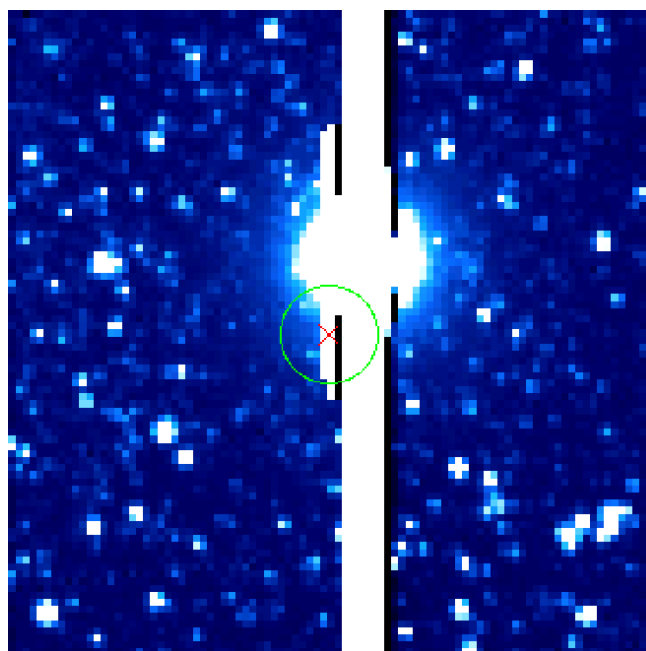


Figura 4.1: Único GRB en el campo de OMC. Desgraciadamente perdido por gran la saturación de la estrella  $\alpha$  Crucis. El aspa en rojo marca la posición de la fuente objetivo y en verde está el círculo de error. Los ejes son los naturales para el CCD.

3. `octave`. Es un lenguaje para cálculo numérico (Eaton 2002), también de código abierto, al estilo de MATLAB<sup>©</sup>. Se utiliza la versión 2.1.69.  
<http://www.octave.org>
4. `IRAF`. *Image Reduction and Analysis Facility*, desarrollado por NOAO (*National Optical Astronomy Observatories*), Tody (1993). Se utiliza la versión 2.12.1.  
<http://iraf.noao.edu>
5. `SExtractor`. Extracción de información fotométrica de imágenes CCD, programado por Emmanuel Bertin (*Institut d'Astrophysique de Paris y European Southern Observatory*), Bertin & Arnouts (1996). Se utiliza la versión 2.3.2.  
[http://terapix.iap.fr/rubrique.php?id\\_rubrique=91](http://terapix.iap.fr/rubrique.php?id_rubrique=91)
6. `OSA`. *Offline Standard Analysis*, el software desarrollado para el procesado de datos de *INTEGRAL* por el ISDC (*INTEGRAL Science Data Centre*). Se utiliza la versión 5.0.  
<http://isdcu13.unige.ch/index.cgi?Soft+download>
7. `ftools`. Utilidades para el manejo de ficheros en formato `fits`. Está desarrollado por HEASARC (NASA's *High Energy Astrophysics Science Archive Research Center*), Blackburn (1995). Se utiliza la versión 5.3.  
<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/ftools>
8. `ds9`. Programa de visualización de imágenes almacenadas en ficheros `fits`, desarrollado por el *Smithsonian Astrophysical Observatory*, Joye & Mandel (2003). Se utiliza la

versión 3.0.3.

<http://hea-www.harvard.edu/saord/ds9>

9. *xmgrace*. Realización de gráficas leyendo los datos de ficheros de texto. Su principal ventaja aquí es que puede usarse en línea de comandos. Es un proyecto de código abierto. Se utiliza la versión 5.1.18.

<http://plasma-gate.weizmann.ac.il/Grace>

Esquemáticamente, los pasos seguidos al procesar con EFO han sido los siguientes:

1. Crear las imágenes a partir de los datos de archivo de OMC. La información se encuentra almacenada en forma de tablas binarias para ahorrar espacio, por lo que hay que buscarla y transformarla a imágenes.
2. Corregir de corriente de oscuridad, corriente de polarización (BIAS), imagen de campo plano y punto cero fotométrico. Es el procesado habitual de imágenes ópticas de CCD.
3. En paralelo a las imágenes individuales, crear una imagen combinada uniendo todas las tomadas durante cada ventana científica. De esta forma se gana sensibilidad y se eliminan defectos de las imágenes.
4. Si la fuente óptica es conocida, se supervisa su curva de luz. Si además es variable periódica, se calcula su periodo y sus efemérides.
5. Si se desconoce la posición de la fuente óptica buscada, se extrae la fotometría de todas las fuentes encontradas. Esto se realiza en cada imagen, tanto en las individuales como en las combinadas.

Como información, las 550 fuentes que han sido analizadas mediante estos *scripts* han ocupado 50 GB de espacio en disco, y un Pentium IV ha tardado 1 mes en procesar todos estos datos. En promedio, para cada ventana de observación científica (SCW) se necesitan 0.5 MB/SCW de espacio de almacenamiento y 0.5 minutos/SCW de tiempo para procesar los datos.

Existe un directorio que contiene todos los programas y otro con los resultados, tanto intermedios como finales. La información se almacena siempre en ficheros de texto.

Lo primero que se hace es crear los directorios que contendrán los datos. La estructura de directorios está ordenada secuencialmente según se va ejecutando cada paso del procesado.

```
drwxr-xr-x    2 risquez    4.0k Apr 28 12:07 0.general-info/
drwxr-xr-x    2 risquez    4.0k Apr 28 12:07 1.SCW-list/
drwxr-xr-x  332 risquez    8.0k Apr 28 14:36 2.single-images/
drwxr-xr-x    5 risquez    4.0k Apr 29 19:26 3.combined-images/
drwxr-xr-x  332 risquez    8.0k Apr 28 15:48 4.photometry/
drwxr-xr-x    4 risquez    4.0k Apr 29 15:26 5.extract-objects/
drwxr-xr-x    3 risquez    4.0k Apr 29 19:45 6.results/
```

### 4.2.1 Creación de la lista de ventanas científicas

La primera tarea consiste en obtener un listado de las observaciones de *INTEGRAL* en las que se ha observado la fuente de interés. En un principio esto se realizaba con una llamada a la base de datos de OMC, utilizando comandos de `pSQL` y buscando por el identificador propio de OMC (“IOMC”).

En la actualidad, sin embargo, se busca por coordenadas en la propia estructura de datos. Se buscan ventanas de observación científicas cuyo centro se aleje menos que la mitad de la diagonal del campo de visión de la fuente buscada. Esta es una condición necesaria para que la fuente haya sido observada, pero es posible que no lo haya sido si no es fuente prioritaria. Este es un método más general que leer de la base de datos con comandos `pSQL`. De cualquier modo, se tienen las dos opciones para realizar el mismo trabajo.

El resultado obtenido es una lista de las ventanas científicas en el fichero `scw.list`. Posteriormente se crea el archivo `files-scw.list` que indica en qué ficheros se encuentra la información ya procesada. Es importante resaltar que se utilizan datos corregidos por el software *OSA*, por lo que los datos han recibido ya todo el tratamiento habitual de imágenes CCDs: corriente de oscuridad, corriente de polarización e imagen de campo plano.

A continuación se listan, a modo de ejemplo, parte del contenido de los ficheros comentados anteriormente:

```
>cd 1.SCW-list/

>head -12 scw.list
002300310010
002300320010
002300400010
002300410010
002300790010
002300800010
002300900010
002300910010
002500330010
002500420010
002500430010
002500440010

>head -12 files-scw.list

/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300310010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300320010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300400010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300410010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300790010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300800010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300900010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002300910010.001/swg_omc.fits[1]
```

```

/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002500330010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002500420010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002500430010.001/swg_omc.fits[1]
/projects/omc_arc/rev_2/obs/rev0021-0030.003/scw/002500440010.001/swg_omc.fits[1]

```

### 4.2.2 Creación de las imágenes

A continuación se crean las imágenes de la fuente, las cuales pueden estar formadas por una única caja o por un mosaico de ellas.

Las imágenes son creadas con el ejecutable de OSA `omc_scw_analysis`. Posteriormente se hace uso de IRAF para copiar cada una de las extensiones de `image.fits` en ficheros individuales. El siguiente es el ejemplo de los archivos creados para una ventana científica cualquiera.

```

>cd 2.single-images/

>ls
image.fits          image-small.009.fits  image-small.017.fits
image-small.002.fits image-small.010.fits  image-small.018.fits
image-small.003.fits image-small.011.fits  image-small.019.fits
image-small.004.fits image-small.012.fits  image-small.020.fits
image-small.005.fits image-small.013.fits  in.list
image-small.006.fits image-small.014.fits  omc.log
image-small.007.fits image-small.015.fits  out.list
image-small.008.fits image-small.016.fits

```

La figura 4.2 muestra el campo de SAX J2103.5+4545 (=IOMC 3588000111), una binaria de rayos X de alta masa según Simbad. Son cada una de las tomas realizadas en la ventana de observación científica 018100210010, que son además pequeños mosaicos de  $3 \times 3$  cajas de  $11 \times 11$  píxeles cada una (en conjunto, imágenes de  $9.6' \times 9.6'$ ). Están ordenados de izquierda a derecha, y de arriba a abajo.

Por el nivel del fondo de cielo se aprecia el tiempo de exposición. Son 4 ciclos de 100, 100, 30, 100 y 10 segundos. Nótese que en cada ciclo, en la tercera exposición de 100 segundos, no se llega a descargar toda la imagen porque falta una de las pequeñas cajas de  $11 \times 11$  píxeles. En la práctica puede haber fuentes que, dentro de la misma ventana científica, fueran observadas en una toma y no en la siguiente. Esto es debido a que al comienzo de la misión el número de cajas de  $11 \times 11$  píxeles transmitidas a tierra era variable, pudiendo ser muchas menos que las 100 cajas (en promedio) actuales. Las fuentes que más padecen este efecto son las de menor prioridad, tal y como está explicado en la subsección 2.2.3. Los píxeles que faltan están puestos a cero y hay que tenerlos en cuenta al extraer la fotometría.

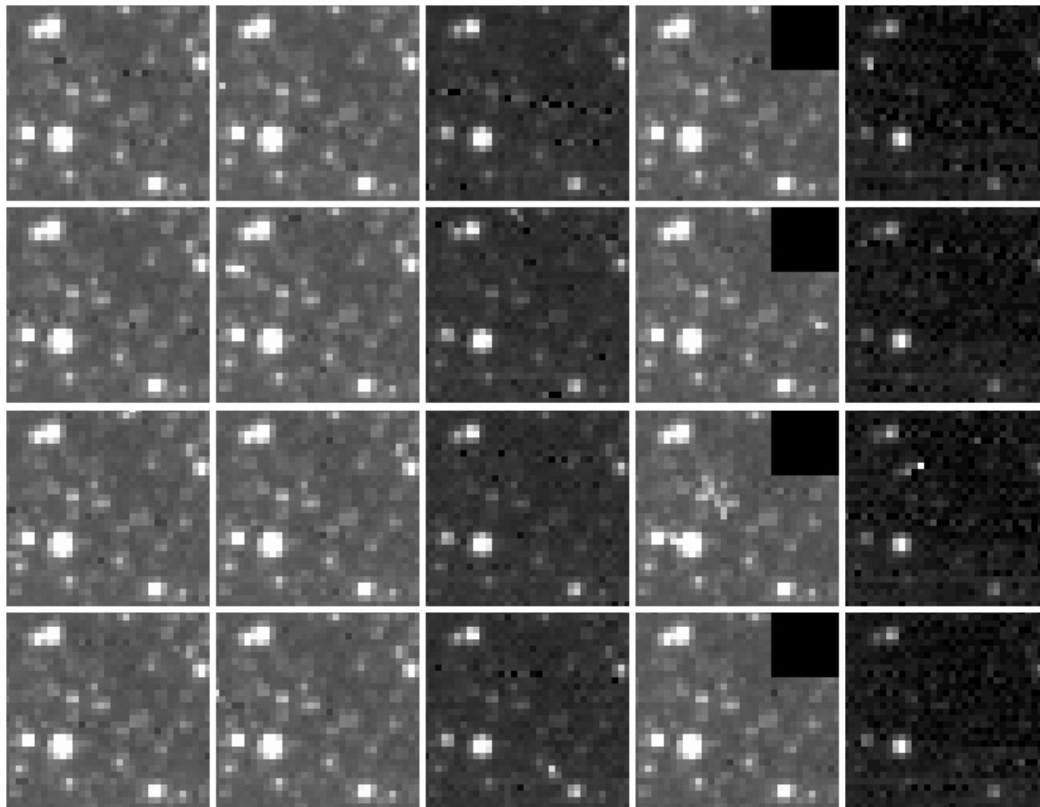


Figura 4.2: Mosaicos de SAX J2103.5+4545 en la ventana científica 018100210010. La primera imagen tomada es la de arriba a la izquierda, la segunda está a su derecha, y así consecutivamente hasta pasar a la siguiente línea. Son cuatro ciclos de 100, 100, 30, 100, y 10 segundos de exposición. Es un grupo de mosaicos de  $3 \times 3$  cajas de  $11 \times 11$  píxeles cada una. Se aprecian los defectos en las imágenes: líneas horizontales debidos al ruido de lectura, y rayos cósmicos. El ruido de lectura es más apreciable en la columna derecha, que es la de las exposiciones de 10 segundos. En la cuarta columna se aprecia la ausencia de una caja de  $11 \times 11$  píxeles del mosaico, a consecuencia de la limitación en telemetría. Se aprecia también que el número de cuentas recibidas del fondo del cielo aumenta con la exposición

### 4.2.3 Combinación de las imágenes de cada ventana científica

Para reducir el efecto de los rayos cósmicos y el ruido de lectura se combinan todas las imágenes en cada ventana de observación científica. El comando IRAF utilizado ha sido el siguiente:

```
>cd 3.combined-images/  
  
>imcombine @lista-de-ficheros-a-combinar.list imagen-combinada.fits  
  nrejmarks=pixeles-rechazados.fits[REJECTED,1] combine=average  
  reject=sigclip scale=none zero=none weight=!INT_TIME lthresh=0.001  
  hthresh=INDEF nkeep=2 lsigma=3 hsigma=3 mclip=no
```

Se crea un fichero que contiene los píxeles rechazados (`nrejmarks`), para saber si se está siendo demasiado estricto o demasiado relajado con los criterios. Otro parámetro de interés es `lthresh=0.001`, que permite ignorar todos los píxeles con menor valor en electrones por segundo que este (sirve para descartar los píxeles en los que no se ha descargado imagen y están por tanto puestos a 0.0). También se obliga con `nkeep=2` a que siempre se combinen al menos dos valores, y que se calcule la media y no la mediana (`mclip=no`) como valor representativo de los datos.

### 4.2.4 Extracción de la fotometría

Para extraer los datos fotométricos de cada una de las imágenes se ha utilizado el programa `SExtractor` (*Source Extractor*, Bertin & Arnouts 1996). Este software se ejecuta desde la línea de comandos, por lo que permite automatizar el proceso. Los parámetros utilizados están en el apéndice A.

Este software realiza en primer lugar un cálculo del fondo de cielo. Puede tomar un valor representativo en un anillo de píxeles en torno a cada una de las fuentes (opción `BACKPHOTO_TYPE LOCAL`), pero en este trabajo se ha preferido que el programa calcule un ajuste por `splines` cúbicos al fondo de cielo de toda la imagen (`BACKPHOTO_TYPE GLOBAL`).

Posteriormente busca los píxeles de la imagen cuyo número de cuentas supere 3.0 veces la desviación típica del fondo (`DETECT_THRESH 3.0`). Como los píxeles de OMC son tan grandes ( $17.5'' \times 17.5''$ ), considera que se ha encontrado un objeto cuando hay 1 único píxel (`DETECT_MINAREA 1`) por encima del umbral de detección anteriormente comentado. El centro de la fuente se calcula como el baricentro de los píxeles que forman parte del objeto.

A continuación se utiliza un algoritmo para separar entre sí las fuentes cercanas. De este modo se minimiza el error producido al sumar flujo de una fuente contaminante que se encuentre junto a la fuente a la que se le está calculando el flujo. Para este proceso se han dejado los parámetros por defecto: `DEBLEND_NTHRESH 32` y `DEBLEND_MINCONT 0.005`.

El paso siguiente es calcular el flujo que proviene de cada una de las fuentes. `SExtractor` tiene multitud de métodos para realizar esta tarea, de entre los que se han elegido cuatro con aberturas distintas, y el método `ISOCOR`. Este último consiste en considerar que todos los píxeles en contacto con flujo por encima de `DETECT_THRESH 3.0` forman parte de la fuente, y además aproxima la pequeña cantidad de flujo fuera de esos píxeles según una gaussiana de anchura `SEEING_FWHM 22.4`. Este método da buenos resultados con galaxias, que es además donde falla el método de las aberturas. `SExtractor` proporciona estos valores y sus errores calculados en el fichero final de salida, de forma que se puede escoger el flujo (y su magnitud asociada) más razonable en cada momento. Por ejemplo: los flujos calculados con aberturas constantes dan buenos resultados para estrellas, y cuanto menor sea la abertura menor será la contaminación de posibles fuentes cercanas, pero a cambio se pierde también parte del flujo. Esto se explica en el apéndice B.

Por último `SExtractor` proporciona un parámetro con la elipticidad de la fuente, el cual nos permite discernir si se trata de una fuente puntual aislada (cuya elipticidad tenderá a cero), o si por el contrario es puntual pero contaminada o es una galaxia.

El siguiente es un ejemplo de fichero de salida de `SExtractor` (son los `.reg`). Son 5 fuentes (nótese las 5 filas) encontradas en la imagen, para los que `SExtractor` calcula esos 17 parámetros (en 17 columnas).

```
>cd 4.photometry/

>cat phot.002.reg
# 1 X_IMAGE      Object position along x          [pixel]
# 2 Y_IMAGE      Object position along y          [pixel]
# 3 X_WORLD      Barycenter position along world x axis [deg]
# 4 Y_WORLD      Barycenter position along world y axis [deg]
# 5 X2_WORLD     Variance along X-WORLD (alpha) [deg**2]
# 6 Y2_WORLD     Variance along Y-WORLD (delta) [deg**2]
# 7 FLUX_APER    Flux vector within fixed circular aperture(s) [count]
# 10 FLUXERR_APER RMS error vector for aperture flux(es) [count]
# 13 FLUX_ISOCOR Corrected isophotal flux [count]
# 14 FLUXERR_ISOCOR RMS error for corrected isophotal flux [count]
# 15 BACKGROUND Background at centroid position [count]
# 16 ELLIPTICITY 1 - B_IMAGE/A_IMAGE
# 17 FLAGS       Extraction flags
5.451 5.339 3.017405e+02 3.463197e+01 1.076955e-05 1.046384e-05 58621.1 65188.2 67708.8 513.526 ...
10.490 1.000 3.017580e+02 3.460303e+01 6.983994e-06 2.854686e-06 2959.4 3050.09 2992.92 403.449 ...
2.000 9.000 3.017301e+02 3.465488e+01 1.968347e-06 1.968620e-06 5046.8 6008.33 6937.46 511.784 ...
5.000 11.000 3.017510e+02 3.465818e+01 1.968347e-06 1.968620e-06 2515.19 2811.18 3156.84 431.761 ...
2.000 11.000 3.017347e+02 3.466384e+01 4.886219e-06 6.104301e-06 4641.38 5327.09 6039.11 431.843 ...
...
```

#### 4.2.5 Extracción de datos fotométricos para cada fuente

Como ya se ha dicho, `SExtractor` calcula la fotometría de todas las fuentes que encuentra en cada imagen, tanto individuales como combinadas.

Lo primero que se hace es obtener un listado de todas las fuentes del campo. Para eso se

extraen los objetos encontrados en las imágenes combinadas, en las que ya no se encuentran defectos como rayos cósmicos que podrían contarse como fuente. Después se busca por las coordenadas de cada uno de esos objetos en todas las demás imágenes.

En el siguiente listado se ven las 8 primeras fuentes (de un total de 33) encontradas en el campo de SAX J2103.5+4545. Las fuentes están ordenadas por orden de distancia al centro (DIST.). POINTS indica cuántos puntos fotométricos se tienen (de un total de 20 tomas, las fuentes débiles o cerca de los bordes pueden no haber sido detectadas siempre). FLUX es el flujo promedio, MAG\_V su magnitud calculada, y “+/-sigma” indica la dispersión de MAG\_V medida en magnitudes. “+/-sigma” no es el error cometido al calcular MAG\_V, sino que indica lo que ha variado la medida de la magnitud en las exposiciones individuales, por ello sólo será medida del error si la magnitud ha permanecido constante. Es simplemente una medida de la variabilidad de la fuente.

```
>cd 5.extract-objects/
```

```
>head distance.log
```

#	NAME	DIST.	POINTS	FLUX	<MAG_V>+/-sigma
#	[n°]_[deg] [deg]	[pix]	[n°]	[e-/s]	[mag]
001_	315.902+45.753	2.2	17	55.2	13.44+-0.12
002_	315.870+45.739	3.4	17	23.8	14.37+-0.22
003_	315.923+45.754	5.2	17	24.1	14.35+-0.20
004_	315.899+45.776	5.6	12	23.8	14.35+-0.05
005_	315.873+45.724	5.7	14	27.7	14.21+-0.26
006_	315.919+45.772	6.4	20	64.8	13.27+-0.15
007_	315.835+45.752	7.6	20	48.6	13.58+-0.11
008_	315.871+45.791	8.8	20	2236.7	9.42+-0.03

También se crea un fichero `sources.reg` que marca y numera cada fuente al visualizarla con `ds9` sobre cualquier imagen con información sobre el sistema de coordenadas global (WCS). Como se aprecia en las figuras 4.3, el aspa central y el círculo discontinuo marcan las coordenadas proporcionadas para la fuente y su error. En círculos verdes están las fuentes encontradas dentro del círculo de error, en rojo las que están fuera.

Por último, se crea un fichero `fits`. Este fichero incluye toda la información disponible en los ficheros de texto con los resultados finales, pero en el formato de uso general de astronomía y con una cabecera incluyendo información descriptiva sobre su contenido. Está preparado para ser usado con las `ftools` de HEASARC y ser completamente transportable.

Y además, a este último fichero `fits` se le ha aplicado la corrección de tiempo baricéntrica. Para ello se ha utilizado una subrutina llamada `barycent`, que es parte del *software* oficial del proyecto *INTEGRAL*.

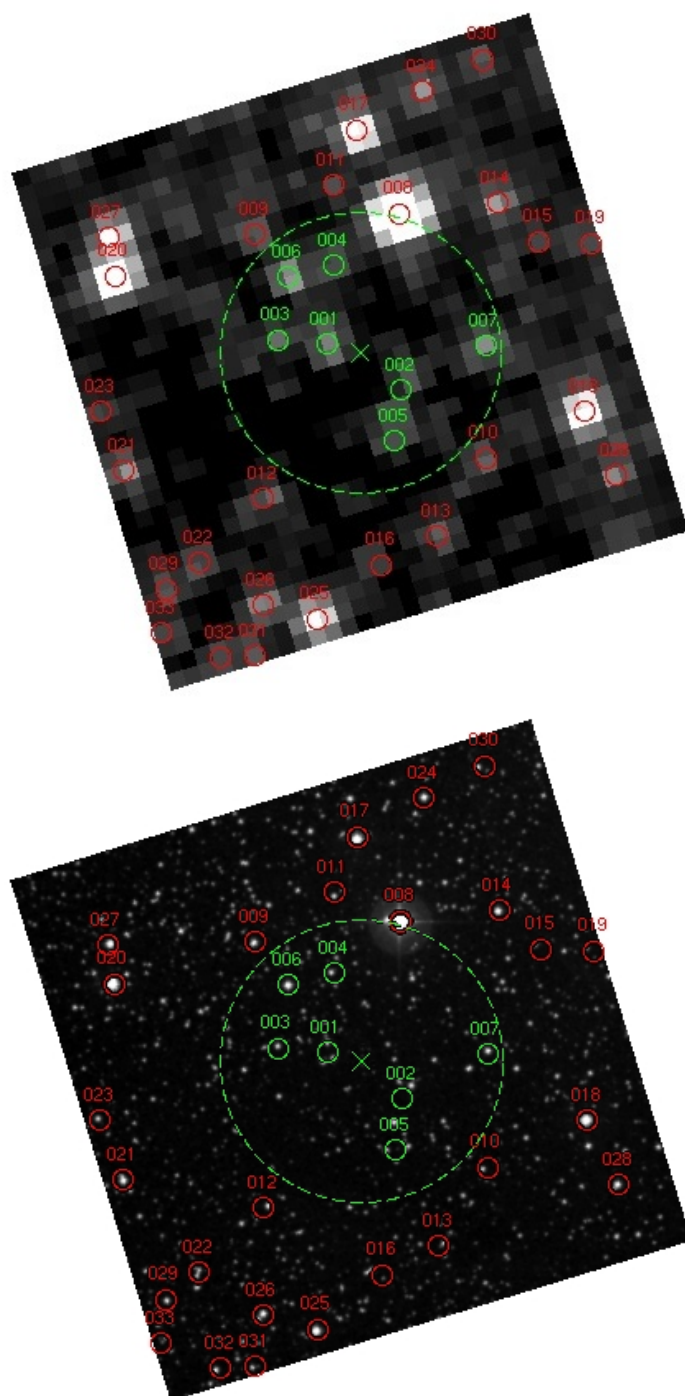


Figura 4.3: Campo de SAX J2103.5+4545. Arriba mosaico de OMC en filtro V. Abajo DSS2 en filtro B. Norte arriba, este a la izquierda. Se aprecia que el tamaño del píxel de OMC ( $17.5''/\text{pix}$ ) es mucho mayor que en las imágenes de DSS2. Debido a esto, el flujo obtenido con OMC es a menudo el flujo combinado de todas las fuentes presentes en la abertura fotométrica.

### 4.2.6 Selección de los mejores datos fotométricos

No todos los datos fotométricos extraídos en el paso anterior tienen la precisión deseada para el posterior análisis. Es necesario filtrar aquellos con una relación señal-ruido baja, o que hayan perdido linealidad por saturación, o que se encuentren en el borde de la imagen y tengan por ello fotometría imprecisa. Se descartan los puntos fotométricos que se detectan como erróneos utilizando un programa que realiza automáticamente esta tarea.

```
>cd 6.results/

>cat 61SearchPoints.param

# Next constants are used in script "61Reselect.m"
# Remember, this file is written in Octave format.

# File with data
OUTPUT_FILE=strcat(OBJECT, ".dat"); # Expand name

# Conditions for good points
MIN_SIGNAL_TO_NOISE=3;           # Minimum for select best points
MAX_SETRACTOR_FLAGS=7;          # Maximum Sextractor flag allowed
EXPOSURE_MIN=0;                  # Use only exposures greater than this [sec]
EXPOSURE_MAX=300;                # Use only exposures lower than this [sec]
MAX_DISTANCE=0.010;              # Measured in degrees (1pix=0.005deg)
MAX_NUMBER_EMPTY_PIXELS=1000;    # Maximum number of pixels without data in box
SATURATION_EXPOSURE=[ 10, 30, 50, 64, 100, 200]; # MAG_V limits for saturation
SATURATION_LIMIT= [7.2, 8.4, 9.0, 9.2, 9.7, 10.5];
FWHM_MIN=-100.0;                 # [pix] Is 1.1 better?
FWHM_MAX=500.0;                  # [pix] Is 1.5 better?
```

El siguiente listado corresponde al contenido del fichero de resultados de la fuente 008 en el campo de la fuente SAX J2103.5+4545. Las primeras filas de la cabecera indican la posición central (RA y DEC) de los puntos fotométricos encontrados y el radio alrededor del cual se ha impuesto que estén (RADIUS). 1 píxel viene a ser  $0.05^\circ$ . Nótese las cinco formas distintas de calcular el flujo (y las magnitudes): en aberturas de 2.0, 3.0, 4.0, y 5.0 píxeles de diámetro, y según el método ISOCOR (explicado en la sección 4.2.4).

```
>cat 008.dat

# 1 TFIRST [days]
# 2 Flux (aperture=2.0pix) [e/s]
# 3 Error in flux (aperture=2.0pix) [e/s]
# 4 Flux (aperture=3.0pix) [e/s]
# 5 Error in flux (aperture=3.0pix) [e/s]
# 6 Flux (aperture=4.0pix) [e/s]
# 7 Error in flux (aperture=4.0pix) [e/s]
# 8 Flux (aperture=5.0pix) [e/s]
# 9 Error in flux (aperture=5.0pix) [e/s]
# 10 Flux ISOCOR [e/s]
# 11 Error in flux ISOCOR [e/s]
```

```

# 12 Background [e/s]
# 13 Magnitude (aperture=2.0pix) [mag]
# 14 Error in magnitude (aperture=2.0pix) [mag]
# 15 Magnitude (aperture=3.0pix) [mag]
# 16 Error in magnitude (aperture=3.0pix) [mag]
# 17 Magnitude (aperture=4.0pix) [mag]
# 18 Error in magnitude (aperture=4.0pix) [mag]
# 19 Magnitude (aperture=5.0pix) [mag]
# 20 Error in magnitude (aperture=5.0pix) [mag]
# 21 Magnitude ISOCOR [mag]
# 22 Error in magnitude ISOCOR [mag]
# 23 Running number
# 24 Number of stars nearer than RADIUS to X and Y
# 25 RA star position [deg]
# 26 DEC star position [deg]
# 27 Distance to searched point [deg]
# 28 Exposure [sec]
# 29 FWHM [pix]
# 30 SExtractor error flag
# 31 Number of empt pixels in image
# 32 0=circle 1=line
# 33 Science Window

1558.511058 2515.8 12.8 2514.8 13.7 2581.3 16.6 2646.2 20.4 2675.5 23.2 6.3 9.270 ...
1558.516827 2568.3 13.2 2550.7 14.2 2607.8 17.2 2668.0 21.3 2718.2 25.6 7.4 9.247 ...
1558.522601 2640.4 13.4 2565.4 14.3 2625.8 17.4 2673.5 21.4 2703.3 24.6 7.7 9.217 ...
1558.528373 2648.7 13.7 2531.4 14.6 2554.0 17.6 2590.8 21.8 2643.3 26.4 7.5 9.214 ...
1621.004522 2946.4 14.5 2637.2 15.1 2582.9 18.6 2573.4 22.7 2588.3 20.1 10.4 9.098 ...
1621.010213 2867.2 14.9 2619.1 15.6 2565.0 19.2 2560.8 23.4 2563.0 20.8 10.6 9.128 ...
1621.015898 2801.7 13.6 2643.9 14.2 2613.9 17.4 2599.2 21.3 2601.2 18.6 10.2 9.153 ...
1621.021573 2810.8 13.8 2688.4 14.7 2605.1 17.9 2586.0 22.0 2603.5 19.3 9.9 9.149 ...
1737.420296 3014.8 14.2 2823.2 15.0 2721.7 18.2 2715.1 22.5 2850.3 23.3 10.5 9.073 ...
1737.425163 3087.7 14.1 2875.3 14.9 2802.5 18.2 2807.8 22.3 2855.7 21.9 7.1 9.047 ...
1737.430039 2960.9 15.1 2825.3 16.2 2767.8 19.7 2821.1 24.3 2872.7 22.7 9.4 9.093 ...
1737.434913 2895.1 14.1 2624.0 14.6 2602.3 17.9 2612.7 21.8 2645.6 23.0 8.0 9.117 ...
1737.439793 2932.2 12.3 2732.0 13.2 2678.2 15.8 2689.1 19.5 2712.4 19.9 8.2 9.103 ...
...

```

Una vez seleccionados los mejores puntos, el programa realiza una gráfica automáticamente con `xmgrace` (aunque podría usarse cualquier otro programa que lea ficheros de texto plano). El siguiente es un ejemplo en el que son visibles los ciclos de exposiciones. Se han eliminado las exposiciones de 100 segundos por estar saturadas, y se aprecia que las tomas de 10 segundos son más ruidosas que las de 30 segundos.

`SExtractor` ha calculado los flujos ( $flujo_x$ ). Esto, junto con el punto cero de la calibración ( $magnitud_0$ ) proporcionado por `OSA`, permite calcular las magnitudes. La fórmula utilizada es la habitual. El subíndice  $x$  hace referencia a uno cualquiera de los modos de calcular el flujo: abertura de 2.0 píxeles de diámetro, 3.0, 4.0, 5.0, o `ISOCOR`.

$$magnitud_x = magnitud_0 - 2.5 \log_{10}(flujo_x)$$

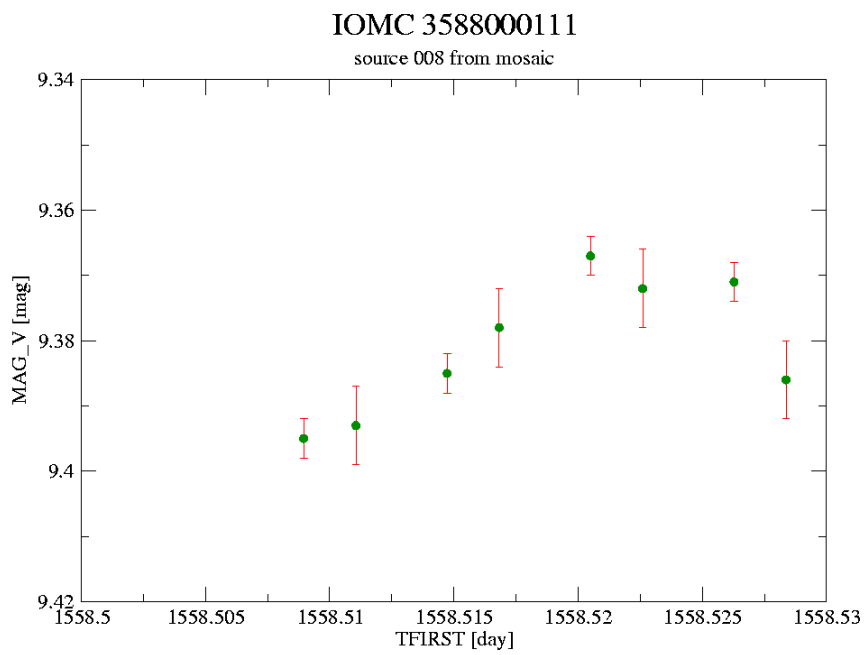


Figura 4.4: Fotometría de la fuente 008 en el campo de SAX J2103.5+4545. Es un ejemplo de curva de luz obtenida con estos *scripts*.



## Capítulo 5

# Catálogo de contrapartidas ópticas de fuentes emisoras de altas energías

### 5.1 Introducción

Se ha compilado un catálogo con todas las fuentes de altas energías conocidas (*High Energy Catalogue-HEC*<sup>1</sup>, Ebisawa et al. (2003)) que han sido observadas en el óptico con OMC. Este catálogo pretende unificar los datos de HEC y OMC, y mostrar todos los resultados disponibles para estas fuentes hasta la fecha.

Catálogos similares han sido compilados correlacionando los datos de altas energías del Catálogo de Fuentes Brillantes de ROSAT (Voges et al. 1999) con USNO A-2 (Rutledge et al. 2000), o con placas del *Hamburg Quasar Survey* (Zickgraf et al. 2003).

El catálogo presentado en este trabajo tiene varias ventajas frente a otros catálogos similares. Por un lado se separan los objetos en grupos según parámetros observacionales ópticos. Además los datos de OMC están constituidos por curvas de luz ópticas de larga duración, no puntos fotométricos individuales obtenidos a partir de placas fotográficas. Y por último, se realiza un análisis básico de estas curvas de luz.

Este capítulo muestra por tanto un trabajo único, que amplía el estudio de las fuentes conocidas por ser emisoras de altas energías en otro rango del espectro electromagnético, el rango óptico.

---

<sup>1</sup><http://isdc.unige.ch/index.cgi?Data+catalogs>

## 5.2 Fuentes observadas

Se ha utilizado el catálogo de entrada de OMC (Domingo et al. 2003) en su versión 5. Este catálogo está compilado a partir de varios otros, y contiene 541 802 fuentes en total. Entre todas estas fuentes están las 1518 del catálogo HEC en su versión 24 (Ebisawa et al. 2003).

El catálogo HEC ha sido compilado a partir de otros catálogos previos. Son los catálogos de binarias de rayos X de Liu et al. (2000, 2001), el catálogo de fuentes de rayos  $\gamma$  de Macomb & Gehrels (1999), los catálogos EGRET (Thompson et al. 1995; Hartman et al. 1999), el cuarto catálogo Uhuru (Forman et al. 1978), los catálogos ASCA (Sugizaki et al. 2001; Sakano et al. 2002), y otros. Se incluyen también las detecciones realizadas por *INTEGRAL* en el primer catálogo de IBIS/ISGRI (Bird et al. 2004), las circulares de la IAU y los telegramas astronómicos<sup>2</sup>.

La figura 5.1 muestra la distribución en el cielo de las fuentes del catálogo HEC. Fundamentalmente se trata de binarias de rayos X, que se concentran en el plano galáctico, y AGNs que se distribuyen uniformemente por el cielo.

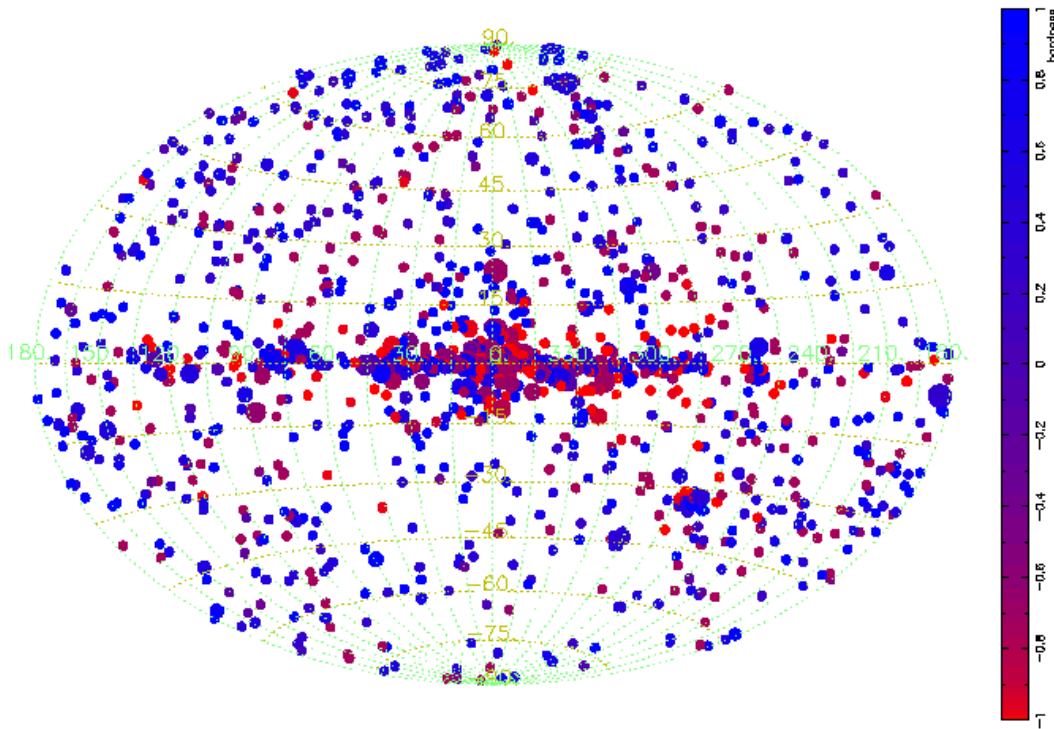


Figura 5.1: Distribución de las fuentes del catálogo HEC en coordenadas galácticas. El tamaño de los círculos es proporcional al logaritmo de  $H + S$ , siendo  $H$  el flujo en ISGRI (20-200 keV) y  $S$  el flujo en JEM-X (3-10 keV). El color indica la dureza de la emisión (*hardness ratio*), medida como  $(H - S)/(H + S)$ . Las fuentes se concentran en el plano galáctico, debido a que la mayor parte de ellas se encuentran en nuestra propia galaxia. Fuente: Arash Bodaghee, ISDC.

<sup>2</sup><http://www.astronomerstelegam.org>

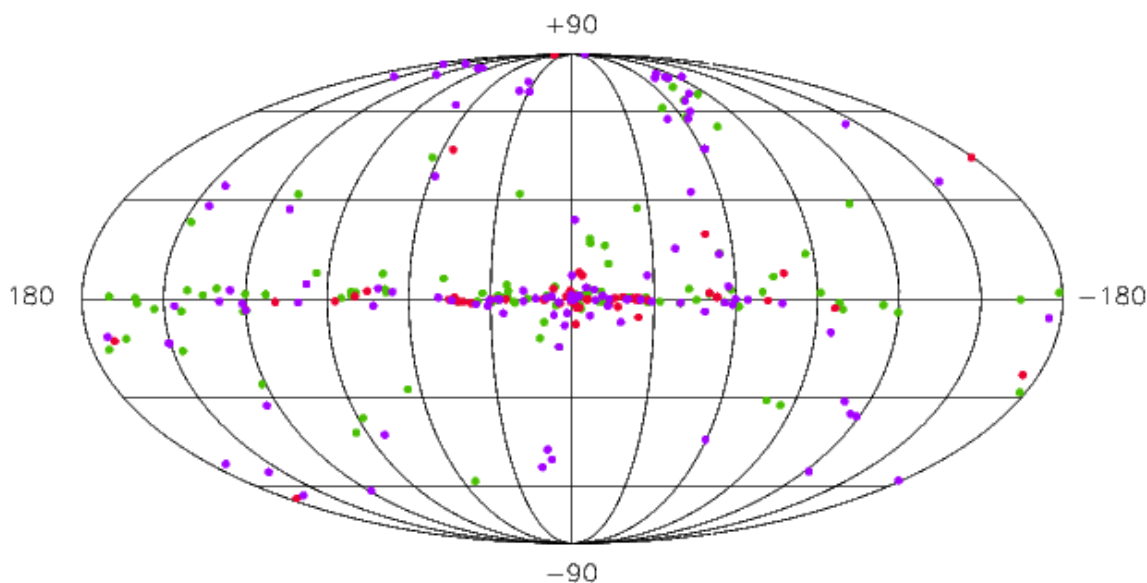


Figura 5.2: Distribución de las fuentes del Catálogo de Contrapartidas Ópticas en coordenadas galácticas. En verde fuentes con errores medios en sus coordenadas, en rojo fuentes no detectadas, en violeta las contrapartidas (ya sean seguras o candidatas). Las fuentes no observadas, contaminadas, o con grandes errores en sus coordenadas no están mostradas. Se aprecia que las fuentes se acumulan en el plano galáctico, que es lo esperable teniendo en cuenta que este catálogo de contrapartidas ópticas se ha obtenido a partir del HEC (ver gráfica 5.1).

Además se incluye el llamado catálogo extendido de OMC (*Extended Catalogue*), que añade una fuente más. Este catálogo extendido incluye fuentes descubiertas recientemente o con coordenadas mejoradas respecto al catálogo de entrada. De este modo, el número de fuentes procesadas ha sido de 1519.

Desde la introducción de estos catálogos (tanto el catálogo de entrada como incluso el extendido), los datos disponibles de ciertas fuentes han mejorado. Esto se debe principalmente a los sucesivos censos de fuentes detectadas con IBIS/ISGRI (Bird et al. 2006, 2007), y a la mejora en la precisión de las coordenadas de fuentes de rayos  $\gamma$  al ser observadas con instrumentos de rayos X (como los instalados a bordo de las misiones *Swift* y *XMM-Newton*). En el futuro se actualizará el Catálogo de Entrada de OMC con estos datos, para conseguir así tanto poder observar las nuevas fuentes descubiertas, como para obtener mejores resultados de las fuentes ya observadas (por la disminución del error en coordenadas).

Para cada una de estas fuentes se tiene el identificador OMC correspondiente dentro del catálogo de entrada. Puede darse el caso de que una misma fuente tenga varios identificadores. Esto sucede porque una misma fuente puede haber sido añadida al catálogo de entrada a partir de varios catálogos (de diferentes rangos de energía: rayos  $\gamma$ , rayos X, óptico, etc). Sin embargo el identificador de rayos  $\gamma$  siempre es el prioritario, por lo que si esta fuente ha sido observada, lo habrá sido con este identificador.

### 5.3 Procedimiento

Todas estas fuentes están procesadas utilizando el método WCS del *software* OSA, no con el centrado en el píxel más brillante. Esto permite que, en el caso de que en el pasado las coordenadas hubieran sido malas y el *software* de a bordo de OMC hubiera tomado las imágenes como mosaicos, ahora con coordenadas buenas OSA pueda procesar la fuente. Si el método de procesamiento hubiera sido el centrado en el píxel más brillante, se obtendría un punto fotométrico para cada ventana de  $11 \times 11$  píxeles que forma parte del mosaico, y no se podría haber analizado la fuente.

Las fuentes se fueron organizando según cumplieren o no una serie de requisitos. Se consigue así clasificar cada una en un único grupo. Estos grupos son similares a los que se han utilizado en la monitorización del bulbo galáctico (ver capítulo 7).

1. Fuentes iniciales. Se parte de 1519 fuentes, uniendo el catálogo de altas energías HEC y el catálogo extendido de OMC.
2. ¿Ha sido observada esta fuente con OMC? Si no es así, se añade esta fuente al grupo de las “no observadas”. Con estas fuentes no se puede hacer nada. Si ha sido observada, se pasa al siguiente punto.
3. ¿Son válidos los puntos fotométricos? En el caso de que todos los puntos sean malos (por ejemplo debido a saturaciones), se descarta esta fuente.
4. ¿Tiene esta fuente un error en sus coordenadas mayor que 2.5 píxeles ( $\simeq 43''$ )? De ser así, la fuente pasa a formar parte del grupo de fuentes con “precisión astrométrica mala en sus coordenadas”. De estas fuentes no se espera ningún resultado científico según lo procesado en este capítulo, aparte del listado mostrado. Para obtener resultados habría que analizar los mosaicos, tal y como se comenta en el capítulo 4.2. Las fuentes con errores menores o iguales que 2.5 píxeles pasan al siguiente punto.
5. ¿Está esta fuente contaminada? Para ello se realiza un análisis de las fuentes ópticas conocidas que se encuentran en disposición de contaminar el flujo de la fuente objetivo. En el caso de estar su flujo contaminado en una cantidad apreciable, el objeto pasa al grupo de las “contaminadas”. De lo contrario, se pasa al siguiente punto.
6. ¿Es el error de las coordenadas mayor que  $10''$  ( $\simeq 0.6$  píxeles)? Esta distancia angular es el límite para obtener un buen resultado con OSA. Si el error es mayor, esta fuente pasa al grupo de las que tienen “errores medianos en sus coordenadas” (cumpliendo  $10'' < \text{error en coordenadas} < 43''$ ). En caso contrario, se pasa al siguiente punto.
7. ¿Es esta fuente detectada en las observaciones? Se fija el límite de detección en  $3\sigma$  respecto a la mediana del error calculado para los puntos. Si no se la detecta pasa al grupo de las “no detectadas”. De lo contrario, se pasa al siguiente punto.

8. Todas las fuentes que han llegado a este punto aparecen en la tabla de contrapartidas. Desde el punto de vista de OMC se está observando una fuente con una precisión en sus coordenadas mejor que un píxel. Solo queda responder a la pregunta de si es la fuente observada la contrapartida segura del emisor de altas energías. En caso afirmativo, la fuente se etiqueta como una fuente de calidad. En caso contrario es etiquetada como una probable contrapartida.

Se han seleccionado los puntos fotométricos según el valor de su columna `PROBLEMS`. El valor de esta columna es la suma de todos los defectos encontrados en ese punto fotométrico, como píxeles defectuosos, saturaciones, contaminaciones, etc. Se pretende evitar de este modo el utilizar datos de baja calidad, que aparecen marcados en esta columna. En un caso ideal se podría haber exigido `PROBLEMS=0`, obligando a que todos los puntos fotométricos fueran perfectos. Sin embargo, esto habría eliminado demasiados puntos y muchas fuentes quedarían sin puntos fotométricos. El valor de los códigos de la columna `PROBLEMS` se encuentra en el apéndice C. Las fuentes contaminadas están frecuentemente señalizadas con el valor 16 (que es el valor de la constante `OMC_PROBLEM_ANOMALOUS_PSF`) y otros. Esto no implica necesariamente que el punto sea malo. Puede tener unos errores mayores en su fotometría, pero ser útil todavía. Hay que separar por tanto los puntos fotométricos erróneos debidos a problemas puntuales (como un rayo cósmico por ejemplo), de las pequeñas contaminaciones (que son marcados de forma reiterada en la columna `PROBLEMS`). Ser estricto con el filtro podría eliminar todos los puntos fotométricos observados de muchas de las fuentes científicas.

Por tanto, se eligen los puntos fotométricos con el siguiente filtro, que selecciona los puntos fotométricos cuya distribución del flujo de la fuente se comporta según lo esperado. Se descartan todos aquellos con `PROBLEMS ≥ 32` (constante `OMC_PROBLEM_LOW_FLUX_1`, que indica que el píxel central de la abertura tiene un valor anormalmente bajo).

Por otro lado, podría darse el caso de fuentes cuyas coordenadas en el pasado tuvieran baja precisión astrométrica, pero que ahora sean conocidas con gran precisión. En esos casos, habrá imágenes en mosaicos. Estos mosaicos están marcados en la fotometría con el valor `PROBLEMS=16384` (valor de `OMC_PROBLEM_EXTND_SRC`). Hay que elegir los puntos que pudieran haberse tomado en forma de mosaicos y que además tengan una buena PSF. El filtro para los mosaicos es: `(PROBLEMS>16383&&PROBLEMS<16416)`.

Combinando los filtros comentados se obtiene el filtro final, que es el siguiente:

```
(PROBLEMS<32) || (PROBLEMS>16383&&PROBLEMS<16416)
```

## 5.4 Resultados

En la tabla 5.1 se muestra la estadística de resultados de las contrapartidas ópticas de fuentes del catálogo de altas energías HEC. Cada fuente sólo puede estar en un único grupo. Todos los grupos han sido comentados ya, excepto las fuentes con malos puntos fotométricos. Su nombre es autoexplicativo, e incluye a las fuentes con baja precisión astrométrica en todos sus puntos fotométricos (por ejemplo si las coordenadas de la fuente están fuera de la ventana de imagen) y a las fuentes saturadas.

Fuentes no observadas	532	35.0 %
Fuentes con malos puntos fotométricos	206	13.6 %
Fuentes con grandes errores en sus coordenadas	304	20.0 %
Fuentes contaminadas	186	12.3 %
Fuentes con errores medios en sus coordenadas	116	7.6 %
Fuentes no detectadas	59	3.9 %
Contrapartidas ópticas	116	7.6 %
<b>Total de fuentes</b>	<b>1519</b>	<b>100.0 %</b>

Tabla 5.1: Estadística del catálogo de contrapartidas ópticas. Grupos observacionales.

Las tablas de resultados se encuentran en el apéndice E, estando la descripción de las columnas en la sección E.1 del citado apéndice.

En la figura 5.3 se muestra el histograma del tiempo de exposición de las fuentes que componen este catálogo de contrapartidas ópticas del HEC.

En este momento (primavera de 2008) el objeto con más tiempo de observación es una HMXB con coordenadas astrométricas imprecisas (radio de error de  $2'$  según HEC, Ebisawa et al. (2003)). Se trata de IOMC 6836000092, también conocida como AX J1749.1–2639 y GRO J1750–27. Tiene 125 186 puntos fotométricos observados. Este número de puntos está tomado con el parámetro `timestep=1` y teniendo en cuenta que muchos de ellos podrán estar saturados o la fuente ser inobservable. Esta fuente tiene en total 6907.0 ks de tiempo de exposición. Esta fuente ha sido observada en el programa de monitorización del Bulbo Galáctico. En la página 288 (apéndice F, donde se muestran los resultados de la monitorización del Bulbo Galáctico) se muestra el campo observado con OMC. El círculo de error es grande, y no parece haber ninguna fuente importante en su interior. Junto al campo se muestra también la curva de luz obtenida en el citado programa de observación. Esta curva de luz es poco representativa porque solo tiene en cuenta el flujo acumulado en la abertura de 5 píxeles de diámetro, y la mayor parte del área dentro del radio de error en coordenadas queda fuera de esta abertura.

La tabla 5.2 indica que para las mejores fuentes (objetos con errores astrométricos medios,

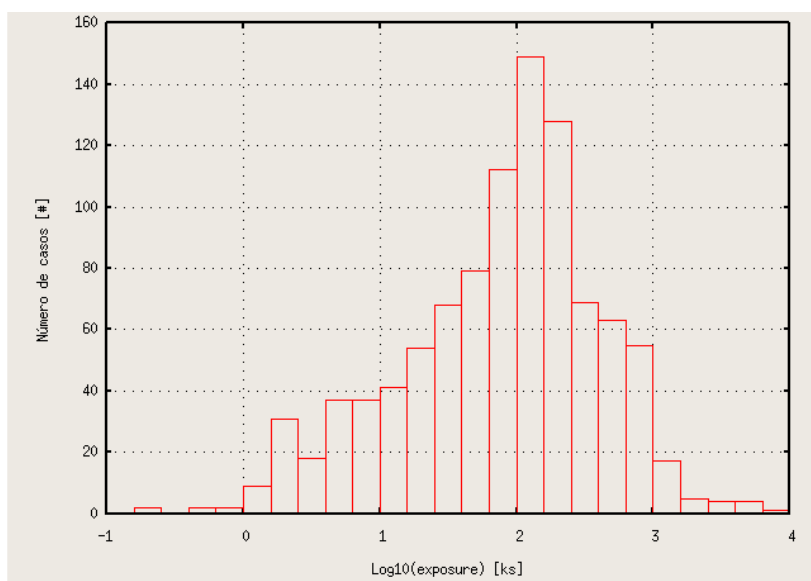


Figura 5.3: Histograma de los tiempos de exposición total obtenidos con OMC para las fuentes de este Catálogo de Contrapartidas Ópticas. El número de puntos fotométricos en el que estas fuentes han sido observadas es en gran medida proporcional al tiempo de exposición aquí mostrado. Los ciclos de 10, 50, y 200 segundos de exposición (tres puntos fotométricos) tienen un tiempo muerto entre tomas de unos 60 segundos. De aquí se deduce que un ciclo dura 440 segundos, unos 0.15 ks por punto fotométrico. Hay que tener en cuenta que no se han descontado las exposiciones saturadas ni las que pudieran tener problemas que las hicieran inservibles.

objetos no detectados, y contrapartidas ópticas), más de la mitad de los objetos son de tipo HMXB y LMXB. El grupo de “otros” incluye principalmente fuentes que están catalogadas como “emisores de rayos X”, “emisores de rayos  $\gamma$ ”, y galaxias.

#### 5.4.1 Fuentes no observadas o con malos puntos fotométricos

OMC no puede proporcionar información sobre estas fuentes. Probablemente se han encontrado en el campo de visión de OMC en multitud de ocasiones, pero no han sido observadas por no tener suficiente prioridad. Este es el caso de 532 fuentes, que no tienen datos obtenidos con OMC por no haber sido planificada su observación en ningún momento.

También es posible que las coordenadas de estas fuentes hayan mejorado recientemente, y que hubieran sido observadas con OMC con las antiguas coordenadas. De este modo, las coordenadas modernas pueden quedar fuera del campo observado con OMC en un primer momento.

Por otro lado, otras 206 fuentes tienen todos sus puntos fotométricos corruptos. Son datos que no pueden ser utilizados, probablemente provocado por la saturación de las tomas (ya sea de la fuente objetivo o por una fuente del campo).

Tipo de fuente	Número	Porcentaje [%]
AGN	62	21.3
HMXB	46	15.8
LMXB	111	38.1
CV	5	1.7
Otros	67	23.1
<b>Total</b>	<b>291</b>	<b>100.0</b>

Tabla 5.2: Estadística del catálogo de contrapartidas ópticas. Tipos de fuentes según HEC. Se tienen en cuenta sólo los objetos catalogados en tres grupos: de error astrométrico medio, no detectados, y contrapartidas.

De las 1519 fuentes iniciales, se quedan en este apartado 738 fuentes (532 + 206). De ellas no se puede obtener ningún resultado con OMC.

#### 5.4.2 Fuentes con precisión astrométrica baja en sus coordenadas

Estas fuentes tienen errores en sus coordenadas mayores que 2.5 píxeles. La mayor abertura del procesado de OSA es de 5 píxeles de diámetro, por lo que es muy probable que la fuente objetivo quede fuera de la abertura. Por ello, no se espera obtener ningún resultado científico de estas fuentes utilizando OSA.

En la tabla E.1 (página 249) se muestra un listado con las 304 fuentes de este apartado.

Estas fuentes podrán ser reprocesadas con OSA en el futuro, cuando se conozcan sus coordenadas con mayor precisión.

Todas estas fuentes han sido observadas simultáneamente con OMC y los demás instrumentos de *INTEGRAL*. 263 de ellas (el 87 %) no han sido detectadas por ningún instrumento de altas energías presente en *INTEGRAL*. Otras 37 (el 12 %) han sido detectadas al menos por IBIS/ISGRI, el instrumento más sensible de la misión *INTEGRAL*. Quedan además 4 fuentes detectadas por otros instrumentos a bordo.

#### 5.4.3 Fuentes contaminadas

Las fuentes en este grupo han resultado estar contaminadas. Para llegar a esta conclusión se ha utilizado el catálogo GSC, estudiando las estrellas más cercanas a cada fuente de las que nos interesan.

De forma práctica, el criterio utilizado ha sido que las fuentes contaminadas son aquellas

que padecen un incremento en la magnitud medida con OMC de 0.25 magnitudes. Esto se ha calculado utilizando las estrellas del catálogo GSC y calculando el flujo que proporcionan a una abertura de 3 píxeles de diámetro centrada en la fuente objetivo. El criterio en flujo implica que la magnitud combinada de las fuentes dentro de esa región (incluida la fuente objetivo y teniendo en cuenta su distancia a la abertura de OMC) es al menos 0.24 magnitudes más brillante que la propia fuente objetivo.

Es difícil obtener resultados científicos de estas fuentes, porque las variaciones en el flujo podrían estar debidas a diferentes configuraciones en el campo de las estrellas contaminantes, o incluso a variaciones intrínsecas de las propias estrellas contaminantes. La columna **Fracción de flujo** da una idea del flujo medido que realmente ha sido generado por la fuente objetivo. En este grupo de fuentes la contaminación es extrema, aunque al menos se espera poder detectar grandes estallidos en el caso de que se produzcan.

El listado (tabla E.2, de la página 255) muestra estas 186 fuentes. En la tabla se utiliza la abertura de 3 píxeles de diámetro, por ser un equilibrio entre contaminación (la abertura de 5 píxeles sumaría flujo contaminante de más fuentes) y precisión de la fotometría (ya que la abertura de 1 píxel tiene de forma inherente una mucho mayor dispersión en su fotometría).

La columna  $\Delta\text{Flujo3}$  permite obtener una primera aproximación a la variabilidad de la fuente. En el caso de fuentes constantes su valor debería ser igual a la columna de **Error3** (error calculado del flujo), de modo que el error calculado en el flujo y la dispersión encontrada en los datos fuera la misma. Fuentes variables, ya sean periódicas o irregulares, cumplirán  $\Delta\text{Flujo3} > \text{Error3}$ . De esta forma, de un vistazo pueden apreciarse las fuentes más interesantes.

<b>IOMC</b>	<b>Nombre</b>
0471000051	SS 433
3196000059	SS Cyg
3666000083	1ES 0033+59.5
4956000050	3C 279
5285000028	NGC 985
6836000046	RX J1744.7-2713
8701000047	1H 1555-552

Tabla 5.3: Fuentes contaminadas, pero con variaciones claras en su fotometría (cumplen la condición  $\Delta\text{Flujo3} > 3 \times \text{Error3}$ ).

Por otro lado, hay que tener en cuenta la contaminación. La columna **Fracción de flujo** da el flujo de la fuente objetivo respecto al flujo total, medido en tanto por uno. Valores cercanos a 1.00 son ideales. Valores cercanos a 0.00 indican que sólo esa proporción del flujo detectado viene realmente de la fuente que nos interesa. Pudiera suceder que las fuentes contaminantes provoquen variabilidad en la fotometría, ya sea por ser ellas mismas variables,

por variar su disposición por rotaciones del campo, o por desplazamientos indeseados en las coordenadas en las que se centra la abertura.

Aplicando los comentarios de los dos párrafos anteriores, y con las debidas precauciones, se encuentra que las fuentes mostradas en la tabla 5.3 presentan variaciones claras en su fotometría, por encima de tres veces la dispersión esperada.

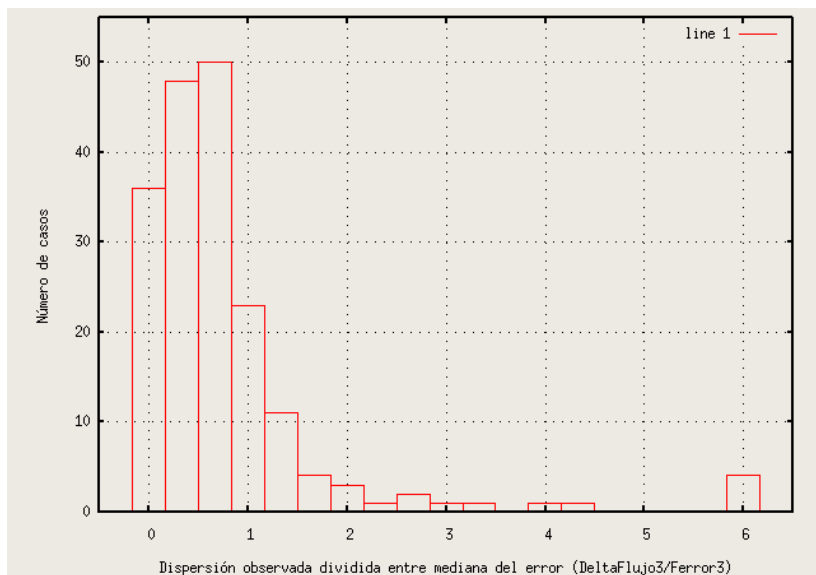


Figura 5.4: Histograma de las dispersiones observadas divididas entre la mediana del error (fracción  $\Delta\text{Flujo3}/\text{Error3}$ ). Los valores mayores que 1.0 en el eje X son potencialmente interesantes, y los mayores que 6 se acumulan en  $X=6$ .

#### 5.4.4 Fuentes con precisión astrométrica media en sus coordenadas

Estas fuentes tienen un error en sus coordenadas menor o igual a 2.5 píxeles ( $\simeq 43''$ ) y mayor que  $10''$  ( $\simeq 0.6$  píxeles). El límite de los 2.5 píxeles se debe al tamaño de la abertura, tal y como está explicado en la sección 5.4.3. El valor de  $10''$  se ha escogido porque es el límite predeterminado del procesamiento de los datos de OMC con OSA. Es la distancia a la que se permite alejarse el centroide calculado de las coordenadas del catálogo de entrada de OMC. Todas estas fuentes han sido procesadas con el método de WCS, no con el centrado en el píxel más brillante.

Los resultados se muestran en la tabla E.3, situado en la página 261.

Los datos que se muestran de estas fuentes están obtenidos con la abertura de 5 píxeles de diámetro. De esta forma, si se produce un estallido en una fuente a menos de 2.5 píxeles de donde se está centrando la abertura, se espera poder detectarlo. La columna  $\Delta\text{Flujo5}$  permite deducir si se han producido estallidos frecuentes, pues su valor se incrementará mucho más allá de  $\text{Error5}$  (error medio calculado del flujo). Dos fuentes interesantes en este sentido parecen ser 1H 0556+286 (IOMC 1875000041) y 1H 0521+373 (IOMC 2909000031).

Es importante recordar que “????” indica que no se tienen estrellas del catálogo GSC en esa región para dar información sobre si está contaminada o no. En principio la ausencia de estrellas (incluso la propia fuente objetivo) puede pensarse que es positivo porque implica la ausencia de fuentes contaminantes. En total hay 102 fuentes (el 88 % de las pertenecientes a este grupo) de las que no se tiene información sobre su contaminación. Por precaución, para las fuentes que interesen es conveniente mirar las imágenes obtenidas con OMC para tener la certeza de si hay contaminación o no.

De las 116 fuentes en total, 83 (72 %) no han sido detectadas aún por los instrumentos de altas energías de *INTEGRAL*. 32 de ellas (28 %) han sido detectadas al menos con IBIS/ISGRI. El caso restante es Granat 1739–278 (IOMC 6835000364), que sólo ha sido detectado con SPI.

#### 5.4.5 Fuentes no detectadas

Estas son las fuentes que no han sido detectadas, estando el límite en  $3\sigma$ . Cumplen la condición de que la mediana del flujo de sus puntos fotométricos (abertura de  $1 \times 1$  píxeles) no es mayor que tres veces la mediana de los errores calculados. Podemos decir de ellas que, en promedio, no están detectadas.

Se utiliza una apertura con 1 píxel de diámetro porque es la que permite minimizar el ruido de lectura. Es por tanto la apertura más efectiva para fuentes débiles.

Para todas ellas se proporciona una cota superior al flujo equivalente a tres veces la mediana del error. Es la columna de **Flujo límite**. En la columna **V límite** se da también el equivalente en magnitud de este **Flujo límite**.

La tabla E.4, de la página 265, muestra los resultados.

IOMC	Nombre
1045000050	Granat 1915+105
3151000105	XTE J2012+381
5118000035	AX J1846.4–0259
6836000100	IGR J17473–2721
6840000028	1E 1742.5–2859
7380000023	4U 1730–355

Tabla 5.4: Fuentes no detectadas, pero potencialmente interesantes ( $\Delta\text{Flujo}_1 > 2 \times \text{Ferror}_1$ ). Aunque en promedio estas fuentes no están detectadas, se observan variaciones en el flujo detectado al centrar la apertura fotométrica en sus coordenadas.

La figura 5.5 muestra un histograma con los valores de la magnitud límite que ha sido

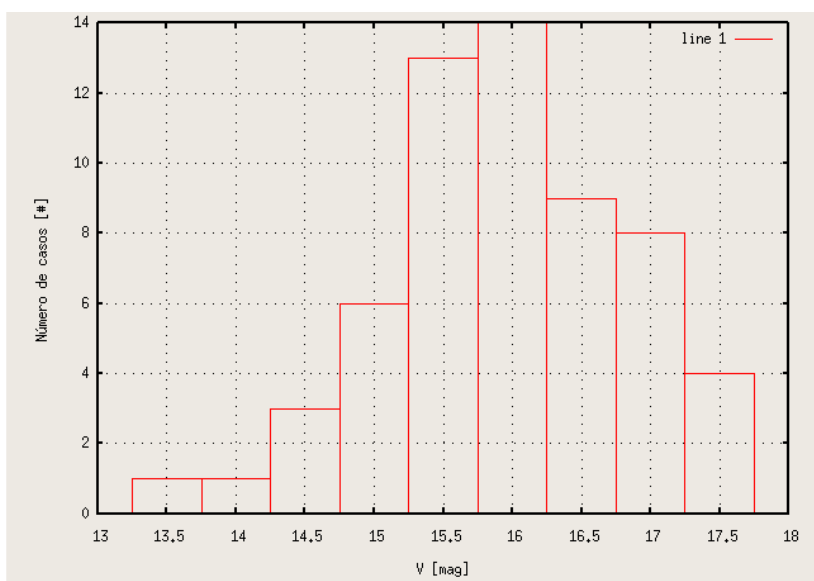


Figura 5.5: Histograma de las magnitudes límite ( $3\sigma$ ), calculadas para las fuentes no detectadas. Si las fuentes hubieran tenido una magnitud igual o más brillante, habrían sido detectadas.

calculada para cada fuente no detectada. Esta magnitud límite es menor a la esperada por las especificaciones de OMC (ver tabla 2.1). Sin embargo, esto se debe a dos razones fundamentales. Por un lado los resultados de esta tabla son fruto de un procesado automático que permite la obtención de resultados para todos los casos. La búsqueda de generalidad provoca que no se apuren los parámetros que podrían haber proporcionado una mejor fotometría en algunos casos. Por otro lado, los campos observados distan del caso ideal de ser una fuente brillante centrada en mitad de la ventana de  $11 \times 11$  píxeles. La contaminación e imprecisión en las coordenadas, unido a la debilidad de las fuentes de este grupo, hace que la magnitud límite sea menor que la ideal en muchos casos. Sin embargo, con un tratamiento particularizado para cada una de estas fuentes, se podrá acotar más la magnitud límite.

Hay 38 fuentes (el 64 %) que tienen datos en IBIS/ISGRI. Las 21 (36 %) restantes no sólo no tienen datos de IBIS/ISGRI, sino que no tienen aún ningún dato de altas energías con *INTEGRAL*.

La tabla 5.4 muestra las fuentes más interesantes por haberse detectado variaciones de flujo significativas de sus coordenadas. Esto significa que, aunque en promedio no están detectadas, pueden llegar a contabilizar en algunos puntos fotométricos una cantidad apreciable de fotones. Cabe esperar que estos puntos fotométricos con más fotones detectados sean debidos a incrementos del flujo de la fuente por encima del límite de detección. Estos casos podrían tratarse de estallidos.

Los resultados de la tabla 5.4 han de tratarse con cautela. Esto es debido a que están tomados con la apertura de  $1 \times 1$  píxeles, que puede exagerar defectos de la matriz de corrección de campo plano o de la PSF. Además, las exposiciones combinadas (en este caso  $\text{timestep}=9000$ ) son más propensas a la presencia de rayos cósmicos. Y también podría haber problemas si en

el anillo de píxeles en el que se calcula el fondo de cielo se encontraran fuentes contaminantes que incrementaran de forma ficticia el fondo de cielo. En este último caso, una fuente débil en principio detectable podría pasar a no ser detectada.

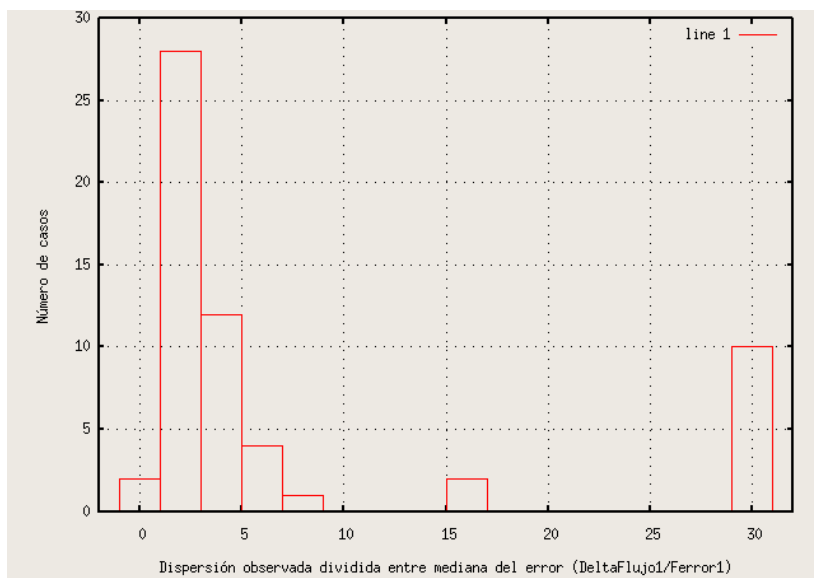


Figura 5.6: Histograma de las dispersiones observadas divididas entre la mediana del error (fracción  $\Delta\text{Flujo1}/\text{Error1}$ ). Los valores mayores que 1.0 en el eje X son potencialmente interesantes, y los mayores que 30 se acumulan en  $X=30$ .

#### 5.4.6 Contrapartidas ópticas

Estas fuentes (tabla E.5) son las contrapartidas ópticas de las fuentes de altas energías. Todas las fuentes de este grupo cumplen la condición de tener un error en las coordenadas menor de  $10''$  ( $\approx$  medio píxel).

Es importante reseñar que se trata de contrapartidas desde el punto de vista de OMC. Pudiera haber varias fuentes dentro de la abertura fotométrica, obteniéndose el flujo combinado de todas ellas. O incluso en un caso extremo, la contrapartida podría ser invisible en el óptico y se podría estar obteniendo la fotometría de una fuente del campo muy cercana a la contrapartida real.

Para separar las contrapartidas realmente conocidas de los casos probables, se ha creado una nueva columna: **Etiqueta**. Hay dos niveles de calidad:

- **Etiqueta=1** son las contrapartidas seguras. Cumplen que tienen magnitud conocida en el Catálogo de Entrada de OMC. Es importante reseñar que no se impone ninguna condición en cuanto a la diferencia entre la magnitud de catálogo y la obtenida con OMC, que en casos extremos puede llegar a ser de hasta un par de magnitudes. En total son 61 fuentes.

- **Etiqueta=2** son probablemente las contrapartidas ópticas de las fuentes de altas energías, pero no se está completamente seguro. No tienen magnitud conocida en el Catálogo de Entrada de OMC. Son 55 fuentes.

La magnitud del Catálogo de Entrada para las fuentes HEC está tomada, en caso de ser conocida, de Simbad (Domingo et al. 2003).

Los resultados se muestran en la tabla E.5, en la página 267. Se utiliza la abertura de 3 píxeles de diámetro porque es válida en más situaciones distintas que ninguna otra abertura. Hay 74 fuentes (64%) con datos de IBIS/ISGRI. Otras 38 (33%) no tienen ningún dato de altas energías. Las 4 fuentes restantes (3%) sólo tienen datos de SPI.

La tabla 5.5 muestra los objetos cuya variabilidad es destacable. Resultados de Her X-1 se comentan en detalle en la subsección 6.1.2.2 (página 165). Como ejemplo, la curva de luz de V1223 Sgr se muestra en la figura 5.7.

Por otro lado otra fuente destacable es 1E 1742.8–2853, que ha sido observada durante la monitorización del Bulbo Galáctico. Su campo observado con OMC y su curva de luz se muestran en el apéndice F (exactamente en la página 275). Puede apreciarse que en el campo de esta última fuente se encuentra una estrella brillante, muy cerca de las coordenadas de 1E 1742.8–2853. Sin embargo esa estrella brillante no está catalogada como la contrapartida.

<b>IOMC</b>	<b>Nombre</b>
2598000079	Her X-1
4016000094	IGR J00370+6122
4368000068	QSO B0716+714
6840000090	1E 1742.8–2853
7409000033	V1223 Sgr
8607000053	Swift J1010.1–5747

Tabla 5.5: Fuentes con contrapartida óptica y con variaciones claras ( $\Delta V_3 > 2.5 \times V_{\text{error}3}$ ) en su fotometría.

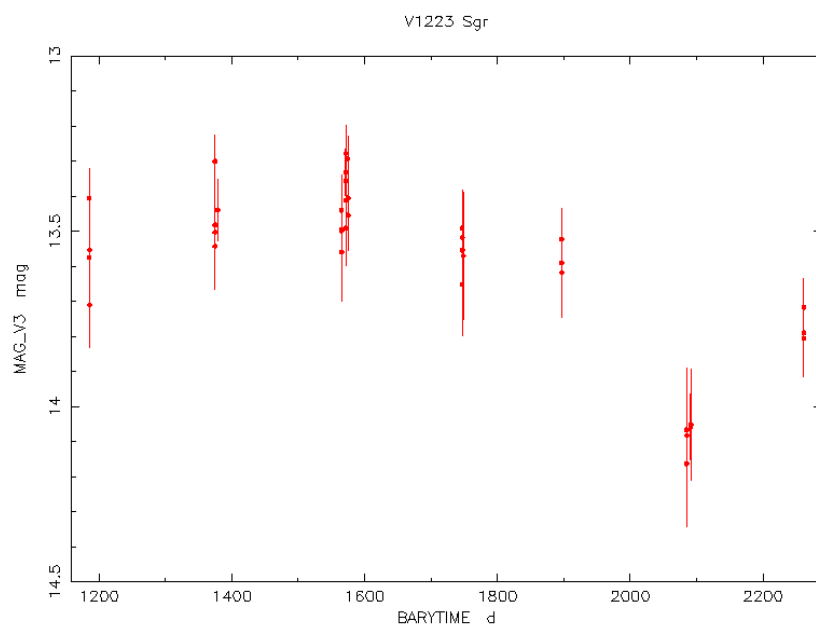


Figura 5.7: Curva de luz de V1223 Sgr. Se trata de una variable cataclísmica del tipo DQ Her. Se aprecia que la variación intrínseca de la magnitud es mayor que los errores calculados, siendo esta es la razón por la cual este objeto ha sido seleccionado como potencialmente interesante.



## Capítulo 6

# Resultados de fuentes seleccionadas

Se discuten en este capítulo los resultados obtenidos con OMC de varias fuentes presentes en el Tercer Catálogo de IBIS/ISGRI (Bird et al. 2007). Al formar parte de este catálogo podemos estar seguros de que todas estas fuentes disponen de datos de rayos  $\gamma$  por parte del instrumento IBIS/ISGRI. De esta forma se saca provecho de la observación simultánea en varios rangos de energía. Cuando ha sido posible, se han utilizado además otros instrumentos.

Los resultados aquí mostrados tienen la originalidad de tratarse de observaciones simultáneas de los instrumentos a bordo de *INTEGRAL*. Se muestran curvas de luz con un recubrimiento fotométrico que no podría haberse obtenido desde la Tierra, tanto por los ciclos día-noche, como por la dificultad de disponer de observaciones simultáneas de un mismo objeto con instrumentos de rayos  $\gamma$ , rayos X, y óptico a lo largo de los años.

Los datos del instrumento IBIS/ISGRI que se han utilizado en este capítulo han sido proporcionados por el *Southampton Gamma-ray Astrophysics Group* o han sido obtenidos a través de la página web del ISDC. Los datos de JEM-X han sido siempre obtenidos del ISDC.

Los datos ópticos de estas fuentes han sido procesadas utilizando *OSA*, y en algunos casos también con *EFO*. Ambos métodos de procesado de datos se comentaron en el capítulo 4.

Se han dividido las curvas en tres grupos principales: AGNs, sistemas binarios emisores de rayos X y variables cataclísmicas. Aunque en todos los casos el proceso físico de emisión de rayos X es el mismo (acrecimiento de gas y polvo a un objeto compacto), son muy diferentes en su escala de tamaño y en su observación por parte de OMC.

## 6.1 Sistemas binarios emisores de rayos X

Los sistemas binarios de rayos X son tan brillantes en X que fueron los primeros objetos descubiertos en ese rango de energía. Los primeros instrumentos fueron detectores enviados al espacio en la década de 1960. Fue con el lanzamiento del satélite Uhuru en 1969 cuando se confirmó su naturaleza de sistemas binarios. Se detectaron eclipses debidos a estrellas compañeras y pulsaciones debidas a la rotación de estrellas de neutrones. Estas observaciones de rayos X, junto con identificaciones ópticas, mostraron que estas fuentes eran sistemas binarios compuestos por una estrella de neutrones o un agujero negro junto con una estrella normal.

El objeto compacto captura material de la estrella convencional y la energía gravitatoria de este material que cae al objeto compacto se convierte en una potente emisión de rayos X. Debido al momento angular del sistema, el material cae al objeto compacto siguiendo espirales, convirtiéndose en un disco de acrecimiento.

La estrella de neutrones o el agujero negro tienen del orden de una o varias masas solares, pero esta masa está comprimida en una región muy pequeña del espacio. En el caso de una estrella de neutrones, en una esfera de unos pocos kilómetros de diámetro. Cuando algo cae en el objeto compacto el material sufre rozamiento, la energía gravitatoria se transforma entonces en calor alcanzando millones de grados Kelvin. El plasma al moverse a través del campo magnético provoca que esta energía térmica se transforme a su vez en radiación electromagnética, y esto es lo que se observa. Se emite una energía que es del orden del 10% de la masa del material (Charles & Seward (1995), usando la conocida fórmula de Einstein  $e = mc^2$ ). Esta es la forma conocida más eficiente de producir energía, y es del orden de 10 veces más efectiva que la fusión nuclear. La emisión óptica es la proveniente de la estrella normal y del disco de acrecimiento. Cuando se realizaron las primeras observaciones en rayos X se encontró que estas fuentes eran mucho más ricas en procesos físicos y tenían mucha más actividad de la que se esperaba por su emisión óptica conocida.

Aunque se conocen sólo unos cuantos cientos de binarias de rayos X en nuestra galaxia, exhiben una gran variedad de comportamientos. Durante la década de 1970 se demostró que la característica más importante de los sistemas era la masa de la estrella donante. Cuando el sistema es viejo, entonces es llamado “binaria de rayos X de baja masa” (*Low Mass X-Ray Binary*, LMXB), donde “baja masa” hace referencia a que la masa de la compañera es similar o menor que la del Sol. En estos casos sólo se emiten rayos X si la distancia entre los dos objetos es muy pequeña y la estrella compañera está llenando su lóbulo de Roche. Entonces el material de la compañera es capaz de ser atrapado por el campo gravitatorio del objeto compacto (ver figura 6.1).

Ejemplos de este tipo de fuente son Sco X-1 y Her X-1. La LMXB de menor periodo orbital conocido es 4U 1820-30, donde las estrellas orbitan alrededor de su centro de gravedad común en sólo 11 minutos (Charles & Seward 1995).

Durante las observaciones en rayos X, habitualmente se encuentran eclipses de la emisión de rayos X debido a quedar oculto el objeto compacto tras la estrella compañera. Estos eclipses suceden una vez cada periodo orbital. Por otro lado, también suele haber *dips*, que son ocultaciones de la fuente de rayos X debidas al material en el propio disco de acrecimiento. Estos *dips* suelen preceder a los eclipses.

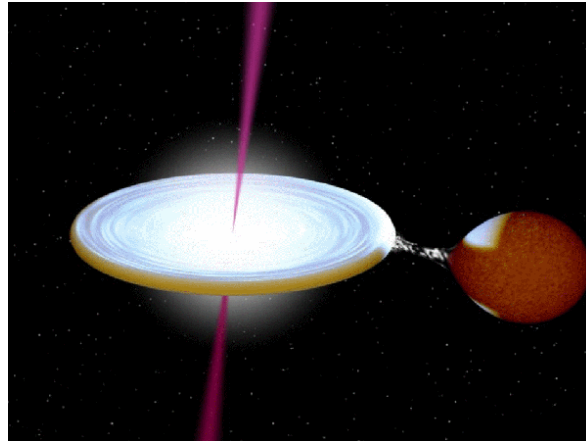


Figura 6.1: Imagen artística de la fuente GRS 1915, una LMXB. El candidato a agujero negro está quitándole material de la estrella compañera por medio de su fuerte campo gravitatorio. Este material se calienta por fricción y emite en rayos X. Fuente: Rob Hynes.

Cuando la estrella compañera es joven y masiva, el sistema es llamado “binaria de rayos X de alta masa” (*High Mass X-Ray Binary*, HMXB). En este caso la estrella compañera es de los tipos O o B, con masas del orden de 10 veces la del Sol o más. Estas estrellas de alta masa usualmente tienen un intenso viento estelar que expulsa parte de sus capas externas. Esta materia expulsada por el viento estelar es capturada por el objeto compacto. Parte de la energía gravitatoria perdida por la materia capturada se transforma en emisión de rayos X. Ejemplos de este tipo de fuentes son Cen X-1 y Cyg X-1.

Las HMXB se subdividen en dos grupos (Kaper et al. 2006): las binarias de tipo Be (que son principalmente fuentes de rayos X transitorias) y las supergigantes OB. La figura 6.2 muestra una representación de ambos tipos.

El carácter transitorio de los sistemas Be se relaciona con estallidos en el objeto compacto. Estos estallidos (*outbursts*) ocurren a intervalos regulares, separados años o décadas. Suceden cuando el objeto compacto atraviesa un disco ecuatorial de material eyectado por la estrella compañera, lo cual ocasiona la emisión de rayos X con la periodicidad del periodo orbital.

En los sistemas supergigantes OB, la fuente de rayos X acrece material o bien de un fuerte viento estelar o bien a través del lóbulo de Roche. En este último caso el ritmo de acrecimiento es mucho mayor, lo que provoca que la luminosidad en rayos X sea del orden de 100 veces mayor ( $\approx 10^{38}$  erg/s) que con viento estelar. Además, aparecen pulsos de rayos X que en el caso de sistemas que traspasan material por el lóbulo de Roche suelen tener periodos de segundos, mientras que en los sistemas con viento solar suelen ser de minutos.

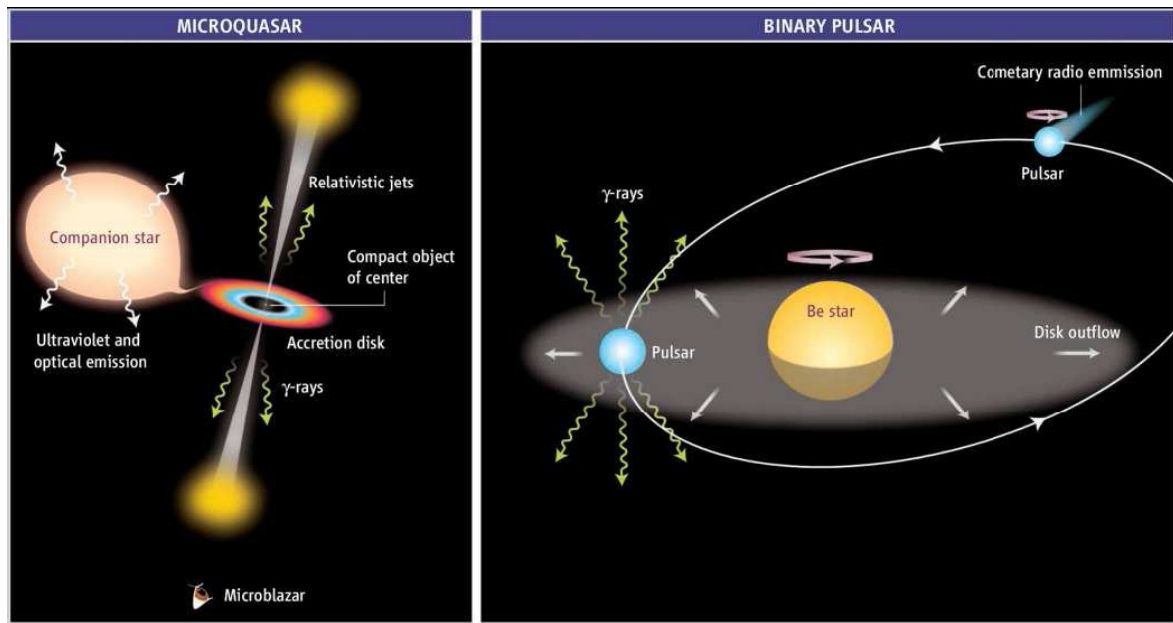


Figura 6.2: Tipos de HMXB. En la imagen izquierda se encuentra el esquema de una binaria con una estrella supergigante OB, en la imagen derecha una binaria de tipo Be. Fuente: Mirabel (2007).

Una vez que se ha observado la emisión en altas energías, se acude al óptico para obtener el periodo orbital y la masa de las componentes del sistema. Cuando el objeto compacto tiene una masa superior a  $3 M_{\odot}$ , entonces es demasiado masivo para ser una estrella de neutrones y se supone que se trata de un agujero negro.

Si el sistema binario de rayos X contiene una estrella de neutrones, puede observarse un pulso de rayos X o emisión de estallidos de rayos X. El material que cae es dirigido por el fuerte campo magnético de la estrella de neutrones hacia sus polos magnéticos. El material de la compañera choca con la superficie de la estrella de neutrones y provoca una zona muy caliente emisora de rayos X (*hot spot*), como puede apreciarse en la figura 6.3. Debido a la rotación de la estrella de neutrones, esta zona caliente (y la consiguiente emisión de rayos X) aparece y desaparece de la visión. El campo magnético de las estrellas de neutrones puede llegar a ser del orden de  $10^{12}$  veces mayor que el de la Tierra, siendo los mayores campos magnéticos conocidos en el universo. La emisión de rayos X resulta focalizada por este campo magnético, siendo emitidos en forma de un pincel estrecho. Cuando esta emisión estrecha cruza la línea de visión de la Tierra, se observa un pulso, de un modo similar a como lo haría un faro.

No todas las estrellas de neutrones tienen un campo magnético intenso. En estos otros casos el material cae en la estrella de neutrones de forma errática, con pulsaciones inestables. Varias de estas fuentes de campo magnético relativamente débil muestran las llamadas “oscilaciones cuasi-periódicas” (*Quasi-Periodic Oscillations*, QPOs). Estas oscilaciones parecen estar originadas en la interacción entre la estrella de neutrones y el disco de acrecimiento, o por inestabilidades en el material capturado debido a la enorme intensidad de la emisión de rayos X.

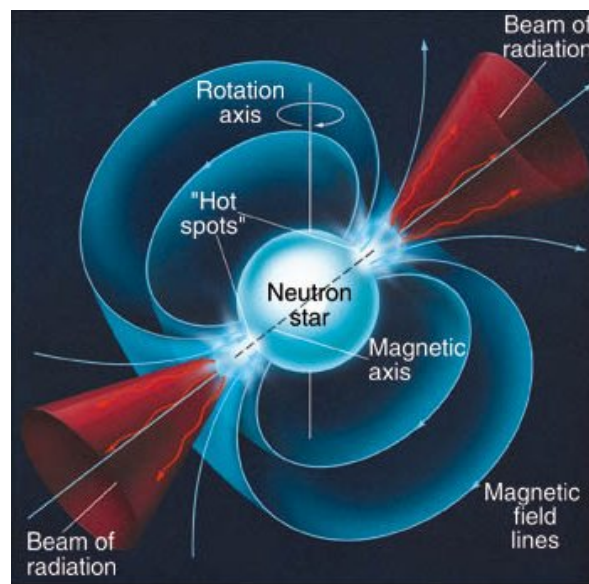


Figura 6.3: Esquema de estrella de neutrones con fuerte campo magnético. El plasma cae a la estrella de neutrones siguiendo las líneas del campo magnético, lo que provoca un par de puntos calientes (*hot spots*) en su superficie. Se muestra que el eje de rotación de la estrella de neutrones no coincide con el eje del campo magnético. Observacionalmente se suelen encontrar chorros relativistas saliendo de los polos magnéticos. Fuente: Chaisson y McMillan, *Astronomy Today*.

El material que cae a la estrella de neutrones (en su mayor parte hidrógeno y helio) pasa a formar parte de ella. Y puede llegar a darse el caso de que este material alcance la presión y temperaturas necesarias para una reacción de fusión en la superficie de la estrella de neutrones, provocando un estallido de rayos X.

### 6.1.1 Binarias de rayos X de alta masa

#### 6.1.1.1 Cyg X-1

Cyg X-1 fue una de las primeras fuentes de rayos X descubiertas, en 1962. La contrapartida de Cyg X-1 fue identificada en 1972 como HD 226 868 (Bolton 1972; Webster & Murdin 1972). También es conocida como V1357 Cyg, siendo una estrella brillante situada a unos 1700 pc de distancia. Su identificador OMC es 2678000054.

Ha sido considerada siempre una fuente con grandes posibilidades de tener un agujero negro como compañero de una estrella. Esto se desprendía del hecho de que la compañera invisible tenía una masa mucho mayor de la admisible para ser una estrella de neutrones.

Es un sistema binario, con masas de  $17.5 M_{\odot}$  para la estrella compañera y  $10.1 M_{\odot}$  para el candidato a agujero negro (Herrero et al. 1995). Esto se calculó a través de la curva de velocidad radial obtenida con espectroscopía óptica, y la amplitud de la curva de luz.

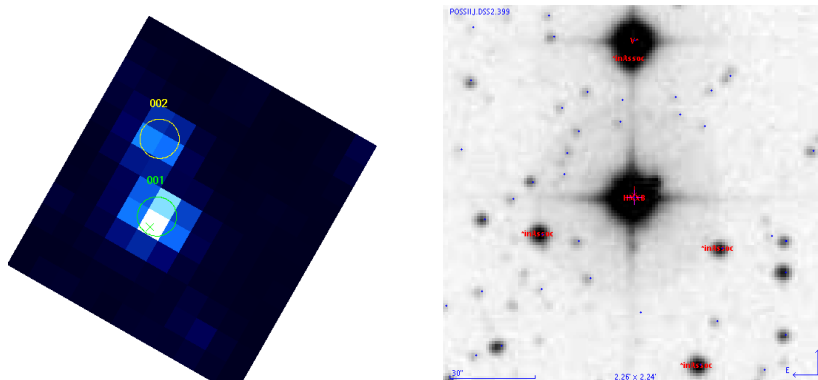


Figura 6.4: Campo de Cyg X-1 visto con OMC.

Cyg X-1 tiene propiedades tanto de HMXB como de LMXB. Por un lado el tipo espectral de la estrella compañera es O9.7Iab, y además está enviando material al objeto compacto por medio de vientos. Ambos argumentos son típicos de las HMXB. Por otro lado su curva de luz óptica es una sinusoidal, una característica habitual de las LMXB. Esto se debe a que las estrellas compañeras de las LMXB siempre están llenando su lóbulo de Roche, y la sección eficaz de la estrella para el observador depende del momento en el periodo orbital en el que es observada. En este caso de Cyg X-1 no se tiene la certeza de si la estrella compañera está deformada por estar llenando parcialmente su lóbulo de Roche, o si es simplemente por efecto de marea.

La imagen del campo visto con OMC es la de la figura 6.4 izquierda. Obtener la curva de luz de este objeto con OMC ha sido complicado debido a que hay una estrella contaminante cercana. A 3.1 píxeles de distancia se encuentra la estrella V1674 Cyg. Esta estrella contaminante es 1.1 magnitudes más débil que Cyg X-1 (según Simbad), y es variable con oscilaciones de 0.06 magnitudes de amplitud en filtro B. Afortunadamente se encuentra relativamente lejos de Cyg X-1, es más débil que nuestra fuente, y sus oscilaciones son relativamente pequeñas.

El resolver los problemas encontrados en Cyg X-1 ha servido de estímulo para mejorar el software. Un ejemplo ha sido el subdividir cada píxel en 4 subpíxeles ficticios para conseguir así unas aberturas más cercanas a la circularidad en vez de usar aberturas cuadradas. De este modo, aunque no se evita la contaminación por la estrella cercana, sí que se evita la variación de esa contaminación. Además, también el algoritmo de recentrado en las coordenadas de la fuente (frente al centrado en el píxel más brillante) ha sido desarrollado en gran medida para resolver los problemas presentes en el procesado de los datos de esta fuente.

Es bien conocido en la bibliografía (Samus et al. 2006) que la curva de luz de V1357 Cyg muestra una sinusoidal con dos máximos y dos mínimos. La curva de luz obtenida por OMC durante la fase de verificación del satélite se muestra en la figura 6.5. Según el GCVS, su magnitud máxima es  $V_{max} = 8.72$  mag, su magnitud en el mínimo  $V_{min} = 8.93$  mag, el mínimo se produce en la época  $JD = 2441561.22$  y su periodo es de 5.599824 días. Las variaciones observadas con OMC están de acuerdo con la bibliografía.

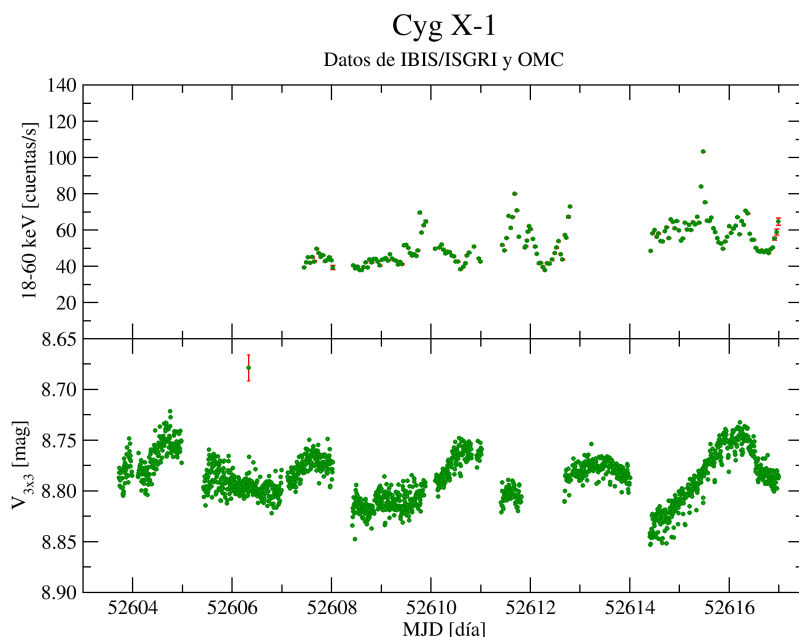


Figura 6.5: Curva de luz de Cyg X-1 durante la observación de tipo *staring* realizada durante las verificaciones en órbita de *INTEGRAL*, al comienzo de la misión (Caballero & Rísquez 2004). Arriba datos de IBIS/ISGRI. Los puntos incluyen las barras de error. Abajo datos de OMC. Los datos ópticos no incluyen las barras de error, pero se muestra una barra de error típica en un punto ficticio, arriba a la izquierda.

Por otro lado, según Brocksopp et al. (1999) el periodo orbital es de  $5.599\,836 \pm 0.000\,024$  días (muy similar al valor del GCVS). La amplitud de las variaciones ópticas es de unas 0.06 magnitudes, siendo la diferencia entre máximos de unas 0.015 magnitudes. Estos datos confirman trabajos previos de Bruevich et al. (1978). La diferencia de altura entre máximos podría ser atribuida a una distribución no uniforme del brillo superficial de la estrella. Otras pequeñas variaciones pueden ser debidas a actividad en la fuente de rayos X. Por otro lado, la aparente desviación de la curva de luz de una sinusoidal pura puede indicar el efecto del disco de acrecimiento alrededor del objeto compacto.

Cyg X-1 ha sido observado simultáneamente por los demás instrumentos de *INTEGRAL*. La figura 6.6, por ejemplo, muestra datos de IBIS/ISGRI y OMC. Hay 1600 puntos fotométricos en rayos  $\gamma$  y 3500 en óptico.

En principio se esperaría que en la figura 6.6 hubiera datos simultáneos tanto del instrumento IBIS/ISGRI como de OMC. Sin embargo hay momentos en los que eso no sucede. Alrededor de  $MJD = 53\,000$  y  $MJD = 53\,600$  hay datos de IBIS/ISGRI, pero no de OMC. Esto se debe a que el campo de visión de IBIS/ISGRI es mayor que el de OMC, y las fuentes que pueden ser observadas con IBIS/ISGRI pueden caer fuera del campo de OMC.

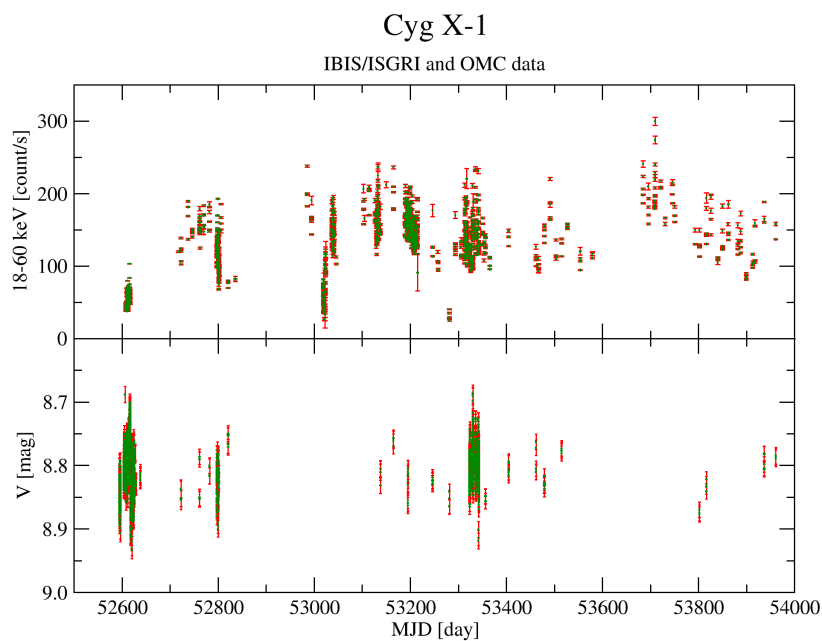


Figura 6.6: Curva de luz de Cyg X-1 en rayos  $\gamma$  (arriba) y óptico (abajo).

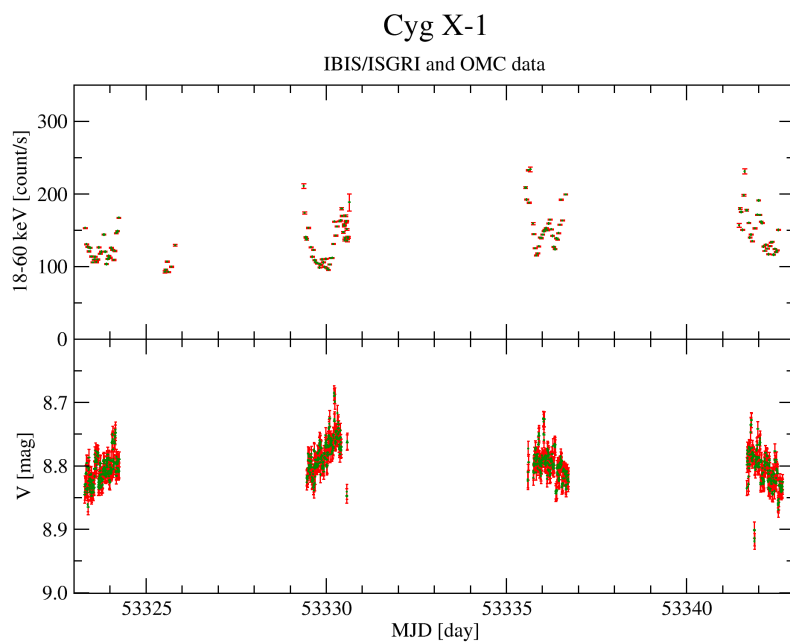


Figura 6.7: Curva de luz de Cyg X-1 en rayos  $\gamma$  (arriba) y óptico (abajo), ampliación de la figura 6.6.

Como la curva de luz óptica muestra la distorsión de la estrella gigante azul a lo largo del periodo orbital, conocemos en todo momento la fase orbital en la que se están emitiendo las altas energías. La figura 6.7 muestra observaciones realizadas cada seis días, indicando la curva óptica una ligera diferencia (de  $\simeq 0.07$ ) en la fase orbital de cada una de las observaciones. La duración de cada observación en esta figura es de  $\simeq 1.3$  días ( $\simeq 0.23$  en fase). Se aprecia que en  $MJD = 53330.6$  y  $MJD = 53336.1$  hay un pico relativo en la emisión de rayos  $\gamma$ . Ambos están separados 5.6 días, por lo que han de estar relacionados con el periodo orbital. En el óptico se aprecia que ese momento se corresponde con un máximo de la emisión óptica.

Los mínimos en la emisión óptica del sistema aparecen cuando el sistema está alineado con la línea de visión del observador, mientras que los máximos aparecen cuando ambos son perpendiculares. Por todo esto, la emisión óptica puede usarse como un reloj para correlacionar fases y posiciones.

### 6.1.1.2 GX 301–02

GX 301–2 es una HMXB, cuya estrella compañera es una supergigante de tipo Be llamada Wray 977 (White et al. 1976). También es conocida como BP Cru, e IOMC 8979000072.

Según Kaper et al. (2006), la temperatura efectiva es de 18 100 K y su luminosidad de  $5 \times 10^5 L_{\odot}$ . La pérdida de masa por vientos está estimada en  $10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ . La inclinación de la órbita es alta, estando estimada en  $i > 44^{\circ}$ . Las masas estimadas espectroscópicamente son de  $43 \pm 10 M_{\odot}$  para la supergigante y  $1.85 \pm 0.6 M_{\odot}$  para la estrella de neutrones. Según Vidal (1973) esta fuente tiene un perfil P Cygni en la línea  $H_{\beta}$ , lo cual corrobora la presencia de vientos en esta estrella. Sus índices de color son  $B - V = 1.63 \pm 0.02$  y  $U - B = 0.49 \pm 0.02$ . Se caracteriza por una absorción fuerte y variable ( $N_H \approx 10^{23} - 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ). En el óptico, la absorción es de  $A_V \approx 6$  magnitudes.

El periodo orbital de esta fuente ha sido calculado mediante la observación de su emisión en rayos X. Esta fuente presenta pulsaciones de rayos X con un periodo de 11.6 segundos indicando la presencia de una estrella de neutrones (White et al. 1976). Utilizando datos del satélite *Ariel 5* y midiendo la variación del tiempo entre pulsos, White et al. (1978) dedujo un periodo orbital de 40.8 días. A través del intervalo entre estallidos de rayos X, y de nuevo con datos de *Ariel 5*, Watson et al. (1982) dedujo un periodo orbital de 41.5 días. Analizando la intensidad de la emisión en rayos X medida con los satélites *Vela* y *Ariel 5*, Priedhorsky & Terrell (1983) obtuvo un periodo de  $41.52 \pm 0.02$  días. Posteriormente White & Swank (1984) reexaminó la fotometría en rayos X de *Ariel 5* y *SAS 3* y obtuvo  $41.46 \pm 0.04$  días. Más tarde, Kawai et al. (1985) aprovechó datos del satélite *Hakucho* junto con los datos previos de *Ariel 5* y *SAS 3* para realizar de nuevo un análisis de tiempos de las pulsaciones y obtener  $41.524 \pm 0.006$  días. Sato et al. (1986) repitió este análisis para conseguir  $41.508 \pm 0.007$  días. Por último, Bildsten et al. (1997) utilizó datos de BATSE y obtuvo el periodo con la mejor precisión:  $41.498 \pm 0.002$  días.

También se ha calculado el periodo utilizando espectroscopía óptica. Hutchings et al.

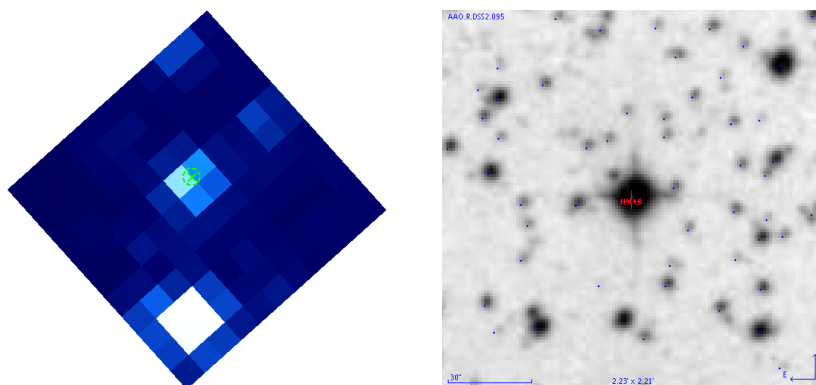


Figura 6.8: Campo de GX 301–02. A la izquierda el visto con OMC, a la derecha con filtro R (Fuente: AAO).

(1982) ha encontrado una periodicidad en 41.37 días en las líneas fotosféricas. Por otro lado, van Genderen & Sterken (1996) ha calculado un periodo con la fotometría de esta fuente entre los años 1973 y 1989, obteniendo 11.90 días. En este trabajo se ha intentado confirmar este último periodo, pero no se ha conseguido. Sin embargo sí que se ha comprobado la periodicidad orbital de la curva fotométrica.

Como puede observarse en la figura 6.8, en el campo observado con OMC hay una estrella potencialmente contaminante. Se trata de CD–62 653, 1.0 magnitudes más brillante que GX 301–02. Afortunadamente se encuentra a 5.7 píxeles de distancia, por lo que su flujo no interfiere.

Periodo [días]	$41.498 \pm 0.002$
Paso por el periastro [ <i>MJD</i> ]	$48802.79 \pm 0.12$

Tabla 6.1: Efemérides de GX 301–02 proporcionadas por Bildsten et al. (1997).

La figura 6.9 muestra que mientras que en rayos  $\gamma$  la fuente es muy variable, con infinidad de estallidos, en el óptico las variaciones son inferiores a  $\Delta V = 0.1$ . No se encuentra ninguna correlación entre ambas curvas de luz. La figura 6.10 muestra una ampliación de la figura anterior, en el entorno de un estallido. De nuevo, no se encuentra ninguna correlación clara. En altas energías se observa el material de la estrella supergigante que cae en el objeto compacto, provocando un aumento en la luminosidad.

La figura 6.11 muestra la curvas de luz óptica puesta en fase con el mejor periodo encontrado con los datos de OMC y ASAS ( $41.51 \pm 0.08$  días). Los puntos fotométricos están agrupados para simplificar la visualización. Este periodo está calculado por el método de minimizar los puntos fotométricos puestos en fase (PDM), y el resultado es perfectamente compatible con los presentes en la bibliografía (van Genderen & Sterken 2007). La curva muestra una amplitud de 0.05 magnitudes, similar a la catalogada (0.07 mag según GCVS).

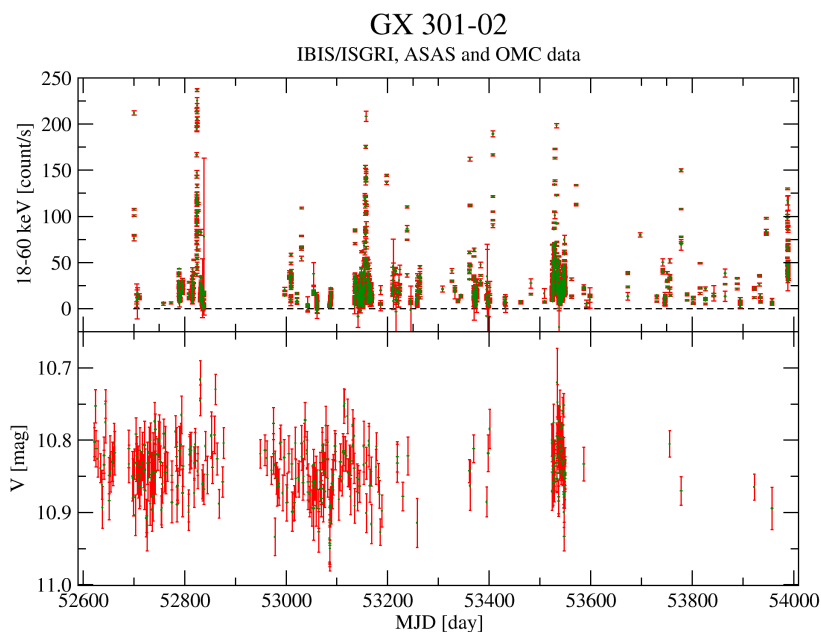


Figura 6.9: Curva de luz de GX 301-02 en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI) y óptico (ASAS y OMC).

Por otro lado, la amplitud de las variaciones del flujo en rayos  $\gamma$  es mucho mayor que en óptico, por lo que es mucho más sencillo el calcular un periodo en altas energías. Se vuelve a usar para ello el método PDM. La figura 6.13 muestra las curvas de luz puestas en fase con el mejor periodo encontrado con los datos de IBIS/ISGRI (periodo de  $41.483 \pm 0.012$  días). Aunque la curva óptica es ruidosa, al realizar un ajuste de una sinusoidal a los datos (ecuación 6.1) se aprecia que el máximo en el óptico está desplazado respecto al máximo en rayos  $\gamma$  una fracción 0.15 del periodo. Este desplazamiento se corresponde con 6.2 días. La curva tiene un ajuste de  $\chi^2 = 0.99$ . Además, la desviación típica de los puntos respecto de un valor medio es de 0.039 magnitudes, pero respecto de la curva de ajuste baja a 0.037 magnitudes.

$$V[mag] = 10.839 - 0.016 \cos[2\pi(fase - 0.07)] \quad (6.1)$$

Los datos de la ecuación 6.1 están obtenidos a partir de todos los puntos fotométricos individuales (figura 6.13). Al plegar la curva de luz y combinar los datos en grupos, se obtiene un resultado que es compatible con la misma ecuación, tal y como se puede apreciar en la figura 6.11.

En cualquier caso, el periodo ( $p$ ) calculado con la fotometría óptica es compatible con el obtenido con rayos  $\gamma$  ( $p_{\text{optico}} - p_{\text{gamma}} = 0.027 \pm 0.081$  días) y con el mejor periodo de la bibliografía ( $p_{\text{optico}} - p_{\text{Bildsten1997}} = 0.012 \pm 0.080$  días).

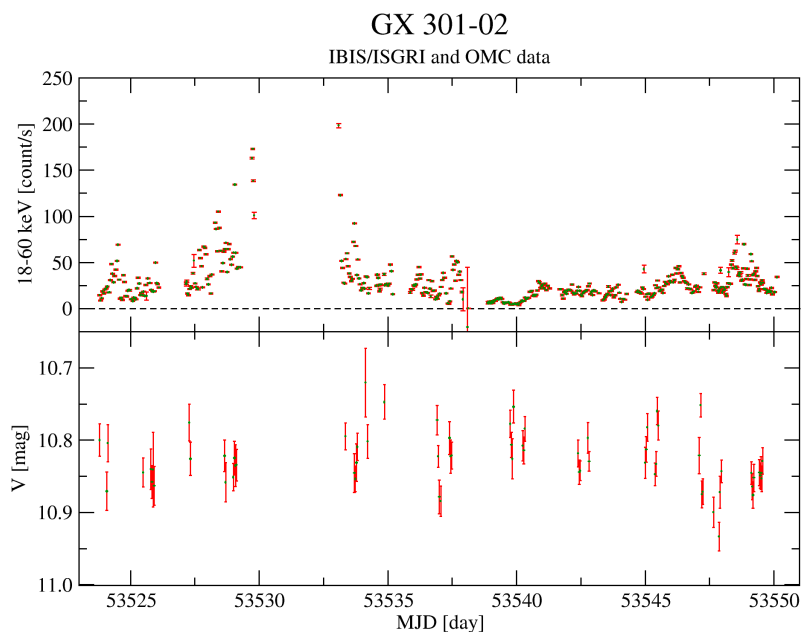


Figura 6.10: Curva de luz de GX 301-02 en rayos  $\gamma$  y óptico, ampliación de la figura 6.9.

De todo esto se deduce el modelo físico de esta fuente. Se estima que la estrella supergigante está generando por vientos un disco circunestelar. La emisión en altas energías se produce cuando la órbita excéntrica de la estrella de neutrones atraviesa este gas (punto A de la figura 6.14). Existe también un máximo secundario en la emisión de rayos  $\gamma$  (ver figura 6.13 en torno a fase=0.35), que se produce cuando la estrella de neutrones vuelve a atravesar este disco. Debido a su órbita excéntrica la distancia a la estrella supergigante es mayor en este punto, la densidad de gas que atraviesa es por tanto menor, y consecuentemente los estallidos detectados son también menores.

La variación en la emisión óptica recibida está relacionada con la deformación en la estrella supergigante debida a la fuerza de marea. Esta fuerza de marea aumenta al disminuir la distancia entre la estrella de neutrones y la supergigante, por lo que es máxima en el punto B (periastro). Sin embargo, en el punto B la deformación no es visible desde la Tierra debido a la perspectiva. Es en el punto C cuando la deformación es transversal a la línea de visión, siendo máxima la sección eficaz de la estrella supergigante, y siendo también máxima por tanto la emisión óptica. Durante el resto de la órbita la deformación es despreciable, por lo que el modelo explica claramente la presencia de un único máximo de emisión en la curva de luz óptica.

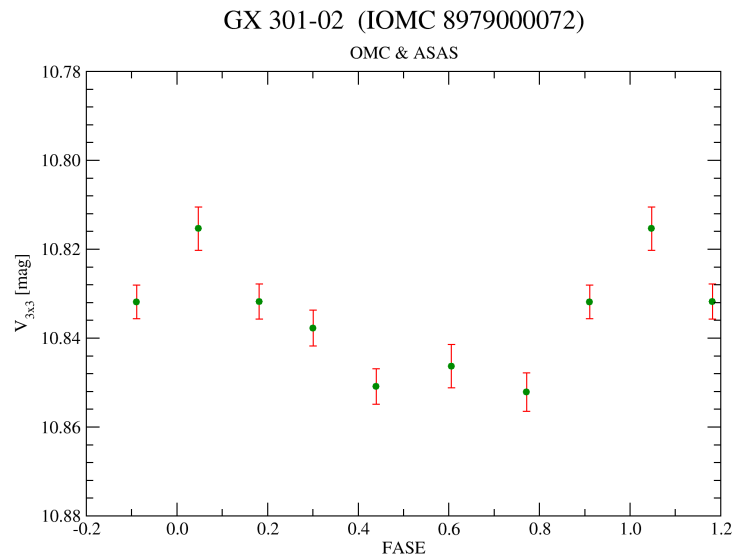


Figura 6.11: Curva de luz óptica de GX 301–02 puesta en fase. El punto de fase cero es el periastro según Bildsten et al. (1997). El máximo de emisión óptica se alcanza en fase  $0.05 \pm 0.07$  (el error está calculado como la cuarta parte de la distancia entre el punto siguiente –fase 0.14– menos el punto anterior –fase 0.83–).

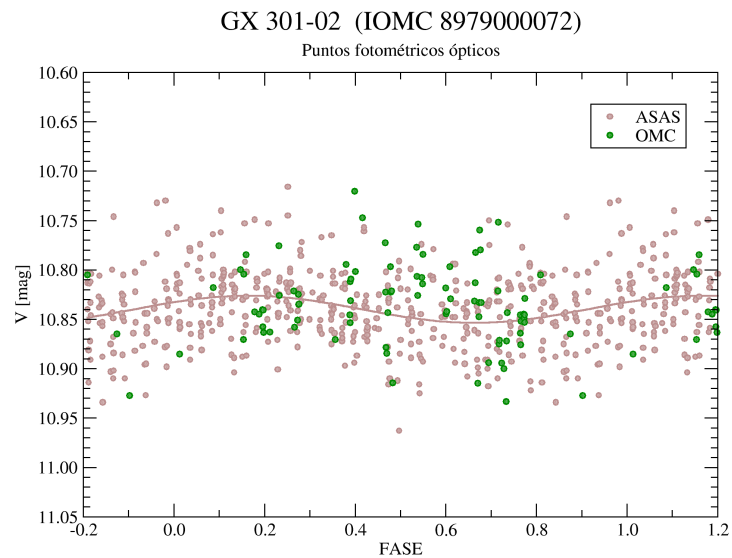


Figura 6.12: Puntos fotométricos de GX 301–02 puestos en fase. Los puntos verdes (98 puntos) están obtenidos con OMC, los marrones (593) con ASAS. El punto de fase cero es el periastro según Bildsten et al. (1997). Son estos puntos los que dan el ajuste a la sinusoidal de la figura 6.13 (aquí se muestra una sinusoidal ajustada sólo a los puntos de ASAS), y que combinados por grupos dan la figura 6.11.

## GX 301-02 (IOMC 8979000072)

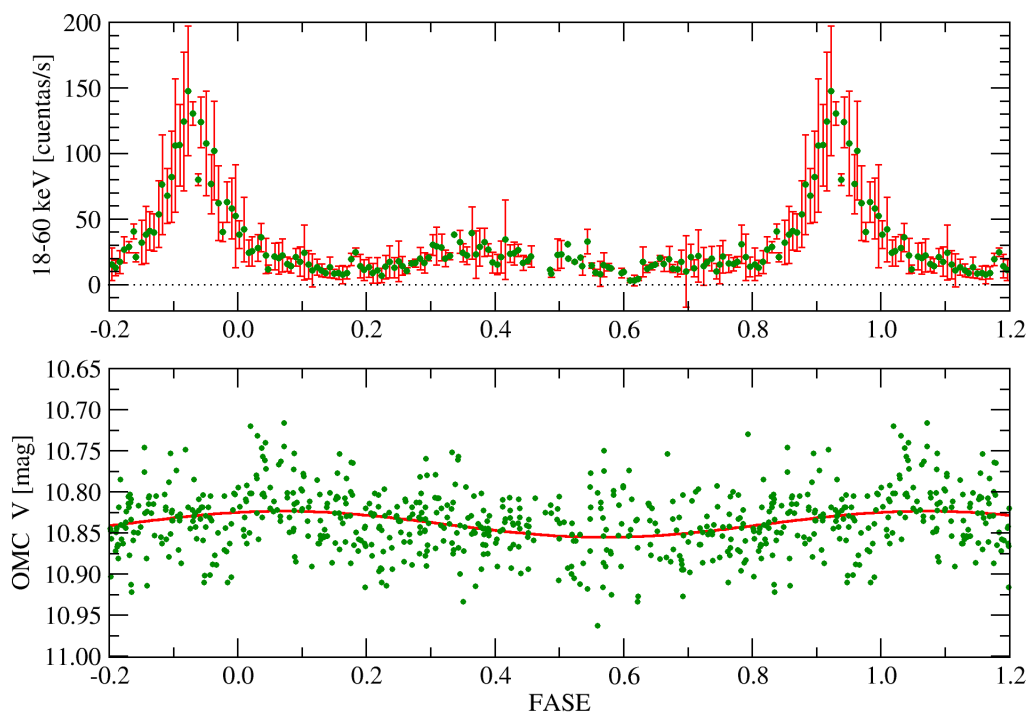


Figura 6.13: Curvas de luz de rayos  $\gamma$  y óptica de GX 301-02 puestas en fase. Arriba datos de IBIS/ISGR1 combinados por intervalos de fase, abajo puntos fotométricos individuales de OMC y ASAS. Se incluye también un ajuste de los datos ópticos a una sinusoidal (ecuación 6.1). El punto de fase cero se encuentra en el periastro del sistema. Se aprecia el máximo secundario en la emisión de rayos  $\gamma$  en fase 0.40. Hay además un desfase entre el máximo en rayos  $\gamma$  (que se produce en 0.92) y el máximo óptico (en 0.07). La curva óptica es la misma que la de la figura 6.11, pero en este caso sin combinar los puntos fotométricos.

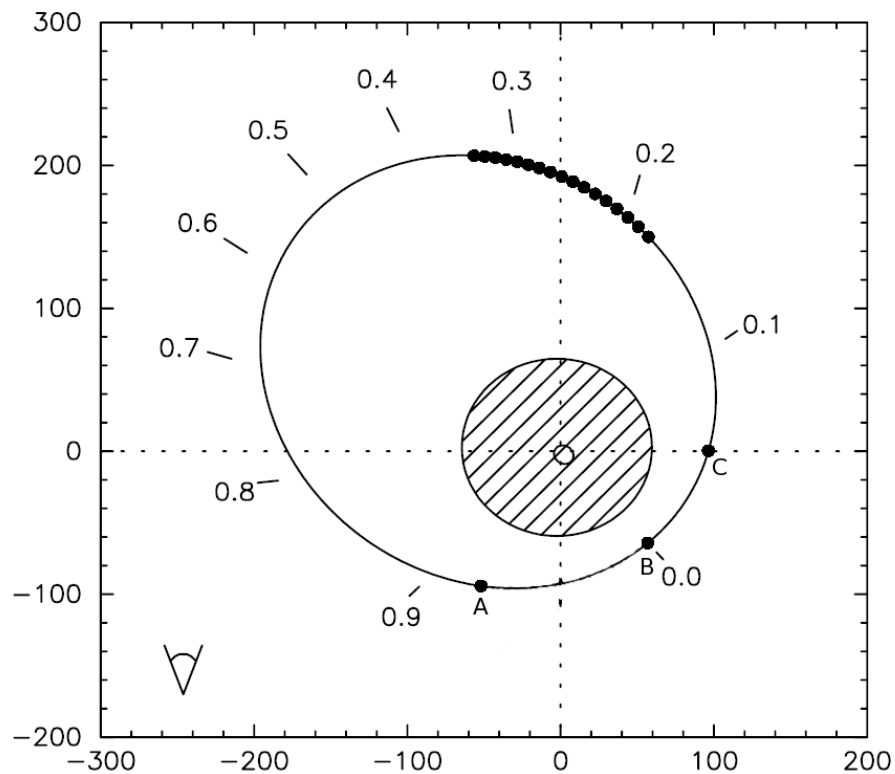


Figura 6.14: Diagrama de la órbita de GX 301-02. El ángulo de la zona inferior izquierda denota que el observador se encuentra abajo en el infinito. El círculo central rayado muestra el tamaño de la estrella. Las distancias están medidas en radios solares. La fase está calculada según las efemérides que aparecen en la tabla 6.1. El punto A (fase=0.92) indica el momento de la órbita de la estrella de neutrones en el que se produce el máximo en rayos  $\gamma$ . El punto B señala el periastro (fase=0.00). El punto C (fase= $0.07 \pm 0.01$ ) indica el momento del máximo de emisión óptica. El grupo de puntos entre aproximadamente fase 0.18 y 0.34 muestran el intervalo de tiempo en el que la estrella de neutrones se encuentra tras la estrella supergigante. Durante este tiempo los pulsos de la estrella de neutrones están muy absorbidos por el viento. Esta figura está obtenida a partir de Kaper et al. (2006).

### 6.1.1.3 SS 433

Esta fuente es también conocida como V1343 Aql, y se trata de una estrella con líneas de emisión. Su identificador OMC es 0471000051. Según Samus et al. (2006), observacionalmente es una fuente variable con una magnitud máxima de 13.00 y una mínima de 15.13 en filtro V. La época de su mínimo es  $JD = 2\,444\,332.94$  y su periodo orbital 13.0848 días. Está clasificada como E+XJ, indicando que se trata de un sistema binario eclipsante con emisión en rayos X y chorros relativistas. Sus índices de color son  $(U - B) = 0.8$ ,  $(B - V) = 2.1$  y  $(V - R) = 2.2$ , con una absorción de  $A_V \approx 8$  mag (Goranskii et al. 1998).

La diferencia principal entre SS 433 y otras binarias de rayos X conocidas es la acción de un régimen continuo (no transitorio) de acrecimiento supercrítico sobre el objeto compacto. En este caso, el disco de acrecimiento forma un chorro colimado de gas que se propaga a la velocidad de  $0.26c$  desde las regiones internas y perpendicular al plano del disco. La estrella donante de masa está llenando su lóbulo de Roche y proporciona un flujo continuo de  $\approx 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$  (Fabrika 2004).

Es importante comentar que no se encuentra evidencia observacional del disco de acrecimiento o de una estrella normal óptica en el sistema SS 433. A pesar de ello, se tiene la certeza de que SS 433 es un sistema binario, cercano entre si, masivo y eclipsante. Se trata probablemente de un agujero negro de masa  $\approx 9 M_{\odot}$  y una supergigante de tipo A5–A7 y masa  $\approx 30 M_{\odot}$  (Cherepashchuk et al. 2005).

El disco de acrecimiento precesiona, cambiando su orientación en el espacio con un periodo de 162.5 días, con los chorros relativistas moviéndose solidarios. Esta precesión cambia las propiedades fotométricas y espectroscópicas de la fuente en función del tiempo.

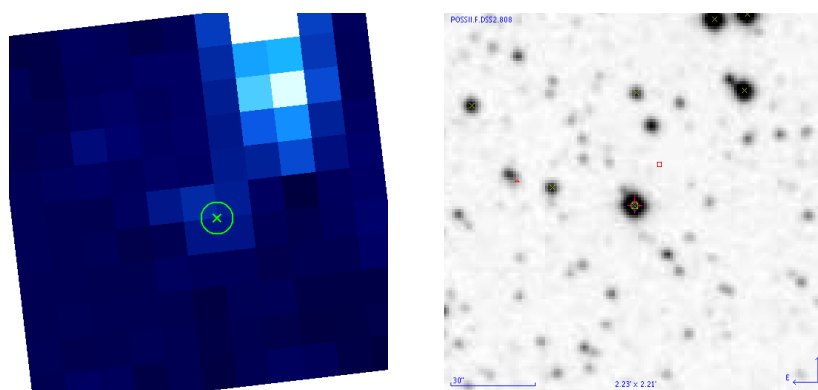


Figura 6.15: Campo de SS 433, a la izquierda el visto por OMC, a la derecha DSS2 en filtro F (R según Simbad). El aspa marca la posición de la fuente. Su error en coordenadas es inapreciable.

En la figura 6.15 se aprecia que hay un cierto grado de contaminación al ser observado con OMC. Sin embargo, las variaciones (de hasta una magnitud de amplitud) son muy grandes y son claramente atribuibles a la fuente.

En la figura superior de 6.17 se muestra toda la curva de luz disponible. En principio no se

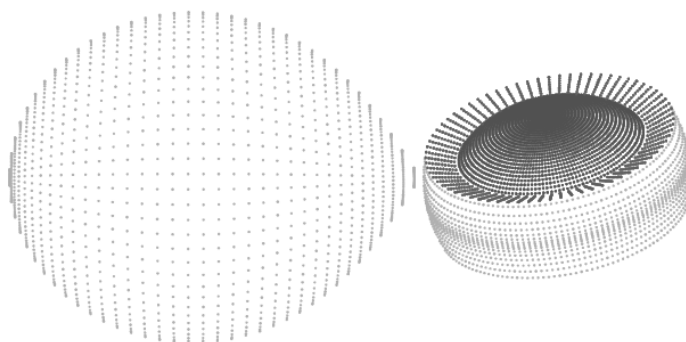


Figura 6.16: Esquema de SS 433 (Cherepashchuk et al. 2006). Estrella a la izquierda, y estrella de neutrones rodeada por un disco de acrecimiento a la derecha.

aprecian dependencias, pero en las ampliaciones inferiores se observa que el flujo en rayos  $\gamma$  muestra una clara correlación con la emisión óptica.

Se han puesto los puntos fotométricos ópticos en fase con el periodo orbital de la literatura (13.0848 días) en la figura 6.20). Se ha tenido en cuenta además la fase correspondiente al periodo de precesión del chorro relativista (162.5 días), asignando colores a los diferentes intervalos en fase. La curva puesta en fase que se presenta a simple vista (puntos grises) podría hacernos pensar que está mal plegada, debido a que parece que la misma curva está superpuesta con un ligero desplazamiento horizontal. Esto puede suceder si se pliega con un periodo cercano al real pero ligeramente inexacto. Pero no es así, el periodo es bueno. De hecho se ha intentado buscar un periodo mejor, pero no se ha encontrado. Simplemente la curva plegada muestra que este objeto presenta una variabilidad superpuesta a una curva de luz típica de un sistema eclipsante.

Los puntos con fase de precesión entre 0.00 – 0.15 (rojos) y 0.68 – 0.85 (marrón) prácticamente se superponen, a pesar de estar muy separados en el tiempo. Esto nos induce a pensar que la variabilidad principal es la orbital y no la de precesión. Curiosamente ambos grupos de puntos muestran un comportamiento muy similar al de una binaria eclipsante del tipo  $\beta$  Lyr.

Los puntos de fase de precesión 0.15 – 0.30 (naranjas) y 0.85 – 1.00 (morados) son coincidentes excepto en los periodos orbitales 0.50 – 0.80. Los puntos de fase de precesión 0.15 – 0.30 son siempre los menos brillantes, lo que incita a pensar que son un estado de flujo mínimo sobre el que se superponen incrementos en el flujo. Se deduce de todo esto que la variabilidad es menos irregular de lo que parecería a primera vista. De cualquier modo, se necesitan más puntos fotométricos para llegar a conclusiones. Esta fuente ha sido observada posteriormente con *INTEGRAL* en numerosas revoluciones por Rashid Sunyaev. Es de esperar que con el avance de la misión se consiga mejorar este estudio al disponer de más datos.

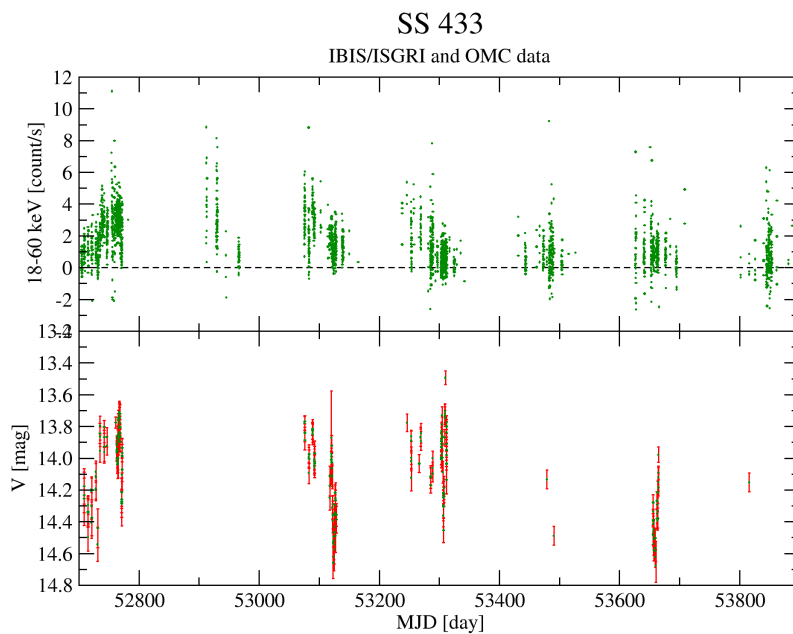


Figura 6.17: Curvas de luz completas de SS 433 en rayos  $\gamma$  (arriba, sin barras de error) y óptico (abajo).

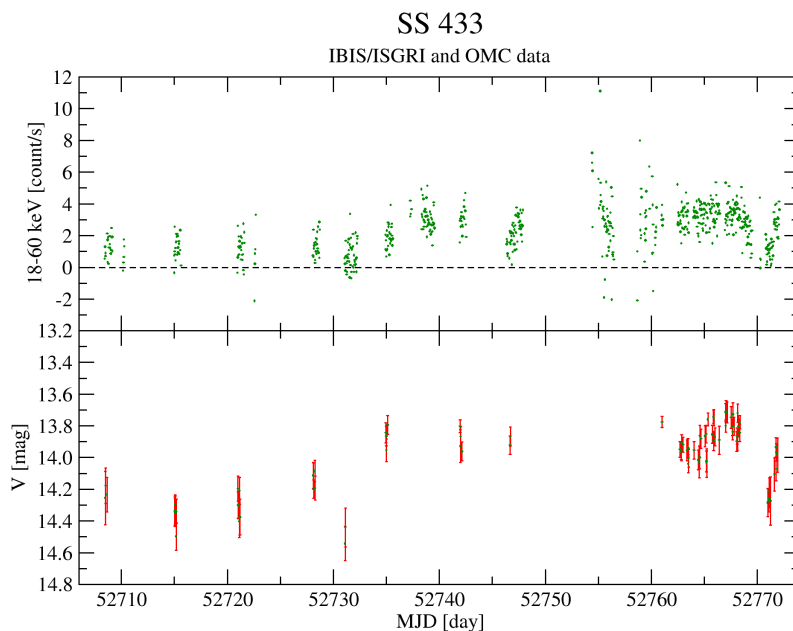


Figura 6.18: Curva de luz de SS 433 en rayos  $\gamma$  y óptico, primera ampliación. Se observa una cierta proporcionalidad entre la emisión en rayos  $\gamma$  y en óptico.

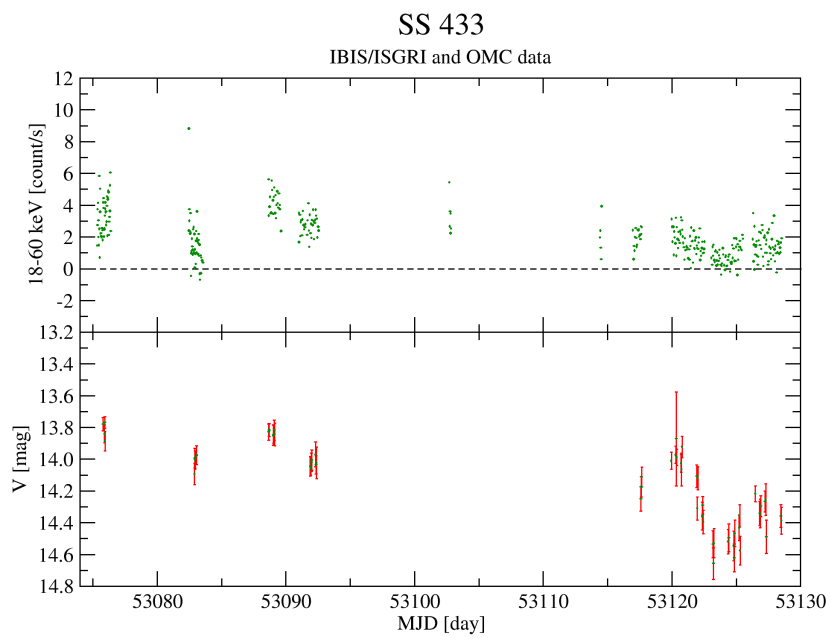


Figura 6.19: Curva de luz de SS 433 en rayos  $\gamma$  y óptico, segunda ampliación.

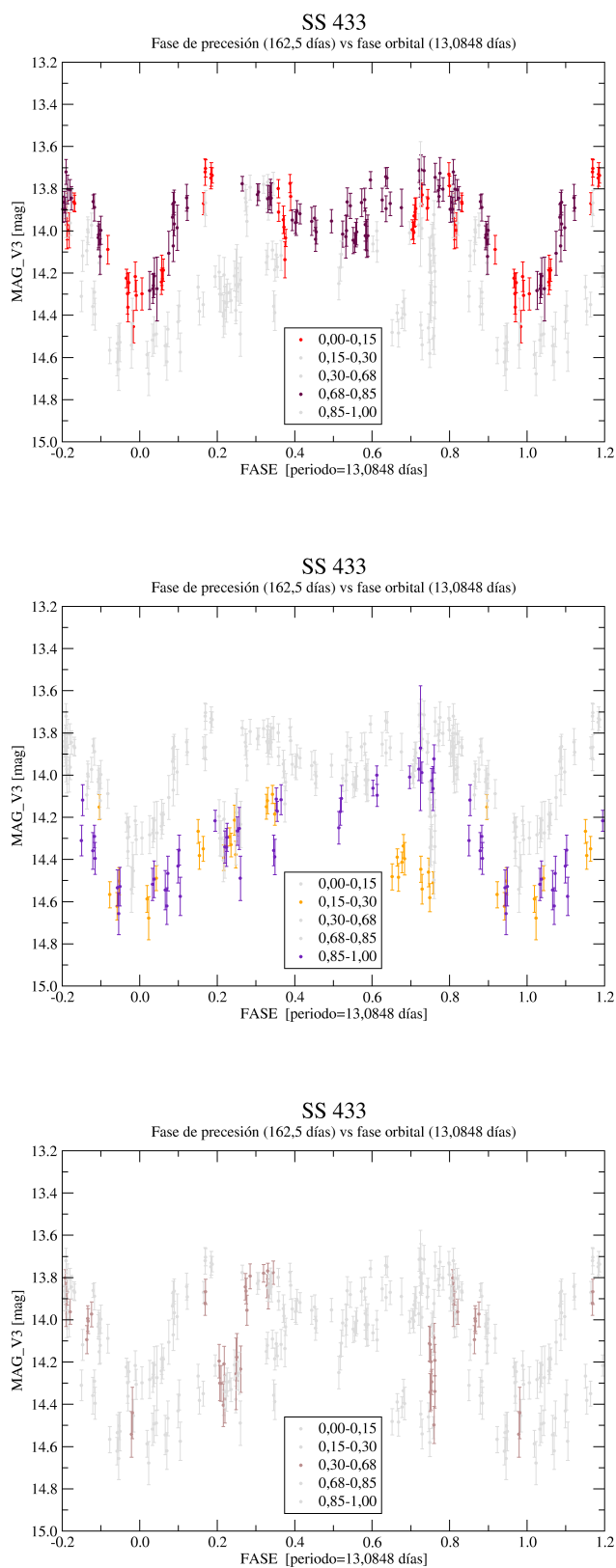


Figura 6.20: Curva de luz de SS 433 puesta en fase con los periodos de la bibliografía. El color de los puntos indica la fase del periodo de precesión del disco de acrecimiento. En la gráfica superior de las tres mostradas se aprecia que los puntos rojos y negros (fases de precesión 0.00 – 0.15 y 0.68 – 0.85) tienen un comportamiento similar, a pesar de estar bastante separados en el periodo de precesión.

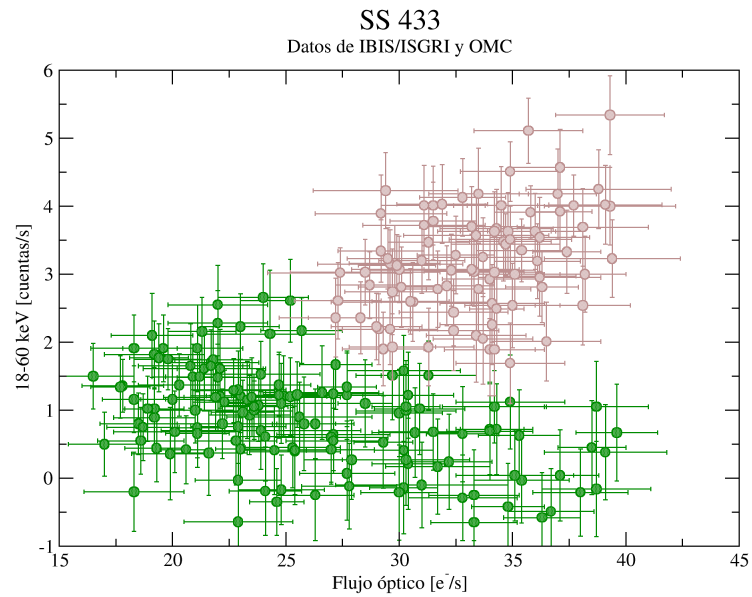


Figura 6.21: Diagrama del flujo gamma en función del flujo óptico de SS 433. Los puntos parecen distribuirse en dos estados. Un estado de alta emisión gamma y óptica, y otro de menor emisión en ambos rangos de energía. Además, el estado de menor emisión parece tener una rama que, a emisión de rayos  $\gamma$  constante, puede tener gran variedad de flujos en óptico. El estado de mayor emisión sin embargo tiene menor variación en el óptico.

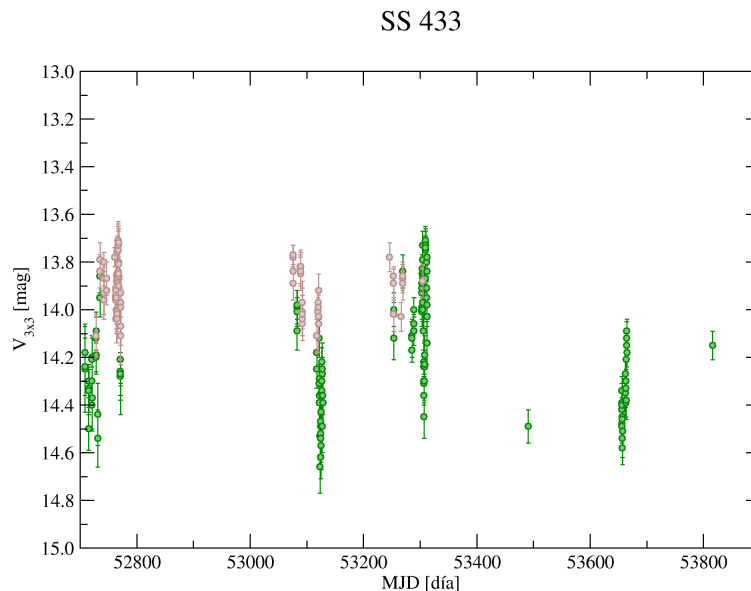


Figura 6.22: Curva de luz óptica de SS 433. Se muestran todos los puntos fotométricos de OMC. Los puntos están con los mismos colores que les corresponden por el diagrama 6.21.

#### 6.1.1.4 LSI +61° 303

Esta fuente es IOMC 4047000079, también conocida como GT 0236+610. Su contrapartida óptica V615 Cas, estando clasificada por Simbad como una HMXB. Según Samus et al. (2006) esta fuente varía entre  $B = 11.2$  y  $B = 11.9$ . Su tipo espectral es B1eIb.

Esta es una de las pocas binarias de rayos X con una estrella compañera de tipo Be en las que se ha observado emisión tanto en radio como en rayos  $\gamma$  (Chernyakova et al. 2006). Observaciones en radio revelan la presencia de un chorro relativista de  $\approx 100$  UA, por lo que esta fuente se clasifica como microquasar (Massi et al. 1993). Es también una fuente emisora de rayos  $\gamma$  de muy alta energía, estando asociada a la fuente 2CG 135+01 (Tavani et al. 1998), y siendo visible incluso en TeV (Albert et al. 2006).

La emisión en radio es muy variable y muestra una periodicidad de 26.4960 días, la cual parece estar asociada al periodo orbital (Gregory & Neish 2002). Además, el análisis del índice espectral induce a pensar que la emisión radio es absorbida en el mismo comienzo del estallido (Taylor & Gregory 1984).

En el óptico Mendelson & Mazeh (1994) obtuvieron curvas de luz fotométricas. En ellas se muestran variaciones erráticas con una amplitud típica de 0.03 magnitudes. A pesar de este comportamiento caótico, se detectó una amplitud de 0.05 magnitudes en los filtros  $I$ ,  $R$ ,  $V$  y  $B$ . La variabilidad tiene una periodicidad de 26.5 días, compatible con la mejor determinación del periodo obtenida en radio. El incremento de magnitud es gradual, mientras que la disminución es más abrupta.

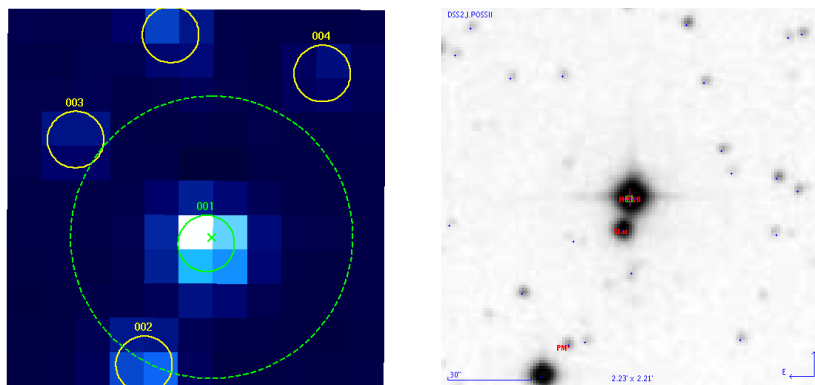


Figura 6.23: Campo de LSI +61° 303. A la izquierda se encuentran las fuentes detectadas con OMC durante el procesado de los mosaicos, con círculos continuos. El aspa marca la posición de la fuente buscada y el círculo con línea discontinua indica el error en coordenadas de la fuente emisora de altas energías. A la derecha se muestra una imagen de DSS2 en filtro azul, obtenida de Simbad.

Además, en el máximo de la emisión óptica se produce un enrojecimiento de la emisión (Mendelson & Mazeh 1994). Esto parece ser debido a que la emisión óptica del sistema se debe a dos mecanismos. Por un lado está la emisión de la estrella Be, cuya temperatura es del orden de 25 000 K. Por otro lado se tiene (solo durante el máximo) una emisión añadida

de menor temperatura, que podría tratarse del material que cae a la estrella de neutrones.

De forma independiente, (Paredes et al. 1994) encuentra también el máximo de emisión óptica en fase 0.5 – 0.9; y el mínimo en 0.3. En el infrarrojo (*JHK*), encuentra una amplitud mayor (0.2 magnitudes) que en el óptico (*V*).

La excentricidad de la órbita es  $\simeq 0.7$ , el periastro sucede en fase 0.23 y los estallidos en radio y rayos X se producen 2.5 – 4 días después (en fase 0.32 – 0.38). El espectro de la compañera óptica es consistente con una estrella de tipo B0V que contribuye con el 65 % de la luminosidad total, el resto es debido a la emisión de un disco circunestelar (Casares et al. 2005).

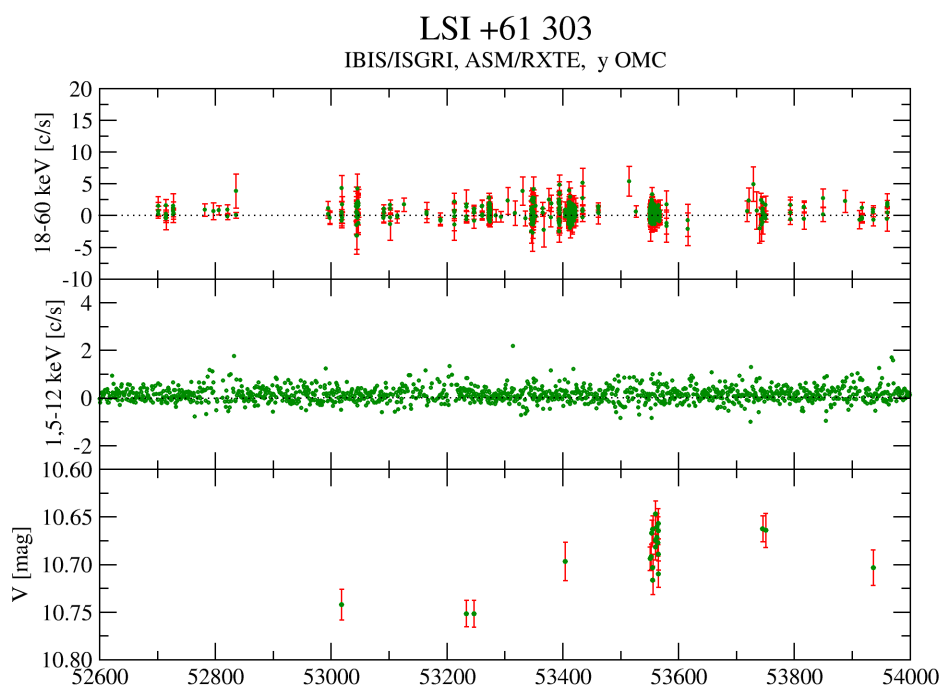


Figura 6.24: Curva de luz total de LSI +61° 303 en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI), rayos X (ASM/RXTE), y óptico (OMC). Los datos de ASM/RXTE son promedios diarios y se muestran sin barras de error, aunque se ha añadido un punto como ejemplo en la zona derecha. Los datos tanto de IBIS/ISGRI como de ASM/RXTE han sido filtrados previamente para eliminar los puntos con medidas de error en flujo muy altas. De esta forma sus curvas de luz son menos ruidosas.

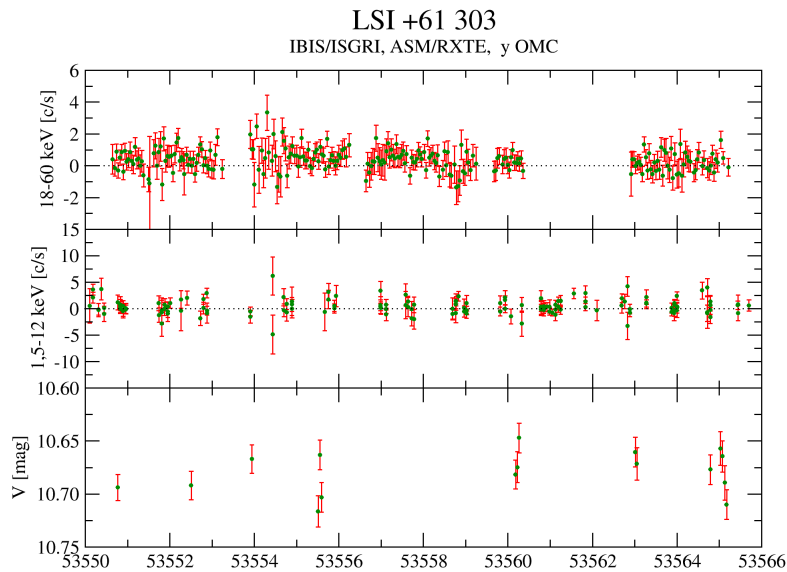


Figura 6.25: Curva de luz de LSI +61° 303 en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI), rayos X (ASM/RXTE), y óptico. Ampliación de la figura 6.24.

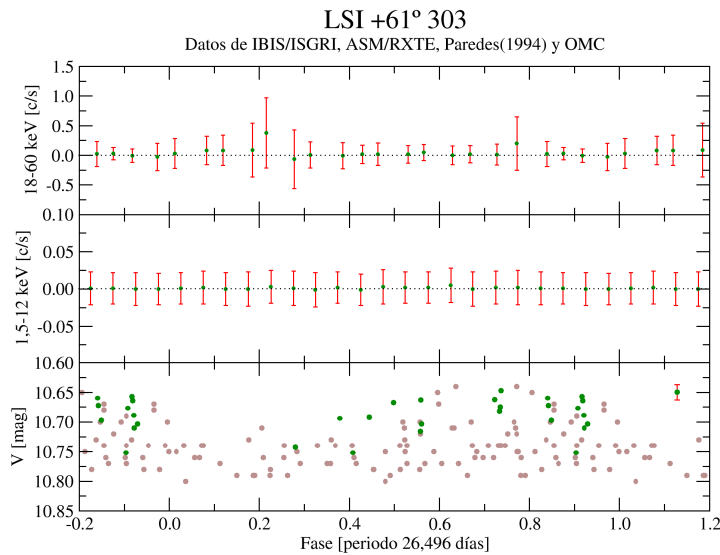


Figura 6.26: Curvas de luz de LSI +61° 303 en fase. Arriba en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI), y en medio rayos X (ASM/RXTE). En ambos casos son puntos promedio. Abajo se muestran los puntos fotométricos ópticos individuales. Los puntos verdes representan datos de OMC, y los marrones de Paredes et al. (1994). Se muestra una barra de error típica de los datos ópticos en la zona derecha de la gráfica.

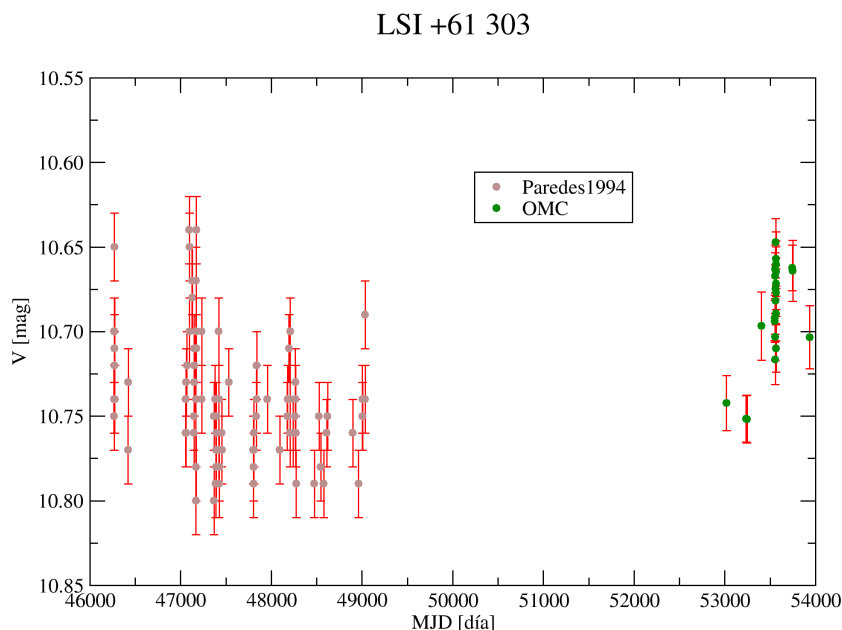


Figura 6.27: Curva de luz óptica de LSI +61° 303. Se muestran datos de Paredes et al. (1994) en color marrón. Se aprecia que sus datos tienen la medida de la magnitud truncada a dos decimales, y que fueron tomados durante un periodo de 8 años (1985–1993). Los puntos de OMC se muestran en color verde.

En la figura 6.23, en el campo de DSS2, se observa una estrella contaminante a 12'' de distancia. Esto podría ser grave por estar a menos de 1 píxel, pero su magnitud en el filtro B es 2.5 magnitudes menor que la magnitud B de la fuente que estamos buscando. De este modo, la fuente contaminante emite en el filtro B unas 10 veces menos fotones que la fuente buscada. Como la diferencia de brillo es tan grande, y teniendo en cuenta que lo que nos interesa son las variaciones en brillo, se puede suponer que en el filtro V esta fuente contaminante no representa ningún problema. Por otro lado, para poder comparar juntos los datos ópticos de otros instrumentos se ha tenido en cuenta el flujo contaminante detectado por OMC. Según el catálogo de contrapartidas ópticas (ver capítulo 5), la magnitud de esta fuente medida por OMC es en promedio 0.023 magnitudes más brillante a la real debido a la contaminación por otras fuentes. Por lo tanto, se le ha sumado esta cantidad a las magnitudes obtenidas con OMC (siendo ahora menos brillantes).

En la figura 6.24 se aprecia un incremento del 10% en la emisión óptica a largo plazo, sin que haya habido cambios significativos en la emisión en rayos X ni rayos  $\gamma$ . En la ampliación 6.25 no se observa ninguna relación entre ambos flujos en periodos de tiempo del orden del día. La variación en el óptico durante largos periodos de tiempo podría estar relacionada con una modulación en el flujo del máximo medido en radio que parece producirse en una escala temporal de unos 4 años (Gregory et al. 1989).

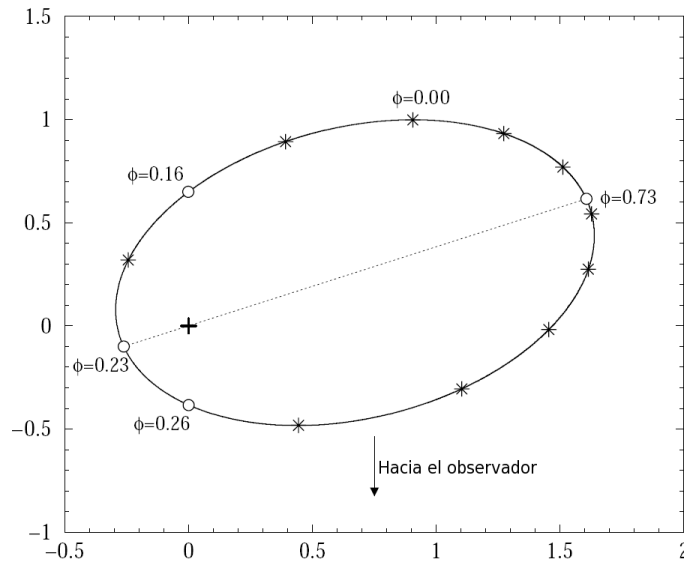


Figura 6.28: Diagrama orbital de LSI +61° 303. La cruz indica la posición de la estrella Be y la elipse la órbita de la estrella de neutrones. Las distancias absolutas no se conocen, por lo que las unidades son relativas al semieje mayor de la órbita. Se muestra el periastro (fase 0.23), el apoastro (0.73), y las dos cuadraturas (0.16 y 0.26). Los asteriscos indican intervalos de 0.1 en fase. Adaptado de Casares et al. (2005).

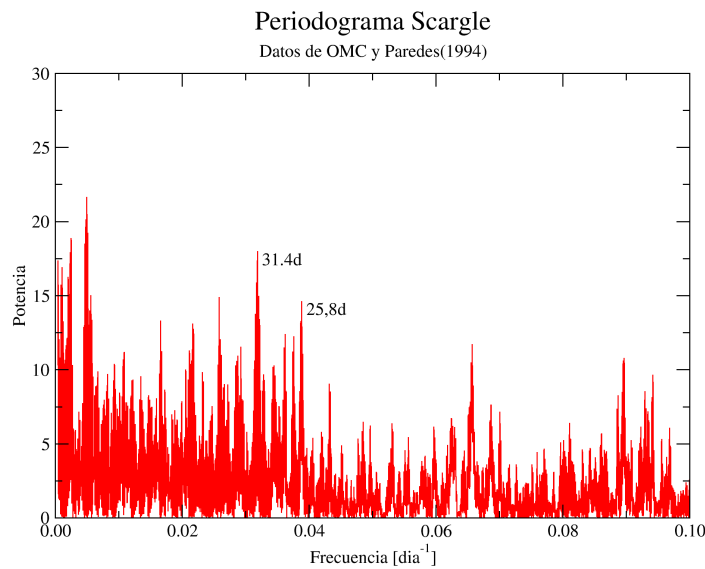


Figura 6.29: Periodograma Scargle de LSI +61° 303. Se aprecia el pico de 25.8 días Paredes et al. (1994) y otro pico en 31.4 días. También hay picos a baja frecuencia (202 días y 400 días), pero son poco creíbles porque las observaciones no se encuentran lo suficientemente distribuidas temporalmente.

La figura 6.26 nos muestra las curvas de luz de esta fuente puestas en fase. Se ha utilizado la mejor efemérides disponible: periodo de  $26.4960 \pm 0.0028$  días y punto cero de la fase en  $JD = 2\,443\,366.775$  (Gregory & Neish 2002). Este valor está calculado utilizando datos de radio (mínimo de emisión), y es consistente con otros valores obtenidos a diferentes rangos de energía. En rayos X, por ejemplo, Leahy (2001) encontró un periodo de  $26.415 \pm 0.05$  días.

En rayos X y rayos  $\gamma$  no se aprecia ninguna dependencia, en ambos casos la curva de luz plegada es plana (primera y segunda curva de la figura 6.26). Sin embargo, en óptico se encuentra una cierta modulación. Los datos de OMC confirman lo observado previamente por Paredes et al. (1994). La curva muestra un único máximo en cada periodo orbital (ver curva inferior de la figura 6.26). Sin embargo, el máximo se produce en fase  $0.6 - 0.7$  (ver diagrama del sistema en la figura 6.28). Esto se encuentra muy lejos del perigeo (fase 0.23), pero muy cerca del apogeo (fase 0.73). El mecanismo que provoca la emisión óptica no está claro.

## 6.1.2 Binarias de rayos X de baja masa

### 6.1.2.1 Sco X-1

Sco X-1 es la fuente extrasolar más brillante en rayos X y también la LMXB que más emite en ultravioleta. Es el prototipo de binarias de rayos X de baja masa. El sistema consiste en una estrella de neutrones y una estrella secundaria con una masa de  $\approx 1 M_{\odot}$  que está llenando su lóbulo de Roche.

La contrapartida óptica es conocida también como V818 Sco e IOMC 6202000011. Su periodo orbital, de 0.787 313 días (Samus et al. 2006), fue primero derivado fotométricamente (Wright et al. 1975) y después confirmado espectroscópicamente (Cowley & Crampton 1975).

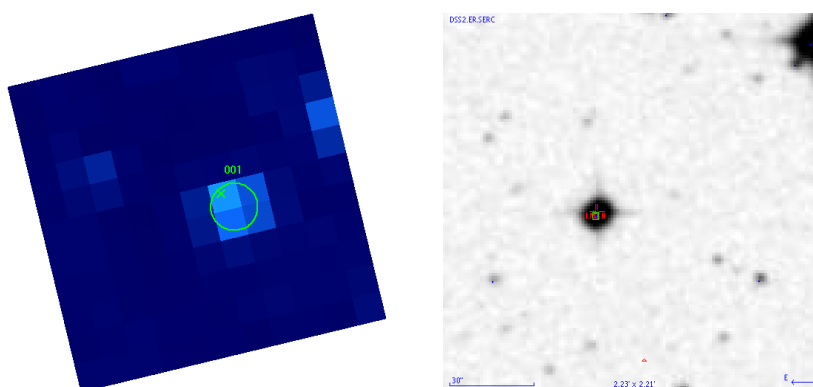


Figura 6.30: Campo de Sco X-1. A la izquierda imagen de OMC, la derecha muestra una imagen de DSS2 en filtro rojo, obtenida de Simbad.

El espectro óptico muestra un continuo muy azul, con líneas de emisión anchas y débiles (He, C, N, O, y Si). Además hay una emisión fuerte y variable de He II ( $4686 \text{ \AA}$ ). No se encuentran estructuras de absorción. La emisión óptica proviene de rayos X reprocesados,

surgidos del acrecimiento de masa de la estrella compañera a la estrella de neutrones (Vrtilek et al. 1991).

Sco X-1 forma parte de un grupo de objetos llamados fuentes Z (Hasinger & van der Klis 1989). Este nombre proviene del hecho de que cuando los colores de rayos X blandos de estas fuentes son dibujados en función de los correspondientes colores de rayos X duros, los puntos se ordenan en el diagrama siguiendo una figura con forma de Z. Hay tres estados: la rama horizontal (*horizontal branch*, dureza del espectro constante, emisión variable), la rama normal (*normal branch*, dureza e intensidad incrementándose) y rama activa (*flaring branch*, dureza e intensidad fluctuando erráticamente).

Como se puede apreciar en la figura 6.30, esta fuente se encuentra solitaria y no padece de ningún tipo de contaminación. Además, según el Catálogo de Contrapartidas Ópticas (ver capítulo 5) esta fuente no sufre de contaminación apreciable.

La figura 6.31 muestra las curvas de luz obtenidas, que incluye a IBIS/ISGRI, ASM/RXTE, OMC y ASAS (Pojmanski 2002). En los tres rangos de energía la variabilidad de la fuente es muy grande. En óptico hay varios efectos combinados. Hay una tendencia general con una amplitud de una magnitud y un tiempo característico de unos pocos días, al que se le añade una variación de varias décimas de magnitud con una escala de horas (ver figuras 6.32, 6.33 y 6.36). En la figura 6.33 se intuye una sucesión de picos separados por  $\approx 0.3$  días, pero no es concluyente. De cualquier modo, no se encuentra ninguna variabilidad evidente con el periodo orbital.

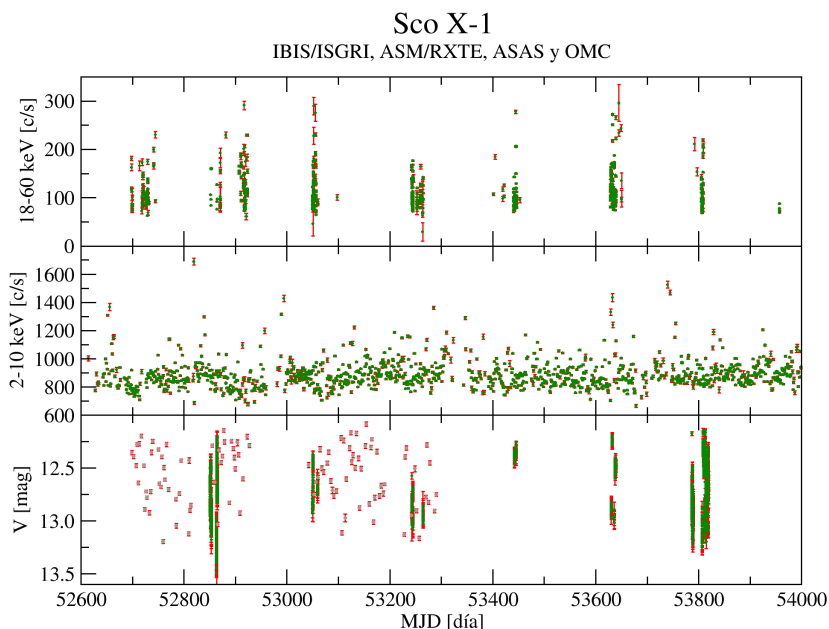
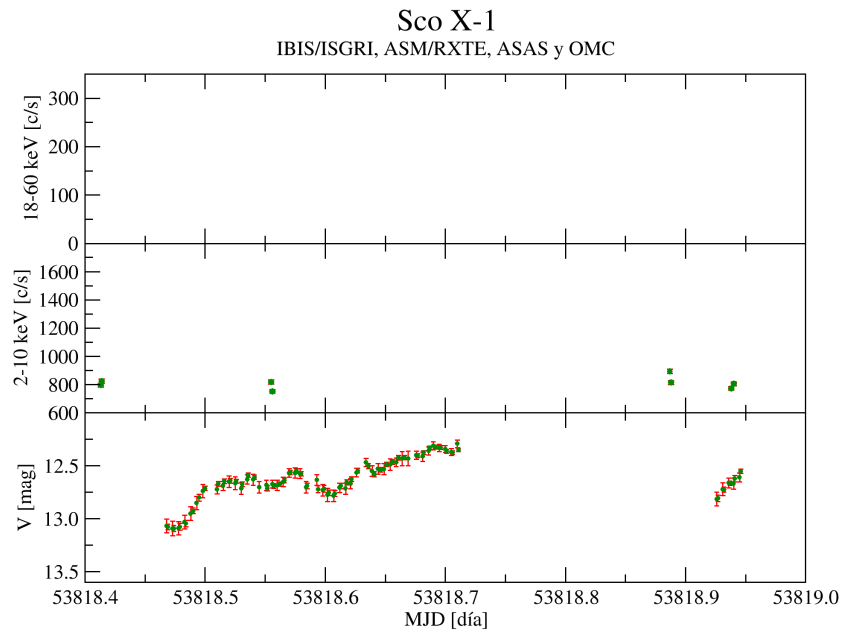
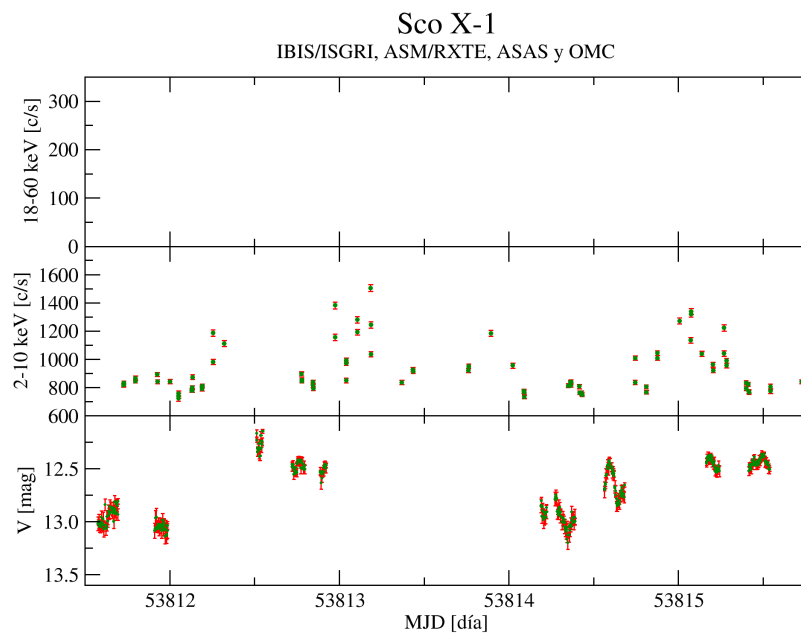


Figura 6.31: Curva de luz completa de Sco X-1 en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI), rayos X (ASM/RXTE) y óptico (ASAS en marrón, OMC en verde).

Figura 6.32: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.Figura 6.33: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

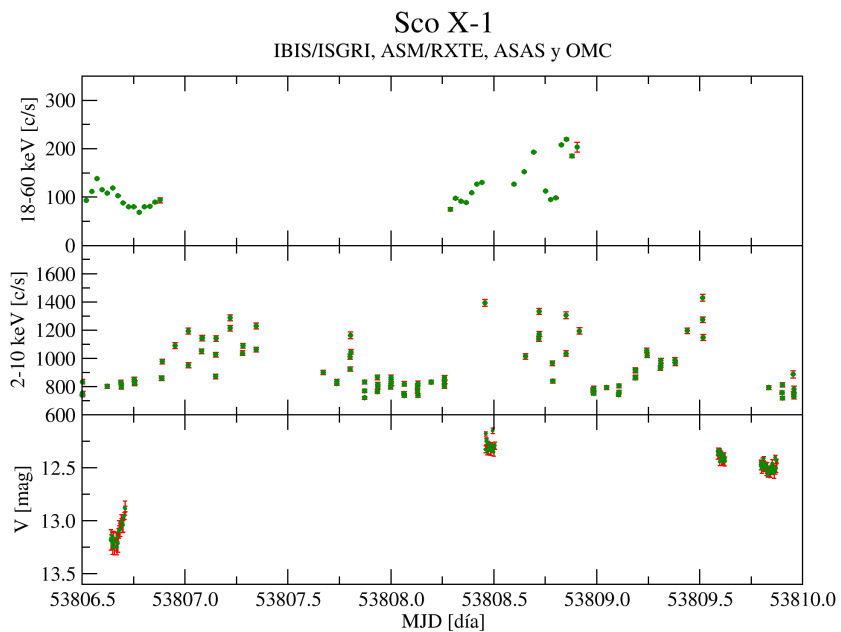


Figura 6.34: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

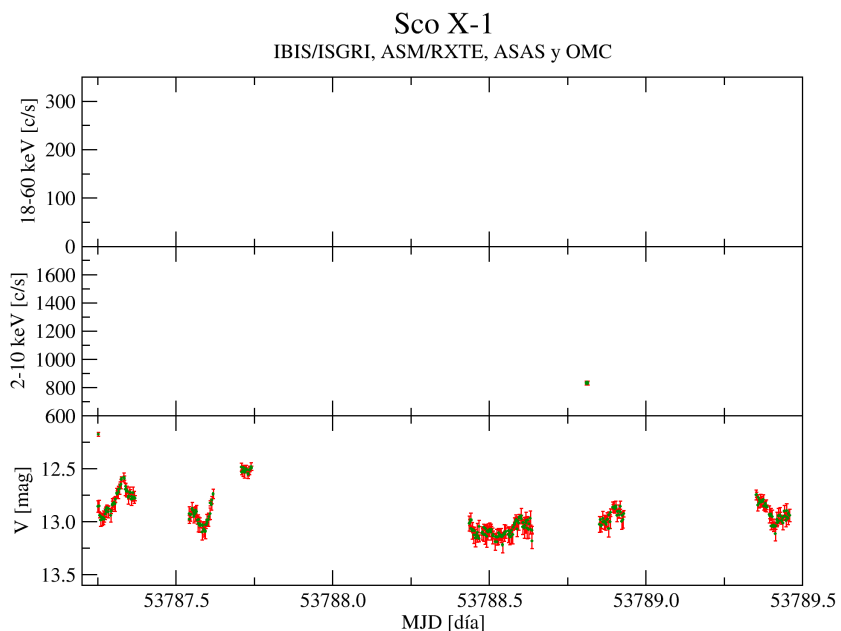
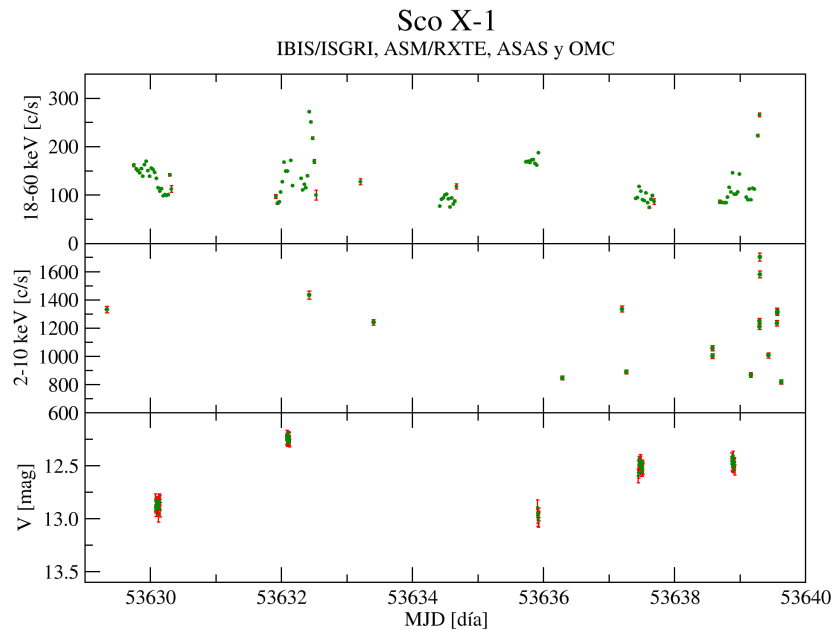
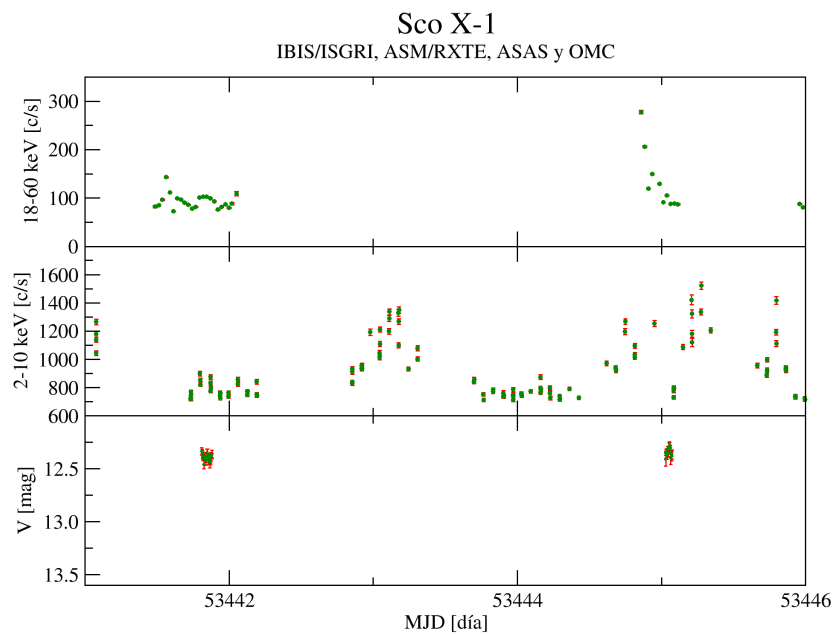
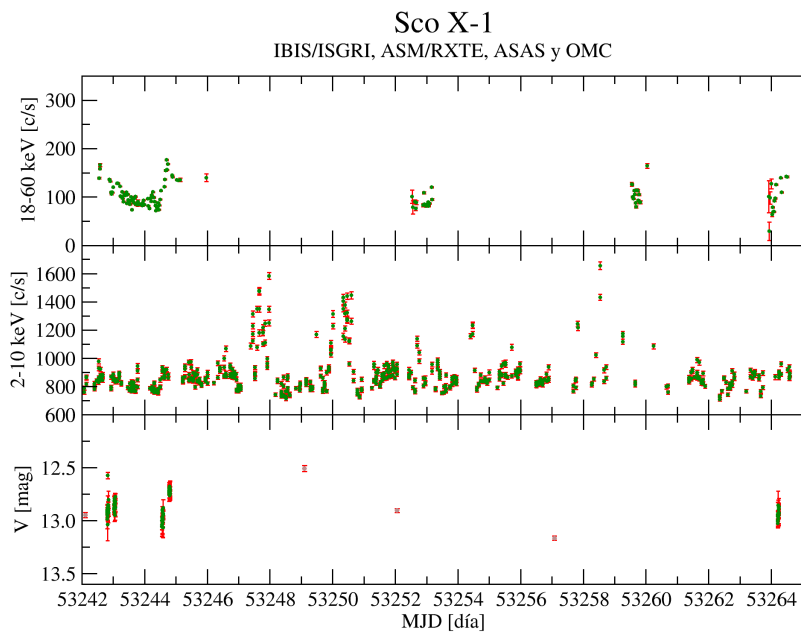
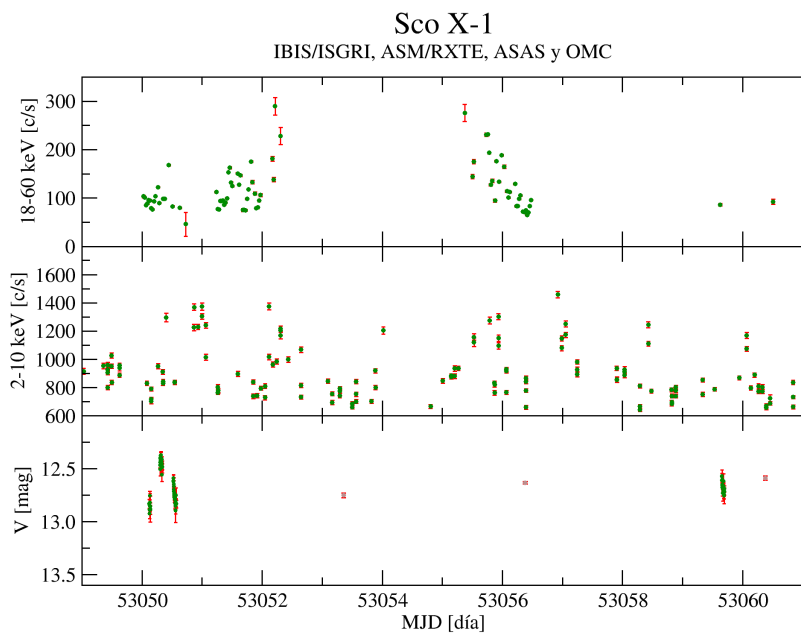
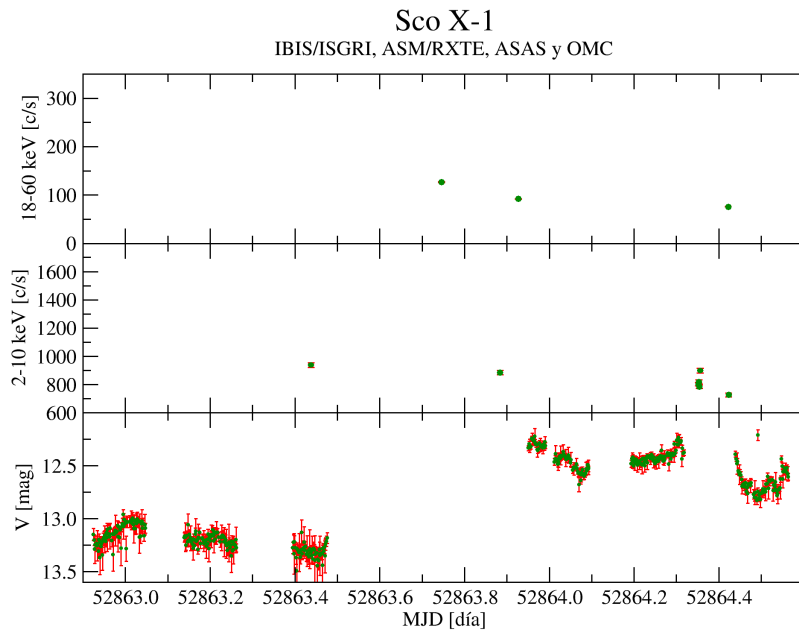
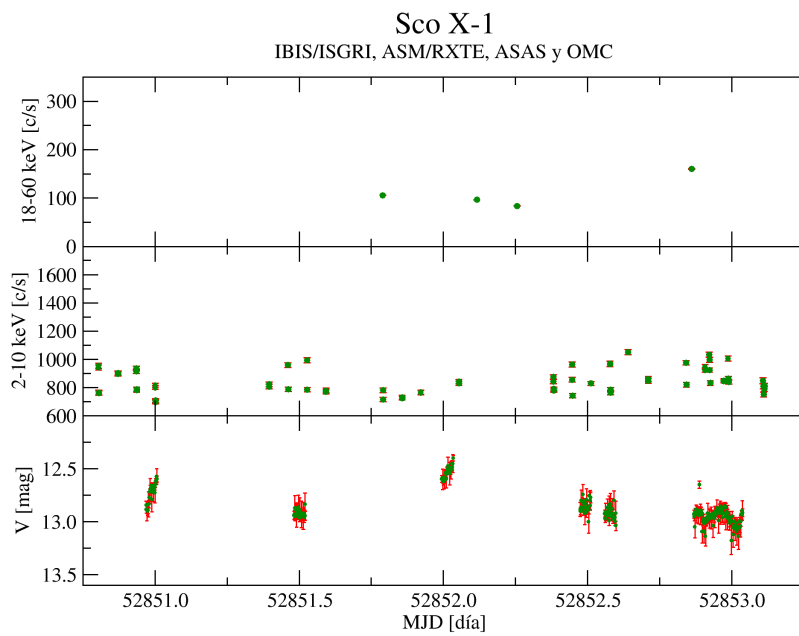


Figura 6.35: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

Figura 6.36: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.Figura 6.37: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

Figura 6.38: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.Figura 6.39: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

Figura 6.40: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.Figura 6.41: Curva de luz de Sco X-1 en rayos  $\gamma$ , rayos X y óptico. Ampliación de la figura 6.31.

El histograma de la figura 6.44 muestra que V818 Sco se encuentra predominantemente en tres estados. Están caracterizados por los picos del histograma, que se hallan en  $V = 12.5$  mag,  $V = 12.7$  mag, y  $V = 12.9$  mag. Resultados similares han sido encontrados previamente por otros autores, como por ejemplo Wright et al. (1975); McNamara et al. (2003, 2005). Esos resultados de otros autores se muestran en la figura 6.45. Los picos de la distribución de magnitudes evolucionan con el paso de los años.

La morfología del histograma de magnitudes se puede deducir a través de los diagramas con forma de Z (Willis et al. 1980; Vrtilik et al. 1991). Cuando Sco X-1 se encuentra en la rama activa, alcanza su máximo brillo. Existe una magnitud límite que el sistema no puede superar, y que provoca que los puntos se acumulen en esa zona del diagrama. Este es el pico a magnitud más brillante del histograma. Por otro lado, cerca del vértice entre la rama normal y la rama activa, Sco X-1 evoluciona lentamente provocando otro pico del histograma. El tercer pico se alcanza en la rama normal.

El diagrama de la figura 6.42 muestra la emisión detectada por OMC en función del logaritmo decimal de la emisión observada con ASM/*RXTE*. El rango de energía en rayos X es de 1.5 – 12 keV. La variabilidad en rayos X de la fuente es máxima cuando la fuente es brillante en óptico. De hecho parece haber una rama horizontal, de tal modo que la emisión en rayos X aumenta mucho a pesar de que la magnitud óptica es casi constante.

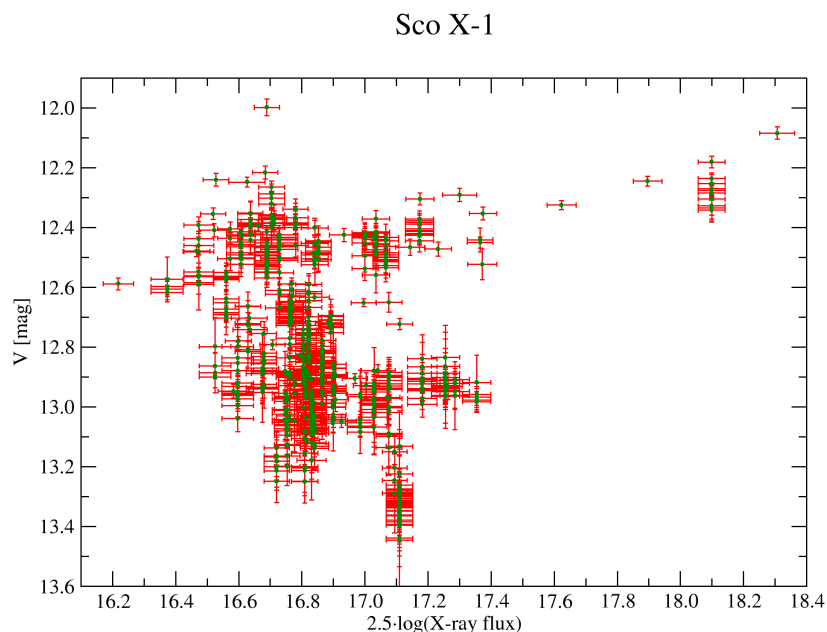


Figura 6.42: Diagrama de flujo óptico en función de la emisión en rayos X de Sco S-1. Los puntos fotométricos aquí mostrados disponen de datos de óptico y rayos X que han sido tomados con una separación menor de 45' (media ventana de observación de ASM/*RXTE*). Este diagrama es similar a los obtenidos por otros autores (ver figura 6.45).

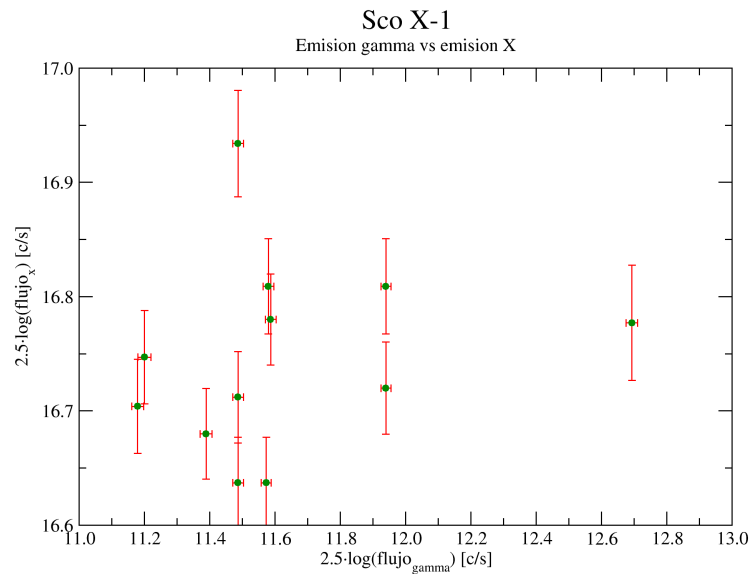


Figura 6.43: Diagrama de flujo de rayos X en función del flujo de rayos  $\gamma$ . No se aprecia ninguna relación clara, aunque se necesitan más puntos para obtener conclusiones firmes. Las observaciones están separadas entre sí menos de  $45'$ , que es la mitad de una observación de *ASM/RXTE*.

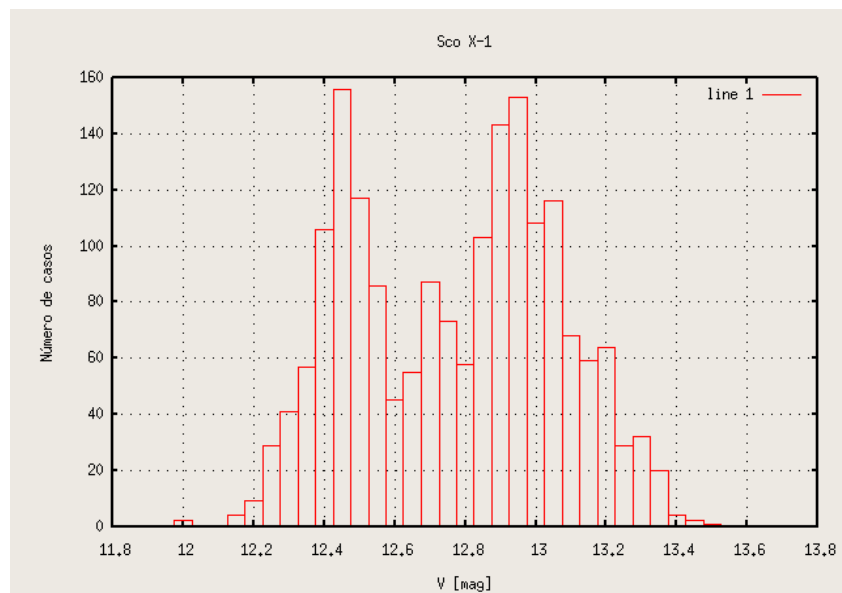


Figura 6.44: Histograma de magnitudes ópticas de Sco S-1. Se aprecia que hay 3 picos de la distribución, en 12.45 mag, 12.70 mag, y 12.95 mag. Son datos de OMC y se han tomado entre julio de 2003 y abril de 2006 (unos 1000 días de duración del intervalo). Este histograma es similar a los obtenidos por otros autores (ver figura 6.45).

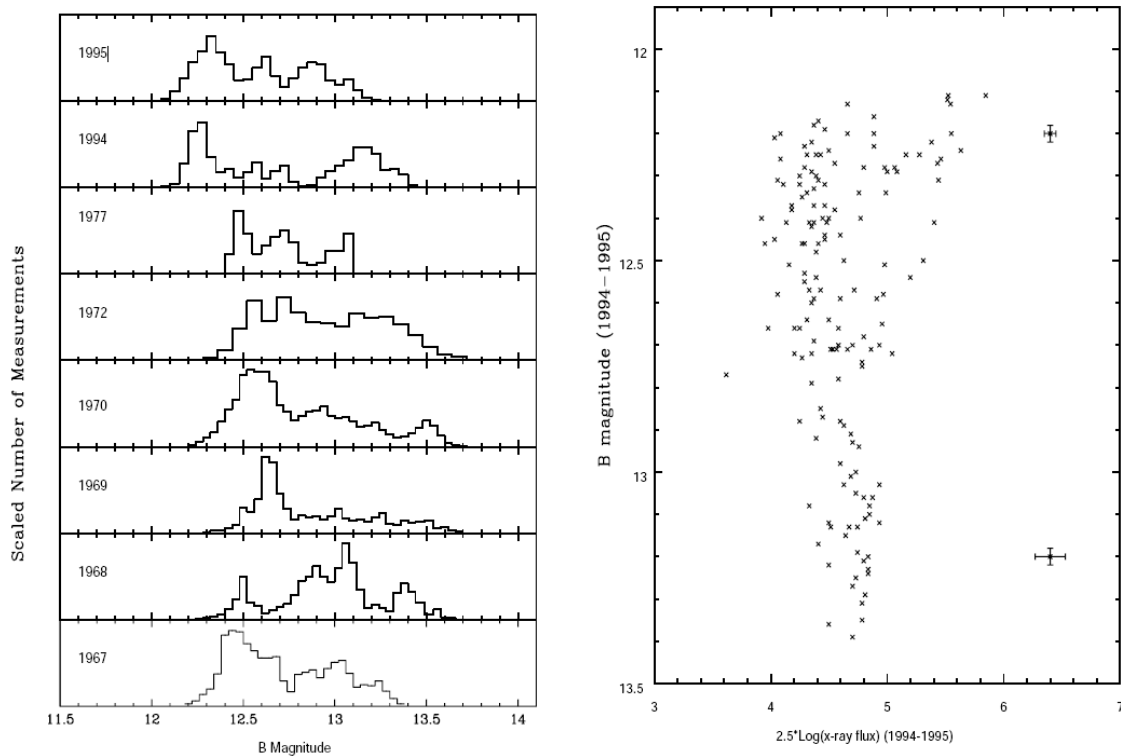


Figura 6.45: Histograma de magnitudes (izquierda) y gráfica de  $B$  en función de la emisión en rayos X (derecha). Los histogramas de magnitudes mostrados aquí son similares al obtenido con OMC (ver figura 6.44). Aunque es difícil establecer una correlación por los diferentes filtros utilizados ( $B$  y  $V$ ), se aprecia que distribuciones claras con 3 picos las hubo también en 1995 y 1977. Las observaciones de OMC muestran por tanto que Sco X-1 se encuentra en un estado similar al de aquellos años. El diagrama de magnitud  $B$  en función de la emisión de rayos X es también similar al de la figura 6.42. Tanto en la forma como en la amplitud del diagrama, que es de  $\Delta B = 1.3 \text{ mag}$  y  $\Delta(2.5 \log(\text{flux}_x)) = 2.2$  para esta figura, y de  $\Delta V = 1.6 \text{ mag}$  y  $\Delta(2.5 \log(\text{flux}_x)) = 2.1$  para el caso de OMC. Figuras obtenidas de McNamara et al. (2003).

Existe un modelo de Psaltis et al. (1995) que da una explicación a la figura 6.42. Durante la fase con una menor tasa de acrecimiento, la temperatura electrónica tanto de la magnetosfera como de la corona de la estrella de neutrones se incrementa en función de la energía cinética del material acretado. La luminosidad del sistema, tanto en óptico como en rayos X, aumenta. Esta es la rama horizontal. Cuando el ritmo de acrecimiento sigue creciendo, la presión de radiación frena la caída de material. Se incrementa la proporción de rayos X que son absorbidos por el material, procesados, y reemitidos en el óptico. Esta es la rama normal, donde la emisión en rayos X y óptico están inversamente correlacionadas. Cuando el ritmo de acrecimiento sigue aumentando, se alcanza e incluso supera el límite de Eddington. El flujo de masa se vuelve caótico, con parte del material cayendo y parte alejándose de la estrella de neutrones. Esta es la rama activa y la emisión óptica está directamente correlacionada con la emisión en rayos X.

La figura 6.45 izquierda muestra la evolución del histograma de magnitudes con el tiempo.

A la derecha aparece el diagrama de magnitud en función del flujo en rayos X. Hay que tener en cuenta que estas gráficas están obtenidas con filtro B y no con V. Las medidas en rayos X han sido tomadas con el instrumento BATSE a bordo de *CGRO*, en el rango de energías 8–16 keV.

Se ha encontrado un periodo de  $36.8 \pm 0.4$  días con *RXTE* (Peele & White 1996). Se ha buscado este mismo periodo, o uno cercano, en los datos ópticos presentes, pero no se ha llegado a ningún resultado concluyente.

### 6.1.2.2 Her X–1

Según Reynolds et al. (1997) el sistema Her X–1 es una LMXB que consiste en una estrella de neutrones ( $1.5 \pm 0.3 M_{\odot}$ ) y en una estrella convencional ( $\approx 2 M_{\odot}$ ). La estrella de neutrones tiene un periodo de rotación de 1.24 segundos. El periodo orbital del sistema es de 1.7 días, y el eje magnético está desalineado con el eje de rotación, lo que provoca un distintivo pulso.

Su contrapartida óptica es conocida como HZ Her, y para el catálogo de entrada de OMC es IOMC 2598000079. Como se puede observar en la figura 6.46, la fuente se encuentra solitaria en gran medida. No hay problemas de contaminación.

Parte de los datos de OMC fueron mostrados como Imagen del Mes de *INTEGRAL*, en julio de 2008<sup>1</sup>.

La variación en luminosidad óptica alcanza las 1.8 magnitudes durante el periodo orbital. Se cree que es debido tanto a una fuerte distorsión por fuerzas de marea sufrida por la estrella convencional, como al calentamiento provocado por los rayos X de la estrella de neutrones sobre la estrella compañera. Este calentamiento es tan intenso que cambia el tipo espectral, desde el tipo A esperado por su masa pasa al tipo B (Reynolds et al. 1997).

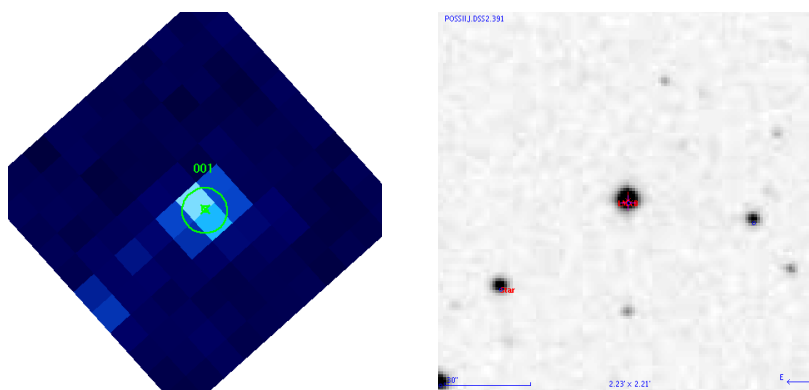


Figura 6.46: Campo de Her X–1. A la izquierda la imagen de OMC, a la derecha se muestra una imagen de DSS2 en filtro azul, obtenida de Simbad.

Her X–1 es especial porque, con una estrella compañera de  $\approx 2 M_{\odot}$ , es un caso excepcional

<sup>1</sup><http://integral.esac.esa.int/POMJul2008.html>

de binaria de rayos X con una masa intermedia. Se parece a las HMXB en que exhibe pulsos y que la emisión óptica está dominada por la estrella compañera. Por otro lado acrece materia a través del lóbulo de Roche a un disco de acrecimiento, del mismo modo que lo hacen las LMXB (Vrtilek et al. 2001). Sin embargo, por su masa queda encuadrada en una LMXB.

Además, la curva de luz de rayos X muestra una variación en la intensidad con un periodo de 35 días (Giacconi et al. 1973). Esta modulación es la mejor evidencia de un disco de acrecimiento inclinado y precesionando. El movimiento de precesión puede ser debido al efecto marea y/o torques debidos a viento coronal. La gran inclinación del sistema ( $i = 88^\circ$ , Reynolds et al. (1997)) es la que provoca que periódicamente el disco oculte la línea de visión a la estrella de neutrones durante aproximadamente el 60 % del ciclo de 35 días (Charles & Seward 1995).

El ciclo de 35 días de la curva de luz en rayos X muestra dos máximos de intensidad: el principal y el corto. La intensidad del corto es  $\approx 35\%$  del principal. Fuera de estos estados de máximo, la intensidad del estado en baja cae al  $\approx 3\%$  del principal. Siguiendo el modelo habitual (Katz 1973; Schandl & Meyer 1994; Scott et al. 2000; Leahy 2004), la fase principal (de  $\approx 12$  días) comenza cuando el anillo exterior del disco de acrecimiento deja de ocultar la línea de vista de la estrella de neutrones central. El segundo máximo en intensidad aparece cuando la parte interior del disco deja de ocultar la estrella de neutrones. Este comportamiento periódico es interrumpido a veces por estados bajos irregulares.

La figura 6.46 muestra que Her X-1 es una fuente solitaria y sin contaminación. El Catálogo de Contrapartidas Ópticas (capítulo 5) corrobora que esta fuente no tiene contaminación apreciable.

La curva de luz en rayos  $\gamma$  (IBIS/ISGRI), rayos X (ASM/RXTE), y óptico (OMC) aparece en la figura 6.47. En óptico se aprecia la variación sinusoidal de la estrella compañera.

Según Prince et al. (1994) este sistema tiene excentricidad cero, un periodo de 1.700 167 412 días, y un origen de tiempos (de tipo espectroscópico, indicando el momento en el que la fuente se acerca al observador a mayor velocidad) de  $JD_0 = 2\,448\,800.537$ .

La ecuación 6.2 es una aproximación a la curva óptica plegada de la figura 6.48. Es un desarrollo de una serie de cosenos. Este ajuste está realizado con el programa `xmgrace`, y es matemáticamente bueno porque tiene un coeficiente de correlación igual a 0.92. La magnitud  $V_{3 \times 3}$  se mide en magnitudes, y  $x$  es la fase.

$$V_{3 \times 3} = 13.532 + 0.473 \cos[2\pi(x - 0.723)] + 0.134 \cos[4\pi(x - 0.723)] + 0.020 \cos[6\pi(x - 0.723)] \quad (6.2)$$

La curva de luz óptica puesta en fase se muestra en la figura 6.48. Está plegada con el mejor periodo conocido. El periodo encontrado con los datos de OMC, minimizando la dispersión de los puntos puestos en fase, es de  $1.71 \pm 0.05$  días, consistente con el periodo de

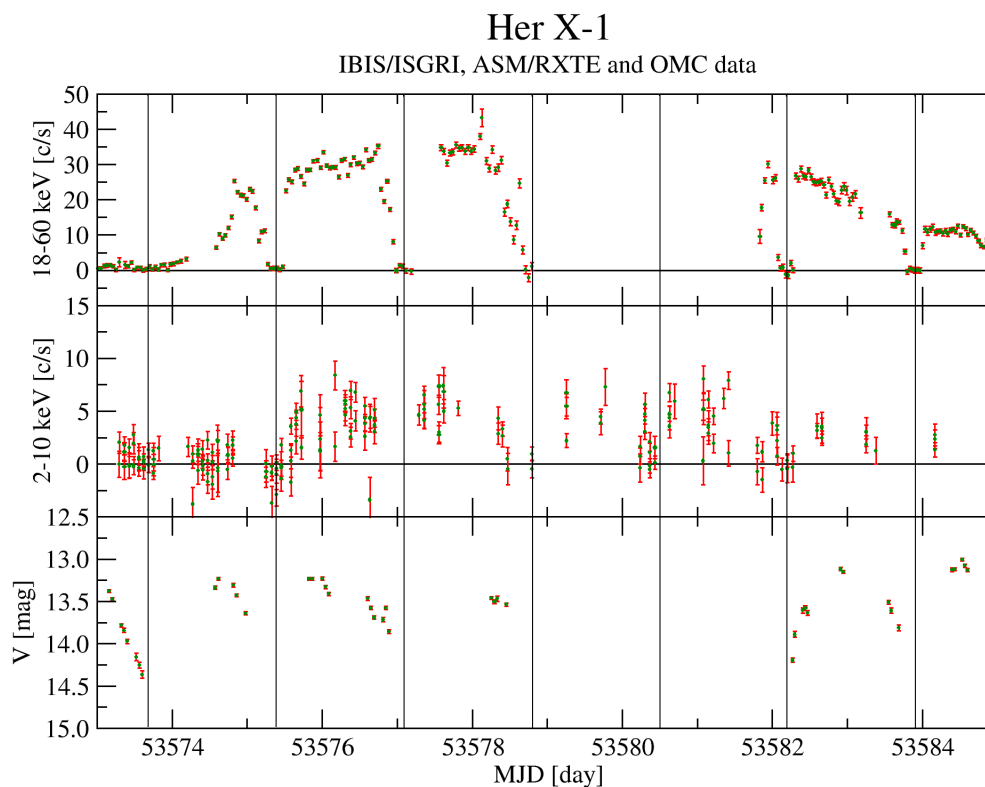


Figura 6.47: Curva de luz en rayos  $\gamma$ , rayos X, y óptico. Las ocultaciones en altas energías están marcadas con líneas verticales. Se aprecia que la curva óptica es repetitiva dentro de cada periodo de tiempo entre ocultaciones.

la bibliografía.

Teniendo en cuenta el origen espectroscópico de tiempos (Prince et al. (1994), ver dos párrafos más arriba), se encuentra que el mínimo en la curva óptica aparece en fase  $0.71 \pm 0.05$  espectroscópica. Utilizando el diagrama 6.49 se comprueba que en ese momento la estrella óptica se encuentra delante del objeto compacto, en el punto D. En este punto se alcanza el mínimo de emisión óptica por estar siendo observada la parte de la estrella no calentada por el objeto compacto. Además, en D se producen eclipses en la emisión en altas energías, debido a que la estrella se interpone entre el objeto compacto y el observador (Charles & Seward 1995).

En el punto B se alcanza el máximo de luminosidad óptica, por estar observando la parte de la estrella calentada por la emisión en altas energías del objeto compacto. La variación del flujo óptico recibido mientras la estrella viaja de B a D a través de C, y de D a B a través de A, es simétrica y suave, por ir desapareciendo (o apareciendo) poco a poco la parte enfrentada al objeto compacto de la visión del observador.

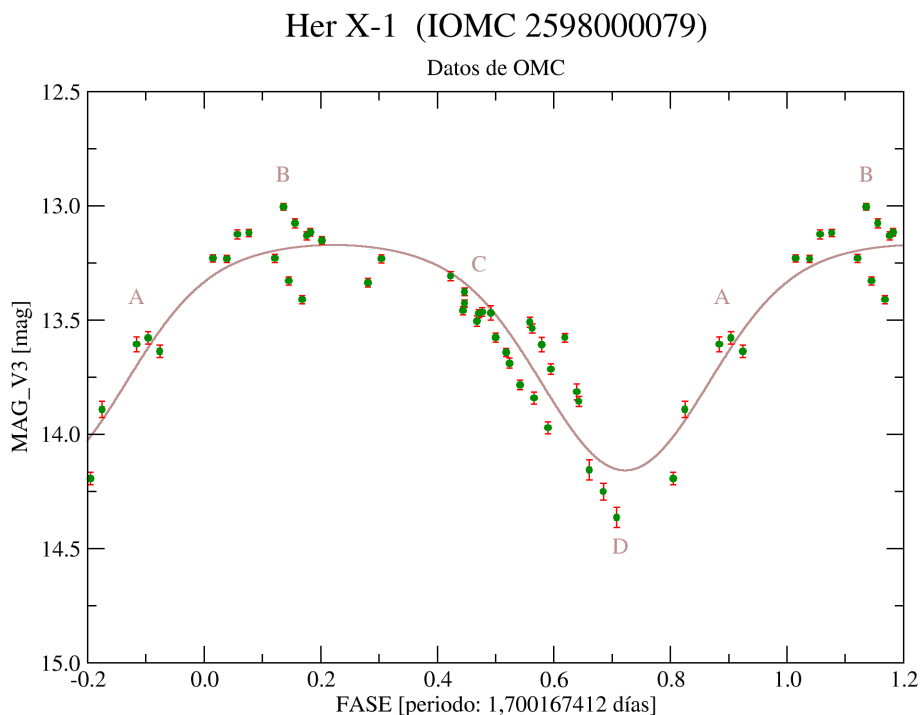


Figura 6.48: Curva de luz óptica de Her X-1, plegada en fase con la efemérides de Prince et al. (1994). Se ha realizado un ajuste a los datos con un desarrollo en serie (ver ecuación 6.2). Las letras indican las posiciones en el diagrama de la figura 6.49.

Además, según Reynolds et al. (1997), la estrella está siendo deformada por fuerzas de marea, que provocan que la sección eficaz para el observador sea máxima en A y C. Esto es una consecuencia de que la estrella está llenando su lóbulo de Roche. Aplicando la tercera ley de Kepler a este objeto, y utilizando los datos conocidos (la masa de los dos objetos es de  $\approx 3.5 M_{\odot}$ , el periodo orbital es de  $\approx 1.7$  días), se obtiene que los dos centros de masas de los objetos están separados  $\approx 9 R_{\odot}$ .

Las fuerzas de marea provocan que la sección eficaz sea máxima en A y C. Si este fuera el único efecto de la curva de luz, se observarían dos máximos iguales de luminosidad en la curva de luz en esos puntos. Además, el punto B sería junto con D un mínimo de luminosidad. Como hay que tener en cuenta el calentamiento de la cara de la estrella enfrentada al objeto compacto, que es además el efecto más importante, el punto B se convierte en el máximo de emisión óptica.

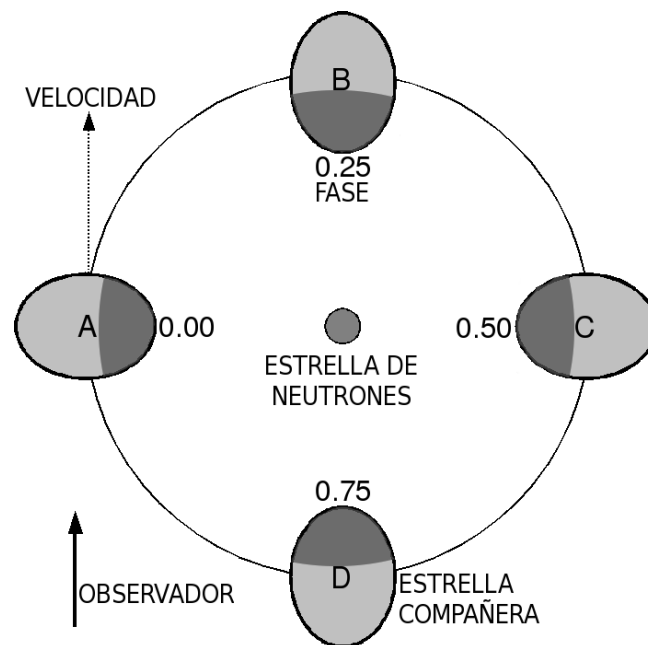


Figura 6.49: Esquema de la órbita de Her X-1, no a escala. Se considera al objeto compacto fijo en el centro y la estrella compañera orbitando a su alrededor. El observador se encuentra abajo en el infinito. La inclinación del sistema es de  $i = 88^\circ$ , por lo que el observador se encuentra casi en el plano de la órbita. El punto A marca el punto de fase cero, donde la velocidad de la estrella es máxima alejándose del observador (flecha punteada). Los demás números indican la fase espectral (Prince et al. 1994) de cada uno de los puntos de la órbita. El mínimo de la gráfica 6.48 (fase 0.00 en ella) se encuentra en fase  $0.71 \pm 0.05$  en este diagrama.

## 6.2 Variables cataclísmicas

Las variables cataclísmicas son sistemas binarios en los que una estrella relativamente normal está transfiriendo materia a su compañera enana blanca (Smith 2007). Esta interacción proporciona una gran variedad de comportamientos, de los cuales los más destacables son los estallidos que dan nombre a este tipo de objetos.

Este tipo de fuentes son conocidas desde hace cientos de años, aunque sólo a principios del siglo XX fueron claramente distinguidas de las supernovas, que es un fenómeno mucho más poderoso y diferente al de las novae. Según Smith (2007), las variables cataclísmicas se separan en tres grupos principales:

- Novae

Son un grupo de objetos muy similares entre sí, diferenciados principalmente por las velocidades de incremento y disminución del brillo de sus estallidos. Tomando como parámetro característico el tiempo necesario para que la nova pierda (debilita su luz) tres magnitudes de brillo óptico, hay novae en el intervalo entre unos pocos días hasta varios meses. Las novae más rápidas perdiendo magnitud (debilitándose) también incrementan su flujo rápidamente y tienen además estallidos de mayor amplitud. Las novae expulsan las capas externas de gas, que se expanden a velocidades del orden de 1000 km/s, y que gradualmente pasan a formar parte del medio interestelar. Hay dos subgrupos, las novae clásicas (sólo existe un estallido conocido) y las novae recurrentes (tiempos de recurrencia del orden de décadas o siglos).

- Novae enanas

El prototipo de este grupo es U Gem. Muestran estallidos semi-regulares con escalas de tiempo entre semanas y años, y con amplitudes de 4–5 magnitudes. Las curvas de luz de este grupo también muestran variabilidad asociada al periodo orbital, como la deformación de la estrella convencional debida a fuerzas de marea o incluso eclipses. Hay dos subclases, las de tipo Z Cam (que alternan periodos con estallidos con periodos de inactividad) y las SU UMa (que tienen sus estallidos habituales y de vez en cuando unos estallidos aún más potentes).

- Cataclísmicas magnéticas

Las enanas blancas magnéticas fueron detectadas por medidas de polarización en su emisión óptica. Su característica principal es un campo magnético muy fuerte (1000–8000 T). En algunos sistemas llega a apreciarse la división de las líneas de absorción de la enana blanca por efecto Zeeman. Es tan intenso el campo magnético, que fuerza al periodo de rotación de la enana blanca a girar al mismo ritmo que el periodo orbital. Estas fuentes son conocidas como “polares” o AM Her. No hay disco de acrecimiento. La potente magnetosfera obliga al plasma a seguir las líneas del campo hacia los polos, donde el material se concentra y se forma una columna de acrecimiento. La energía debida al impacto entre el plasma proveniente de las líneas del campo y la columna de acrecimiento es tal que la fuente llega a emitir en rayos X.

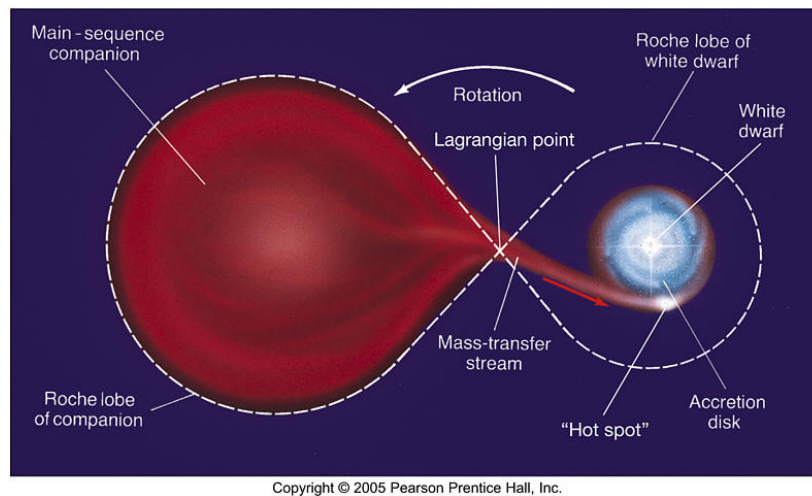


Figura 6.50: Esquema de una variable cataclísmica. Se muestra la enana blanca recibiendo materia de la estrella compañera que está llenando su lóbulo de Roche. La materia atraviesa el punto de Lagrange que se encuentra entre ambas estrellas, y debido a la rotación orbital el material forma un disco de acreción donde va perdiendo poco a poco su momento angular.

### 6.2.1 SS Cyg

Para OMC su identificador es 3196000059. Según la clasificación de Simbad estamos ante una nova enana. Según Samus et al. (2006) su magnitud máxima es  $V = 7.7$  y la mínima  $V = 12.4$ .

Este sistema binario está formado por una estrella de tipo K que está llenando su lóbulo de Roche y transfiere materia a una enana blanca por medio de un disco de acreción (Bitner et al. 2007). La curva de luz óptica muestra una variación elipsoidal debida a la estrella K, a la que se le añade emisión del disco y la enana blanca. Las masas derivadas son  $M_K = 0.55 \pm 0.13 M_{\odot}$  y  $M_{WD} = 0.82 \pm 0.19 M_{\odot}$  (Bitner et al. 2007).

Es la nova enana más brillante y una de las más brillantes de todas las variables cataclísmicas, por lo que ha sido observada en multitud de ocasiones. Su periodo orbital ha sido calculado de manera espectroscópica y es de 0.27513 días (Stover et al. 1980; Cowley et al. 1980). El tipo espectral de la estrella fría es K4–5 V (Smith & Dhillon 1998; Beuermann 2000).

Durante la quiescencia, el disco de acreción tiene una baja viscosidad y acumula masa, permaneciendo frío y poco luminoso. Cuando la densidad superficial del disco alcanza un valor crítico, la viscosidad se incrementa y aparece un flujo de masa que rápidamente pasa del disco a la enana blanca. Esta transferencia de materia implica la conversión de energía gravitatoria en calor y luminosidad del disco, generando los estallidos de la nova enana (Lasota 2001). Estos estallidos ocurren en promedio cada 49.47 días, con una dispersión de los tiempos ( $1\sigma$ ) de 15.38 días (Cannizzo & Mattei 1992).

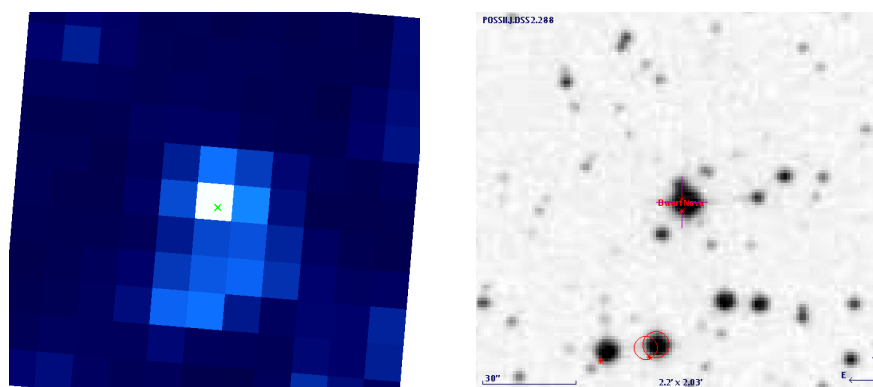


Figura 6.51: Campo de SS Cyg. A la izquierda OMC, la derecha se encuentra una imagen de DSS2 en filtro  $B$ , obtenida de Simbad.

Por parte de los instrumentos de la misión *INTEGRAL*, esta fuente ha sido detectada con IBIS/ISGRI y OMC, pero no con JEM-X. En el Tercer Catálogo de IBIS/ISGRI (Bird et al. 2007) se la detectó con  $17.8\sigma$  sobre el fondo en mapas de 17–30 keV. Con IBIS/ISGRI se han medido unos flujos promedio de  $F_{20-40 \text{ keV}} = 3.8 \pm 0.2 \text{ c/s}$  y  $F_{40-100 \text{ keV}} = 1.6 \pm 0.3 \text{ c/s}$ . Se han encontrado también datos de *ASM/RXTE*, en el rango de 2–10 keV. Y también hay datos de fotometría óptica de AAVSO (*American Association of Variable Star Observers*).

La figura 6.51 muestra el campo observado, tanto por OMC como por el DSS2. En la zona inferior izquierda del campo, a unos 3 píxeles de distancia, se encuentran las dos estrellas contaminantes con mayor flujo. Según el catálogo GSC2.3 sus magnitudes son  $V = 13.38$  y  $V = 13.50$ . Están lejos y sus magnitudes son incluso más débiles que SS Cyg durante su mínimo, por lo que no es de esperar efectos importantes debido a contaminación.

En la figura 6.52 se observa la evolución del campo a lo largo de 4 años de observaciones. SS Cyg es la fuente más brillante del campo. Cuando está en un estado apagado se aprecia que hay una leve contaminación, pero es débil y no afecta a la fotometría.

La figura 6.53 muestra toda la curva de luz disponible. La variación en el óptico alcanza las 4 magnitudes, que equivalen a un factor 40 en flujo. Los cambios de máximo a mínimo son rápidos, cuestión de días.

En la ampliación de la figura 6.54 se observa que en el estado apagado hay una modulación en la curva de luz óptica. Esta variación parece estar relacionada con el periodo del punto caliente del disco de acrecimiento, que orbita alrededor de la enana blanca relativamente deprisa Bitner et al. (2007). Por otro lado, se ha documentado una variación sinusoidal en la curva de luz óptica con dos máximos. Esto es debido a la deformación elipsoidal de la estrella K, y a la diferente sección eficaz de la estrella durante el periodo orbital Bitner et al. (2007). Pese a que se ha buscado, no se ha podido demostrar la presencia de esta variación con el periodo orbital en los datos de OMC.

En la ampliación de la figura 6.55 se observa que puede haber grandes variaciones en el

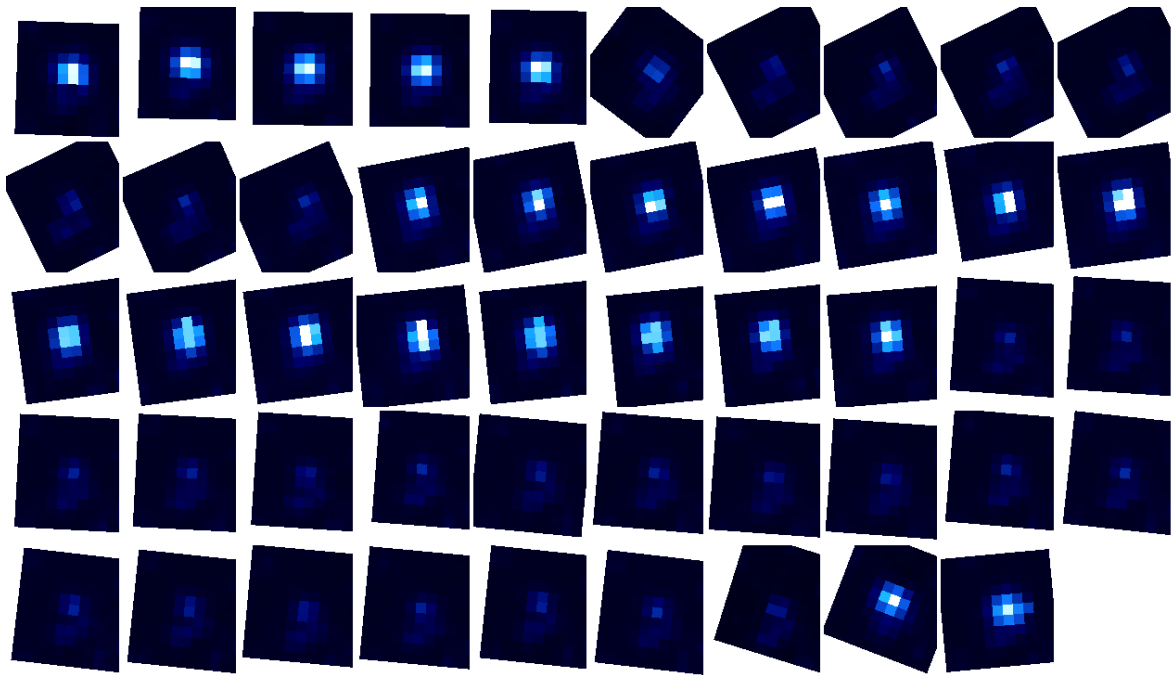


Figura 6.52: Evolución del campo de SS Cyg con el tiempo. Son las imágenes combinadas de cada ventana científica observada. Aunque estas imágenes han sido tomadas consecutivamente (de izquierda a derecha y después pasando a la fila inferior), pueden estar muy separadas en el tiempo. Para poder comparar con la figura 6.53, las primeras 5 imágenes brillantes están tomadas en  $MJD \approx 52750$ , las siguiente de brillo intermedio en  $MJD \approx 52800$ , las 7 siguientes apagadas en  $MJD \approx 53020$ , las 15 brillantes en  $MJD \approx 53050$ , las 18 débiles en  $MJD \approx 53130$ , la siguiente débil en  $MJD \approx 53250$ , y las dos últimas brillantes una en  $MJD \approx 53340$  y otra en  $MJD \approx 53850$ .

óptico, y sin embargo la emisión en rayos  $\gamma$  permanece indetectable. No parece haber relación entre ambos flujos.

La figura 6.56 muestra la curva de luz obtenida por AAVSO. Esta fuente ha sido muy observada por astrónomos aficionados, y se dispone de una curva de luz con más de 110 años de duración. La ventaja de OMC es que cuando ha observado, existen también datos simultáneos de altas energías tomados con los otros instrumentos de la misión *INTEGRAL*.

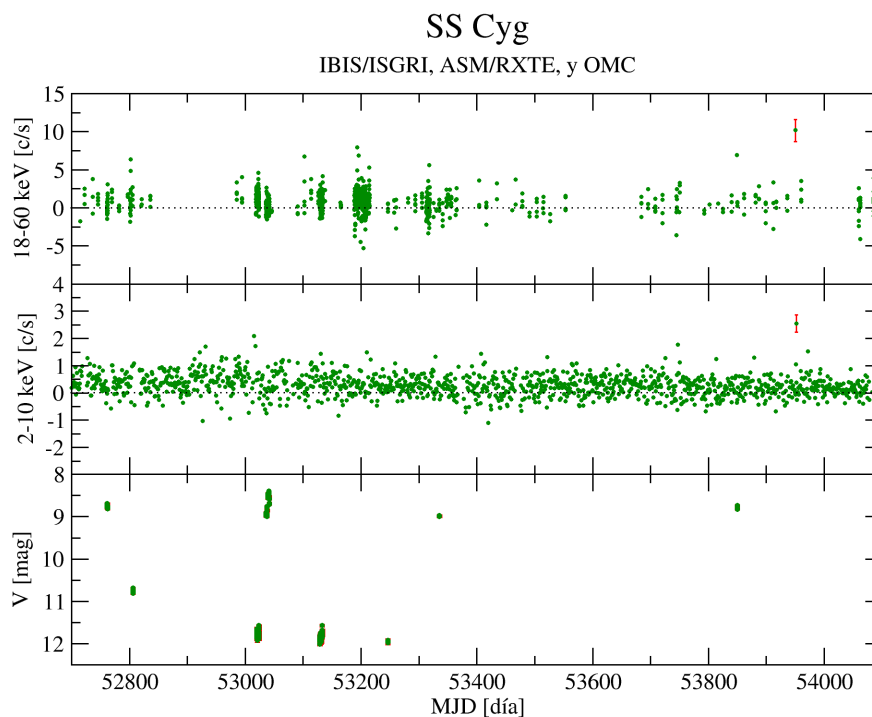


Figura 6.53: Curva de luz completa de SS Cyg en rayos  $\gamma$ , rayos X (ASM/RXTE, datos combinados por días), y óptico. No se aprecian tendencias a largo plazo en los datos de rayos  $\gamma$  y rayos X, pero sí en los ópticos. Los datos de estas gráficas se tomaron entre abril de 2003 y diciembre de 2006. Barras de error típicas se muestran para rayos  $\gamma$  y rayos X con un punto en la zona derecha de las gráficas. En los datos ópticos las barras de error están incluidas, pero son inapreciables.

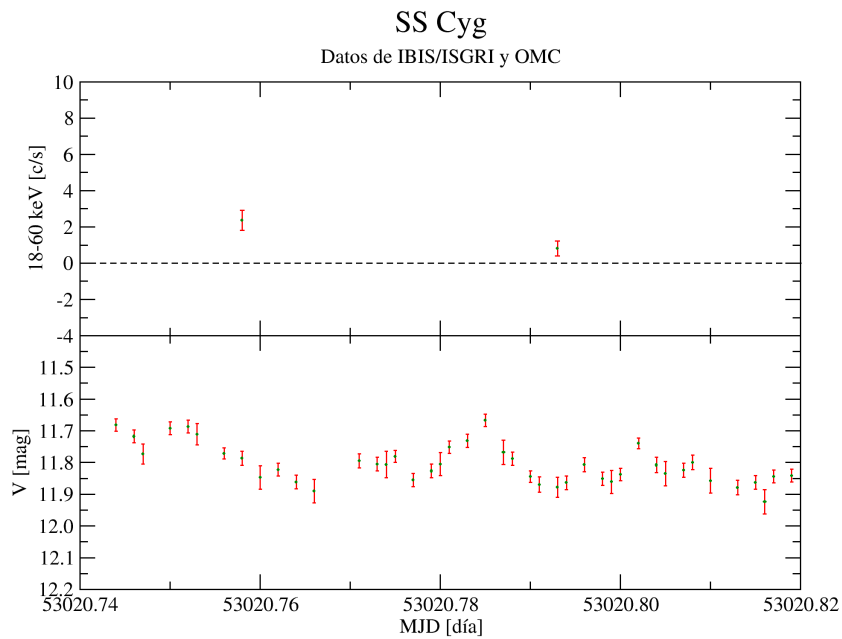


Figura 6.54: Curva de luz de SS Cyg en rayos  $\gamma$  y óptico. No hay datos disponibles en rayos X. Es la ampliación primera de la figura 6.53. En rayos  $\gamma$  sólo se tienen dos puntos fotométricos porque con IBIS/ISGRI se han promediado todos los puntos presentes en esas dos ventanas científicas. Los datos de OMC, sin embargo, no han necesitado ser combinados. Las variaciones que se aprecian (conviene recordar que 0.01 día es aproximadamente 15') podrían ser debidas al punto caliente *hot spot* del disco de acrecimiento, que está recibiendo el material de la estrella de tipo K. Este punto caliente se encuentra relativamente cerca de la enana blanca, por lo que tiene un periodo orbital mucho menor que el del propio sistema.

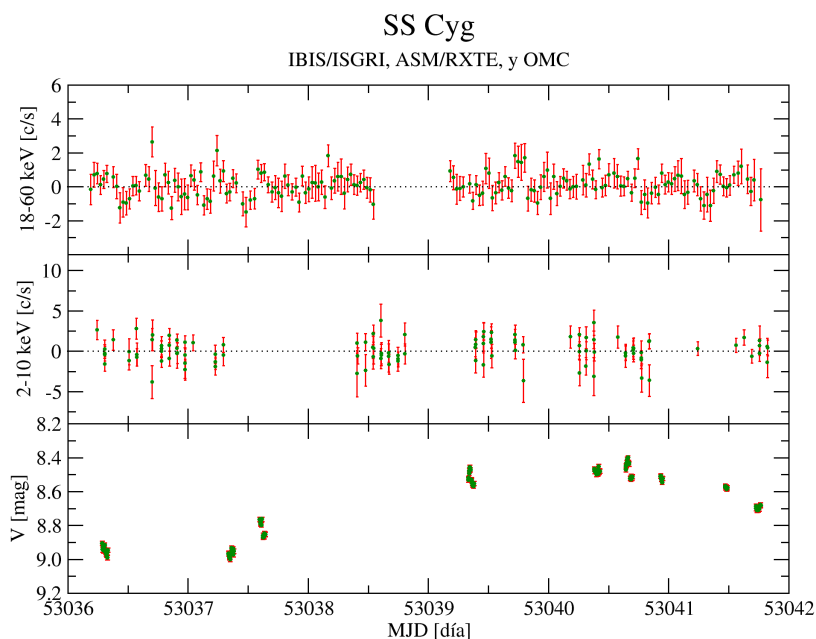


Figura 6.55: Curva de luz de SS Cyg en rayos  $\gamma$ , rayos X (ASM/*RXTE*, datos de observaciones individuales, *dwell by dwell*), y óptico. Ampliación segunda de la figura 6.54. En óptico podemos observar que la fuente se encuentra en un máximo, con la correspondiente subida y bajada de brillo. Sin embargo, en esta escala de tiempos tampoco se aprecia relación entre los diferentes rangos de energía.

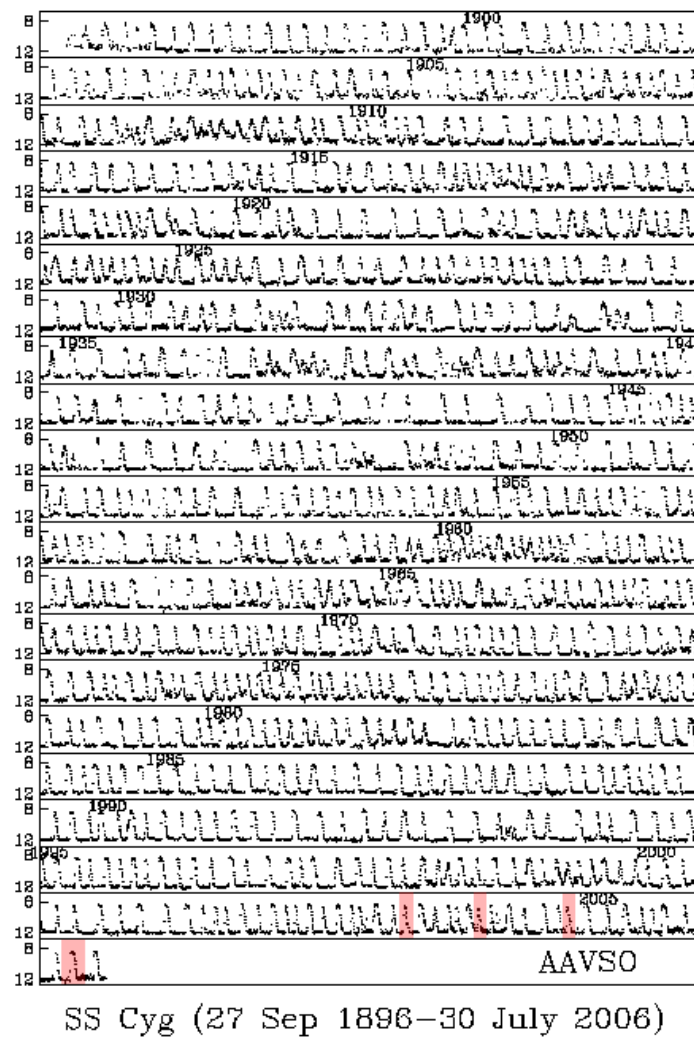


Figura 6.56: Curva de luz de SS Cyg en magnitud visual. La magnitud varía aproximadamente entre  $V = 7.7$  mag y  $V = 14.4$  mag. Se han marcado en rojo los máximos observados con OMC, presentes en la figura 6.53. Esta figura está basada en datos de astrónomos aficionados pertenecientes a asociación AAVSO. Cortesía de J. Cannizzo, a través de Smith (2007).

### 6.3 AGNs

Los AGNs son los núcleos activos de ciertas galaxias (*Active Galaxy Nuclei*). Son regiones compactas en el centro de ciertas galaxias que tienen una luminosidad mucho mayor de lo normal en todo el espectro electromagnético. La galaxia que hospeda a la AGN es la llamada galaxia activa.

De manera general puede decirse que la emisión óptica de las AGNs tiene dos componentes. Por un lado está la emisión “convencional”, entendida como la proveniente de las estrellas, el polvo y el gas interestelar de la galaxia. Por otro lado se tiene la emisión del núcleo activo, que puede llegar a ser la dominante para estos objetos.

Cuando esta emisión óptica del núcleo activo domina a la de la galaxia que la hospeda, se tiene un cuasar. La palabra cuasar (*QUASi-stellar*) indica que, observacionalmente, estas fuentes eran puntuales al igual que las estrellas individuales de nuestra propia galaxia.

El llamado “modelo unificado” es actualmente el aceptado por la comunidad científica (Antonucci 1993; Urry & Padovani 1995). Según este modelo, 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. El material al caer forma un disco de acrecimiento, debido a la conservación de momento angular. Es un mecanismo similar al encontrado en sistemas binarios de rayos X. El calentamiento por fricción causa que el material se transforme en plasma y genere un campo magnético. El acrecimiento es altamente eficiente para transformar materia en energía, pudiendo convertir hasta la mitad de la masa en reposo en energía (Charles & Seward 1995).

En la figura 6.57 se muestra la estructura de una AGN y los diferentes tipos existentes dependiendo del ángulo de visión del observador (el llamado modelo unificado). Los componentes del sistema son los siguientes (Holt et al. 1992):

- Agujero negro supermasivo con una masa de  $10^6 - 10^9 M_{\odot}$ . Se sitúa en el centro del objeto y su energía potencial gravitatoria es la razón de la alta luminosidad de la AGN. Como ejemplo, para el caso de un agujero negro de  $10^8 M_{\odot}$ , su radio es de  $3 \times 10^{11}$  metros.
- Disco de acrecimiento. Debido a la conservación de momento angular, la materia cae al agujero negro formando un disco de acrecimiento. El calentamiento por fricción genera emisión de origen térmico en ultravioleta y rayos X blandos. Para el caso de un agujero negro de  $10^8 M_{\odot}$ , el disco tiene un tamaño de  $1 - 30 \times 10^{12}$  metros.
- Región de líneas de emisión anchas. Debido al potencial gravitatorio del agujero negro, existen nubes de gas que se mueven muy rápidamente a su alrededor, ensanchando las líneas de emisión por efecto Doppler. De nuevo, para el caso particular de un agujero negro de  $10^8 M_{\odot}$ , esta región estaría localizada entre  $2 - 20 \times 10^{14}$  metros.
- Toroide de gas y polvo. Su radio más interno se encuentra a alrededor de  $10^{15}$  metros del agujero negro.

- Nubes de gas, que se mueven a velocidades inferiores a las descritas anteriormente y emiten, por tanto, líneas más estrechas. Esta región se encuentra entre  $10^{16} - 10^{18}$  metros.
- Chorros de partículas muy energéticas (se mueven a velocidades relativistas). Están muy colimados y producen emisión de origen sincrotrón detectables en radiofrecuencia. Se encuentran a escalas de  $10^{15} - 10^{22}$  metros, un factor 10 veces mayor que el tamaño de la galaxia más grande observada.

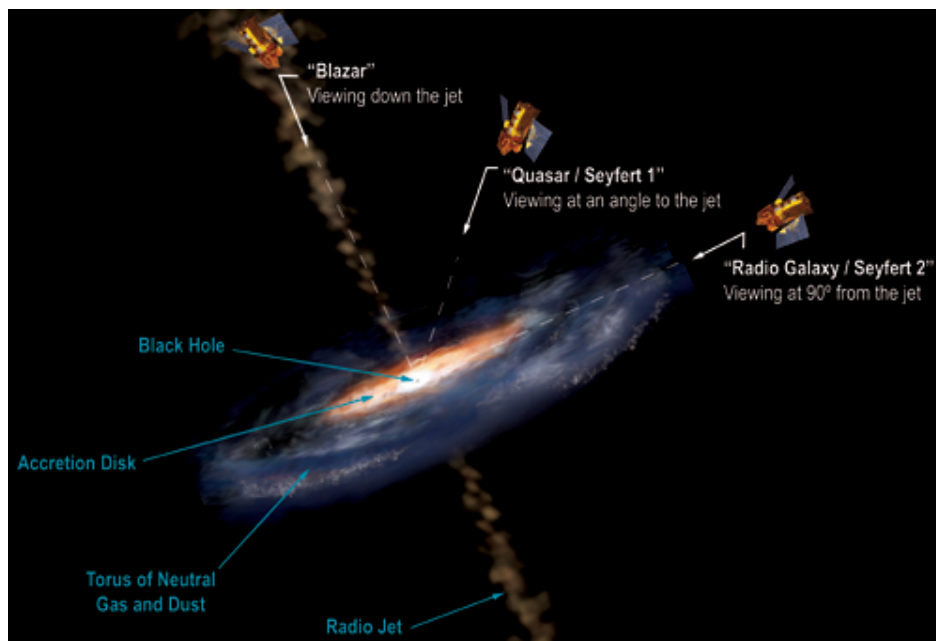


Figura 6.57: Estructura de las AGNs y sus diferentes tipos según el ángulo de observación. Cortesía de Aurore Simonnet (*Sonoma State University*).

Teniendo en cuenta la orientación del observador con respecto a la AGN, estos objetos se clasifican en los siguientes grupos (Antonucci 1993; Urry & Padovani 1995):

- Blazar. Los chorros relativistas apuntan directamente al observador.
- Seyfert 1. El ángulo de visión sobre el objeto permite observar líneas de emisión tanto anchas como estrechas.
- Seyfert 2. Únicamente son detectables líneas de emisión estrechas ya que la orientación sitúa al toroide oscureciendo las líneas anchas que se emiten cerca del agujero negro.

Con OMC se espera observar variabilidad sólo en el núcleo de la galaxia y no en el resto. Por ello, es en principio posible centrar la apertura tanto en el píxel más brillante como en las coordenadas del centro. Pero varias AGNs están en el Catálogo de Entrada de OMC como mosaicos, siendo observadas en varias cajas de  $11 \times 11$  píxeles, lo cual obliga a procesar los datos centrandos en las coordenadas y no en el píxel más brillante.

### 6.3.1 3C 273

3C 273 es el cuasar más brillante de la esfera celeste y es un buen ejemplo de los procesos que intervienen en las AGNs. Es un cuasar emisor en radio que muestra grandes variaciones de flujo en todas las longitudes de onda. 3C 273 tiene un chorro relativista y una estructura en radio que se extiende a largas distancias (Courvoisier 1998).

3C 273 ha sido muy observado en todas las longitudes de onda, gracias a encontrarse muy cercano al ecuador celeste. Sus coordenadas ecuatoriales son  $\alpha_{2000} = 12^{\text{h}} 20^{\text{m}} 6.7^{\text{s}}$  y  $\delta_{2000} = 2^{\circ} 3' 8''$ . Las coordenadas galácticas son  $l = 289.95^{\circ}$  y  $b = 64.36^{\circ}$ . Es un objeto extragaláctico situado lejos del plano de nuestra galaxia, lo que minimiza la absorción debida al gas y al polvo en la línea de visión. La magnitud media en V es 12.9 y su desplazamiento hacia el rojo es de  $z = 0.15834$  (Beckmann et al. 2006).

3C 273 es la segunda fuente de radio cuya contrapartida fue identificada (Hazard et al. 1963) y la primera para la cual sus líneas de emisión fueron identificadas con las líneas del hidrógeno desplazadas hacia el rojo (Schmidt 1963). Desde muy pronto se detectaron variaciones del flujo en radio (Dent 1965), posible emisión en rayos X (Friedman & Byram 1967), y un importante flujo en infrarrojo (Pacholczyk & Weymann 1968).

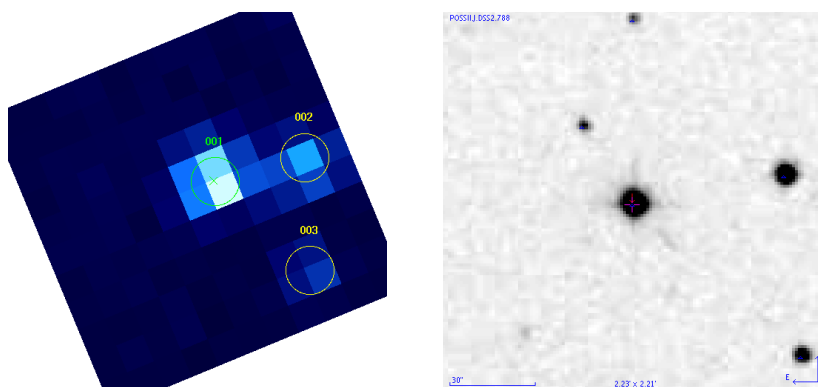


Figura 6.58: Campo de 3C 273, a la izquierda el visto por OMC, a la derecha DSS en filtro B.

En el óptico, la magnitud integrada de la galaxia que hospeda a la AGN es de  $V = 16.05$ ; del orden de 3 magnitudes menos que la emisión del propio núcleo activo (Bahcall et al. 1997).

Las galaxias Seyfert y los quasars generalmente se caracterizan por un exceso en la emisión óptica y ultravioleta, comparado con la extrapolación del espectro continuo infrarrojo. 3C 273 no es una excepción. Este exceso es el llamado “bulto azul” (*blue bump*).

Este exceso parece ser debido a emisión térmica de la superficie de un disco de acrecimiento ópticamente grueso pero geoméricamente delgado (Shields & Mushotzky 1979). La materia emite energía según pierde energía gravitatoria al caer en espiral hacia el centro (Shakura & Syunyaev 1973). El espectro emitido es la superposición de cuerpos negros de temperaturas que van decreciendo desde el radio más interior hasta el más exterior del disco. Ulrich et al.

(1980); Malkan & Sargent (1982) dedujeron a través de un modelo que la temperatura promedio más representativa del disco era de 21 000 K y 26 000 K respectivamente, teniendo el disco un tamaño del orden de  $10^{14}$  m.

Los modelos de disco de acrecimiento pueden ser parametrizados en función de la masa central del agujero negro y del ritmo de acrecimiento. Malkan (1983) dedujo una masa de  $2 - 5 \times 10^8 M_{\odot}$ . El ritmo de acrecimiento es de  $M = 4 - 12 M_{\odot}$ . La luminosidad calculada es ligeramente superior a la luminosidad de Eddington (la luminosidad para la cual la atracción gravitatoria es igual a la presión de radiación).

La emisión óptica y ultravioleta de 3C 273 varía en múltiples escalas de tiempo. Una forma de variación son los estallidos por emisión sincrotrón (*synchrotron flares*), que son fenómenos rápidos y violentos (Courvoisier 1998). Fuera de estos estallidos, la contribución de la emisión sincrotrón al óptico e infrarrojo es insignificante (Robson et al. 1986).

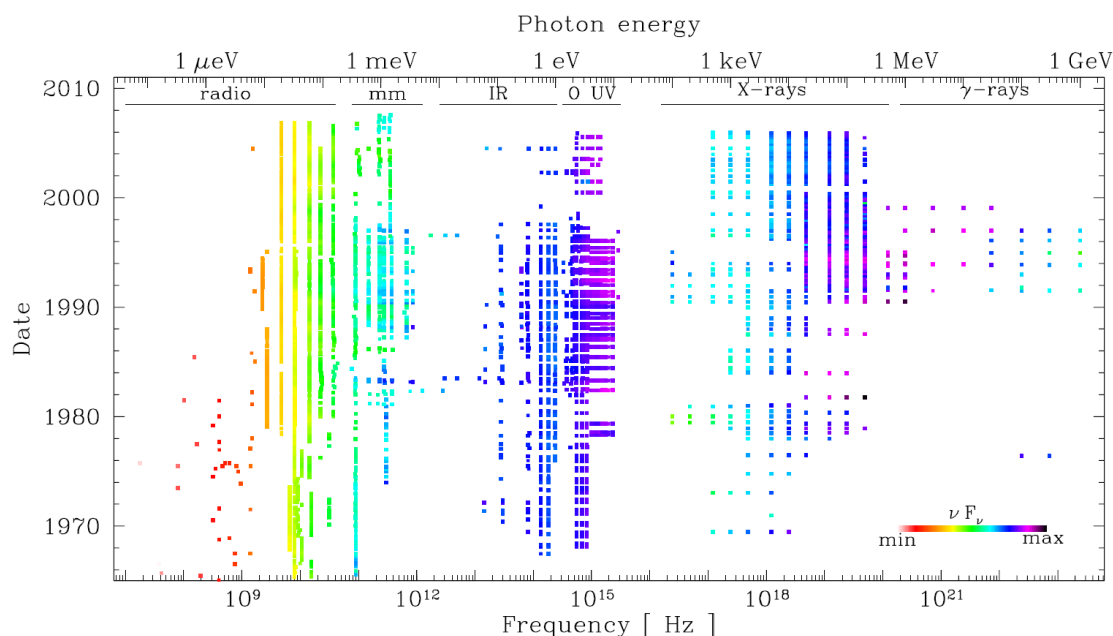


Figura 6.59: Ejemplo obtenido de la literatura de la curva de luz de 3C 273 en todas las longitudes de onda. Es un resumen de 40 años de observaciones, desde 10 MHz hasta 1 GeV. Son en total 70 curvas de luz independientes. La escala de color indica la intensidad relativa del flujo observado, medido en  $\nu \log F_{\nu}$ . Parte de los datos ópticos han sido obtenidos con OMC (la longitud de onda de 550 nm equivale a  $5.5 \cdot 10^{14}$  Hz y a 2.3 eV). Gráfica obtenida de Soldi et al. (2008).

La figura 6.60 muestra todos los puntos fotométricos disponibles con IBIS/ISGRI y OMC. Los puntos fotométricos de IBIS/ISGRI está promediados a uno por ventana de observación. Los puntos de OMC han sido procesados con el parámetro `timestep=630` (se combinan los datos ópticos hasta totalizar una observación equivalente a unos 630 segundos desde el comienzo de la primera toma hasta el final de la última toma). Todas las observaciones son simultáneas, excepto las realizadas en  $MJD = 52650$ , porque están realizadas en modo *staring* y esto dificulta el obtener una curva de luz para IBIS/ISGRI. De cualquier modo, la

emisión en ambas longitudes de onda se ha mantenido al mismo nivel durante los últimos 3 años, con pequeñas variaciones.

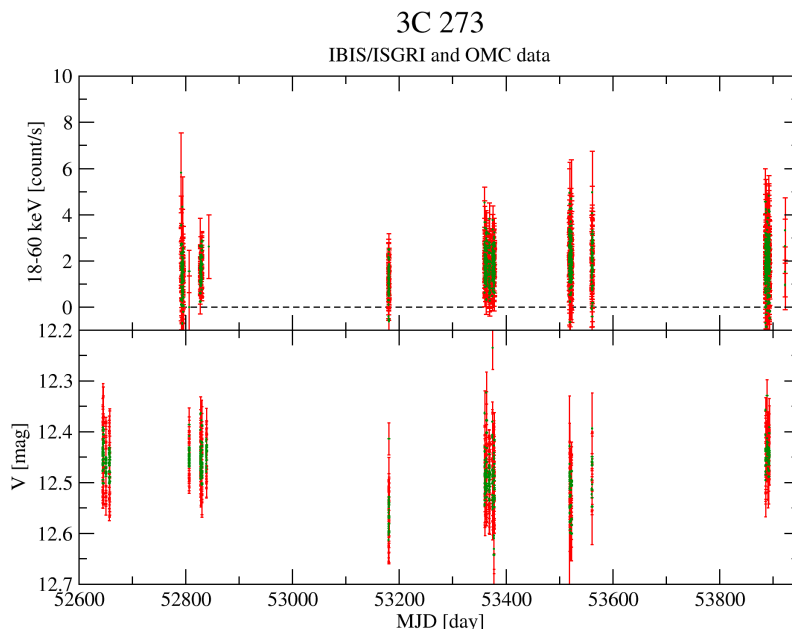


Figura 6.60: Curva de luz completa de 3C 273.

Las figuras 6.61 y 6.62 muestran que no se aprecian variaciones a simple vista en las curvas de luz. No parece haber tampoco ninguna relación entre la emisión en rayos  $\gamma$  y la óptica. La emisión de IBIS/ISGRI se mantiene en ambos casos del orden de 2 cuentas por segundo, y la magnitud en  $V = 12.5$  mag.

En la figura 6.63 se muestran los periodogramas Scargle tanto de la emisión de rayos  $\gamma$  como la óptica. En el caso de los datos de OMC, hay dos periodos que destacan: 26.9 horas y 2.87 horas. En el caso de IBIS/ISGRI se tienen 14.4 días y 10.4 días. Estos dos periodos se encuentran también en la emisión óptica. También existe un pico prominente en 100m en la curva de IBIS/ISGRI.

La figura 6.64 muestra un diagrama del flujo instrumental detectado con IBIS/ISGRI en función del flujo detectado con OMC. No parece haber ninguna relación entre ambos intervalos de energía, aunque hay que tener en cuenta que las barras de error son relativamente grandes.

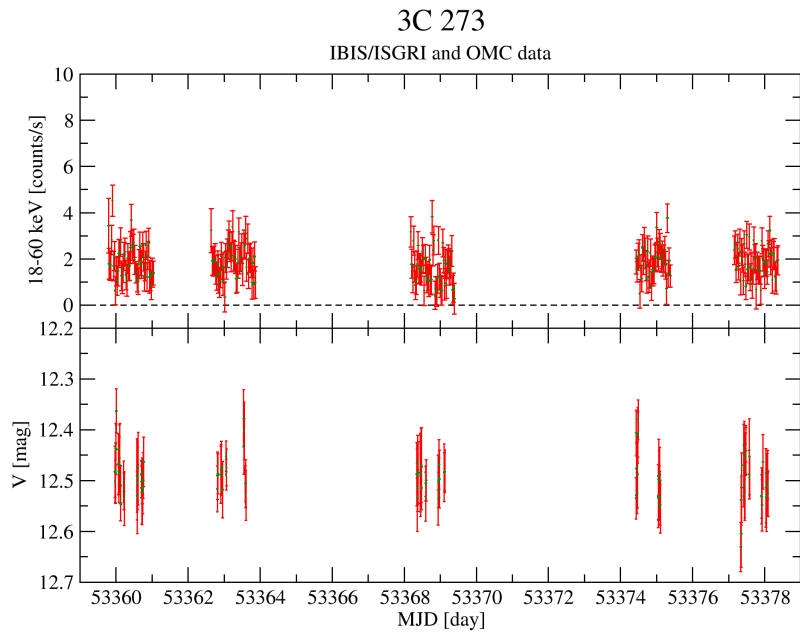


Figura 6.61: Curva de luz de 3C 273, ampliación primera de la figura 6.60.

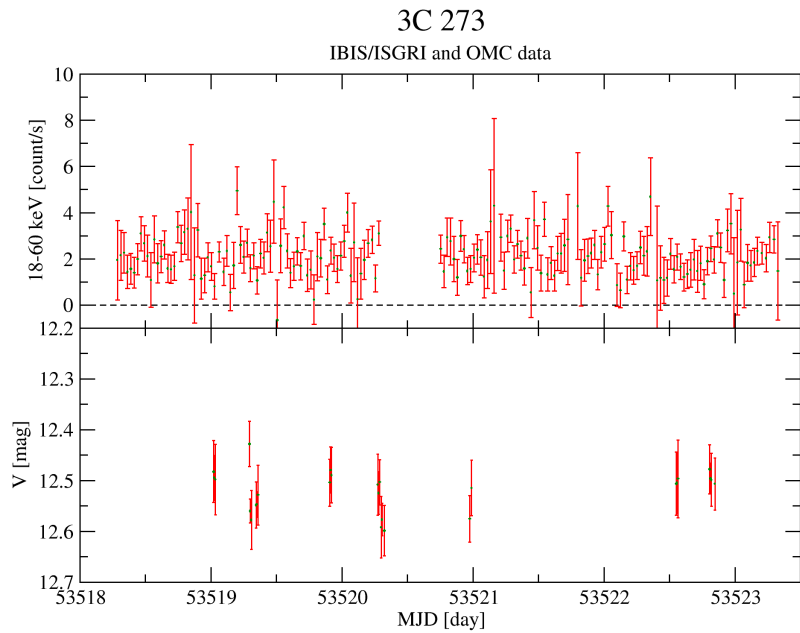


Figura 6.62: Curva de luz de 3C 273, ampliación segunda de la figura 6.60.

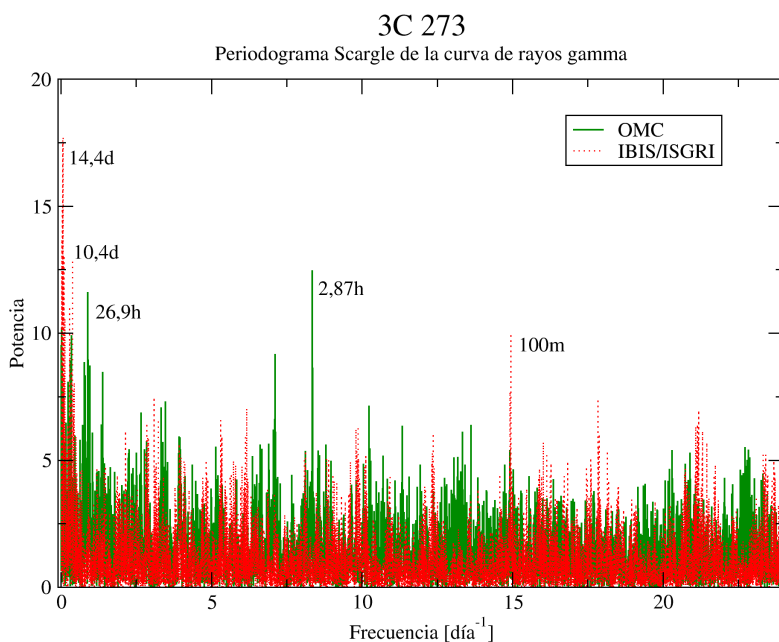


Figura 6.63: Periodograma Scargle de 3C 273. En verde, datos ópticos de OMC. En rojo, datos de rayos  $\gamma$  de IBIS/ISGRI. Los picos de 14.4 días y 10.4 días coinciden en ambas longitudes de onda.

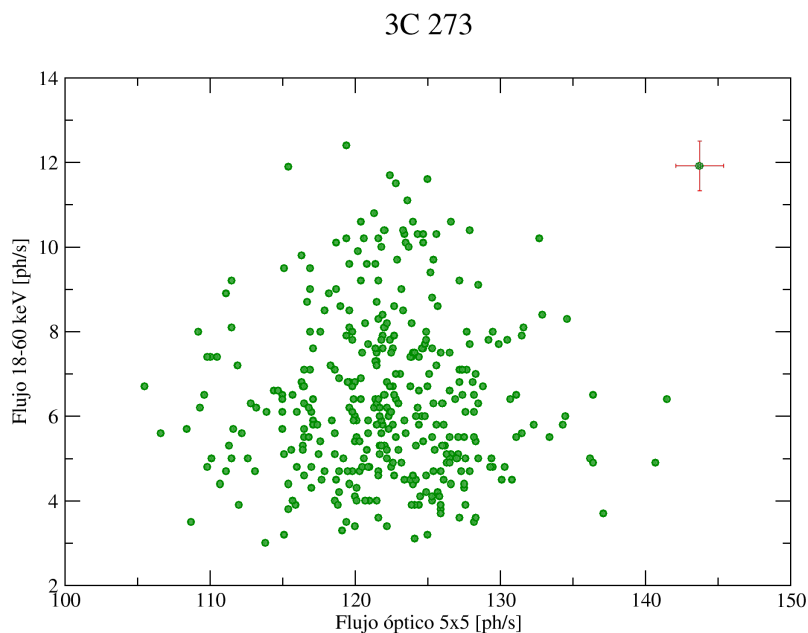


Figura 6.64: Diagrama de rayos  $\gamma$  en función del flujo óptico de 3C 273. Arriba a la derecha se muestra un punto ficticio con las barras de error típicas. Son en total 372 puntos fotométricos.

## 6.3.2 3C 279

El blazar 3C 279, también conocido como 1253–055, es un quasar ópticamente variable (OVV, *Optically Violent Variable*). Su desplazamiento hacia el rojo es de  $z = 0.5362 \pm 0.0004$  (Marziani et al. 1996).

Fue el primer quasar en el que aparentemente se encontró un movimiento superlumínico (Whitney et al. 1971; Unwin et al. 1989). El primero en el que se descubrió emisión en rayos  $\gamma$  (con EGRET, Hartman et al. (1992)) y una de las fuentes de rayos  $\gamma$  más brillantes del cielo (Kniffen et al. 1993; Hartman et al. 1996). Es fuertemente variable en rayos X (Lawson & McHardy 1999), y mapas de radio de alta resolución obtenidos con el VLBI muestran correlación entre los estallidos y el material siendo expulsado del núcleo (Wehrle et al. 2001).

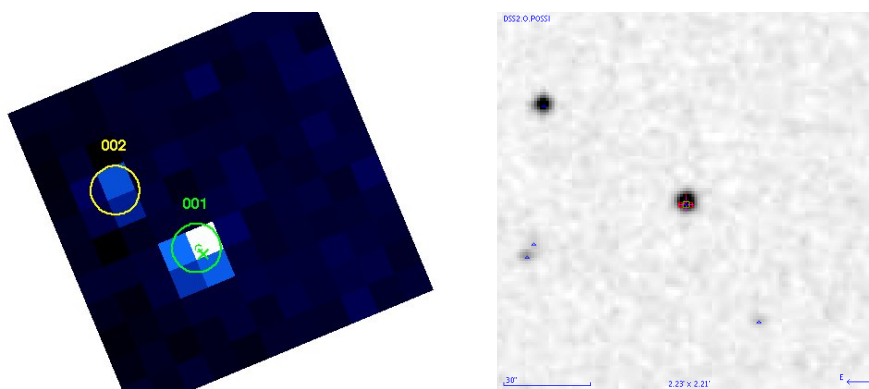


Figura 6.65: Campo de 3C 279, a la izquierda el visto por OMC, a la derecha DSS. Los círculos indican las fuentes detectadas por el algoritmo de procesamiento de mosaicos.

Esta fuente es variable en todas las longitudes de onda, y ha sido observada en múltiples campañas multifrecuencia (Netzer et al. 1994; Maraschi et al. 1994; Grandi et al. 1996; Hartman et al. 1996; Wehrle et al. 1998).

La emisión de baja frecuencia (entendida como radio, óptica, y ultravioleta) se considera producida por radiación sincrotrón por electrones del chorro relativista. La emisión de altas energías (rayos X y rayos  $\gamma$ ) podría ser producida por dos mecanismos. Por efecto Compton inverso, siendo la radiación de baja frecuencia dispersada por los mismos electrones responsables de la emisión sincrotrón (Böttcher et al. 2007). O bien por procesos relacionados con la aceleración de protones y electrones (Mücke et al. 2003).

Ópticamente, 3C 279 varía fuertemente en varias escalas de tiempo. Históricamente se han medido magnitudes  $B$  en el rango 11.3 – 18.0 (Netzer et al. 1994). Estudiando antiguas imágenes fotográficas (Sandage & Wyndham 1965) se han conseguido puntos fotométricos que retroceden en el tiempo hasta 1929 (Eachus & Liller 1975). Por esto, se disponen de unos 75 años de observaciones ópticas. Estos datos muestran el primer estallido conocido en 1936–1937.

Se han observado variaciones en las curvas de luz óptica con gran variedad de escalas

de tiempo. Las más extremas son variaciones dentro de un mismo día, con pérdidas de flujo de  $\leq 0.1$  mag/hora. Böttcher (2007) ha detectado variaciones de amplitudes  $\leq 0.5$  mag con escala de tiempos del orden de unos días.

La figura 6.66 muestra todos los puntos fotométricos disponibles por parte de OMC. Se aprecia el mínimo absoluto de la emisión óptica en  $MJD = 52793$ , con un flujo de  $2.2 \text{ e}^-/\text{s}$  ( $V \approx 16.8$  mag), y el máximo en  $MJD = 52892$ , con un flujo de  $14.7 \text{ e}^-/\text{s}$  ( $V \approx 14.8$  mag). Esto implica una diferencia en un factor 6.7 en flujo, o 2.1 magnitudes.

En la figura 6.67 se muestra un periodo de tiempo en el que la emisión fue constante tanto en rayos  $\gamma$  como en óptico.

La figura 6.68 muestra una ampliación de la figura 6.66. La recta de ajuste muestra que, en promedio, el flujo de la fuente ha caído desde  $9.6 \text{ e}^-/\text{s}$  hasta  $5.5 \text{ e}^-/\text{s}$  en 9 días. Esto denota que, aproximadamente, la fuente a pasado de tener una magnitud  $V \approx 15.2$  a  $V \approx 15.8$ , siendo una pérdida de 0.6 magnitudes ( $0.067$  mag/día). Este mismo intervalo ha sido observado también por Böttcher (2007) dentro de una campaña de 4 meses, habiendo encontrado una pérdida similar en filtro  $V$ . Durante el mismo intervalo de tiempo mostrado en la figura 6.68, Böttcher (2007) detectó en filtro  $R$  una pérdida de 1.1 magnitudes durante 13 días, con un ritmo diario de pérdida de magnitud de  $0.085$  mag/día.

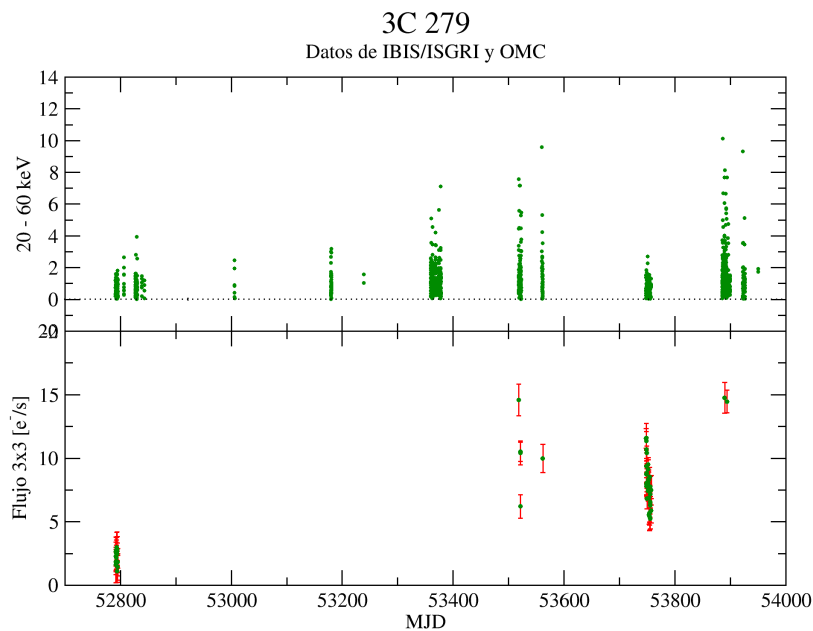


Figura 6.66: Curva de luz total de 3C 279. Son tres años de observaciones. Hay 1178 puntos fotométricos de IBIS/ISGRI, uno por cada ventana de observación. Por parte de OMC hay 62 puntos fotométricos, también uno por ventana de observación (datos procesados con el parámetro `timestep=9000`).

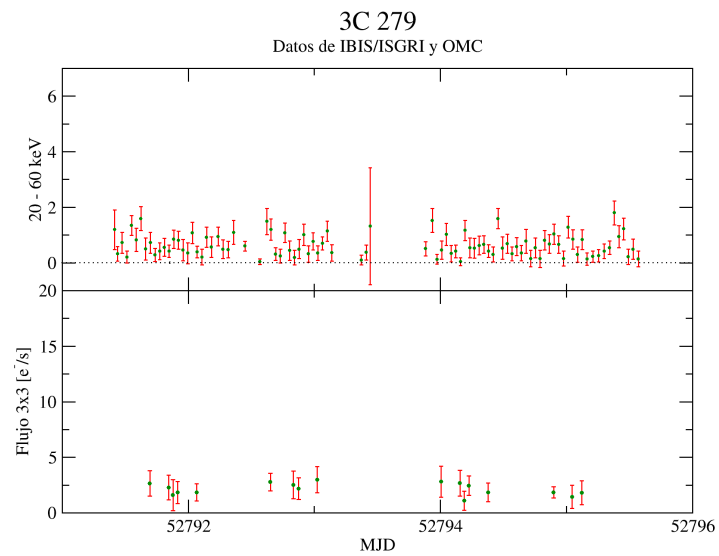


Figura 6.67: Curva de luz de 3C 279, ampliación primera de la figura 6.66.

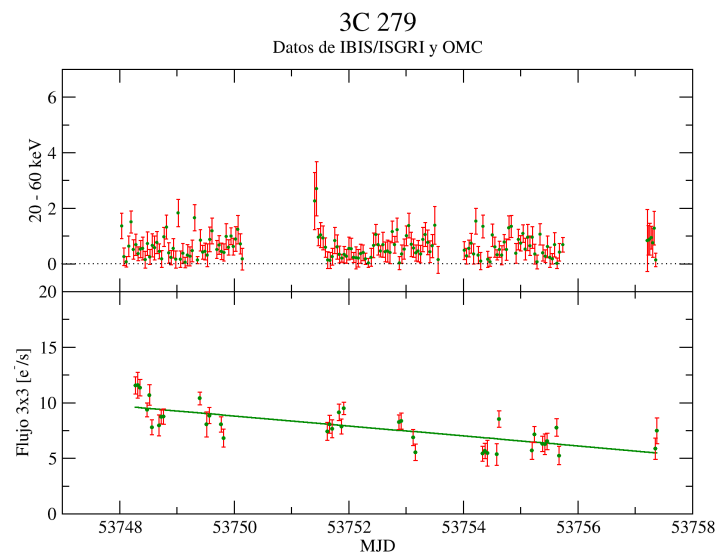


Figura 6.68: Curva de luz de 3C 279, ampliación segunda de la figura 6.66. Se muestra también una recta ajustada a los puntos ópticos, con un coeficiente de correlación de 0.73. La pendiente es de 0.067 mag/día.

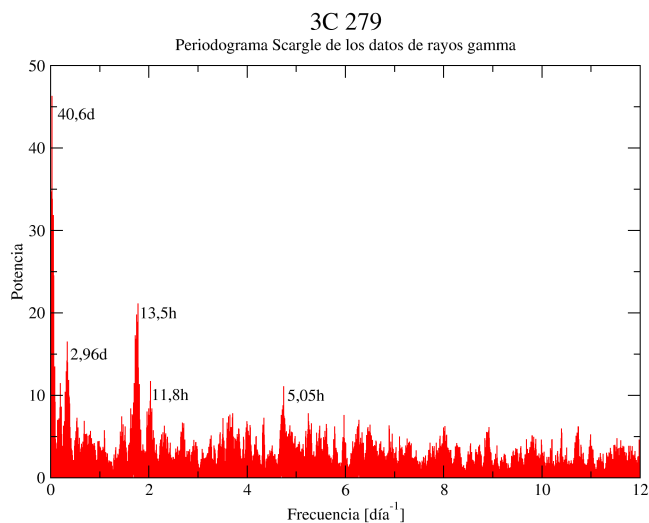


Figura 6.69: Periodograma Scargle de la curva de luz de rayos  $\gamma$  de 3C 279. Se muestran los periodos de los picos más representativos. El pico de 11.8 horas parece tratarse de la suma del de 13.5 horas y el de 2.96 días. El pico de 2.96 días podría ser un efecto parásito debido al periodo orbital de *INTEGRAL*. Por otro lado, cabría esperar un pico en 1d debido a que las observaciones se realizaron con un patrón de  $5 \times 5$ , con apuntados de 54 o 59 minutos (la duración exacta depende de la observación) de duración. Sin embargo, no hay ningún pico apreciable en 1d. Finalmente, quedan como periodos plausibles los de 40.6 días; 13.5 horas; y 5.05 horas.

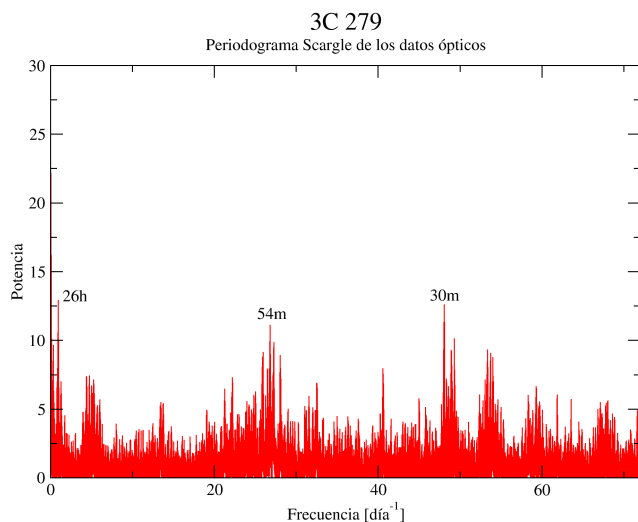


Figura 6.70: Periodograma Scargle de la curva de luz de óptica de 3C 279. Es una figura muy ruidosa. Se aprecian con claridad picos en 54 minutos y 30 minutos, que están provocados con gran probabilidad por efectos instrumentales (duración de las observaciones científicas). Aparece también un pico asociado a un posible periodo de 26 días.

La figura 6.69 muestra el periodograma Scargle de la curva del luz en rayos  $\gamma$ . Se han buscado periodos entre 2 horas (frecuencia de Nyquist) y 200 días (1/6 del tiempo entre la primera y la última observación). Los periodos representativos han resultado ser 40.6 días; 13.5 horas; y 5.05 horas.

### 6.3.3 NGC 4151

NGC 4151 es una de las AGNs más estudiadas. Esto se debe a que una de las más brillantes, con  $V \simeq 11$  mag y una luminosidad bolométrica de  $\approx 10^{44}$  erg/s. Además se encuentra relativamente cerca, a una distancia de 13.9 Mpc (según Pedlar et al. (1992) su velocidad radial heliocéntrica es de 998 km/s, y se asume  $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

Se trata de una galaxia Seyfert 1, y fue una de las galaxias originalmente identificadas por Seyfert (1943) por albergar un núcleo emitiendo unas líneas de emisión inusuales. En el óptico, la galaxia anfitriona se muestra como una espiral barrada observada de frente, con dos delgados brazos espirales (Arp 1977).

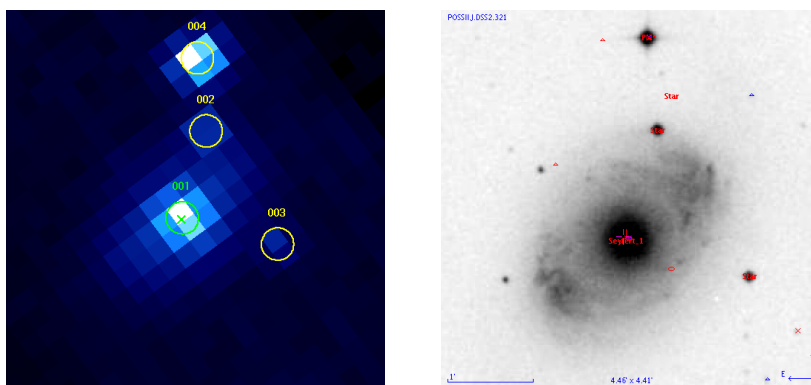


Figura 6.71: Campo de NGC 4151, a la izquierda el visto por OMC, a la derecha DSS en filtro B. Como se puede apreciar esta es una fuente extensa. Por ello hay que utilizar OSA con cautela al procesar esta fuente, porque está optimizado para fuentes puntuales. Los círculos indican las fuentes detectadas por el algoritmo de procesado de mosaicos.

Minezaki et al. (2004) encontró que el radio interno del toroide de polvo en NGC 4151 tiene  $\approx 0.04$  pc, con un cálculo basado en el retraso temporal entre las curvas de luz de filtro  $V$  (550 nm) y  $K$  ( $2.2 \mu\text{m}$ ).

En rayos X suaves, *Chandra* muestra un espectro complejo, incluyendo líneas de emisión de un medio absorbente muy ionizado (Kraemer et al. 2005).

Las observaciones de fotometría óptica comenzaron en 1906, y desde entonces se han realizado multitud de campañas (Yaqoob et al. 1993; Clavel et al. 1990; Maoz et al. 1991; Prestwich et al. 1992). El núcleo de NGC 4151 fue detectado como ópticamente variable por Fitch et al. (1967). Ha sido también el objetivo de una campaña multifrecuencia, con

observaciones de *IUE* (Crenshaw et al. 1996), ópticas terrestres (Kaspi et al. 1996), de altas energías (Warwick et al. 1996), y un análisis final (Edelson et al. 1996).

El encontrar periodicidades en la variación de la emisión de las AGNs es permite introducir ciertas cotas límite a los mecanismos físicos que producen la emisión.

Pacholczyk et al. (1983) encontró un posible periodo de 13.7 años, a través del espectro de potencias de la curva de luz disponible en aquel entonces. Posteriormente, Oknyanskij (1983) sugirió la existencia de un periodo de 16 años. Longo et al. (1996) no encontró ninguna periodicidad evidente utilizando análisis espectral. Después, Fan & Su (1999) analizaron todos los datos disponibles y obtuvieron un periodo de  $14.0 \pm 0.8$  años utilizando el método de Jurkevich (una variación del método PDM).

Recientemente, Guo et al. (2006) ha vuelto a reanalizar todos los datos y ha encontrado un posible periodo alrededor de 15.8 años. Oknyanskij & Lyuty (2007) también han utilizado la curva de luz histórica, con 1040 puntos fotométricos tras promediar y obtener uno por noche, y han obtenido un periodo de 15.6 años.

La microvariabilidad en las curvas de luz es comúnmente encontrada en AGNs emisoras en radio (*radio-loud*) y en blazars (Romero et al. 2002; Gupta et al. 2002; Villata et al. 2002), y recientemente también en AGNs no emisores en radio (*radio-quiet*, Stalin et al. (2004, 2005); Gupta & Joshi (2005)).

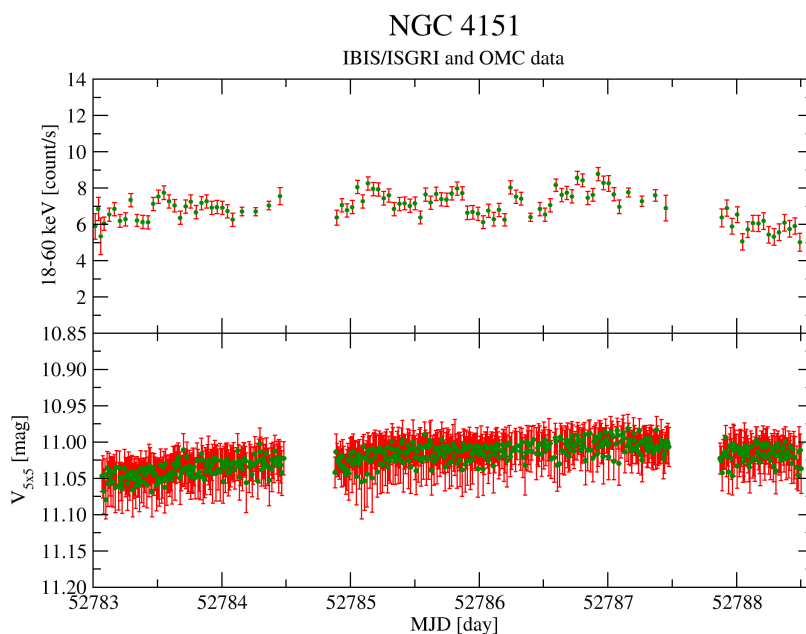


Figura 6.72: Curva de luz de NGC 4151. Arriba datos de IBIS/ISGRI, abajo de OMC procesados con el parámetro `timestep=630`.

En el caso de NGC 4151, Fitch et al. (1967) encontró que la magnitud en filtro  $U$  fluctuaba 0.15 mag durante una misma noche. McCollum et al. (1987) descubrieron que el continuo ultravioleta cayó durante sus observaciones un 38 % en 45 minutos. Lyutyi et al. (1989) publicaron variaciones rápidas (escala de tiempos de 15–30 minutos), con amplitud de 0.1 mag en la banda  $V$ , en 3 noches de 13 observadas ( $\approx 25\%$  del tiempo de observación). Durante observaciones de Guo et al. (2006), se encontró microvariabilidad en 1 noche de un total de 10 noches observadas.

En la gráfica 6.72 se aprecia la curva de luz obtenida con OMC y con IBIS/ISGRI. Las observaciones se realizaron durante una serie de tres apuntados consecutivos a unas coordenadas del cielo fijas (*starings*), sin seguir los habituales patrones de apuntados. Esto le permite a OMC obtener un buen recubrimiento temporal de la fuente, y una buena calidad de la fotometría. En la gráfica se aprecia que la curva de luz óptica tiene una pequeña variación a gran escala durante la duración de la observación. Esta variación es en cierta medida similar a la que también se aprecia en la emisión de 18–60 keV. En ambos casos la emisión aumenta al comienzo y decrece al terminar la observación, aunque muy levemente.

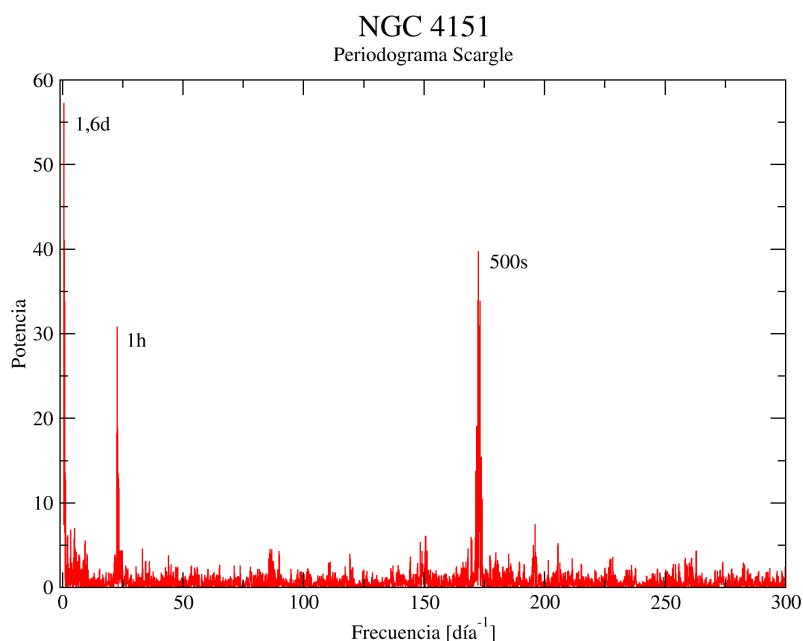


Figura 6.73: Periodograma Scargle de la emisión óptica de NGC 4151. Se aprecian tres picos claramente diferenciados. El de 1.6 días parece ser real y puede intuirse en la curva de luz de la figura 6.72. Los periodos de 1h y 500s son sin embargo instrumentales. El primero está asociado a la duración de una ventana de observación, y el segundo es la duración de un ciclo de 100, 100, 30, 100, y 10 segundos de exposición (mas los retardos entre cada toma de imágenes).

Se ha realizado un periodograma Scargle para buscar frecuencias en la curva de luz óptica. Se ha buscado entre  $0.5 \text{ día}^{-1}$  (2 días, para que haya al menos 3 periodos completos en la curva de luz disponible) y  $300 \text{ día}^{-1}$  (4.8 minutos). En la gráfica 6.73 se aprecia el pe-

riodograma. Se obtienen tres picos en frecuencia, que se corresponden con  $1.63 \pm 0.04$  días;  $63.37 \pm 0.04$  minutos; y unos 500 segundos. Los dos últimos periodos son instrumentales (duración de una ventana de observación en el primer caso, duración de un ciclo de exposiciones en el segundo). Sin embargo la frecuencia mayor parece ser real, y llega a intuirse en la curva de luz óptica 6.72.

Por último, reseñar que no se encuentra por tanto ningún pico de microvariabilidad destacable en la curva de luz óptica. Esto podría deberse a que la fuente no se encontraba en un momento activo (sólo lo está el 25 % del tiempo según Lyutyi et al. (1989), o un 10 % según Guo et al. (2006)).

Se han buscado también periodicidades en la curva de rayos  $\gamma$ , entre 2 horas (frecuencia de Nyquist) y 2 días, pero no se ha llegado a ningún resultado concluyente. El periodo de 1.63 días no se ha encontrado en los datos de rayos  $\gamma$ .

#### 6.3.4 ESO 328–36

ESO 328–36 está catalogada en Simbad como galaxia Seyfert 1. Por otro lado Véron-Cetty & Véron (2006) lo clasifica como un quasar, con un tipo espectral de galaxia Seyfert 1.8. El desplazamiento hacia el rojo medido es de  $z = 0.024$ , que implica una distancia de 100 Mpc (asumiendo  $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

ESO 328–36 ha sido detectada en el Tercer Catálogo de IBIS/ISGRI con una significancia de 5.2 en el rango de energías 18–60 keV. Es una fuente tan débil que se necesitó combinar todas las observaciones disponibles (en total 931 ks) para conseguir una relación señal–ruido suficiente. Su flujo en las bandas 20–40 keV y 40–100 keV es de  $0.8 \pm 0.2$  cuentas/s y  $0.6 \pm 0.3$  cuentas/s respectivamente (Bird et al. 2007).

No se han encontrado más referencias a ESO 328–36. Esta fuente está muy poco estudiada en la literatura.

Además, parece haber discrepancias en las coordenadas asignadas a esta fuente según los diferentes catálogos consultados.

Para Simbad, el *INTEGRAL General Reference Catalog*, y Kirhakos & Steiner (1990), las coordenadas se corresponden con un punto a mitad de camino entre la fuente 003 y la 006 de las figuras 6.74. Son las siguientes coordenadas (equinoccio 2000):

$$\begin{aligned} RA_{Simbad} &= 15\text{h } 14\text{m } 47\text{s} \\ DEC_{Simbad} &= -40^\circ 21' 31'' \end{aligned}$$

Además, Kirhakos & Steiner (1990) explica que la fuente IRAS 15115–4009 se compone de 2 galaxias a aproximadamente el mismo desplazamiento hacia el rojo. La componente A

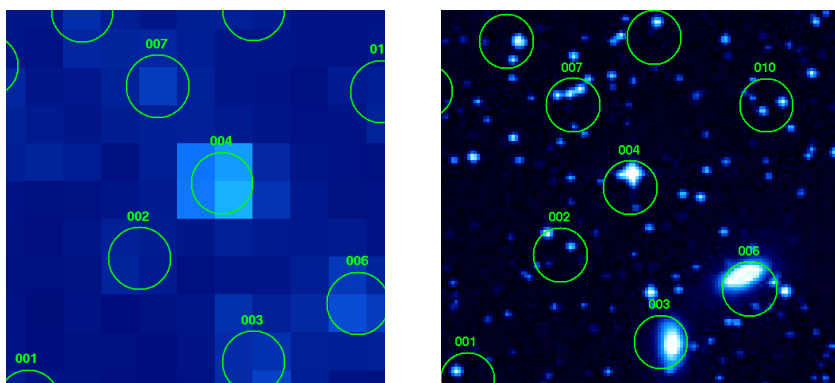


Figura 6.74: Campo de ESO 328–36, a la izquierda el visto por OMC, a la derecha DSS en filtro V. En círculos verdes aparecen las fuentes individuales detectadas mediante EFO.

(se refiere a ella como propiamente ESO 328–36), clasificada como galaxia Seyfert 1, es una elipse cuyo eje mayor está alineado en la dirección norte sur (ver campo en la figura 6.74). La componente B se encuentra a  $\approx 4.2$  pc de distancia ( $\simeq 1'$ ) hacia el noroeste de la componente A, y su desplazamiento hacia el rojo fue medido utilizando líneas de absorción.

Por otro lado, para el catálogo de quasars y AGNs (Véron-Cetty & Véron 2006) y para el Catálogo de Entrada de OMC (que se ha obtenido a partir de Véron-Cetty & Véron (2006)), las coordenadas son las siguientes (equinoccio 2000):

$$\begin{aligned} RA_{OMC} &= 15\text{h } 14\text{m } 50.7\text{s} \\ DEC_{OMC} &= -40^\circ 20' 23'' \end{aligned}$$

Sin embargo, en Simbad las coordenadas anteriores se corresponden con la estrella conocida como 2UCAC 14635025 (fuente 004 en la figuras 6.74). Esta estrella tiene una magnitud de catálogo de  $V_{UCAC2} = 12.0$  (medida en el intervalo de longitudes de onda 579–642 nm). Este objeto está catalogado como estrella por el catálogo GSC2.3. Según el catálogo USNO B1.0, sus magnitudes son  $B_{GSC2.3} = 13.31$  mag y  $R_{GSC2.3} = 11.10$  mag.

Las coordenadas del Tercer Catálogo de IBIS/ISGRI (Bird et al. 2007) dan otras coordenadas distintas a todas las mostradas previamente. Como el círculo de error calculado con IBIS/ISGRI para este objeto es de  $4.8'$ , todas las coordenadas dadas anteriormente se encuentran dentro de este círculo de error. En conclusión, se van a mostrar aquí los datos de rayos  $\gamma$  sin tener la certeza de qué fuente exactamente provienen, o incluso si es una emisión combinada de todas ellas.

$$\begin{aligned} RA_{Bird2007} &= 228.775^\circ \\ DEC_{Bird2007} &= -40.380^\circ \end{aligned}$$

Existe además un catálogo de objetos extragalácticos con líneas de emisión (Hewitt &

Burbidge 1991) que asigna otras coordenadas distintas a las anteriores. Sin embargo, hay que tener en cuenta que es un catálogo antiguo (17 años) y que las coordenadas se encuentran medidas en el equinoccio de 1950.

$$RA_{Hewitt1991} = 15\text{h } 11\text{m } 30\text{s}$$

$$DEC_{Hewitt1991} = -40^\circ 9' 0''$$

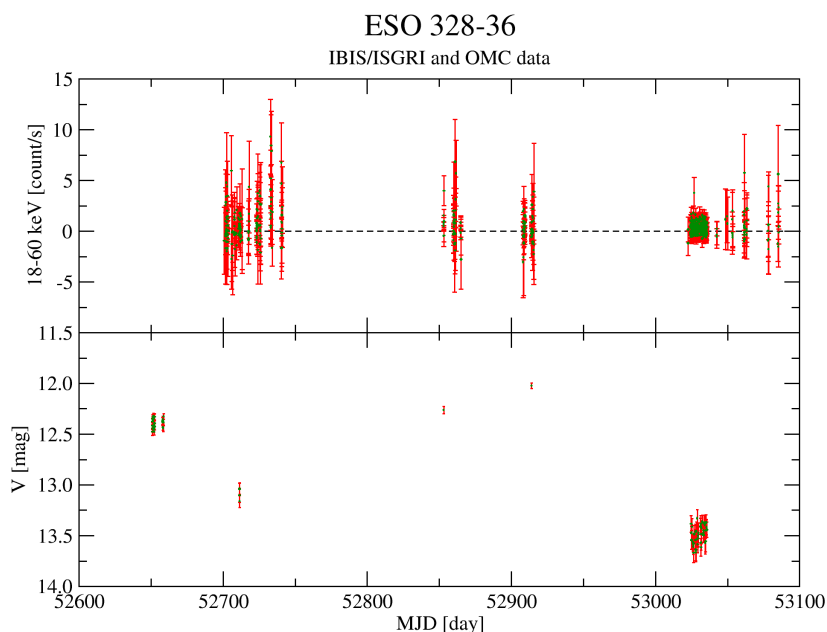


Figura 6.75: Curva de luz de ESO 328–36 en rayos  $\gamma$  y óptico.

Al calcular la fotometría de las fuentes presentes en los mosaicos (con el *software* EFO), se ha encontrado que la fuentes 003 y 006 (las dos componentes de IRAS 15115–4009 según Kirhakos & Steiner (1990)) están al límite de la detección para el procesamiento de los mosaicos. 003 y 006 tiene unas magnitudes promedio de  $V_{003} = 14.3 \pm 0.4$  mag y  $V_{006} = 13.8 \pm 0.3$  mag (estas medidas del error son la desviación típica de las medidas, no el error calculado de los puntos fotométricos, que es menor).

Sin embargo, sí que se ha calculado la fotometría de la fuente presente en las coordenadas del Catálogo de Entrada de OMC (la fuente 004, 2UCAC 14635025) porque ha resultado ser muy variable ( $V_{004} = 13.0 \pm 0.6$  mag, siendo 0.6 mag el valor de la dispersión de las medidas, un valor muy alto y que es debido a variaciones intrínsecas de la fuente y no al ruido de las medidas). Esta fuente no está catalogada como variable, por lo que esto ya es de por sí un descubrimiento. Muy probablemente esta fuente se trate de una estrella y todo consista en un error en las coordenadas dadas en el catálogo Véron-Cetty & Véron (2006).

En los datos ópticos obtenidos con OMC se aprecian variaciones mensuales en el flujo,

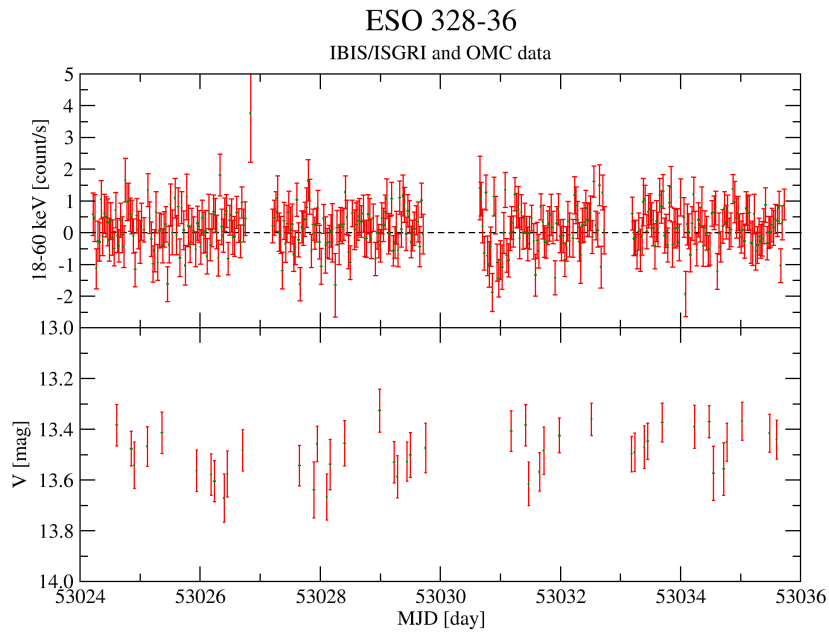


Figura 6.76: Curva de luz de ESO 328–36 en rayos  $\gamma$  y óptico. Es una ampliación de la figura 6.75.

que tal y como se puede apreciar en la figura 6.75 llegan a ser hasta un factor cuatro. Sin embargo en ningún momento la fuente es detectada en rayos  $\gamma$ . En la figura 6.76 se ha hecho una ampliación, mostrando un intervalo de tiempo con magnitud óptica constante y donde se aprecia mejor la indetectabilidad de la fuente en rayos  $\gamma$ .

En resumen, para esta fuente es necesario realizar espectroscopía y poder esclarecer así si se trata o no de un objeto extragaláctico, y qué tipo de objeto es. Probablemente se ha descubierto una nueva estrella variable, pero es necesario confirmarlo. La débil emisión de rayos  $\gamma$  mostrada podría ser debida a otra fuente.



## Capítulo 7

# Monitorización del Bulbo Galáctico

### 7.1 Introducción

Dentro de una colaboración con un proyecto liderado por Erik Kuulkers (perteneciente a ISOC, ESA/ESAC) se está monitorizando de forma automática la región del Bulbo Galáctico. Es el llamado *INTEGRAL Galactic Bulge Monitoring* (Kuulkers et al. 2007).

Las fuentes observadas con OMC provienen tanto del catálogo de altas energías del ISDC (*High Energy Catalog*, HEC, por Ebisawa et al. (2003), comentado en la sección 5.2), como también de otro conjunto de fuentes proporcionadas directamente por Erik Kuulkers. De este modo, no se ofrecen curvas automáticas de todas las fuentes observadas en esta región del cielo, sino sólo de aquellas que emiten en altas energías.

La región del Bulbo Galáctico es rica en fuentes de altas energías. Desde el 17 de febrero de 2005 se está monitorizando esta zona con los instrumentos del satélite *INTEGRAL*. Gracias al amplio campo de visión de los instrumentos se toman medidas simultáneas de una gran cantidad de fuentes. El proyecto se centra en obtener curvas de luz en altas energías, específicamente con los instrumentos IBIS/ISGRI y JEM-X. En la medida de lo posible, OMC proporciona curvas de luz simultáneas de la emisión en el óptico.

Hasta el momento (enero de 2008) ha habido 11 resultados lo suficientemente importantes como para enviar un comunicado a la comunidad astrofísica (ver los ATels publicados en la página 291).

Se observa esta región siempre que es visible para *INTEGRAL*, totalizando 2 meses consecutivos de observaciones y 4 meses sin observar. En la tabla 7.1 se muestran los intervalos de observación que se han realizado. Durante cada intervalo de visibilidad se realiza un apuntado hexagonal por revolución (cada revolución dura aproximadamente 3 días sidéreos). El patrón hexagonal consiste en 7 apuntados de media hora (totalizando 12.6 ks de observación), y se muestra en la figura 2.4. De este modo, IBIS/ISGRI proporciona un recubrimiento alrededor

del centro galáctico de un círculo de unos  $29^\circ$  de diámetro, JEM-X de  $6^\circ$  y OMC de  $11^\circ$ . Con el campo de visión parcialmente codificado se cubre aproximadamente la mitad de la población de binarias de rayos X con IBIS/ISGRI (in't Zand 2001, 2004).

Nº de sesión	Intervalos de revoluciones	Intervalos de fechas
1	0287 – 0307	18/febrero/2005 – 19/abril/2005
2	0347 – 0370	16/agosto/2005 – 26/octubre/2005
3	0406 – 0429	9/febrero/2006 – 21/abril/2006
4	0469 – 0492	16/agosto/2006 – 23/octubre/2006
5	0530 – 0552	14/febrero/2007 – 21/abril/2007
6	0592 – 0611	19/agosto/2007 – 14/octubre/2007
7	0651 – 0674	11/febrero/2008 – 23/abril/2008

Tabla 7.1: Intervalos de tiempo en los que se ha llevado a cabo el programa de observación del Bulbo Galáctico.

Dentro de este programa se obtienen curvas de luz de hasta 33 fuentes en el rango 20–60 KeV y 9 fuentes en el rango 60–150 keV, todas ellas con relación señal–ruido mejor que 7. En promedio, durante cada temporada de observación (unos 3 meses) se encuentra una fuente brillante ( $\geq 100$  mCrab, 20–60 keV) candidato a agujero negro, y 3 transitorios débiles ( $\leq 25$  mCrab, 20–60 KeV) debidos a estrellas de neutrones. Por parte de OMC, se están monitorizando del orden de 100 fuentes.

Como servicio a la comunidad, los datos de altas energías se hacen públicos tan pronto como es posible. Se procesan los datos de cada instrumento en dos rangos de energía distintos: 3–10 keV y 10–25 keV para JEM-X; y 18–40 keV y 40–100 keV para IBIS/ISGRI. Los datos procesados en ficheros ASCII, las curvas de luz, y las imágenes de los mosaicos pueden obtenerse de la página web de la Universidad de Southampton<sup>1</sup> o la del ISDC<sup>2</sup>). La información se encuentra disponible a las pocas horas de haberse realizado las observaciones.

Los datos mostrados en las páginas webs de la monitorización del Bulbo Galáctico sólo tienen en cuenta JEM-X e IBIS/ISGRI. No se considera SPI por la limitación en la resolución angular ( $2.5^\circ$ ), que complica el análisis por la cercanía entre fuentes. Tampoco se tiene en cuenta IBIS/PICsIT porque es sensible a fotones de energía  $> 175$  keV, y en este rango hay muy poco flujo. Por otro lado, hasta el momento los datos de OMC no se encuentran en las webs comentadas. Esto es debido a que el Bulbo Galáctico es un campo muy poblado de fuentes, lo cual provoca la contaminación de los flujos y la dificultad de estar completamente seguros de tratar con la contrapartida óptica de la fuente de altas energías.

<sup>1</sup><http://www.integral.soton.ac.uk/projects/bulge/welcome.html>

<sup>2</sup><http://isdc.unige.ch/Science/BULGE>

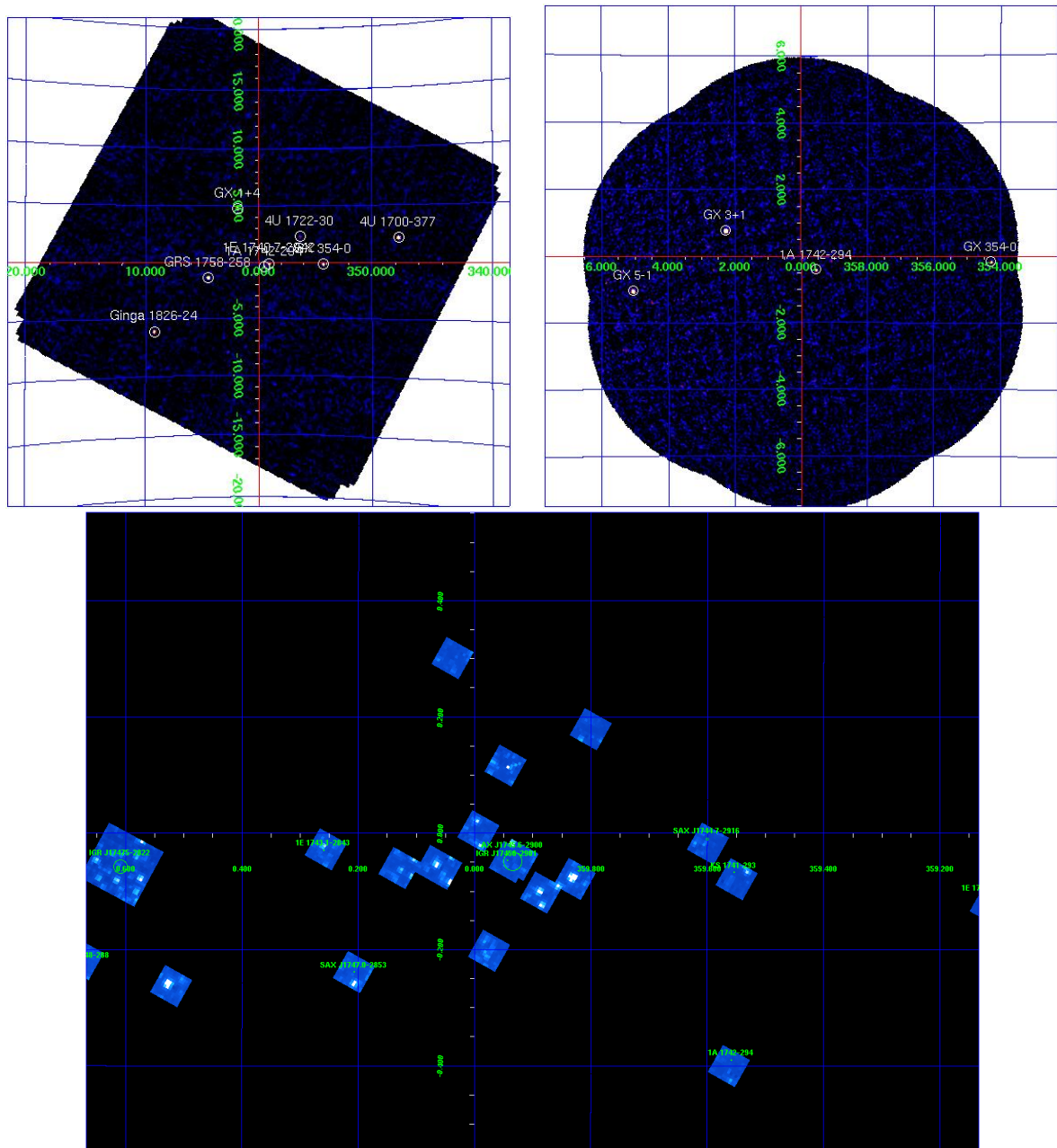


Figura 7.1: Campos de visión de los instrumentos de INTEGRAL en la región del Bulbo Galáctico. Arriba a la izquierda IBIS/ISGRI y a su derecha JEM-X. Debajo se encuentra una ampliación de la zona central observada con OMC. En esta última se pueden apreciar las ventanas habituales, de  $11 \times 11$  píxeles, y a la izquierda un mosaico de  $2 \times 2$  ventanas. Hay que tener en cuenta que los campos no están a escala. Mientras que el campo total observado por IBIS/ISGRI tiene una anchura de casi  $40^\circ$ , el de JEM-X tiene  $12^\circ$ , y el de OMC unos  $11^\circ$  (aunque la región aquí mostrada es una ampliación de sólo  $1.5^\circ$  de ancho).

Como comparativa, en la figura 7.1 se muestran unos ejemplos de los campos del Bulbo Galáctico observados con IBIS/ISGRI, JEM-X y OMC. Con IBIS/ISGRI y JEM-X sólo se observan unas pocas fuentes por campo.

Programas de monitorización en altas energías han sido llevados a cabo en el pasado (in't Zand 2001). Por ejemplo, entre 1990 y 1994 estuvo funcionando el instrumento SIGMA a bordo del satélite *GRANAT* (Sunyaev et al. 1993), pero tenía menor sensibilidad y resolución espacial que IBIS/ISGRI. En la actualidad existe el *RXTE Galactic Bulge Scans* (Swank & Markwardt 2001), pero también tiene una menor resolución y da problemas de confusión de fuentes en una región tan poblada como el Bulbo Galáctico.

## 7.2 Método

Por parte del grupo de OMC se están procesando todos los periodos con la versión 6.0 del software *Off-line Scientific Analysis* (OSA). La magnitud límite se encuentra entre  $V = 15 - 16$  mag, en detecciones de  $3\sigma$  de relación señal-ruido. El valor exacto depende del fondo del cielo y de la contaminación de la fuente, que puede llegar a ser muy importante en la región del Bulbo Galáctico. Para evitar la contaminación del flujo se realiza fotometría de abertura centrada en las coordenadas de la fuente, tomadas estas coordenadas del Catálogo de Entrada de OMC. Algunas de las estrellas son tan débiles que no tienen por qué estar detectadas por OMC. Esto es muy habitual en las fuentes del Bulbo Galáctico debido a la absorción del medio interestelar en esta región del cielo. A pesar de todo, OSA proporciona una medida de un flujo cercano a cero, dentro de las barras de error. Si se produjera un estallido en una de estas fuentes, es de esperar que se descubriera como un ligero incremento del flujo respecto del fondo.

De todo esto se deduce que es prioritario el disponer de unas coordenadas muy precisas. Tanto para evitar que haya varias fuentes dentro del círculo de error, como para poder extraer la fotometría exactamente del píxel que recibe la mayor parte del flujo. Además, como ya se ha explicado en la subsección 2.2.3, con OMC se envían a Tierra las ventanas del CCD de  $11 \times 11$  píxeles centradas en las fuentes que han sido planificadas previamente. Por ello, hay que conocer la posición de los objetos a priori. Estas fuentes deben estar incluidas en el catálogo de entrada de OMC. Esto implica que los objetos detectados recientemente por otros instrumentos y no introducidos todavía en el catálogo, y posibles estallidos en altas energías durante la observación (exceptuando GRBs que hacen pasar a OMC al modo *trigger*), no serán observados por OMC.

Desde un punto de vista técnico, las tareas automatizadas y realizadas diariamente dentro de la monitorización son:

1. Se buscan las observaciones científicas en las cuales se ha planificado observar el Bulbo Galáctico. Las demás se ignoran porque sólo el observador dispone de permiso para procesarlas.
2. Se procesan las observaciones científicas del párrafo anterior con datos *Near Real Time*. Estos son los primeros datos científicos que llegan. Se diferencian de los datos de archivo en que su prioridad es ser entregados rápidamente (apenas unas horas, frente a semanas de los datos de archivo) y que no han sufrido tantos chequeos para comprobar la consistencia de los datos.
3. Se utilizan varios métodos para calcular la fotometría, y conseguir así que el procesado automático tenga un rango de aplicación lo más general posible. Se centra siempre en las coordenadas de la fuente (parámetro `IMA_wcsFlag=yes` del procesado).
  - Se calcula la fotometría con 3 aberturas distintas (1, 3 y 5 píxeles de diámetro). A menor diámetro se disminuye el ruido de lectura y la probabilidad de tener un

rayo cósmico en alguno de los píxeles. Pero reducir demasiado el diámetro provoca errores en la determinación del flujo, debido a que parte del flujo de la fuente queda fuera de la abertura (FWHM medio es del orden de 1.3 píxeles).

- Se combina con 3 tiempos de exposición distintos. Estos tiempos de exposición son: `IMA_timestep=1` que no combina los datos en absoluto; `IMA_timestep=630` que combina todos excepto las tomas de 10 segundos, hasta completar unos 630 segundos de exposición; e `IMA_timestep=9000`, que combina sólo las exposiciones más largas (100 o 200 segundos) hasta acumular 9000 segundos (en la práctica está limitado por la duración de la observación científica, alrededor de 1800 segundos).
4. Se realizan automáticamente las gráficas de las curvas de luz, descartando los puntos fotométricos que están marcados como malos en la columna `PROBLEMS` del fichero `fits` de salida.
  5. Por último se han seleccionado los parámetros que producen la curva de luz que mejor puede representar a cada fuente. Se han seguido varias reglas prácticas:
    - Para fuentes brillantes y solitarias se selecciona una abertura grande. Normalmente la de 5 píxeles de diámetro, para integrar todo el flujo recibido. En aberturas menores parte del flujo de la fuente queda fuera del círculo de abertura.
    - Para fuentes extremadamente brillantes se seleccionan puntos sin combinar (con el parámetro `IMA_timestep=1`) y se utilizan sólo las exposiciones de 10 segundos, porque las exposiciones más largas saturarán. De este modo se consiguen curvas de luz de objetos con un brillo máximo de  $V = 7.2$ , que es donde empiezan a aparecer efectos de saturación en las tomas de 10 segundos.
    - Para fuentes contaminadas se seleccionan aberturas pequeñas (de 1 o 3 píxeles de diámetro), para disminuir el flujo de las fuentes cercanas.
    - Para fuentes débiles se toma una abertura de 3 píxeles (el ruido de lectura disminuye a menor abertura), y se combinan datos (ya sea con `IMA_timestep=630` o con `IMA_timestep=9000`) para ganar en relación señal-ruido.
    - Para fuentes extremadamente débiles se toma una abertura de 1 píxel y se combinan datos en toda la observación científica (`IMA_timestep=9000`). Estos resultados han de tomarse con mucho cuidado porque sólo se recibe el 20%–35% del flujo total de la fuente en el píxel central. Esto se tiene en cuenta en la fotometría y se corrige, pero el flujo medido es muy dependiente de la posición exacta del centro de la fuente dentro del píxel y pequeñas variaciones en la posición dan grandes diferencias en flujo.
    - Para fuentes con grandes círculos de error se toma la abertura más grande, la de 5 píxeles de diámetro de abertura. Así se consigue tener más probabilidades de que la fuente buscada esté dentro del círculo de abertura.

El análisis está funcionando en un modo automático. Las curvas de luz se generan en menos de un día desde que se realizan las exposiciones. Posteriormente, se inspeccionan visualmente las curvas por si hubiera algún hecho interesante.

Las fuentes se han subdividido en varios grupos, para poder analizar con mayor facilidad sus curvas de luz. Estos grupos se han creado de forma subjetiva, inspeccionando visualmente la curva de luz y el campo de cada objeto. Son muy similares a los grupos del catálogo (capítulo 5), pero no iguales.

- Fuentes con contrapartida óptica conocida  
Estas son las que más nos interesan. Son fuentes en las que la literatura confirma que la fuente de la cual estamos extrayendo la fotometría es la contrapartida de la de altas energías.
- Fuentes de las que OMC observa su probable contrapartida  
Se está obteniendo la fotometría de una fuente centrada en el círculo de error, con un radio de error de un par de píxeles, aparentemente sin fuentes contaminantes. Es un buen candidato.
- Fuentes con coordenadas precisas pero contaminadas  
Nuestra fuente tiene errores pequeños en coordenadas, pero se encuentra en un campo contaminado por el flujo de al menos otra fuente. Hay que tener cuidado, porque pequeñas variaciones en el apuntado del satélite (que varía ligeramente de una exposición a otra) pueden provocar variaciones en el flujo contaminante y aparentar ser variaciones de flujo reales. También se pueden encontrar efectos con periodicidad anual, debidos a la rotación del campo.
- Fuentes no detectadas  
Las coordenadas tienen un error muy pequeño, y no hay ninguna fuente detectada en ese punto. Se espera al menos poder detectar un estallido en el caso de que se produzca.
- Fuentes con precisión astrométrica media  
El círculo de error de estas fuentes es menor o igual a unos 2.5 píxeles de radio. Como la mayor abertura fotométrica utilizada en OSA tiene 2.5 píxeles de radio, se espera poder detectar estallidos en fuentes interiores a ese círculo de error. Serán detectadas como incrementos en el flujo total, que muy posiblemente estará contaminado por otras fuentes del campo.
- Fuentes con mala precisión astrométrica  
El círculo de error es enorme, mayor que 2.5 píxeles de radio. Esta curva de luz es improbable que muestre algo útil porque hay muchas fuentes ópticas dentro del círculo de error.

Algunas de las contrapartidas ópticas observadas con OMC en este programa son fuentes *ROSAT* de altas energías (rayos X blandos) que no han sido detectadas por los demás instrumentos de *INTEGRAL*. Esto es debido a dos razones. Por un lado a que IBIS/ISGRI trabaja en un rango más energético, en rayos X duros y rayos  $\gamma$  blandos. Por otro lado, JEM-X podría haber detectado esas fuentes, pero tiene poca sensibilidad.

### 7.3 Resultados seleccionados

Las 115 fuentes monitorizadas con OMC aparecen en el apéndice F. Están subdivididas en grupos, mostrando el campo visto con OMC y la curva de luz según se ha obtenido de los programas automáticos.

Grupo de fuentes	Número
Con contrapartida detectada por OMC	5
Con probable contrapartida detectada por OMC	3
Con contrapartida pero contaminada	20
No detectada por OMC	22
Con error medio en coordenadas	42
Con error grande en coordenadas	22
Satura las exposiciones de 10 segundos	1
<b>Total de objetos monitorizados</b>	<b>115</b>

Tabla 7.2: Estadística de fuentes monitorizadas en el programa del Bulbo Galáctico.

#### 7.3.1 IGR J17544–2619

IGR J17544–2619 es una fuente transitoria (Pellizza et al. 2006) cercana al centro galáctico ( $l = 3.24^\circ$ ,  $b = -0.34^\circ$ ). Es un buen ejemplo de un grupo de objetos descubiertos recientemente por *INTEGRAL* y *RXTE* en el entorno del centro galáctico (Negueruela 2004; Kuulkers 2005). Estas fuentes presentan un espectro de rayos X duros, normalmente interpretados como debidos a una fuerte absorción por un disco circunestelar. Los parámetros de sus espectros continuos de altas energías son típicos de estrellas de neutrones o agujeros negros. Se sospecha que se trata de HMXB dentro de un medio muy absorbente.

Se conocen dos estallidos suyos el día 17/septiembre/2003 ( $MJD = 52\,899.5$ ;  $IJD = 1355.5$ ). El primero de ellos duró alrededor de 2 horas (Sunyaev et al. 2003), y el segundo de ellos duró unas 8 horas (Grebenev et al. 2003). Posteriormente, el 8/marzo/2004 ( $MJD = 53\,072.5$ ;  $IJD = 1528.5$ ), hubo otro estallido de 10 horas de duración (Grebenev et al. 2004). Estos estallidos demuestran que se trata de una fuente transitoria recurrente. Se han detectado también en altas energías unas posibles oscilaciones con una escala temporal de 1.5 – 2 horas (Grebenev et al. 2004).

Por estar justo en el borde del círculo de error, Wijnands (2003) dedujo que la contrapartida podría ser la fuente de ROSAT 1RXS J175428.3–2620. Sin embargo, modernas observaciones con *XMM-Newton* y *Chandra* (Pellizza et al. 2006) confirman que la contrapartida óptica se trata de USNOB1.0 0636–0620933 y la infrarroja 2MASS J17542527–2619526

(sugerido por Rodríguez (2003)).

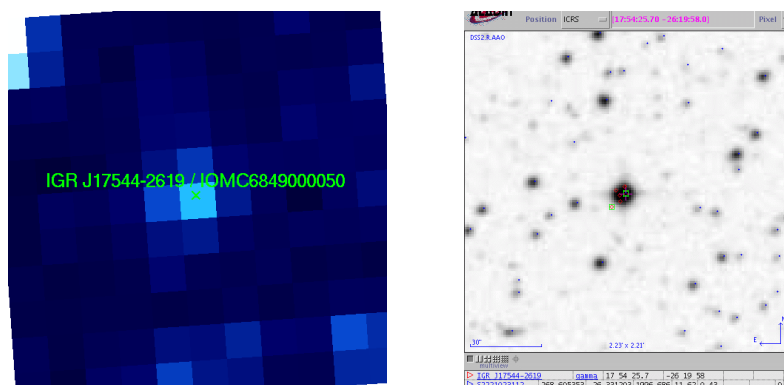


Figura 7.2: IOMC 6849000050, IGR J17544–2619. A la izquierda tenemos el campo visto con OMC, a la derecha el campo obtenido de Simbad.

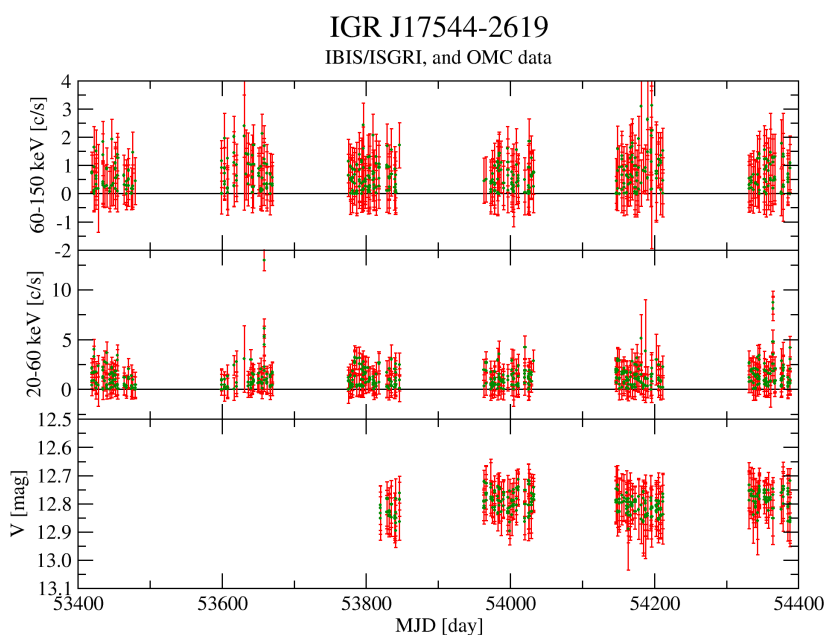


Figura 7.3: IGR J17544–2619, IOMC 6849000050. Curvas de luz de IBIS/ISGRI y OMC obtenidas durante la monitorización del Bulbo Galáctico.

Las observaciones UV llevadas a cabo con *XMM-Newton* y los datos de catálogo de las contrapartidas son consistentes con que IGR J17544–2619 tiene una estrella de tipo O como compañera (González-Riestra et al. 2004). A partir de espectroscopía óptica se ha encontrado que la estrella compañera tiene un tipo espectral de O9Ib (Pellizza et al. 2006), de donde se deduce que se encuentra a una distancia de 2–4 kpc y una masa de 25 – 28  $M_{\odot}$ .

En las imágenes 7.2 se muestra el campo de IGR J17544–2619 (IOMC 6849000050). En ellas se aprecia visualmente que la fuente está mas o menos aislada, lo cual permite obtener una razonable fotometría.

La contrapartida infrarroja es 2MASS J17542527–2919526 (Rodríguez 2003; Pellizza et al. 2006). En la figura 7.3 se muestra una magnitud óptica constante de  $V = 12.8$  mag. En cuanto a emisión en rayos  $\gamma$ , se puede comprobar en la misma gráfica que la fuente no se encontraba activa durante este periodo de observación.

Al igual que en Pellizza et al. (2006), la fuente presenta una curva de luz plana dentro de las barras de error. Sin embargo, en el infrarrojo cercano (filtro  $K_s$ ) la fuente presenta variabilidad. Esto se cree que es debido a que en filtro  $V$  se recibe mayoritariamente luz de la estrella de tipo O, mientras que en  $K_s$  se recibe de material circumestelar. Por ser una HMXB, se cree que es el fuerte viento estelar de la estrella O el que proporciona el material que cae en el objeto compacto.

Con OMC se ha medido siempre una magnitud constante e igual a  $V = 12.80 \pm 0.05$  mag.

### 7.3.2 1E 1743.9–2809

Otro objeto interesante es 1E 1743.9–2809. Las figuras 7.4 muestran el campo observado de este objeto. Según Sidoli et al. (2001) la contrapartida óptica es BN Sgr. Los argumentos utilizados son que BN Sgr se encuentra dentro del círculo de error de 1E 1743.9-2809, y que la relación entre sus flujos en X y en óptico es compatible con que la fuente sea de tipo estelar.

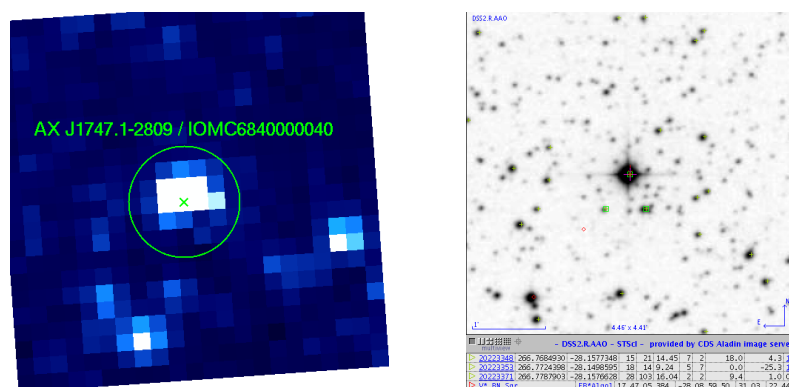


Figura 7.4: IOMC 6840000040, BN Sgr. A la izquierda imagen del campo vista por OMC, a la derecha campo obtenido de Simbad.

Según el GCVS (Samus et al. 2006), BN Sgr es una binaria eclipsante de tipo Algol. Un vistazo superficial a la curva de luz podría hacernos pensar que es un objeto muy ruidoso, quizás con contaminación por una fuente cercana más brillante. Sin embargo, al poner los puntos en fase, se obtiene un buen ejemplo de binaria eclipsante.

Las figuras 7.5 muestran las curva de luz. Arriba la obtenida con OMC durante el procesado del Bulbo Galáctico. La curva inferior son todos los datos disponibles de esta fuente puestos en fase. La curva de luz en fase se ha obtenido combinando datos tanto de OMC como de ASAS (Pojmanski 2002) en filtro  $V$ . Ambas curvas se solapan perfectamente.

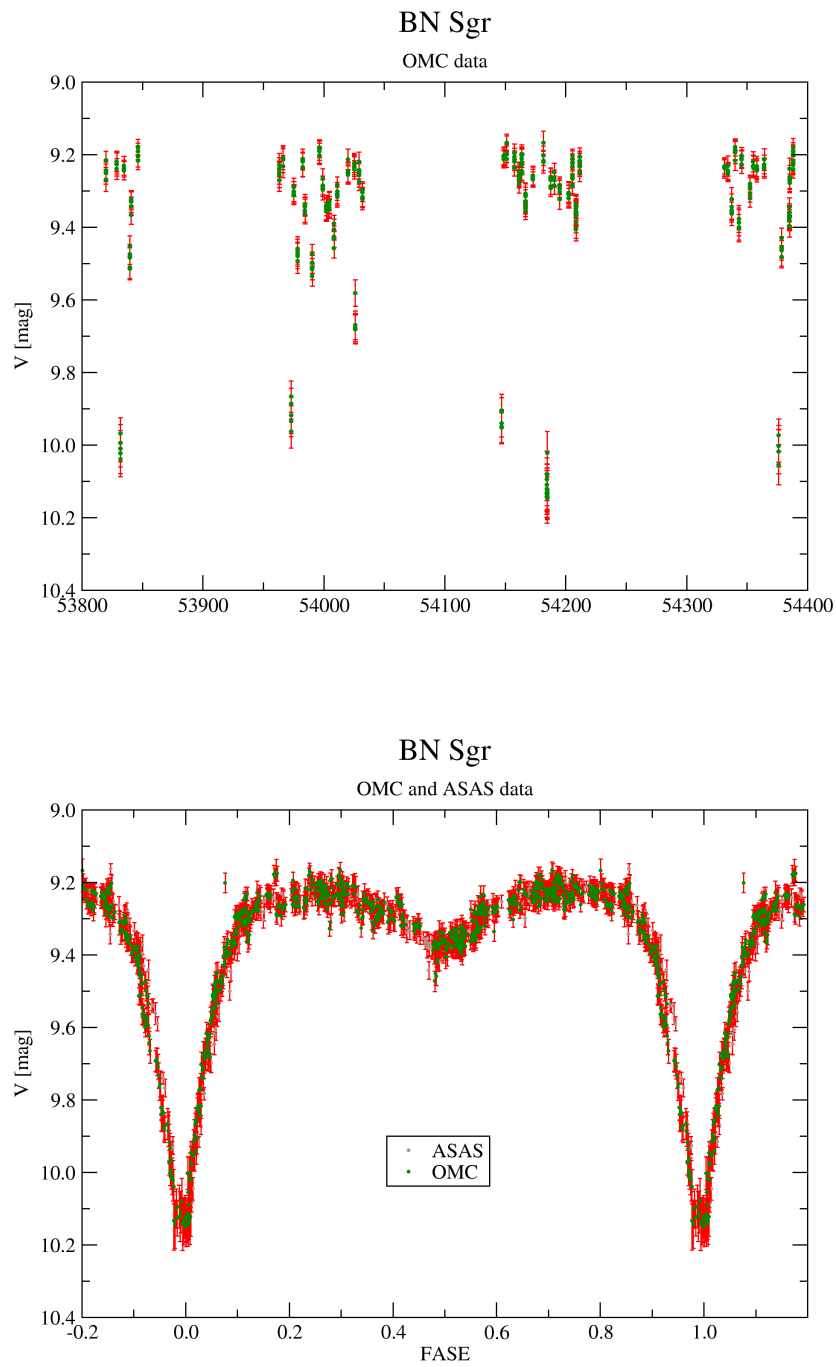


Figura 7.5: BN Sgr, IOMC 6840000040. Arriba curva de luz obtenida durante el programa de monitorización del Bulbo Galáctico. Abajo, curva en fase de todos los puntos disponibles con OMC y ASAS.

Tras realizar el análisis de la curva, se deducen las efemérides. El tiempo de origen del mínimo primario se produce en  $MJD_0 = 53\,297.643 \pm 0.003$ , el periodo es de  $2.519\,74 \pm 0.000\,05$  días. La precisión en el cálculo del periodo es de  $\pm 4$  segundos. O lo que es lo mismo, una parte en medio millón. Según Samus et al. (2004),  $MJD_0 = 35\,369.993$  y el periodo es  $2.519\,653$ . Asumiendo que el error del periodo de la bibliografía es mucho menor que el aquí obtenido, ambos periodos están separados por  $1.7\sigma$ , de donde se deduce que ambas medidas son compatibles entre sí.

Esta fuente no ha sido detectada en rayos  $\gamma$  por INTEGRAL. De hecho, no forma parte del catálogo HEC. Ha sido detectada en rayos X por *ROSAT* con un flujo de  $27.0 \pm 2.8$  cuentas/ks, en el rango  $0.1 - 2.4$  keV (Sidoli et al. 2001). También fue detectada por el satélite Einstein, con  $4.2$  cuentas/ks en el rango  $0.2 - 4.0$  keV (Vaiana et al. 1981).

### 7.3.3 AX J1742.5–2845

Según observaciones llevadas a cabo con *ROSAT*/PSPC por Sidoli et al. (2001), la fuente AX J1742.5–2845 ha sido detectada con un flujo en rayos X de  $0.18 \pm 0.03$  cuentas/s ( $0.1 - 2.4$  keV). Además, se encuentra a  $1''$  de la estrella variable V2384 Oph. El error en la posición de AX J1742.5–2845 es de  $1.8''$ , por lo que el autor concluye que son probablemente el mismo objeto.

En el óptico, esta fuente es conocida como V2384 Oph, HD 160682, y SAO 185635. Según datos de catálogo (Cannon & Pickering 1993), la estrella HD 160682 tiene un tipo espectral G5. En rayos X recibe también los nombres de 1RXS J174230.4–284504 y 2E 1739.3–2843. En el catálogo de OMC esta fuente aparece como IOMC 6839000173.

Según el catálogo *Hipparcos* (Perryman & ESA 1997) su paralaje es de  $13.70$  mas, que se corresponde con una distancia de  $73$  pc.

Según el catálogo HEC esta fuente no ha sido detectada por ningún instrumento de *INTEGRAL*, ni de rayos  $\gamma$  ni de rayos Xduros.

Según Simbad, esta fuente se trata de una binaria eclipsante de tipo  $\beta$  Lyr, y le asigna un tipo estelar de G4V. Según Samus et al. (2006) la fuente es simplemente una binaria eclipsante. Además, Malkov et al. (2006) la incluye en su catálogo de variables eclipsantes, pero sin especificar el tipo. El catálogo *Hipparcos* (Perryman & ESA 1997) la marca como variable sin clasificar.

La figura 7.6 muestra los campos observados. Como se puede apreciar, hay una estrella contaminante en el círculo de error, a  $48.1''$  de distancia de la fuente ( $\simeq 2.75$  píxeles). En principio esto no es grave porque está relativamente lejos y es más débil ( $1.22$  magnitudes  $V$  más débil, por tanto la estrella contaminante emite el  $32\%$  de lo que emite la estrella objetivo). Puede calcularse el incremento de flujo observado en la estrella objetivo debido a contaminación de la compañera. Según la gráfica E.1, a  $2.75$  píxeles de distancia la estrella

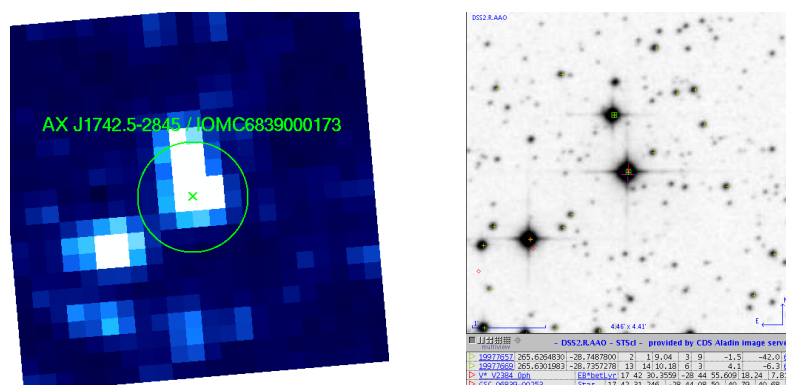


Figura 7.6: IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Campo.

contaminante le proporciona aproximadamente el 6 % de su flujo a la estrella objetivo (en  $3 \times 3$ ). Combinando la debilidad de la fuente con su distancia, se obtiene que a la estrella observada se le está calculando un flujo que es  $0.32 \times 0.06 \simeq 0.02$  magnitudes más brillante que la real. En principio esta es una cantidad fija, ya que la fuente no está catalogada como variable. Por otro lado, si hubiera variaciones instrumentales (aunque los algoritmos de OSA están pensados para minimizarlas), deberían ser de una fracción de esta cantidad (tal vez la mitad,  $\approx 0.01$  magnitudes). Estas posibles irregularidades son mucho menores que las variaciones observadas, por lo que se concluye que la curva de luz es real y no una consecuencia de contaminación periódica.

Sí que es posible que, a largo plazo, parte de la variación esté debida a la rotación anual del campo visto con OMC. Entonces la disposición de las fuentes en la caja de  $11 \times 11$  píxeles varía y el recuento de flujo puede ser ligeramente distinto.

Según el catálogo *Hipparcos* esta fuente tiene variaciones entre  $H_p = 9.100 - 9.240$  mag ( $H_p$  hace referencia a la magnitud medida por la propia misión *Hipparcos*). El catálogo Tycho asigna una magnitud, en una única medida, de  $V_{\text{Tycho}} = 9.103 \pm 0.020$ . OMC mide una magnitud algo más brillante, debido a la contribución al flujo de la fuente cercana.

En la figura 7.7 se muestran las curvas de luz. Arriba la obtenida con el proyecto de monitorización del Bulbo Galáctico, abajo toda la curva de luz presente en la base de datos de OMC. Parece que hay una tendencia a largo plazo, una variación suave de la magnitud en función del tiempo.

Se han aplicado varios métodos para el cálculo de periodos, por un lado el algoritmo Lomb–Scargle (Lomb 1976; Scargle 1982) y por otro lado el PDM (*Phase Dispersion Minimization*). En ambos casos dan similares resultados:  $3.5511 \pm 0.0003$  días (Scargle, ver figura 7.9) y  $3.5504 \pm 0.0003$  días (PDM). Sin embargo la curva de luz puesta en fase es una sinusoidal con un único ciclo por periodo. Este periodo sería válido si fuera por ejemplo una estrella pulsante (ver figura 7.8, gráfica superior).

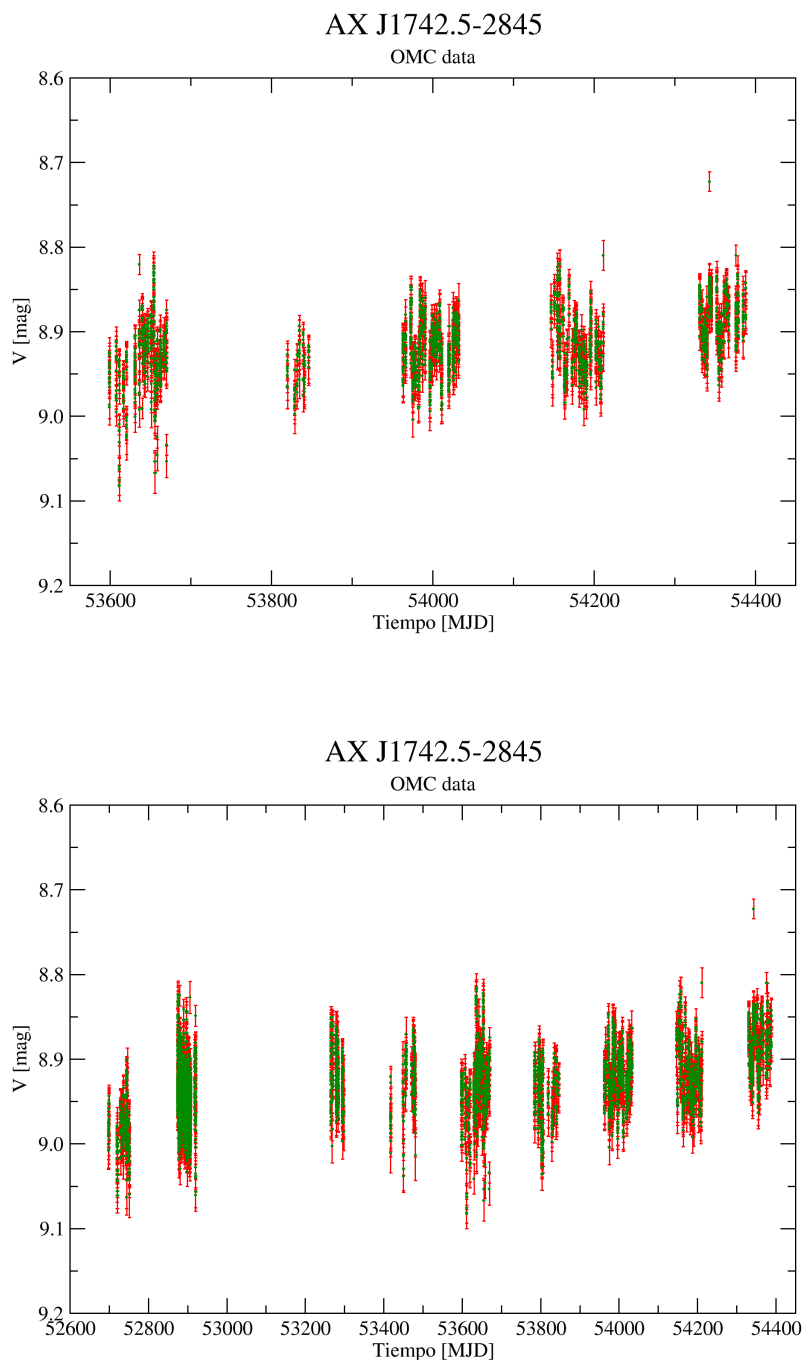


Figura 7.7: AX J1742.5–2845, IOMC 6839000173. Arriba curva de luz obtenida durante la monitorización del Bulbo Galáctico. Abajo, todos los puntos fotométricos disponibles con OMC. Nótese que esta fuente ha sido observada en muchas ocasiones aparte de la monitorización del Bulbo Galáctico. Tanto antes de la aparición del programa de la monitorización ( $MJD < 53\,600$ ), como durante los intervalos del programa (por ejemplo en torno a  $MJD = 53\,800$ ). Parte de la variabilidad a largo plazo puede ser debida a diferente distribución de las fuentes contaminantes en el campo.

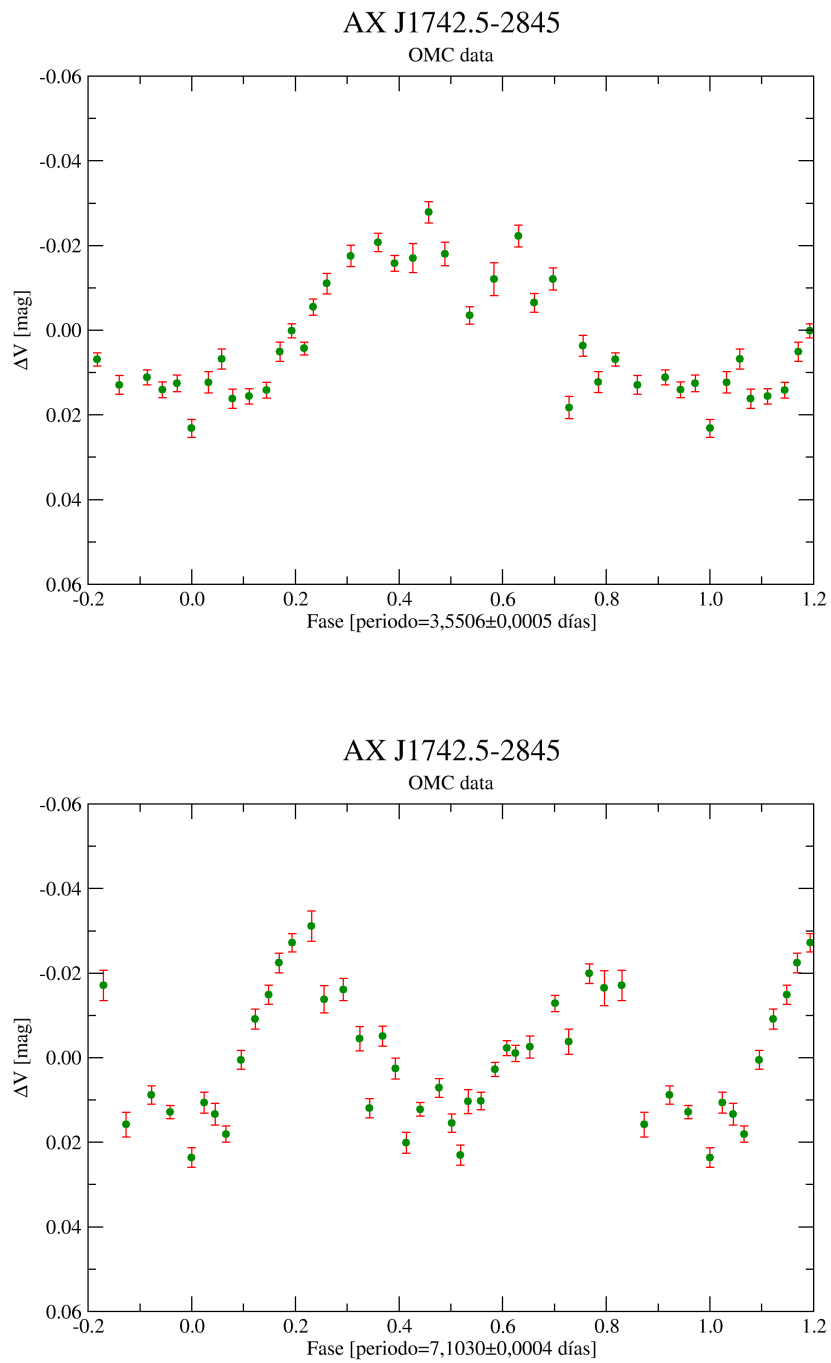


Figura 7.8: AX J1742.5–2845, IOMC 6839000173. Curvas de luz en fase con dos periodos distintos (relación 2:1 entre ambos). Cada punto de las gráficas representa a un grupo de puntos fotométricos reales.

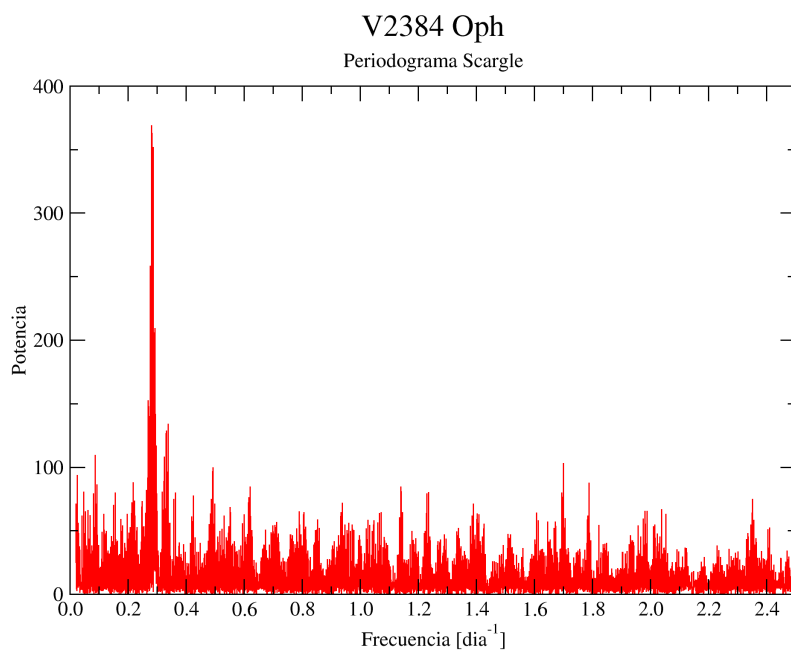


Figura 7.9: IOMC 6839000173, AX J1742.5–2845. Periodograma Scargle. El máximo se produce en  $0,28160 \text{ días}^{-1}$ , que se corresponde con  $3.5511 \pm 0.0003 \text{ días}$ .

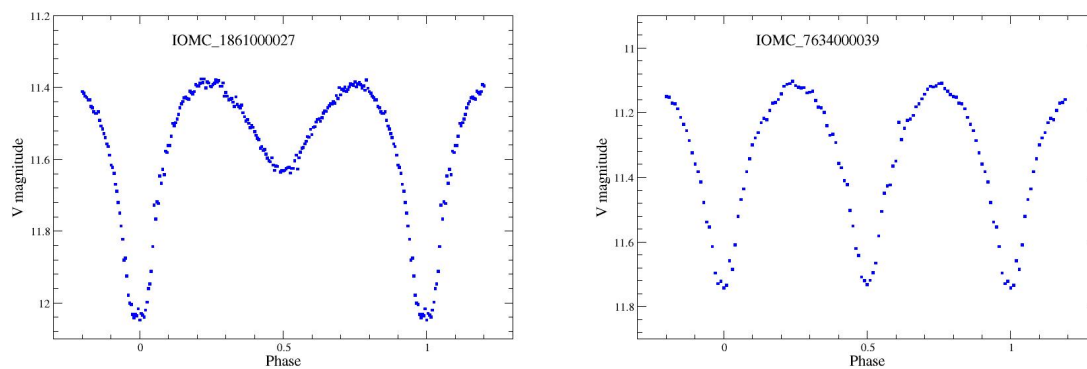


Figura 7.10: Ejemplos de curvas de luz de binarias eclipsantes. A la izquierda IOMC 1861000027 (BV Tau), curva de luz de binaria de tipo  $\beta$  Lyr. A la derecha IOMC 7634000039 (GY Pup), curva de luz de binaria de tipo W UMa. Ambas han sido observadas con OMC (Domingo et al. 2004). Se aprecia que la curva de luz de AX J1742.5–2845 no se ajusta a un tipo  $\beta$  Lyr, pero sí que podría tratarse de una W UMa.

Esta fuente está catalogada como una binaria eclipsante de la cual no se conoce el periodo. Suponiendo que estuviera bien clasificada sería más razonable suponer que el periodo mejor es el doble del encontrado por los métodos numéricos ( $7.1030 \pm 0.0004$  días), aunque no se halle ningún pico en el periodograma Scargle a esta frecuencia (ver figura 7.9). En este caso la curva en fase sería por tanto la de la parte de abajo de la figura 7.8.

La curva de luz izquierda de 7.10 muestra un ejemplo de un sistema de tipo  $\beta$  Lyr observado con OMC (Domingo et al. 2004). La variación de la magnitud es muy suave a lo largo del periodo, con dos mínimos de luminosidad bien marcados, con los máximos iguales, y una gran simetría en todo momento. Esto es debido a que las variables de tipo  $\beta$  Lyr son sistemas en los que las dos estrellas están llenando su lóbulo de Roche, pero no llegan a estar en contacto debido a la rotación asíncrona de al menos una de las componentes (Malkov et al. 2006). Las estrellas han perdido por tanto su forma esférica y es su disposición a lo largo del periodo orbital lo que varía el flujo recibido por el observador. La curva de luz 7.8 no parece ajustarse por tanto al de una  $\beta$  Lyr.

Esta fuente parece tener dos posibilidades para su clasificación. Podría ser una estrella variable por manchas, del tipo DY Dra. Podría tratarse de un sistema binario cuyas dos componentes son estrellas en contacto, un sistema de tipo W UMa.

Si fuera una variable de tipo DY Dra, estaríamos ante una estrella de los últimos tipos de la secuencia principal que está emitiendo rayos X blandos. Esto se debe a que la interacción entre el campo magnético y la rotación estelar provoca la emisión de rayos X coronales (Pizzolato et al. 2003). Pueden realizarse unos sencillos cálculos para comprobar si esta última hipótesis es plausible.

El color  $B-V$  observacional es de 0.73 para esta fuente, sin corregir por enrojecimiento. Sin embargo, a un tipo estelar G4V le corresponde  $B-V = 0.66$ . Utilizando este último valor como color representativo, se obtiene una corrección bolométrica de  $BC = -0.098$  magnitudes. Como la magnitud visual es  $V = 9.02$ , la magnitud bolométrica es  $M_{\text{bol}} = V + BC = 8.92$  magnitudes. Utilizando la fórmula 7.1 (Lang 1992) se deduce que esta estrella emite un flujo bolométrico de  $F_{\text{bol}} = 6.71 \times 10^{-9} \text{ ergs}^{-1}\text{cm}^{-2}$  ( $6.71 \times 10^{-12} \text{ Wm}^{-2}$  en el Sistema Internacional).

$$F_{\text{bol}} = 2.48 \times 10^{-5} \times 10^{-0.4M_{\text{bol}}} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \quad (7.1)$$

Por otro lado, tenemos que *ROSAT*/PSPC detectó  $0.18 \pm 0.03$  cuentas/s en el rango 0.1–2.4 keV. Este es un valor instrumental. Para obtener un valor absoluto del flujo recibido, se ha de utilizar el factor de conversión del instrumento (*ECF*, *Energy Conversion Factor*). La ecuación 7.2 muestra la energía por unidad de superficie que se recibe por cada cuenta detectada con *ROSAT*/PSPC (Huensch et al. 1998). *HR* es el *Hardness Ratio*, un parámetro que indica si la energía detectada se concentra en la parte más o menos energética de la banda observada. Tomando en primera aproximación  $HR = -0.4$ , como la estrella  $\epsilon$  Eri, que con su tipo estelar K2V es muy similar a nuestra fuente, se obtiene que  $ECF = 6.19 \times$

$10^{-12}$  erg cm $^{-2}$  cts $^{-1}$ . El flujo total en rayos X se obtiene de multiplicar el factor  $ECF$  por el flujo instrumental ( $0.18 \pm 0.03$  cuentas/s), obteniéndose  $F_x = 1.11 \times 10^{-12}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  ( $1.11 \times 10^{-15}$  W m $^{-2}$ ).

$$ECF = (5.30 \times HR + 8.31) \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ cts}^{-1} \quad (7.2)$$

Finalmente, la relación de flujos es:  $\log_{10}(F_x/F_{\text{bol}}) = -3.78$ . Esto indica que la emisión en rayos X es unas 6 000 veces menor que la bolométrica. A partir de este último parámetro calculado y del periodo de rotación (supuesto  $3.5504 \pm 0.0003$  días), se deduce que esta puede ser una simple estrella de la secuencia principal emitiendo rayos X en su corona (Pizzolato et al. 2003).

La variación observada en la curva de luz óptica (ver gráfica 7.7 superior) estaría debida a manchas que aparecen y desaparecen de la visión según el periodo de rotación de la estrella. Esto es lo habitualmente observado en estrellas variables del tipo BY Dra. En la propia estrella que da nombre al grupo, las variaciones son también sinusoidales en magnitud  $V$ , con un periodo de 3.836 días y una amplitud de 0.06 magnitudes (Cutispoto et al. 1987).

Por otro lado, esta fuente podría ser un sistema binario de tipo W UMa (ver gráfica 7.10 derecha). Estos son sistemas en los que cada componente está llenando su lóbulo de Roche. Son sistemas con rotación sincrónica y circular, con una envoltura común (Malkov et al. 2006).

Para poder discernir si se trata de una W UMa o una DY Dra es necesario obtener datos espectroscópicos ópticos. Si fuera W UMa se observarían dos sistemas de líneas, uno por cada estrella del sistema, que estarían desplazándose por efecto Doppler durante la duración del periodo orbital. Si fuera una DY Dra solo se observaría un sistema de líneas proveniente de una única estrella. La obtención de espectros ópticos es por tanto determinante.

En conclusión, esta estrella (AX J1742.5–2845, V2384 Oph) está erróneamente clasificada como binaria eclipsante de tipo  $\beta$  Lyr. Realmente parece tratarse de una estrella variable del tipo BY Dra o de un sistema binario de tipo W UMa.

### 7.3.4 AX J1736.4–2910

Según Sakano et al. (2002), esta fuente ha sido detectada por ASCA (en la banda de 0.7 – 10 keV) y la contrapartida óptica es la estrella HD 315992 (por cercanía, según las fuentes de Simbad). HEC remite a este mismo artículo. Otros nombres de esta fuente son IOMC 6839000180, RX J1736.5–2910, SAO 185542 y 2MASS J17362906–2910292.

Sus magnitudes catalogadas son de  $B_T = 11.54 \pm 0.09$  mag (Tycho),  $V_T = 10.24 \pm 0.05$  mag (Tycho),  $V \simeq 9.8$  mag (OMC),  $J = 7.967 \pm 0.023$  mag (2MASS),  $H = 7.46 \pm 0.04$  mag (2MASS),  $K = 7.264 \pm 0.018$  mag (2MASS).

La curva de luz de OMC muestra mucho ruido (ver figura 7.12) debido a la contaminación por dos fuentes cercanas. Se ha aplicado el método Scargle para encontrar periodicidades, pero tal y como se ve en la gráfica 7.13, no hay ninguna frecuencia destacable.

No se aprecia nada interesante en las curvas de luz. No obstante, se espera en el caso de que hubiera algún estallido poder detectarlo.

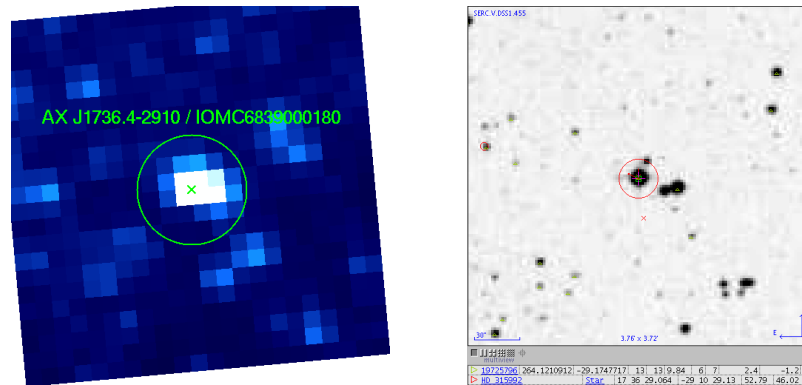


Figura 7.11: IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Campos.

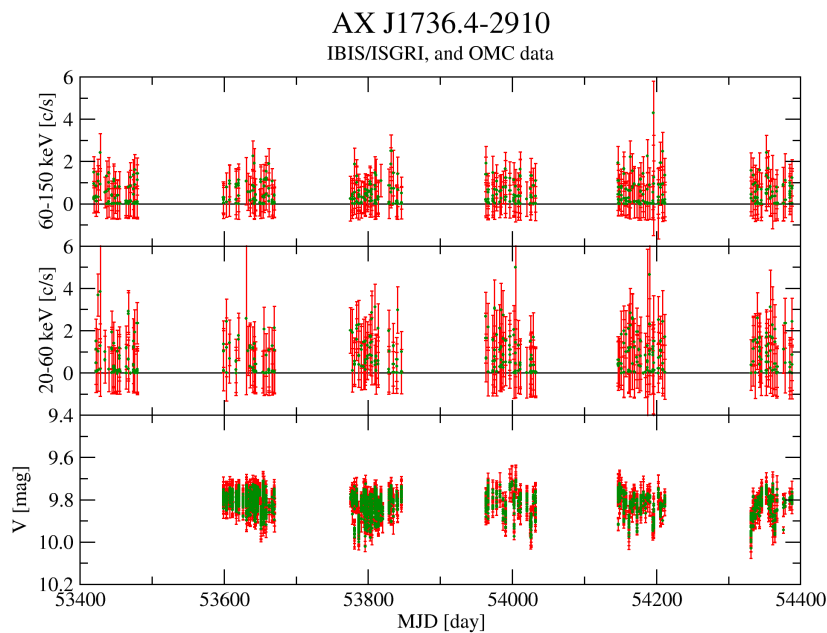


Figura 7.12: IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Curvas de luz.

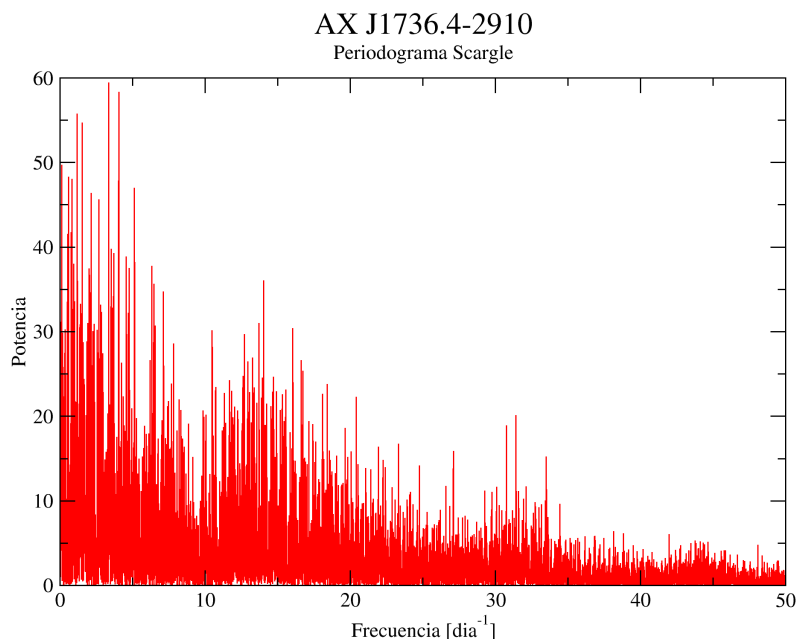


Figura 7.13: IOMC 6839000180, AX J1736.4–2910. Periodograma Scargle.

### 7.3.5 IGR J17497–2821

Esta fuente fue descubierta el 17 de septiembre de 2006 como un transitorio de rayos X duros con IBIS/ISGRI (Soldi et al. 2006). Fue detectada con un flujo de unos 25 mCrab en el rango 20–40 keV. Observaciones posteriores (Shaw et al. 2006; Kuulkers et al. 2006) permitieron obtener un primer espectro en el rango 3–200 keV. Este espectro se ajustó a una ley de potencias con absorción, con  $\Gamma = 1.93 \pm 0.05$ . Posteriormente, observaciones llevadas a cabo con *Swift* (Kennea et al. 2006) permitieron refinar las coordenadas y el espectro de altas energías, obteniéndose una columna de hidrógeno de  $N_{\text{H}} = (4.8 \pm 0.3) \times 10^{22}$  atoms  $\text{cm}^{-2}$ . Esta fuente ha sido también detectada con *RXTE*/PCA (Markwardt & Swank 2006) y *Suzaku* (Itoh et al. 2006).

No se conoce ninguna contrapartida en radio hasta el límite de 0.21 mJy en 4.80 GHz y 8.64 GHz (Rodríguez et al. 2007). Por comparación con otras fuentes en diagramas radio–rayos X, se cree que esta fuente es candidata a tener un agujero negro.

Se han realizado seguimientos en infrarrojo cercano (Laycock et al. 2006; Chaty et al. 2006c,a,b; Paizis et al. 2007). Sin embargo, la identificación única de la fuente es complicada debido a la contaminación de esta región del cielo.

Las imágenes 7.14 muestran el campo visto con OMC (izquierda) y DSS (derecha). En las figuras 7.15 se muestra una ampliación en filtro Z y otra en filtro K. El campo mostrado en 7.15 es mucho más pequeño que en 7.14 (recuérdese que un pixel de OMC son 17.5"). En

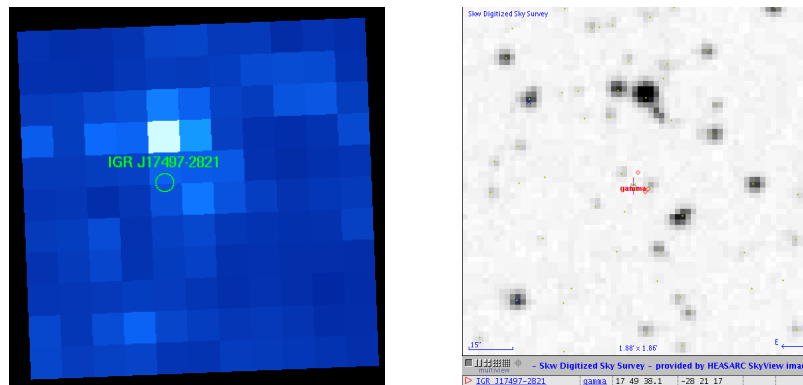


Figura 7.14: IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Campo de OMC a la izquierda, DSS a la derecha.

estas imágenes se aprecia que es un campo con gran densidad de estrellas. Según Simbad, no hay ningún objeto catalogado como variable en el campo de OMC. Pese a la contaminación, con OMC pueden apreciarse variaciones en el flujo combinado de todas las fuentes presentes en un píxel.

En la gráfica 7.16 se aprecia el estallido del 17 de septiembre de 2006. OMC empezó a observar tarde debido a que hubo que esperar a que esta fuente fuera introducida en el Catálogo Extendido, ya que no forma parte del Catálogo de Entrada. Se muestra el flujo de la región de 3x3 píxeles centrada en las coordenadas de la fuente. El flujo combinado detectado es constante, por lo que no se ha encontrado la contrapartida del estallido en el óptico. Por otro lado, Paizis et al. (2007) no encontró contrapartida óptica en el círculo de error de *Chandra* hasta magnitud  $V \approx 23$  la noche del 3 de octubre de 2006 ( $MJD \approx 54011.5$ ; unos 16 días después del estallido, unos 8 días antes de que OMC empezara a observar esta fuente).

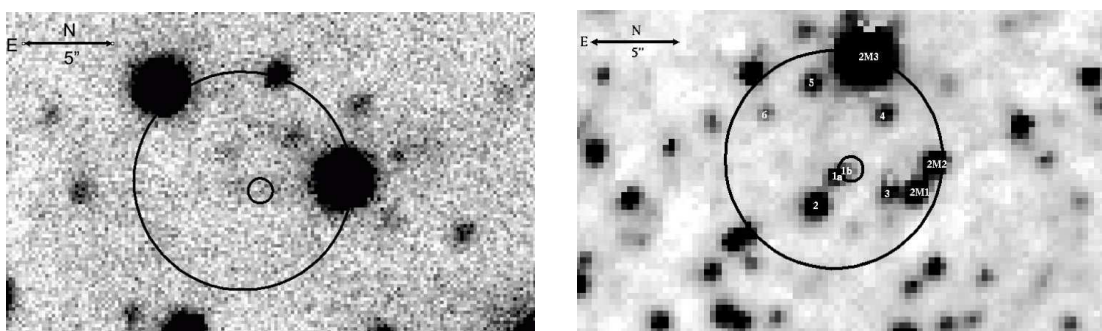


Figura 7.15: IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Campo en filtro Z (izquierda, centrado en 840.90 nm) y K (derecha, centrado en 2,162  $\mu\text{m}$ ). Superpuestos se encuentran los círculos de error de 5.3'' (Kennea et al. 2006) y 0.6'' (Paizis et al. 2007). Hay que tener en cuenta que el tamaño de píxel de OMC es de 17.5'', muy grande comparado con estos campos. La numeración de las fuentes indica posibles candidatos. Fuente: Paizis et al. (2007).

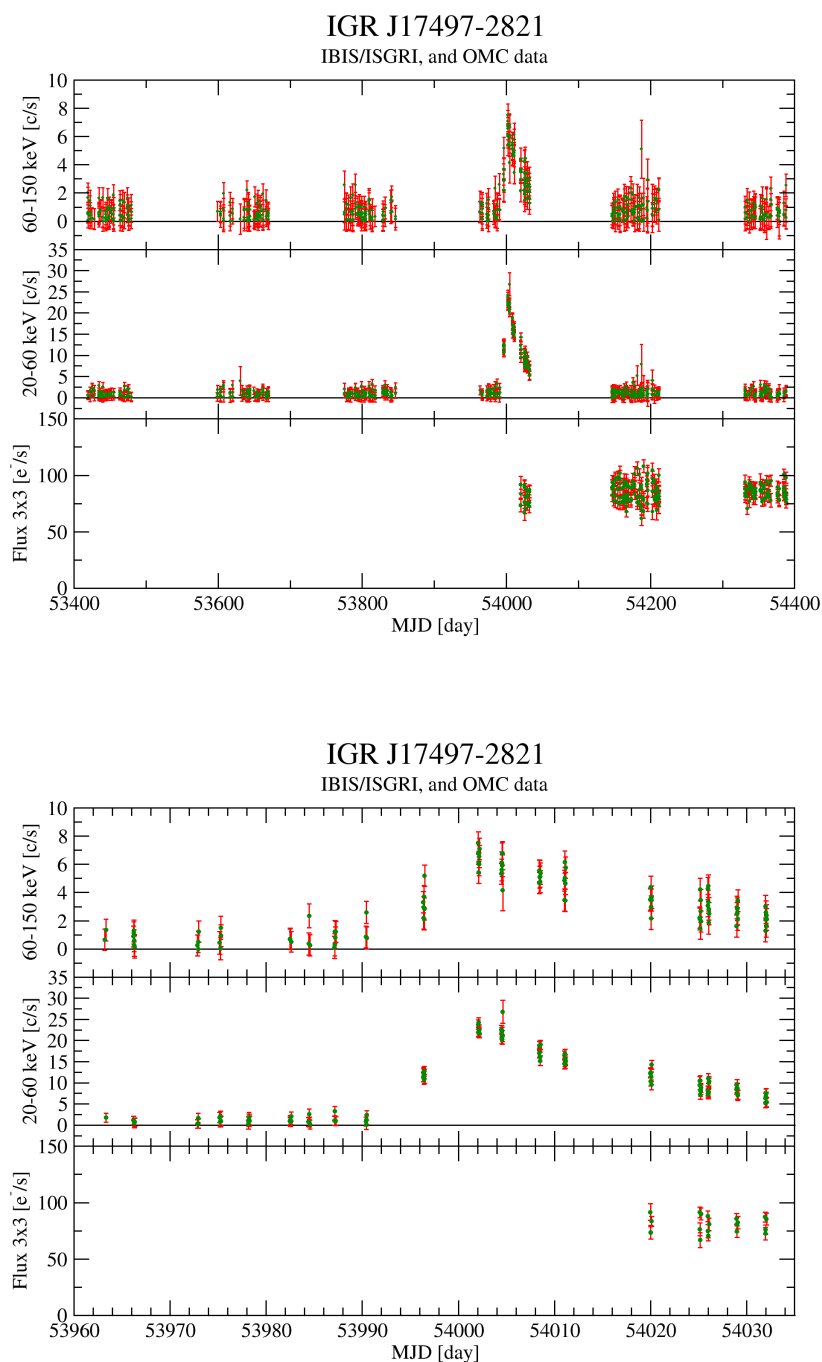


Figura 7.16: IOMC 9777000045, IGR J17497–2821. Curvas de luz. Arriba curva de luz total, abajo ampliación del estallido. Durante el estallido los datos disponibles de OMC son erróneos, por lo que no se incluyen en la gráfica. Ver texto para una explicación pormenorizada.

En la tabla 7.3 se muestra que el flujo de esta fuente parece haber aumentado desde el primer grupo de observaciones ( $80.2 \pm 1.7 \text{ e}^-/\text{s}$ ) hasta alcanzar un valor estable en los siguientes intervalos de unos  $85.3 \pm 0.9 \text{ e}^-/\text{s}$ . La diferencia es de  $5.1 \pm 1.9 \text{ e}^-/\text{s}$ . Esto podría significar una detección marginal a  $2.7 \sigma$ , pero el hecho de que Paizis et al. (2007) no encontrara contrapartida en V unos 8 días antes de la observación de OMC hace dudosa esta detección. Hay que esperar a tener más observaciones de la monitorización del Bulbo Galáctico para detectar variaciones en el flujo óptico, tal vez una disminución progresiva hasta el nivel de  $80.2 \pm 1.7 \text{ e}^-/\text{s}$ , o incluso la aparición de nuevos estallidos.

Intervalo	Revoluciones	Flujo 3x3 [ $\text{e}^-/\text{s}$ ]
4	0469–0492	$80.2 \pm 1.7$
5	0530–0552	$85.3 \pm 0.9$
6	0592–0611	$85.2 \pm 0.7$
7	0651–0674	$85 \pm 5$

Tabla 7.3: Flujo medio en la abertura de  $3 \times 3$  por intervalo de observaciones del Bulbo Galáctico. En el intervalo número 4, las revoluciones hasta la 0485 (incluida) se han ignorado por problemas en las coordenadas de la fuente (ver texto).

Hubo un pequeño grupo de observaciones erróneas durante el periodo número 4 de la tabla 7.3, pero antes de la revolución 0485 (esta revolución incluida, las observaciones incorrectas cumplen aproximadamente  $MJD < 54011$ ). Las coordenadas observadas se encontraban a un píxel de distancia de las coordenadas óptimas. Como hay mucha contaminación, la fotometría de esas observaciones es inservible. Para evitar confusión, estos datos se han ignorado y no aparecen en la gráficas 7.16.



# Capítulo 8

## Notas finales

### 8.1 Conclusiones

La cámara OMC constituye un instrumento único para el estudio de objetos variables. El análisis de los millones de puntos fotométricos que contiene su base de datos requiere una buena calibración, y el desarrollo de algoritmos y procedimientos automáticos. En este trabajo hemos mostrado las tareas llevadas a cabo hasta la fecha, y los resultados preliminares que estamos obteniendo:

- Se ha realizado la calibración oficial de la cámara OMC, situada a bordo de *INTEGRAL*, satélite perteneciente a la Agencia Espacial Europea. Esta calibración se ha rehecho en varias ocasiones, automatizándola y mejorándola. Por otro lado, se han llevado a cabo controles sobre el comportamiento del instrumento en órbita: control de temperaturas, electrónica, defectos del detector como *CTI* y corriente de oscuridad, etc.
- Queda demostrado que la utilización de LEDs u otras fuentes de luz para realizar tomas de campo plano ha de cumplir dos requisitos.
  - Los LEDs deben encontrarse cerca del eje óptico del instrumento, de lo contrario pueden encontrarse efectos relacionados con el ángulo de incidencia.
  - Los fotones de los LEDs deben atravesar toda la óptica del instrumento, para ser afectados por los filtros y lentes de la misma manera en que es afectada la luz de las fuentes observadas.
- Se analizó el modo en el que OMC realiza sus observaciones, mejorándolo cuando fue posible. Por ejemplo con la modificación de los ciclos de observación, que pasaron de ser 5 tomas de 100, 100, 30, 100, y 10 segundos a ser 3 tomas de 10, 50 y 200 segundos. También se cambiaron los campos en los que se obtienen las imágenes de cielo durante la calibración, para así fomentar que hubiera más luz zodiacal y obtener más fotones de fondo.

- Se ha desarrollado un procedimiento semiautomático para el procesado de imágenes de CCD, el *software* EFO. El *software* existente en el proyecto OMC-*INTEGRAL* (OSA) está programado para procesar fuentes con buenas coordenadas (mejor que 2 píxeles), y no es aplicable a los mosaicos. En el pasado habría que haber procesado a mano la información, cosa que no es práctica por el gran volumen de datos disponible. El haber conseguido procesar todas las fuentes presentes en el campo es importante porque las fuentes con gran incertidumbre en sus coordenadas son precisamente las de altas energías, objetivo prioritario dentro del proyecto. Además, estos programas permiten obtener la fotometría de las fuentes de las ventanas de  $11 \times 11$  píxeles por otro procedimiento independiente de OSA, por lo que se ha podido comprobar que ambos métodos dan resultados consistentes entre sí.
- Procesado del modo *trigger* de OMC. Con EFO se ha conseguido tratar también este tipo de observaciones, que son un objetivo prioritario de la misión. Esto permitirá que en el caso de que OMC tome imágenes de un GRB, pueda tener resultados finales del orden de media hora después de haber recibido los datos. Los programas proporcionan una imagen del campo marcando las fuentes encontradas, fotometría promediada en todas las exposiciones, curvas de luz de todas las fuentes presentes en las tomas individuales, y animaciones de las tomas individuales. El haber conseguido esto es de gran importancia porque los GRBs requieren un corto tiempo de respuesta, y se precisa procesar la información rápidamente y de manera semiautomática.
- Procesado de fuentes no puntuales. El procedimiento desarrollado permite calcular flujos de fuentes extensas a través del método ISOCOR de SExtractor. Esto es un gran avance porque hasta ahora el software OSA sólo era válido con fuentes puntuales.
- Se ha realizado el primer catálogo de contrapartidas ópticas de fuentes de altas energías. Además, el algoritmo para la obtención de las tablas está muy automatizado. Esto permitirá en el futuro, cuando haya más datos de observaciones de OMC-*INTEGRAL* o mejoras en el software, actualizar de forma sencilla los resultados.
- Se han conseguido muy buenas curvas de luz ópticas de fuentes de altas energías. Esto ha permitido el análisis de la relación entre las emisiones en rayos  $\gamma$  o rayos X y la emisión en óptico. Se han analizado gran variedad de fuentes, como variables cataclísmicas (SS Cyg), binarias de rayos X (Cyg X-1, SS 433, Her X-1, etc), y AGNs (3C 273, 3C 279, etc). Tanto fuentes puntuales como las anteriores, como fuentes extensas para OMC como NGC 4151. Pueden encontrarse estas curvas en el capítulo 6.
- Con la monitorización del Bulbo Galáctico se ha conseguido la obtención de datos procesados casi en tiempo real para esta región del cielo. Gracias a esto se tienen gran cantidad de fuentes observadas simultáneamente en rayos  $\gamma$ , rayos X, y óptico. Este programa de observaciones es prioritario dentro de la misión *INTEGRAL* y está dando muchos resultados, como puede verse en el listado de Telegramas Astronómicos de la sección G.5.

## 8.2 Trabajo futuro

- **Mejora de la calibración de OMC**

Se prevé el cambio en el procedimiento para obtener las de calibraciones de OMC. Esto no depende del grupo OMC, donde ya tenemos estipulado el algoritmo (ver subsección 3.4.3), sino de ISOC. En cuanto esté funcionando, habrá que comprobar que todo funciona correctamente y automatizar el nuevo método. Se espera que la calibración mejore mucho, por lo que en última instancia se habrá conseguido reducir los errores en la fotometría obtenida con OMC.

- **Publicación de un artículo técnico sobre OMC**

Toda la información técnica sobre OMC recopilada en este trabajo será publicada. OMC se encuentra en órbita, y eso implica diferencias sustanciales con otros instrumentos terrestres de similares características. Además, el estudio instrumental tiene interés porque futuras misiones (como por ejemplo *Gaia*) van a ser lanzadas próximamente y la experiencia obtenida con OMC puede ser extrapolada.

- **Mejora del procesado OSA de OMC**

Se sigue trabajando para asegurarnos de que la corriente de oscuridad permanece despreciable. En el futuro, si esto cambia, habrá que introducir esta corrección en los datos, cosa que hasta ahora no se ha hecho. Otro tanto sucede con la *CTE*. Además, el trabajar continuamente con el software OSA permite conocerlo muy bien y poder mejorarlo en caso necesario. Esto ya se hizo en el pasado con el nuevo cálculo de errores, o el cálculo de la fotometría centrando en las coordenadas astrométricas. Es de esperar que en el futuro aparezcan nuevas ideas que sigan mejorando la fotometría.

- **Mejora del *software* EFO**

Se está trabajando en la mejora de los programas de los mosaicos, de forma que puedan ser transportables e instalados en otros ordenadores. Esto permitirá que un usuario pueda repetir el procesado con otros parámetros, o ejecutar los programas para otras fuentes u otros proyectos.

- **Observación de un GRB con OMC**

El instrumento se encuentra preparado para que cuando esto ocurra, poder procesar los datos con gran rapidez. Se esperaba 1 GRB/año, y por ahora el único que ha caído en el campo de visión de OMC no pudo ser observado por una saturación cercana.

- **Seguimiento con los Telescopios Robóticos del CAB**

La Red de Telescopios Robóticos del CAB consta de tres telescopios operables remotamente, uno de 40 cm de diámetro y dos de 50 cm. Uno de ellos está situado en Almería (en el observatorio hispano-alemán de Calar Alto), otro en Calatayud y un tercero en las propias instalaciones de INTA en Torrejón de Ardoz.

La sensibilidad de OMC y los telescopios robóticos es similar, y además los procedimientos desarrollados en este trabajo son también válidos en gran medida para las imágenes obtenidas por los Telescopios Robóticos. Se está colaborando para extender

las observaciones y realizar un seguimiento de las fuentes variables más interesantes analizadas por OMC.

- **Estudios astrométricos y de variabilidad**

Dentro del proyecto OMC se está realizando un análisis de las curvas de luz de objetos variables ópticos convencionales (entendidos como binarias eclipsantes, pulsantes, T Tauri, etc). Se calculan sus periodos, tipo de objeto utilizando redes neuronales, y con ello se realiza el cálculo de parámetros del sistema.

Además se realizarán estudios astrométricos de las fuentes a largo plazo, dado que los resultados estándar de OMC tienen precisiones mejores que  $2''$  en la posición de las fuentes puntuales. Esta precisión es equivalente a una décima de píxel y es el valor de la dispersión correspondiente a  $1\sigma$ .

- **Compilación del Catálogo OMC**

Se sigue trabajando para mostrar el catálogo con todas las curvas de luz observadas con OMC. Estas fuentes son las que se muestran en la página web de OMC, tal y como se ha comentado en la subsección 2.2.5. Los datos accesibles públicamente en esa web aumentan mensualmente, hasta que se compile en el catálogo final de OMC al final de la misión. Este catálogo contendrá información fotométrica calibrada y homogénea de miles de objetos, y será puesto a disposición de la comunidad científica.

- **Compilación del Catálogo de Contrapartidas Ópticas de Fuentes de Altas Energías**

Este catálogo será publicado próximamente, a la vez que se irá actualizando según el volumen de datos obtenidos con OMC siga creciendo y mejorando.

- **Continuación de la monitorización del bulbo galáctico**

Este programa es único, tanto por el rango de energías observado (tan amplio y hasta rayos  $\gamma$ ), como por la sensibilidad conseguida con *INTEGRAL*. Por ello es de esperar que continúe hasta el final de la misión (por ahora prevista para 2012). Las curvas de luz simultáneas en rayos  $\gamma$ , rayos X, y óptico, ahora incipientes, tendrán gran duración en el futuro. Se podrá entonces hacer el análisis comparado de estallidos en estos rangos de energía, y el calcular periodicidades a grandes escalas de tiempo.

- **Continuación del estudio de fuentes seleccionadas de altas energías**

Del mismo modo que en el apartado anterior, el incremento en la cantidad de datos obtenidos con OMC permitirá el estudio de las fuentes a grandes escalas temporales. Son fuentes muy conocidas en altas energías, como Cyg X-1 o Her X-1, de las que se espera obtener resultados científicos gracias al excepcional recubrimiento temporal conseguido con OMC y a la obtención de datos simultáneos en altas energías.

- **Actualización del catálogo de entrada**

El catálogo de entrada de OMC va quedando poco a poco obsoleto. Su mejora revertirá en todos los resultados obtenidos con OMC por varias razones:

- En primer lugar permitirá obtener curvas de luz de un mayor número de fuentes. Esto se debe a que se descubren nuevas fuentes en altas energías, por ejemplo las

IGRs de la misión *INTEGRAL*, que necesitan ser introducidas en el catálogo.

- Poco a poco van mejorando las coordenadas de altas energías. Habitualmente, las fuentes que son detectadas en rayos  $\gamma$  con IBIS/ISGRI son luego observadas en rayos X con *XMM-Newton* o *Chandra*, pasando su precisión astrométrica de ser de minutos de arco a segundos de arco. Gracias a esta mejora de las coordenadas se pueden optimizar las observaciones, pasando de los ineficientes mosaicos (pues requieren muchos píxeles para una única fuente de interés) a ventanas de  $11 \times 11$  píxeles.
- Hay algunas fuentes de altas energías que se encuentran duplicadas en los catálogos (en el HEC, por ejemplo). Dos fuentes observadas con distintos instrumentos resultan ser una misma. El evitar duplicidades permitirá obtener la fotometría de más fuentes.
- Cuando la precisión en las coordenadas llega a ser del orden de fracción de píxel, entonces OMC obtiene los mejores resultados. Se tiene además la certeza de que OMC está calculando la fotometría de la región del cielo correcta, sin que la apertura se desplace, por ejemplo, a fuentes cercanas más brillantes que la fuente objetivo.

### 8.3 Reconocimientos

Quiero reconocer aquí a todos aquellos organismos, instituciones, y recursos que han hecho posible esta tesis.

- **AAVSO (American Association of Variable Star Observers)**

Se han utilizado datos de la asociación de astrónomos aficionados AAVSO.

*We acknowledge with thanks the variable star observations from the AAVSO International Database contributed by observers worldwide and used in this research.*

- **Beca**

Este trabajo ha podido llevarse a cabo gracias a una beca concedida para la “calibración del instrumento OMC-*INTEGRAL*”. La contribución española a *INTEGRAL* ha sido financiada por el Plan Nacional del Espacio (MEC-DGI) desde 1993.

- **DSS (Digital Sky Survey)**

Las imágenes de los campos observados han sido proporcionados, a través de Simbad, por las siguientes instituciones.

*The “Second Epoch Survey” of the southern sky was produced by the Anglo-Australian Observatory (AAO) using the UK Schmidt Telescope. Plates from this survey have been digitized and compressed by the ST ScI. The digitized images are copyright (c) 1993-1995 by the Anglo-Australian Telescope Board, and are distributed herein by agreement. All Rights Reserved.*

*The “Equatorial Red Atlas” of the southern sky was produced using the UK Schmidt Telescope. Plates from this survey have been digitized and compressed by the ST ScI. The digitized images are copyright (c) 1992-1995, jointly by the UK SERC/PPARC (Particle Physics and Astronomy Research Council, formerly Science and Engineering Research Council) and the Anglo-Australian Telescope Board, and are distributed herein by agreement. All Rights Reserved.*

*The compressed files of the “Palomar Observatory - Space Telescope Science Institute Digital Sky Survey” of the northern sky, based on scans of the Second Palomar Sky Survey, are copyright (c) 1993-1995 by the California Institute of Technology and are distributed herein by agreement. All Rights Reserved.*

- **Free Software Foundation**

La tesis ha sido realizada utilizando programas informáticos que siguen las directrices de la Free Software Foundation (FSF). La FSF es una organización que se fundó en 1985, y está dedicada a promover los derechos de los usuarios de informática para usar, estudiar, copiar, modificar y redistribuir programas de ordenador modificados. La FSF promueve el desarrollo y uso de software libre, particularmente del sistema operativo GNU. El sistema operativo GNU, junto con el núcleo del sistema Linux, es comúnmente llamado GNU/Linux.

- **Grupo de Monitorización del Bulbo Galáctico**

Los datos de altas energías del capítulo de monitorización del bulbo galáctico han sido

extraídos de la web del propio grupo de trabajo.

*From Kuulkers et al. (2007) using the OSA6 software, distributed by the ISDC (Courvoisier et al. 2003)*

- **GSC (Guide Star Catalogue)**

La información necesaria para saber si el objeto observado estaba o no contaminado se ha obtenido de este catálogo.

*The Guide Star Catalogue-II is a joint project of the Space Telescope Science Institute and the Osservatorio Astronomico di Torino. Space Telescope Science Institute is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, for the National Aeronautics and Space Administration under contract NAS5-26555. The participation of the Osservatorio Astronomico di Torino is supported by the Italian Council for Research in Astronomy. Additional support is provided by European Southern Observatory, Space Telescope European Coordinating Facility, the International GEMINI project and the European Space Agency Astrophysics Division.*

- **HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center)**

Se han utilizado intensivamente las `f-tools`, que son programas desarrollados por el centro de investigación HEASARC.

*This research has made use of data obtained from the High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC), provided by NASA's Goddard Space Flight Center.*

- **NASA ADS (NASA's Astrophysics Data System)**

La información bibliográfica ha sido obtenida casi sin excepción de la página web de NASA ADS.

*This research has made use of NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services.*

- **NED (NASA/IPAC Extragalactic Database)**

*This research has made use of 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.*

- **OMC (Optical Monitoring Camera)**

Se han utilizado datos de archivo a través de la base de datos de OMC, disponible en Internet.

*Based on data from the OMC Archive at LAEFF, pre-processed by ISDC.*

- **OSA (Off-line Standard Analysis)**

La utilización del *software* del proyecto *INTEGRAL* ha sido por supuesto imprescindible.

*Using the OSA6 software, distributed by the ISDC (Courvoisier et al. 2003).*

- **Real Academia de la Lengua Española**

Se ha utilizado su diccionario a través de la web para resolver dudas sobre el lenguaje.

- **RXTE (Rossi X-ray Timing Explorer)**

Los datos de rayos X que se muestran en varias curvas de luz han sido obtenidos de la

página web del proyecto ASM/RXTE.

*Quick-look results provided by the ASM/RXTE team.*

- **Simbad**

Las imágenes de los campos de los objetos observados y la mayor parte de su información ha sido obtenida a través de la página web de Simbad.

*This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.*

- *Southampton Gamma-ray Astrophysics Group*

Muchas de las curvas de luz del instrumento IBIS/ISGRI que se han utilizado en esta tesis han sido proporcionadas por el *Southampton Gamma-ray Astrophysics Group*.

## Apéndice A

# Ficheros de configuración de SExtractor

Los siguientes son los ficheros de configuración de SExtractor que han sido utilizados para el procesamiento de los mosaicos de la sección 4.2 (*software EFO*). SExtractor incluye una gran cantidad de parámetros y sus resultados son fuertemente dependientes de ellos.

Ambos son ficheros de texto plano, modificables con cualquier editor de texto. Los dos ficheros de configuración son:

`default.param` indica las columnas que se obtendrán para cada fuente detectada en el fichero final de salida.

`default.sex` contiene información técnica de OMC y los métodos a utilizar al calcular la fotometría.

```
#####  
# default.param  
#####  
#  
# Baricenter of the source (in pixels)  
X_IMAGE  
Y_IMAGE  
# Baricenter of the source (WCS)  
X_WORLD  
Y_WORLD  
X2_WORLD  
Y2_WORLD  
# Magnitudes  
FLUX_APER[4]  
FLUXERR_APER[4]  
FLUX_ISOCOR  
FLUXERR_ISOCOR  
# Background at centroid position [counts]
```

```

BACKGROUND
# Ellipticity: 0=circle, 1=line
# star=0, galaxy>0
ELLIPTICITY
# FLAGS:
# 2 Object blended with another one
# 4 At least one pixel of the object is saturated (or very close to)
# 8 The object is truncated (too close to an image boundary)
# 16 Objects's aperture data are incomplete or corrupted
FLAGS

#####
# default.sex
#####
#
# Default configuration file for SExtractor 2.3.2
# EB 2003-12-03
#

#----- Catalog -----
CATALOG_NAME      STDOUT      # name of the output catalog
CATALOG_TYPE      ASCII_HEAD   # "NONE", "ASCII_HEAD", "ASCII", "FITS_1.0"
                                     # or "FITS_LDAC"

PARAMETERS_NAME   default.param # name of the file containing catalog contents

#----- Extraction -----
DETECT_TYPE       CCD          # "CCD" or "PHOTO"
FLAG_IMAGE        flag.fits    # filename for an input FLAG-image
DETECT_MINAREA    1            # minimum number of pixels above threshold
DETECT_THRESH     3.0          # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2
ANALYSIS_THRESH  3.0          # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2
THRESH_TYPE       RELATIVE     #

FILTER            N            # apply filter for detection ("Y" or "N")?
FILTER_NAME       ../../../../scripts/gauss_1.28_3x3.conv # name of the file containing the filter

DEBLEND_NTHRESH  32            # Number of deblending sub-thresholds
DEBLEND_MINCONT  0.005        # Minimum contrast parameter for deblending (PREVIOUS 0.005)

CLEAN            N            # Clean spurious detections? (Y or N)?
CLEAN_PARAM      1.0          # Cleaning efficiency

MASK_TYPE        CORRECT      # type of detection MASKing: can be one of
                                     # "NONE", "BLANK" or "CORRECT"

#----- Photometry -----
PHOT_APERTURES   2.0,3.0,4.0,5.0 # MAG_APER aperture diameter(s) in pixels
PHOT_AUTOPARAMS  2.5, 3.5      # MAG_AUTO parameters: <Kron_fact>,<min_radius>

SATUR_LEVEL      4095.0        # level (in ADUs) at which arises saturation

```

---

```
MAG_ZEROPOINT 17.8      # magnitude zero-point
MAG_GAMMA     4.0      # gamma of emulsion (for photographic scans)
GAIN          30.0     # detector gain in e-/ADU
PIXEL_SCALE   17.5043  # size of pixel in arcsec (0=use FITS WCS info)

#----- Star/Galaxy Separation -----

SEEING_FWHM   22.4     # stellar FWHM in arcsec
STARNNW_NAME  default.nnw # Neural-Network_Weight table filename

#----- Background -----

BACK_SIZE     11      # Background mesh: <size> or <width>,<height>
BACK_FILTERSIZE 1     # Background filter: <size> or <width>,<height>
BACK_TYPE     AUTO    # can be "AUTO" or "MANUAL"
BACK_VALUE    0.0,0.0 # CHANGED: IRAF substracted background before
BACKPHOTO_THICK 2    # Thickness[pix] of the background LOCAL annulus
BACKPHOTO_TYPE GLOBAL # can be "GLOBAL" or "LOCAL"

#----- Check Image -----

CHECKIMAGE_TYPE NONE   # can be one of "NONE", "BACKGROUND",
                       # "MINIBACKGROUND", "-BACKGROUND", "OBJECTS",
                       # "-OBJECTS", "SEGMENTATION", "APERTURES",
                       # or "FILTERED"
CHECKIMAGE_NAME check.fits # Filename for the check-image

#----- Memory (change with caution!) -----

MEMORY_OBJSTACK 3000   # number of objects in stack
MEMORY_PIXSTACK 300000 # number of pixels in stack
MEMORY_BUFSIZE  1024   # number of lines in buffer

#----- Miscellaneous -----

VERBOSE_TYPE   QUIET   # can be "QUIET", "NORMAL" or "FULL"
```



## Apéndice B

# Corrección de abertura para fuentes puntuales

Cuando `SExtractor` calcula el flujo por el método de las aberturas no tiene en cuenta los fotones que, aun proviniendo de la fuente, caen fuera de la abertura. Es una fracción pequeña de flujo perdido que provoca que las fuentes sean aparentemente más débiles cuanto menor sea la abertura utilizada. Este error sistemático es el que se calcula en este apartado, para poder corregir automáticamente los datos y que el usuario final no tenga que hacerlo. Estas correcciones las usa el *software* `EFO`.

Se asume que la fuente es puntual y que puede aproximarse la distribución de los fotones que vienen de la fuente por una gaussiana.  $r_0$  es el radio en el cual la intensidad cae a la mitad ( $I(r_0) = \frac{I_0}{2}$ ). El diámetro de la campana a media altura (FWHM) es el doble de  $r_0$ . En la práctica tenemos que el valor de ese diámetro a media altura depende de cada objeto (si está o no contaminado su campo cercano por otras fuentes) y de la temperatura de las lentes del instrumento (por dilataciones de la óptica puede provocar variaciones en la distancia focal). Por esto su valor oscila entre los 1.2 y 1.4 píxeles, con un valor promedio de 1.3 píxeles.

$$I(r) = I_0 \exp\left(-\frac{r^2}{r_0^2} \ln 2\right)$$

Se podría integrar analíticamente la fórmula anterior, sumando los sucesivos anillos concéntricos hasta el radio de abertura correspondiente. Sin embargo esta es una mala aproximación porque el tamaño de los píxeles es demasiado grande y el valor de la función varía mucho dentro de ellos.

La figura B.1 superior muestra la probabilidad ideal de encontrar los fotones asumiendo una distribución gaussiana. Sin embargo esa distribución se transforma en la inferior al discretizarse esos fotones incidentes en los píxeles del CCD.

El tamaño de los píxeles es grande comparado con la anchura de la gaussiana, y el flujo

de fotones incidentes varía mucho de una parte a otra dentro de un mismo píxel. Es por ello que suponer que el flujo en todo el píxel es proporcional al valor de la distribución de fotones en los centros de los píxeles es una aproximación grosera.

Para estimar la corrección necesaria al flujo medido se ha realizado un programa que, para una anchura completa a media altura y un diámetro de abertura dados, calcula la fracción del flujo medido respecto del total de la fuente. Utiliza el mismo método que **SExtractor**, subdividiendo cada píxel en 25 subpíxeles. Además se itera el método una gran cantidad de veces, cada una con un centro distinto elegido al azar dentro del píxel. En el cuadro siguiente se muestran estos resultados, el promedio de la fracción de flujo y su dispersión debida a los distintos centros.

FWHM [pix]	Diámetros de abertura			
	2.0 pix	3.0 pix	4.0 pix	5.0 pix
1.4	$0.6162 \pm 0.0181$	$0.8873 \pm 0.0036$	$0.9800 \pm 0.0014$	$0.9980 \pm 0.0003$
1.3	$0.6517 \pm 0.0187$	$0.9103 \pm 0.0040$	$0.9873 \pm 0.0013$	$0.9991 \pm 0.0002$
1.2	$0.6913 \pm 0.0184$	$0.9319 \pm 0.0042$	$0.9926 \pm 0.0010$	$0.9996 \pm 0.0001$

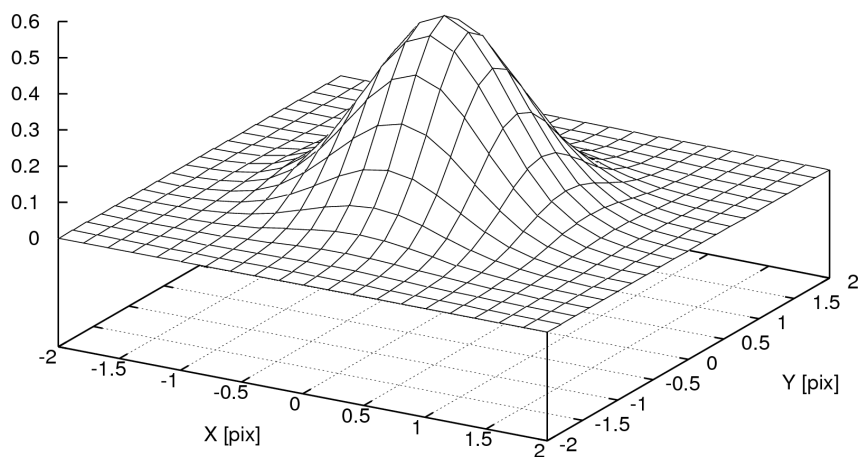
Tabla B.1: Fracción de flujo medida y su dispersión, calculados por el método de las aberturas.

En resumen, a las magnitudes calculadas por **SExtractor** con las aberturas fijas hay que restarles una pequeña cantidad para tener en cuenta los fotones que se pierden. Esta corrección sólo es realmente importante para las aberturas pequeñas, en las que únicamente se recibe el 65.17% (abertura de 2 píxeles de diámetro) o el 91.03% (abertura de 3 píxeles de diámetro).

Estas correcciones están ya introducidas en los programas, por lo que no es necesario que el usuario final las incluya. Están corregidas las columnas tanto de flujos como de magnitudes. Se asume siempre que la distribución de fotones tiene una anchura completa a media altura promedio de 1.3 píxeles. Al aplicar estas correcciones teóricas se consigue que las magnitudes calculadas de forma empírica coincidan entre si, independientemente del método utilizado para calcularlas.

Hay que tener en cuenta dos fuentes de error: la dispersión en la anchura (FWHM) y la dispersión estadística por las diferentes posiciones del centro de la estrella. Ambas son del mismo orden y disminuyen hasta desaparecer al aumentar el diámetro de la abertura. En el método ISOCOR todo esto está calculado por **SExtractor** de forma automática.

$$Z=10*\exp(-(r/r0)^2*\ln(2))$$



$$Z=10*\exp(-(r/r0)^2*\ln(2))$$

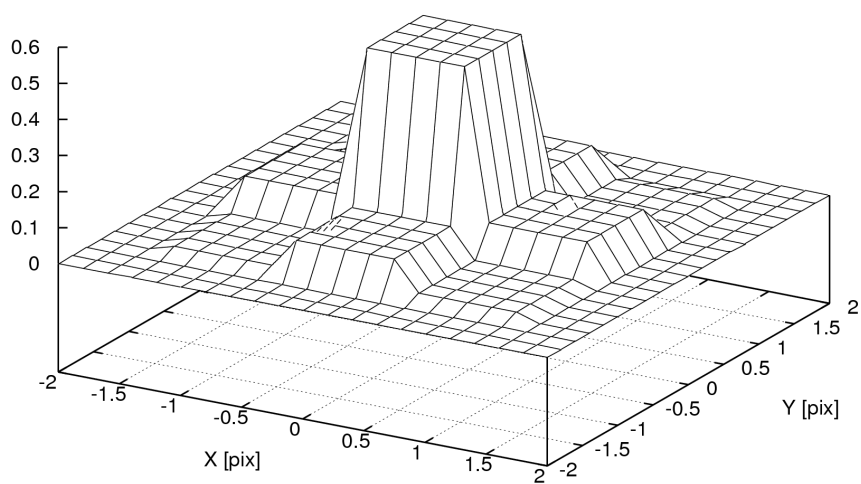


Figura B.1: Distribución de cuentas para una fuente de  $FWHM = 1.3$  pix completamente centrada. Arriba ideal matemático, abajo observado por OMC.



## Apéndice C

# Códigos de error de la fotometría OMC dentro de OSA

Los siguientes son los códigos que pueden aparecer en la columna PROBLEMS de los datos de OMC que han sido procesados con OSA. Este código está presente para todos y cada uno de los puntos fotométricos.

Estos códigos son números binarios con 16 cifras. Cuando varios problemas distintos se acumulan, se efectúa una operación AND entre ambos. En la práctica se visualiza como un número entero sin signo, y cada problema es un número potencia de dos que se suma a los demás errores.

Dentro de OSA pueden obtenerse estos códigos con el comando:

```
o_src_get_fluxes --help
```

El listado de códigos es el siguiente:

Name	Value	Meaning
OMC_PROBLEM_NONE	0	No problems.
OMC_PROBLEM_CENTROID_OUT	1 (2 <sup>0</sup> )	Centroid does not match maxWcsOff radius; The WCS position has been used as centroid.
OMC_PROBLEM_EXTRAPOLATED_MAG	2 (2 <sup>1</sup> )	The mag was extrapolated.
OMC_PROBLEM_BAD_CENTROID	4 (2 <sup>2</sup> )	No centroid is available or is inaccurate.
OMC_PROBLEM_BAD_PSF	8 (2 <sup>3</sup> )	Bad PSF. A default value was used.
OMC_PROBLEM_ANOMALOUS_PSF	16 (2 <sup>4</sup> )	The PSF shape is anomalous.
OMC_PROBLEM_LOW_FLUX_1	32 (2 <sup>5</sup> )	Flux of central pixel too low.

OMC_PROBLEM_BADPIXEL_SKY	128	(2 <sup>7</sup> )	Bad pixel found in sky bgnd.
OMC_PROBLEM_BADPIXEL_RIM_5	256	(2 <sup>8</sup> )	Bad pixel found in 5x5 rim.
OMC_PROBLEM_BADPIXEL_RIM_3	512	(2 <sup>9</sup> )	Bad pixel found in 3x3 rim.
OMC_PROBLEM_BADPIXEL_RIM_1	1024	(2 <sup>10</sup> )	Central pixel bad.
OMC_PROBLEM_SKY_ERROR	4096	(2 <sup>12</sup> )	Sky error larger than accepted limit.
OMC_PROBLEM_UNKNOWN_MAG	8192	(2 <sup>13</sup> )	Magnitude could not be calculated.
OMC_PROBLEM_EXTND_SRC	16384	(2 <sup>14</sup> )	Source is extended - flux not valid.
OMC_PROBLEM_COORD_OUT	32768	(2 <sup>15</sup> )	WCS position close to the edge or out of the OMC box; The brightest pixel has been used.

## Apéndice D

# Listado de los códigos de tipo de objeto de HEASARC

Este es el listado de los códigos de la clase de objeto que se han usado en la clasificación de las fuentes del catálogo de contrapartidas ópticas (capítulo 5 y apéndice E). En esta tesis se utiliza esta clasificación, heredada del catálogo HEC, el cual a su vez la tomó de HEASARC<sup>1</sup>.

Cada objeto recibe un número de cuatro dígitos para representar su clasificación. El primer dígito indica la clasificación global (por ejemplo, una AGN o una estrella). Los siguientes dígitos proporcionan una clasificación más profunda, o propiedades de los objetos como el tipo espectral o el tipo de AGN. Cada subclase está elegida para contener un grupo de objetos con las mismas propiedades. Por ejemplo, todas las estrellas convencionales (no degeneradas) tienen como primer dígito el número 2. El segundo dígito para estrellas indica el tipo espectral (O, B, etc), el tercer dígito da el subtipo, y el cuarto y último dígito proporciona la clase de luminosidad. Entonces, una estrella G5V tendrá por código el 2555. Todas las estrellas de tipos más tardíos (más frías) que F0 tienen un código entre 2400 y 2999. Como otro ejemplo, todas las AGNs tienen códigos entre 7000 y 7999. Por ello, una búsqueda por AGNs debería ser hecha incluyendo todos los códigos entre 7000 y 7999.

HEASARC indica que la misma fuente puede tener diferente código en diferentes bases de datos. De hecho, el código de la clase de objeto puede no estar presente, no ser correcto, o estar incompleto. La clasificación de los objetos debe tratarse con cuidado y teniendo en cuenta estas advertencias.

El listado de códigos es el siguiente:

1000 - X-ray binary		
1100 - HMXRB	10 - X-ray pulsar	1 - flares
1200 - HMXRB supergiant	20 - burster	2 - jets
1300 - HMXRB Be star	30 - black hole	3 - eclipsing

---

<sup>1</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/catalog/class.html>

1400 - LMXRB	40 - QPO	4 - ultra-soft transient
1500 - LMXRB Globular cluster	50 - QPO & black hole	5 - soft transient
	60 - QPO & pulsar	6 - hard transient
	70 - QPO & bursts	7 - eclipsing dipper
	80 - QPO,pulsar,bursts	8 - eclipsing ADC
	90 - pulsar & bursts	9 - dipper
1600 - CV	10 - Classical Nova	1 - oscillations
	20 - Recurrent Nova	2 - coherent osc.
	30 - AM Her (polar)	3 - fast
	40 - Intermediate polar	4 - slow
	50 - Dwarf nova	5 - eclipsing
	60 - Dwarf nova U Gem type	6 -
	70 - Dwarf Nova Z Cam type	7 -
	80 - Dwarf Nova SU Uma type	8 -
	90 - Nova like	9 -
1700 - Gamma ray	00 - source	1 - pulsar
	10 - burst	
	20 - burst, soft repeater	
1800 - Radio Pulsar		
1810 - X-ray pulsator		
1820 - Supersoft source		
1830 - Isolated neutron star		
1840 - Anomalous X-ray pulsar (AXP)		
1850 - Extrasolar planet		
1860 - Brown dwarf		
1870 - Protostar of Type 0		
1880 - Protostar of Type I		
1890 - Luminous Blue Variable (LBV)		
1900 - RS CVn star		
1910 - Algol star		
1920 - Beta Lyr star		
1930 - W UMa star		
1940 - Symbiotic star		
1950 - Zeta Aurigae star		
1960 - FK Comae star		
1970 - UV Ceti type		
1980 - T Tauri star	1 - (naked)	
	2 - (post)	
1990 - Herbig Ae/Be star		
1991 - Be star		
2000 - Wolf Rayet	00 - unknown type	00 - spectral type unknown
	10 - WN	10..... 1
	20 - WC	20..... 2
	30 - WO	30..... 3
		40..... 4
		50..... 5
		60..... 6
		70..... 7
		80..... 8

		90.....	9-11	
	00 - spectral type 0	0 ....	luminosity class unknown	
2100 - O	10.....	1	1 .....	I or 0
2200 - B	20.....	2	2 .....	II
2300 - A	30.....	3	3 .....	III
2400 - F	40.....	4	4 .....	IV
2500 - G	50.....	5	5 .....	V
2600 - K	60.....	6	6 .....	VI
2700 - M	70.....	7		
2800 - Me	80.....	8		
	90.....	9		
2900 - Star				
	10 - Luyten color class a			
	20 - Luyten color class a-f			
	30 - Luyten color class f			
	40 - Luyten color class f-g			
	50 - Luyten color class g			
	60 - Luyten color class g-k			
	70 - Luyten color class k			
	80 - Luyten color class k-m			
	90 - Luyten color class m			
3000 - Extended galactic or extragalactic				
3100 - SNR Crab-like	10 - Shell	1 - Radio Pulsar		
3200 - SNR	20 - Filled-center	2 - Type I		
3300 - Star forming region	30 - Composite	3 - Type II		
3400 - Cloud	40 - Dark			
3500 - Nebula	50 - Molecular			
3600 - Open star cluster	60 - Planetary			
3700 - OB association/HII region	70 - Reflection			
3800 - Herbig-Haro object	80 - Globular Cluster			
3900 - Diffuse X-ray emission				
4000 - White dwarf	00 -	0 -		
4100 - White dwarf DA	10 - A	1 - PNN		
4200 - White dwarf DB	20 - B	2 - PNN detached binary		
4300 - White dwarf DC	30 - C	3 - detached binary		
4400 - White dwarf DO	40 - 0	4 - 0		
4500 - White dwarf DZ	50 - Z	5 - Z		
4600 - White dwarf DQ	60 - Q	6 - Q		
4700 - White dwarf DX	70 - X	7 - X		
4800 - White dwarf sD	80 - V	8 - P		
4900 - White dwarf PG1159-type	90 - P	9 - H		
5000 - Cluster of galaxies	10 - Abell class <0	1 - Cooling Flow		
	20 - Abell class 0			
	30 - Abell class 1			
	40 - Abell class 2			
	50 - Abell class >2			

	60 - non-Abell	
5100 - Compact group of galaxies		
5500 - X-ray background		
6000 - Non-active galaxy		
6100 - Dwarf Galaxy	10 - radio loud	1 - flat radio spectrum
6200 - Spiral galaxy	20 - HII region	2 - steep radio spectrum
6300 - Elliptical galaxy	30 - Multiple nuclei	3 - inverted radio spectrum
6400 - Starburst galaxy	40 - Barred	
6500 - Interacting galaxy	50 - Unbarred	
6600 - Irregular galaxy	60 - Mixed	
6700 - Galaxy	70 - Nebulous region	
6800 - Lenticular galaxy		
6900 - Normal galaxy		
7000 - AGN Unclassified		
7100 - Seyfert	10 - radio loud	1 - flat radio spectrum
7200 - QSO	20 - radio loud/polarized	2 - steep radio spectrum
7300 - BL Lac	30 - radio quiet	3 - inverted radio spect
7400 - Liner	40 - radio loud/invert sp	4 - type 1
7500 - Radio Galaxy	50 - radio loud/flat sp	5 - type 1.5
7600 - IR Galaxy	60 - radio loud/steep sp	6 - type 2
7700 - OVV	70 - radio pol/invert sp	
	80 - radio pol/flat sp	
	90 - radio pol/steep sp	
7800 - NEL (Narrow Emission-Line) galaxy		
7900 - NLS1 (Narrow-Line Seyfert 1) galaxy		
8000 - Solar system object		
8100 - Planet	10 - Mercury	
	20 - Venus	
	30 - Earth	
	40 - Mars	
	50 - Jupiter	
	60 - Saturn	
	70 - Uranus	
	80 - Neptune	
	90 - Pluto	
8200 - Solar Feature	10 - Quiet Sun	
	20 - Active Sun	
	30 - Sunspot	
	40 - Plage/Active Region	
	50 - North Pole	
	60 - South Pole	
	70 - Equatorial Region	
	80 - Mid-Latitude Region	
	90 - Flare	
8300 - Asteroid	10 - Main Belt Object	
	20 - Centaur	
	30 - Kuiper Belt Object	
	40 - Near-Earth	
8400 - Comet	10 - Periodic	
	20 - Non-Periodic	

30 - Sun-Grazing

8500 - Moon

9000 - Unusual object

9100 - Supernova      10 - Type I  
                             20 - Type II

9200 - Hypernova

9999 - unidentified



## Apéndice E

# Catálogo de contrapartidas ópticas

Se muestran aquí los resultados del catálogo de contrapartidas ópticas (capítulo 5 de la presente tesis).

Los datos se encuentran actualizados a diciembre de 2007.

### E.1 Descripción de las columnas

En las sucesivas tablas presentes en este apéndice, el significado de las columnas es el siguiente:

- **Identificador OMC.** Es el código que recibe cada fuente dentro del catálogo de entrada de OMC y del catálogo extendido. Son códigos únicos, en el sentido de que un identificador sólo hace referencia a una única fuente. Sin embargo, una misma fuente puede tener varios identificadores. Esto se debe a que al crear el catálogo de entrada de OMC, la fuente en cuestión puede formar parte de varios catálogos previos (como fuentes de rayos  $\gamma$ , rayos X, y ópticas), y habría recibido un identificador distinto por cada rango de energía. Estas duplicaciones tienden a ser corregidas en sucesivas versiones del catálogo, siempre y cuando se tenga verdadera certeza acerca de que ambas son la misma fuente. Aún así, hay fuentes que siguen teniendo varios identificadores. En estos casos, se aprovecha el hecho de que cada uno de ellos tiene una prioridad distinta, siendo los objetos de rayos  $\gamma$  los más prioritarios. Por ello, si una fuente con varios identificadores ha sido observada, como mínimo lo habrá sido con el identificador de rayos  $\gamma$ .
- **Nombre habitual.** Es el nombre de esta fuente presente en el catálogo HEC.
- **Método de procesado.** La columna del método de procesado está indicando qué método se ha usado para obtener la fotometría. Son diferentes combinaciones de dos factores. Primero está el parámetro del procesado `timestep`, que obliga al *software* a acumular

observaciones hasta totalizar un tiempo de observación similar a la cantidad que se indique. En el caso excepcional de `timestep=1`, no se combinan las imágenes. En segundo lugar se filtra por la columna `EXPOSURE` de los datos, que es el tiempo de exposición de cada una de las imágenes. Todo esto se hace para poder tener el mejor método de procesado para cada uno de los grupos de fuentes. Se busca el maximizar el tiempo de exposición, pero sin llegar a saturar las imágenes (ver magnitudes de saturación en tabla 2.2). Las fuentes débiles se observan con `timestep` alto, para mejorar así la señal-ruido. Con las fuentes brillantes hay que reducir el tiempo de exposición para evitar saturar. Las diferentes posibilidades para los métodos de procesado son:

- 10: `timestep=1` segundo, `EXPOSURE=10` segundos.
  - 50: `timestep=1` segundo, `EXPOSURE=30` y 50 segundos.
  - 200: `timestep=1` segundo, `EXPOSURE=100` y 200 segundos.
  - 630: `timestep=630` segundos.
  - 9000: `timestep=9000` segundos.
- **Flujo.** Es la mediana de los valores de la columna del flujo correspondiente de los datos. Según la tabla en la que nos encontremos, puede tratarse de `FLUX_1`, `FLUX_3`, o `FLUX_5`, dependiendo del radio de la abertura fotométrica que interese (1, 3, o 5 píxeles). Se mide en fotones por segundo.
  - **Error.** Esta columna es la mediana de la columna de error de los datos procesados de OMC, pudiendo ser `ERFLUX_1`, `ERFLUX_3`, o `ERFLUX_5`. De nuevo, la columna exacta dependerá de la tabla. Así mismo, se mide en fotones por segundo.
  - **$\Delta$ Flujo.** Es un indicador de la variabilidad de la fuente. Es la diferencia entre el flujo del percentil 90 (el 90 % de los puntos fotométricos tiene un flujo menor) menos el flujo del percentil 10 (el 10 % de los puntos fotométricos tiene un flujo menor). Esta diferencia además se divide entre 2,56 para asemejarla a una desviación típica. En el caso en el que la distribución fuera una gaussiana, este valor calculado sería exáctamente la desviación típica de la distribución (el número de puntos de una distribución gaussiana entre  $-1\sigma$  y  $+1\sigma$  es del 68.26 %; entre  $-1.28\sigma$  y  $+1.28\sigma$  es del 80.00 %; y entre  $-2\sigma$  y  $+2\sigma$  es del 95.44 %). Se mide en fotones por segundo.
  - **Flujo límite.** Es una cota superior al flujo de las fuentes no detectadas. El flujo que si lo hubiera tenido la fuente, habría sido detectada con OMC. Se estima que se detectan las fuentes con una relación señal-ruido de  $3\sigma$ . De forma práctica, se calcula como el triple de la mediana del error (la columna **Error**). Se mide en fotones por segundo.
  - **V.** Es un valor representativo de la magnitud de la fuente. Se calcula como la mediana de los valores de la columna `MAG_V3`. Se mide en magnitudes.
  - **Verror.** Es la mediana de la columna de error `ERMAG_V3`. Se mide en magnitudes.
  - **$\Delta V$ .** Es un indicador de la variabilidad de la fuente. Está calculado igual que la columna  **$\Delta$ Flujo**, obligando a que tenga signo positivo. Se mide en magnitudes.

- **Magnitud límite.** Es la magnitud correspondiente al flujo de la columna `Flujo límite`. Se mide en magnitudes. Como aproximación, se asume que el punto cero de la fotometría es igual a 17.7 magnitudes. Esta es la magnitud que tendría una fuente con un flujo de 1 fotón/segundo, y es un valor bueno con una precisión de  $\pm 0.1$  magnitudes (ver gráfica 3.20).
- **Fracción de flujo.** Es la división del flujo de la fuente buscada entre el flujo total presente en la región de 3 píxeles de diámetro (apertura fotométrica). El recuento de flujo incluye también el de la propia fuente buscada. Está medida en tanto por uno. Para calcular la contaminación que una estrella cualquiera contamina a la estrella buscada se calcula empíricamente un factor de contaminación que depende de la distancia entre ambas (ver figura E.1). Idealmente, el valor de `Fracción de flujo` es 1.00, indicando que todo el flujo es debido a la fuente objetivo. En el peor de los casos su valor es 0.00, indicando que el flujo de la fuente es menor que la centésima parte de todo el flujo combinado. Cuando este valor se desconoce, en la tabla aparece “????”.

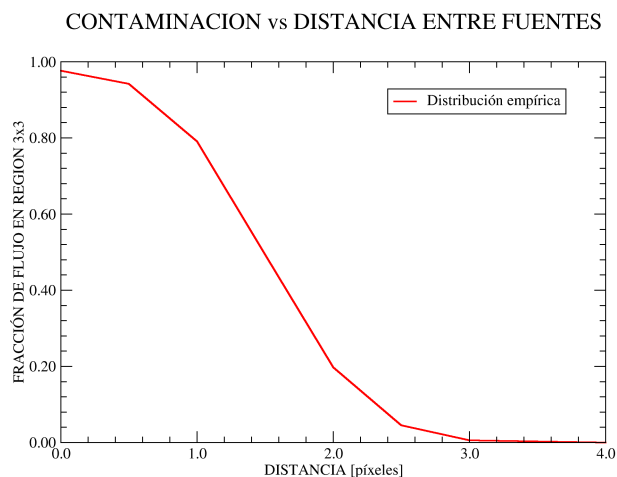


Figura E.1: Fracción de flujo de una fuente contaminante que es contabilizada en una apertura de 3 píxeles de diámetro centrada en la fuente objetivo. Se da el valor de este factor en función de la distancia entre fuentes. No se ha tenido en cuenta el efecto del posible desplazamiento del centroide al calcular el centro de la fuente objetivo.

- **Contaminación.** Se ha calculado la magnitud combinada que se corresponde con el flujo de la columna de `Fracción de flujo`, incluyendo la fuente objetivo. Posteriormente se calcula la resta de la magnitud de la fuente buscada menos la magnitud combinada. Matemáticamente, siempre tiene signo positivo. Cuando la diferencia es mayor que 0.24 magnitudes (contaminación por un 25 % del flujo) se considera que la fuente está contaminada.
- **Detección.** Esta columna está compuesta por cuatro dígitos en binario, uno por cada instrumento de altas energías presente en *INTEGRAL*. Son, por orden, IBIS/ISGRI, JEM-X, SPI, e IBIS/PICsIT. Un 1 indica que esa fuente ha sido detectada con el

instrumento correspondiente, mientras que un 0 indica que no lo ha sido. Estos datos están obtenidos del catálogo HEC en su versión 27.

- **Tipo de objeto.** Es la clasificación que se ha realizado en el catálogo HEC, que ha sido copiada directamente a este trabajo. El significado de los códigos aparece en el apéndice D.
- **Exposición.** Esta columna es la suma total de todas las exposiciones individuales tomadas con OMC, incluyendo las saturadas o con problemas. Esta cantidad da una idea del número de puntos fotométricos disponibles. Se mide en millares de segundos.
- **Etiqueta.** Es un dígito que indica la certeza en la contrapartida óptica de la fuente de altas energías. Un 1 señala que es una fuente cuya contrapartida es segura. Un 2 indica que los datos que se muestran son de una probable contrapartida.

## E.2 Tablas de datos

Tabla E.1: Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
0074000039	H 0414+009	7300	0000	25.1
0078000027	3EG J0429+0337	1700	0000	55.3
0158000040	3EG J0631+0642	1700	0000	40.5
0292000030	3EG J1235+0233	1700	0000	340.5
0292000031	2EG J1239+0441	1700	0000	187.5
0409000055	3EG J1727+0429	7200	0000	33.7
0449000063	AX J1852.6+0038	1000	0000	170.8
0449000071	AX J1855.8+0129	1000	0000	73.5
0453000028	AX J1856.7+0220	1000	0000	82.6
0453000029	AX J1856.8+0245	1000	0000	86.9
0453000030	AX J1857.3+0247	1000	0000	88.5
0453000031	AX J1857.8+0240	1000	0000	92.6
0453000032	AX J1859.0+0333	1000	0000	98.8
0456000033	2CG 036+01	1700	0000	944.8
0457000028	XTE J1856+053	1400	0000	258.3
0470000043	AX J1900.1+0427	1000	0000	95.2
0470000044	AX J1901.7+0459	1000	0000	76.8
0474000030	2EGS J1903+0529	1700	0000	757.8
0474000033	AX J1905.5+0659	1000	0000	101.8
0475000027	AX J1907.5+0709	1000	0000	386.9
1040000044	EQ J1906+09	1110	0000	496.7
1040000046	AX J1907.8+0803	1000	0000	142.4
1040000047	AX J1908.2+0832	1000	0000	161.4
1040000048	AX J1908.3+0745	1000	0000	132.9
1041000027	AX J1911.0+0906	1000	0000	676.3
1041000029	AX J1910.7+0917	1000	1000	217.9
1226000044	3EG J0245+1758	1700	0000	6.3
1308000023	2EG J0521+2206	1700	0000	175.7
1336000031	3EG J0628+1847	1700	0000	19.0
1464000048	2EGS J1324+2210	1700	0000	147.5
1605000070	3EG J1928+1733	1700	0000	70.8
1608000088	SN 1230	9100	0000	137.4
1846000019	3EG J0516+2320	1700	0000	135.9
1851000019	2EG J0520+2626	1700	0000	75.6
1878000046	SNR 189.1+03.0	3200	0000	3109.9
2139000066	AX J1941.8+2251	1000	0000	232.0
2139000067	AX J1943.1+2318	1000	0000	280.5
2143000071	AX J1946.3+2436	1000	0000	222.0
2143000072	AX J1946.8+2512	2900	0000	488.9
2144000050	AX J1949.8+2534	1000	0000	233.9
2147000077	XTE J1946+274	1116	0000	237.6
2148000076	AX J1949.6+2631	1000	0000	230.4
2148000077	AX J1950.1+2628	1000	0000	230.6
2152000080	2CG 065+00	1700	0000	166.1
2279000025	2A 0042+323	1400	0000	16.6
2684000091	2CG 075+00	1700	0000	5709.8
2915000039	2EG J0545+3943	1700	0000	14.2
3035000104	3EG J1424+3734	1700	0000	10.0
3156000093	2CG 078+01	1700	0000	1363.3
3165000073	3EG J2035+4441	1700	0000	433.6
3175000091	GRO J2058+42	1116	0000	528.9

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.1 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
3324000029	2EG J0323+5126	1700	0000	123.2
3469000081	3EG J1337+5029	1700	0000	45.2
3601000064	IGR J21178+5139	7000	1000	176.7
3602000061	J213330.0+510531	1640	1000	191.4
4011000055	NAME CAS A	3200	1110	406.3
4015000077	IGR J00234+6141	1640	1000	278.9
4027000043	2CG 121+04	1700	0000	479.5
4043000057	IGR J01363+6610	1306	1000	502.9
4264000055	2EG J2227+6122	1700	0000	63.0
4275000051	3EG J2206+6602	7200	0000	15.2
4809000042	2CG 218-00	1700	0000	19.2
4813000035	3A 0656-072	1316	0000	6.8
4951000025	2EGS J1236-0416	1700	0000	285.8
4955000042	3EG J1246-0651	7200	0000	901.4
4964000032	3EG J1310-0517	1700	0000	193.9
5054000035	3EG J1652-0223	1700	0000	27.9
5073000023	2EG J1709-0350	1700	0000	60.6
5085000023	3EG J1744-0310	7200	0000	268.0
5095000017	3EG J1757-0711	1700	0000	184.5
5096000103	3EG J1800-0146	1700	0000	185.7
5111000020	IGR J18259-0706	1000	1000	108.3
5114000088	AX J1849.5-0055	1000	0000	109.0
5114000096	AX J1848.8-0129	1000	0000	46.8
5114000097	AX J1850.2-0025	1000	0000	43.6
5117000040	AX J1844.7-0305	1000	0000	45.3
5118000043	AX J1846.0-0231	1000	0000	34.9
5118000044	AX J1846.1-0239	1000	0000	32.6
5118000046	AX J1846.8-0240	1000	0000	37.8
5118000047	AX J1847.6-0156	1000	0000	37.5
5118000048	AX J1847.6-0219	1000	0010	40.7
5119000032	Ginga 1855-02	1116	0000	167.8
5121000058	Ginga 1839-04	1116	0000	212.4
5121000061	AX J1843.9-0351	1000	0000	34.1
5121000062	AX J1844.0-0355	1000	0000	33.9
5122000033	AX 1845.0-0433	1200	0000	62.6
5122000034	IGR J18450-0435	1206	1110	23.4
5124000017	AX J1836.3-0647	1000	0000	221.7
5125000071	AX J1839.5-0544	1000	0000	99.2
5125000072	AX J1839.9-0546	1000	0000	104.5
5125000073	AX J1840.0-0552	1000	0000	101.5
5125000074	AX J1840.1-0543	2250	0000	97.0
5153000020	XB 1940-04	1420	0000	0.6
5247000036	2EGS J2322-0321	1700	0000	7.9
5533000028	2EG J1233-1407	1700	0000	26.5
5616000026	3EG J1607-1101	1700	0000	242.1
5631000015	3EG J1631-1018	1700	0000	281.0
5639000022	2EG J1635-1427	1700	0000	344.2
5658000014	3EG J1726-0807	1700	0000	24.0
5665000011	2EG J1746-0935	1700	0000	118.0
5668000014	4U 1807-10	1100	0000	195.9
5668000026	IGR J17418-1212	7104	1000	155.1
5671000038	3EG J1735-1500	1700	0000	126.3
5680000010	3EG J1810-1032	1700	0000	318.3
5688000046	2EG J1813-1229	1700	0000	227.4
5689000148	AX J1821.0-1420	1000	0000	88.5
5689000154	IGR J18214-1318	1006	1000	62.2

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.1 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
5691000031	AX J1832.3-0840	1000	0000	131.4
5691000032	AX J1832.5-0916	1000	0000	119.6
5691000033	AX J1833.7-0828	1000	0000	126.4
5691000035	AX J1834.6-0801	1000	0000	113.4
5691000037	AX J1835.3-0754	1000	0000	110.3
5691000039	AX J1836.1-0756	1000	0000	100.1
5691000044	HESS J1834-087	1700	0000	96.0
5694000019	J182537.4-103513	1000	1000	99.5
5695000023	AX J1830.6-1002	1000	1000	136.9
5695000024	AX J1831.2-0943	1000	0000	129.9
5695000025	AX J1831.2-1008	1000	0000	126.9
5695000026	AX J1832.1-0940	1000	0000	122.2
5695000027	AX J1832.1-0938	1000	0000	122.2
5698000035	AX J1828.7-1116	1000	0000	127.2
5698000037	AX J1824.7-1253	1000	0000	116.7
5698000038	AX J1825.1-1253	1000	0000	105.7
5698000039	AX J1825.5-1144	1000	0000	130.2
5698000040	AX J1825.6-1214	1000	0000	102.1
5698000041	AX J1826.8-1206	1000	0000	91.9
5702000058	AX J1824.5-1311	1000	0000	106.5
5715000044	2EGS J1905-1120	1700	0000	94.7
5987000054	2CG 235-01	1700	0000	33.3
6102000041	2EGS J1220-1510	1700	0000	23.1
6218000023	3EG J1649-1611	1700	0000	84.9
6220000017	3EG J1635-1751	1700	0000	337.7
6230000028	3EG J1653-2133	1700	0000	96.2
6257000014	H 1745-203	1506	1000	131.0
6257000020	1RXS J175113.3-201214	1006	1000	129.0
6260000023	3EG J1741-2050	1700	0000	192.5
6264000080	2CG 013+00	1700	0000	210.5
6265000024	AX J1819.2-1601	2900	0000	81.0
6265000061	AX J1817.0-1607	1000	0000	93.1
6265000062	AX J1818.8-1527	1000	0000	84.2
6265000063	AX J1818.8-1559	1000	0000	66.1
6265000064	AX J1819.2-1548	1000	0000	70.3
6266000080	3EG J1824-1514	1700	0000	270.2
6268000051	AX J1811.2-1828	1000	0000	93.0
6268000052	AX J1812.1-1835	1000	0000	86.2
6268000053	AX J1812.2-1842	1000	0000	97.7
6272000047	AX J1808.2-2021	1000	0000	89.6
6272000048	SNR 010.0-00.3	1721	1000	92.7
6272000050	AX J1809.0-1948	1000	0000	106.7
6272000051	AX J1809.8-1918	2300	0000	142.2
6272000052	AX J1810.5-1917	1000	0000	91.1
6272000053	AX J1811.3-1913	2580	0000	96.0
6279000073	3EG J1832-2110	7300	1010	1082.0
6294000032	3EG J1858-2137	1700	0000	87.1
6766000039	3EG J1517-2538	7200	0000	12.9
6801000029	3EG J1612-2618	1700	0000	50.3
6820000168	3EG J1717-2737	1700	0000	436.8
6826000023	IGR J17331-2406	1006	1000	286.2
6827000240	2EG J1742-2250	1700	0000	718.6
6830000148	KS 1731-260	1420	0000	1206.4
6835000355	AX J1739.5-2730	1000	0000	497.4
6835000363	KS 1732-273	1400	0000	1310.8
6835000365	AX J1739.4-2656	1000	0000	489.0

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.1 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
6836000073	AX J1749.2-2725	1116	1000	411.5
6836000092	GRO J1750-27	1110	0000	6907.0
6836000094	AX J1748.7-2709	3200	0000	199.5
6836000095	AX J1749.1-2733	1006	1000	154.5
6836000096	AX J1751.1-2748	1000	0000	194.8
6836000099	J174431.7-274659	1006	1000	184.2
6838000560	IGR J17285-2922	1006	1000	439.7
6838000561	AX J1734.5-2915	1000	0000	690.5
6839000163	AX J1738.4-2902	1000	0000	858.4
6839000165	GRANAT 1736-297	1400	0000	1009.4
6839000167	AX J1740.4-2856	1000	0000	776.5
6839000169	AX J1740.5-2937	1000	0000	339.4
6839000173	AX J1742.5-2845	1920	0000	484.5
6839000176	4U 1735-28	1400	0000	1035.2
6839000179	AX J1735.1-2930	1000	0000	614.0
6839000180	AX J1736.4-2910	2900	0100	643.5
6839000181	AX J1739.3-2923	1000	1000	464.2
6839000182	AX J1739.5-2910	3200	0000	505.6
6839000183	AX J1740.2-2903	1000	0000	346.9
6839000185	AX J1742.6-2901	1000	0000	242.1
6840000020	Ginga 1741.2-2859	1400	0000	880.5
6840000040	AX J1747.1-2809	1910	0000	222.1
6840000083	NAME GC X-4	1400	0000	905.0
6840000086	1E 1742.2-2857	1400	0000	731.3
6840000087	1E 1742.5-2845	1400	0000	728.4
6840000091	1E 1742.9-2852	1400	0000	555.2
6840000093	1E 1743.1-2852	1400	0000	464.5
6840000097	AX J1743.9-2846	1000	0000	318.2
6840000099	AX J1745.6-2900	1800	0000	246.0
6840000101	AX J1747.0-2828	1000	0000	177.7
6840000102	AX J1747.0-2837	1000	0000	131.8
6840000104	AX J1747.3-2809	3200	0000	123.2
6840000105	AX J1748.3-2854	1000	0000	75.2
6840000106	AX J1748.6-2957	2900	0000	86.4
6842000205	AX J1802.4-2300	2900	0000	322.4
6842000218	2CG 006-00	1700	0000	895.0
6843000047	2EG J1811-2339	1700	0000	1116.4
6845000042	AX J1753.5-2538	1000	0000	286.5
6845000043	AX J1754.0-2553	1000	0000	288.9
6849000051	AX J1753.5-2745	1000	0000	182.9
6853000144	GX 1.1-1.0	1400	0000	1700.3
6853000169	AX J1754.5-2927	1000	0000	124.3
6853000170	AX J1755.7-2818	1000	0000	159.8
6853000171	AX J1758.0-2818	1000	0010	180.2
6868000059	2EG J1850-2638	1700	0000	111.0
7114000048	3EG J0747-3412	1700	0000	40.0
7319000027	3EG J1500-3509	1700	0000	74.0
7366000065	2EG J1718-3310	1700	0000	847.2
7374000037	AX J1719.1-3652	1000	0000	133.7
7374000040	AX J1720.8-3710	1000	0000	59.1
7374000042	AX J1721.0-3726	1000	0000	124.4
7374000046	AX J1718.0-3726	1000	0000	57.7
7374000047	AX J1719.3-3703	1000	0000	64.3
7375000281	GRANAT 1730-312	1436	0000	2804.1
7376000098	GRANAT 1737-310	1400	0000	807.7
7376000099	AX J1736.4-3141	1000	0000	448.1

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.1 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
7376000100	AX J1740.1-3102	1000	0100	312.4
7376000101	AX J1740.5-3014	1000	0000	255.3
7377000084	KS 1739-304	1400	0000	684.1
7377000085	AX J1742.6-3022	1000	0000	215.9
7377000086	IGR J17460-3047	1700	0000	239.1
7380000137	AX J1735.8-3207	1000	0000	464.9
7381000060	GPS 1742-326	1400	0000	793.3
7382000058	XTE J1755-324	1400	0000	373.6
7383000050	AX J1726.3-3516	2500	0000	118.1
7383000051	AX J1726.7-3504	1000	0000	122.2
7387000016	PSR B1722-36	1213	1010	137.8
7387000017	KS 1724-356	1400	0000	169.1
7387000020	AX J1726.7-3540	1000	0000	166.5
7397000217	IGR J18249-3243	7000	1000	2.3
7412000041	2EG J1847-3220	1700	0000	88.7
7447000015	2EG J1950-3503	1700	0000	57.6
7669000042	3EG J0827-4247	1700	0000	958.0
7684000086	3EG J0859-4257	1700	0000	521.8
7687000060	3EG J0841-4356	1700	0000	1132.0
7785000032	3EG J1300-4406	1700	0000	143.7
7823000046	3EG J1447-3936	1700	0000	480.4
7870000067	3EG J1714-3857	1700	0000	239.4
7870000070	XTE J1716-389	1200	1100	46.3
7873000035	AX J1705.6-4038	1000	0000	173.9
7873000040	AX J1704.7-4109	1000	0000	39.4
7873000044	J170849.9-400831	1840	1000	1.4
7876000102	AX J1656.7-4239	1000	0000	209.2
7876000104	AX J1657.1-4255	1000	0000	117.5
7876000105	AX J1659.0-4208	1000	0000	58.2
7876000106	AX J1659.0-4242	1000	0000	62.7
7876000107	AX J1659.3-4234	1000	0000	64.7
7876000108	AX J1659.8-4209	1000	0000	62.7
7877000038	AX J1700.1-4157	1110	0000	195.3
7877000039	AX J1700.2-4220	1100	1000	69.8
7877000040	AX J1700.8-4210	1000	0000	58.7
7880000043	AX J1654.6-4333	1000	0000	139.6
7880000047	AX J1651.0-4403	1000	0000	108.3
7880000048	AX J1652.2-4414	1000	0000	97.9
7889000061	3EG J1744-3934	1700	0000	175.1
7903000108	2EGS J1800-4005	1700	0000	69.3
7946000033	3EG J1958-4443	1700	0000	12.6
8169000070	IGR J09026-4812	1000	1000	142.6
8248000037	3EG J1329-4602	1700	0000	187.2
8319000049	2CG 333+01	1700	0000	739.6
8320000069	IGR J16195-4945	1200	1000	121.3
8320000071	AX J1620.7-4942	2900	0000	83.2
8320000072	AX J1621.4-4933	1000	0000	192.4
8320000074	AX J1621.9-4939	2633	0000	161.6
8320000075	AX J1622.1-5005	1000	0000	91.3
8323000056	HESS J1616-508	1700	0000	23.1
8327000056	2EGS J1653-4604	1700	0000	428.9
8329000026	KS 1632-477	1400	0000	470.3
8329000043	3EG J1639-4702	1700	0000	998.8
8329000050	AX J1632.8-4746	1000	0000	147.1
8329000051	AX J1635.4-4728	1000	0000	150.9
8329000052	AX J1635.9-4719	1000	0000	145.6

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.1 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas malas en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto según HEC	Detección en altas energías	Tiempo de exposición [ks]
8332000038	3EG J1704-4732	1700	0000	358.2
8337000057	2EG J1648-5042	1700	0000	577.5
8588000054	EXMS B0918-549E	1006	1000	3.9
8617000057	IGR J11321-5311	1006	1000	2.1
8629000056	IGR J11215-5952	1216	1000	6.3
8655000051	LEDA 166252	7106	1000	51.8
8684000062	IGR J14492-5535	7000	1000	10.4
8692000042	AX J1445.7-5931	1000	0000	69.4
8692000043	AX J1447.0-5919	1000	0000	42.9
8693000026	AX J1456.0-5913	1000	0000	144.0
8697000052	AX J1556.7-5325	1000	0000	290.5
8697000056	AX J1549.0-5420	1000	0000	53.8
8697000057	AX J1549.8-5416	1000	0000	48.4
8697000060	AX J1553.5-5347	1000	0000	54.4
8697000061	AX J1558.5-5334	2900	0000	66.8
8700000028	AX J1537.8-5556	1000	0000	24.6
8700000030	AX J1539.7-5532	1000	0000	25.2
8700000032	AX J1542.5-5519	1000	0000	34.3
8700000033	AX J1545.9-5443	1000	0000	37.7
8706000055	AX J1510.0-5824	1000	0000	5.3
8957000059	2CG 288-00	1700	0000	1411.5
8958000090	2EG J1103-6106	1700	0000	568.1
8973000096	IGR J11435-6109	1316	1100	470.9
8976000103	IGR J11305-6256	1306	1000	216.0
8988000047	1A 1244-604	1106	0000	71.1
9005000057	SNR 312.4-00.4	3200	0000	2219.3
9006000053	AX J1434.2-6024	1000	0000	110.4
9006000056	AX J1431.8-6021	1000	0000	66.0
9011000070	J144707.2-631948	7106	1000	46.0

Tabla E.2: Fuentes de altas energías contaminadas

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Error3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
0014000030	PG 0043+039	7200	9000	6.3	1.2	0.6	0.77	0000	3.3
0090000024	3C 120	7104	9000	31.8	0.8	1.1	0.33	0000	59.3
0285000039	4C 04.42	7300	9000	1.8	0.9	0.7	0.62	1000	145.7
0287000056	PG 1216+069	7104	9000	65.4	1.2	3.2	0.11	0000	74.0
0290000049	PG 1244+026	7200	9000	5.8	1.2	0.9	0.51	0000	112.7
0389000014	NGC 6240	7106	9000	78.9	3.0	0.0	0.00	1000	52.3
0453000022	XTE J1858+034	1366	9000	17.6	1.3	0.0	0.16	1100	1422.2
0455000058	X SER X-1	1420	9000	19.6	3.7	2.1	0.01	1110	156.5
0463000020	3A 1905+000	1420	9000	6.8	6.2	1.0	0.00	0000	120.6
0463000049	X AQL X-1	1426	9000	10.2	5.7	2.3	0.00	1110	215.7
0471000051	SS 433	1230	9000	31.3	1.7	6.8	0.32	1110	298.4
0671000019	3C 109	7104	9000	4.5	1.0	0.0	0.51	0000	3.7
0691000016	PKS 0446+112	7200	9000	1.1	0.6	0.0	0.24	0000	14.1
0713000044	PKS 0528+134	7200	9000	1.5	1.3	0.0	0.05	0000	74.1
0731000032	H 0614+091	1480	9000	43.2	7.8	0.5	0.01	1110	5.6
0872000079	PG 1211+143	7200	9000	21.5	0.9	1.6	0.67	0000	8.3
0881000058	NGC 4639	7104	630	153.2	3.2	3.6	0.51	0000	43.1
0887000039	IGR J13091+1137	7106	9000	41.9	1.0	0.0	0.01	1000	2.2
0920000026	3C 313	7000	9000	1.6	0.7	0.0	0.03	0000	5.8
0922000061	PG 1501+106	7200	9000	20.6	0.7	0.3	0.59	0000	6.2
1045000044	H 1907+097	1216	9000	14.1	1.6	1.2	0.12	1110	796.5
1154000039	CTA 102	7200	9000	2.0	0.8	0.4	0.72	0000	7.4
1160000036	NGC 7469	7104	630	104.1	2.5	0.9	0.03	1000	2.7
1282000030	4U 0517+17	7105	50	1420.7	25.9	0.0	0.00	1000	7.2
1402000036	Mrk 704	7104	9000	27.5	0.8	1.0	0.05	0000	7.9
1474000038	PG 1404+226	7104	9000	5.3	1.1	1.1	0.60	0000	25.0
1698000039	3C 454.3	7300	630	95.1	2.6	3.2	0.10	1110	26.3
1784000025	GeV J0319+2407	7300	9000	2.7	1.1	0.7	0.70	0000	11.5
1842000012	UGC 3142	7104	9000	11.2	1.2	0.7	0.05	1000	41.1
1869000044	1A 0535+262	1316	50	2482.3	35.4	309.5	0.50	1000	65.8
1977000059	Mrk 417	7104	9000	14.0	0.8	0.8	0.07	0000	15.5
1987000105	QSO B1156+295	7200	9000	5.1	1.2	0.8	0.63	0000	1.0
2008000020	QSO B1422+231	7200	9000	8.8	1.5	0.9	0.28	0000	18.7
2010000107	NGC 5548	7105	9000	70.8	1.3	0.9	0.02	1000	24.6

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.2 Fuentes de altas energías contaminadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Ferror3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
2145000057	Ginga 2000+25	1436	9000	3.2	1.5	0.0	0.28	0000	196.2
2280000023	Mrk 348	7106	9000	39.7	1.1	0.7	0.01	1000	17.9
2305000033	NGC 591	7106	9000	64.6	1.0	0.0	0.12	0000	2.9
2338000015	Mrk 1066	7106	9000	47.7	1.3	1.1	0.03	0000	25.7
2347000019	NGC 1167	7400	9000	82.1	1.7	1.0	0.01	0000	13.1
2487000050	PG 0844+349	7104	9000	23.8	0.9	0.0	0.65	0000	3.1
2531000160	IRAS F12397+3333	7104	9000	8.7	0.9	0.7	0.64	0000	51.4
2532000378	B2 1308+32	7000	9000	2.8	1.1	1.3	0.04	0000	117.7
2534000282	QSO B1255+356	7200	9000	1.2	0.7	0.7	0.12	0000	9.0
2541000051	PG 1309+355	7104	9000	8.8	0.7	0.5	0.61	0000	7.1
2586000040	NGC 6109	7500	9000	36.1	0.8	0.1	0.01	0000	7.3
2596000061	ACO 2261	5000	9000	1.3	0.7	0.1	0.55	0000	15.9
2856000064	IRAS F03158+4227	7000	9000	6.0	2.5	1.1	0.30	0000	34.6
2991000044	QSO B0923+392	7104	9000	33.9	1.1	0.0	0.02	0000	14.3
3010000113	3C 254	7200	9000	2.7	0.7	0.7	0.40	0000	151.9
3010000127	Mrk 421	7200	9000	77.4	2.8	2.2	0.05	0000	436.3
3039000038	GB6 B1428+4218	7000	9000	4.2	0.7	0.8	0.01	0000	171.6
3041000031	PG 1411+442	7104	9000	19.7	0.8	0.7	0.73	0000	73.4
3042000048	H 1426+428	7300	9000	4.6	0.7	0.6	0.48	0000	198.6
3063000215	QSO B1633+382	7200	9000	1.3	0.6	0.5	0.55	0000	42.8
3075000047	Mrk 501	7300	9000	66.0	1.1	1.5	0.01	1000	63.9
3141000096	QSO B1957+405	7106	9000	47.5	7.9	2.7	0.01	1010	156.3
3153000097	EXO 2030+375	1316	9000	1.5	0.9	0.3	0.05	1110	365.3
3184000081	X CYG X-2	1420	9000	17.2	2.0	3.4	0.70	1110	36.5
3196000059	V* SS CYG	1650	200	250.8	9.8	1630.4	0.64	1000	36.9
3425000053	3C 219	7200	9000	2.5	0.9	1.0	0.17	0000	13.6
3462000103	QSO B1317+520	7200	9000	2.6	0.9	0.7	0.64	0000	27.5
3475000068	QSO B1419+480	7200	9000	13.3	0.6	0.0	0.32	0000	2.1
3577000065	RX J2030.5+4751	1300	50	2585.2	33.5	59.6	0.20	0000	10.2
3594000060	3A 2129+470	1420	9000	12.6	7.7	1.8	0.04	0000	108.6
3613000048	1H 2202+501	1300	50	2326.4	29.2	61.5	0.34	0000	75.6
3666000083	1ES 0033+59.5	7300	630	290.9	5.9	38.3	0.00	1000	316.6
3845000035	Mrk 231	7104	9000	62.5	1.9	2.1	0.06	0000	5.5
3854000041	Mrk 273	7104	9000	22.7	1.5	0.7	0.06	0000	12.5
3975000061	X CEP X-4	1316	9000	39.8	8.2	5.4	0.19	0000	204.5

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.2 Fuentes de altas energías contaminadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Error3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
4032000061	4U 0142+614	1840	9000	3.4	2.3	1.4	0.00	1000	263.5
4034000081	H 0115+634	1316	9000	8.5	1.3	2.5	0.69	1010	252.8
4044000040	IGR J01583+6713	1306	9000	22.4	2.7	0.6	0.37	1000	2.2
4265000042	1H 2214+589	1300	9000	25.2	1.9	1.1	0.13	0000	31.7
4349000043	Mrk 3	7106	630	89.5	3.1	2.1	0.01	1000	39.8
4358000044	QSO B0636+680	7200	9000	4.4	1.0	0.6	0.74	0000	63.3
4371000049	Mrk 6	7105	9000	43.5	1.3	1.1	0.03	1000	77.2
4540000113	PG 0804+761	7104	9000	30.1	1.1	1.2	0.46	1000	35.2
4647000069	NGC 6251	7106	9000	73.5	1.3	1.9	0.01	0000	42.7
4688000045	MCG-01-05-031	7106	9000	39.8	1.1	1.5	0.01	0000	23.9
4690000047	Mrk 590	7104	9000	58.2	1.2	1.2	0.00	0000	155.2
4701000023	PHL 1377	7200	9000	2.9	0.9	0.5	0.64	0000	104.6
4727000033	QSO B0420-014	7200	9000	1.3	0.8	0.3	0.10	0000	11.0
4735000053	NRAO 190	7200	9000	3.0	0.8	0.4	0.28	0000	9.2
4939000037	IRAS F11598-0112	7000	9000	5.3	1.0	0.6	0.14	0000	20.1
4952000021	3C 275	7500	9000	1.2	0.9	0.6	0.25	0000	117.3
4956000050	3C 279	7300	9000	7.2	0.8	3.5	0.18	1000	117.3
4979000039	NGC 5506	7106	9000	83.0	1.2	0.8	0.50	1110	61.3
5066000018	3C 353	7500	9000	7.7	1.8	0.7	0.03	0000	8.8
5099000017	H 1822-000	1400	9000	2.4	1.3	0.7	0.00	1100	67.0
5138000042	4U 1916-053	1429	9000	4.6	3.5	0.0	0.00	1110	224.7
5157000015	1H 1934-063	7104	9000	57.7	2.7	0.1	0.00	1000	1.7
5226000053	3C 445	7104	9000	10.3	1.1	0.8	0.05	0000	195.0
5232000019	PHL 5200	7200	9000	2.3	1.8	0.7	0.29	0000	5.8
5282000044	1E 0225.5-1052	7200	9000	1.4	0.7	0.5	0.73	0000	31.2
5285000028	NGC 985	7104	9000	41.9	0.8	2.7	0.02	1000	39.8
5459000023	MCG-01-24-012	7106	9000	21.3	1.1	0.0	0.01	0000	1.9
5609000028	NGC 5995	7106	9000	51.8	1.7	2.4	0.01	1000	20.0
5667000026	QSO B1730-130	7200	9000	3.5	2.3	0.6	0.01	1000	29.7
5670000024	PDS 456	7000	9000	12.7	3.2	1.4	0.39	0000	21.4
5687000021	IGR J18027-1455	7104	9000	5.3	2.2	0.0	0.00	1000	62.0
5689000146	V* NP Ser	1470	9000	7.7	2.7	1.3	0.06	1110	158.5
5702000050	RX J1826.2-1450	1230	200	378.4	13.6	14.0	0.74	1000	125.8
5728000024	RX J1940.2-1025	1630	9000	17.6	2.7	4.3	0.12	1000	5.8
5728000030	NGC 6814	7105	630	135.6	3.1	3.2	0.62	1000	11.4

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.2 Fuentes de altas energías contaminadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Ferror3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
5760000027	Mrk 509	7104	9000	54.5	1.4	0.5	0.14	0000	45.6
5820000034	MCG-02-58-022	7105	9000	28.0	0.9	0.4	0.03	1000	25.8
6239000038	3A 1728-169	1400	9000	12.3	8.6	3.2	0.03	1110	39.8
6390000037	1H 2251-179	7104	9000	26.7	1.1	1.1	0.11	1010	190.0
6798000076	QSO B1622-253	7200	9000	2.0	1.7	0.6	0.10	0000	134.8
6806000042	PKS 1622-297	7200	9000	2.6	2.6	0.0	0.01	0000	16.3
6812000018	V* V2400 OPH	1640	9000	16.3	6.7	3.6	0.72	1000	92.2
6815000067	H 1705-250	1456	9000	13.3	7.0	3.0	0.07	1010	49.3
6823000026	H 1658-298	1429	9000	7.7	6.9	3.8	0.01	0000	53.9
6830000149	V* V2116 Oph	1410	9000	3.6	1.7	1.1	0.04	1110	578.9
6836000046	RX J1744.7-2713	1300	10	5199.9	63.3	419.7	0.19	0000	256.8
6847000038	SAX J1810.8-2609	1426	9000	14.2	12.5	1.9	0.00	0000	369.9
6849000050	IGR J17544-2619	1206	630	97.6	6.3	3.9	0.26	1000	665.1
6857000089	Ginga 1826-24	1430	9000	10.9	7.1	1.6	0.01	1110	101.2
7051000086	ESO 362- 18	7105	9000	78.5	1.5	0.0	0.00	0000	1.4
7054000073	QSO B0521-365	7300	9000	16.8	1.2	1.5	0.08	0000	14.4
7121000054	RX J0812.4-3114	1316	630	108.1	12.2	7.8	0.48	0000	17.8
7148000075	FRL 1146	7105	9000	20.5	10.8	0.0	0.11	1000	16.4
7187000058	IC 2560	7106	9000	89.0	4.1	2.3	0.58	0000	21.9
7193000030	NGC 3281	7106	9000	109.4	2.3	2.6	0.62	1000	41.8
7273000047	MCG-06-30-015	7104	9000	62.6	2.4	1.1	0.00	1010	93.8
7279000041	IC 4329A	7104	9000	65.1	2.0	1.4	0.01	1110	28.1
7372000029	V* V1101 Sco	1440	9000	36.8	3.7	1.3	0.01	1110	133.7
7376000097	IGR J17391-3021	1206	9000	19.0	3.0	4.3	0.05	1110	3992.8
7386000111	H 1755-338	1439	9000	10.8	9.4	1.7	0.00	0000	468.9
7389000033	1A 1744-361	1489	9000	58.9	51.4	11.1	0.00	1100	147.5
7403000112	SAX J1808.4-3658	1416	9000	46.5	27.1	0.0	0.02	0000	74.3
7405000136	3A 1822-371	1419	9000	11.5	6.9	1.7	0.06	1110	86.6
7444000017	PKS 2000-330	7200	9000	2.8	2.6	0.1	0.03	0000	3.8
7488000047	PKS 2149-306	7200	9000	12.1	1.1	0.8	0.04	0000	40.6
7488000066	PKS 2155-304	7300	9000	51.8	1.0	2.6	0.60	0000	49.9
7534000122	NGC 424	7104	9000	68.0	1.0	0.6	0.05	0000	5.6
7566000038	CTS C25.36	7200	9000	4.1	1.0	0.0	0.55	0000	13.1
7598000064	EXO 055620-3820.2	7104	9000	17.3	1.0	0.0	0.08	0000	1.4
7674000044	Ginga 0834-430	1106	9000	1.9	0.9	0.5	0.02	0000	455.9

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.2 Fuentes de altas energías contaminadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Error3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
7787000031	LEDA 88835	7104	9000	8.1	1.5	0.8	0.67	0000	40.0
7790000029	Tol 1351-375	7104	9000	8.2	1.8	1.0	0.16	0000	13.2
7832000054	VV 780	7106	9000	51.4	7.2	2.2	0.01	1000	40.1
7872000086	GRO J1655-40	1459	9000	8.2	4.8	3.9	0.05	1000	253.0
7936000035	QSO B1933-400	7200	9000	3.4	1.3	0.9	0.19	0000	35.3
8076000097	RX J0439.7-4540	7000	9000	3.6	1.3	0.0	0.61	0000	1.6
8077000071	3EG J0458-4635	7000	9000	2.9	0.7	0.5	0.60	0000	4.3
8085000039	NAME PICTOR A	7104	9000	9.9	0.8	0.6	0.00	0000	9.8
8308000060	H 1538-522	1213	9000	21.7	7.7	3.1	0.38	1110	200.3
8313000025	4U 1543-47	1436	200	207.8	9.0	12.2	0.08	0000	157.0
8324000059	SWIFT J1626.6-5156	1016	200	119.2	27.4	64.2	0.01	1000	46.1
8326000035	IGR J16465-4507	1216	9000	16.5	8.5	2.8	0.09	1000	132.0
8335000042	V* V821 Ara	1456	9000	34.1	5.1	5.9	0.10	1110	168.8
8588000043	H 0918-549	1470	9000	13.8	9.3	2.6	0.00	1100	34.5
8608000048	1E 1024.0-5732	1110	630	99.4	16.0	8.9	0.54	0000	239.3
8609000053	4U 1036-56	1316	200	325.1	10.2	21.0	0.45	1010	33.1
8611000032	GRO J1008-57	1316	9000	13.5	8.3	2.5	0.31	1000	383.9
8632000080	IGR J12026-5349	7106	630	186.9	7.5	4.4	0.00	1000	9.5
8701000047	1H 1555-552	1300	10	4479.8	56.9	174.9	0.57	0000	53.6
8703000030	X CIR X-1	1426	9000	13.1	5.0	2.9	0.00	1110	227.2
8705000086	XTE J1550-564	1436	9000	11.0	8.8	2.0	0.00	1111	183.1
8725000081	ESO 138- 1	7106	9000	48.3	5.4	1.5	0.01	1000	1.6
8725000085	NGC 6221	7106	630	221.1	14.4	0.5	0.32	1000	1.0
8757000035	FRL 49	7106	9000	27.5	2.0	0.9	0.02	0000	1.4
8891000130	EXO 053109-6609.2	1316	9000	18.1	3.5	0.6	0.61	1000	4.2
8891000312	X LMC X-4	1210	9000	89.4	7.6	3.0	0.24	1110	124.6
8944000051	QSO B0914-6206	7104	9000	53.2	4.4	0.4	0.30	1000	5.5
8944000056	3A 0921-630	1409	9000	11.2	3.5	1.6	0.40	0000	7.4
8959000090	X CEN X-3	1213	9000	127.4	16.1	1.0	0.35	1110	247.0
8963000068	1A 1118-615	1316	200	204.3	8.5	8.7	0.72	0000	193.1
8977000365	1E 1145.1-6141	1210	630	106.3	14.4	5.8	0.34	1110	176.8
8989000112	V* V850 Cen	1316	9000	25.6	1.9	2.1	0.61	0010	122.3
9010000059	H 1417-624	1316	9000	28.2	9.2	4.7	0.02	0000	167.6
9012000044	Ginga 1354-645	1436	9000	21.6	16.3	1.3	0.03	0000	157.3
9026000069	X TRA X-1	1436	9000	15.1	6.0	3.0	0.02	0000	100.3

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.2 Fuentes de altas energías contaminadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo3 [e/s]	Ferror3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
9036000078	1H 1556-605	1400	9000	88.3	7.9	6.7	0.00	1100	74.7
9056000052	NGC 6300	7106	630	313.6	8.8	1.7	0.06	1000	1.8
9163000287	PSR B0540-69.3	1010	9000	15.3	11.5	2.8	0.38	1100	312.7
9163000304	CAL 83	1400	9000	3.3	2.0	0.9	0.19	0000	228.8
9165000234	RX J0501.6-7034	1300	9000	29.7	3.1	1.3	0.34	0000	8.4
9166001321	RX J0527.8-6954	1400	9000	35.7	10.1	7.7	0.00	0000	218.5
9167000724	X LMC X-1	1230	200	276.8	38.7	20.1	0.23	1100	277.5
9170000152	X LMC X-2	1400	9000	3.9	2.3	1.2	0.03	0100	115.5
9225000049	NOVA Mus 1991	1436	9000	12.5	5.7	1.9	0.55	0000	11.0
9241000054	1H 1254-690	1429	9000	11.5	7.6	0.3	0.01	1100	13.6
9365000055	ESO 33- 2	7106	9000	32.4	1.8	0.9	0.36	1000	4.8
9379000064	PKS 0637-752	7104	9000	11.6	2.4	0.0	0.61	1000	0.2

Tabla E.3: Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas medias en sus coordenadas

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo5 [e/s]	Error5 [e/s]	$\Delta$ Flujo5 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
0282000055	GRANAT 1227+025	7200	9000	2.8	1.8	1.1	????	0000	119.9
0287000059	GRO J1214+06	1700	9000	3.6	2.2	1.2	????	0000	640.0
0391000035	4U 1636+05	5000	9000	14.6	2.1	1.7	????	0000	37.1
0440000045	4U 1817-05	1500	200	268.8	9.6	13.4	????	0000	111.3
0448000051	Ginga 1843+009	1316	9000	6.7	2.2	1.7	????	1110	2570.4
0449000070	SNR 034.7-00.4	3200	9000	3.6	3.0	2.5	????	0000	1834.2
0671000025	ACO 478	5000	9000	2.7	2.1	0.0	1.00	0000	12.4
0874000105	APG 134	6500	200	1403.3	31.7	27.5	1.00	0000	57.1
0880000056	NAME VIRGO CLUSTER	5000	9000	3.2	1.8	0.8	1.00	0000	41.5
1041000028	4U 1909+07	1210	9000	9.3	2.9	0.0	????	1110	356.1
1127000049	4U 2129+12	1520	10	12082.0	205.9	170.0	1.00	0000	0.2
1315000035	4U 0614+15	1500	9000	55.9	6.2	2.7	????	0000	13.5
1585000047	2E 1853.7+1534	7104	9000	5.8	5.5	0.0	????	1000	1.1
1702000041	4U 2252+18	1500	9000	8.6	2.2	0.2	????	0000	33.1
1713000026	ACO 2589	5000	9000	5.8	1.8	0.6	1.00	0000	2.7
1834000045	GRO J0435+25	1700	9000	2.7	1.7	0.5	????	0000	18.2
1875000041	1H 0556+286	1300	50	1826.0	23.3	79.9	????	0000	22.6
2288000040	4U 0041+36	1500	9000	1.3	1.6	0.0	????	0000	10.9
2376000026	GRO J0422+32	1436	9000	1.0	2.1	0.0	1.00	0000	4.8
2667000054	4U 1933+36	1500	9000	51.4	12.7	0.0	????	0000	17.6
2673000056	PSR B1951+32	3201	9000	20.1	11.9	3.5	????	0000	211.1
2673000077	3A 1954+319	1416	50	1078.3	43.1	80.1	????	1000	247.2
2854000044	4U 0253+41	1500	9000	33.9	16.4	4.6	????	0000	25.6
2905000024	RX J0440.9+4431	1310	200	645.7	11.4	24.7	0.94	0000	5.3
2909000031	1H 0521+373	1300	10	14134.1	153.1	538.6	????	0000	1.2
3063000216	ACO 2199	5000	9000	16.0	5.7	1.2	0.96	0000	13.6
3160000117	GeV J2026+4124	1700	9000	97.2	26.1	0.0	????	0000	293.8
3161000092	GeV J2035+4214	1700	9000	21.0	2.6	2.9	????	0000	280.2
3161000093	4U 2028+42	1500	9000	16.1	8.4	1.5	????	0000	349.0
3179000150	4U 2048+44	1500	9000	4.2	2.8	1.5	????	0000	250.4
3332000041	4U 0404+47	1500	9000	40.2	4.8	1.3	????	0000	7.0
3343000024	4U 0446+44	1500	9000	13.0	3.7	3.9	????	0000	6.0
3666000086	4U 0027+59	1500	9000	3.8	7.1	3.0	????	0000	302.4
3666000087	4U 0033+58	1500	9000	1.7	1.8	2.5	????	0000	195.4

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.3 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas medias en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo5 [e/s]	Error5 [e/s]	$\Delta$ Flujo5 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
3702000022	4U 0311+53	1500	9000	29.6	9.7	2.4	????	0000	70.3
3715000037	4U 0322+59	1500	9000	3.5	3.0	0.6	????	0000	6.4
3959000068	GeV J2053+5644	1700	9000	30.3	6.8	2.6	????	0000	33.3
4023000060	4U 0022+63	3200	9000	16.6	3.5	4.8	????	1000	583.5
4041000066	3C 58	1810	9000	21.2	7.2	2.8	????	0000	140.4
4047000079	GT 0236+610	1330	200	677.8	13.2	22.1	0.98	1000	43.0
4283000072	4U 2316+61	1500	9000	11.0	4.6	2.1	????	0000	483.8
4283000093	GT 2318+620	1400	9000	7.9	3.7	1.7	????	0000	413.7
4358000055	4U 0627+67	5100	9000	4.3	1.5	0.2	????	0000	13.8
4572000072	ACO 2256	5000	9000	7.4	3.0	0.0	1.00	0000	93.7
4946000041	4U 1203-06	5100	9000	5.9	1.8	0.5	????	0000	29.4
4952000033	ACO 1588	5000	9000	4.0	3.1	3.1	0.96	0000	81.3
4957000035	4U 1253-00	1500	9000	7.2	1.9	1.8	????	0000	48.9
5111000018	IRXS J182557.5-071021	1006	9000	2.4	2.4	0.5	????	1000	186.7
5118000032	EXO 1846-031	1436	9000	3.8	2.8	1.0	????	0000	105.3
5118000040	GRO J1849-03	1006	9000	3.8	1.8	1.3	????	1110	149.1
5118000041	IGR J18483-0311	1006	9000	2.6	2.4	0.0	????	1110	59.0
5118000045	PSR J1846-0258	3201	9000	4.3	3.3	1.1	????	1000	59.4
5121000057	GRO J1838-04	1700	9000	21.2	8.2	2.8	????	0000	715.2
5121000059	4U 1832-05	1500	9000	148.6	20.1	0.0	????	0000	123.2
5124000016	GeV J1837-0610	1700	9000	28.5	6.0	4.0	????	0000	285.5
5486000032	4U 0937-12	7104	9000	137.1	3.4	2.1	1.00	1000	59.5
5689000147	AX J1820.5-1434	1316	9000	11.7	5.0	1.6	????	1010	137.8
5691000030	IGR J18325-0756	1006	9000	42.5	9.0	6.0	????	1010	184.6
5695000017	SNR 021.5-00.9	3101	9000	8.1	4.3	1.0	????	1100	186.4
5695000022	4U 1835-11	1500	9000	11.9	4.0	2.8	????	0000	159.2
5819000029	GRO J2250-13	1700	9000	4.9	2.2	1.1	????	0000	71.6
6259000048	IGR J18027-2016	1210	9000	33.9	11.3	6.3	????	1000	166.8
6261000023	IRXS J174607.8-213333	1006	9000	12.2	9.0	2.6	????	1000	115.1
6542000103	3A 0726-260	1310	200	297.5	12.5	18.9	1.00	0000	16.1
6565000087	4U 0742-28	1500	9000	12.7	7.5	0.0	????	0000	24.3
6756000027	4U 1455-27	1500	9000	4.2	2.5	0.4	????	0000	49.8
6794000063	4U 1621-23	1500	9000	4.3	3.1	0.4	????	0000	19.6
6799000074	NAME RHO OPH CLOUD	3050	9000	3.0	2.3	0.9	1.00	0000	19.3
6805000038	4U 1614-27	1500	9000	18.0	6.8	0.0	????	0000	5.9

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.3 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas medias en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo5 [e/s]	Error5 [e/s]	$\Delta$ Flujo5 [e/s]	Fración de flujo	Detección	Exposición [ks]
6835000364	GRANAT 1739-278	1400	9000	18.9	6.4	3.7	????	0010	1075.1
6839000170	SLX 1737-282	1426	9000	44.7	15.9	8.8	????	1100	3822.1
6839000175	GRANAT 1734-292	7104	200	829.9	27.7	35.7	????	1100	2186.4
6839000177	AX J1740.2-2848	1810	9000	12.9	6.0	3.2	????	0000	921.9
6839000178	EXS 1737.9-2952	1000	9000	9.3	4.8	2.8	????	0000	753.2
6839000184	IGR J17407-2808	1006	9000	36.5	7.8	5.2	????	1000	497.8
6840000026	1A 1742-289	1426	9000	8.0	8.6	3.4	????	0000	1025.8
6840000042	SLX 1744-299	1420	9000	28.8	19.9	6.2	????	1100	682.3
6840000079	GRO J1744-28	1420	9000	6.8	6.6	3.5	????	0000	5048.3
6840000088	RX J1745.7-2904	1005	200	368.2	27.7	20.6	????	0000	867.5
6840000103	IGR J17475-2822	3450	9000	8.8	18.1	4.4	????	1000	160.5
6846000096	XTE J1806-246	1400	9000	22.9	16.0	2.1	????	0000	356.1
6858000081	4U 1831-23	1500	9000	103.2	31.0	3.0	????	0000	35.3
6860000037	4U 1853-23	1500	9000	34.4	9.0	4.2	????	0000	107.8
7348000036	4U 1625-33	1500	9000	6.3	2.0	0.0	????	0000	16.9
7362000086	XTE J1720-318	1436	9000	9.6	2.8	1.8	????	1110	419.5
7366000037	IH 1715-321	1420	9000	48.4	13.9	7.0	????	0000	308.6
7373000034	IGR J17091-3624	1436	9000	94.4	16.6	4.0	????	1110	121.3
7379000051	IGR J17254-3257	1420	9000	40.2	13.4	5.1	????	1100	225.5
7380000135	GeV J1732-3130	1700	9000	56.6	21.5	6.6	????	0000	4954.1
7381000052	IGR J17464-3213	1456	630	121.4	7.1	4.5	????	1110	764.0
7381000150	SLX 1746-331	1436	9000	17.8	17.5	11.9	????	1100	598.0
7409000043	J185500.0-311000	1700	9000	34.8	12.3	5.6	????	0000	32.9
7669000043	SNR 260.4-03.4	1500	9000	5.2	3.6	1.4	????	0000	200.2
7670000057	Ginga 0836-429	1426	9000	41.3	10.9	8.0	????	1110	429.4
7712000051	4U 1022-40	1500	9000	47.4	12.3	0.6	????	0000	10.7
7870000069	4U 1715-39	1500	9000	83.5	11.4	5.3	????	0000	80.7
7874000050	IRXS J171824.2-402934	1420	9000	34.9	8.8	4.5	????	0000	94.5
7879000027	PSR J1649-4349	1800	9000	10.9	11.3	1.1	????	1000	92.9
7883000056	XTE J1723-376	1420	9000	60.2	13.8	4.0	????	0000	106.1
8166000074	4U 0913-46	1500	9000	31.1	2.4	1.9	????	0000	296.1
8211000065	PSR B1055-52	1800	9000	56.7	6.9	2.9	????	0000	115.7
8254000073	4U 1300-48	1500	9000	5.7	5.1	1.5	????	0000	85.5
8319000050	IGR J16167-4957	1640	9000	36.0	14.9	2.4	????	1000	355.7
8324000057	IGR J16207-5129	1200	9000	68.7	20.6	6.0	????	1000	89.9

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.3 Fuentes de altas energías con precisiones astrométricas medias en sus coordenadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Flujo5 [e/s]	Error5 [e/s]	$\Delta$ Flujo5 [e/s]	Fracción de flujo	Detección	Exposición [ks]
8326000034	IGR J16418-4532	1213	9000	24.9	7.0	5.8	????	1010	144.1
8628000041	4U 1110-58	1500	9000	40.5	24.2	8.0	????	0000	239.3
8687000047	4U 1436-56	1500	9000	21.9	5.7	3.7	????	0000	122.5
8701000038	H 1553-542	1110	9000	109.3	32.8	9.6	????	0000	273.7
8706000054	SNR 320.3-01.1	1500	9000	39.8	22.1	3.6	????	0000	208.8
8887000072	RX J0535.8-6530	1100	9000	10.5	4.2	1.8	????	0000	76.1
8982000049	4U 1210-64	1500	9000	49.0	19.8	5.4	????	0000	95.5
8988000043	3A 1239-599	1110	9000	83.3	28.7	10.6	????	0000	119.1
8997000051	PSR B1259-63	1100	9000	99.5	33.3	11.7	????	0000	184.7
9004000056	4U 1344-60	7105	9000	66.8	20.2	8.3	????	1000	136.3
9006000055	4U 1425-61	1500	9000	22.7	21.2	6.5	????	0000	151.0
9167000727	CAL 87	1400	9000	25.6	6.2	3.9	????	0000	162.8

Tabla E.4: Fuentes de altas energías no detectadas

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Error1 [e/s]	$\Delta$ Flujo1 [e/s]	F1 límite [e/s]	V1 límite [mag]	Detección	Exposición [ks]
046600051	4U 1901+03	1216	9000	2.9	2.1	8.6	15.4	1110	228.9
047400032	GeV J1907+0557	1700	9000	0.5	0.0	1.5	17.3	0000	198.2
068600026	3EG J0439+1105	1700	9000	0.6	0.7	1.8	17.0	0000	32.5
104100030	EXMS B1908+075	1210	9000	0.4	0.3	1.1	17.6	1110	150.0
104400030	XTE J1908+094	1456	9000	0.8	1.2	2.3	16.8	1010	506.0
104500050	GRANAT 1915+105	1456	9000	0.6	2.7	1.8	17.0	1110	809.2
184100019	QSO B0430+2859	7200	9000	0.6	0.0	1.7	17.1	0000	14.8
1995000663	NAME COMA CLUSTER	5000	9000	0.7	0.7	2.0	16.9	1000	209.2
2583000100	QSO B1611+343	7200	9000	0.5	0.0	1.4	17.3	0000	1.8
2987000040	IRAS F09104+4109	7000	9000	0.5	0.4	1.4	17.3	0000	26.3
3151000105	XTE J2012+381	1400	9000	2.8	6.8	8.4	15.4	0000	324.0
3157000119	X CYG X-3	1230	9000	1.6	2.8	4.7	16.0	1110	366.4
3588000111	SAX J2103.5+4545	1316	9000	2.0	2.1	6.1	15.7	1110	99.3
3666000088	IGR J00291+5934	1416	9000	1.6	2.0	4.7	16.0	1100	203.2
3997000072	2E 2259.0+5836	1840	9000	1.5	1.7	4.5	16.1	0000	95.6
5118000035	AX J1846.4-0258	3201	9000	0.6	2.9	1.8	17.0	1000	90.9
5281000125	HCG 16	7100	9000	0.6	0.0	1.8	17.0	0000	76.1
5691000019	X SCT X-1	1116	9000	1.5	2.8	4.4	16.1	0000	181.1
6261000019	EXO 1747-214	1420	9000	1.5	0.8	4.5	16.1	0000	164.0
6272000038	XTE J1810-197	1000	9000	1.3	1.3	4.0	16.2	0000	134.7
6272000045	NAME SGR 1806-20	1721	9000	1.1	1.9	3.4	16.4	1000	113.1
6819000098	XTE J1709-267	1426	9000	3.3	0.6	10.0	15.2	1000	82.3
6824000287	XTE J1710-281	1426	9000	2.5	2.6	7.4	15.5	1000	121.8
6835000362	SLX 1735-269	1420	9000	3.4	2.9	10.2	15.2	1110	1522.8
6836000093	X Sgr X-1	1470	9000	1.5	1.4	4.5	16.1	1110	771.5
6836000100	IGR J17473-2721	1006	9000	2.3	6.3	7.0	15.6	1000	308.9
6839000190	XTE J1739-285	1426	9000	0.9	0.5	2.6	16.7	1100	335.1
6840000028	1E 1742.5-2859	1400	9000	1.8	5.2	5.3	15.9	0000	1158.5
6840000039	SAX J1747.0-2853	1426	9000	2.0	1.3	5.9	15.8	1100	746.0
6840000080	1A 1742-294	1426	9000	1.2	2.0	3.6	16.3	1110	958.0
6840000092	1E 1742.9-2849	1400	9000	3.0	4.1	8.9	15.3	0000	744.5
6840000095	SAX J1750.8-2900	1426	9000	12.1	7.4	36.2	13.8	0000	581.4
6846000121	GRANAT 1758-258	1430	9000	1.0	1.2	3.2	16.5	1110	720.3
7377000048	GRANAT 1747-312	1506	9000	1.7	0.0	5.2	15.9	1100	500.0

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.4 Fuentes de altas energías no detectadas – Continuación

Identificador OMC	Nombre habitual	Tipo de objeto	Método procesado	Ferror1 [e/s]	$\Delta$ Flujo1 [e/s]	F1 límite [e/s]	V1 límite [mag]	Detección	Exposición [ks]
7378000059	SAX J1752.3-3138	1420	9000	1.6	0.9	4.7	16.0	0000	548.4
7380000023	4U 1730-335	1526	9000	2.8	5.3	8.6	15.4	1110	530.6
7381000154	1E 1746.7-3224	1400	9000	4.3	3.4	12.9	14.9	0000	647.0
7383000048	NAME SLOW BURSTER	1480	9000	1.1	0.4	3.4	16.4	1110	465.8
7400000187	XTE J1814-338	1006	9000	6.0	2.7	18.1	14.6	0000	262.3
7799000047	NAME CEN A	7106	9000	17.1	0.0	51.2	13.4	1110	640.3
7874000040	4U 1708-40	1420	9000	1.0	1.0	2.9	16.5	1100	158.4
7877000027	NAME OAO 1657-415	1213	9000	1.5	1.6	4.5	16.1	1110	188.5
7879000029	IGR J16493-4348	1000	9000	2.4	2.9	7.2	15.6	1000	71.7
7881000032	H 1705-440	1420	9000	1.2	1.4	3.5	16.3	1110	197.4
8150000054	NAME VELA PULSAR	3201	9000	1.6	1.1	4.7	16.0	1010	677.9
8205000058	SWIFT J1038.8-4942	7105	9000	1.0	0.0	2.9	16.5	1000	1.6
8316000064	IGR J16283-4838	1106	9000	3.4	5.3	10.1	15.2	1000	69.6
8323000054	2E 1613.5-5053	1410	9000	7.8	1.5	23.3	14.3	1000	421.2
8325000035	IGR J16393-4643	1210	9000	5.5	8.2	16.6	14.6	1000	142.2
8329000032	4U 1630-47	1439	9000	0.8	0.9	2.2	16.8	1110	474.2
8329000044	IGR J16320-4751	1210	9000	2.4	0.1	7.3	15.5	1110	505.5
8329000045	IGR J16358-4726	1116	9000	1.0	2.0	2.9	16.5	1010	421.9
8329000049	NAME SGR 1627-41	1840	9000	1.5	1.0	4.6	16.0	0000	436.7
8333000046	IGR J16318-4848	1100	9000	4.0	0.4	12.0	15.0	1110	487.5
8339000032	IGR J16558-5203	7104	9000	4.4	3.3	13.1	14.9	1010	106.6
8626000100	2E 1048.1-5937	1110	9000	2.6	0.0	7.8	15.5	0000	218.1
8994000234	SAX J1324.4-6200	1310	9000	2.3	5.3	7.1	15.6	0000	118.0
8995000060	4U 1323-62	1429	9000	2.8	4.0	8.4	15.4	1100	142.4
9004000034	NAME CEN B	7500	9000	2.4	2.5	7.3	15.5	0000	165.0

Tabla E.5: Fuentes de altas energías con contrapartida óptica

Identific. OMC	Nombre habitual	Tipo objeto	Método proces.	V3 [mag]	Verror3 [mag]	$\Delta V3$ [mag]	Cont. [mag]	Flujo3 [e/s]	Ferror3 [e/s]	$\Delta$ Flujo3 [e/s]	Frac. flujo	Detec.	Expos. [ks]	Etiqu.
0011000059	QSO B0040+0034	7200	9000	17.06	0.59	0.00	0.10	1.9	1.0	1.0	0.91	0000	4.2	1
0040000045	NAB 0205+02	7000	9000	15.30	0.12	0.13	0.04	9.7	1.0	1.2	0.96	0000	45.2	1
0282000054	3C 273	7200	630	12.58	0.03	0.04	0.00	117.4	2.8	5.8	1.00	1110	207.1	1
0287000057	NGC 4261	7000	630	11.42	0.02	0.03	0.00	343.9	7.2	14.0	1.00	0000	99.1	1
0462000055	XTE J1901+014	1006	9000	12.92	0.05	0.07	????	86.4	3.9	5.2	????	1010	175.7	2
0872000047	M 98	7400	630	11.97	0.05	0.01	0.00	202.9	8.5	2.5	1.00	0000	4.9	1
0878000039	NGC 4579	7200	200	11.12	0.03	0.03	0.00	450.1	11.8	13.0	1.00	0000	42.7	1
0880000012	NGC 4388	7106	630	12.38	0.20	0.08	0.00	138.4	25.6	11.8	1.00	1010	66.8	1
0880000019	NGC 4438	7400	630	11.59	0.07	0.02	0.00	285.6	17.2	8.2	1.00	0000	71.9	1
0880000038	NGC 4501	7200	200	11.30	0.06	0.04	0.00	380.9	21.3	14.2	1.00	0000	43.4	1
1045000051	IGR J19140+0951	1200	9000	13.82	0.13	0.09	????	37.5	4.7	3.2	????	1110	289.7	2
1156000038	PKS 2251+113	7104	9000	15.69	0.15	0.09	0.00	6.6	0.9	0.7	1.00	0000	16.1	1
1309000071	NAME CRAB	3101	630	11.72	0.22	0.00	0.00	259.4	52.8	0.0	1.00	1111	660.6	2
1397000058	QSO B0851+202	7300	9000	15.80	0.17	0.14	0.00	6.1	0.9	0.8	1.00	0000	24.4	1
1423000052	NGC 3227	7105	630	12.07	0.04	0.01	0.00	185.4	7.0	2.0	1.00	1000	1.6	1
1600000043	4U 1918+146	1400	9000	14.67	0.28	0.20	????	17.1	4.4	2.8	????	0000	185.3	2
1842000028	SWIFT J0444.1+2813	7106	9000	15.19	0.11	0.06	????	10.7	1.1	0.6	????	0000	16.6	2
1992000165	PG 1247+267	7200	9000	15.71	0.16	0.16	0.00	6.6	1.1	1.1	1.00	0000	195.3	1
2008000048	QSO B1424+240	7000	9000	14.70	0.07	0.04	0.00	16.8	1.1	0.6	1.00	0000	39.4	1
2010000075	PG 1407+265	7200	9000	15.49	0.15	0.11	0.11	8.1	1.1	0.8	0.90	0000	29.7	1
2011000040	PG 1425+267	7104	9000	16.39	0.32	0.16	0.00	3.5	1.1	0.5	1.00	0000	24.6	1
2277000027	NGC 315	7104	630	12.16	0.02	0.01	0.00	173.8	3.2	2.4	1.00	0000	16.8	1
2528000064	NGC 4395	7105	9000	14.11	0.09	0.00	0.00	28.6	2.4	0.0	1.00	1000	1.9	1
2533000088	NGC 4619	7200	9000	13.16	0.02	0.03	0.00	68.7	1.4	1.8	1.00	0000	11.7	1
2534000278	NGC 5005	7400	200	10.91	0.02	0.03	0.00	531.4	10.6	12.5	1.00	0000	4.6	1
2541000055	NGC 5033	7105	200	11.57	0.03	0.03	0.00	289.1	6.9	8.4	1.00	1000	3.8	1
2598000079	X HER X-1	1413	9000	13.50	0.02	0.30	0.00	49.9	1.0	13.9	1.00	1000	74.3	1
2669000067	KS 1947+300	1316	9000	14.03	0.32	0.13	????	31.5	9.6	3.9	????	1110	107.9	2
2678000054	X CYG X-1	1230	10	8.91	0.01	0.11	0.00	3404.0	40.0	338.8	1.00	1111	764.6	1
2693000066	Ginga 2023+338	1436	9000	17.16	0.96	0.06	0.00	1.7	1.5	0.1	1.00	0000	59.8	1
2856000063	NAME PERSEUS CLUSTER	7106	630	12.53	0.04	0.03	0.00	124.4	4.2	4.3	1.00	1100	71.0	1
3017000185	NGC 4151	7105	200	11.22	0.02	0.03	0.00	402.1	8.2	10.0	1.00	1110	901.4	1
3021000147	NGC 4736	7406	50	9.32	0.01	0.02	0.00	2305.5	28.7	42.0	1.00	0010	10.1	1
3046000063	PG 1444+407	7200	9000	15.54	0.11	0.09	0.00	7.7	0.8	0.6	1.00	0000	36.6	1
3666000075	V* V709 CAS	1640	9000	13.99	0.06	0.08	????	32.4	2.0	2.4	????	1000	381.7	2
3716000017	EXO 0331+530	1366	9000	15.50	0.17	0.12	0.00	8.0	1.2	0.9	1.00	1000	219.7	1
3973000089	3A 2206+543	1300	50	9.88	0.02	0.03	0.02	1427.3	20.2	41.2	0.98	1110	162.0	1
3974000071	J212745.0+565640	7104	200	11.33	0.02	0.07	????	375.2	8.0	24.2	????	1000	165.7	2
3974000072	SWIFT J2127.4+5654	7900	200	11.62	0.08	0.09	????	289.5	22.0	23.5	????	1000	165.6	2
4016000094	IGR J00370+6122	1200	50	9.66	0.01	0.05	0.00	1747.6	21.5	78.5	1.00	1100	359.7	1
4032000062	RX J0146.9+6121	1310	200	11.41	0.02	0.04	0.00	345.2	7.6	12.5	1.00	1010	255.2	1
4038000060	3A 0114+650	1210	200	11.04	0.02	0.04	0.00	488.0	7.5	17.8	1.00	1010	157.6	1
4368000068	QSO B0716+714	7300	9000	14.30	0.07	0.55	0.00	24.3	1.7	19.9	1.00	0000	125.4	1
4378000085	QSO B0836+710	7300	9000	16.62	0.36	0.11	0.00	2.9	0.9	0.3	1.00	1000	28.1	1
4591000048	3C 390.3	7104	9000	14.82	0.09	0.02	0.00	14.8	1.2	0.3	1.00	1000	59.7	1
4695000022	NGC 788	7106	630	12.60	0.02	0.02	0.00	115.4	2.6	2.5	1.00	1000	97.3	1
4699000115	NGC 1068	7106	50	10.00	0.01	0.02	0.00	1237.8	17.1	22.1	1.00	1000	42.6	1

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.5 Fuentes de altas energías con contrapartida óptica – Continuación

Identif. OMC	Nombre habitual	Tipo objeto	Método proceso.	V3 [mag]	Verror3 [mag]	$\Delta V3$ [mag]	Cont. [mag]	Flujo3 [e/s]	Ferro3 [e/s]	$\Delta \text{Flujo3}$ [e/s]	Frac. flujo	Detec.	Expos. [ks]	Etiqu.
4948000098	QSO B1229-021	7200	9000	16.71	0.45	0.33	0.21	2.6	1.1	0.9	0.82	0000	156.4	1
4954000024	NGC 4593	7104	630	12.23	0.03	0.04	0.00	160.0	4.0	4.9	1.00	1000	132.4	1
4963000017	NGC 4941	7106	630	12.40	0.03	0.03	0.00	137.9	3.9	3.0	1.00	0000	84.2	1
5118000030	3A 1845-024	1316	9000	14.79	0.07	0.07	????	15.3	1.0	1.0	????	1010	106.7	2
5119000031	XTE J1855-026	1216	9000	14.82	0.31	0.17	????	15.1	4.2	2.5	????	1110	131.5	2
5121000035	PSR B1841-04	1840	9000	14.86	0.44	0.24	????	14.6	5.6	3.2	????	1000	108.8	2
5121000052	AX J1841.3-0455	1840	9000	14.72	0.29	0.21	????	16.5	4.4	3.0	????	1000	141.5	2
5121000060	IGR J18410-0535	1316	9000	13.66	0.53	0.15	????	43.8	23.0	6.2	????	1000	101.1	2
5285000025	NGC 1052	7106	200	11.39	0.02	0.03	0.00	352.2	6.8	10.0	1.00	1000	27.7	1
5684000009	4U 1812-12	1420	9000	16.30	0.69	0.86	????	3.9	2.9	5.6	????	1110	183.5	2
5693000139	3A 1850-087	1520	200	10.40	0.05	0.00	0.00	888.1	37.7	0.0	1.00	1110	118.1	1
5702000057	2EG J1825-1307	1010	9000	15.31	0.56	0.15	????	9.6	4.8	1.5	????	0000	1726.7	2
6104000030	LEDA 170194	7106	9000	14.13	0.04	0.04	????	28.3	0.9	1.2	????	1000	29.1	2
6104000044	IGR J12391-1612	7106	9000	14.13	0.04	0.04	????	28.3	0.9	1.2	????	1000	29.1	2
6202000011	X SCO X-1	1440	630	12.70	0.03	0.28	0.00	107.2	3.1	28.1	1.00	1110	313.8	1
6259000044	SAX J1805.5-2031	1420	9000	15.28	0.66	0.24	????	9.9	5.5	2.6	????	0010	127.4	2
6268000029	IGR J17597-2201	1429	9000	14.30	0.33	0.24	????	103.7	9.3	9.2	????	1010	195.8	2
6268000050	NAME NGL 101	1470	9000	12.73	0.10	0.10	????	112.7	2.3	5.1	????	1010	96.6	2
6725000009	NGC 5135	7200	9000	12.62	0.02	0.00	0.00	107.2	3.3	0.4	1.00	0000	4.4	1
6829000130	GRO J1719-24	1436	9000	13.94	0.12	0.11	????	33.8	2.7	3.4	????	0000	350.9	2
6835000368	IGR J17419-2802	1006	9000	14.63	0.19	0.10	????	17.9	3.1	1.6	????	1000	312.0	2
6840000034	1E 1743.1-2843	1400	630	12.51	0.05	0.11	????	126.5	6.3	13.9	????	1100	816.6	2
6840000077	1E 1740.7-2942	1436	9000	15.19	0.15	0.34	????	10.8	1.5	3.0	????	1110	1168.7	2
6840000078	AX J1745.0-2855	1426	9000	15.22	0.59	0.45	????	10.4	4.8	4.5	????	0000	1481.7	2
6840000084	SAX J1744.7-2916	1006	9000	14.43	0.22	0.25	????	21.5	4.4	4.8	????	0010	983.4	2
6840000085	KS 1741-293	1426	9000	15.21	0.58	0.30	????	10.5	5.7	3.0	????	1110	917.5	2
6840000090	1E 1742.8-2853	1400	630	11.76	0.03	0.26	????	253.2	8.1	66.2	????	0000	920.4	2
6840000094	XTE J1748-288	1456	9000	13.66	0.10	0.14	????	43.9	4.0	5.6	????	0010	561.2	2
6840000098	IGR J17456-2901	1030	9000	14.61	0.26	0.16	????	18.2	4.4	2.6	????	1000	612.7	2
6840000100	CXOGC J174540.0-290027	1030	9000	14.65	0.20	0.14	????	17.8	3.0	2.2	????	1000	506.0	2
6840000122	4U 1758-25	1400	200	11.08	0.04	0.06	????	472.7	17.1	27.3	????	1110	459.5	2
6848000079	SAX J1819.3-2525	1430	9000	13.28	0.29	0.12	0.00	62.4	16.8	7.0	1.00	0000	123.0	1
6854001345	XTE J1807-294	1466	9000	14.15	0.65	0.00	????	28.2	16.8	0.0	????	1010	520.1	2
7027000046	NGC 1365	7105	630	11.50	0.04	0.04	0.00	317.9	12.5	11.4	1.00	1000	2.9	1
7362000087	IGR J17200-3116	1106	9000	15.08	0.72	0.03	????	11.9	7.9	0.3	????	1000	183.6	2
7369000052	2S 1711-339	1406	9000	13.72	0.14	0.08	????	41.3	5.5	3.3	????	0000	176.1	2
7376000093	XB 1732-304	1520	9000	13.56	0.20	0.08	????	48.1	8.7	3.6	????	0000	1319.4	2
7387000032	IGR J17252-3616	1213	9000	14.36	0.24	0.13	????	23.1	5.0	2.8	????	1010	113.6	2
7389000062	1H 1746-370	1520	10	8.44	0.02	0.03	0.00	5395.0	77.6	123.1	1.00	1100	2.4	2
7393000172	H 1820-303	1520	50	9.33	0.02	0.02	0.00	2361.1	39.3	43.4	1.00	1110	70.1	1
7409000033	V* V1223 SGR	1640	9000	13.54	0.11	0.27	0.07	48.8	4.7	10.9	0.94	1000	38.5	1
7478000021	CTS 109	7104	9000	15.18	0.08	0.06	????	10.7	0.8	0.6	????	0000	10.9	2
7489000028	NGC 7172	7106	9000	12.66	0.02	0.02	0.00	108.8	1.6	1.6	1.00	1000	65.6	1
7491000043	NGC 7130	7106	630	12.56	0.02	0.02	0.00	119.1	2.6	2.3	1.00	0000	47.3	1
7588000062	NGC 1808	7000	200	11.53	0.04	0.04	0.00	311.0	10.2	12.1	1.00	0000	24.0	1
7591000070	1H 0512-401	1520	10	8.29	0.01	0.03	0.00	6125.1	81.5	195.4	1.00	0000	4.7	2
7608000048	QSO B0537-441	7200	9000	16.49	0.28	0.12	0.00	3.2	0.9	0.4	1.00	0000	9.9	1
7818000043	NGC 5643	6700	630	12.19	0.05	0.03	0.00	172.9	8.4	5.8	1.00	0000	70.4	1
7870000047	SAX J1712.6-3739	1426	9000	12.17	0.07	0.05	????	172.5	10.9	9.1	????	1000	174.6	2

Continúa en la siguiente página...

Tabla E.5 Fuentes de altas energías con contrapartida óptica – Continuación

Identific. OMC	Nombre habitual	Tipo objeto	Método proces.	V3 [mag]	Verror3 [mag]	$\Delta V3$ [mag]	Cont. [mag]	Flujo3 [e/s]	Ferror3 [e/s]	$\Delta \text{Flujo3}$ [e/s]	Frac. flujo	Detec.	Expos. [ks]	Etiqu.
7873000038	1RXS J170849.0-400910	1840	9000	15.36	0.32	0.19	????	9.1	2.8	1.6	????	1000	159.6	2
7874000056	IGR J17195-4100	1640	9000	13.93	0.16	0.12	????	34.6	5.1	3.8	????	1000	44.3	2
8143000072	ESO 209- 12	7105	9000	14.60	0.14	0.11	????	18.8	2.5	1.8	????	1000	52.2	2
8254000070	NGC 4945	7106	9000	12.44	0.19	0.05	0.00	133.9	24.3	6.8	1.00	1010	85.3	1
8309000049	IGR J15479-4529	1640	630	12.86	0.08	0.13	????	90.9	6.5	11.9	????	1010	20.1	2
8320000065	H 1624-490	1409	630	12.22	0.17	0.15	????	165.6	26.1	21.0	????	1100	510.5	2
8326000032	IGR J16479-4514	1476	9000	14.52	0.85	0.30	????	19.6	13.7	5.2	????	1110	367.5	2
8326000033	4U 1642-45	1440	9000	14.31	0.18	0.21	????	24.2	3.6	4.1	????	1110	264.6	2
8346000044	IGR J17269-4737	1006	9000	12.94	0.20	0.13	????	85.7	15.2	11.1	????	1100	66.5	2
8607000053	SWIFT J1010.1-5747	1940	50	9.75	0.02	0.07	????	1626.6	28.6	104.2	????	1000	2.0	2
8659000053	3A 1246-588	1406	9000	13.46	0.27	0.11	????	51.8	13.0	4.9	????	1100	52.2	2
8706000043	PSR B1509-58	3201	9000	13.05	0.08	0.06	????	78.4	5.4	5.2	????	1000	213.7	2
8977000127	H 1145-619	1316	50	9.36	0.01	0.08	0.00	2262.9	32.5	176.4	1.00	1100	84.8	1
8979000072	4U 1223-624	1211	200	10.84	0.03	0.06	0.00	577.3	14.0	26.9	1.00	1110	168.4	1
8996000030	V* RT Cru	1940	630	12.16	0.09	0.06	0.00	175.6	14.2	10.7	1.00	1000	35.0	1
8997000067	IRXP J130159.6-635806	1310	9000	15.23	0.45	0.23	????	10.3	4.1	1.8	????	1000	19.8	2
9013000086	NAME CIRCINUS GALAXY	7106	630	11.93	0.06	0.05	0.00	214.7	12.4	10.2	1.00	1000	164.5	1
9142000330	X SMC X-1	1213	9000	13.23	0.04	0.04	0.06	63.3	2.1	2.1	0.95	1110	22.3	1



## Apéndice F

# Curvas de luz de la monitorización del Bulbo Galáctico

Las siguientes son las 115 fuentes monitorizadas con OMC. Están subdivididas en grupos. En cada grupo se muestra una tabla resumen con las fuentes que lo componen, seguidos de pares de figuras. Los campos vistos con OMC están a la izquierda, y las curvas de luz tal y como se obtienen de los programas de procesamiento automático se encuentran a la derecha.

Un resumen del número y tipo de fuentes que aquí se encuentran se puede hallar en la tabla 7.2.

En las gráficas siguientes, la escala del eje vertical está elegida para ajustarse mejor a las necesidades de la fuente y el gráfico. Cuando la fuente es brillante se mide en magnitudes. Cuando la fuente está contaminada, o es débil o no está detectada, el eje vertical está en fotones por segundo. El tamaño de la abertura está también seleccionado para obtener los mejores resultados.

Las curvas de luz aquí mostradas son el resultado de un procesamiento automático, donde los parámetros de procesamiento y visualización han sido escogidos para obtener la curva de luz más representativa. No obstante, es posible que algún punto fotométrico de los mostrados sea consecuencia de un rayo cósmico o de contaminación por flujo por una fuente cercana, y aún así haya conseguido superar los criterios de selección. Estas curvas de luz deben considerarse previsualizaciones.

En el eje temporal todas las gráficas está medidas en *IJD* (*INTEGRAL Julian Day*), que es igual a *MJD* menos 51 544.0 días. Los datos mostrados son los últimos disponibles a fecha 2 de abril de 2008 (revolución 0668,  $IJD \simeq 3014$ ,  $MJD \simeq 54558$ ).

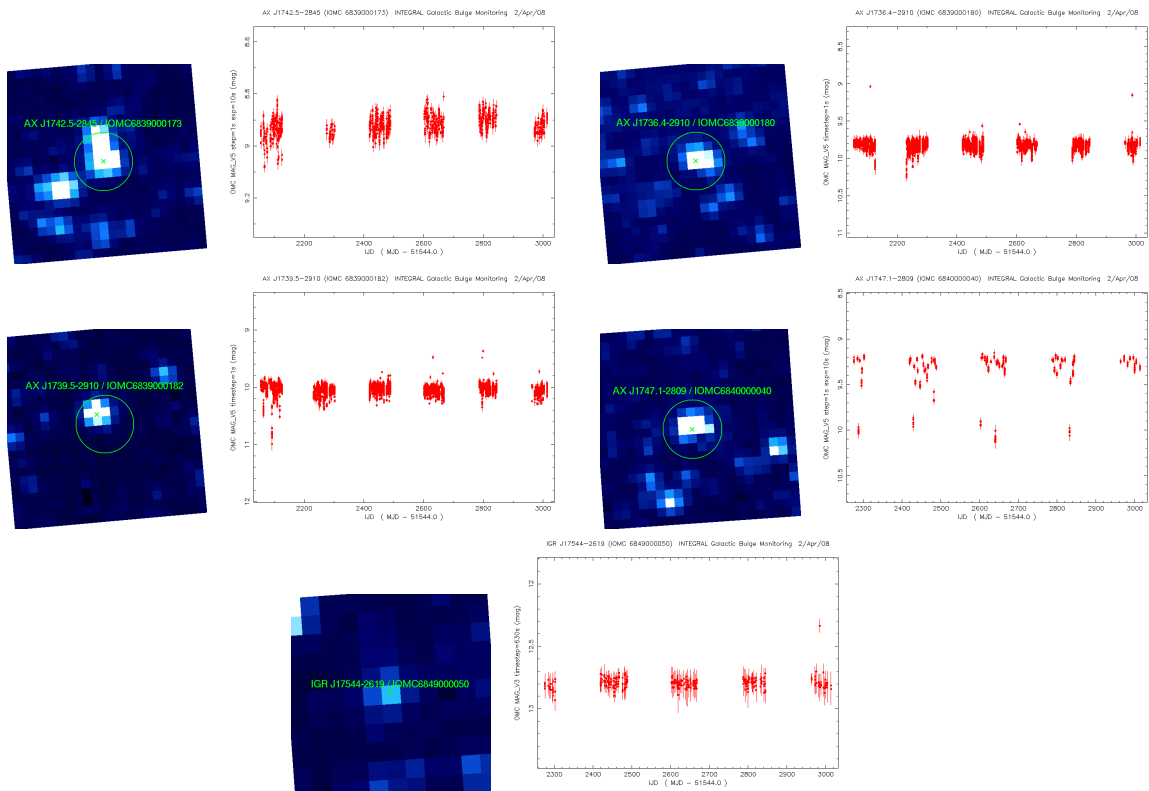
Además, en todas las imágenes siguientes, el polo norte celeste se encuentra hacia arriba y el este hacia la izquierda del campo.

## F.1 Objetos con contrapartida óptica

Estas fuentes de altas energías tienen contrapartida óptica conocida y además podemos estar seguros de que OMC está obteniendo la fotometría de la fuente en cuestión. El círculo de error es muy pequeño, y las coordenadas están centradas en una fuente solitaria. Por tanto, estas curvas de luz son las que más seguridad dan.

Tabla F.1: Objetos con contrapartida óptica.

IOMC	Nombre habitual
6839000173	AX J1742.5–2845
6839000180	AX J1736.4–2910
6839000182	AX J1739.5–2910
6840000040	1E 1743.9–2809
6849000050	IGR J17544–2619

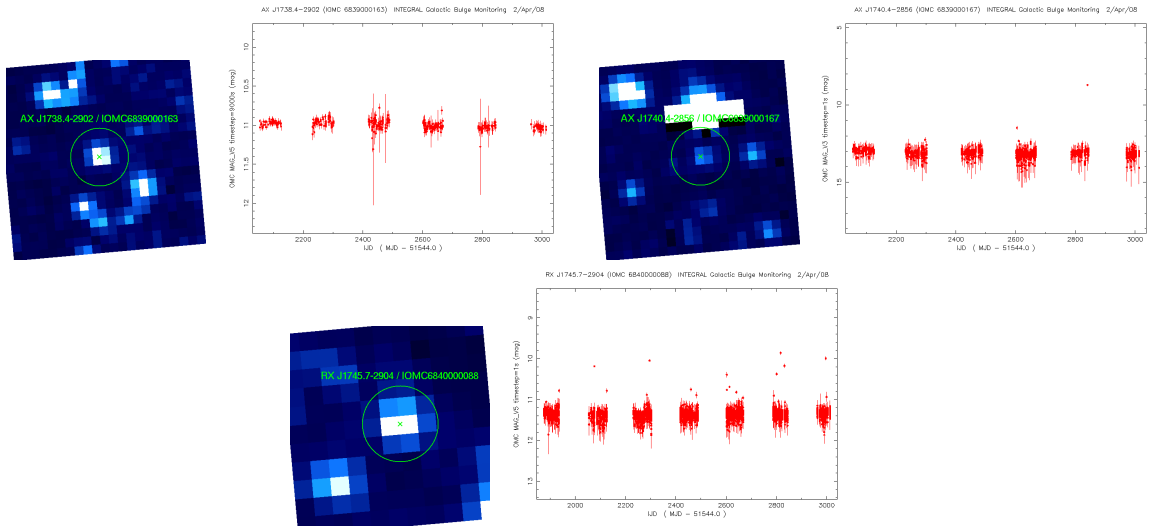


## F.2 Objetos con probable contrapartida óptica

Las curvas de luz que se están obteniendo con OMC son probablemente de la fuente buscada. Sin embargo no se puede estar completamente seguros. Esto es así porque aunque aparentemente no hay otras fuentes dentro del círculo de error, esta región es relativamente grande y pudiera haber fuentes invisibles para OMC.

Tabla F.2: Objetos con probable contrapartida óptica.

IOMC	Nombre habitual
6839000163	AX J1738.4-2902
6839000167	AX J1740.4-2856
6840000088	RX J1745.7-2904



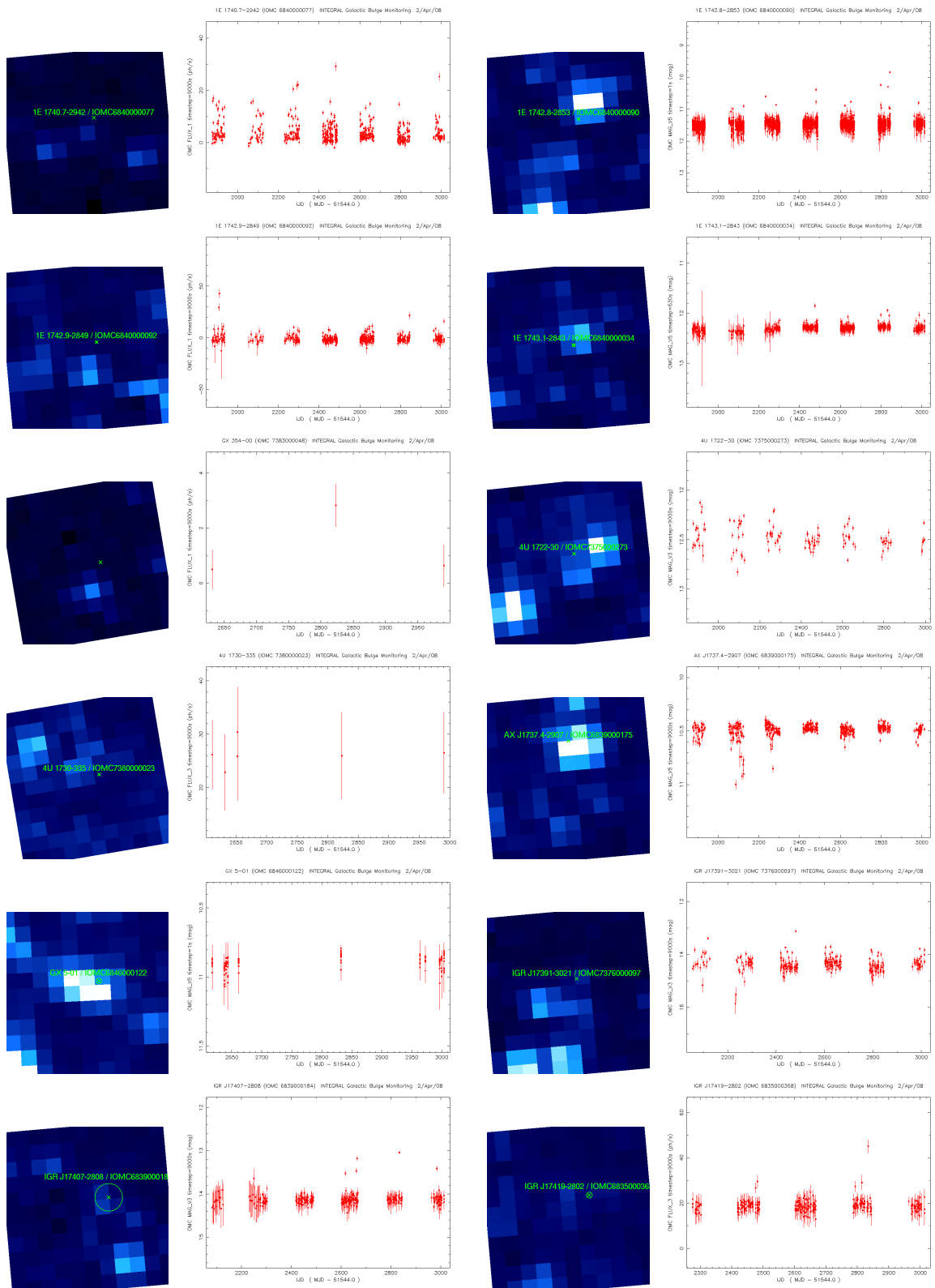
### F.3 Objetos con contrapartida óptica, pero contaminados

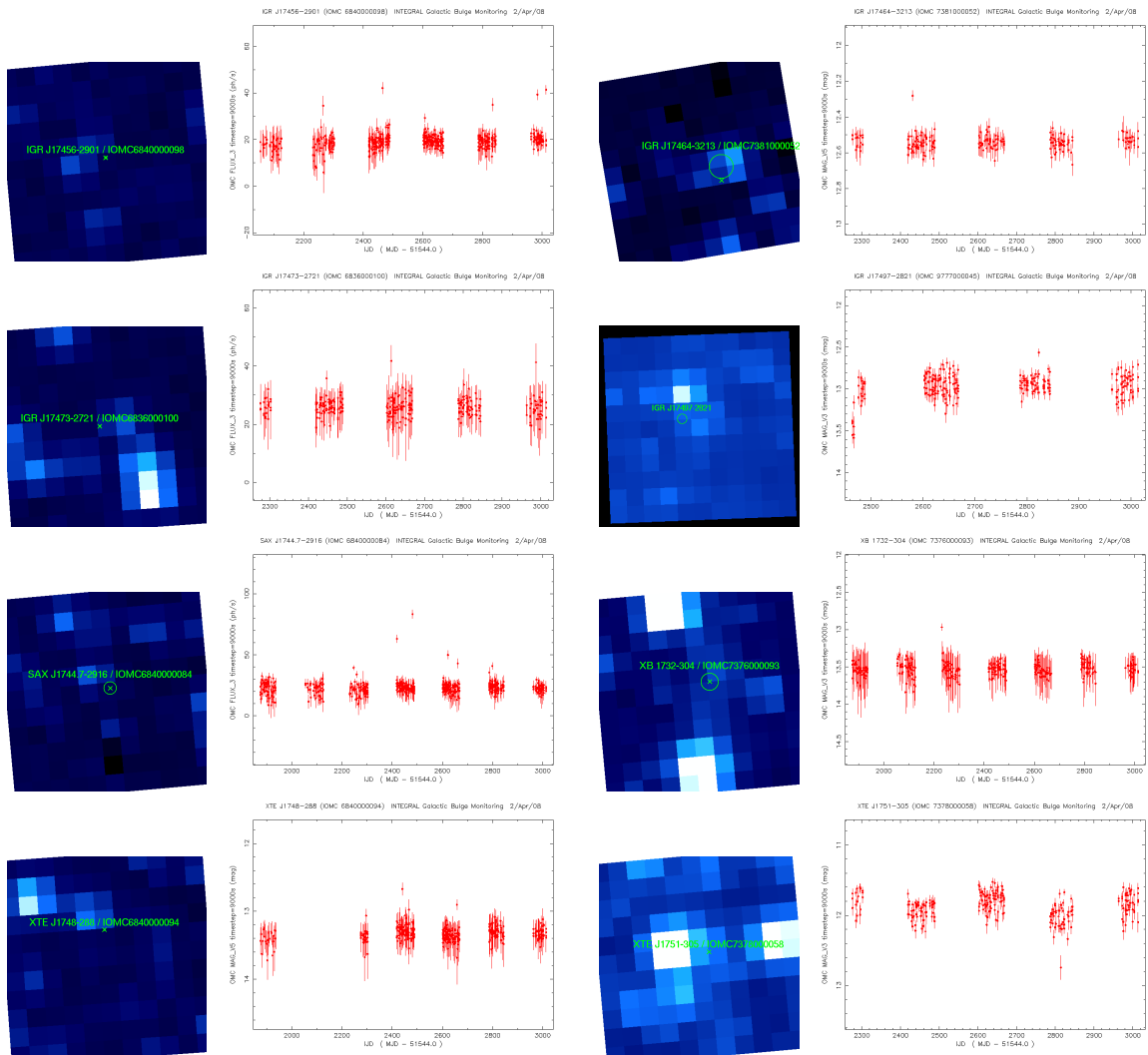
De estas fuentes se tiene la certeza de cual es la contrapartida óptica. Sin embargo, existen fuentes cercanas que contaminan el flujo e impiden tener una curva de luz limpia. El flujo que se está midiendo es por tanto un valor combinado de todas las fuentes presentes dentro de la abertura fotométrica.

De cualquier modo, se espera que si se produce un estallido OMC será capaz de detectar el incremento de flujo.

Tabla F.3: Objetos con contrapartida óptica, pero contaminados.

IOMC	Nombre habitual
6835000368	IGR J17419–2802
6836000100	IGR J17473–2721
6839000175	AX J1737.4–2907
6839000184	IGR J17407–2808
6840000034	1E 1743.1–2843
6840000077	1E 1740.7–2942
6840000084	SAX J1744.7–2916
6840000090	1E 1742.8–2853
6840000092	1E 1742.9–2849
6840000094	XTE J1748–288
6840000098	IGR J17456–2901
6846000122	GX 5–01
7375000273	4U 1722–30
7376000093	XB 1732–304
7376000097	IGR J17391–3021
7378000058	XTE J1751–305
7380000023	4U 1730–335
7381000052	IGR J17464–3213
7383000048	1RXS J173157.7–335007
9777000045	IGR J17497–2821





## F.4 Objetos no detectados con OMC

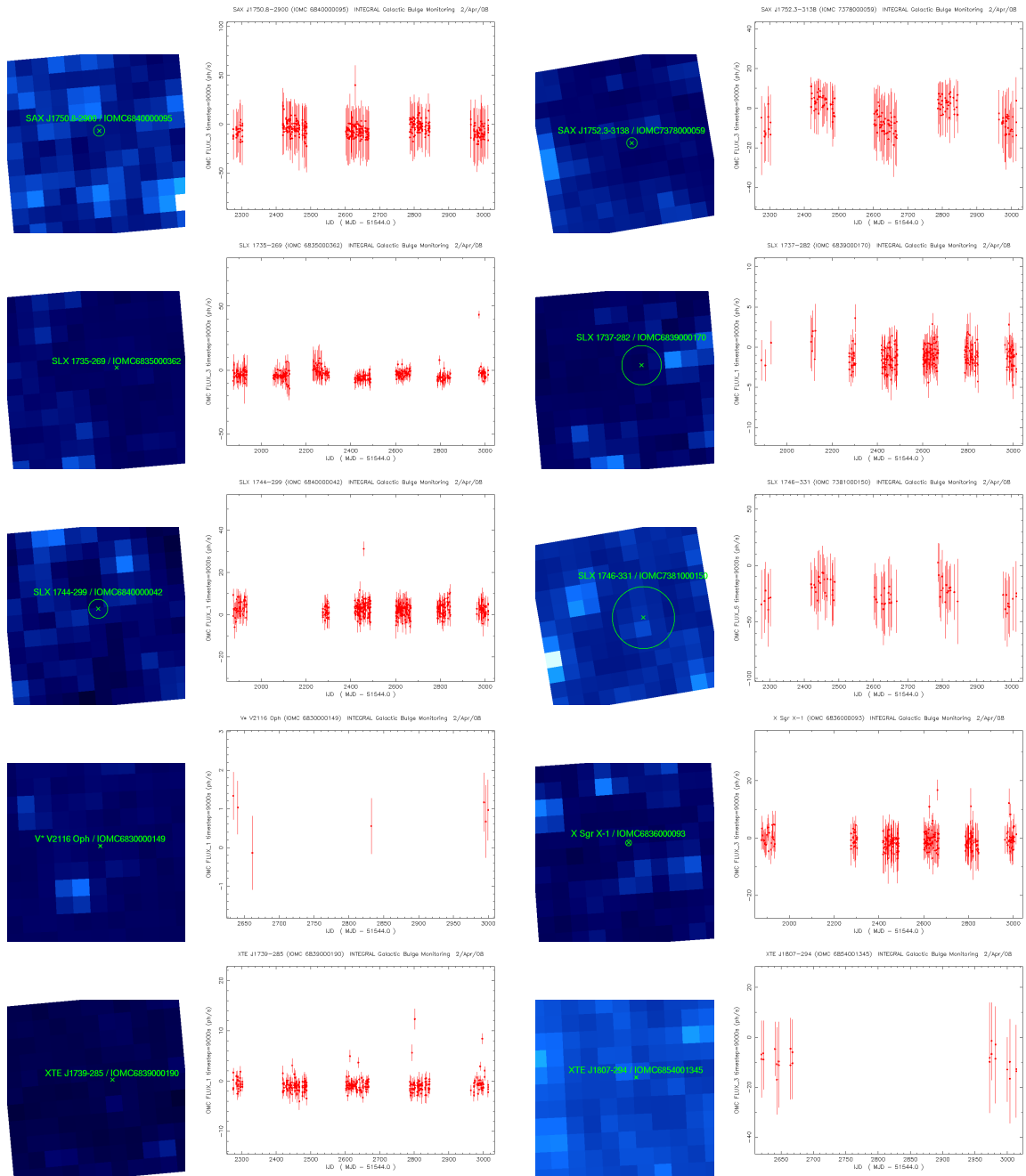
Con OMC no se detecta ningún objeto dentro del círculo de error. Sin embargo, en el caso de que se produzca un estallido se espera poder detectarlo. En ese momento, la curva de luz se alejará del valor de flujo igual a cero.

Este grupo conviene tratarlo a parte de los demás porque requiere una abertura de 1 píxel para minimizar el ruido de lectura, y tiempos de exposición muy largos (`timestep=9000`).

Tabla F.4: Objetos no detectados con OMC.

IOMC	Nombre habitual
6830000149	V2116 Oph
6835000362	SLX 1735-269
6836000093	X Sgr X-1
6839000170	SLX 1737-282
6839000177	AX J1740.2-2848
6839000178	EXS 1737.9-2952
6839000190	XTE J1739-285
6840000026	1A 1742-289
6840000028	1E 1742.5-2859
6840000039	1A 1743-288
6840000042	SLX 1744-299
6840000079	GRO J1744-28
6840000080	1A 1742-294
6840000095	SAX J1750.8-2900
6840000103	IGR J17475-2822
6846000121	Granat 1758-258
6854001345	XTE J1807-294
7377000048	Granat 1747-312
7378000059	SAX J1752.3-3138
7381000150	SLX 1746-331
7381000154	1E 1746.7-3224
7381000160	IGR J17488-3253





## F.5 Objetos con precisión astrométrica media

El valor de la precisión astrométrica de estas fuentes se encuentra entre (aproximadamente) un píxel y 2.5 píxeles. Dentro del círculo de error se encuentran por tanto varias fuentes detectadas con OMC.

Para maximizar la probabilidad de obtener fotometría útil se utiliza la abertura fotométrica de 2.5 píxeles de radio, la mayor posible. Aunque se está obteniendo la fotometría de varias fuentes, en el caso de que haya un estallido es de suponer que se notará un incremento en el flujo combinado de todas ellas.

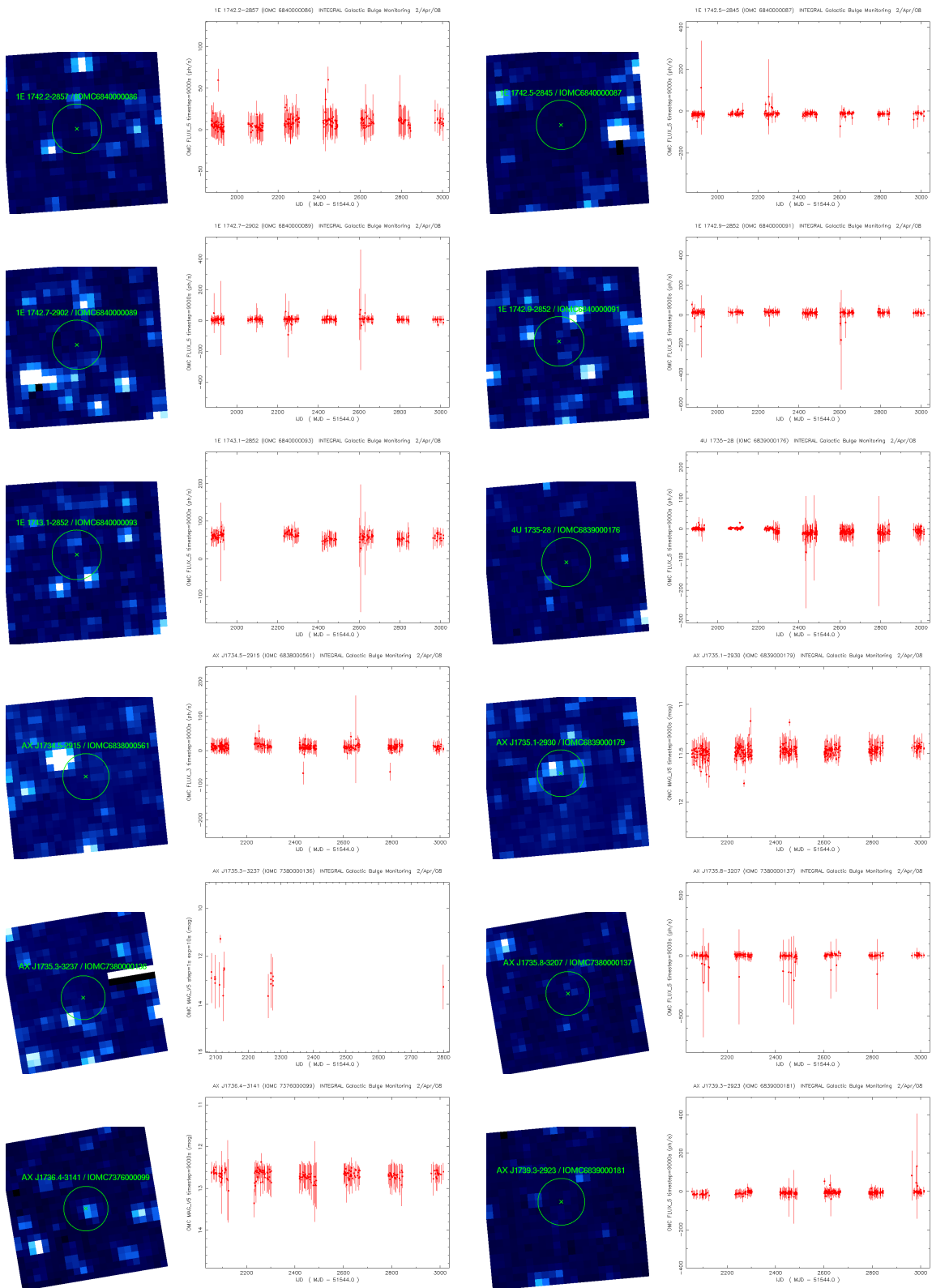
Tabla F.5: Objetos con errores medios en sus coordenadas.

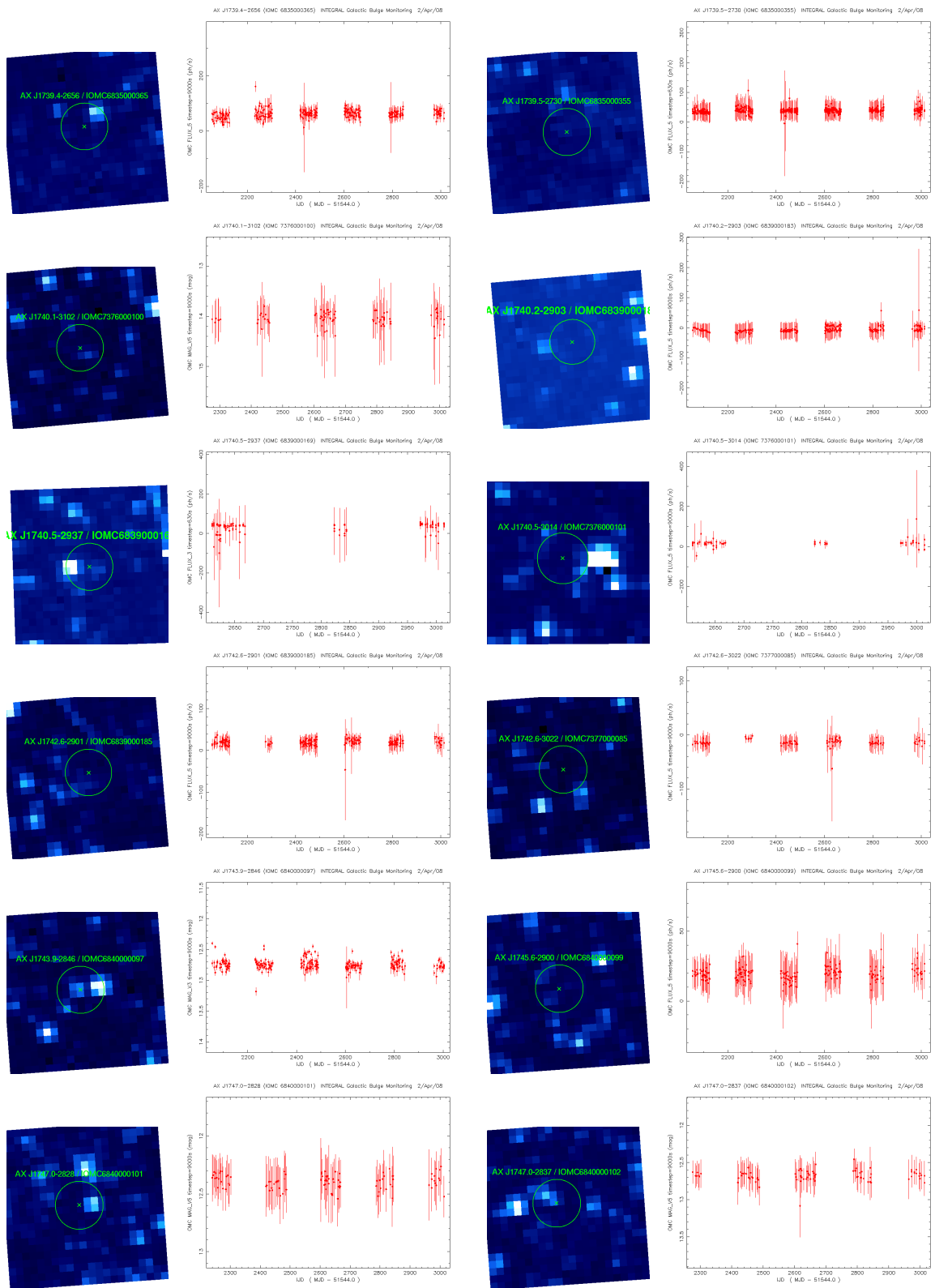
IOMC	Nombre habitual
6830000148	KS 1731–260
6835000355	AX J1739.5–2730
6835000363	KS 1732–273
6835000364	Granat 1739–278
6835000365	AX J1739.4–2656
6836000073	AX J1749.2–2725
6836000094	AX J1748.7–2709
6836000095	AX J1749.1–2733
6836000096	AX J1751.1–2748
6838000560	IGR J17285–2922
6838000561	AX J1734.5–2915
6839000165	RX J1739.4–2942
6839000169	AX J1740.5–2937
6839000176	4U 1735–28
6839000179	AX J1735.1–2930
6839000181	AX J1739.3–2923
6839000183	AX J1740.2–2903
6839000185	AX J1742.6–2901
6840000020	Ginga 1741.2–2859
6840000083	GC X–4
6840000086	1E 1742.2–2857
6840000087	1E 1742.5–2845
6840000089	1E 1742.7–2902
6840000091	1E 1742.9–2852
6840000093	1E 1743.1–2852
6840000097	AX J1743.9–2846
6840000099	AX J1745.6–2900
6840000101	AX J1747.0–2828
6840000102	AX J1747.0–2837
6840000104	AX J1747.3–2809
6840000105	AX J1748.3–2854
6840000106	AX J1748.6–2957
6845000042	AX J1753.5–2538
7376000099	AX J1736.4–3141
7376000100	AX J1740.1–3102

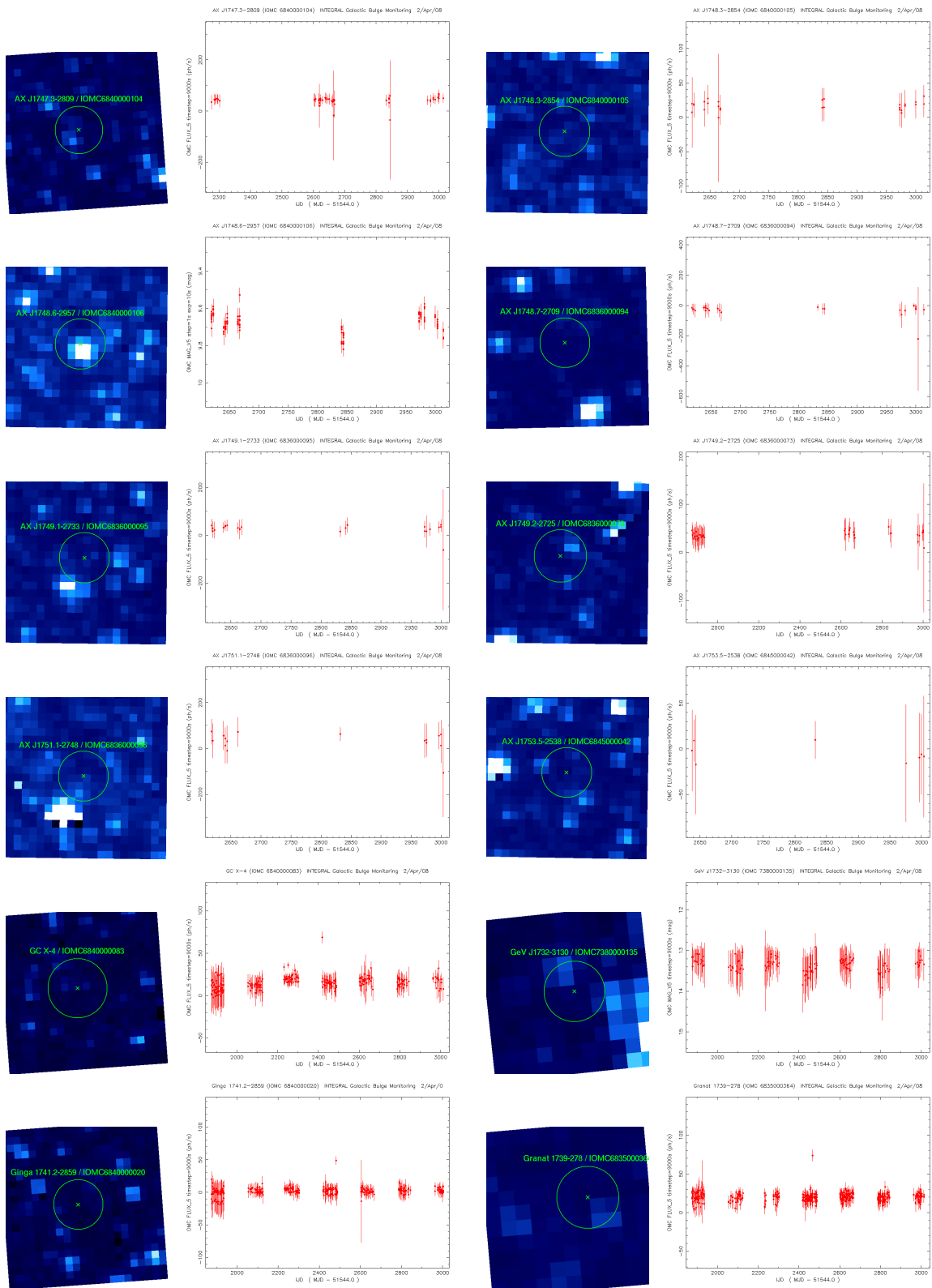
Continúa en la siguiente página...

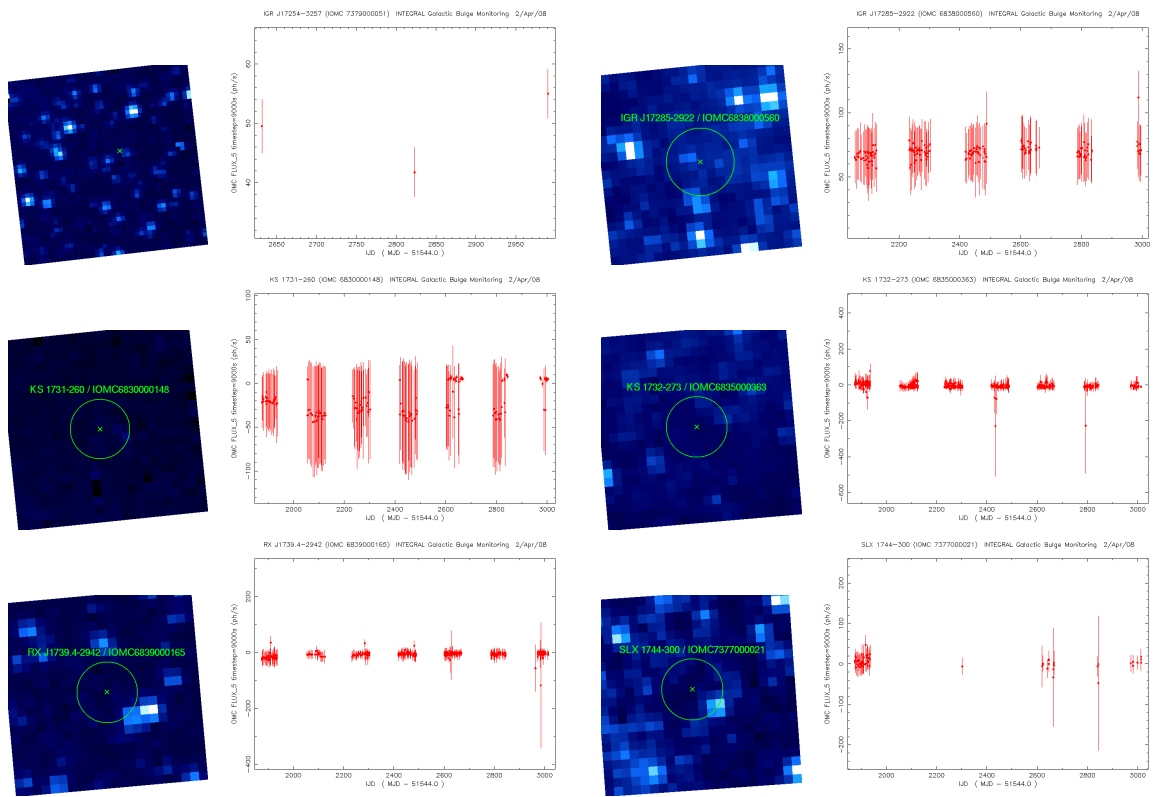
Tabla F.5 – Continuación

<b>IOMC</b>	<b>Nombre habitual</b>
7376000101	AX J1740.5-3014
7377000021	SLX 1744-300
7377000085	AX J1742.6-3022
7379000051	IGR J17254-3257
7380000135	GeV J1732-3130
7380000136	AX J1735.3-3237
7380000137	AX J1735.8-3207









## F.6 Objetos con mala precisión astrométrica

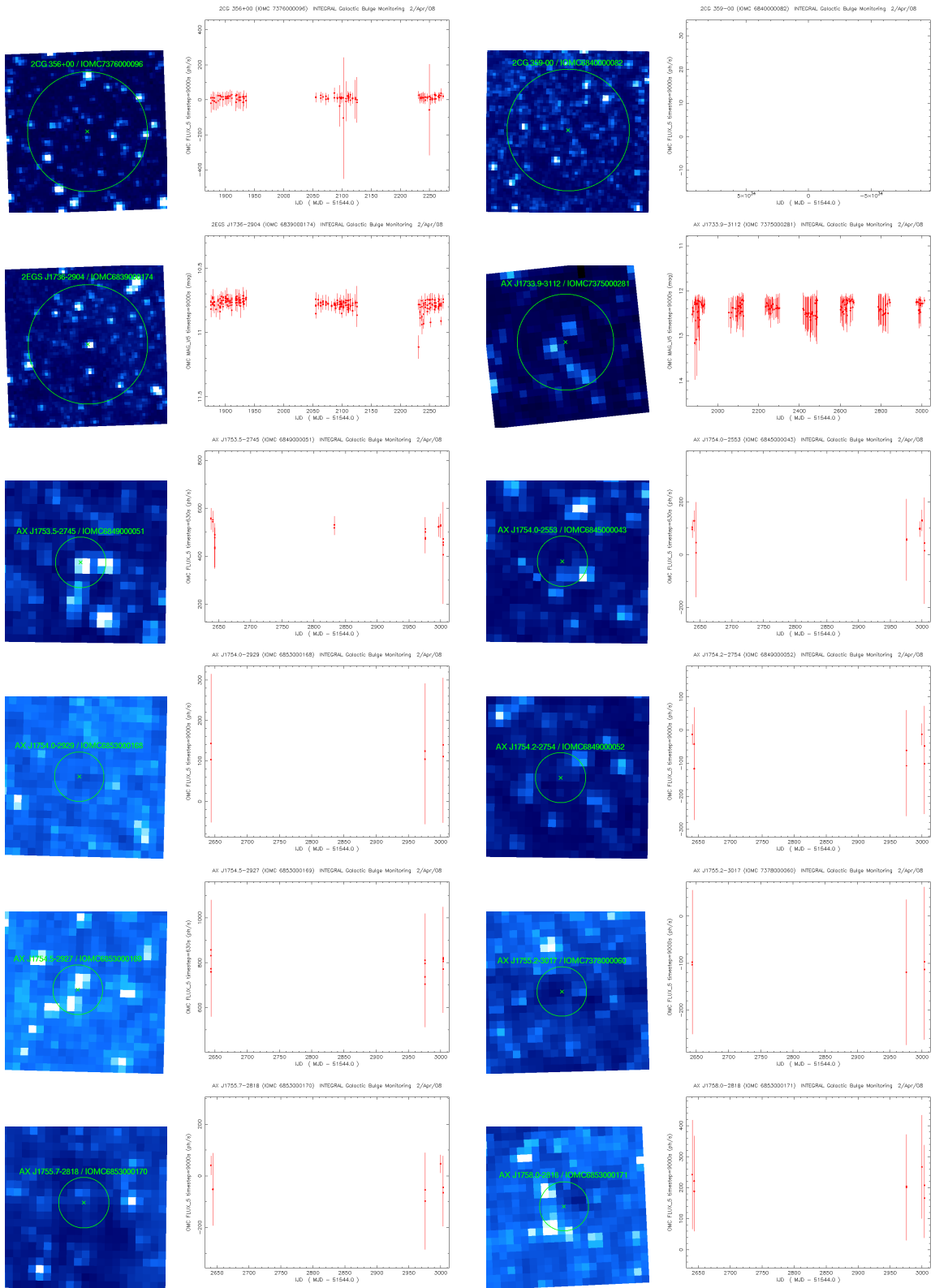
El círculo de error es muy grande, por lo que el número de fuentes dentro del círculo de error es enorme. Se obtiene la fotometría de la fuente que se encuentra exactamente en el centro, si es que la hubiera. El área a cubrir es tan grande que es poco probable el detectar estallidos.

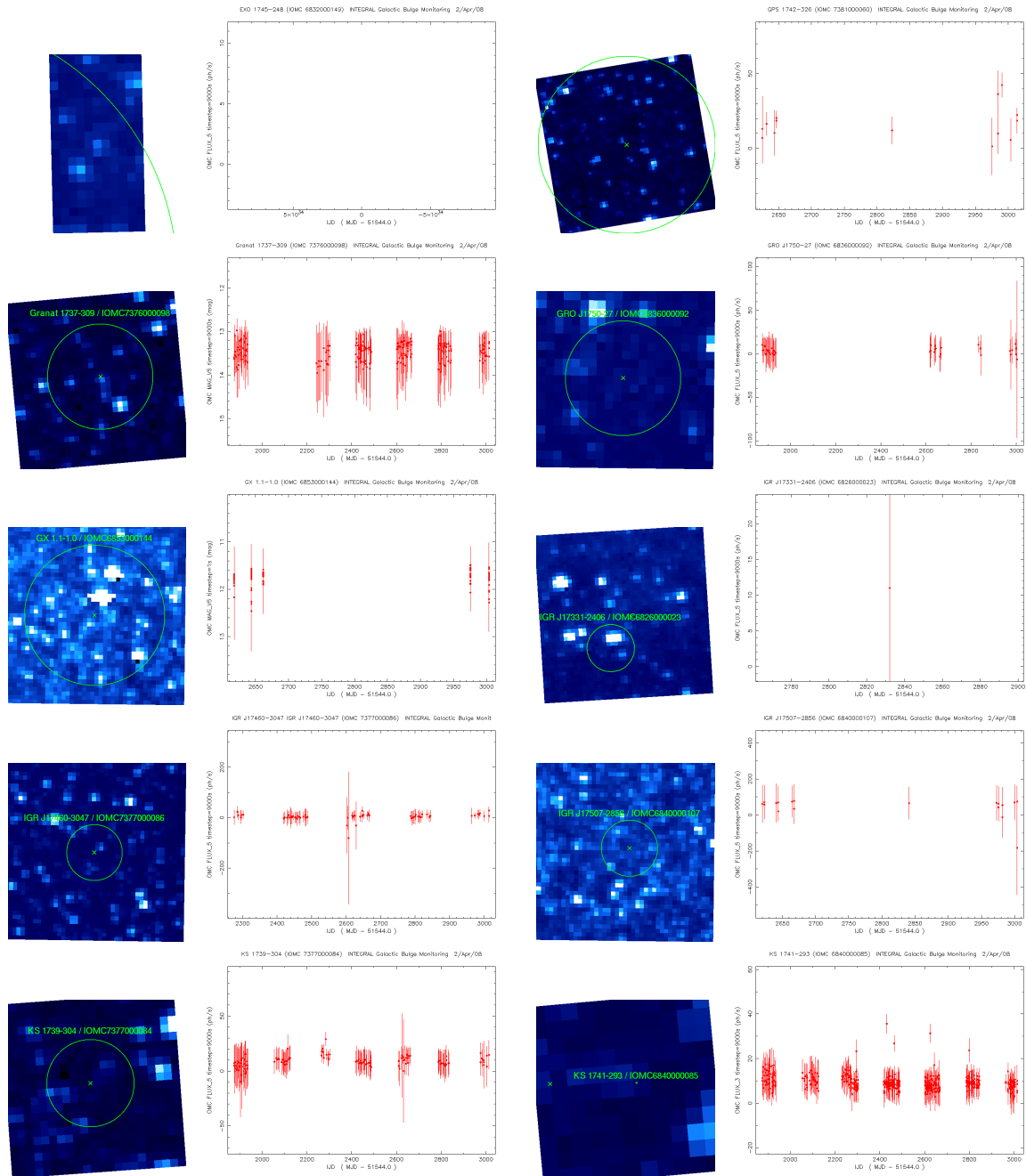
Estas fuentes son buenas candidatas a ser procesadas utilizando los programas desarrollados para los mosaicos (ver sección 4.2 de esta tesis).

La fuente EXO 1745–248 (IOMC 6832000149) tiene una particularidad: nunca llega a enviarse a Tierra un mosaico completo (ver página 288). Es debido a que no tiene prioridad suficiente. Por ello, la curva de luz no tiene ningún punto fotométrico y la imagen del campo sólo muestra 2 cajas de  $11 \times 11$  píxeles en vez del mosaico de  $5 \times 5$  cajas.

Tabla F.6: Objetos con precisión astrométrica mala.

IOMC	Nombre habitual
6826000023	IGR J17331–2406
6832000149	EXO 1745–248
6836000092	GRO J1750–27
6839000174	2EGS J1736–2904
6840000082	2CG 359–00
6840000085	KS 1741–293
6840000107	IGR J17507–2856
6845000043	AX J1754.0–2553
6849000051	AX J1753.5–2745
6849000052	AX J1754.2–2754
6853000144	GX 1.1–1.0
6853000168	AX J1754.0–2929
6853000169	AX J1754.5–2927
6853000170	AX J1755.7–2818
6853000171	AX J1758.0–2818
7375000281	AX J1733.9–3112
7376000096	2CG 356+00
7376000098	Granat 1737–309
7377000084	KS 1739–304
7377000086	IGR J17460–3047
7378000060	AX J1755.2–3017
7381000060	GPS 1742–326





## Apéndice G

# Resultados de esta tesis hechos públicos

Debido a las tareas llevadas a cabo con OMC y que han resultado en la realización de este trabajo de investigación, el autor ha participado en la realización de documentación técnica de la Agencia Espacial Europea, artículos científicos, charlas y pósters en congresos, telegramas astronómicos, divulgación y demás resultados que se detallan a continuación.

### G.1 Documentación técnica

- *OMC Scientific Validation Report*. Documentación oficial del proyecto *INTEGRAL*. A. Domingo, **D. Rísquez**, J.M. Mas-Hesse, y E. de Miguel.  
[http://isdc.unige.ch/Soft/download/osa/osa\\_doc/prod/osa\\_sci\\_val\\_omc-3.4.pdf](http://isdc.unige.ch/Soft/download/osa/osa_doc/prod/osa_sci_val_omc-3.4.pdf)

### G.2 Publicaciones con árbitro

- *The INTEGRAL Galactic Bulge Monitoring Program: the First 1.5 years*. E. Kuulkers, S.E. Shaw, A. Paizis, et al. *A&A*.  
<http://es.arxiv.org/pdf/astro-ph/0603130>
- *TYC 2675-663-1*. M.D. Caballero-García, I. Ribas, B. Montesinos, et al. *A&A*. En preparación.

### G.3 Seminarios impartidos

- Noviembre/2005. Procesado de datos con la cámara OMC del satélite *INTEGRAL*. **D. Rísquez**. Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial (INTA), en Torrejón de Ardoz (Madrid).
- Octubre/2005. *2nd INTEGRAL Data Analysis Workshop*. **D. Rísquez**. Seminario impartido en el *INTEGRAL Science Data Center* (ISDC), Versoix (Suiza). *Data Analysis with OMC: magnitude lightcurves*.  
[http://isdc.unige.ch/Science/workshop/DA\\_omc\\_example.pdf](http://isdc.unige.ch/Science/workshop/DA_omc_example.pdf)
- Octubre/2004. *1st INTEGRAL Data Analysis Workshop*. **D. Rísquez** y A. Domingo. Seminario impartido en el *INTEGRAL Science Data Center* (ISDC), Versoix (Suiza). *Data Analysis with OMC: magnitude lightcurves*.  
[http://isdc.unige.ch/Science/workshop/Domingo\\_omc\\_examples.pdf](http://isdc.unige.ch/Science/workshop/Domingo_omc_examples.pdf)

### G.4 Contribuciones en congresos

- Septiembre/2008. *High energy sources Observed with OMC-INTEGRAL*. **D. Rísquez**, A. Domingo, J. Alfonso-Garzón, y J.M. Mas-Hesse. *7th INTEGRAL Workshop*. Copenage, Dinamarca. Póster (en preparación).
- Julio/2008. Fuentes de altas energías observadas con OMC. **D. Rísquez**, A. Domingo, M.D. Caballero-García, y J.M. Mas-Hesse. VII Reunión Científica de la Sociedad Española de Astronomía. Santander, España. Póster (en preparación).
- Octubre/2007. *High energy sources Observed with OMC-INTEGRAL*. **D. Rísquez**. 5º aniversario de *INTEGRAL*. Cerdeña, Italia. Charla.
- Agosto/2007. *High energy sources Observed with OMC-INTEGRAL*. **D. Rísquez**. *Joint European and National Astronomy Meeting* (JENAM). Yerevan, Armenia. Charla.  
<http://projects.iasf-roma.inaf.it/integral>
- Septiembre/2006. *High Energy Sources Observed with OMC*. **D. Rísquez**, A. Domingo, J.M. Mas-Hesse, y E. Kuulkers. VII Reunión Científica de la Sociedad Española de Astronomía. Barcelona, España. *Highlights of Spanish Astrophysics IV*, Springer. Póster y artículo.
- Julio/2006. *High Energy Sources Observed with OMC*. **D. Rísquez**, A. Domingo, J.M. Mas-Hesse, y E. Kuulkers. 6º Workshop de *INTEGRAL*, Moscú. ESA SP-622. Póster y artículo.
- Septiembre/2005. *OMC-INTEGRAL Optical Monitoring of ROSAT sources*. M.D. Caballero-García, A. Domingo, **D. Rísquez**, J.M. Mas-Hesse. Póster y artículo.  
[http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data\\_query?bibcode=2006ESASP.604..249C&link\\_type=ARTICLE&db\\_key=AST&high=4522778a9619036](http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data_query?bibcode=2006ESASP.604..249C&link_type=ARTICLE&db_key=AST&high=4522778a9619036)

- September/2004. *Joint European and National Astronomy Meeting (JENAM): The Many Scales in the Universe*. Granada. Tres pósters presentados:
  - *Optically Variable Sources Monitored by the OMC*. A. Domingo, **D. Rísquez**, M.D. Caballero–García, et al.
  - *OMC: an Optical Monitoring Camera for INTEGRAL*. J.M. Mas-Hesse, A. Giménez, A. Domingo, et al.
  - *OMC–INTEGRAL: Optical Observations of X–ray Sources*. M.D. Caballero–García, A. Domingo, **D. Rísquez**, et al.
- Febrero/2004. 5<sup>o</sup> Workshop de *INTEGRAL*, Munich, Alemania. Tres pósters y tres artículos:
  - *Optically Variable Sources Monitored by the OMC*. A. Domingo, **D. Rísquez**, M.D. Caballero–García, et al. ESA SP-552, páginas 165-168.  
[http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data\\_query?bibcode=2004inun.conf..165D&db\\_key=AST&link\\_type=ARTICLE](http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data_query?bibcode=2004inun.conf..165D&db_key=AST&link_type=ARTICLE)
  - *OMC: an Optical Monitoring Camera for INTEGRAL*. J.M. Mas-Hesse, A. Giménez, A. Domingo, et al. ESA SP-552, páginas 729-736.  
[http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data\\_query?bibcode=2004inun.conf..729M&db\\_key=AST&link\\_type=ARTICLE](http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data_query?bibcode=2004inun.conf..729M&db_key=AST&link_type=ARTICLE)
  - *OMC–INTEGRAL: Optical Observations of X-ray Sources*. M.D. Caballero–García, A. Domingo, **D. Rísquez**, et al. ESA SP-552, páginas 875-878.  
[http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data\\_query?bibcode=2006xru..conf..249C&db\\_key=AST&link\\_type=ARTICLE](http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-data_query?bibcode=2006xru..conf..249C&db_key=AST&link_type=ARTICLE)

## G.5 *Astronomer's Telegrams*

- *Earlier activity from XTE J1739–302/IGR J17391–3021 detected by INTEGRAL*. ATel 1471. J. Chenevez, V. Beckmann, E. Kuulkers, et al.  
<http://www.astronomerstelegram.org/?read=1471>
- *Continuous brightening of IGR J17473–2721*. ATel 1468. C. Baldovin–Saavedra, J. Chenevez, E. Kuulkers, et al.  
<http://www.astronomerstelegram.org/?read=1468>
- *Hard X–ray activity of IGR J17473–2721*. ATel 1461. E. Kuulkers, S. Shaw, V. Beckmann, et al.  
<http://www.astronomerstelegram.org/?read=1461>
- *Further observations of GRO J1750–27 (AX J1749.1–2639) with INTEGRAL*. ATel 1400. S. Brandt, S. Shaw, A. Hill, et al.  
<http://www.astronomerstelegram.org/?read=1400>

- *Recent activity of the Rapid Burster (MXB 1730–335)*. ATel 1398. E. Kuulkers, S. Brandt, C. Markwardt, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1398>
- *INTEGRAL Galactic bulge monitoring observations of GRO J1750–27 (AX J1749.1–2639), H1743–322 and SLX 1746–331*. ATel 1385. E. Kuulkers, V. Beckmann, S. Shaw, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1385>
- *Recent and past activity of the supergiant fast X-ray transient IGR J17544–2619 as seen by INTEGRAL*. ATel 1266. E. Kuulkers, **D. Rísquez**, S. Brandt, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1266>
- *A new outburst of the recurrent neutron star transient SAX J1747.0–2853*. ATel 1228. S. Brandt, J. Chenevez, E. Kuulkers, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1228>
- *SAX J1810.8–2609 displays increasing hard X-ray activity*. ATel 1227. R. Galis, V. Beckmann, J. Chenevez, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1227>
- *INTEGRAL detects hard X-rays from SAX J1810.8–2609 during its current outburst*. ATel 1185. P. Haymoz, D. Eckert, S. Shaw, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1185>
- *IGR J17453–2853 = Granat 1741.9–2853?* ATel 1008. E. Kuulkers, S. Shaw, J. Chenevez, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1008>
- *Renewed activity of the Galactic center transients Swift J174535.5–290135.6 and GRS 1741.9–2853 as observed with Swift/XRT*. ATel 1006. R. Wijnands, M. Klein Wolt, E. Kuulkers, et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1006>
- *Two active X-ray transients in the Galactic Center region as seen by INTEGRAL*. ATel 1005. Kuulkers E., Chevenez, J., Shaw S., et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=1005>
- *Broadband INTEGRAL analysis of IGR J17497–2821*. ATel 888. Kuulkers E., Chevenez, J., Shaw S., et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=888>
- *Further INTEGRAL observations of IGR J17497–2821*. ATel 886. Shaw S., Soldi S., Mowlavi N., et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=886>
- *New INTEGRAL source, IGR J17354–3255, and continuation of the INTEGRAL Galactic Bulge monitoring program*. ATel 874. Kuulkers E., Shaw S., Paizis A., et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=874>

- *INTEGRAL discovery of two faint hard X-ray sources in the Galactic Bulge*. ATel 790. Turler M., Shaw S.E., Kuulkers E., et al.  
<http://www.astronomerstelegam.org/?read=790>

## G.6 Otras contribuciones

- El observatorio *INTEGRAL*. **D. Rísquez**. Revista PARTNeRama, 2008. Aceptado.
- Imagen del Mes de *INTEGRAL* (Julio/2008): *Following the orbital lightcurve of Her X-1 with the OMC*.  
<http://integral.esac.esa.int/POMJul2008.html>
- El observatorio *INTEGRAL* y su cámara OMC. **D. Rísquez**. Revista Iberoamericana de Física, 2008. Aceptado.
- Fotometría Óptica desde el Espacio: Procesado y Análisis de Datos de OMC–*INTEGRAL*. **D. Rísquez**. Trabajo presentado para la obtención del Diploma de Estudios Avanzados. Universidad Complutense de Madrid. 2005.
- Noviembre/2006. Telescopios y otros instrumentos astronómicos. **D. Rísquez**. Charla divulgativa en la Semana de la Ciencia de Madrid, en la estación de seguimiento de satélites de Robledo de Chavela (NASA).
- El satélite *INTEGRAL* y su cámara óptica. **D. Rísquez**. Coleccionable Construye tu Telescopio. Fascículo nº4, contraportada. Editorial Planeta DeAgostini.
- Imagen del Mes de *INTEGRAL* (Julio/2005): *Murphy's law and the OMC*.  
<http://integral.esac.esa.int/POMJul2005.html>
- Imagen del Mes de *INTEGRAL* (Febrero/2005): *Cyclotron lines in V0332+53*.  
<http://integral.esac.esa.int/POMFeb2005.html>
- El Observatorio *INTEGRAL*, 2 Años de Operaciones. M.D. Caballero–García y **D. Rísquez**. LAEFF Reporter nº 40, diciembre/2004. ISSN: 1135-1802.  
<http://www.laeff.inta.es/Laeff/reporter/files/reporter40.pdf>



## Apéndice H

# Glosario y acrónimos

### AAO

*Anglo-Australian Observatory.* Observatorio fundado por Australia y Reino Unido con el objetivo de proporcionar instalaciones ópticas astronómicas a ambos países.

<http://www.aao.gov.au>

### AAVSO

*American Association of Variable Star Observers.* AAVSO es una organización internacional sin ánimo de lucro formada por astrónomos aficionados cuya misión es: observar y analizar estrellas variables, reunir y archivar las observaciones bajo criterios de libre accesibilidad, fomentar la colaboración entre astrónomos aficionados y profesionales, impulsar investigaciones científicas y divulgación sobre fuentes variables, y promover colaboraciones internacionales.

<http://www.aavso.org>

### ADU

*Analog to Digital Unit.* Es una unidad de medida proporcional al número de electrones contabilizados en cada píxel. El factor de proporcionalidad dependiendo de si se está en alta ganancia (5 electrones/ADU) o baja ganancia (30 electrones/ADU). Estos valores se deben a que la electrónica de lectura funciona a 12 bits (4096 niveles distintos), mientras que el detector funciona de forma lineal aproximadamente hasta los 120 000 electrones/píxel. Entonces, para aprovechar todo el rango se impone que 1 ADU corresponda a 30 electrones.

### AGN

*Active Galaxy Nuclei.* Núcleo de Galaxia Activo. Es la parte central de ciertas galaxias. Esta región es emisora de ondas de radio y/o rayos X, a diferencia de las galaxias convencionales que, por comparación, apenas emiten en estos rangos de energía.

### ASAS

*All Sky Automated Survey.* Es un proyecto estadounidense y polaco, cuyo objetivo ha sido monitorizar aproximadamente  $10^7$  estrellas más brillantes que magnitud 14 en

filtros V e I (Pojmanski 2002).

<http://www.astrouw.edu.pl/~gp/asas/asas.html>

## ASCII

*American Standard Code for Information Interchange*. Código Estadounidense Estándar para el Intercambio de Información. Es un código de caracteres basado en el alfabeto latino tal como se usa en inglés moderno y otras lenguas occidentales.

## ASM

*All-Sky Monitor*. Instrumento de rayos X a bordo del satélite *RXTE*. Sus datos son públicos y pueden ser accedidos a través de la web:

<http://xte.mit.edu/>

## ATel

*Astronomer's Telegrams*. Es un foro donde mostrar y comentar observaciones astronómicas nuevas o relacionadas con fuentes transitorias.

<http://www.astronomerstelegam.org>

## Background

Nivel de cuentas que en las imágenes provienen del fondo de cielo.

## BARYTIME

Tiempo habitual en la misión integral. Es el tiempo terrestre tras aplicar la corrección baricéntrica respecto al centro de masas del sistema solar.

## BATSE

*Burst And Transient Source Experiment*. Instrumento de altas energías instalado a bordo del satélite *CGRO*.

## BIAS

Corriente de polarización. Es una corriente añadida por la electrónica para asegurarse que al sumar los electrones de cada píxel nunca se digitaliza una corriente negativa.

## Blooming

Literalmente floreciente o radiante (iluminando con viveza). Hace referencia al efecto indeseado que se produce en las imágenes CCD cuando se satura un píxel por exceso de fotones y los electrones acumulados se desparan por la columna.

## CCD

*Charge Coupled Device*. Dispositivo de carga acoplada, es el dispositivo detector de fotones.

## Chandra

El observatorio de rayos X Chandra es uno de las misiones principales de NASA, junto con el Telescopio Espacial *Hubble* y *Spitzer*. Fue lanzado en 1999.

[chandra.nasa.gov](http://chandra.nasa.gov)

## CGRO

*Compton Gamma Ray Observatory*. Satélite de NASA dedicado a las altas energías]

---

Fue lanzado en 1991 y la misión terminó en el año 2000.

<http://coss.c.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/>

### **CTE**

*Charge Transfer Efficiency*. Eficiencia en la transferencia de la carga de un píxel a otro durante la lectura del CCD.

### *Core Program*

Es el programa principal de observaciones de *INTEGRAL*, que son el plano y centro Galáctico.

### *COROT*

*Convection Rotation and planetary Transits*. Es un satélite dedicado a la fotometría óptica. Es una misión fundamentalmente francesa, con apoyo de ESA y Brasil.

<http://smc.cnes.fr/COROT/index.htm>

### *Dark Current*

Corriente de oscuridad. Es el aumento de electrones registrado en el CCD debido a la agitación térmica del material. Es proporcional al tiempo de exposición, y crece exponencialmente con la temperatura (por eso se enfría todo lo posible el detector).

### *Dithering*

Patrón de observación. Es el modo habitual en el que observa *INTEGRAL*. El satélite realiza unos apuntados en torno a la fuente objetivo, siguiendo un patrón geométrico. Es el método óptimo para que trabajen los instrumentos IBIS y SPI. La otra posibilidad para los apuntados es el *staring*, u observación estática.

### *Dwell by dwell*

Las observaciones de ASM/*RXTE* se llevan a cabo en exposiciones individuales de 90 segundos. *Dwell by dwell* hace referencia a estas exposiciones individuales, a diferencia de los promedios diarios que es la otra opción en la que se ofrecen los datos en su página web.

[http://xte.mit.edu/ASM\\_1c.html](http://xte.mit.edu/ASM_1c.html)

### **DSS**

*Digital Sky Survey*. Es un proyecto que ha fotografiado todo el cielo en diferentes filtros.

<http://stdatu.stsci.edu/dss/>

### **EFO**

Extracción de Fotometría de OMC. *Software* desarrollado durante la realización de esta tesis que permite el procesado de los datos de OMC, especialmente las observaciones de los mosaicos.

### **EPER**

*Extended Pixel Edge Response*. Es un método para calcular la CTE basado en comparar los píxeles del CCD del área de imagen y los que se encuentran en el borde del CCD ocultos de la luz.

**ESAC**

*European Space Astronomy Centre*. Centro de la Agencia Espacial Europea especializado en astronomía y ciencias espaciales. Se encuentra en Villafranca del Castillo (Madrid) y en el pasado era conocido como VILSPA.

<http://www.esa.int/SPECIALS/ESAC/index.html>

**FCFoV**

*Fully Coded Field of View*. Es la parte del campo de visión donde el flujo total recibido de la fuente no depende de su posición en el cielo. Fuera del FCFoV (en el llamado PCFoV), parte del flujo está apantallado por el propio instrumento.

*Flatfield*

Imagen de campo plano. Esta es una imagen de calibración que permite tener en cuenta las diferencias de sensibilidad del detector píxel a píxel.

**FoV**

*Field of View*. Campo de visión del instrumento. Se clasifica en dos subtipos: FCFoV y PCFoV.

*Frame Transfer Mode*

Modo de transferencia de imagen. Es una forma de funcionar del CCD en el que la placa de silicio se divide en dos partes, una mitad sensible a la luz y otra tapada. Los fotones se recogen continuamente en la parte sensible, y cuando se termina la exposición se copia rápidamente esta parte en la zona oscura. Una vez en la parte oscura, se lee por columnas como cualquier otro CCD.

*Full well capacity*

Capacidad del píxel. Límite máximo de capacidad en electrones de cada píxel antes de perder la linealidad.

**FWHM**

*Full Width at Half Maximum*. Es la anchura total de una distribución tomada a media altura. En el caso tenido en cuenta en este trabajo nos referimos a la distribución de fotones provenientes de una fuente puntual, al formar imagen en el CCD. Es una medida de cuánto se dispersan los fotones. Para OMC es buena aproximación suponer que esta distribución es una gaussiana con una anchura a media altura de 1.3 píxeles.

*Gaia*

Satélite de ESA dedicado a obtener un censo de estrellas de la Vía Láctea. Es una versión ampliada de la misión *Hipparcos*.

<http://sci.esa.int/gaia>

**GCVS**

*General Catalogue of Variable Stars*. Conocido catálogo de estrellas variables publicado por la Academia Rusa de Ciencias.

*GRANAT*

Satélite ruso de observación de rayos X y rayos  $\gamma$ . Fue lanzado en 1989 y sus operaciones terminaron en 1998.

**GRB**

*Gamma Ray Burst*. Estallido de Rayos Gamma.

**GSFC**

*Goddard Space Flight Center*. Organismo de investigación estadounidense dedicado a la Tierra, el sistema solar y el universo.

<http://www.nasa.gov/centers/goddard/home/index.html>

*Housekeeping*

Administración de la casa (Espasa-Calpe 2000). En la expresión “datos de *housekeeping*” viene a significar los paquetes de información que se reciben del satélite informando de su estado. Ya sea con datos de temperaturas, voltajes, datos de apuntado, etc.

**HEASARC**

*High Energy Astrophysics Science Archive Research Center*. Es el archivo primario para misiones de NASA de altas energías, ultravioleta extremo, rayos X y rayos  $\gamma$ . HEASARC proporciona los datos archivados, *software* relacionado, herramientas de análisis, e información sobre misiones de observación actuales y pasadas.

<http://heasarc.gsfc.nasa.gov>

**HEC**

*High Energy Catalog*, también conocido como *INTEGRAL General Reference Catalog* (ver su referencia en este glosario, en la página 300).

*Hipparcos*

Satélite de la Agencia Espacial Europea dedicado a medir con precisión la posición de las estrellas. Esta misión fue lanzada en 1989 y se dio por terminada su labor en 1993.

[http://www.esa.int/esaSC/120366\\_index\\_0\\_m.html](http://www.esa.int/esaSC/120366_index_0_m.html)

**HMXB**

*High Mass X-Ray Binary*. Sistema binario emisor de rayos X compuesto por un objeto compacto (agujero negro, estrella de neutrones) y una estrella masiva. También conocidos como HMXRb.

*HR*

*Hardness ratio*. Indicador de la *dureza* de la emisión de altas energías recibida. Es una cantidad que, dado un rango de energía que está subdividido en dos partes, muestra la relación entre la emisión del intervalo de mayor energía frente al intervalo de menor energía. Suele usarse una fórmula del estilo de  $Hardness\ ratio = (H-S)/(H+S)$ . Donde H indica el flujo a energía mayor, y S el flujo a energía menor.

**IAU**

*International Astronomical Union*. Unión Astronómica Internacional. Su misión es promover la astronomía a través de la cooperación internacional.

<http://www.iau.org/>

**IBIS**

*Imager on Board the INTEGRAL Satellite*. Instrumento a bordo de integral dedicado

a imágenes en rayos  $\gamma$ . Está compuesto por dos capas: ISGRI y PICsIT.  
<http://projects.iasf-roma.inaf.it/ibis/>

### INTA

Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial. Organismo público español de investigación especializado en la investigación y desarrollo tecnológico aeroespacial.  
[www.inta.es](http://www.inta.es)

### INTEGRAL

*INTE*rnational *Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*. Es una misión de ESA dedicada a la observación de rayos  $\gamma$ , lanzada en colaboración con Rusia y EEUU.  
<http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=21>

### INTEGRAL General Reference Catalog

Catálogo de altas energías de referencia en la misión *INTEGRAL*.  
<http://isdc.unige.ch/index.cgi?Data+catalogs>

### IPAC

El *Infrared Processing and Analysis Center* es un centro de NASA que se ha especializado en la astrofísica infrarroja y sub-milimétrica. En este centro se crean de herramientas para el procesado de datos, se desarrollan y mantienen bases de datos de estas longitudes de onda, y se realiza una labor de divulgación científica. Este centro acoge el *Spitzer Science Center* (SSC) y el *Michelson Science Center* (MSC).  
<http://www.ipac.caltech.edu>

### IREM

*INTEGRAL Radiation Environment Monitor*. Monitor de radiaciones instalado a bordo de *INTEGRAL*.

### ISDC

*INTEGRAL Science Data Center* Es la institución que centraliza la información del proyecto *INTEGRAL*. Está situado en Versoix, Suiza.  
<http://isdc.unige.ch>

### ISGRI

Junto con PICsIT, uno de las dos capas del instrumento IBIS a bordo del satélite *INTEGRAL*. Nominalmente trabaja en el rango de energías 15 keV–1 MeV.

### ISOC

*INTEGRAL Science Operation Center*. Es el centro responsable de la definición de las operaciones científicas, incluyendo la configuración de los instrumentos, la planificación de la misión y la implementación del programa de observaciones.  
<http://www.sciops.esa.int/index.php?project=INTEGRAL&page=index>

### IUE

*International Ultraviolet Explorer*. Satélite de observación lanzado en 1978. Era una colaboración entre NASA, *UK Science Research Council* y ESA.

**JEM-X**

*Joint European X-ray Monitor.* Es el monitor de rayos X a bordo de *INTEGRAL*.

**LED**

*Light Emitting Diode.* El diodo emisor de luz es un dispositivo semiconductor que emite luz monocromática.

**LMXB**

*Low Mass X-Ray Binary.* Sistema binario emisor de rayos X compuesto por un objeto compacto (agujero negro, estrella de neutrones) y una estrella de masa intermedia. También son conocidos como LMXRB.

**MOST**

*Microvariability and Oscillation of STars.* Es un pequeño satélite canadiense dedicado a la fotometría óptica. El instrumento es muy similar a OMC.

<http://www.astro.ubc.ca/MOST>

**OSA**

*Offline Standard Analysis.* Programas generales desarrollados por el proyecto *INTEGRAL* para el procesado de los datos propios.

<http://isdc.unige.ch/?Soft+download>

**PCFoV**

*Partially Coded Field of View.* Campo de visión donde parte del flujo de la fuente está apantallado por el propio instrumento.

**PDM**

*Phase Dispersion Minimization.* Método para el cálculo de periodos. Consiste en utilizar una serie de periodos tentativos y plegar una curva para cada uno de ellos poniéndola en fase. Se divide esta curva puesta en fase en varios intervalos, calculando un valor promedio y su dispersión. Se calcula un parámetro que será la suma de las dispersiones. Si el periodo es bueno, las dispersiones serán bajas y el parámetro tendrá un mínimo.

**PICsIT**

Junto con ISGRI, uno de las dos capas del instrumento IBIS a bordo del satélite *INTEGRAL*. Nominalmente trabaja en el rango de energías 175 keV–10 MeV.

**PSF**

*Point Spread Function.* Forma que toma la distribución de fotones que provienen de una fuente puntual en la superficie del detector. El perfil de los objetos puntuales.

**QPO**

*Quasi-Periodic Oscillations.* Oscilaciones de las LMXBs que están compuestas por una estrella de neutrones con un campo magnético débil. Estas oscilaciones parecen estar originadas en la interacción entre la estrella de neutrones y el disco de acrecimiento, o por inestabilidades en el material capturado debido a la enorme intensidad de la emisión de rayos X.

*Readout Noise*

Ruido de lectura de la electrónica del CCD.

*RXTE*

*Rossi X-ray Timing Explorer* Satélite de NASA dedicado a la observación de rayos X.  
[http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/xte\\_1st.html](http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/xte_1st.html)

*Science Window (SCW)*

Ventana de observación científica. Es cada uno de los intervalos en los que *INTEGRAL* subdivide su tiempo, atendiendo a su orientación en el espacio. Pueden ser científicas (en este caso el último dígito es “0”, ejemplo 001100010010) o de maniobra (en este caso el último dígito es “1”, ejemplo 001100010011).

**SFX***Supergiant Fast X-ray Transient*

Es un subgrupo de los SGXB caracterizado por estallidos en rayos X con una duración menor que un día, típicamente de unas horas.

**SGXB**

*Supergiant High Mass X-ray Binaries*. Sistema binario de rayos X compuesto por un objeto compacto y una estrella supergigante. Son brillantes y persistentes en rayos X. Además, por estar en fase de supergigante, tienen una vida relativamente corta y se conocen pocos casos.

*Shell*

Intérprete de comandos del ordenador.

*Shot*

Toma o exposición, cada una de las imágenes completas del CCD.

**SPI**

*SPectrometer on INTEGRAL*. Uno de los instrumentos a bordo de *INTEGRAL*. Su misión es obtener espectros en rayos  $\gamma$ .

*Staring*

Son los apuntados fijos, observaciones en las que el satélite apunta constantemente en la misma dirección. Suelen ser largas, y están limitadas por el paso por el perigeo que se produce cada 3 días. La otra posibilidad para los apuntados es el *dithering* u observaciones siguiendo un patrón de apuntados.

*Swift*

Satélite de NASA dedicado a la observación de estallidos de rayos  $\gamma$ .  
[http://www.nasa.gov/mission\\_pages/swift/main/index.html](http://www.nasa.gov/mission_pages/swift/main/index.html)

**TFIRST**

Escala de tiempo habitual en el proyecto *INTEGRAL*. Indica el momento en el cual comienza una observación. Su origen de tiempo es el 1 de enero de 2000, en tiempo terrestre (TT). Debido al desfase entre los sistemas TT y UTC, en UTC el origen de tiempos se encuentra en 1999-12-31, 23:58:55,816.

---

### *Trigger*

Es un modo especial de observación de OMC. Cuando los instrumentos de altas energías detectan una fuente extraña (sea nueva o una fuente conocida con un incremento de actividad), OMC pasa a este modo. El tiempo de respuesta es del orden del minuto. Se obtienen imágenes centradas en las coordenadas (el círculo de error en la posición puede ser grande), con tiempos de exposición de 100 segundos. El objetivo fundamental es estudiar la contrapartida óptica de un estallido de rayos gamma (GRB).

### **UTC**

**Coordinated Universal Time.** Es una unidad de tiempo. A gran escala sigue el llamado tiempo universal (UT), regido por la duración del día solar medio. A pequeña escala nunca se aleja más de un pequeño número entero de segundos del tiempo atómico internacional (TAI). Más información en:

<http://tycho.usno.navy.mil/systime.html>

### **WCS**

*World Coordinate System.* Es el llamado sistema de coordenadas global, que consiste en una transformación matemática que permite pasar de coordenadas X e Y en píxeles de una imagen a coordenadas angulares.

### *XMM-Newton*

*rayos X Multi-Mirror.* Satélite de ESA dedicado a la observación de rayos X.

<http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=23>



# Apéndice I

## Bibliografía

- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2006, *Science*, 312, 1771
- Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Arp, H. 1977, *ApJ*, 218, 70
- Bahcall, J. N., Kirhakos, S., Saxe, D. H., & Schneider, D. P. 1997, *ApJ*, 479, 642
- Beckmann, V., Gehrels, N., Shrader, C. R., & Soldi, S. 2006, *ApJ*, 638, 642
- Beletic, J., J.W., B., & P., A., eds. 2006, *Scientific detectors for astronomy 2005* (Springer Netherlands)
- Bernardi, P., Lapeyrere, V., Buey, J.-T., et al. 2004, in *ESA Special Publication, Vol. 538, Stellar Structure and Habitable Planet Finding*, ed. F. Favata, S. Aigrain, & A. Wilson, 191–195
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, L393
- Beuermann, K. 2000, *New Astronomy Review*, 44, 93
- Bildsten, L., Chakrabarty, D., Chiu, J., et al. 1997, *ApJS*, 113, 367
- Bird, A. J., Barlow, E. J., Bassani, L., et al. 2006, *ApJ*, 636, 765
- Bird, A. J., Barlow, E. J., Bassani, L., et al. 2004, *ApJ*, 607, L33
- Bird, A. J., Malizia, A., Bazzano, A., et al. 2007, *ApJS*, 170, 175
- Bitner, M. A., Robinson, E. L., & Behr, B. B. 2007, *ApJ*, 662, 564
- Blackburn, J. K. 1995, in *ASP Conf. Ser. 77: Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, 367
- Bolton, C. T. 1972, *Nature*, 235, 271
- Böttcher, M. 2007, *Ap&SS*, 307, 69

- Böttcher, M., Basu, S., Joshi, M., et al. 2007, *ApJ*, 670, 968
- Brocksopp, C., Fender, R. P., Larionov, V., et al. 1999, *MNRAS*, 309, 1063
- Bruevich, V. V., Kiliachkov, N.Ñ., Siuniaev, R. A., & Shevchenko, V. S. 1978, *Soviet Astronomy Letters*, 4, 292
- Caballero, M. & Rísquez, D. 2004, *LAEFF Reporter*, 40, L28
- Cannizzo, J. K. & Mattei, J. A. 1992, *ApJ*, 401, 642
- Cannon, A. J. & Pickering, E. C. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 3135, 0
- Casares, J., Ribas, I., Paredes, J. M., Martí, J., & Allende Prieto, C. 2005, *MNRAS*, 360, 1105
- Charles, P. A. & Seward, F. D. 1995, *Exploring the X-ray Universe* (Press Syndicate of the University of Cambridge)
- Chaty, S., Hatano, et al. 2006a, *The Astronomer's Telegram*, 906, 1
- Chaty, S., Hatano, H., Matsuoka, Y., & Nagata, T. 2006b, *The Astronomer's Telegram*, 936, 1
- Chaty, S., Matsuoka, Y., Nagata, T., & Ueda, Y. 2006c, *The Astronomer's Telegram*, 897, 1
- Cherepashchuk, A. M., Sunyaev, R. A., Fabrika, S.Ñ., et al. 2005, *A&A*, 437, 561
- Cherepashchuk, A. M., Sunyaev, R. A., Seifina, E. V., et al. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Chernyakova, M., Kretschmar, P., & Neronov, A. 2007, *OMC Analysis User Manual*, ISDC
- Chernyakova, M., Neronov, A., & Walter, R. 2006, *MNRAS*, 372, 1585
- Clavel, J., Boksenberg, A., Bromage, G. E., et al. 1990, *MNRAS*, 246, 668
- Courvoisier, T. J.-L. 1998, *A&A Rev.*, 9, 1
- Courvoisier, T. J.-L., Walter, R., Beckmann, V., et al. 2003, *A&A*, 411, L53
- Cowley, A. P. & Crampton, D. 1975, *ApJ*, 201, L65
- Cowley, A. P., Crampton, D., & Hutchings, J. B. 1980, *ApJ*, 241, 269
- Crenshaw, D. M., Rodriguez-Pascual, P. M., Penton, S. V., et al. 1996, *ApJ*, 470, 322
- Cutispoto, G., Leto, G., Pagano, I., Santagati, G., & Ventura, R. 1987, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 3102, 1
- De Miguel, E., Mas-Hesse, J., March, M., & Diaz, E. 2002, *OMC User Manual*, Tech. rep., INTA
- Dent, W. A. 1965, *Science*, 148, 1458

- 
- Domingo, A., Caballero, M. D., Figueras, F., et al. 2003, *A&A*, 411, L281
- Domingo, A., Riskey, D., Caballero, M. D., et al. 2004, in *ESA Special Publication*, Vol. 552, 5th INTEGRAL Workshop on the INTEGRAL Universe, ed. V. Schoenfelder, G. Lichti, & C. Winkler, 165
- Eachus, L. J. & Liller, W. 1975, *ApJ*, 200, L61+
- Eaton, J. W. 2002, *GNU Octave Manual* (Network Theory Limited)
- Ebisawa, K., Bourban, G., Bodaghee, A., Mowlavi, N., & Courvoisier, T. J.-L. 2003, *A&A*, 411, L59
- Edelson, R. A., Alexander, T., Crenshaw, D. M., et al. 1996, *ApJ*, 470, 364
- ESA Media Relations Service. 2003, *INTEGRAL Factsheet*, Press release,
- Espasa-Calpe, ed. 2000, *Diccionario Espasa Concise* (Espasa-Calpe)
- Fabrika, S. 2004, *Astrophysics and Space Physics Reviews*, 12, 1
- Fan, J.-H. & Su, C.-Y. 1999, *Chinese Astronomy and Astrophysics*, 23, 22
- Fitch, W. S., Pacholczyk, A. G., & Weymann, R. J. 1967, *ApJ*, 150, L67+
- Forman, W., Jones, C., Cominsky, L., et al. 1978, *ApJS*, 38, 357
- Friedman, H. & Byram, E. T. 1967, *Science*, 158, 257
- Galadí-Enríquez, D. y Ribas, I. 1998, *Manual práctico de astronomía con CCD* (Omega)
- Giacconi, R., Gursky, H., Kellogg, E., et al. 1973, *ApJ*, 184, 227
- González-Riestra, R., Oosterbroek, T., Kuulkers, E., Orr, A., & Parmar, A.Ñ. 2004, *A&A*, 420, 589
- Goranskii, V. P., Esipov, V. F., & Cherepashchuk, A. M. 1998, *Astronomy Reports*, 42, 336
- Goudfrooij, P., Bohlin, R. C., Maíz-Apellániz, J., & Kimble, R. A. 2006, *PASP*, 118, 1455
- Grandi, P., Urry, C. M., Maraschi, L., et al. 1996, *ApJ*, 459, 73
- Grebenev, S. A., A., L. A., & Sunyaev, R. A. 2003, *New source IGR J17544-2619 discovered with INTEGRAL, ATEL #192*
- Grebenev, S. A., Rodriguez, J., Westergaard, N. J., Sunyaev, R. A., & Oosterbroek, T. 2004, *The Astronomer's Telegram*, 252, 1
- Gregory, P. C. & Neish, C. 2002, *ApJ*, 580, 1133
- Gregory, P. C., Xu, H.-J., Backhouse, C. J., & Reid, A. 1989, *ApJ*, 339, 1054
- Guo, D., Tao, J., & Qian, B. 2006, *PASJ*, 58, 503

- Gupta, A. C. & Joshi, U. C. 2005, *A&A*, 440, 855
- Gupta, A. C., Joshi, U. C., & Fan, J. H. 2002, *Ap&SS*, 282, 655
- Gutiérrez, R., Solano, E., Domingo, A., & García, J. 2004, in *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
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., et al. 1992, *ApJ*, 385, L1
- Hartman, R. C., Webb, J. R., Marscher, A. P., et al. 1996, *ApJ*, 461, 698
- Hasinger, G. & van der Klis, M. 1989, *A&A*, 225, 79
- Hazard, C., Mackey, M. B., & Shimmins, A. J. 1963, *Nature*, 197, 1037
- Herrero, A., Kudritzki, R. P., Gabler, R., Vilchez, J. M., & Gabler, A. 1995, *A&A*, 297, 556
- Hewitt, A. & Burbidge, G. 1991, *ApJS*, 75, 297
- Holt, S. S., Neff, S. G., & Urry, C. M. 1992, *Science*, 257, 1779
- Huensch, M., Schmitt, J. H. M. M., & Voges, W. 1998, *A&AS*, 132, 155
- Hutchings, J. B., Crampton, D., Cowley, D., Cowley, A. P., & Bord, D. J. 1982, *PASP*, 94, 541
- in't Zand, J. 2001, *ESA SP-459: Exploring the Gamma-Ray Universe*
- in't Zand, J. 2004, *Nuclear Physics B Proceedings Supplements*, 132, D3+
- Itoh, T., Kokubun, M., Yuasa, T., et al. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 914, 1
- Janesick, J. & Elliott, T. 1992, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 23, *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ed. S. B. Howell, 1
- Jensen, P. L., Clausen, K., Cassi, C., et al. 2003, *A&A*, 411, L7
- Joye, W. A. & Mandel, E. 2003, in *ASP Conf. Ser. 295: Astronomical Data Analysis Software and Systems XII*, 489+
- Kaper, L., van der Meer, A., & Najarro, F. 2006, *A&A*, 457, 595
- Kaspi, S., Maoz, D., Netzer, H., et al. 1996, *ApJ*, 470, 336
- Katz, J. I. 1973, *Nature*, 246, 87
- Kawai, N., Makishima, K., Matsuoka, M., et al. 1985, *PASJ*, 37, 647
- Kennea, J. A., Burrows, D. N., Nousek, J., & Gehrels, N. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 900, 1

- 
- Kirhakos, S. D. & Steiner, J. E. 1990, *AJ*, 99, 1722
- Kniffen, D. A., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., et al. 1993, *ApJ*, 411, 133
- Kraemer, S. B., George, I. M., Crenshaw, D. M., et al. 2005, *ApJ*, 633, 693
- Kuulkers, E. 2005, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 797, *Interacting Binaries: Accretion, Evolution, and Outcomes*, ed. L. Burderi, L. A. Antonelli, F. D'Antona, T. di Salvo, G. L. Israel, L. Piersanti, A. Tornambe, & O. Straniero, 402–409
- Kuulkers, E., Chenevez, J., Shaw, S., et al. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 888, 1
- Kuulkers, E., Shaw, S. E., Paizis, A., et al. 2007, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Lang, K. 1992, *Book Review: Astrophysical data: planets and stars*, Vol. 21 (Springer-Verlag)
- Lasota, J.-P. 2001, *New Astronomy Review*, 45, 449
- Lawson, A. J. & McHardy, I. M. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 159, *BL Lac Phenomenon*, ed. L. O. Takalo & A. Sillanpaae, 192
- Laycock, S., Zhao, P., Berg, M. V. D., Grindlay, J., & Hong., J. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 895, 1
- Leahy, D. A. 2001, *A&A*, 380, 516
- Leahy, D. A. 2004, *ApJ*, 613, 517
- Levasseur-Regourd, A. C. & Dumont, R. 1980, *A&A*, 84, 277
- 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
- Lomb, N. R. 1976, *Ap&SS*, 39, 447
- Longo, G., Vio, R., Paura, P., Provenzale, A., & Rifatto, A. 1996, *A&A*, 312, 424
- Lund, N., Budtz-Jørgensen, C., Westergaard, N. J., et al. 2003, *A&A*, 411, L231
- Lyutyi, V. M., Aslanov, A. A., Khruzina, T. S., Kolosov, D. E., & Volkov, I. M. 1989, *Soviet Astronomy Letters*, 15, 247
- Macomb, D. J. & Gehrels, N. 1999, *ApJS*, 120, 335
- Malkan, M. A. 1983, *ApJ*, 268, 582
- Malkan, M. A. & Sargent, W. L. W. 1982, *ApJ*, 254, 22
- Malkov, O. Y., Oblak, E., Snegireva, E. A., & Torra, J. 2006, *A&A*, 446, 785
- Maoz, D., Netzer, H., Mazeh, T., et al. 1991, *ApJ*, 367, 493
- Maraschi, L., Grandi, P., Urry, C. M., et al. 1994, *ApJ*, 435, L91

- Markwardt, C. B. & Swank, J. H. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 891, 1
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Dultzin-Hacyan, D., Calvani, M., & Moles, M. 1996, *ApJS*, 104, 37
- Mas-Hesse, J. M., Giménez, A., Culhane, J. L., et al. 2003a, *A&A*, 411, L261
- Mas-Hesse, J. M., Giménez, A., & Domingo, A. 2003b, OMC Science Performance Report, Tech. rep., INTA
- Mas-Hesse, J. M., Giménez, A., Domingo, A., et al. 2004, in *The INTEGRAL Universe. Proceedings of the 5th INTEGRAL Workshop*, SP-552., L729–L736
- Massi, M., Paredes, J. M., Estalella, R., & Felli, M. 1993, *A&A*, 269, 249
- Mazy, E., Defise, J. M., Plessier, J. Y., et al. 2003, *A&A*, 411, L269
- McCollum, B., Stoner, R., & Ptak, R. 1987, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 19, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1049
- McNamara, B. J., Harrison, T. E., Zavala, R. T., et al. 2003, *AJ*, 125, 1437
- McNamara, B. J., Norwood, J., Harrison, T. E., et al. 2005, *ApJ*, 623, 1070
- Mendelson, H. & Mazeh, T. 1994, *MNRAS*, 267, 1
- Minezaki, T., Yoshii, Y., Kobayashi, Y., et al. 2004, *ApJ*, 600, L35
- Mirabel, I. F. 2007, *Ap&SS*, 309, 267
- Mücke, A., Protheroe, R. J., Engel, R., Rachen, J. P., & Stanev, T. 2003, *Astroparticle Physics*, 18, 593
- Negueruela, I. 2004, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Netzer, H., Kazanas, D., Wills, B. J., et al. 1994, *ApJ*, 430, 191
- Oknyanskij, V. & Lyuty, V. 2007, *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*, 7, 28
- Oknyanskij, V. L. 1983, *Astronomicheskij Tsirkulyar*, 1300, 1
- Orr, A., Mas-Hesse, M., & Domingo, A. 2004, *INTEGRAL internal document*
- Pacholczyk, A. G., Penning, W. R., Ferguson, D. H., Lubart, N. D., & Turnshek, D. 1983, *Astrophys. Lett.*, 23, 225
- Pacholczyk, A. G. & Weymann, R. J. 1968, *AJ*, 73, 870
- Paizis, A., Nowak, M. A., Chaty, S., et al. 2007, *ApJ*, 657, L109
- Paredes, J. M., Marziani, P., Marti, J., et al. 1994, *A&A*, 288, 519
- Pedlar, A., Howley, P., Axon, D. J., & Unger, S. W. 1992, *MNRAS*, 259, 369

- 
- Peele, A. G. & White, N. E. 1996, IAU Circ., 6524, 2
- Pellizza, L. J., Chaty, S., & Negueruela, I. 2006, A&A, 455, 653
- Perryman, M. A. C. & ESA, eds. 1997, ESA Special Publication, Vol. 1200, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission, ed. M. A. C. Perryman & ESA
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P. 2003, A&A, 397, 147
- Pojmanski, G. 2002, Acta Astronomica, 52, 397
- Prestwich, A. H., Wright, G. S., & Joseph, R. D. 1992, ApJS, 80, 205
- Priedhorsky, W. C. & Terrell, J. 1983, ApJ, 273, 709
- Prince, T. A., Bildsten, L., Chakrabarty, D., Wilson, R. B., & Finger, M. H. 1994, NASA STI/Recon Technical Report N, 95, 30469
- Psaltis, D., Lamb, F. K., & Miller, G. S. 1995, ApJ, 454, L137
- Reynolds, A. P., Quaintrell, H., Still, M. D., et al. 1997, MNRAS, 288, 43
- Robson, E. I., Gear, W. K., Brown, L. M. J., Courvoisier, T. J.-L., & Smith, M. G. 1986, Nature, 323, 134
- Rodriguez, J. 2003, Possible infrared/optical counterparts of IGR J17544-2619, Tech. rep., CEA/SAp Saclay
- Rodriguez, J., Bel, M. C., Tomsick, J. A., et al. 2007, ApJ, 655, L97
- Romero, G. E., Cellone, S. A., Combi, J. A., & Andruchow, I. 2002, A&A, 390, 431
- Rutledge, R. E., Brunner, R. J., Prince, T. A., & Lonsdale, C. 2000, ApJS, 131, 335
- Sakano, M., Koyama, K., Murakami, H., Maeda, Y., & Yamauchi, S. 2002, ApJS, 138, 19
- Samus, N. N., Durlevich, O. V., Zharova, A. V., et al. 2006, Astronomy Letters, 32, 263
- Samus, N.Ñ., Durlevich, O. V., & et al. 2004, VizieR Online Data Catalog, 2250, 0
- Sanchez del Río, C. 1997, Física cuántica (Pirámide)
- Sandage, A. & Wyndham, J. D. 1965, ApJ, 141, 328
- Sato, N., Nagase, F., Kawai, N., et al. 1986, ApJ, 304, 241
- Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835
- Schandl, S. & Meyer, F. 1994, A&A, 289, 149
- Schmidt, M. 1963, Nature, 197, 1040
- Schneider, P., ed. 2003, First science with INTEGRAL, Vol. 411 (A&A)

- Scott, D. M., Leahy, D. A., & Wilson, R. B. 2000, *ApJ*, 539, 392
- Seyfert, C. K. 1943, *ApJ*, 97, 28
- Shakura, N. I. & Syunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- Shaw, S., Soldi, S., Mowlavi, N., et al. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 886, 1
- Shields, G. A. & Mushotzky, R. F. 1979, *A&A*, 79, 56
- Short, A., Hopkinson, G., Laborie, A., et al. 2005, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 5902, Focal Plane Arrays for Space Telescopes II. Edited by Grycewicz, Thomas J.; Marshall, Cheryl J. Proceedings of the SPIE, Volume 5902, pp. 31-44 (2005)., ed. T. J. Grycewicz & C. J. Marshall, 31–44
- Sidoli, L., Belloni, T., & Mereghetti, S. 2001, *VizieR Online Data Catalog*, 336, 80835
- Smith, D. A. & Dhillon, V. S. 1998, *MNRAS*, 301, 767
- Smith, R. 2007, *Contemporary Physics*
- Soldi, S., Türler, M., Paltani, S., et al. 2008, *ArXiv e-prints*, 805
- Soldi, S., Walter, R., Eckert, D., et al. 2006, *The Astronomer's Telegram*, 885, 1
- Stalin, C. S., Gopal-Krishna, Sagar, R., & Wiita, P. J. 2004, *MNRAS*, 350, 175
- Stalin, C. S., Gupta, A. C., Gopal-Krishna, Wiita, P. J., & Sagar, R. 2005, *MNRAS*, 356, 607
- Stover, R. J., Robinson, E. L., Nather, R. E., & Montemayor, T. J. 1980, *ApJ*, 240, 597
- Sugizaki, M., Mitsuda, K., Kaneda, H., et al. 2001, *ApJS*, 134, 77
- Sunyaev, R., Churazov, E., Gilfanov, M., et al. 1993, *ApJ*, 402, 579
- Sunyaev, R. A., Grebenev, S. A., & et al., L. A. A. 2003, New source IGR J17544-2619 discovered with INTEGRAL, *ATEL #190*
- Swank, J. & Markwardt, C. 2001, in *ASP Conf. Ser. 251: New Century of X-ray Astronomy*, ed. H. Inoue & H. Kunieda, 94
- Tavani, M., Kniffen, D., Mattox, J. R., Paredes, J. M., & Foster, R. 1998, *ApJ*, 497, L89+
- Taylor, A. R. & Gregory, P. C. 1984, *ApJ*, 283, 273
- Thompson, D. J., Bertsch, D. L., Dingus, B. L., et al. 1995, *ApJS*, 101, 259
- Tody, D. 1993, in *ASP Conf. Ser. 52: Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, 173
- Ubertini, P., Lebrun, F., Di Cocco, G., et al. 2003, *A&A*, 411, L131
- Ulrich, M. H., Boksenberg, A., Bromage, G., et al. 1980, *MNRAS*, 192, 561

- 
- Unwin, S. C., Cohen, M. H., Hodges, M. W., Zensus, J. A., & Biretta, J. A. 1989, *ApJ*, 340, 117
- Urry, C. M. & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Vaiana, G. S., Cassinelli, J. P., Fabbiano, G., et al. 1981, *ApJ*, 245, 163
- van Genderen, A. M. & Sterken, C. 1996, *A&A*, 308, 763
- van Genderen, A. M. & Sterken, C. 2007, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 5782, 1
- Vedrenne, G., Roques, J.-P., Schönfelder, V., et al. 2003, *A&A*, 411, L63
- Véron-Cetty, M.-P. & Véron, P. 2006, *A&A*, 455, 773
- Vidal, N. V. 1973, *ApJ*, 186, L81
- Villata, M., Raiteri, C. M., Kurtanidze, O. M., et al. 2002, *A&A*, 390, 407
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- Vrtilek, S. D., Penninx, W., Raymond, J. C., et al. 1991, *ApJ*, 376, 278
- Vrtilek, S. D., Quaintrell, H., Boroson, B., et al. 2001, *ApJ*, 549, 522
- Walker, G., Matthews, J., Kuschnig, R., et al. 2003, *PASP*, 115, 1023
- Walton, D. M., Thomas, P. D., Culhane, J. L., et al. 2003, *A&A*, 411, L275
- Warwick, R. S., Smith, D. A., Yaqoob, T., et al. 1996, *ApJ*, 470, 349
- Watson, M. G., Warwick, R. S., & Corbet, R. H. D. 1982, *MNRAS*, 199, 915
- Webster, B. L. & Murdin, P. 1972, *Nature*, 235, 37
- Wehrle, A. E., Pian, E., Urry, C. M., et al. 1998, *ApJ*, 497, 178
- Wehrle, A. E., Piner, B. G., Unwin, S. C., et al. 2001, *ApJS*, 133, 297
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., et al. 2000, *A&AS*, 143, 9
- White, N. E., Mason, K. O., Huckle, H. E., Charles, P. A., & Sanford, P. W. 1976, *ApJ*, 209, L119
- White, N. E., Mason, K. O., & Sanford, P. W. 1978, *MNRAS*, 184, 67P
- White, N. E. & Swank, J. H. 1984, *ApJ*, 287, 856
- Whitmore, B., Heyer, I., & Casertano, S. 1999, *PASP*, 111, 1559
- Whitney, A. R., Shapiro, I. I., Rogers, A. E. E., et al. 1971, *Science*, 173, 225
- Wijnands, R. 2003, *The Astronomer's Telegram*, 191, 1
- Willis, A. J., Wilson, R., vanden Bout, P., et al. 1980, *ApJ*, 237, 596

Winkler, C., Courvoisier, T. J.-L., Di Cocco, G., et al. 2003, *A&A*, 411, L1

Wright, E. L., Gottlieb, E. W., & Liller, W. 1975, *ApJ*, 200, 171

Yaqoob, T., Warwick, R. S., Makino, F., et al. 1993, *MNRAS*, 262, 435

Zickgraf, F.-J., Engels, D., Hagen, H.-J., Reimers, D., & Voges, W. 2003, *A&A*, 406, 535