



Universidad Nacional Autónoma de México

Programa de Estudios de Maestría en Ciencias
(Astrofísica)

**Búsqueda de compañeras sub-estelares de enanas blancas
con observaciones de rayos X**

TESIS

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE

Maestro en Ciencias (Astrofísica)

PRESENTA:

Sandino Estrada Dorado

Director de Tesis:

Dr. Jesús Alberto Toalá Sanz

Instituto de Radioastronomía y Astrofísica

UNAM Campus Morelia

Morelia, México. Enero de 2021
Mich.



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Resumen

Las Enanas Blancas (EB) son el resultado final de la evolución de estrellas de baja masa e intermedia. Conociendo que las EB radian como cuerpo negro y que tienen temperaturas efectivas menores que algunos 100,000 K, no deberían emitir en rayos X con energías mayores a 0.5 keV. Sin embargo, desde el lanzamiento de los satélites de rayos X *EXOSAT* y *ROSAT* se encontró emisión en rayos X duros alrededor de EB, lo cual presentaba una incógnita a resolver. Dichos resultados han sido corroborados por la generación de satélites de rayos X actuales (*XMM-Newton* y *Chandra*).

Con el paso del tiempo ha sido posible conocer que la mayoría de las EB se encuentran en sistemas binarios y que la presencia de sus compañeras son el catalizador que genera la emisión de rayos X duros asociados al sistema; tales son los casos como la emisión coronal de la estrella acompañante o en discos de material acretaado hacia la EB. A pesar de esto, aún se encuentran EB aparentemente solitarias que presentan emisión en los rayos X fuertes. Recientemente, se ha propuesto que la emisión de rayos X duros pueda ser producida por un objeto sub-estelar, en particular, un planeta.

En esta tesis analizamos todas las observaciones disponibles del archivo del satélite de rayos X *XMM-Newton* de EBs para caracterizar su emisión de rayos X, estudiar la variabilidad y buscar la posible presencia de planetas que puedan explicar los rayos X duros. Esto es, se analizaron un total de 116 EB que corresponden a un tiempo total de observación con las cámaras EPIC a bordo de *XMM-Newton* de 7.8 Ms. Encontramos dos EB en las que muy posiblemente podamos explicar la variabilidad de sus rayos X duros por la presencia de planetas tipo Júpiter (e.g., WD 0121–756 y WD 0965+022).

Índice general

Resumen	III
1. Introducción	1
1.1. Evolución de Estrellas tipo Solar	2
1.2. Clasificación de Enanas Blancas	6
1.3. Emisión de Rayos X de Enanas Blancas	6
1.4. Motivación y objetivos de esta tesis	13
2. Observaciones de rayos X	15
2.1. El satélite de rayos X <i>XMM-Newton</i>	15
2.1.1. Cámaras EPIC MOS	15
2.1.2. Cámara EPIC pn	17
2.1.3. Espectrómetro de Rejilla de Reflexión	17
2.1.4. Capacidad del telescopio <i>XMM-Newton</i>	18
2.2. La muestra	19
2.3. Preparación de las observaciones	27
2.4. Extracción de espectros	33
2.5. Extacción de Curvas de Luz	34
3. Análisis espectral	37
3.1. Ajustes espectrales	37
3.2. Resultados	40
4. Variabilidad	49
4.1. Análisis de Lomb-Scargle	49
4.2. Resultados	55
5. Discusión	67
6. Conclusiones y trabajo a futuro	71
A. Espectros EPIC	73
B. Curvas de Luz	85
Bibliografía	105

Índice de figuras

1.1.	Esquema del ciclo de fusión protón-protón (Pols, 2011).	1
1.2.	Esquema del ciclo de fusión CNO (Pols, 2011). Los detalles se describen en su totalidad en el texto.	2
1.3.	Un diagrama esquemático de la evolución de una estrella de $1 M_{\odot}$ desde el año cero de la secuencia principal hasta llegar a la fase de Enana Blanca (EB). La parte punteada representa una etapa muy rápida de evolución debido a un destello de helio. Todas las fases están marcadas por sus siglas en inglés: año cero de la secuencia principal (ZAMS), rama de las sub-gigantes (SGB), rama de las gigantes rojas (RGB), rama asintótica temprana de las gigantes (E-AGB), rama asintótica de las gigantes de pulsos térmicos (TP-AGB), rama posterior asintótica de las gigantes (Post-AGB), formación de nebulosa planetaria (PN formation) y fase previa a Enana Blanca (Carroll y Ostlie, 2006).	4
1.4.	Izquierda: Imagen óptica de la NP NGC 1360, la primer NP detectada en rayos X con el satélite <i>EXOSAT</i> . Los paneles centrales y derecha muestran la imagen y contornos de rayos X obtenidas de las observaciones de <i>ROSAT</i> . Las observaciones obtenidas con <i>ROSAT</i> demostraron que la emisión de rayos X provenía de la EB progenitora. Imagen tomada de Guerrero, Chu y Gruendl (2000).	7
1.5.	Imágenes de rayos X (con contornos) obtenidas con el satélite <i>ROSAT</i> (paneles izquierdos) e imágenes ópticas (paneles derechos) de las NPs NGC 7009 (paneles superiores) y NGC 7293 (la Nebulosa de la Hélice; paneles inferiores).	8
1.6.	A la izquierda imagen óptica centrada en WD 1213+528 con contornos de emisión de rayos X superpuestos. A la derecha el espectro de la estrella obtenido por <i>ROSAT</i> PSPC, mostrando que el espectro de la EB presenta una contribución importante a ~ 1 keV, más allá de los rayos X suaves. Imagen tomada de O'Dwyer y col. (2003).	9
1.7.	Impresión artística de un sistema binario con un disco de acreación alrededor de una EB.	9
1.8.	Espectros de WD 2226–210, la estrella central de la Nebulosa de la Hélice. El panel izquierdo y derecho muestran los espectros obtenidos con <i>ROSAT</i> y <i>Chandra</i> (ver Guerrero y col., 2001).	10

- 1.9. Espectro de KPD 0005+5106 presentado por Chu y col. (2020) (diamantes negros con errores) obtenido al combinar observaciones de las tres cámaras EPIC de *XMM-Newton*. La línea sólida negra representa el modelo que mejor ajusta a las observaciones. Las líneas de diferentes colores muestran las contribuciones al modelo total: Azul marino modelo de cuerpo negro con la temperatura de KPD 0005+5106 ($T_{\text{ef}}=200$ kK), azul es la contribución de un plasma con temperatura de 0.84 keV ($=9.8 \times 10^6$ K) y azul claro es una contribución de una ley de potencia. Los modelos toman en cuenta una densidad de columna de $N_{\text{H}} = 9 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. El panel inferior muestra los residuos del modelo total. 11
- 1.10. Curvas de luz de KPD 0005+5106 obtenidas con la cámara EPIC pn a bordo de *XMM-Newton* y el instrumento *Chandra* ACIS-S. La banda de rayos X duros de 0.6–3.0 keV presenta una variabilidad de ~ 4.7 h. . 12
- 1.11. Distribución espectral de energía de KPD 0005+5106 (negro). Los puntos sólidos negros son datos fotométricos de las bandas *B*, *V*, 2MASS *J*, *H*, y *K_S*, *Spitzer* IRAC en 4.5 y 8 μm . Los puntos abiertos de colores presentan la fotometría estimada para diferentes estrellas con tipos espectrales diferentes. Imagen tomada de Chu y col. (2020). 13
- 2.1. Camino recorrido por la luz a través del telescopio *XMM-Newton* al momento de concentrarla en la cámara EPIC pn. Este tipo de telescopios utiliza bajos ángulos de incidencia para poder concentrar la luz de altas energías. 16
- 2.2. Diagrama del camino de la luz recorrido en el telescopio junto con el arreglo de rejillas. Cabe destacar que la fracción de luz recibida por EPIC MOS es de 44 % de la luz incidente. 16
- 2.3. Arreglo de CCDs de la cámara EPIC MOS1. La cámara MOS2 es idéntica pero rotada 90° 17
- 2.4. Arreglo de los chip en EPIC pn tal como se presenta en el Software de Análisis Científico (SAS por sus siglas en inglés). 18
- 2.5. Área efectiva de los distintos instrumentos a bordo de *XMM-Newton*. . 19
- 2.6. Imagen de la nebulosa Wolf-Rayet S 308 alrededor de la estrella WR 6. Azul, verde y rojo muestran mostrando rayos X (azul), [O III] y $\text{H}\alpha$. La posición de WR 6 se muestra con un círculo blanco con línea punteada. Imagen tomada de Toalá y col. (2012) con observaciones de *XMM-Newton*. La nebulosa tiene un diámetro de 22 minutos de arco. 20
- 2.7. Espectros de *XMM-Newton* de WR 6. Diferentes paneles muestran espectros extraídos de las cámaras EPIC y RGS. Los paneles superiores muestran los espectros RGS de primer y segundo orden. Las líneas negras representan el espectro y las líneas rojas el mejor modelo. Los detalles se pueden encontrar en Huenemoerder y col. (2015). 21
- 2.8. Figura de Ignace y col. (2013). Curvas de luz de distintos apuntados de *XMM-Newton* hacia WR 6. Estas curvas de luz son el resultado de integrar las observaciones de todas las cámaras EPIC y cada punto es la integración del conteo durante 3600 segundos. Los distintos apuntados han sido separados verticalmente y etiquetados como \dot{C}_T . El orden de apuntado es el primero hasta arriba y el último hasta abajo. 22
- 2.9. Revisión de los buenos intervalos de tiempo. Se toma en cuenta solamente aquellos tiempos que parecen constantes en la banda muy dura de rayos X (10.0-12.0 keV). 28

2.10.	Espectros EPIC obtenidos para la estrella WD2128+469. Izquierda: Espectros individuales extraídos para cada cámara correspondientes a la observación 0307120101. Derecha: Los puntos grises representan el espectro combinado de los espectros mostrados en el panel izquierdo mientras que el espectro mostrado en negro es el espectro combinado de todas las observaciones disponibles para WD2128+469 (0307120101, 0307120201, 0502460101, 0502460201, 0502460301 y 0502460401).	35
2.11.	Curvas de luz de WD2128+469 de la observación con identificador 0307120101 en cada una de las cámaras. De arriba a abajo y de izquierda a derecha MOS1, MOS2 y pn. Las tres curvas de luz han sido agrupadas cada 1 ks.	36
3.1.	Espectro de un Cuerpo Negro con una temperatura de 200 kK obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión.	38
3.2.	Espectro de un modelo térmico ópticamente delgado APEC con una temperatura de 0.5 keV(=5.8 × 10 ⁶ K) obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión ($N_H = 5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$).	38
3.3.	Espectro de un modelo de leyes de potencia con un índice espectral de $\Gamma = 1.5$ obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión ($N_H = 5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$).	39
3.4.	Espectros clasificados según su forma.	40
3.5.	Ejemplos de espectros EPIC clasificados como (de arriba a abajo, de izquierda a derecha) ABC, BC, B-BC, C, AC y B.	46
3.6.	Comparación de densidad columnar obtenida en la literatura con la densidad columnar obtenida de los modelos si este se dejaba como parámetro libre. En el caso de obtener una densidad columnar menor en el modelo, se tomaba la encontrada en la página.	48
3.7.	Estrellas con espectros obtenidos y sin binariedad confirmada.	48
4.1.	Periodograma de una función Seno con un periodo de 2π generado por el método Lomb-Scargle de la librería gatspy.	50
4.2.	Periodograma de una función seno generado por el método Lomb-Scargle de la librería astropy.	51
4.3.	Periodograma de una función seno generado por el método Lomb-Scargle de la librería PyAstronomy.	51
4.4.	Curva de luz de WD 0005+511 obtenida de la cámara EPIC-pn para el rango de 0.6–3.0 keV.	53
4.5.	Periodograma de WD 0005+511 (KPD 0005+5106) mostrando un pico dominante a 0.0066 Hz que corresponde a un periodo de 14,600 s (4.05 h).	55
4.6.	Periodogramas obtenidos de analizar las EB listadas en el Cuadro 3.7.	56
4.7.	Mismo que en 4.6.	57
4.8.	Mismo que en 4.6.	58
4.9.	Mismo que en 4.6.	59
4.10.	Mismo que en 4.6.	60
4.11.	Mismo que en 4.6.	61

4.12. Mismo que en 4.6.	62
4.13. Mismo que en 4.6.	63
4.14. Mismo que en 4.6.	64
5.1. Curvas de luz con fase doblada obtenida de los telescopios de rayos X <i>XMM-Newton</i> (datos de EPIC pn) en puntos naranja y <i>Chandra</i> (ACIS-S) en cuadrados azules. Imagen tomada de Chu y col. (2020).	68
5.2. Espectro con fondo sustraído de KPD 0005+5106 realizado en los estados altos (negro) y estados bajos (rojo) de detección. Imagen tomada de Chu y col. (2020).	68
5.3. Distribución Espectral de Energía (SED) en el cercano IR de los 4 posibles candidatos a tener compañeras ocultas. Los datos fueron obtenidos del archivo científico en infrarrojo NASA/IPAC. Las barras de error son demasiado pequeñas en la mayoría de los casos.	70
A.1. Espectros EPIC de las EN analizadas en esta tesis. El espectro obtenido de combinar las diferentes cámaras se muestra en rombos negros (con sus respectivos errores). El modelo total se muestra en línea negra y las componentes en otras líneas de colores. El nombre de cada EN se muestra en el recuadro.	74
A.2. Misma que la Figura A.1.	75
A.3. Misma que la Figura A.1.	76
A.4. Misma que la Figura A.1.	77
A.5. Misma que la Figura A.1.	78
A.6. Misma que la Figura A.1.	79
A.7. Misma que la Figura A.1.	80
A.8. Misma que la Figura A.1.	81
A.9. Misma que la Figura A.1.	82
A.10. Misma que la Figura A.1.	83
B.1. Curvas de luz de las estrellas analizadas en esta tesis obtenidas de la cámara EPIC pn. Cada imagen fue obtenida por cada observación disponible de las estrellas.	86
B.2. Misma que la Figura B.1.	87
B.3. Misma que la Figura B.1.	88
B.4. Misma que la Figura B.1.	89
B.5. Misma que la Figura B.1.	90
B.6. Misma que la Figura B.1.	91
B.7. Misma que la Figura B.1.	92
B.8. Misma que la Figura B.1.	93
B.9. Misma que la Figura B.1.	94
B.10. Misma que la Figura B.1.	95
B.11. Misma que la Figura B.1.	96
B.12. Misma que la Figura B.1.	97
B.13. Misma que la Figura B.1.	98
B.14. Misma que la Figura B.1.	99
B.15. Misma que la Figura B.1.	100
B.16. Misma que la Figura B.1.	101
B.17. Misma que la Figura B.1.	102
B.18. Misma que la Figura B.1.	103

Índice de cuadros

2.1. Lista de candidatos de EB obtenidas de acuerdo al procedimiento descrito en la Sección 2.2. La primer columna muestra el nombre de cada EB, mientras que las columnas 2 y 3 son las coordenadas de cada objeto. La columna 4 es el tipo espectral. Las columnas 5 y 6 listan el identificador de las observaciones de <i>XMM-Newton</i> y su tiempo total.	23
2.2. Lista de candidatos de EB procesadas de acuerdo al procedimiento descrito en la Sección 2.3. La primer columna es el identificador de EB. La segunda columna es el identificador de la observación. Las columnas tres, cuatro y cinco son el tiempo de observación total de cada cámara EPIC. Las columnas seis, siete y ocho son los tiempos útiles de cada observación.	29
3.1. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como ABC*	42
3.2. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como BC*	43
3.3. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como B-BC*	44
3.4. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como AC*	45
3.5. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como C*	46
3.6. Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como B*	46
3.7. EB con emisión de rayos X fuertes y sin binariedad confirmada.	47
4.1. EB de las cuales se pudieron obtener periodogramas y periodos sinusoidales.	53
4.2. Separación y lóbulo de Roche de los candidatos obtenidos del Cuadro 4.1 calculada para las distintas posibilidades de compañera oculta.	66

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas tienen reacciones nucleares en sus interiores las cuales liberan energía y contrarrestan la acción de la gravedad ayudándola a mantenerse estable y no colapsar. Debido a que el tiempo de evolución de las estrellas sobrepasa el tiempo humano, no hay un cambio notorio y todas las fuerzas actuando en el gas dentro de las estrellas parecen estar en balance; por esto se dice que las estrellas se mantienen en un estado de equilibrio hidrostático, el cual puede expresarse como:

$$\frac{dP}{dm} = -\frac{Gm}{4\pi r^2 \rho}, \quad (1.1)$$

en donde m se refiere a la masa de la estrella, P a la presión, r al radio de la estrella, G es la constante gravitacional y ρ es la densidad.

Las estrellas comienzan su vida en la franja del diagrama Hertzsprung-Russell (H-R) denominada secuencia principal quemando H en He. Los procesos por los cuales la estrella genera su energía son principalmente el ciclo protón-protón (pp) y el ciclo CNO. La cadena pp puede observarse esquemáticamente en la Figura 1.1. La ramificación pp1 requiere dos núcleos de ^3He , por lo que la primera cadena debe suceder dos veces, mientras que las cadenas pp2 y pp3 solo uno, pero necesitan un ^4He existente. A pesar de que las tres ramas producen ^4He cada una genera diferente energía emitida: 26.20 MeV para pp1, 25.66 MeV para pp2 y 19.76 MeV para pp3.

El ciclo CNO ocurre a temperaturas más altas que el ciclo protón-protón. Este ciclo consiste en que los átomos de hidrógeno interactúan con átomos de ^{12}C tal como se observa en la Figura 1.2. La reacción $^{15}\text{N} + ^1\text{H}$ tiene una baja probabilidad de producir ^{16}O , lo cual abre la segunda rama del ciclo CNO. Cuando el núcleo alcanza una temperatura $T \geq 1.5 \times 10^7$ K todas las reacciones llegan a un estado de equilibrio donde la tasa de producción es igual a la tasa de consumo de los núcleos.

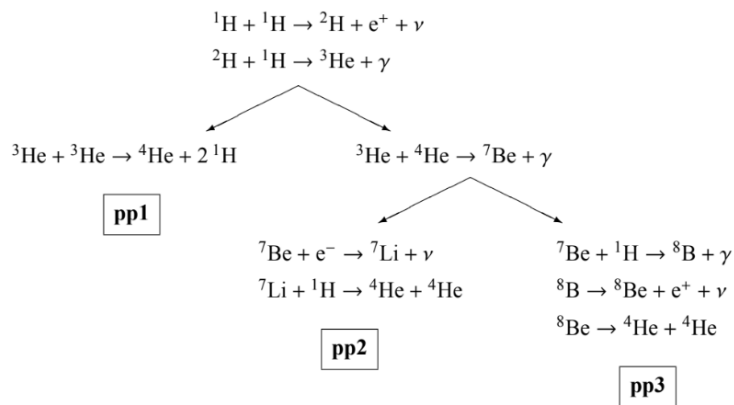


FIGURA 1.1: Esquema del ciclo de fusión protón-protón (Pols, 2011).

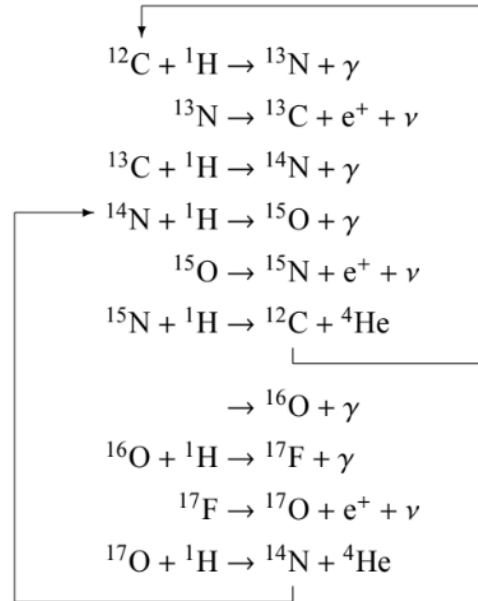


FIGURA 1.2: Esquema del ciclo de fusión CNO (Pols, 2011). Los detalles se describen en su totalidad en el texto.

En este estado la cantidad de energía liberada asciende a 24.97 MeV. El ciclo CNO será más dominante en estrella con masas mayores a 1.3, siendo este su principal fuente de energía.

1.1. Evolución de Estrellas tipo Solar

Conocemos que las estrellas de secuencia principal convierten Hidrógeno en Helio. En el caso de que estas estrellas con masas inferiores a $1.2 M_{\odot}$, este proceso se realiza principalmente por medio del ciclo de fusión pp y además tienen un núcleo radiativo. Al acabar su tiempo en la secuencia principal debido a que el núcleo se comienza a quedar sin hidrógeno (Ver Figura 1.3, punto 'H core exhausted') y se forma un núcleo de helio. Este se contrae mientras una capa de hidrógeno lo envuelve y continúa las reacciones nucleares consumiendo el hidrógeno disponible. Conforme el hidrógeno se consume en esta capa, el núcleo sigue aumentando la masa de helio del núcleo y se vuelve un proceso casi isotérmico. En el punto de la Figura 1.3 'H shell burning', se alcanza el límite de Schönberg-Chandrasekhar y el núcleo comienza a contraerse rápidamente causando que la evolución se de en una escala de tiempo de Kelvin-Helmholtz. La energía gravitacional que se libera por la contracción causa que las capas externas se expandan y la temperatura efectiva se reduzca. Esto se traduce en el enrojecimiento de la estrella en el diagrama H-R. Esta fase de evolución se llama la rama de las subgigantes (SGB).

Conforme el núcleo se contrae, un gradiente de temperatura distinto de cero se restablece debido a la liberación de energía gravitacional. Al mismo tiempo la temperatura y densidad de la capa de hidrógeno ardiendo alrededor del núcleo de helio, aumentan. Aunque la capa comience a estrecharse de forma significativa, la tasa de energía generada por el cascarón aumenta rápidamente. En este punto, las capas exteriores de la estrella se expanden absorbiendo la energía producida por el cascarón antes de que la esta alcance la superficie. Estos procesos generan un decremento en la temperatura efectiva y en un incremento en la opacidad de la fotosfera por la

contribución del ión H^+ . Todo lo anterior, genera una zona convectiva cerca de la superficie. Este se extiende hacia el interior de la estrella y con un gradiente prácticamente adiabático de temperatura asociado con la convección y la eficiencia con la cual esta transporta energía a la superficie, la estrella rápidamente se comienza a alzar en el diagrama H-R en la rama de las gigantes rojas (RGB).

Conforme la estrella sigue evolucionando por la rama de las gigantes rojas, la zona convectiva sigue ahondando en la estrella con lo cual llega a las zonas donde la composición química ha sido modificada por los procesos nucleares. Particularmente por su gran sección recta de reacción, el litio, el cual se quema por colisión a temperaturas no muy altas (poco más arriba de 2.7×10^6 K) ha sido prácticamente agotado en la mayoría del interior de la estrella; esto se puede notar en la superficie donde decrece la cantidad de litio. Del mismo modo aumenta la cantidad de ${}^3_2\text{He}$ debido al ciclo CNO. En este proceso también se transporta ${}^{12}_6\text{C}$ hacia adentro y ${}^{14}_7\text{N}$ hacia a fuera. Todo este movimiento de materiales se conoce como el **primer dragado**.

Mientras la estrella continúa subiendo por la rama de las gigantes rojas, el núcleo se contrae hasta que este se vuelve fuertemente degenerado. Al ocurrir esto, una cantidad significativa de neutrinos escapan del núcleo justo antes de que la estrella alcance la punta del camino evolutivo generando un gradiente negativo de temperatura cerca del centro. En cuanto el núcleo alcanza la temperatura ($\sim 10^8$ K) y densidad (10^7 kg m⁻³) suficientemente alta para generar el proceso de triple α la energía liberada es explosiva. El principal producto de este proceso, es que el ${}^4_2\text{He}$ se convierte en ${}^{12}_6\text{C}$ y como efecto secundario, parte de este último elemento se convierte en ${}^{16}_8\text{O}$. El encendido de helio ocurre primero en una capa alrededor del núcleo pero rápidamente se enciende todo el núcleo acabando con la inversión de temperatura generada por el escape de neutrinos. Esta potente generación de energía alcanza luminosidades de $10^{11} L_{\odot}$, sin embargo, no toda esta energía puede alcanzar la superficie, pues es absorbida por las capas superiores de la estrella, causando una pérdida de masa en la superficie.

Este pequeño episodio en la vida de estrellas de baja masa se llama el destello de núcleo de helio. Se origina principalmente por la poca dependencia en la temperatura de los electrones degenerados y la fuerte dependencia del proceso triple α en temperatura. Una vez que ocurre, la energía se utiliza primeramente en quitar el estado de degeneración, esto provoca que el resto se pueda convertir en energía térmica para expandir el núcleo. En ese momento la principal fuente de luminosidad es la cáscara de hidrógeno ardiendo, pero al expandirse el núcleo, expande la cáscara generando que esta se enfríe y por ende la tasa de energía generada por esta capa, decazca, con lo cual la luminosidad decae abruptamente. Todo esto genera que se disminuya la densidad, con esta baja la temperatura del interior y desacelera la tasa de reacciones nucleares, mientras que en la parte exterior, las capas externas se contraen por el golpe del interior, lo cual produce que la temperatura efectiva comience a incrementarse.

Una vez que transcurrió este violento pero rápido proceso la estrella, la energía que emana de la superficie vuelve a alzarse. Asociado con el incremento de temperatura efectiva la zona convectiva se alza hacia la superficie mientras se desarrolla un núcleo convectivo debido a la alta sensibilidad del ciclo triple α . Este desarrollo se da en un camino horizontal y se le conoce como la rama horizontal. En el punto más azul indica quemado de helio análogo al quemado de hidrógeno de la secuencia principal pero con una escala de tiempo muchísimo menor. De igual modo al alcanzar el punto más azul de este camino el peso medio molecular del núcleo se ha incrementado, por ende este se comienza a contraerse y las capas exteriores se

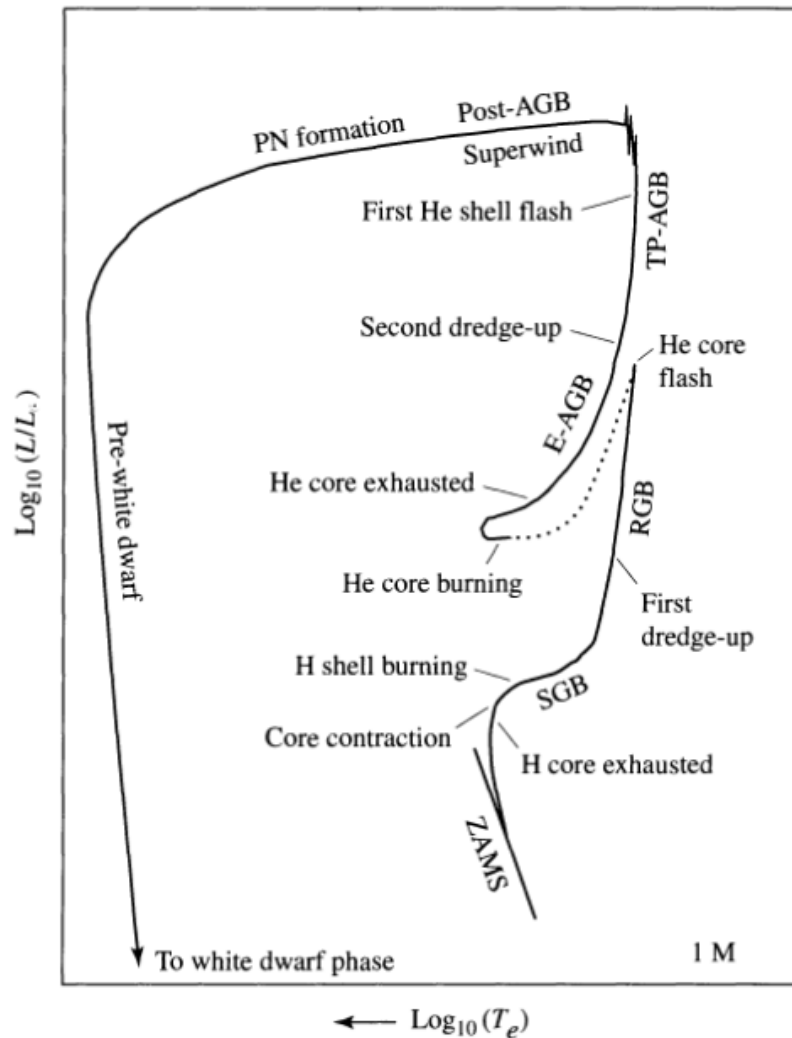


FIGURA 1.3: Un diagrama esquemático de la evolución de una estrella de $1 M_{\odot}$ desde el año cero de la secuencia principal hasta llegar a la fase de Enana Blanca (EB). La parte punteada representa una etapa muy rápida de evolución debido a un destello de helio. Todas las fases están marcadas por sus siglas en inglés: año cero de la secuencia principal (ZAMS), rama de las sub-gigantes (SGB), rama de las gigantes rojas (RGB), rama asintótica temprana de las gigantes (E-AGB), rama asintótica de las gigantes de pulsos térmicos (TP-AGB), rama posterior asintótica de las gigantes (Post-AGB), formación de nebulosa planetaria (PN formation) y fase previa a Enana Blanca (Carroll y Ostlie, 2006).

expanden haciendo que se enfríen. En el momento que la estrella alcanza la parte más roja de la traza horizontal significa que la estrella ha acabado con el helio de su núcleo, habiéndolo convertido en carbono y oxígeno. Este núcleo inerte comienza a contraerse de forma similar a lo ocurrido en la rama de las subgigantes.

Con la contracción del núcleo y el aumento de temperatura asociado, se genera una delgada capa de helio ardiendo alrededor del núcleo de carbono y oxígeno. Conforme el núcleo se contrae la capa de helio ardiendo se vuelve más estrecha y fuerte, obligando a capas superiores a expandirse y enfriarse. Lo cual resulta en un apagado temporal de la capa de hidrógeno ardiente. A lo largo de la contracción del núcleo de CO, la producción de neutrinos se incrementa a tal punto que el este se enfría un poco; con la disminución de temperatura y el aumento de presión, la presión de electrones degenerados se vuelve una parte importante de la presión total en el núcleo.

A partir de este punto la evolución es similar a la que siguen las estrellas cuando acaban el hidrógeno de su núcleo y una vez que la estrella se acerca a la parte más roja, comienza a subir por un camino conocido como la rama asintótica de las gigantes (AGB). En la Figura 1.3 se puede observar que están indicadas las fases E-AGB y TP-AGB, las cuales se refieren a la rama asintótica de las gigantes temprana (indicada con E) y la rama asintótica de las gigantes con pulsos térmicos (indicada con TP). En el caso del estadio temprano, las capas en expansión absorben mucha energía de la que produce el cascarón de helio ardiendo alrededor del núcleo mientras que la zona convectiva llega hasta la zona rica en helio cerca de la cáscara ardiendo. El mezclado de este proceso produce un segundo dragado, lo cual incrementa la cantidad de helio y nitrógeno en las capas externas.

Cuando la estrella se acerca a la parte superior de la rama asintótica de las gigantes, la cáscara de hidrógeno vuelve a encender eventualmente. Durante esta fase de la evolución, la estrecha capa de helio ardiente se apaga y enciende casi periódicamente. Estos destellos de helio intermitentes ocurren debido a que la capa de hidrógeno ardiente arroja helio hacia la cáscara; conforme aumenta la masa de helio, lo que lo vuelve ligeramente degenerado y cuando alcanza la temperatura suficiente, un destello de helio ocurre en la capa que rodea el núcleo. Esto provoca que se empuje a la cáscara de hidrógeno, haciendo que esta se apague por un tiempo. Este proceso se repite y el periodo entre pulsos depende de la masa inicial de la estrella; en el caso de las estrellas de baja masa pueden ser de cientos de miles de años (Vassiliadis y Wood, 1993).

Durante el proceso de pulsos térmicos las capas exteriores son expulsadas y la luminosidad aumenta. Esto implica que la gravedad superficial disminuya, con lo cual el material de las capas superiores queda menos ligado. Este proceso de pérdida de masa constituye un importante paso en la evolución de la rama asintótica de las gigantes. En los estados más tardíos de la rama asintótica de las gigantes se genera un superviento ($\dot{M} \lesssim 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$; Ramstedt y col., 2020). La gran pérdida de masa da generación a los objetos conocidos como fuentes OH/IR (ver, p.e., Orosz y col., 2017). Estos objetos parecen estar envueltos en una gruesa nube de polvo que emite principalmente en la parte infrarroja y radio del espectro. Las letras OH se refieren a moléculas OH observadas vía emisión máser.

Conforme la nube alrededor de la fuente OH/IR continúa expandiéndose, se vuelve ópticamente delgada eventualmente exponiendo lentamente la estrella central que exhibe un espectro de una estrella supergigante F o G. En este momento las estrellas de baja masa llegaron al punto más azul de la rama asintótica de las gigantes y saliendo de la misma. En la fase consiguiente de pérdida de masa, el resto de material de las capas superiores es eyectada revelando las cenizas de de una larga

historia de reacciones nucleares. Con una delgada capa de material recubriendo las cáscaras de hidrógeno y helio ardiendo, estas se extinguen y la luminosidad decae rápidamente. El objeto central caliente revelado es el viejo núcleo degenerado de CO de la gigante roja conocida como Enana Blanca (EB). Alrededor de la estrella queda todo el material eyectado a través de la vida formando una nebulosa planetaria (NP, Figura 1.4).

1.2. Clasificación de Enanas Blancas

Nuestro conocimiento acerca de las EBs proviene de la luz que emiten de su superficie. Es importante saber que dentro de una EB ya no suceden reacciones nucleares, estas se enfrían radiando como cuerpo negro con tiempos de enfriamiento del orden de la edad del universo. Se puede determinar una clasificación de EB's por su temperatura efectiva, la estratificación de su presión y la composición química. Con estos elementos se ha generado una clasificación que consiste de 4 grupos: una D mayúscula de *degenerada*, una letra mayúscula que indica el tipo espectroscópico primario, una letra mayúscula que indica el tipo espectroscópico secundario y un índice de temperatura; este último va de 0 a 9 definido como la parte entera de $\theta_{\text{eff}} \times 10 = 50,400/T_{\text{eff}}$. Esta cantidad se utiliza como un indicador de temperatura y luminosidad (Sion y col., 1983).

Las letras mayúsculas que se utilizan son:

- A: Solo líneas de Balmer, no hay líneas de He I o metales presentes.
- B: Hay líneas de He I, no hay H o metales presentes.
- C: Presenta un espectro continuo, las líneas no son más profundas que el 5 % del continuo.
- O: Presencia de He II fuerte, también hay presente He I o H.
- Z: Solo se ven líneas metálicas, no hay H o He.
- Q: Características carbonáceas, ya sean atómicas o moleculares. Pueden estar en cualquier parte de su espectro.

1.3. Emisión de Rayos X de Enanas Blancas

Las primeras observaciones en rayos X del medio interestelar se realizaron con cohetes y uno de los primeros resultados fue que nuestra Galaxia tenía una fuerte contribución en el rango de los rayos X suaves ($E < 0.5$ keV; Bunner y col., 1969). Strittmatter, Brecher y Burbidge (1972) fueron los primeros en sugerir que las EBs eran las causantes de algunas variaciones observadas en el fondo suave de rayos X de la Galaxia, en particular en el rango ~ 0.25 keV. Aunque la idea de que las EBs emitieran en rayos X no era muy popular (Reinhardt, 1973), se sugería que tendrían que ser parte de sistemas binarios acretaando material para poder emitir en rayos X.

Una de las primeras detecciones en rayos X de una EB reportada en la literatura corresponde a Sirio (α CMa). Esta EB fue reportada usando observaciones con el detector de rayos X suaves (0.25 keV) a bordo del Astronomical Netherlands Satellite (ANS). Subsecuentemente, Shipman (1976) demostró que su emisión en rayos X se debía a la presencia de un plasma térmico de su atmósfera rica en He. La primer detección de una EB asociada a una nebulosa planetaria en rayos X fue presentada por

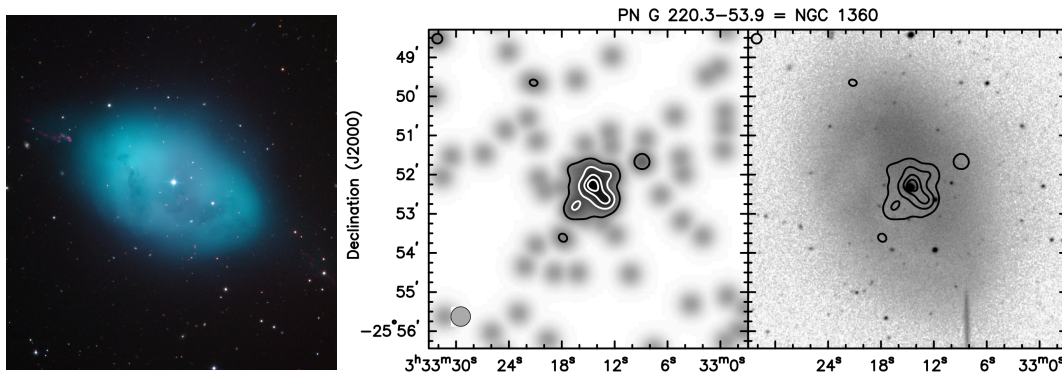


FIGURA 1.4: Izquierda: Imagen óptica de la NP NGC 1360, la primer NP detectada en rayos X con el satélite *EXOSAT*. Los paneles centrales y derecha muestran la imagen y contornos de rayos X obtenidas de las observaciones de *ROSAT*. Las observaciones obtenidas con *ROSAT* demostraron que la emisión de rayos X provenía de la EB progenitora. Imagen tomada de Guerrero, Chu y Gruendl (2000).

de Korte y col. (1985). Estos autores reportaron la detección de la NP NGC 1360 utilizando el satélite de rayos X *EXOSAT* (ver Fig. 1.4). Estas detecciones resultaron ser una sorpresa dado que la emisión de rayos X parecía ser asociada a las EB y sabemos que la distribución espectral de energía de las EB debería ser casi nula en la banda de los rayos X por su temperatura efectiva. En particular, de Korte y col. (1985) reportaron que la temperatura del plasma de rayos X podía ser explicada meramente con la atmósfera de la EB, proponiendo que era muy probable que se debiera a choques en el viento de la EB.

Desde entonces, las NPs, sus estrellas centrales y las EB han sido objeto de estudio de las diferentes misiones de rayos X. Usando el satélite de rayos X *Einstein*, Tarafdar y Apparao (1988) presentaron otras 4 NP con emisión en rayos X asociadas a sus estrellas centrales y otras 4 NP fueron detectadas con *EXOSAT* por Apparao y Tarafdar (1989). Hay que notar que aunque los satélites *EXOSAT* y *Einstein* no poseían una buena resolución angular, la emisión de rayos X de estas detecciones se ha atribuido a las EB progenitoras de estas NP. Sin embargo, no fue hasta el lanzamiento del satélite *ROSAT* cuando se pudo confirmar estas sospechas. *ROSAT* tenía una sensibilidad sin precedente en los rayos X suaves, en particular entre 0.1–2.0 keV, y una resolución angular de ~ 20 – 30 arcsec para su instrumento PSPC y de ~ 5 arcsec con la cámara de alta resolución HRI.

Usando espectros obtenidos de observaciones de *ROSAT*, Guerrero, Chu y Gruendl (2000) clasificaron a las NPs en tres clases: El tipo 1 estaba asociado a emisión dominada por rayos X suaves con energías $E < 0.5$ keV, el tipo 2 eran fuentes con espectros dominados alrededor de 1 keV y las del tipo 3 era una mezcla de las dos primeras. *ROSAT* pudo confirmar que en algunos casos efectivamente la emisión es debida únicamente a la estrella progenitora de las NP mientras que en otros casos seguían siendo imposible resolver espacialmente la emisión. En la Figura 1.5 mostramos dos ejemplos presentados en Guerrero, Chu y Gruendl (2000) correspondientes una NP con rayos X no resuelta por *ROSAT* (NGC 7009) y otra en donde se resuelve la emisión de su estrella progenitora (NGC 7293, la Nebulosa de la Hélice). Estos autores concluyeron que en los casos en donde la emisión de rayos X tiene su pico de emisión entre 0.1 y 0.2 keV (tipo 1 y 3) se debía a la fotosfera de estrellas calientes con $T_{\text{ef}} = 1 - 2 \times 10^5$ K. Mientras que la emisión de rayos X duros con pico alrededor de

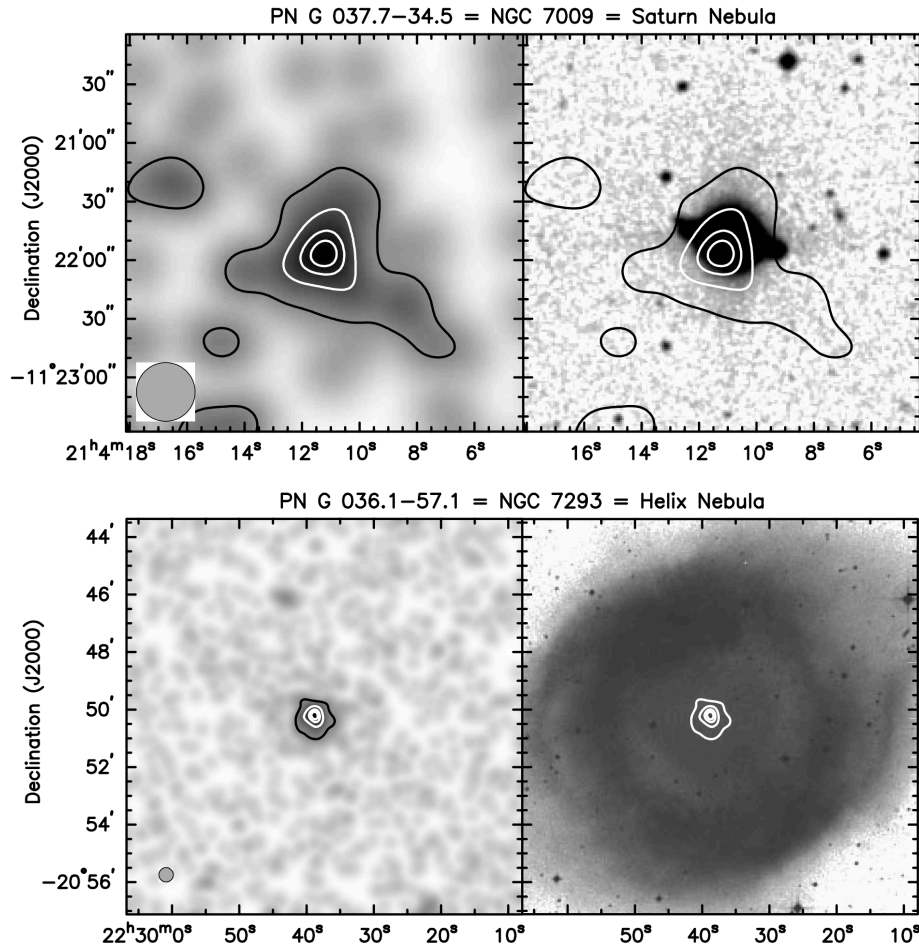


FIGURA 1.5: Imágenes de rayos X (con contornos) obtenidas con el satélite *ROSAT* (paneles izquierdos) e imágenes ópticas (paneles derechos) de las NPs NGC 7009 (paneles superiores) y NGC 7293 (la Nebulosa de la Hélice; paneles inferiores).

1 keV era totalmente desconocida (ver ejemplo en la Fig. 1.6).

Hacia 1998, *ROSAT* había observado todo el cielo produciendo el llamado *ROSAT All-sky Survey* (RASS). Esto permitió a O'Dwyer y col. (2003) realizar el estudio más completo de la caracterización de las propiedades de rayos X de NP y sus estrellas centrales. O'Dwyer y col. (2003) tomaron todas las observaciones disponibles de NP obtenidas del RASS y mostraron que en los casos que se detectaba la contribución del espectro con energías duras era debido a que la EB se encontraba en un sistema binario.

Actualmente sabemos que la presencia de una compañera tiene consecuencias en la producción de rayos X. Por ejemplo, una compañera tardía del tipo K o M puede producir emisión de rayos X debido a actividad coronal similar a la del Sol. Desde hace algunas décadas se sabe que en estos casos, la presencia de un campo magnético en combinación de las envolventes convectivas produce emisión de rayos X duros y que es universal para casi todas las estrellas tardías (ver, p.e., Schmitt, Fleming y Giampapa, 1995; Fleming, Schmitt y Giampapa, 1995).

Otra posibilidad es que los rayos X duros se produzcan debido a la presencia de discos de acreción alrededor de la EB. Si una EB tiene una compañera tardía evolucionada, esta puede inflar su atmósfera y material puede caer hacia la EB. Para que

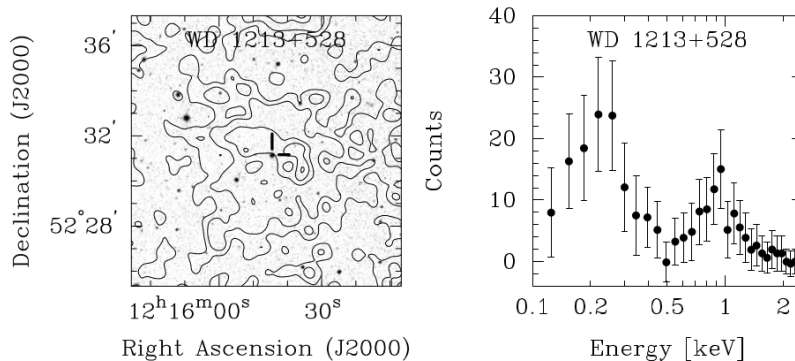


FIGURA 1.6: A la izquierda imagen óptica centrada en WD 1213+528 con contornos de emisión de rayos X superpuestos. A la derecha el espectro de la estrella obtenido por *ROSAT* PSPC, mostrando que el espectro de la EB presenta una contribución importante a ~ 1 keV, más allá de los rayos X suaves. Imagen tomada de O'Dwyer y col. (2003).

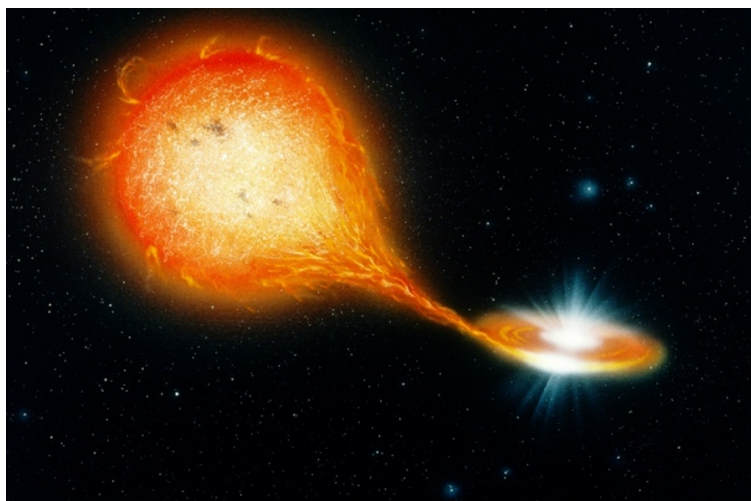


FIGURA 1.7: Impresión artística de un sistema binario con un disco de acreación alrededor de una EB.

esto suceda, la compañera tiene que aumentar su radio hasta sobrepasar su Lóbulo de Roche y el material será acreatado por la EB. Debido a que el material tiene suficiente momento angular este se acumulará alrededor de la EB produciendo un disco de acreación (ver Fig. 1.7). En estos casos el disco se calienta debido a la fricción emitiendo en rayos X de manera similar a las variables cataclísmicas (Patterson, 1994; Mukai, 2017).

Sin embargo, ha habido casos en donde no se ha detectado una compañera, pero se detecta variabilidad en rayos X de la EB. Uno de los casos más estudiados es WD 2226–210, la estrella central de la Nebulosa de la Hélice (ver Fig. 1.5). WD 2226–210 es una de las EB más cercanas ($d=219$ pc) y ha sido detectada por casi todas las misiones de rayos X (ver arriba). Las observaciones de *ROSAT* y *Chandra* han demostrado la presencia de una componente suave que puede ser modelada como un cuerpo negro a 130 kK, muy similar a la temperatura efectiva de esta EB (ver Fig. 1.8; Guerrero y col., 2001). Además, el análisis de las observaciones obtenidas con *Chandra* han demostrado la presencia de una componente térmica con una temperatura de $\sim 8 \times 10^6$ K. Como ya mencionamos arriba, la emisión suave se asocia a

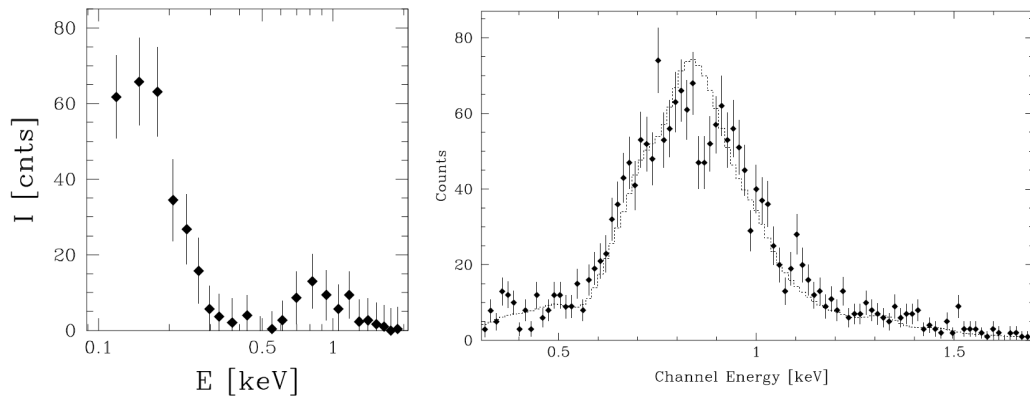


FIGURA 1.8: Espectros de WD 2226–210, la estrella central de la Nebulosa de la Hélice. El panel izquierdo y derecho muestran los espectros obtenidos con *ROSAT* y *Chandra* (ver Guerrero y col., 2001).

la emisión fotosférica de WD 2226–219, pero el origen de la componente más dura todavía es incierto. Aunque se ha detectado variabilidad en la emisión de rayos X y en los perfiles de $H\alpha$ sugiriendo la presencia de una compañera tardía (Gruendl y col., 2001), dicha compañera debería poder detectarse como exceso en la emisión IR, y no es el caso.

La estrella central de la Nebulosa de la Hélice no es el único caso con esta situación. Queremos mencionar aquí a las EBs KPD 0005+5106 (también conocida como WD 0005+511), PG 1159–034 (WD 1159-034) y WD 0121–756 (Bilíková y col., 2010). Recientemente, Chu y col. (2020) han presentado un estudio de estas tres EBs para destear la presencia de sus componentes de rayos X duros. Ellos usaron observaciones del satélite *XMM-Newton* y demostraron que estas tres EB tienen espectros muy parecidos. En la Figura 1.9 mostramos el espectro de KPD0005+5106 que tenía el espectro con mejor calidad de las tres EBs.

Chu y col. (2020) encontraron que el mejor ajuste a las observaciones de KPD 0005+5106 requiere la presencia de tres componentes: i) una componente de cuerpo negro con la misma temperatura que su temperatura efectiva ($T_{\text{ef}}=200$ kK), ii) una componente térmica con una temperatura de 0.84 keV ($=9.8 \times 10^6$ K) y iii) una componente de ley de potencias que es usualmente relacionada con la presencia de emisión no térmica. De nuevo, se puede apreciar en la Figura 1.9 la contribución de la estrella sola no puede explicar el exceso de la emisión de rayos X.

Sorpresivamente, al estudiar las curvas de luz de KPD 0005+5106 encontraron que en la banda más dura de los rayos X de 0.6 – 3.0 keV presenta una variabilidad con periodo de 4.7 h. En la Figura 1.10 mostramos las curvas de luz analizadas por Chu y col. (2020) en donde se aprecia la variabilidad de la banda de rayos X duros comparadas con otras bandas. Estos autores realizaron análisis de probabilidad de falsa alarma, que nos indican si la variabilidad puede ser generada estocásticamente o si realmente se debe a una señal variable. Ellos encontraron que hay una probabilidad de 0.41 % de que la variabilidad es falsa.

Lo primero que hicieron fue utilizar observaciones en el cercano IR para buscar la posible presencia de una compañera. En la Figura 1.11 presentamos la distribución espectral de energía (SED - por sus siglas en inglés) obtenidas para KPD 0005+5106 y presentada originalmente en Chu y col. (2020). Esta figura muestra que la SED óptico-IR decae monótonicamente sin ninguna presencia de exceso en el IR. Estos autores estimaron cual debería ser la contribución IR de estrellas con diferentes tipos

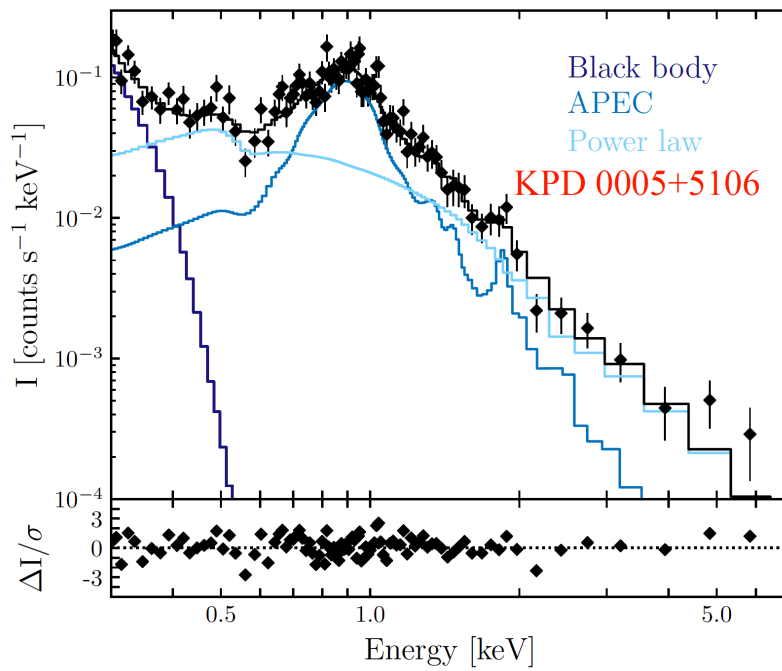


FIGURA 1.9: Espectro de KPD 0005+5106 presentado por Chu y col. (2020) (diamantes negros con errores) obtenido al combinar observaciones de las tres cámaras EPIC de *XMM-Newton*. La línea sólida negra representa el modelo que mejor ajusta a las observaciones. Las líneas de diferentes colores muestran las contribuciones al modelo total: Azul marino modelo de cuerpo negro con la temperatura de KPD 0005+5106 ($T_{\text{ef}}=200$ kK), azul es la contribución de un plasma con temperatura de 0.84 keV ($=9.8 \times 10^6$ K) y azul claro es una contribución de una ley de potencia. Los modelos toman en cuenta una densidad de columna de $N_{\text{H}} = 9 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. El panel inferior muestra los residuos del modelo total.

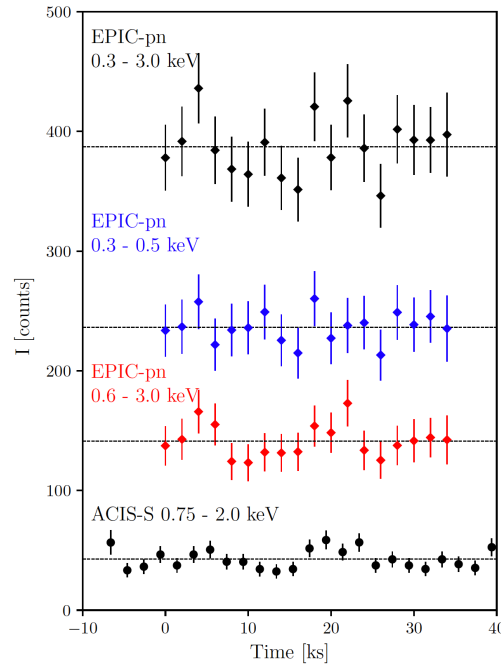


FIGURA 1.10: Curvas de luz de KPD 0005+5106 obtenidas con la cámara EPIC pn a bordo de *XMM-Newton* y el instrumento *Chandra* ACIS-S. La banda de rayos X duros de 0.6–3.0 keV presenta una variabilidad de ~ 4.7 h.

espectrales de M0 V, M2 V, M5 V y M8 V. Chu y col. (2020) proponen que la emisión de rayos X (y su variabilidad) es debida a acreción debida a una compañera indetectable. Este análisis de la SED sugiere que la compañera tiene que ser más tardía, esto es, menos brillante que una estrella M8 V.

Por lo tanto se proponen tres posibilidades: i) una estrella M9 V con una masa de $0.075 M_{\odot}$ y un radio de $0.08 R_{\odot}$, ii) una estrella enana café del tipo T con una masa de $0.035 M_{\odot}$ y radio de $\sim 0.1 R_{\odot}$ y iii) un planeta tipo Júpiter de masa $0.001 M_{\odot}$ y radio de $0.1 R_{\odot}$. Asumiendo en los tres casos que el periodo orbital es el mismo que el estimado para la variabilidad de rayos X duros (4.7 h). Suponiendo una masa de $0.6 M_{\odot}$ para KPD 0005+5106 y usando la Tercer Ley de Kepler se pueden calcular las separaciones promedio de las componentes de estos sistemas de $1.27 R_{\odot}$ para la M9 V, $1.24 R_{\odot}$ para la enana café y $1.22 R_{\odot}$ para el planeta tipo Júpiter.

Por otro lado, Chu y col. (2020) calcularon cual sería el radio efectivo de Roche para los tres sistemas utilizando la ecuación (ver Eggleton, 1983)

$$\frac{r_L}{a} = \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})}, \quad (1.2)$$

en donde a es la separación entre la EB y la compañera y q es el cociente de masas entre la compañera y la EB. Esto es, tenemos valores de $r_L = 0.28, 0.21$ y $0.067 R_{\odot}$ para la M9 V, la enana café y el planeta tipo Júpiter respectivamente. Comparando los valores de r_L con sus respectivos radios, es claro que solo el planeta tipo Júpiter es más grande que su respectivo radio efectivo de Roche y puede transferir masa a la EB más fácilmente que los otros dos candidatos.

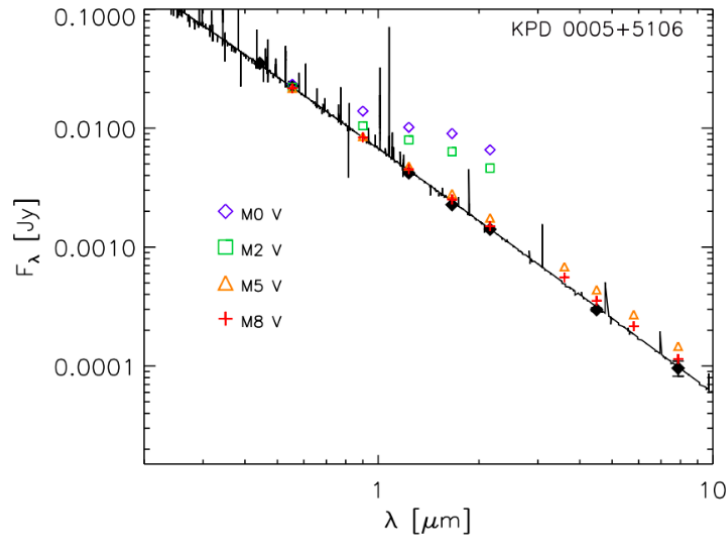


FIGURA 1.11: Distribución espectral de energía de KPD 0005+5106 (negro). Los puntos sólidos negros son datos fotométricos de las bandas B , V , 2MASS J , H , y K_S , *Spitzer* IRAC en 4.5 y 8 μm . Los puntos abiertos de colores presentan la fotometría estimada para diferentes estrellas con tipos espectrales diferentes. Imagen tomada de Chu y col. (2020).

Por último, si se supone que toda la emisión de rayos X duros es producto de acreción de material hacia la EB, entonces la tasa de acreción se puede estimar como

$$\dot{M}_{\text{ac}} \approx \frac{L_X R_{\text{EB}}}{GM_{\text{EB}}}, \quad (1.3)$$

en donde G es la constante de la gravitación universal, L_X es la luminosidad en rayos X y R_{EB} y M_{EB} son el radio y la masa de la EB, respectivamente. Para KPD 0005+5106 Chu y col. (2020) encuentran que $L_X = 3 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$. Entonces la tasa de acreción \dot{M}_{ac} sería $2.3 \times 10^{-12} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ o $1.45 \times 10^{14} \text{ g s}^{-1}$. A esta tasa de acreción, un planeta tipo Júpiter podría sobrevivir algunas veces 10^8 a .

1.4. Motivación y objetivos de esta tesis

Uno de los problemas abiertos en la astronomía moderna es la búsqueda de planetas extrasolares (Krziesinski y col., 2020; Krzesinski y Blokesz, 2020). Mucho del tiempo se dedica a buscar moléculas trazadoras de vida (Greaves y col., 2020; Bains y col., 2020). Recientemente hay trabajos que han sugerido la presencia de planetas gigantes alrededor de EB, lo cual implica que aún bajo las violentas interacciones que la estrella de baja masa le produjo a su sistema planetario, los planetas sobreviven incluso hasta la fase de EB (Vanderburg y col., 2020; Maldonado y col., 2020). Incluso se ha sugerido que los planetas podrían también ayudar a modular la pérdida de masa cuando las estrellas se encuentran en la fase de la Rama Asintótica de las Gigantes (Decin y col., 2020) y producir anisotropías. En esta tesis evaluamos la posible firma producida en rayos X por compañeras subestelares de EB, en particular la presencia de planetas.

Hemos tomado las observaciones de todas las EB disponibles en el archivo de *XMM-Newton* para buscar el origen de la emisión de rayos X duros en aquellas EB que son aparentemente solitarias. La variabilidad en rayos X duros observada en la curva de luz de KPD 0005+5106 presentada por Chu y col. (2020), parece sugerir que la compañera de esta EB es un planeta. Por esta razón se analizaron los espectros de todas las EB disponibles. Se estudió la variabilidad de sus curvas de luz en el rango de 0.6–3.0 keV para obtener un periodo asociado a la emisión. Usamos el valor encontrado del periodo y las ecuaciones descritas en la sección anterior para estimar las propiedades orbitales de las posibles compañeras sub-estelares.

Esta tesis está dividida como sigue. En el Capítulo 2 describimos el satélite de rayos X *XMM-Newton* del cual extraeremos todas las observaciones. En ese capítulo definiremos nuestra muestra y el procedimiento de análisis. En el Capítulo 3 presentemos los resultados de los análisis de los espectros de las EB. En el Capítulo 4 presentaremos los resultados de los estudios sobre la variabilidad de las curvas de luz. La discusión la presentamos en el Capítulo 5 y las conclusiones y trabajo a futuro los presentamos en el Capítulo 6.

Capítulo 2

Observaciones de rayos X

El trabajo presentado en esta tesis corresponde a observaciones de EB observadas con el satélite de rayos X *XMM-Newton*. En este capítulo presentamos las características de los diferentes instrumentos a bordo de *XMM-Newton* y definiremos la muestra de EB estudiadas en la presente tesis. Finalmente, describiremos los detalles de la reducción y preparación de los datos.

2.1. El satélite de rayos X *XMM-Newton*

El telescopio *Misión de Multiespejo en Rayos X (XMM-Newton)* de la Agencia Espacial Europea es la segunda de las piedras angulares que la agencia definió en el programa Horizon 2000. Este fue lanzado el 10 de Diciembre de 1999 con la misión de proporcionar los datos necesarios en longitudes de rayos X para poder resolver misterios aún presentes en el área, pues desde la superficie terrestre es imposible obtener información de esta porción del espectro electromagnético. El observatorio carga dos tipos de telescopios: tres telescopios de rayos X y una cámara óptica/UV.

Para la detección de rayos X, el telescopio cuenta con la Cámara Europea de Imágenes Fotónicas (EPIC - por sus siglas en inglés) y el Espectrómetro de Rejilla de Reflexión (RGS - por sus siglas en inglés). Los detectores EPIC tienen tres arreglos de CCDs de las cuales dos son los llamados MOS (Metal Oxide Semi-conductor) y una es la denominada cámara pn. En cambio los dos detectores RGS son idénticos y utilizados para una espectroscopía de alta resolución. Estos instrumentos reciben la luz concentrada por una combinación de espejos paraboloideos e hiperboloideos concéntricos para poder reflejar los rayos X, tal como se muestra en la Figura 2.1 para el caso de EPIC pn. El caso de EPIC MOS y RGS se encuentra ilustrado en la Figura 2.2.

2.1.1. Cámaras EPIC MOS

Estas son dos cámaras gemelas rotadas 90° entre sí, se encuentran montadas junto con el instrumento RGS y solo reciben 44 % de la luz reflejada. Consisten en siete CCDs idénticos que se iluminan por el frente. Estos están ordenados tal como se muestra en la Figura 2.3. Los CCDs están sobrepuestos físicamente y el central está ligeramente detrás del anillo del resto. Los espacios muertos entre cada uno de los chips no son brechas, sino áreas inutilizables debido a las orillas de cada detector. Cada CCD cubre 10.9×10.9 minutos de arco.

El 9 de Marzo de 2005 la cámara EPIC MOS1 registró un evento en el plano focal, el cual se atribuyó al impacto de un micrometeorito. Después de un destello de luz, se hizo evidente que MOS1 CCD no estaba registrando eventos. Además todos los pixeles estaban registrando un nivel de saturación creciente, lo cual abrió la posibilidad de que el CCD6 sufrió suficiente daño. Por otro lado el 11 de Diciembre de

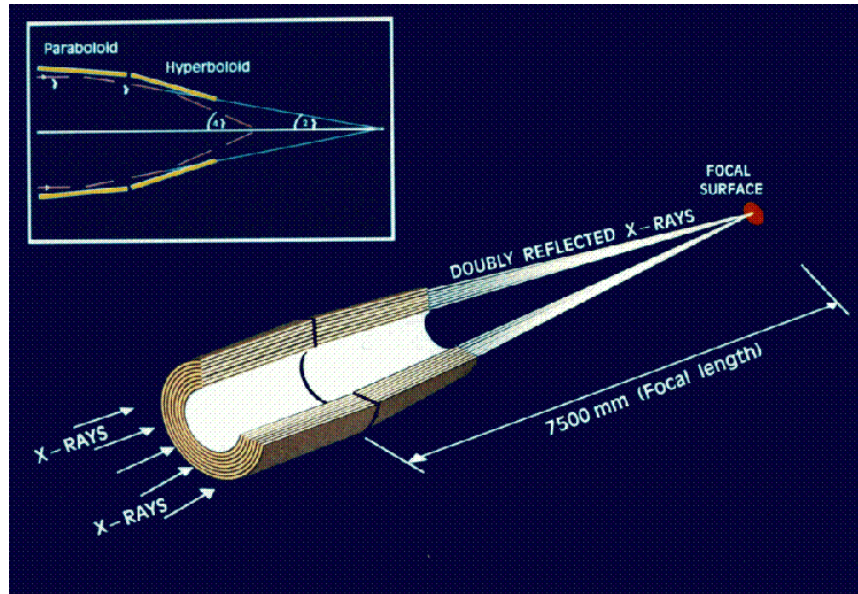


FIGURA 2.1: Camino recorrido por la luz a través del telescopio *XMM-Newton* al momento de concentrarla en la cámara EPIC pn. Este tipo de telescopios utiliza bajos ángulos de incidencia para poder concentrar la luz de altas energías.

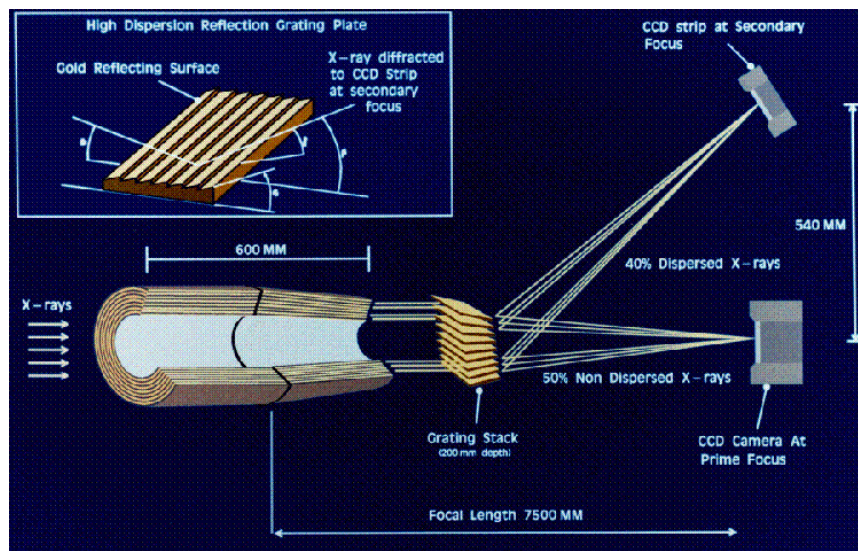


FIGURA 2.2: Diagrama del camino de la luz recorrido en el telescopio junto con el arreglo de rejillas. Cabe destacar que la fracción de luz recibida por EPIC MOS es de 44 % de la luz incidente.

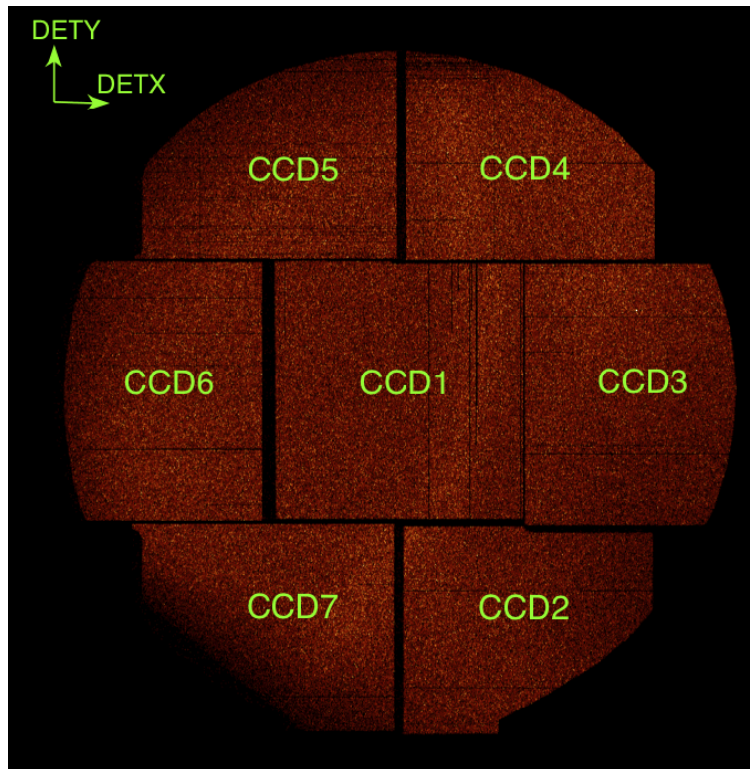


FIGURA 2.3: Arreglo de CCDs de la cámara EPIC MOS1. La cámara MOS2 es idéntica pero rotada 90°.

2012 se volvió a registrar un evento en el plano focal de EPIC MOS1, el cual mostraba características muy similares al suceso anterior. El CCD3 quedó muy dañado y el chip fue declarado inutilizable para la ciencia, además de incrementar el ruido del chip CCD4. Por estas razones en observaciones recientes no se muestran eventos registrados en los chip CCD6 y CCD3 de EPIC MOS1.

2.1.2. Cámara EPIC pn

La cámara EPIC pn tiene una oblea de Silicio de base que sostiene 12 CCDs integrados ordenados como se muestra en la Figura 2.4; cada CCD tiene un área efectiva de 13.6×4.4 minutos de arco. Esta cámara tiene la característica que es retroiluminada. Esto quiere decir que en el evento de interacción de los rayos X con un átomo de silicio, genera electrones y hoyos proporcionales a la energía del fotón incidente. El arreglo está un poco fuera de foco respecto al eje del telescopio para que la posición de observación no caiga en la orilla de alguno de los chips, de este modo se garantiza que $\geq 90\%$ de la energía de una fuente en el eje del telescopio sea recolectada por un CCD.

2.1.3. Espectrómetro de Rejilla de Reflexión

El instrumento RGS está hecho para una espectroscopía de alta resolución en el rango de 0.33-2.5 keV (5-38 Å). La razón para concentrarse en estas energías es la alta densidad de líneas de emisión en rayos X tales como las transiciones K-Shell, tripletes tipo He de elementos ligeros como C, N, O, Ne, Mg y Si; además de transiciones L-Shell de elementos pesados tales como Fe y Ni. De esta forma se tiene un amplio número de herramientas de diagnóstico para investigar condiciones físicas y

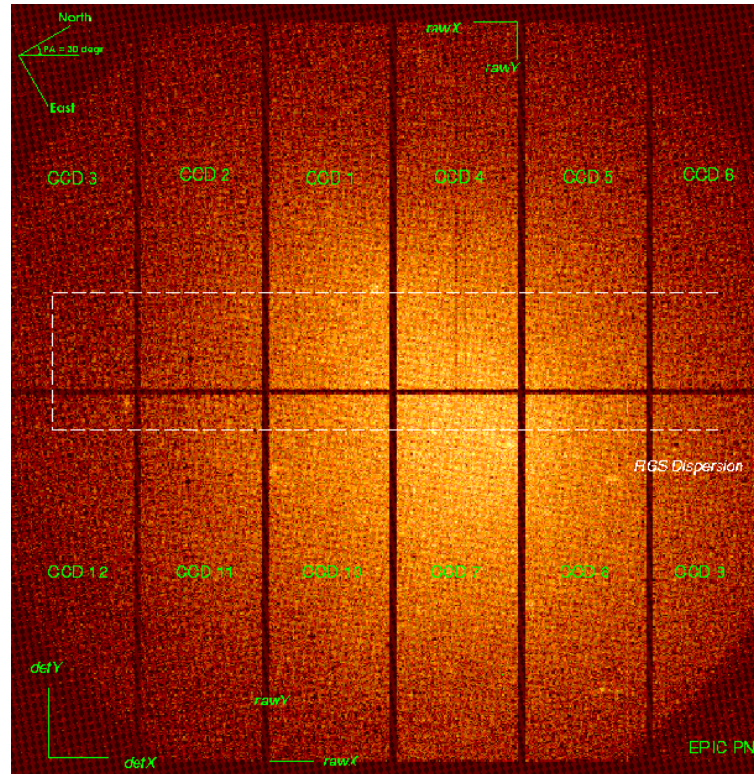


FIGURA 2.4: Arreglo de los chip en EPIC pn tal como se presenta en el Software de Análisis Científico (SAS por sus siglas en inglés).

composiciones químicas del material que emite. Como se puede ver en la Figura 2.2 los RGS están montados en el camino de la luz que se concentra hacia las cámaras EPIC MOS, interceptando aproximadamente 58 % de la luz total concentrada por los espejos. Los RGS consisten en arreglos lineales de 9 chips CCD MOS, similares a los utilizados en las cámaras EPIC MOS. Los CCD son retroiluminados para lograr maximizar la respuesta a energías suaves, además se encuentra recubierto de aluminio en la parte expuesta para suprimir luz óptica y ultravioleta. El instrumento puede operar en primer y segundo orden. El primer orden tiene el rango de 0.35–2.5 keV (5–38 Å) y el segundo orden tiene el rango de 0.62–2.5 keV (5–20 Å).

2.1.4. Capacidad del telescopio *XMM-Newton*

En general, los instrumentos a bordo de *XMM-Newton* detectan la radiación en el rango de 0.3–10 keV. Sin embargo, cada instrumento tiene áreas efectivas de colección de fotones diferentes. En la Figura 2.5 mostramos las áreas efectivas para cada instrumento como función de la energía. Se puede observar que el instrumento EPIC pn tiene la mayor área, seguida por los detectores MOS.

Las cámaras EPIC funcionan bajo el mecanismo de *conteo de fotones*. Esto es, para cada fotón de rayos X que cae en un CCD se puede registrar el tiempo de llegada, las coordenadas en el CCD y su energía. Como resultado, las cámaras EPIC nos brindan la oportunidad de crear imágenes, espectros de mediana resolución espectral y curvas de luz de los objetos estudiados. Usualmente, se pueden combinar las tres cámaras EPIC para producir una imagen de mayor calidad además de que al combinar las tres cámaras podemos eliminar el problema de la separación entre los CCDs de los diferentes arreglos. El campo de visión efectivo combinando las tres cámaras es de 34 arcmin. En la Figura 2.6 mostramos como ejemplo la imagen de la nebulosa

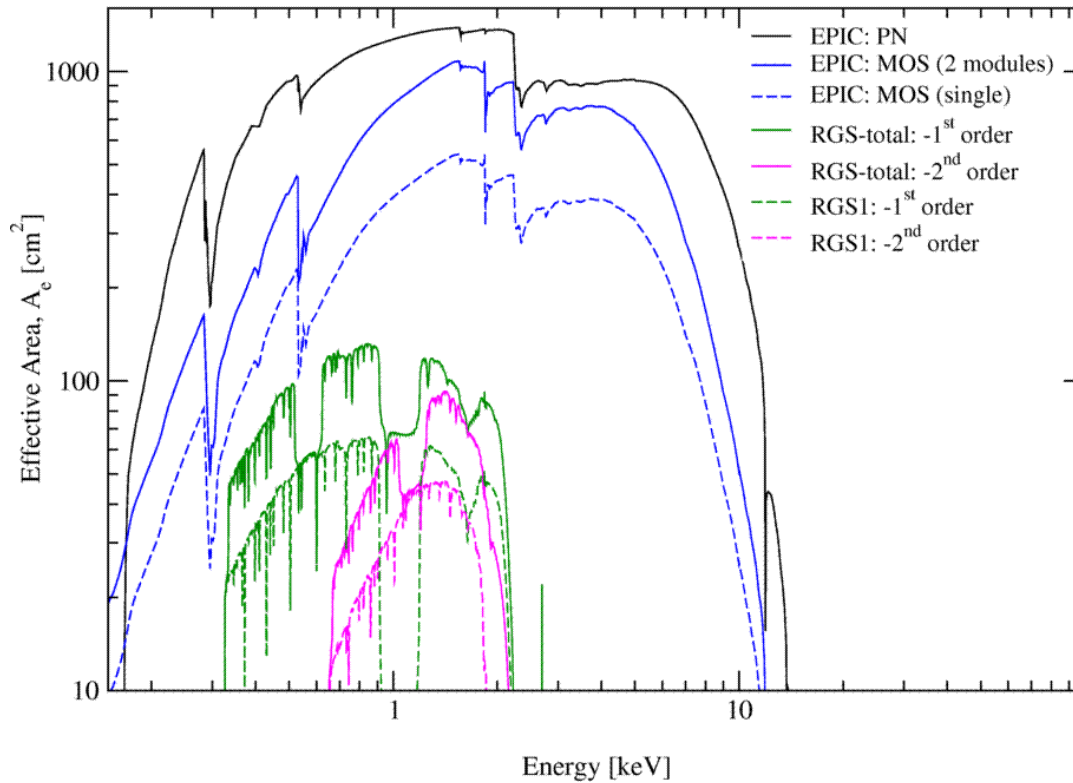


FIGURA 2.5: Área efectiva de los distintos instrumentos a bordo de *XMM-Newton*.

Wolf-Rayet (WR) S 308 alrededor de la estrella WR6. Esta imagen se obtuvo combinando las tres cámaras EPIC de 4 observaciones que mapearon toda la nebulosa dado que la nebulosa tiene un diámetro de 40 arcmin.

Además, gracias a los instrumentos RGS a bordo de *XMM-Newton* es posible obtener espectros de alta resolución. En la Figura 2.7 mostramos una comparación de espectros de WR6 de mediana resolución extraídos de las cámaras EPIC versus espectros RGS de alta resolución presentados por Huenemoerder y col. (2015). Aunque las observaciones obtenidas con los RGS tienen menos capacidad colectora de fotones (ver Fig. 2.5) la resolución espectral es superior a la que poseen los espectros extraídos de las cámaras EPIC. En la Figura 2.7 se pueden apreciar claramente la presencia de líneas de emisión en el espectro de WR6 mientras que en los espectros EPIC solo se puede sugerir su presencia.

Finalmente, en la Figura 2.8 mostramos las curvas de luz de WR6 extraídas de 4 observaciones de WR6. Cada color representa curvas de luz combinando las tres cámaras EPIC (MOS1+MOS2+pn).

2.2. La muestra

A partir del catálogo de EB de la universidad de Villanova¹, nuestro colaborador, el Dr. M. A. Guerrero obtuvo una lista de las EB galácticas. Con esta lista de coordenadas, se buscó dentro del archivo de satélite *XMM-Newton* observaciones que contengan a los candidatos. El criterio de búsqueda fue cada candidato apuntado estuviera a 3 arcmin del campo de observaciones obtenidas con las cámaras EPIC.

¹<http://www.astronomy.villanova.edu/WDCatalog/>

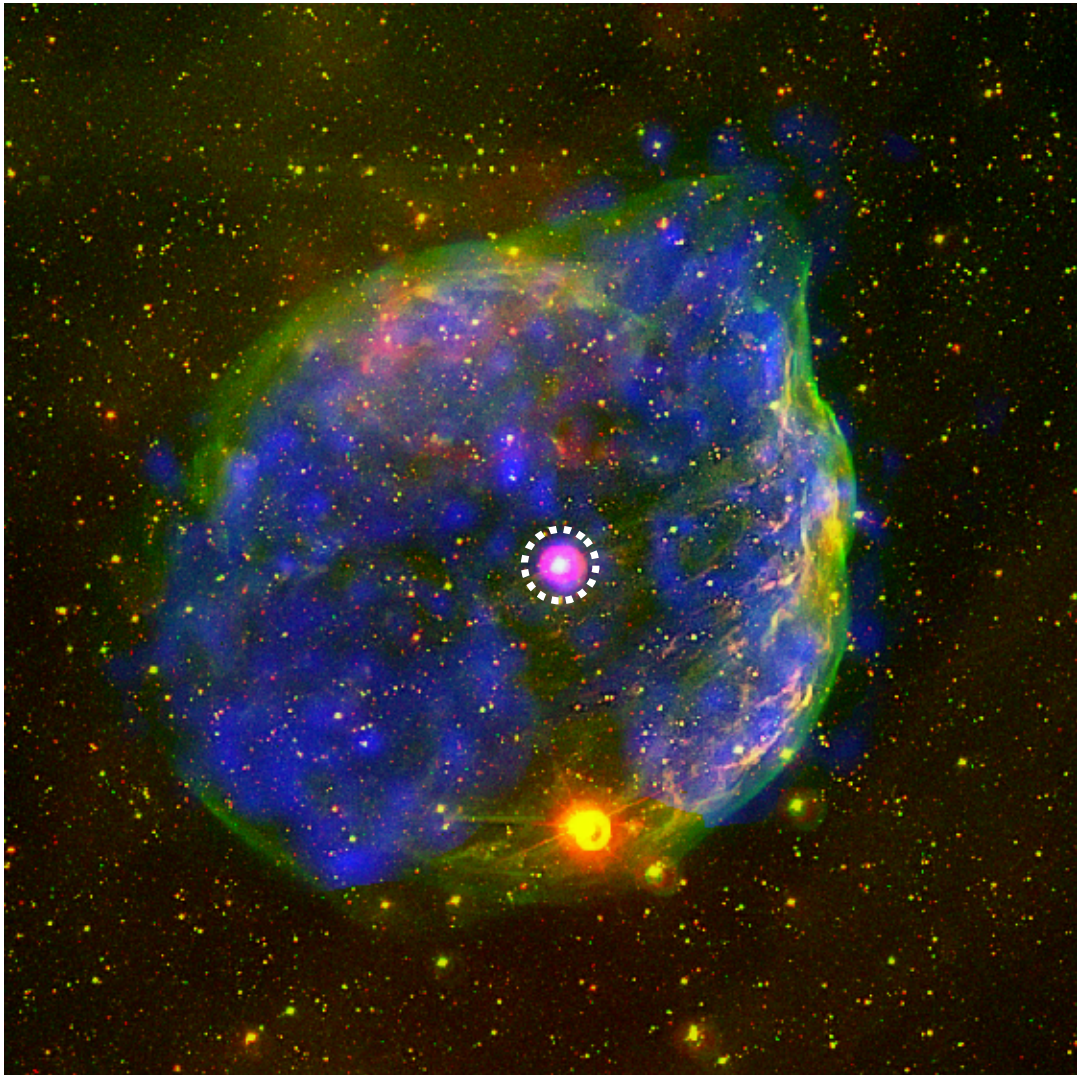


FIGURA 2.6: Imagen de la nebulosa Wolf-Rayet S 308 alrededor de la estrella WR 6. Azul, verde y rojo muestran mostrando rayos X (azul), [O III] y $H\alpha$. La posición de WR 6 se muestra con un círculo blanco con línea punteada. Imagen tomada de Toalá y col. (2012) con observaciones de *XMM-Newton*. La nebulosa tiene un diámetro de 22 minutos de arco.

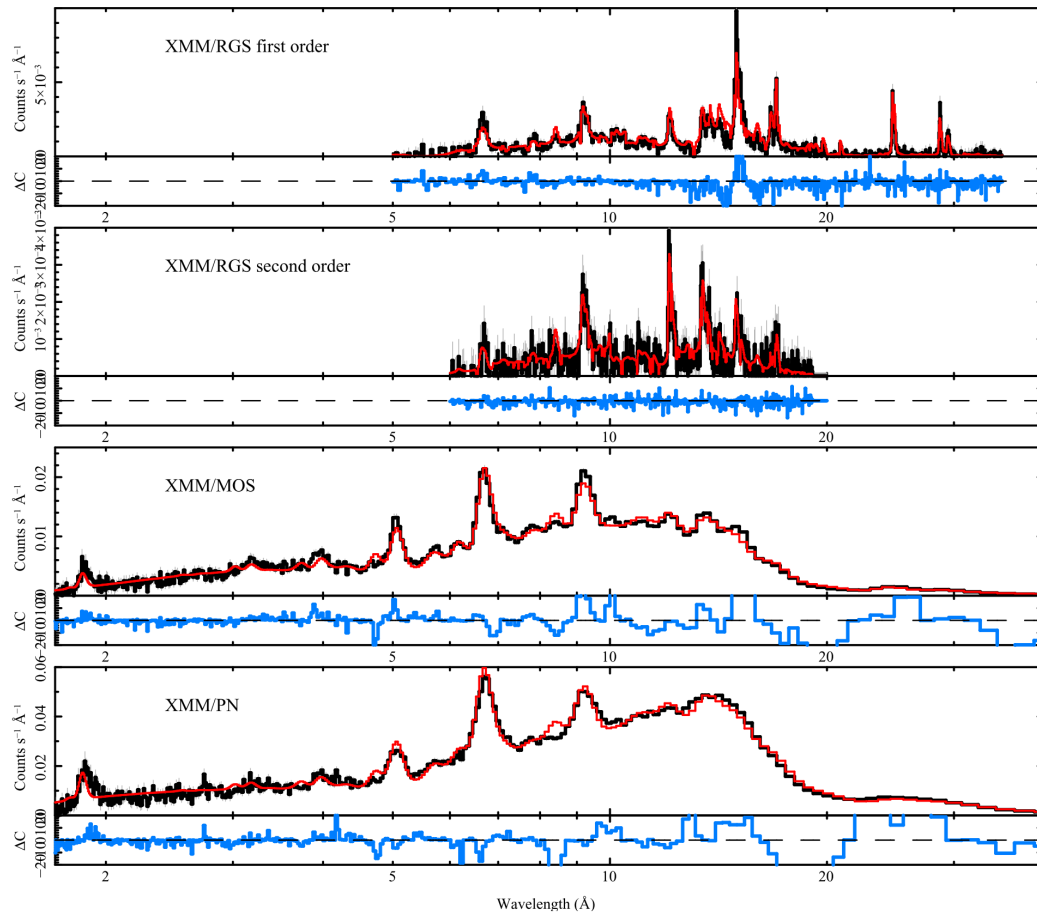


FIGURA 2.7: Espectros de *XMM-Newton* de WR6. Diferentes paneles muestran espectros extraídos de las cámaras EPIC y RGS. Los paneles superiores muestran los espectros RGS de primer y segundo orden. Las líneas negras representan el espectro y las líneas rojas el mejor modelo. Los detalles se pueden encontrar en Huenemoerder y col. (2015).

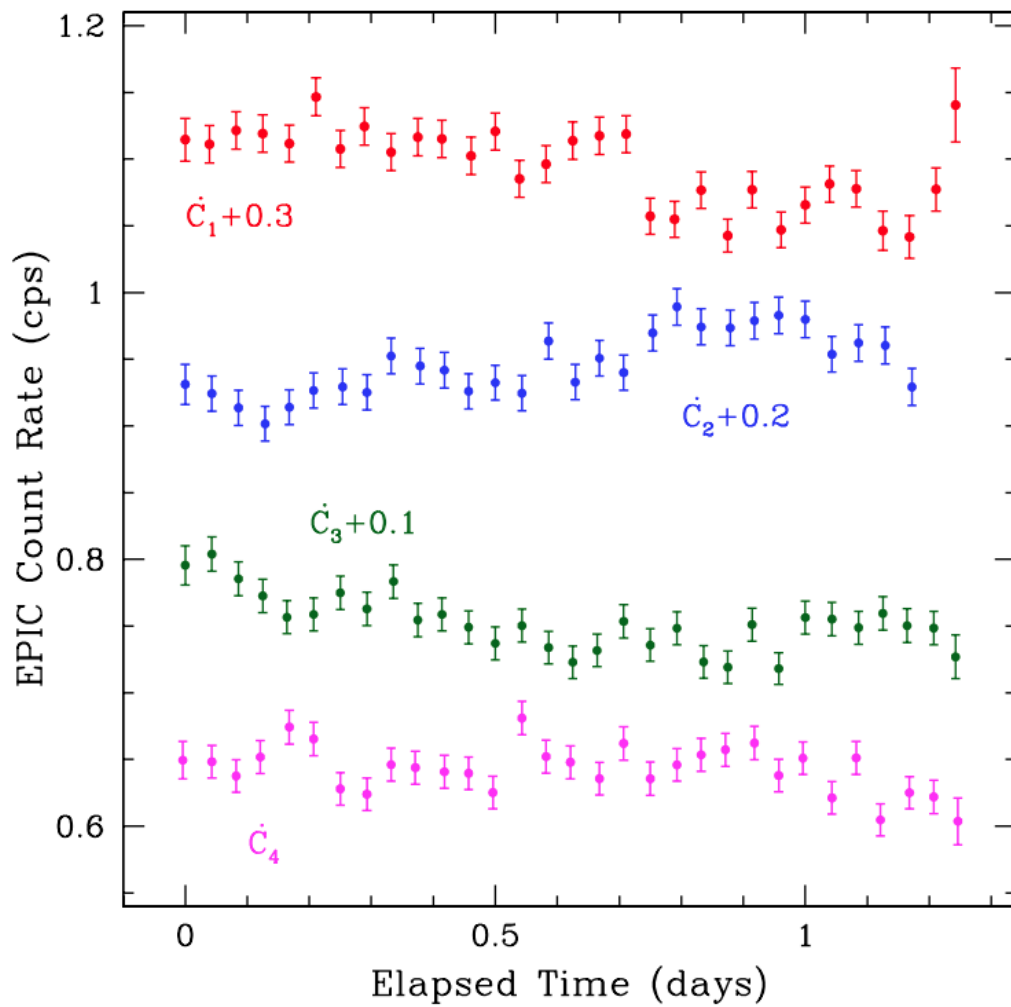


FIGURA 2.8: Figura de Ignace y col. (2013). Curvas de luz de distintos apuntados de *XMM-Newton* hacia WR 6. Estas curvas de luz son el resultado de integrar las observaciones de todas las cámaras EPIC y cada punto es la integración del conteo durante 3600 segundos. Los distintos apuntados han sido separados verticalmente y etiquetados como \dot{C}_T . El orden de apuntado es el primero hasta arriba y el último hasta abajo.

Esta búsqueda resultó en 116 posibles EB con detecciones en observaciones de archivo de *XMM-Newton*. Los detalles de todas las observaciones (nombre de la EB, ascensión recta, declinación, tipo espectral, ID de la observación y el tiempo de exposición total) que contienen una EB se listan en el Cuadro 2.2. Encontramos que existen 216 apuntados que corresponden a un total de 7.77 Ms de observación total.

CUADRO 2.1: Lista de candidatos de EB obtenidas de acuerdo al procedimiento descrito en la Sección 2.2. La primer columna muestra el nombre de cada EB, mientras que las columnas 2 y 3 son las coordenadas de cada objeto. La columna 4 es el tipo espectral. Las columnas 5 y 6 listan el identificador de las observaciones de *XMM-Newton* y su tiempo total.

WD	R.A. (hh:mm:ss)	Dec. (gg:mm:ss)	Tipo Espectral	XMM-Newton Obs. ID	Tiempo de Exposición (ks)
0005+511	00:08:17.3	+51:22:53	DO	0693050401	35.72
0027−006	00:30:04.7	−00:19:44	DA+M D	0403160101	24.62
0046−297	00:48:42.0	−29:29:33	DA6 C	0201900401	36.85
0103+000.1	01:05:58.9	+00:20:55	DA D	0747390152	6.12
0105−005	01:08:16.5	−00:18:07	DA D	0747390133	5.25
				0747390134	5.25
0107+136	01:10:03.6	+13:55:57	D+K E	0503600701	16.92
0108+277	01:10:43.7	+27:58:06	DAZ9 C	0741600101	39.90
0121−756	01:22:55.0	−75:21:04	DO	0693050501	15.41
0127+581	01:30:32.7	+58:24:45	DA0.6 C	0555880101	30.92
0135−005	01:38:01.8	−00:19:52	DA D	0747430132	5.25
0141+001	01:43:48.9	+00:21:27	D+M E	0747430149	5.25
0201−052	02:03:38.3	−04:59:16	DA D	0677630138	133.31
				0677640138	133.31
				0747190333	30.52
0213+396	02:16:16.8	+39:51:25	DA5.4 C	0748591134	8.93
0214−007	02:17:26.3	−00:33:15	DA+M2 D	0762290201	26.30
0216−032	02:19:20.7	−02:58:26	DA+M2III	0148500201	12.22
0221−055	02:24:00.0	−05:21:38	DA D	0111110401	29.11
				0404965001	11.92
				0404965101	11.92
				0553910501	11.91
				0553910601	17.22
				0785102101	32.50
				0785102201	22.00
				0793581401	24.00
0231−054	02:34:07.6	−05:11:45	DA2.9 C	0677590138	134.39
				0677590140	134.39
0232+035	02:35:07.7	+03:43:11	DA+dM1	0305980101	15.21
0237+425.2	02:41:09.2	+42:43:49	DA D	0140160101	43.72
0239+424.1	02:42:33.3	+42:37:09	A E	0140160101	43.72
0303−001	03:06:16.7	+00:03:38	D+M4 E	0142610101	73.92
0330−090	03:32:43.3	−08:30:16	DA+M2.5V	0305980201	8.61
0333−350	03:35:34.2	−34:50:12	DA	0694670101	103.12
0339−451	03:41:25.7	−45:00:45	DA	0045940301	31.89

0415-594	04:16:29.0	-59:18:01	DA3 C	0551021401	15.29
				0780510501	48.00
0429+176	04:32:23.9	+17:45:00	DA2+dM4.5e	0094810301	35.56
				0652350201	22.78
				0810230601	24.00
0501+527	05:05:30.1	+52:48:48	DA.8 C	0154150401	6.45
0731+270	07:34:23.0	+26:56:25	DA D	0552340101	18.42
0736+053	07:39:19.0	+05:13:13	DA+F5IV-V	0123940101	46.32
				0123940201	61.46
				0415580101	44.71
				0415580201	33.91
				0415580301	38.91
0751+220	07:54:56.3	+21:53:52	DA D	0110070401	23.00
0752+221	07:55:01.6	+22:01:21	DA D	0110070401	23.00
0753+393	07:56:29.6	+39:10:22	DA D	0670040101	31.92
0757-606.1	07:58:49.1	-60:48:21	DA D	0134531501	21.81
				0113891201	27.63
				0113891001	23.69
				0134531201	22.42
				0126511201	37.82
0802+063	08:04:56.9	+06:11:14	DA D	0671990101	33.92
0836+197	08:39:40.0	+19:31:21	DA2.5	0101440401	48.30
0836+201	08:39:46.4	+20:00:21	DAH D	0721620101	71.80
				0761920901	62.90
0838+191	08:41:38.4	+19:00:03	DA D	0761921001	53.00
0839-528	08:41:08.2	-52:59:40	DA3	0112420101	44.71
0855+172	08:58:38.6	+17:01:48	DA D	0303561101	11.83
0905-724	09:05:08.2	-72:36:10	DA1.5+F9	0164571401	58.51
0912+046	09:15:13.3	+04:26:36	DA D	0602830401	8.22
0917+010	09:20:01.5	+00:51:58	DA D	0673180201	29.02
0917+014	09:19:49.2	+01:13:37	DA D	0673180201	29.02
0920+013	09:23:16.4	+01:04:58	DC D	0551201001	35.42
0937+037	09:40:09.2	+03:30:16	DC: E	0306050201	26.81
0938+037	09:41:03.2	+03:28:32	DA D	0306050201	26.81
0943+474	09:46:57.9	+47:10:24	DA D	0553560801	6.91
0953-003	09:56:31.5	-00:33:41	DA+M	0206430101	26.42
0956+022	09:58:43.0	+01:59:26	DA D	0203361901	30.92
				0203362301	30.91
				0203362401	30.91
				0302351901	19.92
				0302352401	24.92
				0302353201	19.31
0957+028.1	10:00:14.4	+02:37:40	DA+M D	0203361101	44.15
				0203361201	34.91
				0302351101	45.62
				0302351201	19.91
				0302351701	19.91
0957+309	10:00:14.9	+30:43:23	DA+M D	0204790501	21.91
0959+038	10:02:16.9	+03:36:55	DA+dM D	0743110301	47.60
				0743110701	36.00
1000+039	10:02:40.0	+03:44:53	DA D	0743110301	47.60

				0743110701	36.00
1008+066	10:10:49.3	+06:21:41	DB D	0784060801	32.40
1009+533	10:12:16.8	+53:04:57	DA D	0111100201	21.43
				0651420201	16.92
1010+064	10:13:28.1	+06:12:07	DA1	0600920301	7.92
1021+009	10:24:19.2	+00:42:46	DA1.5 C	0203050201	15.95
				0560180801	34.51
				0748390101	35.70
				0784700201	127.90
				0794580901	24.50
1026+002	10:28:34.0	−00:00:31	DAZ3.5+dM	0305980401	12.81
				0810230201	13.60
1029+537	10:32:07.9	+53:29:21	DA1.1 C	0602340301	28.86
1031+397	10:34:53.2	+39:31:23	DBA+M: D	0109070101	15.74
				0506440101	93.21
				0561580201	70.26
				0655310101	52.16
				0655310201	54.09
				0675440101	37.85
				0675440201	36.95
				0675440301	37.45
1037+399	10:40:12.1	+39:43:08	DA D	0406610101	12.01
				0827330401	38.00
1102+253	11:05:39.3	+25:06:24	DAH+M D	0109461801	12.40
				0109462801	10.25
1103+384	11:05:46.3	+38:12:41	DA	0153950601	39.73
				0153950701	19.98
				0158970201	8.96
				0158970701	10.90
				0411081301	18.91
				0411081401	8.91
				0411081501	8.91
				0411081601	8.91
				0411082701	71.47
				0560983301	64.17
				0656380101	51.17
				0658800101	35.07
1130+554	11:33:32.4	+55:09:06	DA D	0762960201	12.30
				0762960301	14.90
1134+073	11:36:53.7	+07:03:36	DB3 C	0653450701	55.61
1136+034	11:39:26.1	+03:10:17	DA D	0305920201	41.51
				0724840101	47.60
				0724840301	47.60
1159−034	12:01:45.8	−03:45:36	DQZO.4	0693050601	10.42
				0723100301	63.40
				0831790501	27.40
1204−322	12:06:46.6	−32:34:31	DA2.2 C	0694770301	21.82
1209+018	12:12:08.6	+01:36:22	DAH+dL8 D	0760440101	25.36
1212+369	12:14:47.8	+36:38:44	sdB D	0654650101	21.08
				0654650201	27.47
				0654650301	20.80

1213+528	12:15:45.9	+52:31:15	DA4+dM2e	0305980501	9.31
1225+132	12:28:29.9	+12:56:33	DA D	0741160301	50.00
1250+103	12:53:16.0	+10:07:38	D+M3 E	0001930301	25.19
1253+261	12:55:33.1	+25:53:28	CSPN+G5III	0012850201	26.97
1254+223	12:57:02.2	+22:01:50	DA1	0125910101	84.37
				0125910501	16.83
				0125911101	14.00
				0125911201	13.87
				0125911901	14.32
				0165570101	60.00
				0212282001	13.87
				0701381101	51.92
1307+577	13:09:18.9	+57:26:08	DA D	0301340501	54.85
1310-230	13:12:45.3	-23:21:32	DD D	0302160201	29.82
1337-000	13:29:47.0	-00:19:59	DA6.5 C	0211080401	10.91
				0211080701	13.91
1347-129	19:49:51.9	-13:13:34	DA+dM	0305310101	119.43
				0748020101	18.00
				0748020201	28.00
				0748020301	18.00
				0748020401	27.00
				0790180801	22.00
1401+438	14:03:54.3	+43:34:48	DA	0305360401	26.05
				0305361401	9.21
1412+523	14:13:48.4	+52:09:21	DA D	0762500301	18.00
				0804270501	17.00
1418+536	14:20:06.7	+53:22:25	DA D	0762500101	15.80
				0762500201	19.00
1449+168	14:52:11.2	+16:37:59	DA2.2 C	0091140201	32.61
1454+591	14:55:23.8	+58:54:20	DA D	0783881301	25.40
1501+664	15:02:08.3	+66:12:24	DZ1	0301010101	23.81
1515+428	15:17:15.1	+42:39:22	DA+M D	0203390601	25.20
1541-381	15:45:11.5	-38:19:26	DA+dM	0305980701	20.85
1604+259	16:06:18.6	+25:46:53	DZA D	0146500101	26.65
				0146500201	26.56
1621-002	16:24:31.1	-00:22:46	DA+dMe D	0672990401	26.62
1631+781	16:29:10.0	+78:04:43	DA1+dM4e	0061940301	6.13
				0061940901	9.71
				0400920101	40.37
				0400920201	38.87
1640+367	16:42:02.8	+36:41:33	DA D	0085280301	18.82
				0085280801	17.22
				0760750101	103.00
1641+396	16:42:54.8	+39:31:00	DA D	0603500701	23.92
1720+322	17:22:34.2	+32:12:37	DA+M D	0093030301	13.50
				0093030901	13.35
				0093031001	12.31
				0093031101	13.54
				0093031401	13.35
				0093031501	10.04
				0693180901	29.92

1734+742	17:32:41.7	+74:13:34	DA1.5+K0	0014150401	12.91
1855+096	18:57:35.7	+09:43:04	DA D	0742520201	13.00
2000−561.2	20:04:32.4	−56:02:47	DA D	0673180401	34.01
2045+006	20:48:28.2	+00:50:08	M3+D D	0300870701	17.62
2127+000	21:29:34.4	+00:13:27	DA D	0093030201	58.92
2128+469	21:30:17.9	+47:10:07	DA+M3.5/4Ve D	0307120101	41.01
				0307120201	44.51
				0502460101	41.88
				0502460201	56.85
				0502460301	41.92
				0502460401	44.92
2149+021	21:52:25.3	+02:23:15	DA2.8 C	0155560401	5.97
2214−001	22:17:28.8	+00:08:36	DB D	0094310101	68.82
				0094310201	81.27
2215−002	22:18:27.8	−00:00:11	DAH D	0673000149	113.88
				0673000150	113.88
2226−210	22:29:38.8	−20:50:07	DAO.49	0125911001	16.78
2227−006	22:30:28.0	−00:21:41	DA D	0783450201	26.80
2253−081	22:55:50.3	−07:50:02	DA7.4 C	0693460401	19.22
2321−010	23:23:37.0	−00:46:26	DBH D	0762260301	37.90
2321−011	23:23:44.0	−00:49:37	DA D	0762260301	37.90
2321−549	23:24:31.0	−54:41:36	DA1.1 C	0505383201	18.92
				0677820144	10.72
2324−006	23:26:59.0	−00:23:43	DA D	0673002301	131.99
				0673002349	138.24
				0673002350	138.24
				0673002351	138.24
2324−006.1	23:26:59.0	−00:23:37	DA D	0673002301	131.99
				0673002349	138.24
				0673002350	138.24
				0673002351	138.24
2326−007	23:28:51.0	−00:28:10	DA	0673002343	138.24
				0673002344	138.24
2326+049	23:28:47.4	+05:14:47	DA4.1 C	0302820101	24.82
2331−005	23:33:47.8	−00:14:56	DA+M D	0673002332	138.24
2354+563.7	23:56:51.8	+56:38:18	DAB D	0553510301	28.83

2.3. Preparación de las observaciones

Una vez obtenida la lista de los candidatos, descargamos todas las observaciones del archivo de *XMM-Newton*² listadas en el Cuadro 2.2. Todas las observaciones se procesaron utilizando el software Science Analysis Software (SAS; Gabriel y col., 2004) versión 18.0.0. Los archivos de eventos se produjeron utilizando las tareas de SAS *emproc* y *epproc* para las cámaras MOS y pn, respectivamente.

El primer paso en la preparación de los datos es limpiar las observaciones de la posible contaminación por radiación contaminante del medio circundante a los instrumentos, principalmente, posibles ráfagas del viento solar que producen emisión

²<http://nxs.esac.esa.int/nxs-web/#search>

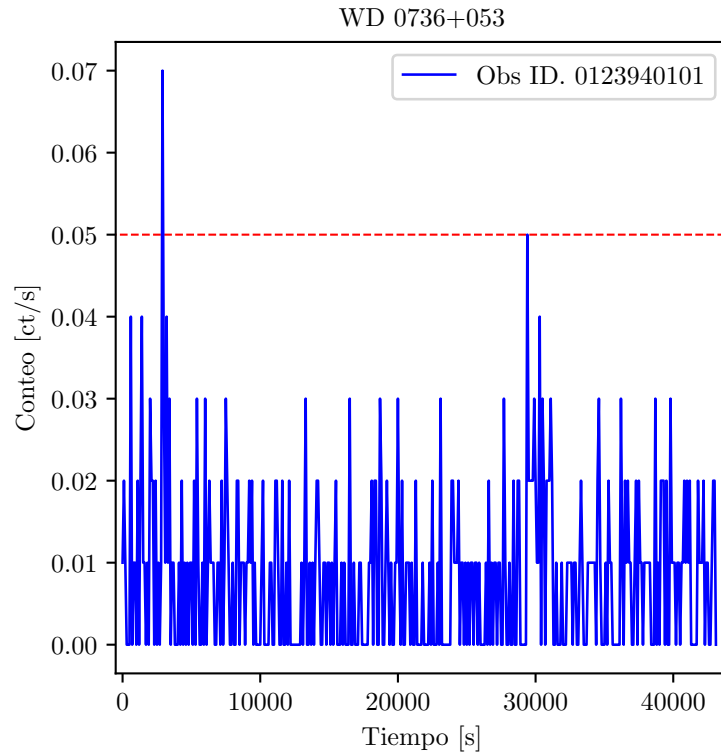


FIGURA 2.9: Revisión de los buenos intervalos de tiempo. Se toma en cuenta solamente aquellos tiempos que parecen constantes en la banda muy dura de rayos X (10.0-12.0 keV).

no relacionada a nuestras fuentes de interés. Para ello se crearon curvas de luz de los detectores EPIC en el rango de 10 a 12 keV y se examinaron usando el programa *fitsview* que se incluye dentro del paquete de tareas de HEASoft³. Utilizando la tarea de SAS *tabgtigen* se produjeron archivos de buenos intervalos de tiempo (*good time intervals*) tomando en cuenta tiempos en los que el conteo de fotones no excedía (típicamente) 0.2 y 0.5 cuentas s^{-1} para las cámaras MOS y pn, respectivamente. En la Figura 2.9 se muestra la curva de luz de WD 0736+053 en su Obs.ID. 0123940101 con el rango de energías 10.0-12.0 keV para la cámara EPIC pn. Se busca limpiar la contaminación de la observación, por ello solo se tomó en cuenta aquellos tiempos donde el conteo en estas energías se pueda apreciar constante. Se generó un archivo que indicara los tiempos buenos de la observación, con los cuales se produjeron los archivos de eventos limpios en un rango de energías de 0.3–10 keV para las tres cámaras EPIC.

Después de este proceso, los tiempos totales de observación por cámara se redujeron significativamente. En el Cuadro 2.3 listamos el tiempo original por observación para cada una de las cámaras EPIC y el tiempo resultante después de procesar los datos. Por ejemplo, la observación de WD 0027–006 con Identificador de Observación 0403160101 tiene un tiempo de exposición de 20.39 ks con la cámara MOS1, pero después del procesamiento de los datos su tiempo útil se redujo a 5.41 ks. Además, este mismo cuadro muestra que en algunos casos no se utilizaron las tres cámaras EPIC durante la observación. Por ejemplo, la observación 0747390133 de WD 0105–005 solo se realizó tomando en cuenta la cámara MOS2. También tenemos casos extremos en que la EB no caía en el campo de visión de ninguna cámara

³<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/heasoft/>

EPIC o que la observación completa no era utilizable debido al exceso de emisión del fondo.

Originalmente el tiempo total correspondiente a las cámaras MOS1, MOS2 y pn tomando en cuenta todas las observaciones listadas en el Cuadro 2.2 era de 5.69, 5.66 y 5.43 Ms, pero después de procesar todas las observaciones estos se han reducido a 3.25, 3.52 y 2.28 Ms, respectivamente. Esto es, las observaciones obtenidas con las cámaras MOS presentaban contaminación en un 40 % del tiempo y 60 % en el caso de la EPIC pn.

CUADRO 2.2: Lista de candidatos de EB procesadas de acuerdo al procedimiento descrito en la Sección 2.3. La primer columna es el identificador de EB. La segunda columna es el identificador de la observación. Las columnas tres, cuatro y cinco son el tiempo de observación total de cada cámara EPIC. Las columnas seis, siete y ocho son los tiempos útiles de cada observación.

WD	Obs. ID	Tiempo de Obs.(ks)			Tiempo Útil (ks)			tasa de conteo (cnts ks ⁻¹)		
		pn	MOS1	MOS2	pn	MOS1	MOS2	pn	MOS1	MOS2
0005+511	0693050401	35.27	35.41	35.42	24.69	34.24	34.25	76.40	21.32	22.42
0027-006	0403160101	20.39	24.37	24.38	5.41	7.23	-	2.21	1.38	-
0046-297	0201900401	31.43	34.58	34.59	13.08	19.33	20.74	5.04	3.62	3.13
0103+000.1	0747390152	5.50	5.75	5.75	-	5.48	5.59	-	6.38	4.47
0105-005	0747390133	5.26	5.25	5.25	-	5.19	-	-	0.55	-
	0747390134	5.25	5.25	5.25	4.69	5.19	5.10	3.19	0.0	0.98
0107+136	0503600701	15.04	16.62	16.63	11.88	16.07	15.48	9.59	4.11	2.91
0108+277	0741600101	36.94	38.55	38.52	21.00	29.00	27.18	2.19	1.03	0.91
0121-756	0693050501	14.98	15.11	15.11	9.36	12.05	12.83	24.56	5.89	3.58
0127+581	0555880101	24.94	30.62	30.63	17.33	28.07	27.48	4.61	1.6	2.25
0135-005	0747430131	10.14	12.46	12.43	8.74	10.06	9.73	2.28	1.98	1.74
	0747430132	5.25	5.25	5.25	4.68	5.09	5.20	2.13	0.0	2.69
0141+001	0747430149	5.25	5.25	5.25	4.66	5.20	4.59	15.88	1.34	5.66
0201-052	0677630138	10.75	10.75	10.75	-	9.34	9.35	-	0.74	1.17
	0677640138	12.55	12.55	12.55	10.89	-	12.28	0.27	-	0.24
	0747190333	29.97	29.82	29.83	9.95	-	17.98	0.4	-	0.94
0213+396	0748591134	8.93	8.93	8.93	-	-	-	-	-	-
0214-007	0762290201	23.34	24.96	24.93	20.72	-	-	1.39	-	-
0216-032	0148500201	10.34	11.97	11.97	9.21	11.64	11.45	34.65	15.72	15.46
0221-055	0111110401	22.46	28.51	28.51	19.06	27.87	27.96	0.0	0.53	0.17
	0404965001	10.04	11.67	11.68	5.88	-	11.12	0.0	-	1.08
	0404965101	N/A	10.52	10.51	-	7.84	8.22	-	0.76	0.6
	0553910501	10.03	11.62	11.63	8.70	11.14	11.25	0.0	0.53	0.53
	0553910601	14.26	14.49	14.49	12.33	13.99	14.28	0.4	0.35	0.77
	0785102101	28.64	31.16	31.13	-	29.18	30.05	-	0.85	0.66
	0785102201	19.04	20.65	20.62	13.62	17.04	17.58	0.0	0.99 1.42	-
0231-054	0793581401	21.04	20.55	20.53	-	17.67	17.37	-	0.0	0.0
	0677590138	11.60	11.60	11.60	-	-	-	-	-	-
	0677590140	16.88	16.61	16.62	-	-	-	-	-	-
0232+035	0305980101	13.34	14.97	14.98	8.47	12.49	11.90	16.65	6.4	5.63
0237+425.2	0140160101	41.85	39.46	39.46	-	-	-	-	-	-
0239+424.1	0140160101	41.85	39.46	39.46	-	22.49	24.26	-	0.66	0.41
0303-001	0142610101	70.93	69.39	69.39	33.91	47.7	48.96	1.82	0.83	0.71
0330-090	0305980201	6.95	8.37	8.38	3.92	6.11	5.42	384.8	101.1	115.8
0333-350	0694670101	96.33	99.12	99.13	57.76	-	-	0.69	-	-
0339-451	0045940301	30.00	31.62	31.62	14.83	26.02	25.46	4.04	2.11	1.57
0415-594	0551021401	13.06	9.43	9.44	4.20	6.29	6.69	9.99	3.18	1.94
	0780510501	46.50	43.05	43.04	31.97	28.64	32.23	17.14	2.13	2.76
0429+176	0094810301	27.19	26.37	26.362	7.09	7.554	7.442	51.34	15.62	18.14
	0652350201	17.86	18.93	18.95	7.14	10.06	10.05	34.58	7.05	11.84
	0810230601	20.68	22.65	22.63	15.71	20.9	21.47	97.5	28.38	26.74
0501+527	0154150401	N/A	6.17	6.18	-	3.22	2.63	-	0.31	1.14

0731+270	0552340101	16.57	16.54	16.55	–	7.04	9.20	–	13.49	9.24
0736+053	0123940101	43.10	43.44	43.45	30.20	37.27	37.02	1192.0	251.9	286.7
	0123940201	58.30	58.65	58.65	38.35	52.69	50.42	1195.0	276.6	280.3
	0415580101	42.48	44.41	44.42	32.56	40.44	39.17	1009.0	1.87	222.4
	0415580201	31.67	33.61	33.62	28.43	30.87	28.05	1057.0	226.8	232.7
	0415580301	36.67	38.61	38.62	28.41	29.02	27.47	1039.0	219.1	235.5
0751+220	0110070401	21.60	22.41	22.41	–	22.19	22.2	–	0.9	0.9
0752+221	0110070401	21.60	22.41	22.41	–	22.17	–	–	2.70	–
0753+393	0670040101	30.03	31.62	31.62	–	30.85	30.27	–	1.29	0.89
0757–606.1	0113891001	20.21	20.00	20.00	15.42	12.67	15.68	30.41	12.47	13.91
	0113891201	19.70	22.64	22.63	10.61	17.51	17.83	21.02	12.11	10.6
	0126511201	29.21	27.46	27.460	17.5	19.85	20.16	29.32	12.95	13.04
	0134531201	19.00	21.40	21.39	16.81	20.68	20.48	22.90	10.83	11.18
	0134531501	18.60	21.22	21.22	16.42	20.26	20.81	25.03	9.96	10.91
0802+063	0671990101	28.58	33.62	33.63	24.93	33.0	33.15	0.8	0.6	0.6
0836+197	0101440401	43.00	45.39	45.40	37.63	44.76	45.01	3.0	1.0	1.02
0836+201	0721620101	68.85	70.46	70.43	–	–	–	–	–	–
	0761920901	60.01	61.48	61.45	39.07	48.43	–	2.07	0.82	–
0838+191	0761921001	50.04	51.66	51.62	–	44.41	45.59	–	0.67	0.54
0839–528	0112420101	41.71	44.11	44.11	28.85	41.44	41.98	5.58	1.68	1.66
0855+172	0303561101	9.95	11.57	11.58	3.52	–	5.29	0.85	–	1.32
0905–724	0164571401	56.66	58.27	58.28	43.59	53.24	–	111.4	3.71	–
0912+046	0602830401	6.33	7.92	7.93	5.42	7.67	7.68	0.0	0.0	0.91
0917+010	0673180201	27.14	28.72	28.73	13.45	–	20.91	4.98	–	1.91
0917+014	0673180201	27.14	28.72	28.73	–	–	–	–	–	–
0920+013	0551201001	33.20	33.85	33.86	23.36	23.36	26.79	2.56	0.92	0.93
0937+037	0306050201	24.94	26.57	26.57	22.06	26.28	26.20	27.11	15.41	12.21
0938+037	0306050201	24.94	26.57	26.57	21.99	26.05	26.18	2.77	1.95	2.06
0943+474	0553560801	5.03	6.62	6.63	4.24	–	6.22	2.59	–	0.0
0953–003	0206430101	24.54	26.17	26.18	21.67	25.81	25.8	0.0	0.58	0.19
0956+022	0203361901	29.03	30.67	30.68	20.93	24.87	24.76	4.06	1.85	0.92
	0203362301	29.04	30.67	30.68	–	–	–	–	–	–
	0203362401	29.04	30.67	30.68	16.31	23.78	23.6	11.22	3.15	3.64
	0302351901	18.04	19.67	19.68	10.93	19.11	18.42	7.50	2.14	1.62
	0302352401	21.63	24.67	24.68	17.17	22.77	22.22	2.91	2.67	2.83
	0302353201	17.44	19.07	19.07	–	14.41	14.42	–	3.12	2.49
0957+028.1	0203361101	37.44	38.05	38.06	–	–	–	–	–	–
	0203361201	33.13	34.71	34.71	–	–	–	–	–	–
	0302351101	34.44	34.39	34.39	–	–	–	–	–	–
	0302351201	18.04	19.67	19.67	–	–	–	–	–	–
	0302351701	18.04	19.67	19.68	–	–	–	–	–	–
0957+309	0204790501	20.11	11.85	11.83	0.36	2.03	–	11.12	19.74	–
0959+038	0743110301	38.28	39.36	39.33	–	8.00	13.27	–	1.0	1.5
	0743110701	33.04	34.66	34.63	26.44	31.64	32.6	0.75	0.79	0.61
1000+039	0743110301	38.28	39.36	39.33	6.86	–	–	3.06	–	–
	0743110701	33.04	34.65	34.63	26.60	31.66	31.90	1.50	0.56	0.78
1008+066	0784060801	29.44	31.06	31.03	20.12	25.59	25.47	0.0	0.46	0.98
1009+533	0111100201	17.93	19.00	19.01	–	3.53	4.31	–	4.24	4.87
	0651420201	15.03	16.62	16.62	12.98	16.24	16.27	0.23	0.24	0.36
1010+064	0600920301	6.03	7.62	7.63	5.12	7.09	7.00	4.68	4.22	5.71
1021+009	0203050201	14.03	15.67	15.68	–	15.32	15.46	–	0.52	0.84
	0560180801	33.24	34.22	34.23	–	–	32.13	–	–	1.08
	0748390101	32.44	34.35	34.31	–	–	28.37	–	–	0.7
	0784700201	123.87	116.50	116.46	–	64.50	68.03	–	1.33	1.24
	0794580901	21.24	23.15	23.11	–	22.82	22.73	–	0.43	1.1
1026+002	0305980401	10.94	12.57	12.58	9.58	12.08	11.70	13.46	4.22	3.16
	0810230201	10.28	12.25	12.23	9.03	11.77	11.45	10.18	4.16	2.44
1029+537	0602340301	22.45	23.50	23.50	0.53	1.67	1.77	9.37	2.99	1.13
1031+397	0109070101	12.80	15.16	15.16	9.11	11.12	11.25	13.38	3.41	1.77
	0506440101	91.39	93.06	93.02	70.57	–	87.64	6.4	–	2.76
	0561580201	60.83	68.35	68.36	–	–	58.14	–	–	2.95
	0655310101	44.37	44.41	44.43	–	20.81	23.19	–	4.08	2.84
	0655310201	53.01	50.81	50.82	–	37.87	38.52	–	2.53	3.47

	0675440101	36.21	33.82	33.82	-	-	21.04	-	-	3.32
	0675440201	29.42	24.13	24.14	-	-	14.15	-	-	3.18
	0675440301	32.22	27.58	27.69	-	19.16	18.91	-	3.13	3.27
1037+399	0406610101	10.14	11.72	11.73	7.78	11.36	11.17	1.02	1.32	0.89
	0827330401	32.47	36.62	36.61	-	-	-	-	-	-
1102+253	0109461801	11.00	11.80	11.80	7.54	11.22	11.27	-	-	-
	0109462801	9.77	9.96	9.97	6.71	9.40	9.30	-	-	-
1103+384	0153950601	36.80	38.90	39.16	-	-	-	-	-	-
	0153950701	17.06	19.42	19.42	-	-	-	-	-	-
	0158970201	7.57	8.91	8.91	-	-	-	-	-	-
	0158970701	6.67	8.00	8.00	-	-	-	-	-	-
	0411081301	17.08	18.62	18.63	-	-	-	-	-	-
	0411081401	7.07	8.62	8.63	-	-	-	-	-	-
	0411081501	7.07	8.62	8.63	-	-	-	-	-	-
	0411081601	7.07	8.62	8.63	-	-	-	-	-	-
	0411082701	8.69	10.68	10.71	-	-	-	-	-	-
	0560983301	9.17	11.11	11.12	-	-	-	-	-	-
	0656380101	7.17	9.11	9.12	-	-	-	-	-	-
	0658800101	9.67	11.61	11.62	-	-	-	-	-	-
1130+554	0762960201	9.34	10.96	10.93	5.25	7.65	7.52	2.47	0.91	1.99
	0762960301	10.14	13.56	13.53	7.92	10.53	10.60	1.01	1.04	1.22
1134+073	0653450701	53.76	53.01	53.02	29.13	35.60	36.36	2.06	1.40	1.43
1136+034	0305920201	39.64	41.27	41.28	-	-	-	-	-	-
	0724840101	38.12	40.37	40.01	-	39.45	-	-	0.38	-
	0724840301	73.04	74.65	74.62	38.53	48.34	49.25	1.03	0.51	0.3
1159-034	0693050601	9.98	10.11	10.12	6.99	9.82	9.72	16.31	3.15	2.05
	0723100301	6.43	51.24	51.23	-	41.06	43.21	-	2.98	2.81
	0831790501	24.16	26.02	26.01	19.42	25.36	25.25	7.31	2.79	2.06
1204-322	0694770301	19.94	21.52	21.53	9.40	20.68	20.8	4.25	1.2	0.76
1209+018	0760440101	22.41	24.02	23.99	19.43	23.77	23.76	40.65	12.16	16.29
1212+369	0654650101	9.10	16.39	16.40	2.30	5.39	5.20	0.0	0.18	0.0
	0654650201	22.53	26.00	26.01	8.09	13.61	14.11	0.74	0.36	0.0
	0654650301	18.86	19.23	19.24	7.96	13.80	13.81	0.0	0.43	0.0
1213+528	0305980501	7.44	9.07	9.07	5.27	7.66	8.47	543.7	171.9	171.3
1225+132	0741160301	44.74	48.66	48.63	32.45	42.89	44.68	14.65	2.35	2.10
1250+103	0001930301	22.10	24.63	24.63	14.50	20.20	19.21	1.37	0.79	0.41
1253+261	0012850201	24.10	26.38	26.38	20.36	25.04	25.03	33.15	10.86	10.23
1254+223	0125910101	81.46	41.58	40.23	45.40	29.06	33.82	4.02	8.6	13.66
	0125910501	14.85	13.84	13.83	10.21	12.38	12.70	157.2	9.04	12.52
	0125911101	12.05	13.66	13.67	10.38	13.22	13.03	4.62	1.21	2.53
	0125911201	7.79	5.59	5.60	4.14	4.64	4.45	0.72	4.74	8.53
	0125911901	11.23	11.71	11.71	3.43	4.47	4.86	75.98	6.7	5.14
	0165570101	56.37	57.17	57.15	36.53	30.72	31.11	136.9	0.45	0.77
	0212282001	12.65	12.69	12.70	5.54	4.34	3.45	18.06	20.04	14.79
	0701381101	N/A	N/A	51.63	-	-	49.17	-	-	1.89
1307+577	0301340501	53.15	54.81	54.81	21.05	27.44	28.99	2.85	2.73	1.93
1310-230	0302160201	27.94	29.57	29.58	15.64	22.19	22.39	347.0	111.3	118.9
1337-000	0211080401	9.04	10.67	10.68	5.19	6.50	6.70	2.69	1.53	1.49
	0211080701	12.25	13.67	13.68	7.92	11.07	10.79	3.66	1.8	1.01
1347-129	0305310101	112.89	112.58	112.58	67.85	91.86	92.36	412.8	150.2	148.0
	0748020101	16.47	16.66	16.62	11.24	15.94	15.52	447.9	148.8	149.9
	0748020201	26.48	26.66	26.62	14.14	19.96	19.05	218.1	76.32	80.7
	0748020301	16.48	16.66	16.62	11.48	14.42	14.38	235.3	80.52	79.95
	0748020401	25.48	25.66	25.62	17.36	23.74	21.18	246.2	79.9	85.66
	0790180801	20.48	20.66	20.62	14.12	19.65	18.74	290.6	80.93	107.4
1401+438	0305360401	15.91	17.08	17.08	-	8.38	8.57	-	1.78	2.8
	0305361401	7.34	8.97	8.97	3.06	6.88	8.09	3.59	0.43	1.85
1412+523	0762500301	15.04	16.65	16.63	10.25	13.54	13.53	1.46	0.73	0.36
	0804270501	14.04	15.66	15.63	11.82	-	-	0.25	-	-
1418+536	0762500101	12.84	14.46	14.43	11.16	14.16	14.14	1.97	1.55	1.06
	0762500201	16.09	17.65	17.63	-	-	5.01	-	-	0.39
1449+168	0091140201	27.99	32.03	32.03	-	31.29	31.61	-	1.27	1.26
1454+591	0783881301	20.15	24.05	24.03	16.82	23.5	22.59	4.39	2.12	1.77

1501+664	0301010101	21.63	23.58	23.58	13.11	19.87	19.87	4.57	1.1	2.46
1515+428	0203390601	23.24	24.47	24.47	8.72	10.47	11.95	1.14	0.47	1.25
1541-381	0305980701	18.97	20.57	20.81	3.96	8.84	8.75	47.17	12.21	10.06
1604+259	0146500101	19.86	18.43	17.98	6.07	6.82	6.83	0.0	0.0	0.73
	0146500201	19.09	17.35	17.36	8.04	7.61	7.82	0.37	0.65	0.63
1621-002	0672990401	22.44	26.32	26.33	13.37	17.21	17.11	1.49	0.63	0.0
1631+781	0061940301	N/A	5.00	5.00	-	4.82	4.84	-	24.89	13.01
	0061940901	7.34	9.33	9.33	2.87	5.79	5.78	49.45	16.41	14.35
	0400920101	37.58	29.55	29.65	6.73	12.52	12.82	30.0	15.66	13.89
	0400920201	34.62	31.09	31.08	7.93	12.82	12.62	27.98	14.5	11.1
1640+367	0085280301	15.95	18.22	18.23	-	-	13.76	-	-	0.0
	0085280801	14.45	16.58	16.79	-	-	10.36	-	-	0.48
	0760750101	100.04	101.65	101.63	-	-	96.50	-	-	0.88
1641+396	0603500701	22.03	23.62	23.63	13.22	15.34	16.24	1.51	0.39	1.72
1720+322	0093030301	7.98	9.63	9.63	1.44	4.44	4.54	13.2	11.27	0.66
	0093030901	N/A	2.17	2.17	-	1.60	1.62	-	28.1	27.82
	0093031001	7.94	6.42	6.42	2.21	5.42	5.43	4.07	3.68	4.6
	0093031101	6.17	9.14	9.14	-	2.61	2.47	-	1.91	2.83
	0093031401	1.89	4.87	4.88	0.34	3.13	3.08	183.9	35.8	27.59
	0093031501	3.09	6.06	6.06	1.40	1.67	2.65	86.68	17.96	18.85
	0693180901	28.04	29.62	29.63	24.06	29.11	29.24	2.66	1.03	1.4
1734+742	0014150401	10.10	12.28	12.28	1.97	4.14	4.64	1822.0	481.6	445.2
1855+096	0742520201	10.08	11.65	11.63	5.08	8.03	8.12	0.59	0.74	1.35
2000-561.2	0673180401	32.13	33.72	33.72	17.39	-	29.54	1.15	-	0.74
2045+006	0300870701	15.83	17.38	17.39	-	-	-	-	-	-
2127+000	0093030201	55.29	58.67	58.67	32.89	43.29	44.83	1.3	0.57	0.66
2128+469	0307120101	30.27	27.54	27.54	14.45	20.53	21.61	25.81	8.04	7.65
	0307120201	42.64	44.27	44.28	13.41	18.11	17.75	23.49	6.68	7.77
	0502460101	40.02	41.58	41.59	-	40.46	40.02	-	18.81	16.39
	0502460201	54.99	56.55	56.56	-	48.28	47.94	-	23.94	28.85
	0502460301	40.06	41.62	41.63	-	40.37	39.71	-	34.97	24.17
	0502460401	41.26	44.62	44.63	12.26	27.41	28.06	16.72	12.95	2.03
2149+021	0155560401	4.05	5.67	5.67	3.64	5.11	5.61	1.09	2.54	0.89
2214-001	0094310101	63.16	65.32	64.94	51.34	55.91	-	0.38	0.35	-
	0094310201	79.40	81.02	81.02	56.63	68.53	-	1.05	0.72	-
2215-002	0673000149	6.65	6.65	6.65	5.78	6.42	6.24	37.01	23.04	22.12
	0673000150	4.25	4.25	4.25	3.17	4.09	4.19	33.15	19.06	18.59
2226-210	0125911001	14.65	16.27	16.26	11.18	13.93	13.93	34.69	17.66	18.16
2227-006	0783450201	23.90	25.45	25.42	3.25	-	7.15	5.24	2.23	-
2253-081	0693460401	17.34	18.92	18.92	11.86	18.43	18.43	3.37	1.89	1.62
2321-010	0762260301	34.95	36.55	36.52	21.69	-	-	1.1	-	-
2321-011	0762260301	34.95	36.55	36.52	21.69	28.98	31.58	1.19	1.03	0.79
2321-549	0505383201	17.06	18.62	18.63	10.27	14.88	14.39	3.89	1.0	1.04
	0677820144	10.10	10.35	10.35	8.92	9.33	9.44	2.57	0.85	0.74
2324-006	0673002301	129.18	131.19	131.21	-	-	-	-	-	-
	0673002349	4.25	4.25	4.25	2.25	-	3.79	21.36	-	10.55
	0673002350	4.25	4.25	4.25	3.55	4.08	4.09	27.07	12.24	12.7
	0673002351	6.75	6.75	6.75	5.82	-	-	14.1	-	-
2324-006.1	0673002301	129.18	131.19	131.21	-	-	-	-	-	-
	0673002349	4.25	4.25	4.25	2.25	-	3.79	21.36	-	10.55
	0673002350	4.25	4.25	4.25	3.55	4.09	4.09	27.07	12.24	12.7
	0673002351	6.75	6.75	6.75	5.82	-	-	14.1	-	-
2326-007	0673002343	4.25	4.25	4.25	3.57	-	-	3.64	-	-
	0673002344	4.25	4.25	4.25	3.66	-	4.19	0.0	-	2.14
2326+049	0302820101	22.94	23.59	24.58	17.29	21.66	22.67	4.1	2.17	1.58
2331-005	0673002332	4.25	4.25	4.25	-	3.89	4.20	-	2.05	2.62
2354+563.7	0553510301	22.69	26.71	26.42	-	-	-	-	-	-

Es importante señalar que de las 116 posibles candidatas EB observadas por *XMM-Newton*, para 9 EB sus tiempos totales de observación están contaminados

por ráfagas de alta energía, posiblemente de origen solar. En 52 de los casos la EB caía entre los espacios de los CCD's o se localizaba justo afuera del campo de visión de las cámaras EPIC. Esto hace que nuestra muestra se reduzca a 55 fuentes.

2.4. Extracción de espectros

Para extraer los espectros y curvas de luz hemos inspeccionado a ojo cada una de las observaciones obtenidas con cada cámara EPIC. Usando el programa *ds9* seleccionamos regiones de 20 arcsec alrededor de las fuentes⁴ y se extrajo el espectro de cada cámara y observación usando el comando de SAS *evselect*. De manera similar se han elegido regiones de fondo evitando la contribución de fuentes puntuales o de posible emisión extendida. A continuación procedemos a generar las correspondientes matrices de calibración para cada conjunto de espectros (fuente y fondo). Los archivos de respuesta del telescopio, *rmf* y *arf* se generaron utilizando las tareas *rmfgen* y *arfgen* de SAS⁵.

Es importante señalar que se obtuvieron espectros para cada cámara y cada observación, esto es, de cada observación obteníamos espectros sustraídos del fondo para las cámaras MOS1, MOS2 y pn. En las últimas tres columnas del Cuadro 2.3 mostramos las tasas de fotones en *cuentas por ks* para cada fuente extraídas de cada observación.

Para aumentar la señal a ruido de cada espectro combinamos los tres espectros para producir un solo espectro por fuente por observación sin tomar en cuenta que fueron tomados en distinta época y con distinto tiempo de exposición. Para ello utilizamos la tarea *epicspeccombine*. Con dicha tarea se produce un espectro combinado de la fuente, fondo y otro para las matrices de calibración. También se produjo un espectro por fuente combinando aquellos casos en que existen varias observaciones.

Para ilustrar como mejora el espectro al combinar distintas cámaras, en la Figura 2.10 panel izquierdo mostramos los espectros individuales de las tres cámaras correspondientes a la estrella WD 2128+469 con Obs.ID. 0307120101. Estos espectros se extrajeron requiriendo un agrupado de 5 cuentas por cada bin de energía. El panel izquierdo muestra cómo el espectro obtenido con la cámara EPIC pn tiene mayor cuentas que las MOS. Al combinar los tres espectros del panel izquierdo de la Figura 2.10 usando la tarea *epicspeccombine* obtuvimos el espectro que se presenta en el panel derecho en gris. Finalmente, al combinar todos los espectros EPIC obtenidos de las observaciones 0307120101, 0307120201, 0502460101, 0502460201, 0502460301 y 0502460401 se obtiene el espectro mostrado en negro en el panel derecho. La calidad del espectro mejora tal que se pueden apreciar ahora la presencia de líneas de emisión. En particular, las líneas más evidente son las de Mg XI y Si XIII a 1.36 y 1.86 keV, además de la contribución de líneas entre 0.8 y 1.0 keV que corresponden al complejo de Fe y algunas líneas de Ne IX y Ne X.

Todos los espectros obtenidos con la tarea *epicspeccombine* para cada una de las EB de esta tesis, se muestran en el Apéndice A. Queremos notar, que todos los espectros mostrados y con los que se realizaron los ajustes espectrales (ver siguiente capítulo) se han producido tomando en cuenta un agrupado de 30 fotones (cuentas) por bin de energía.

⁴Hay que notar que la FWHM de las cámaras EPIC es de ~ 6 arcsec, así que con una región de 20 arcsec se garantiza incluir toda la emisión de la EB.

⁵Detalles de las matrices de calibración y de como generarlas se pueden encontrar en https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/sas_usg/USG/epicresponsefiles.html

2.5. Extacción de Curvas de Luz

Para estudiar la posible presencia de compañeras de las EB de nuestra muestra, en particular la presencia de objetos sub-estelares, es necesario estudiar la variabilidad en rayos X. Siguiendo los resultados encontrados por Chu y col. (2020) hemos generado curvas de luz para todas las fuentes de todas sus observaciones. Teniendo en cuenta que la cámara EPIC pn usualmente presenta más grandes conteos de fotones comparada con las cámaras MOS, solo hemos utilizado estas observaciones. Para extraer las curvas de luz, se utilizaron las mismas regiones de la fuente y del fondo utilizadas para extraer los espectros. Las curvas de luz de la fuente y fondo se extrajeron usando la tarea *evselect* pero ahora usando la columna del tiempo.

Las curvas de luz se extrajeron para cada Obs.ID. por separado, debido a que cada observación tiene su propia duración y fueron realizadas en distintas épocas para cada EB. Al trabajar con tantas observaciones, fue necesario definir un tiempo de agrupado general para las curvas de luz; se encontró que 1 ks funcionaba para la diversidad de tiempos de observación disponibles. Sin embargo notamos que hemos hecho test utilizando diferentes agrupados de tiempo como 0.2, 0.5 y 2.0 ks. No todas las curvas de luz presentaban buena calidad debido a la selección de los buenos intervalos de tiempo o a la extracción de fondo, estas situaciones generaron puntos de intensidad 0 en las curvas de luz, las cuales serán ignoradas para el análisis posterior.

En particular estamos interesados en el rango de energías más duras así que extrajimos las curvas de luz en el rango de energías de 0.6–3.0 keV. Con ayuda del programa *Fits Viewer* se obtuvieron los datos de las curvas de luz para almacenarlos en archivos manejables.

Para ilustrar lo anterior, en la Figura 2.11 mostramos las curvas de luz obtenidas para WD 2128+469 extraídas del Obs.ID. 0307120101. De nuevo, debido a que el área efectiva de la cámara EPIC pn es mucho más alta que la de las MOS, la curva de luz de la primera siempre tendrá más señal a ruido. En particular en este ejemplo que elegimos se pueden apreciar dos picos de emisión separados ~ 8 ks en las curvas de luz de las cámaras MOS2 y pn.

De la misma manera que para los espectros, todas las curvas de luz de las estrellas estudiadas en esta tesis se muestran en el Apéndice B y todas tienen un agrupado cada 1 ks.

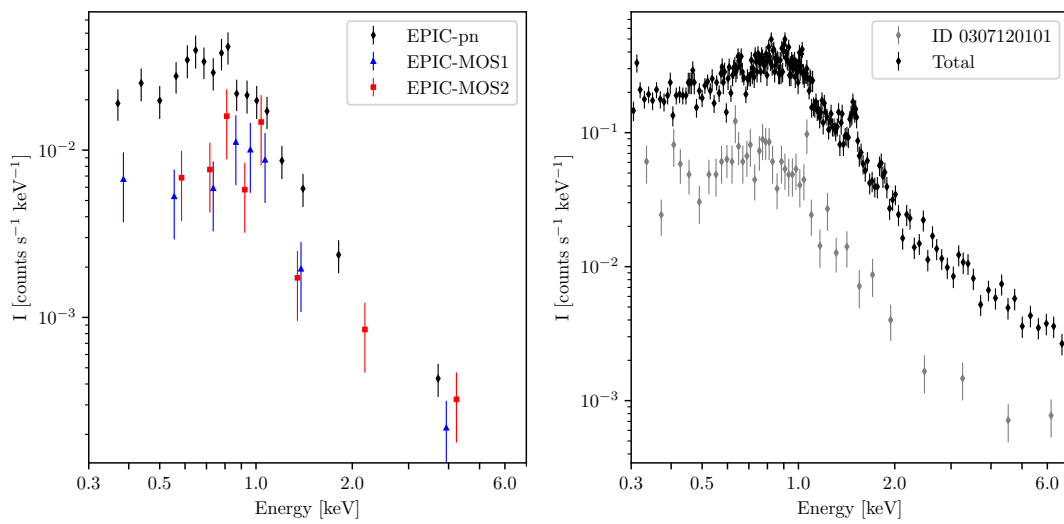


FIGURA 2.10: Espectros EPIC obtenidos para la estrella WD 2128+469. Izquierda: Espectros individuales extraídos para cada cámara correspondientes a la observación 0307120101. Derecha: Los puntos grises representan el espectro combinado de los espectros mostrados en el panel izquierdo mientras que el espectro mostrado en negro es el espectro combinado de todas las observaciones disponibles para WD 2128+469 (0307120101, 0307120201, 0502460101, 0502460201, 0502460301 y 0502460401).

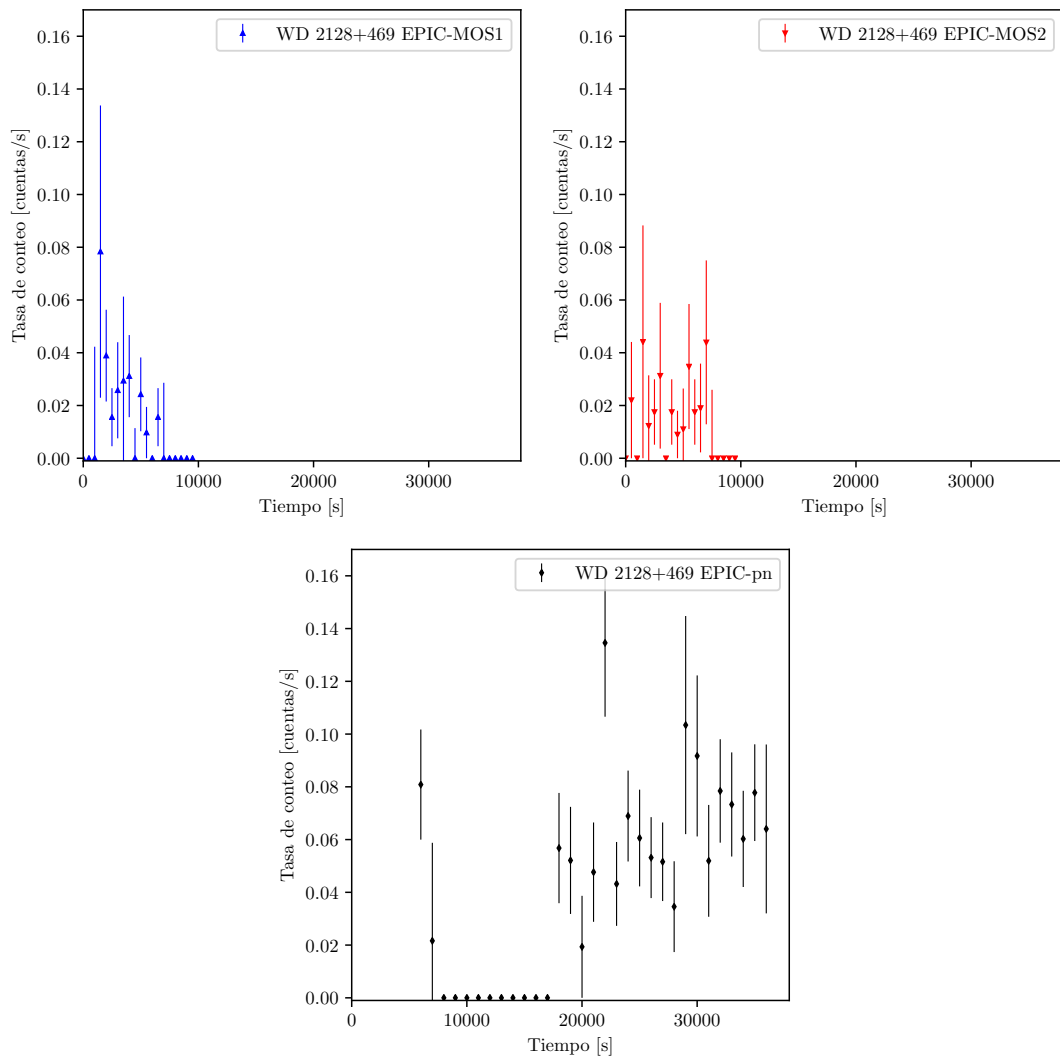


FIGURA 2.11: Curvas de luz de WD2128+469 de la observación con identificador 0307120101 en cada una de las cámaras. De arriba a abajo y de izquierda a derecha MOS1, MOS2 y pn. Las tres curvas de luz han sido agrupadas cada 1 ks.

Capítulo 3

Análisis espectral

En este capítulo describimos el proceso de ajustes espectrales realizados a los espectros EPIC de cada una de las EB. Todo el análisis se realizó utilizando el programa de ajustes espectrales de rayos X Xspec (Arnaud, 1996)¹.

3.1. Ajustes espectrales

Siguiendo los resultados reportados por Chu y col. (2020) todos los espectros de las EB estudiadas aquí se intentaron ajustar usando un modelo con por lo menos una de tres componentes: i) un cuerpo negro, ii) una componente de emisión térmica y iii) una componente de ley de potencia.

Como ya mencionamos en el Capítulo 1, típicamente se usa el modelo de cuerpo negro (a partir de aquí usaremos el subíndice BB para referirnos a los parámetros de este modelo, por su sigas en inglés *blackbody*) para modelar la fotosfera de la EB. En la Figura 3.1 mostramos como se ve el espectro típico para un cuerpo negro con temperatura de 200 kK en el rango de los rayos X suaves de 0.1 a 1 keV. Así mismo, mostramos el mismo modelo pero absorbido por una densidad de columna de $N_H = 5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$. Esta figura muestra el efecto que tiene el material en la línea de visión entre nosotros y el objeto estudiado. Es bien conocido que los rayos X suaves se absorben mucho más eficientemente. La Figura 3.1 muestra como el modelo disminuye dramáticamente su intensidad al ser absorbido. La misma situación se ve en los casos presentados a continuación.

La segunda componente utilizada fue la emisión térmica ópticamente delgada de un gas difuso ionizado por colisión. Para esto Xspec utiliza el código de emisión de plasma astrofísico (Astrophysical Plasma Emission Database, APEC)² caracterizado por una temperatura en keV, abundancias y una constante de normalización definida como:

$$A = \frac{10^{-14}}{4\pi d^2} \int n_e n_H dV, \quad (3.1)$$

en donde d es la distancia a la fuente, n_e y n_H son las densidades electrónicas y de hidrógeno. Este código predice el espectro en un límite ópticamente delgado y la salida de este cálculo contiene información de líneas de emisión, continuo y semi continuo de muchas líneas débiles. En la Figura 3.2 se muestra el resultado de un modelo de plasma con una temperatura de 0.5 keV ($=5.8 \times 10^6$ K). También en esta figura mostramos el caso sin absorción y tomando en cuenta N_H .

La tercer componente es una ley de potencias de la forma $P(E) = KE^\Gamma$, donde Γ es el índice adimensional de la ley y K una constante de normalización medida como fotones/keV/cm²/s a 1 keV. Usualmente, cuando un ajuste espectral requiere una

¹<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/>

²<http://atomdb.org/Features/database.php>

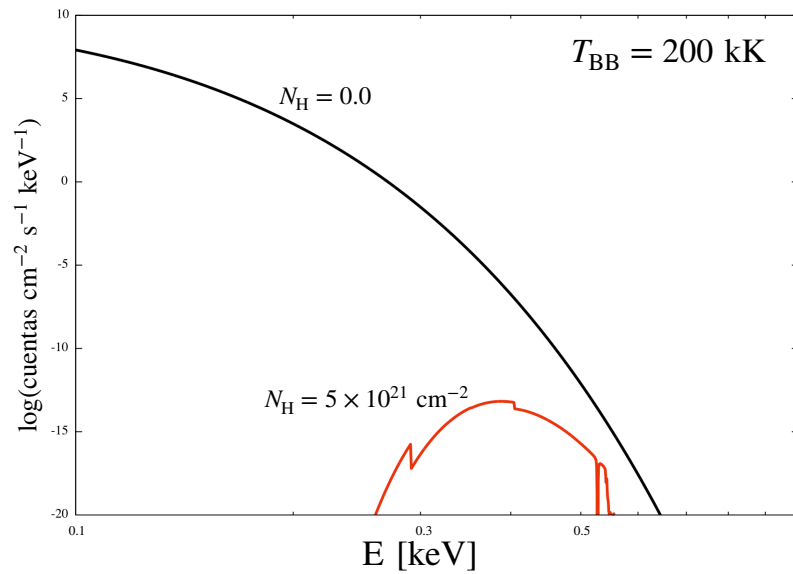


FIGURA 3.1: Espectro de un Cuerpo Negro con una temperatura de 200 kK obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión.

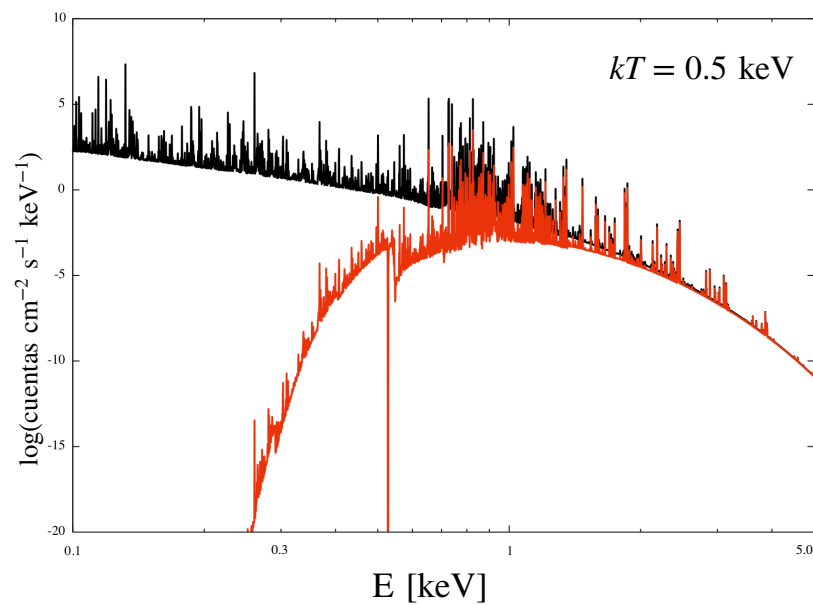


FIGURA 3.2: Espectro de un modelo térmico ópticamente delgado APEC con una temperatura de 0.5 keV ($=5.8 \times 10^6$ K) obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión ($N_H = 5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$).

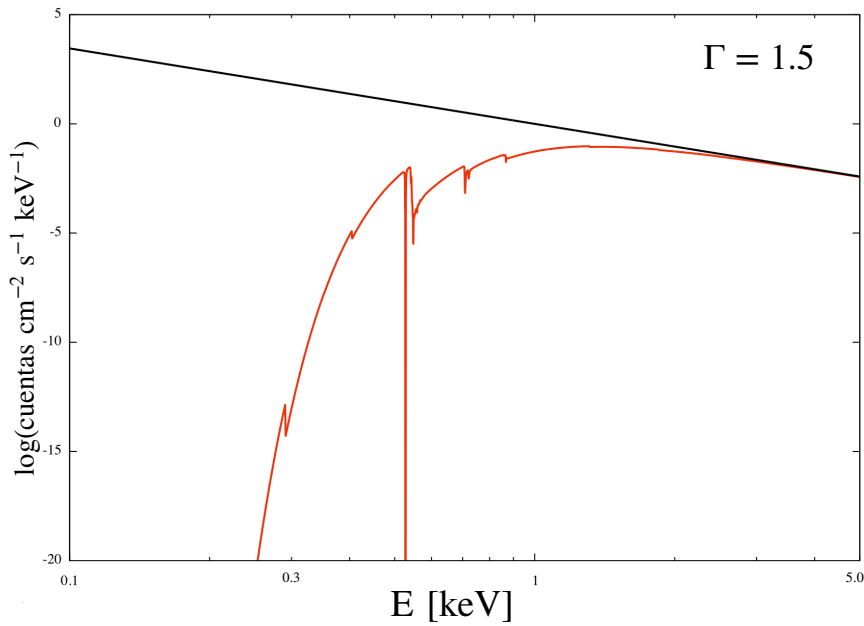


FIGURA 3.3: Espectro de un modelo de leyes de potencia con un índice espectral de $\Gamma = 1.5$ obtenido con Xspec. La línea negra (roja) muestran como se ve el espectro sin tomar (tomando) en cuenta la extinción por el material en la línea de visión ($N_{\text{H}} = 5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$).

componente de tipo ley de potencias, sugiere la presencia de emisión no térmica. La Figura 3.3 muestra el resultado de utilizar un índice de 1.5 para la ley de potencias con y sin extinción.

La combinación de estos tres componentes nos permite modelar de forma efectiva los espectros extraídos de 55 estrellas de la muestra original. La mayoría de los espectros EPIC de nuestras EB son complejos y un modelo sencillo era insuficiente para reproducir las observaciones. En casi todos los casos fue necesario incluir la contribución de dos o tres componentes para obtener un buen modelo que compare con las observaciones. Sin embargo, en 5 de las EB estudiadas sus espectros son de mala calidad y solo se necesitó una componente espectral para producir un ajuste lo suficientemente bueno. En estos casos, incluir componentes extras no mejoraba estadísticamente el modelo.

El mejor ajuste a las observaciones se mide usando la de χ^2 reducido en Xspec. Para que un modelo sea bueno se requiere que χ^2 sea cercano a 1. Si $\chi^2 > 2$ el modelo se toma como muy malo. Si $\chi^2 < 1$ significa que el modelo es más elegante que las observaciones. Una vez que se obtiene el mejor modelo a las observaciones, refinamos el ajuste usando el parámetro *steppar* y *error* de Xspec para evaluar la validez del modelo y para calcular los errores correspondientes a los distintos parámetros. Finalmente, se calcula el flujo total del modelo (F_{χ}) para el rango de 0.3–7.0 keV, así mismo, se calcula también el flujo para cada una de las componentes. La luminosidad (L_{χ}) se calcula usando la expresión:

$$L = 4\pi d^2 F_{\chi}, \quad (3.2)$$

en donde d es la distancia estimada para cada una de las EB obtenida del archivo de *Gaia*³. El modelo final se guarda junto con las observaciones en un archivo ASCII

³<https://gea.esac.esa.int/archive/>

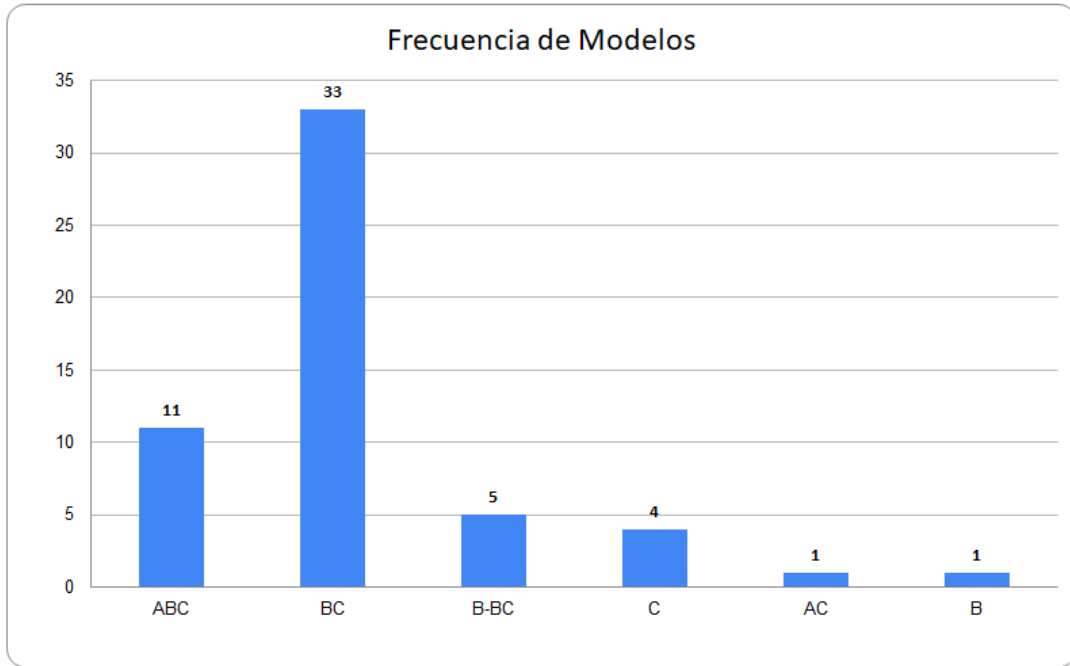


FIGURA 3.4: Espectros clasificados según su forma.

usando el comando `wdata` dentro del ambiente `iplot` de Xspec para finalmente graficarlos juntos. Todos los ajustes a los espectros de las observaciones obtenidas aquí se muestran en el Apéndice A.

3.2. Resultados

Para facilitar una clasificación de la muestra estudiada aquí, hemos utilizado las tres tipos de componentes para asignarles un *tipo espectral* de la siguiente manera:

- Una componente de bajas energías que se alza por encima de la mayoría de los puntos, generado por un cuerpo negro y que etiquetamos como **A**.
- Una componente que se alza alrededor de 1 keV generado por un plasma caliente el cual etiquetamos como **B**.
- Una componente que se extiende a altas energías, proveniente de una ley de potencias y que etiquetamos como **C**.

Esto es, una EB que se pueda modelar con un cuerpo negro más la componente térmica de un plasma térmico APEC, se le asigna la clasificación AB. Si el análisis espectral necesita de las tres componentes se le asigna ABC. Por ejemplo, a KPD 0005+5106 le asignamos ABC. Hay que notar que existen casos en que se necesitaban dos componentes térmicas y una ley de potencias, a éstos se les asignó la clasificación BBC.

En la Figura 3.4 mostramos el número de EB para cada una de las clasificaciones obtenidas. Del total de 55 EB analizadas, 11 fueron clasificadas como ABC que requirieron la presencia de los tres tipos de componentes espectrales (Cuadro 3.1), 33 se clasificaron con el tipo BC y no requirieron la presencia de una componente de cuerpo negro (Cuadro 3.2), 5 como BBC (Cuadro 3.3), 4 del tipo C que solo presenta la contribución de una ley de potencias (Cuadro 3.5), 1 AC (Cuadro 3.4) y 1

como B (Cuadro 3.6). En la Figura 3.5 mostramos ejemplos de los diferentes tipos de espectros.

Las densidades de columna de hidrógeno galáctico (N_{H}) fueron obtenidas a través de la herramienta de HEASOFT⁴ (HI4PI Collaboration y col., 2016; Kalberla y col., 2005; Dickey y Lockman, 1990). En primera instancia este parámetro se dejó libre para el primer ajuste en Xspec. Sin embargo, en casi la mitad de los ajustes Xspec estimaba una N_{H} excesivamente pequeña (órdenes de magnitud). Esto es dado que existe una dependencia estadística entre la temperatura y este parámetro. En estos casos se fijaba al obtenido por HEASOFT. Las densidades de columna fijadas por la página de HEASOFT se muestran en negritas en los Cuadros 3.1, 3.2, 3.3, 3.4, 3.5 y 3.6. Los valores de N_{H} que no están en negritas, son valores obtenidos por el ajuste de Xspec y resultaron mayores al valor obtenido en la página de HEASOFT. Estas corresponden a 14 EB. En la Figura 3.6 se muestra la comparación entre la densidad columnar obtenida en HEASOFT (eje x) y la densidad columnar utilizada en los modelos de los espectros (eje y), la línea azul indica el punto donde ambas cantidades son iguales. Aquellos puntos que están por encima de la recta fueron los que se pudieron ajustar en Xspec y no fue necesario fijarlo al valor obtenido en HEASOFT. Queremos resaltar que los valores obtenidos de la página de HEASOFT corresponden a los valores máximos de densidad columnar estimados en las direcciones de las EB. Sin embargo, en los casos en que se dejan libres, estos tienden a ser mayores a $N_{\text{H,HEASOFT}}$. Esta situación es consistente con lo que se conoce sobre la emisión de rayos X en variables cataclísmicas y se sugiere que el exceso de absorción es intrínseco al sistema binario y es debida a la presencia del disco de acreción (Eracleous, Halpern y Patterson, 1991; Baskill, Wheatley y Osborne, 2005).

Con esta clasificación realizada, nos fijamos en aquellas que no tienen un estado binario confirmada⁵. Se listaron estas EB en el Cuadro 3.7 y se ilustran en la Figura 3.7. Esta figura nos muestra que las EB clasificadas como BC son mucho más frecuentes que el resto de clasificaciones. El objetivo de realizar el análisis espectral fue buscar características particulares en las EB aparentemente solitarias pero con emisión de rayos X duros. Sin embargo, como se mostrará no son particularmente diferentes del resto de las EB.

⁴<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl>

⁵<https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

CUADRO 3.1: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como ABC*

WD	N_{H} (10^{21} cm^{-2})	T_{BB} ($\times 10^5 \text{ K}$)	A_{BB} (cm^{-5})	kT (keV)	A_{apec} (cm^{-5})	Γ	A_{pow} (cm^{-5})	χ^2	F_{X}^{**} (cgs)	L_{X}^{**} (cgs)	$L_{\text{apec}}/L_{\text{X}}$	$L_{\text{pow}}/L_{\text{X}}$	Binaria
0005+511	1.45	2.0	0.51 ± 0.046	0.8 ± 0.021	$(2.75 \pm 0.16) \times 10^{-5}$	2.81 ± 0.062	$(4.30 \pm 0.2) \times 10^{-5}$	2.12	$(1.46 \pm 0.085) \times 10^{-12}$	$(2.61 \pm 0.13) \times 10^{31}$	$(6.11 \pm 0.35) \times 10^{-2}$	$(1.43 \pm 0.08) \times 10^{-1}$	No
0121-756	0.8	1.8	0.61 ± 0.08	1.37 ± 2.81	$(1.30 \pm 6.02) \times 10^{-6}$	2.01 ± 0.13	$(1.38 \pm 0.22) \times 10^{-6}$	1.12	$(3.44 \pm 12.48) \times 10^{-13}$	$(3.20 \pm 11.54) \times 10^{31}$	$(7.26 \pm 33.5) \times 10^{-3}$	0.2 ± 0.93	No
0736+053	2.0×10^{-3}	1.39	13.65 ± 2.43	0.18 ± 0.0003	$(3.51 \pm 0.12) \times 10^{-3}$	0.90 ± 0.064	$(9.35 \pm 0.71) \times 10^{-6}$	3.35	$(3.93 \pm 0.13) \times 10^{-12}$	$(5.75 \pm 0.19) \times 10^{27}$	$(3.36 \pm 0.11) \times 10^{-7}$	$(2.87 \pm 0.09) \times 10^{-2}$	Sí
0905-724	0.69	0.5	$(5.48 \pm 0.12) \times 10^{16}$	0.23 ± 0.019	$(7.19 \pm 3.68) \times 10^{-5}$	0.94 ± 0.16	$(1.32 \pm 0.24) \times 10^{-5}$	11.23	$(6.35 \pm 3.26) \times 10^{-13}$	$(1.07 \pm 0.54) \times 10^{30}$	0.76 ± 0.39	0.23 ± 0.12	Sí
1159-034	0.26	1.5	0.78 ± 0.33	$(6.8 \pm 0.89) \times 10^{-2}$	$(1.44 \pm 1.30) \times 10^{-4}$	1.90 ± 0.11	$(7.06 \pm 0.48) \times 10^{-6}$	2.65	$(7.64 \pm 6.89) \times 10^{-14}$	$(2.78 \pm 2.49) \times 10^{30}$	0.35 ± 0.31	0.48 ± 0.43	No
1204-322	0.6	1.38 ± 18.6	122.70 ± 45700.0	0.31 ± 0.10	$(3.31 \pm 1.55) \times 10^{-6}$	0.78 ± 0.29	$(2.39 \pm 0.76) \times 10^{-6}$	0.87	$(4.08 \pm 1.92) \times 10^{-13}$	$(4.24 \pm 1.99) \times 10^{29}$	$(1.88 \pm 0.88) \times 10^{-2}$	$(8.07 \pm 3.78) \times 10^{-2}$	No
1254+223	0.26	0.7	$(1.01 \pm 0.29) \times 10^7$	$(4.4 \pm 0.025) \times 10^{-2}$	$(2.35 \pm 0.23) \times 10^{-2}$	0.91 ± 0.061	$(3.42 \pm 0.18) \times 10^{-6}$	3.63	$(5.27 \pm 0.53) \times 10^{-13}$	$(2.97 \pm 0.29) \times 10^{29}$	0.92 ± 0.09	$(7.67 \pm 0.77) \times 10^{-2}$	No
1501+664	12.5	1.63	$(9.38 \pm 3.53) \times 10^{-2}$	$(7.83 \pm 3.67) \times 10^{-2}$	$(3.47 \pm 8.15) \times 10^{-5}$	0.54 ± 0.23	$(1.30 \pm 0.31) \times 10^{-6}$	1.80	$(4.13 \pm 9.68) \times 10^{-14}$	$(1.17 \pm 2.73) \times 10^{30}$	0.25 ± 0.58	0.58 ± 1.35	No
1631+781	0.35	0.67	$(6.37 \pm 1.41) \times 10^8$	0.72 ± 0.074	$(9.40 \pm 1.87) \times 10^{-6}$	2.27 ± 0.053	$(6.10 \pm 0.25) \times 10^{-5}$	2.09	$(3.18 \pm 0.63) \times 10^{-13}$	$(1.66 \pm 0.32) \times 10^{29}$	0.097 ± 0.58	0.901 ± 9.57	Sí
1734+742	0.27	0.50	$(5.77 \pm 13.0) \times 10^{10}$	1.06 ± 0.011	$(1.56 \pm 0.059) \times 10^{-3}$	2.30 ± 0.026	$(1.98 \pm 0.048) \times 10^{-3}$	1.26	$(3.64 \pm 0.13) \times 10^{-12}$	$(5.86 \pm 0.22) \times 10^{30}$	$(9.88 \pm 0.37) \times 10^{-2}$	0.9 ± 0.03	Sí
2326+049	0.52	1.16	$(3.40 \pm 2.03) \times 10^3$	0.29 ± 0.051	$(1.86 \pm 0.59) \times 10^{-6}$	1.05 ± 0.24	$(2.13 \pm 0.53) \times 10^{-6}$	1.11	$(1.54 \pm 0.49) \times 10^{-13}$	$(5.66 \pm 1.81) \times 10^{27}$	$(2.74 \pm 0.85) \times 10^{-2}$	0.14 ± 0.04	No

* Los flujos y luminosidades han sido calculados en el rango de 0.3-7 keV.

** El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y erg s^{-1} , respectivamente.

CUADRO 3.2: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como BC*

WD	N_H ($\times 10^{21}$ cm $^{-2}$)	kT (keV)	A_{apoc} (cm $^{-5}$)	Γ	A_{pow} (cm $^{-5}$)	χ^2	F_X^* (cgs)	L_X^* (cgs)	L_{apoc}/L_X	L_{pow}/L_X	Binaria
0046-297	3.03 ± 1.9	$(7.84 \pm 3.76) \times 10^{-2}$	$(6.94 \pm 34.8) \times 10^{-4}$	1.65 ± 0.34	$(1.35 \pm 0.52) \times 10^{-5}$	0.98	$(2.88 \pm 1.12) \times 10^{-13}$	$(5.76 \pm 2.23) \times 10^{29}$	0.71 ± 0.27	0.28 ± 0.1	No
0108+277	0.56	0.25 ± 0.039	$(4.85 \pm 1.37) \times 10^{-6}$	0.68 ± 0.27	$(3.38 \pm 0.96) \times 10^{-6}$	1.22	$(6.83 \pm 1.79) \times 10^{-14}$	$(1.09 \pm 0.3) \times 10^{28}$	0.16 ± 0.04	0.83 ± 0.23	No
0127+581	3.55	0.14 ± 0.03	$(1.94 \pm 1.65) \times 10^{-5}$	1.40 ± 0.17	$(5.36 \pm 0.9) \times 10^{-6}$	0.81	$(6.36 \pm 5.41) \times 10^{-14}$	$(6.0 \pm 5.0) \times 10^{30}$	0.36 ± 0.3	0.63 ± 0.53	No
0141+001	0.29	1.01 ± 0.21	$(3.24 \pm 2.40) \times 10^{-6}$	3.20 ± 0.43	$(9.48 \pm 2.93) \times 10^{-6}$	1.15	$(6.14 \pm 4.54) \times 10^{-14}$	$(1.9 \pm 1.46) \times 10^{30}$	0.14 ± 0.11	0.85 ± 0.65	Si
0216-032	6.95 ± 1.5	0.22 ± 0.034	$(6.21 \pm 6.30) \times 10^{-4}$	3.11 ± 0.20	$(1.22 \pm 0.23) \times 10^{-4}$	1.52	$(1.94 \pm 0.36) \times 10^{-12}$	—	—	—	Si
0330-090	0.35	0.80 ± 0.029	$(6.61 \pm 0.53) \times 10^{-5}$	2.22 ± 0.043	$(1.85 \pm 0.066) \times 10^{-4}$	1.85	$(1.09 \pm 0.08) \times 10^{-12}$	$(4.19 \pm 0.33) \times 10^{29}$	0.19 ± 0.01	0.8 ± 0.06	Si
0339-451	0.097	0.091 ± 0.019	$(1.6 \pm 1.64) \times 10^{-5}$	1.60 ± 0.41	$(3.69 \pm 0.56) \times 10^{-6}$	1.23	$(3.04 \pm 0.46) \times 10^{-14}$	$(9.11 \pm 1.37) \times 10^{29}$	0.23 ± 0.03	0.76 ± 0.11	No
0415-594	0.13	0.078 ± 0.02	$(2.67 \pm 3.01) \times 10^{-5}$	0.78 ± 0.072	$(5.62 \pm 0.39) \times 10^{-6}$	1.34	$(8.53 \pm 0.59) \times 10^{-14}$	$(3.44 \pm 0.23) \times 10^{27}$	$(9.4 \pm 0.65) \times 10^{-2}$	0.94 ± 0.06	Si
0731+270	12.41 ± 4.31	0.86 ± 1.86	$(1.53 \pm 3.66) \times 10^{-4}$	0.39 ± 1.50	$(8.80 \pm 21.7) \times 10^{-6}$	0.09	$(6.83 \pm 16.39) \times 10^{-13}$	$(7.27 \pm 18) \times 10^{31}$	0.7 ± 1.75	0.29 ± 0.72	No
0757-606.1	1.18	1.06 ± 0.08	$(3.44 \pm 0.91) \times 10^{-6}$	1.92 ± 0.031	$(3.86 \pm 0.11) \times 10^{-5}$	1.28	$(2.1 \pm 0.55) \times 10^{-13}$	$(4.47 \pm 1.18) \times 10^{30}$	0.23 ± 0.03	0.95 ± 0.25	No
0836+197	0.238	0.07 ± 0.02	$(2.2 \pm 4.57) \times 10^{-5}$	1.71 ± 0.17	$(3.01 \pm 0.32) \times 10^{-6}$	0.65	$(2.23 \pm 0.24) \times 10^{-14}$	$(9.08 \pm 0.98) \times 10^{28}$	0.21 ± 0.02	0.78 ± 0.08	No
0836+201	8.61 ± 3.07	0.043 ± 0.002	11.76 ± 37.18	1.17 ± 0.38	$(5.51 \pm 2.71) \times 10^{-6}$	0.90	$(2.39 \pm 1.17) \times 10^{-10}$	$(9.85 \pm 4.82) \times 10^{32}$	0.99 ± 0.48	$(2.05 \pm 1.01) \times 10^{-4}$	No
0839-528	3.5	0.19 ± 0.012	$(6.88 \pm 1.36) \times 10^{-5}$	1.47 ± 0.19	$(6.46 \pm 1.26) \times 10^{-6}$	1.80	$(3.81 \pm 0.75) \times 10^{-14}$	$(1.03 \pm 0.2) \times 10^{30}$	0.3 ± 0.05	0.99 ± 0.19	No
0937+037	0.33	0.091 ± 0.014	$(7.40 \pm 5.15) \times 10^{-5}$	1.86 ± 0.064	$(5.21 \pm 0.21) \times 10^{-5}$	1.58	$(3.13 \pm 2.17) \times 10^{-13}$	$(2.47 \pm 1.71) \times 10^{30}$	0.1 ± 0.07	0.89 ± 0.61	No
0938+037	0.343	0.055 ± 0.006	$(2.08 \pm 2.62) \times 10^{-4}$	1.47 ± 0.15	$(4.59 \pm 0.53) \times 10^{-6}$	1.03	$(4.86 \pm 0.57) \times 10^{-14}$	$(1.21 \pm 0.14) \times 10^{29}$	0.34 ± 0.04	0.65 ± 0.07	No
1000+039	0.085	0.056 ± 0.02	$(1.03 \text{ pm}^3 2.0) \times 10^{-4}$	1.03 ± 0.18	$(2.11 \pm 0.34) \times 10^{-6}$	0.62	$(3.15 \pm 0.51) \times 10^{-14}$	$(4.55 \pm 0.86) \times 10^{29}$	0.3 ± 0.05	0.69 ± 0.13	No
1010+064	0.18	1.67 ± 0.38	$(6.83 \pm 6.92) \times 10^{-6}$	1.09 ± 0.42	$(3.93 \pm 2.48) \times 10^{-6}$	0.29	$(4.97 \pm 3.14) \times 10^{-14}$	$(5.11 \pm 3.21) \times 10^{29}$	0.22 ± 0.14	0.77 ± 0.48	No
1021+009	3.91 ± 3.61	0.10 ± 0.33	$(1.16 \pm 10.6) \times 10^{-4}$	1.18 ± 0.35	$(4.58 \pm 2.1) \times 10^{-6}$	1.8	$(1.1 \pm 0.5) \times 10^{-13}$	$(1.46 \pm 0.67) \times 10^{30}$	0.63 ± 0.29	0.36 ± 0.17	No
1026+002	1.65 ± 0.68	0.34 ± 0.087	$(6.06 \pm 3.82) \times 10^{-6}$	3.40 ± 0.47	$(1.13 \pm 0.34) \times 10^{-5}$	1.1	$(8.33 \pm 5.26) \times 10^{-14}$	$(1.59 \pm 1.0) \times 10^{28}$	0.17 ± 0.11	0.82 ± 0.52	Si
1031+397	0.121	0.16 ± 0.028	$(2.57 \pm 0.85) \times 10^{-6}$	1.39 ± 0.054	$(7.13 \pm 0.32) \times 10^{-6}$	2.25	$(5.62 \pm 1.86) \times 10^{-14}$	$(3.15 \pm 1.04) \times 10^{29}$	$(6.7 \pm 2.2) \times 10^{-2}$	0.93 ± 0.3	Si
1134+073	0.79 ± 1.41	0.009 ± 256.36	$(1.21 \pm 771000) \times 10^8$	1.02 ± 0.27	$(5.86 \pm 1.96) \times 10^{-6}$	1.49	$(3.2 \pm 1.07) \times 10^{-12}$	$(7.6 \pm 2.53) \times 10^{30}$	0.98 ± 0.32	$(1.9 \pm 0.64) \times 10^{-2}$	No
1209+018	0.55 ± 0.19	0.18 ± 0.032	$(5.55 \pm 3.29) \times 10^{-6}$	1.76 ± 0.088	$(2.86 \pm 0.22) \times 10^{-5}$	1.11	$(1.71 \pm 0.13) \times 10^{-13}$	$(4.59 \pm 0.35) \times 10^{29}$	$(5.5 \pm 0.42) \times 10^{-2}$	0.94 ± 0.07	Si
1213+528	0.22	0.80 ± 0.014	$(1.51 \pm 0.055) \times 10^{-4}$	2.67 ± 0.039	$(1.91 \pm 0.061) \times 10^{-4}$	1.69	$(1.39 \pm 0.05) \times 10^{-12}$	$(1.37 \pm 0.05) \times 10^{29}$	0.35 ± 0.01	0.65 ± 0.02	Si
1225+132	1.37 ± 0.71	0.099 ± 0.034	$(3.37 \pm 6.94) \times 10^{-5}$	1.74 ± 0.18	$(1.02 \pm 0.18) \times 10^{-5}$	0.99	$(7.72 \pm 1.41) \times 10^{-14}$	$(2.47 \pm 0.44) \times 10^{28}$	0.24 ± 0.04	0.75 ± 0.13	No
1253+261	0.97 ± 0.26	0.79 ± 0.051	$(9.09 \pm 1.17) \times 10^{-6}$	2.55 ± 0.16	$(2.89 \pm 0.4) \times 10^{-5}$	1.18	$(1.64 \pm 0.21) \times 10^{-13}$	$(5.02 \pm 0.64) \times 10^{30}$	0.18 ± 0.02	0.82 ± 0.1	Si
1541-381	1.16 ± 0.60	0.22 ± 0.029	$(3.37 \pm 1.76) \times 10^{-5}$	2.92 ± 0.46	$(2.9 \pm 0.8) \times 10^{-5}$	1.25	$(2.15 \pm 1.12) \times 10^{-13}$	$(1.44 \pm 0.75) \times 10^{29}$	0.32 ± 0.17	0.67 ± 0.35	Si
1720+322	0.332	0.21 ± 0.023	$(3.23 \pm 0.66) \times 10^{-6}$	0.48 ± 0.073	$(5.83 \pm 0.48) \times 10^{-6}$	1.25	$(1.23 \pm 0.25) \times 10^{-13}$	$(8.49 \pm 1.77) \times 10^{29}$	$(5.2 \pm 1.0) \times 10^{-2}$	0.94 ± 0.19	Si
2127+000	6.36 ± 9.07	0.17 ± 0.53	$(4.97 \pm 69.0) \times 10^{-5}$	0.69 ± 0.60	$(2.29 \pm 2.07) \times 10^{-6}$	0.77	$(1.12 \pm 0.1) \times 10^{-13}$	$(5.79 \pm 0.41) \times 10^{28}$	0.68 ± 0.61	0.31 ± 0.28	No
2128+469	3.35	0.26 ± 0.007	$(1.96 \pm 0.15) \times 10^{-4}$	1.43 ± 0.098	$(2.87 \pm 0.33) \times 10^{-5}$	2.08	$(3.78 \pm 0.29) \times 10^{-12}$	$(2.89 \pm 0.22) \times 10^{30}$	0.94 ± 0.07	$(5.37 \pm 0.41) \times 10^{-2}$	Si
2214-001	0.42	0.092 ± 0.015	$(4.60 \pm 3.71) \times 10^{-6}$	0.4 ± 0.16	$(5.17 \pm 0.89) \times 10^{-7}$	0.97	$(1.37 \pm 0.23) \times 10^{-14}$	$(1.14 \pm 0.19) \times 10^{29}$	0.15 ± 0.02	0.84 ± 0.14	No
2215-002	0.48	0.052 ± 0.22	$(5.94 \pm 102.4) \times 10^{-4}$	1.64 ± 0.071	$(5.55 \pm 0.29) \times 10^{-5}$	0.84	$(3.77 \pm 0.19) \times 10^{-13}$	$(6.54 \pm 0.34) \times 10^{29}$	0.1 ± 0.005	0.89 ± 0.04	No
2253-081	0.29	0.24 ± 0.043	$(2.19 \pm 0.81) \times 10^{-6}$	1.26 ± 0.22	$(3.22 \pm 0.69) \times 10^{-6}$	0.51	$(3.12 \pm 1.16) \times 10^{-14}$	$(4.84 \pm 1.8) \times 10^{27}$	0.14 ± 0.05	0.85 ± 0.31	Si
2324-006	0.41	0.25 ± 0.11	$(3.17 \pm 3.41) \times 10^{-6}$	1.34 ± 0.12	$(3.15 \pm 0.34) \times 10^{-5}$	0.78	$(2.48 \pm 0.27) \times 10^{-13}$	$(4.04 \pm 0.44) \times 10^{29}$	$(2.8 \pm 0.3) \times 10^{-2}$	0.97 ± 0.1	No

*Los flujos y luminosidades han sido calculados en el rango de 0.3-7 keV.

**El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ y erg s $^{-1}$, respectivamente.

CUADRO 3.3: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como B-BC*

WD	N_{H} (10^{21} cm^{-2})	kT_1 (keV)	A_{apec1} (cm^{-5})	kT_2 (keV)	A_{apec2} (cm^{-5})	Γ (cm^{-5})	A_{pow}	χ^2 (cgs)	F_{X}^{**} (cgs)	L_{X}^{**}	$L_{\text{apec1}}/L_{\text{X}}$	$L_{\text{apec2}}/L_{\text{X}}$	$L_{\text{pow}}/L_{\text{X}}$	Binaria
0232+035	0.383	0.13±0.024	$(3.39 \pm 1.61) \times 10^{-5}$	0.75±0.078	$(5.37 \pm 0.9) \times 10^{-6}$	0.42±0.25	$(3.03 \pm 0.96) \times 10^{-6}$	1.18	$(1.19 \pm 0.2) \times 10^{-13}$	$(8.87 \pm 1.49) \times 10^{28}$	0.29±0.05	0.14±0.02	0.55±0.09	Sí
0429+176	1.5	0.20±0.013	$(7.48 \pm 1.07) \times 10^{-5}$	0.85±0.045	$(2.33 \pm 0.26) \times 10^{-5}$	3.43±0.084	$(4.94 \pm 0.31) \times 10^{-5}$	1.93	$(5.28 \pm 0.75) \times 10^{-13}$	$(1.17 \pm 0.16) \times 10^{29}$	0.28±0.03	0.14±0.01	0.58±0.08	Sí
0956+022	4.59±1.04	$(3.45 \pm 0.093) \times 10^{-2}$	6.66±11.34	0.30±0.056	$(2.25 \pm 1.62) \times 10^{-5}$	1.24±0.12	$(6.23 \pm 0.94) \times 10^{-6}$	1.61	$(2.49 \pm 1.8) \times 10^{-11}$	$(4.79 \pm 3.44) \times 10^{33}$	0.99±1.23	$(2.07 \pm 1.49) \times 10^{-3}$	$(2.08 \pm 1.5) \times 10^{-3}$	No
1310-230	0.76	1.08±0.04	$(6.47 \pm 0.87) \times 10^{-5}$	0.0823±0.01	$(1.18 \pm 0.54) \times 10^{-3}$	2.17±0.036	$(2.14 \pm 0.073) \times 10^{-4}$	1.86	$(1.53 \pm 0.2) \times 10^{-12}$	$(1.60 \pm 0.21) \times 10^{30}$	$(6.74 \pm 1.18) \times 10^{-2}$	0.25±0.04	0.66±0.11	Sí
1347-129	0.51	0.26±0.0047	$(5.03 \pm 0.24) \times 10^{-5}$	1.28±0.013	$(7.21 \pm 0.28) \times 10^{-5}$	1.92±0.01	$(2.02 \pm 0.024) \times 10^{-4}$	1.81	$(1.32 \pm 0.06) \times 10^{-12}$	$(3.95 \pm 0.19) \times 10^{29}$	$(8.38 \pm 0.4) \times 10^{-2}$	0.11±0.005	0.8±0.03	Sí

* Los flujos han sido calculados en el rango de 0.3-7 keV.

** El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y erg s^{-1} , respectivamente.

CUADRO 3.4: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como AC*

WD	N_{H} ($\times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$)	T_{BB} ($\times 10^5 \text{ K}$)	A_{BB} (cm^{-5})	Γ	A_{pow} (cm^{-5})	χ^2	F_{X}^{**} (cgs)	L_{X}^{**} (cgs)	$L_{\text{pow}}/L_{\text{X}}$	Binaria
2321–549	0.103	0.7	$(4.89 \pm 1.69) \times 10^4$	1.09 ± 0.16	$(2.70 \pm 0.33) \times 10^{-6}$	1.41	$(2.62 \pm 0.32) \times 10^{-14}$	$(7.28 \pm 0.89) \times 10^{28}$	0.99 ± 0.12	No

*Los flujos han sido calculados en el rango de 0.3–7 keV.

**El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y erg s^{-1} , respectivamente.

CUADRO 3.5: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como C^*

WD	N_H ($\times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$)	Γ	A_{pow} (cm^{-5})	χ^2	F_X^{**} (cgs)	L_X^{**} (cgs)	Binaria
0107+136	0.36	1.66 ± 0.12	$(8.91 \pm 0.69) \times 10^{-6}$	0.54	$(5.33 \pm 0.41) \times 10^{-14}$	$(1.68 \pm 0.12) \times 10^{31}$	Sí
1307+577	0.16	1.12 ± 0.10	$(6.39 \pm 0.52) \times 10^{-6}$	0.90	$(5.63 \pm 0.46) \times 10^{-14}$	$(8.0 \pm 0.17) \times 10^{30}$	No
1401+438	2.08 ± 1.37	1.12 ± 0.32	$(1.33 \pm 0.49) \times 10^{-5}$	0.62	$(1.26 \pm 0.46) \times 10^{-13}$	$(6.21 \pm 2.3) \times 10^{29}$	No
1454+591	0.13	1.48 ± 0.11	$(3.77 \pm 0.32) \times 10^{-6}$	0.93	$(2.57 \pm 0.21) \times 10^{-14}$	$(9.07 \pm 0.77) \times 10^{28}$	No

*Los flujos han sido calculados en el rango de 0.3–7 keV.

**El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y erg s^{-1} , respectivamente.

CUADRO 3.6: Parámetros de los ajustes de las EB clasificadas como B^*

WD	N_H ($\times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$)	kT (keV)	A_{apec} (cm^{-5})	χ^2	F_X^{**} (cgs)	L_X^{**} (cgs)	Binaria
2226–210	0.307	0.87 ± 0.024	$(3.42 \pm 0.14) \times 10^{-5}$	1.80	$(1.08 \pm 0.04) \times 10^{-13}$	$(5.20 \pm 0.22) \times 10^{29}$	No

*Los flujos han sido calculados en el rango de 0.3–7 keV.

**El flujo y la luminosidad tiene unidades en cgs, esto es $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y erg s^{-1} , respectivamente.

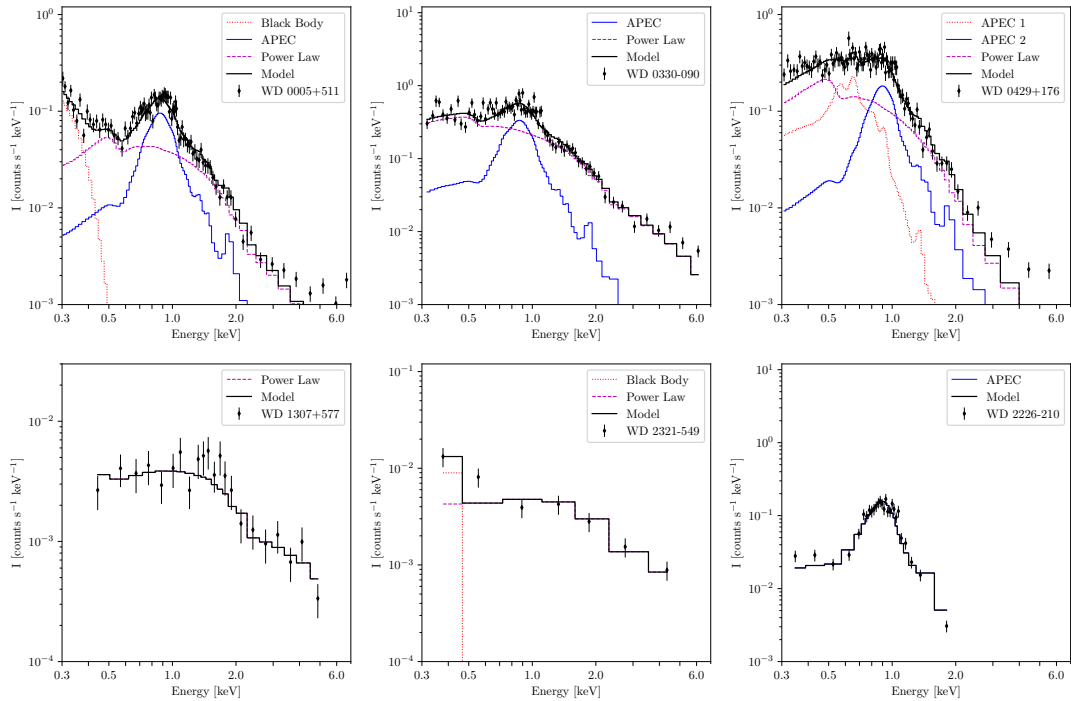


FIGURA 3.5: Ejemplos de espectros EPIC clasificados como (de arriba a abajo, de izquierda a derecha) ABC, BC, B-BC, C, AC y B.

CUADRO 3.7: EB con emisión de rayos X fuertes y sin binariedad confirmada.

WD	Tipo Espectral
0005+511	ABC
0121-756	ABC
1159-034	ABC
1204-322	ABC
1254+223	ABC
1501+664	ABC
2326+049	ABC
0046-297	BC
0108+277	BC
0127+581	BC
0339-451	BC
0731+270	BC
0757-606.1	BC
0836+197	BC
0836+201	BC
0839-528	BC
0937+037	BC
0938+037	BC
1000+039	BC
1010+064	BC
1021+009	BC
1134+073	BC
1225+132	BC
2127+000	BC
2214-001	BC
2215-002	BC
2254-018	BC
2324-006	BC
0956+022	B-BC
1307+577	C
1401+438	C
1454+591	C
2226-210	B
2321-549	AC

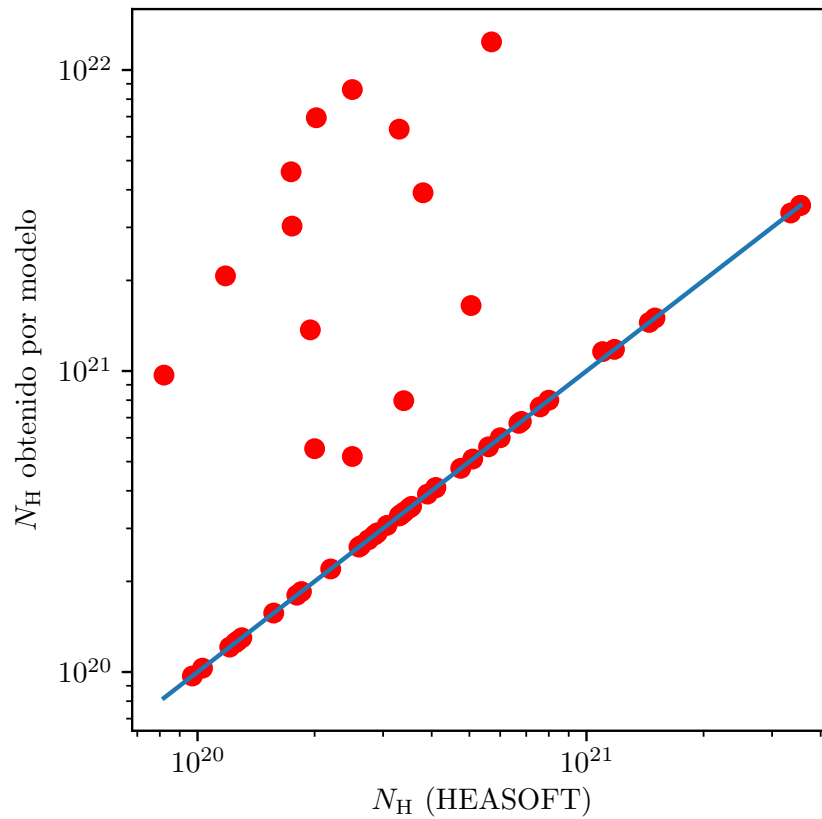


FIGURA 3.6: Comparación de densidad columnar obtenida en la literatura con la densidad columnar obtenida de los modelos si este se dejaba como parámetro libre. En el caso de obtener una densidad columnar menor en el modelo, se tomaba la encontrada en la página.

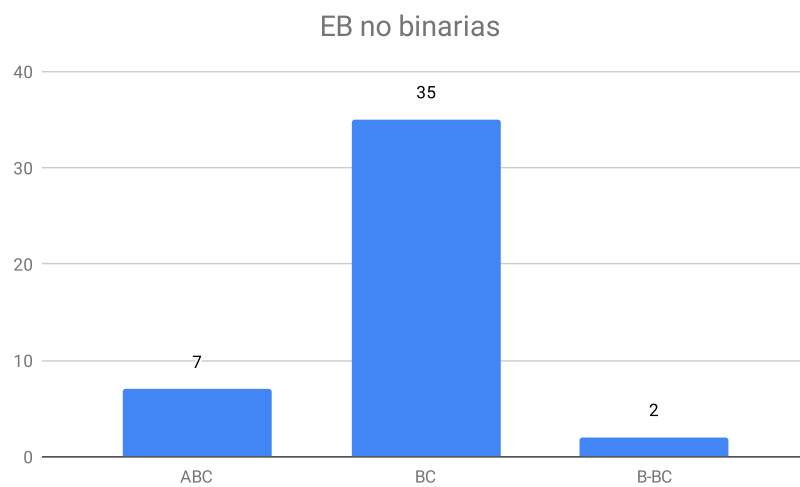


FIGURA 3.7: Estrellas con espectros obtenidos y sin binariedad confirmada.

Capítulo 4

Variabilidad

En el trabajo de Chu y col. (2020) reportó variabilidad en la curva de luz de los rayos X duros (0.6–3.0 keV) de la estrella KPD 0005+5106 con un periodo de 4.7 ± 0.3 h, la cual se sugiere proviene de la interacción de la EB con una compañera sub-estelar. Considerando que la EB podía ocultar una compañera causante de los rayos X fuertes una de las opciones es que la compañera e interactua con la EB en su lóbulo de Roche generando una interacción que explicaría los rayos X fuertes. Partiendo de este punto, se midió el periodo de oscilación de las curvas de luz obtenidas en el capítulo anterior. En particular, hemos hecho este análisis solo para aquellas estrellas que no han sido reportadas en ser sistemas binarios listadas en el Cuadro 3.7.

4.1. Análisis de Lomb-Scargle

Para calcular un periodo a partir de los datos obtenidos en las curvas de luz, utilizamos un periodograma. Este se basa en el análisis de señales, estimando una densidad espectral, la cual nos indica la distribución de potencias que componen la señal analizada y nos indica cuál es la frecuencia que domina a nuestra distribución de datos. Para nuestro propósito utilizamos el método Lomb-Scargle, el cual se basa en los trabajos de Lomb (1976) y Scargle (1982). Este método se basa en un análisis de mínimos cuadrados para estimar un espectro de frecuencias basado en ajustar curvas sinusoidales a los datos.

Se encontraron tres formas de implementar el método Lomb-Scargle a los datos por medio de rutinas públicas de Python:

- El método incluido en la librería *gatspy* (*General tools for astronomical Time Series in Python*¹).
- El método ofrecido por *astropy*².
- El método incluido en *PyAstronomy*³

Para evaluar de forma clara el método que puede ofrecernos el mejor ajuste y entender el funcionamiento, se generó una función seno con un rango de 0 a 6π con 1000 puntos y errores aleatorios generados con el comando *numpy.random.random_sample*⁴ (1000) entre 0-1 multiplicados por 10^{-2} . Conociendo el periodo de esta función (2π s), se ingresó el conjunto de datos a ser evaluados con los tres métodos descritos arriba.

Con el primer método se obtenía un periodograma como se muestra en la Figura 4.1. Se puede notar un pico ancho entre 5 y 8 s, además de un pico muy pronunciado alrededor del cero. Al momento de evaluar el punto más alto se obtenía

¹<http://www.astroml.org/gatspy/>

²<https://docs.astropy.org/en/stable/timeseries/lombscargle.html>

³<https://pyastronomy.readthedocs.io/en/latest/index.html>

⁴<https://numpy.org/doc/stable/reference/index.html>

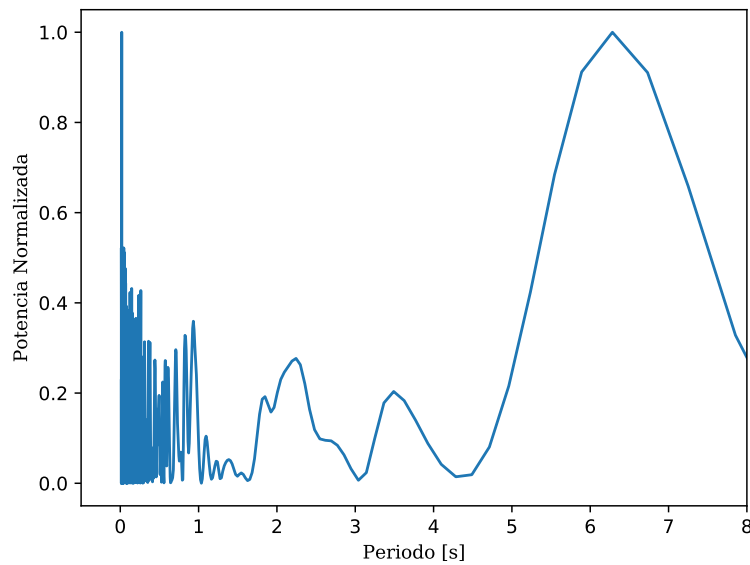


FIGURA 4.1: Periodograma de una función Seno con un periodo de 2π generado por el método Lomb-Scargle de la librería gatspy.

el valor de $6.28 \sim 2\pi$. Esto introduce un poco de ruido debido a que el eje X de un periodograma está expresado en $\text{Hz} (\text{s}^{-1})$.

El segundo método genera un periodograma como se muestra en la Figura 4.2. El pico dominante se encuentra a 0.1591 Hz , que es el pico más intenso cerca de cero. Este valor corresponde a la frecuencia del seno (inverso de 2π).

El tercer método nos muestra un periodograma como se muestra en la Figura 4.3. En este caso se puede observar un pico bien definido en 0.1591 Hz . Además, esta rutina nos reporta a pantalla la información de un modo más explícito y manejable, como se sigue:

Generalized LS - statistical output

```
-----
Number of input points:      1000
Weighted mean of dataset:    0.702819
Weighted rms of dataset:     0.582242
Time base:                   18.849556
Number of frequency points:  4999

Maximum power p [ZK]:       1.000000
RMS of residuals:           0.000000
  Mean weighted internal error: 0.000215
Best sine frequency:         0.159155 +/- 0.000000
Best sine period:            6.283185 +/- 0.000000
Amplitude:                   1.000000 +/- 0.000000
Phase (ph):                  0.000000 +/- 0.000000
Phase (T0):                  -0.000000 +/- 0.000000
Offset:                      -0.000000 +/- 0.000000
-----
```

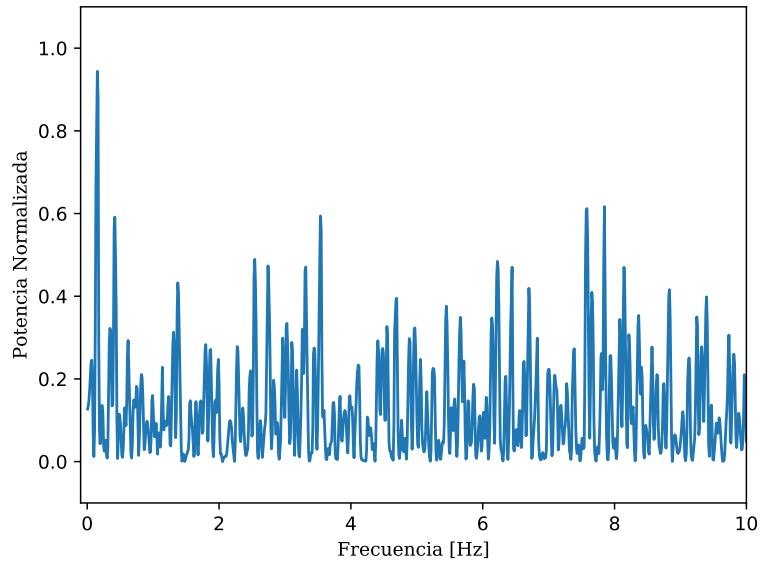


FIGURA 4.2: Periodograma de una función seno generado por el método Lomb-Scargle de la librería astropy.

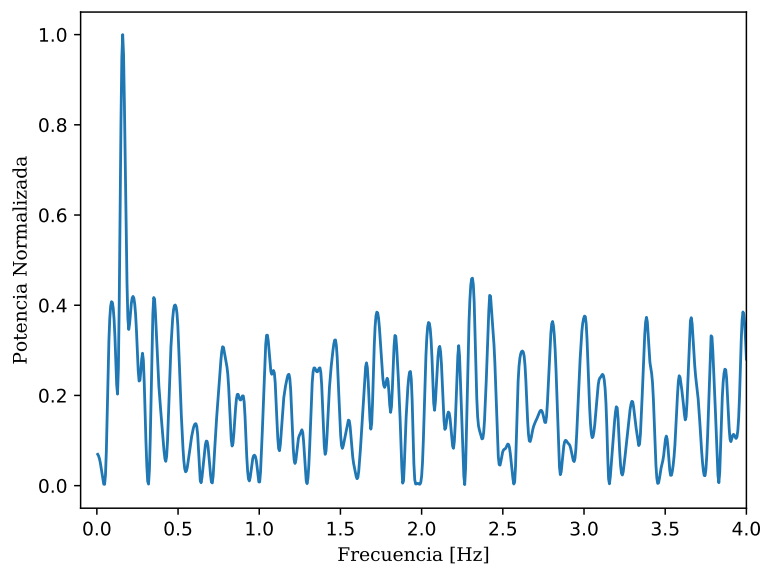


FIGURA 4.3: Periodograma de una función seno generado por el método Lomb-Scargle de la librería PyAstronomy.

En este texto se puede apreciar la frecuencia en Hz y el periodo resultante. En el caso de nuestra función seno esto es $6.28(=2\pi)$ y 0.159 Hz. Debido a su simplicidad, hemos escogido el tercer método de PyAstronomy. Este es una colección de paqueterías relacionadas a la astronomía colocados en GitHub⁵. El método que usa es Periodograma Generalizado Lomb-Scargle (GLS por sus siglas en inglés); este toma en cuenta el error para el cálculo de la frecuencia y la visualización de los resultados es sencillo.

Para revisar la validez de este método y la calidad de nuestras curvas de luz, lo hemos aplicado a nuestra curva de luz de KPD 0005+5106. La curva de luz se muestra en la Figura 4.4 y su periodograma en la Figura 4.5. Los detalles del ajuste se listan a continuación:

```

Generalized LS - statistical output
-----
Number of input points:      36
Weighted mean of dataset:   0.052380
Weighted rms of dataset:    0.010702
Time base:                   35000.000000
Number of frequency points: 179

Maximum power p [ZK]:      0.199402
RMS of residuals:          0.009576
  Mean weighted internal error: 0.010201
Best sine frequency:       0.000069 +/- 0.000009
Best sine period:          14583.333333 +/- 1836.732461
Amplitude:                 0.006637 +/- 0.002257
Phase (ph):                 -0.046645 +/- 0.054125
Phase (TO):                 473361044.581677 +/- 789.324571
Offset:                     0.052267 +/- 0.001596
-----

```

Como resultado obtenemos que el periodo de variabilidad de KPD 0005+5106 es de 14.6 ± 1.8 ks, esto es, 4.06 ± 0.5 h. Este resultado es consistente con el periodo reportado por Chu y Col. (2020) de 4.7 ± 0.3 h. A continuación, nos dispusimos a utilizar esta rutina a todas las curvas de luz de las estrellas listadas en el Cuadro 3.7 teniendo especial cuidado en no realizar el análisis con los puntos de intensidad 0 para evitar resultados poco confiables en nuestro análisis.

Al aplicar la rutina de python a todos nuestros candidatos hemos obtenidos periodogramas que se muestran en las Figuras 4.6-4.14. En el Cuadro 4.1 se lista el nombre de la EB, la observación de cual se obtuvo su curva de luz y el periodo con su respectivo error en ks y horas. Para algunos casos las curvas de luz tienen valores muy cercanos a cero y sus errores implican valores negativos, por lo tanto la rutina produce *No assigned Numbers* (NaN) como errores.

En la última columna de este cuadro señalamos la credibilidad del cálculo que se definió por inspección a ojo. Aunque la rutina es capaz de hacer el cálculo en casi todos los casos, algunas curvas de luz tienen muy pocas cuentas para tomar el resultado de manera segura. Algunas curvas de luz tienen valores que van a cero en algunos bins de tiempo como resultado de la emisión de fondo removidos durante el procesado de los datos. Por ejemplo, no confiamos en el resultado obtenido para

⁵<https://github.com/sczesla/PyAstronomy>

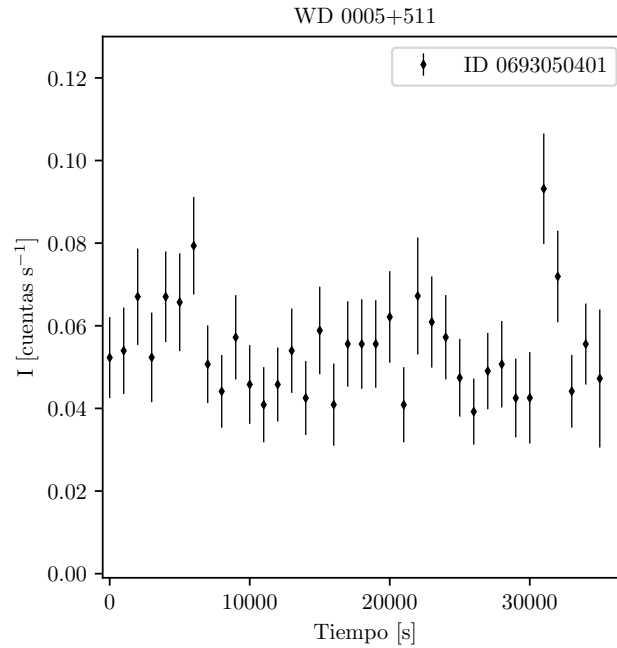


FIGURA 4.4: Curva de luz de WD 0005+511 obtenida de la cámara EPIC-pn para el rango de 0.6–3.0 keV.

WD 0339–451. Otras curvas de luz tienen mala calidad en el sentido que sus conteos de fotones son muy pobres. Por ejemplo, todas las curvas de la WD 1254+223. Además debido a que las curvas de luz tienen baja calidad en algunos casos, sus periodogramas son difíciles de interpretar, por ejemplo los casos de WD 0956+022 y WD 1010+064.

Tristemente, de las 34 EB listadas en el Cuadro 3.7, solo 8 (sin contar KPD 0005+5106) estrellas presentan curvas de luz con suficiente calidad para creer que la variabilidad de sus rayos X duros es variable. Estas son: 0046–297, 0121–756, 0757–606.1, 0839–528, 0956+022, 1159–034, 1454+591 y 2326+049.

CUADRO 4.1: EB de las cuales se pudieron obtener periodogramas y periodos sinusoidales.

WD	Obs. ID.	Periodo \pm error (ks)	Periodo \pm error (hr)	Confiabilidad
0005+511	0693050401	14.58 ± 1.83	4.05 ± 0.51	Sí
0046–297	0201900401	10.71 ± 1.23	2.98 ± 0.34	Sí
0121–756	0693050501	3.60 ± 0.21	1.00 ± 0.06	Sí*
		8.32 ± 0.23	2.29 ± 0.23	Sí*
0339–451	0045940301	8.24 ± 0.38	2.29 ± 0.10	No
0757–606.1	0113891001	2.22 ± 0.10	0.62 ± 0.03	Sí
	0113891201	17.27 ± 3.64	4.80 ± 1.01	No
	0126511201	6.28 ± 0.21	1.74 ± 0.06	No
	0134531201	10.59 ± 0.89	2.94 ± 0.25	Sí
	0134531501	3.00 ± 0.088	0.83 ± 0.02	Sí
0836+197	0101440401	4.94 ± 0.21	1.37 ± 0.06	No
0836+201	0761920901	6.48 ± 0.14	1.80 ± 0.04	No
0839–528	0112420101	4.32 ± 0.13	1.20 ± 0.04	Sí
0937+037	0306050201	2.40 ± 0.05	0.67 ± 0.01	No

0938+037	0306050201	240.00 ± NaN	66.67 ± NaN	No
0956+022	0203361901	3.73 ± 0.12	1.04 ± 0.03	No
	0203362301	6.34 ± 0.27	1.76 ± 0.08	No
	0203362401	10.43 ± 1.10	2.90 ± 0.30	No
	0302351901	8.50 ± 0.85	2.36 ± 0.24	No
	0302352401	14.00 ± 1.72	3.89 ± 0.48	Sí
1000+039	0302353201	160.00 ± NaN	44.44 ± NaN	No
	0743110301	5.65 ± 0.14	1.57 ± 0.04	No
	0743110701	8.79 ± 0.66	2.44 ± 0.18	No
1010+064	0600920301	40.00 ± NaN	11.11 ± NaN	No
1134+073	0653450701	5.21 ± 0.14	1.45 ± 0.04	No
1159-034	0693050601	5.29 ± 0.71	1.47 ± 0.20	Sí
	0831790501	2.77 ± 0.07	0.77 ± 0.02	No
1204-322	0694770301	4.32 ± 0.20	1.20 ± 0.06	No
1225+132	0741160301	3.21 ± 0.07	0.89 ± 0.02	No
1254+223	0125910101	9.82 ± 0.38	2.73 ± 0.10	No
	0125910501	2.94 ± NaN	0.82 ± NaN	No
	0125911101	3.03 ± NaN	0.84 ± NaN	No
	0125911201	5.00 ± NaN	1.39 ± NaN	No
	0125911901	3.33 ± 0.48	0.93 ± 0.13	No
	0165570101	11.00 ± 1.45	3.06 ± 0.40	No
	0212282001	10.00 ± 2.01	2.78 ± 0.56	No
	0301340501	7.5 ± 0.37	2.08 ± 0.09	No
1307+577	0301340501	7.5 ± 0.37	2.08 ± 0.09	No
1401+438	0305361401	7.78 ± 1.79	2.16 ± 0.50	No
1454+591	0783881301	5.26 ± 0.32	1.45 ± 0.09	Sí
1501+664	0301010101	7.92 ± 1.10	2.20 ± 0.31	No
2127+000	0093030201	67.50 ± 19.25	18.75 ± 5.35	No
2214-001	0094310101	15.15 ± 1.49	4.21 ± 0.41	No
	0094310201	10.98 ± 0.65	3.05 ± 0.18	No
2215-002	0673000149	6.67 ± 1.37	1.85 ± 0.38	No
	0673000150	1.58 ± NaN	0.43 ± NaN	No
2226-210	0125911001	2.26 ± 0.06	0.63 ± 0.02	No
2321-549	0505383201	4.85 ± 0.24	1.35 ± 0.07	No
	0677820144	4.29 ± 0.10	1.19 ± 0.03	No
2324-006	0673002349	3.33 ± 0.59	0.93 ± 0.16	No
	0673002350	2.11 ± 0.05	0.58 ± 0.01	No
	0673002351	4.29 ± 0.16	1.19 ± 0.04	No
2326+049	0302820101	15.83 ± 3.18	4.40 ± 0.88	Sí

*Se ha calculado un periodo excluyendo puntos que no corresponden a la curva de luz real (ver Capítulo 6).

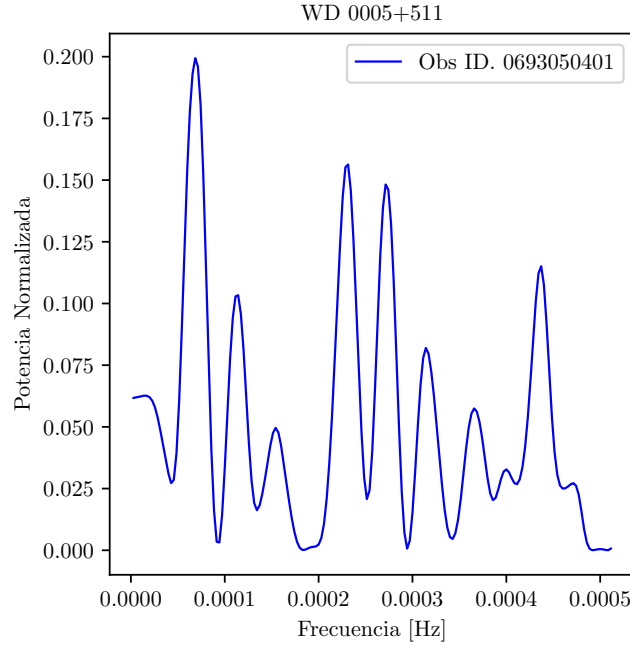


FIGURA 4.5: Periodograma de WD 0005+511 (KPD 0005+5106) mostrando un pico dominante a 0.0066 Hz que corresponde a un periodo de 14,600 s (4.05 h).

4.2. Resultados

A partir de aquí, supondremos que el periodo de la variabilidad que calculamos de las curvas de luz de los rayos X duros (0.6–3.0 keV) es debido a la presencia de una compañera, y supondremos que la acreción del material sobre la enana blanca es a través del Lóbulo de Roche.

Los modelos de evolución estelar de estrellas de baja masa e intermedia predicen que hacia el final de sus vidas, estas estrellas reducen su masa hasta valores $\sim 0.6 M_{\odot}$ casi independientemente de la masa inicial (ver Vassiliadis y Wood, 1994; Miller Bertolami, 2016). Por lo tanto, a partir de aquí adoptaremos una masa para la EB de $0.6 M_{\odot}$. Siguiendo las suposiciones de Chu y Col. (2020) adoptamos tres posibles compañeras: i) una estrella tardía de tipo espectral M9 V con masa y radio de $0.075 M_{\odot}$ y $0.08 R_{\odot}$, ii) una estrella enana café tipo T con masa y radio de $0.035 M_{\odot}$ y $\sim 0.1 R_{\odot}$ y iii) un planeta tipo Júpiter con masa y radio de $0.001 M_{\odot}$ y $\sim 0.1 R_{\odot}$.

Usando la Tercer ley de Kepler, podemos estimar la separación entre la EB y la compañera como

$$a^3 = \frac{(M_1 + M_2)G}{4\pi^2} P^2, \quad (4.1)$$

en donde P es el periodo obtenido de nuestro análisis en la sección anterior y a es la separación entre las dos componentes del sistema binario de masas M_1 y M_2 .

Para cada una de las tres posibilidades tendremos diferentes valores para el Radio del Lóbulo de Roche r_L . Este puede ser estimado siguiendo las aproximaciones presentadas por Eggleton (1983) como:

$$\frac{r_L}{a} = \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})}, \quad (4.2)$$

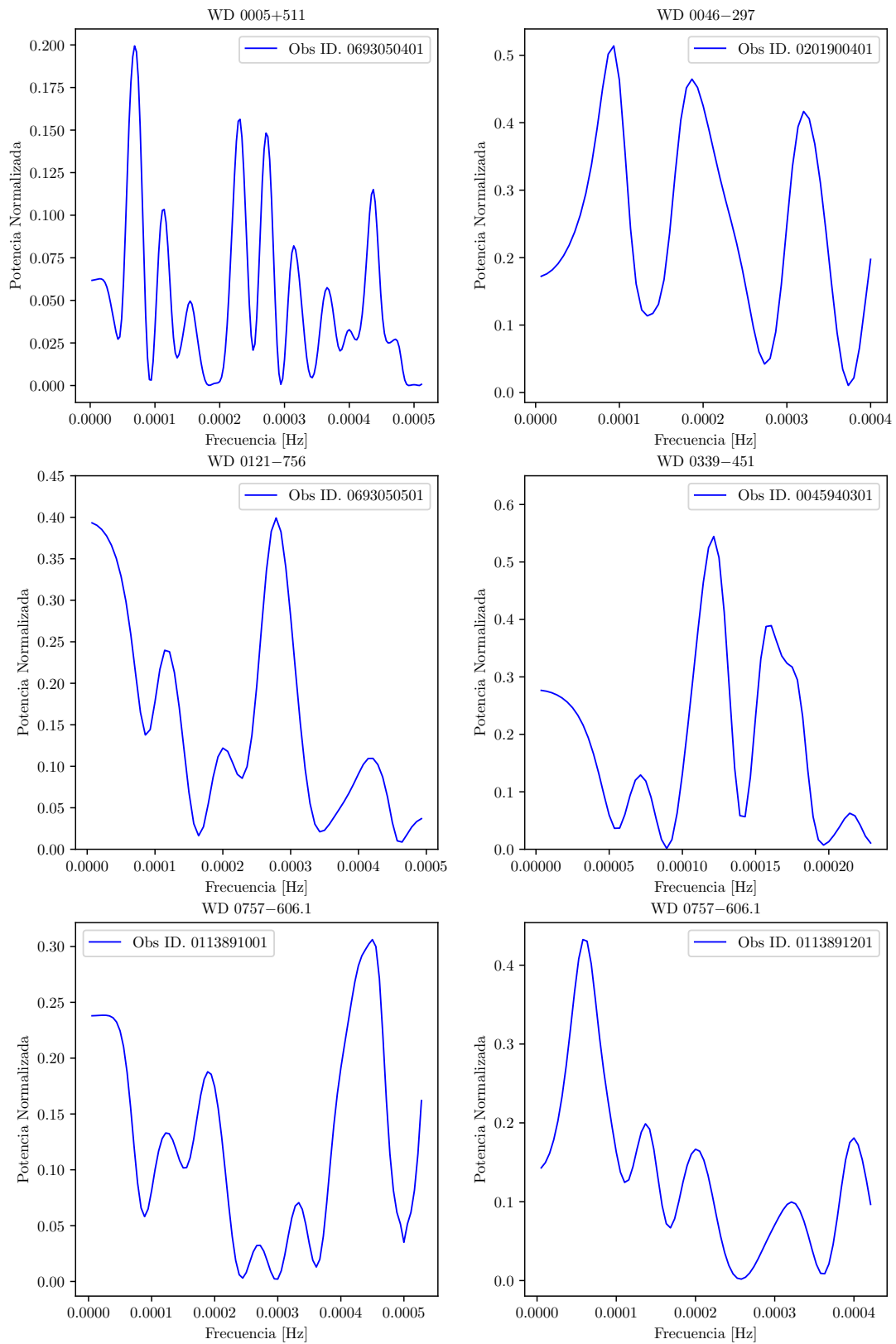


FIGURA 4.6: Periodogramas obtenidos de analizar las EB listadas en el Cuadro 3.7.

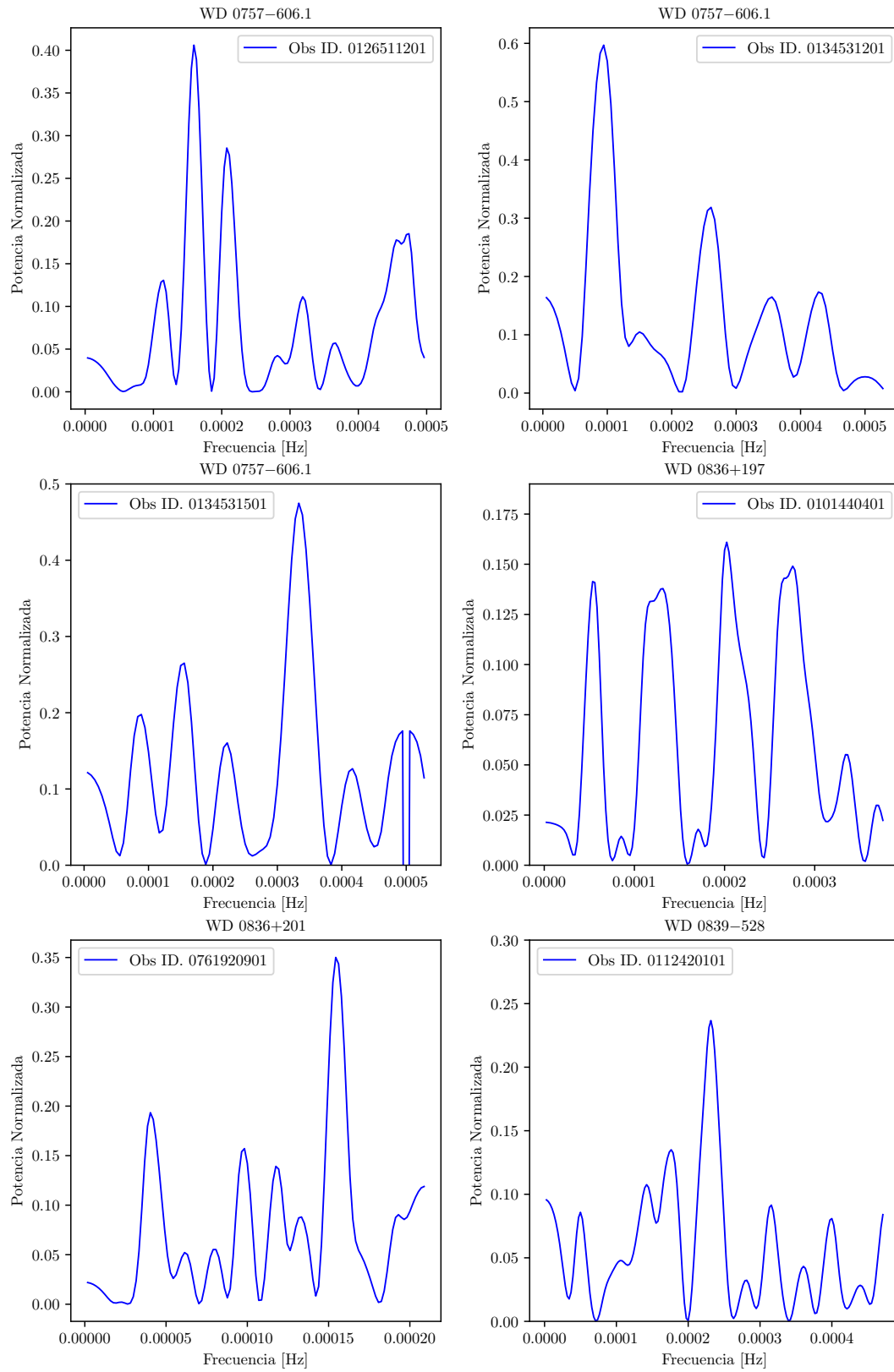


FIGURA 4.7: Mismo que en 4.6.

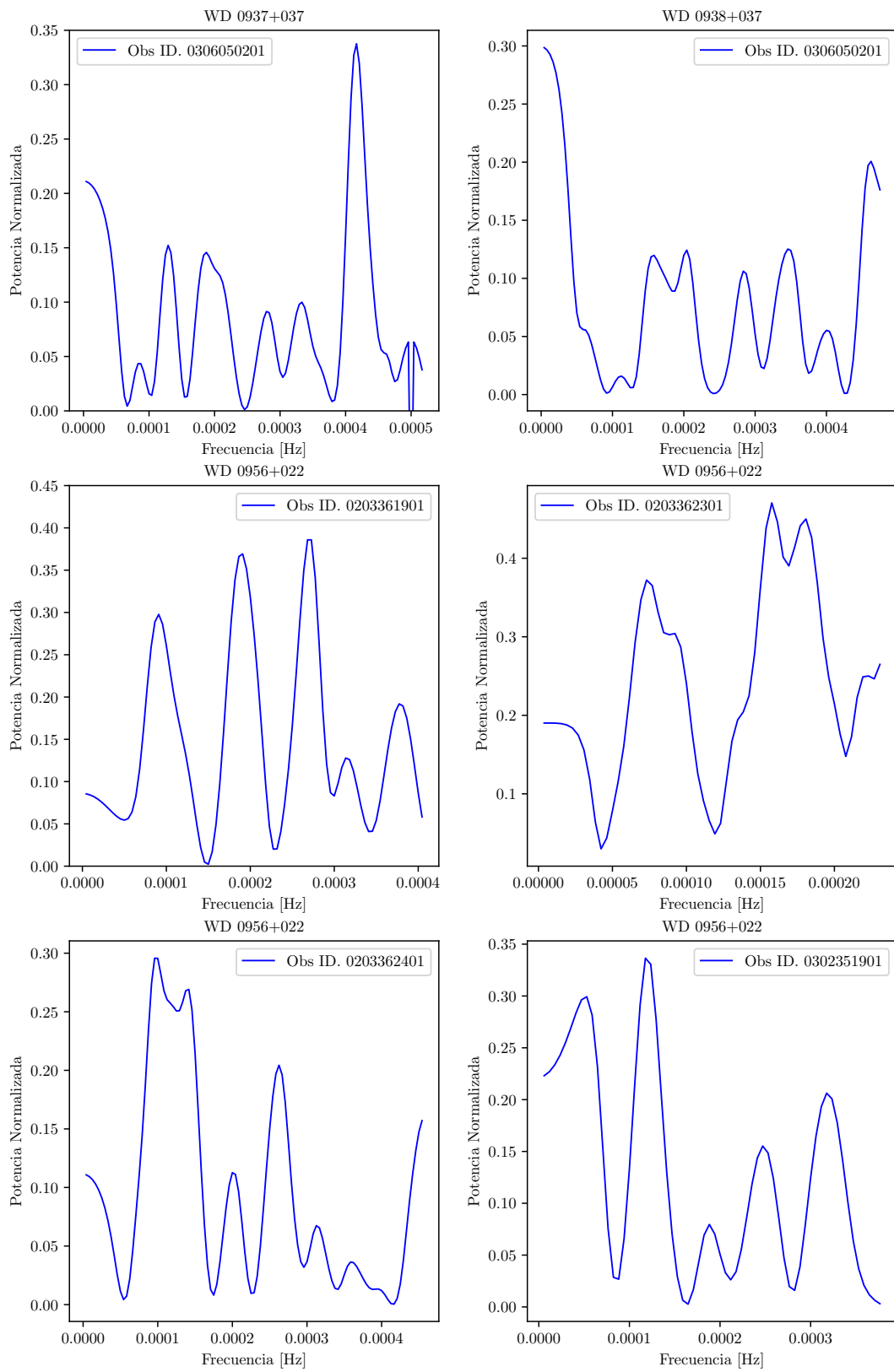


FIGURA 4.8: Mismo que en 4.6.

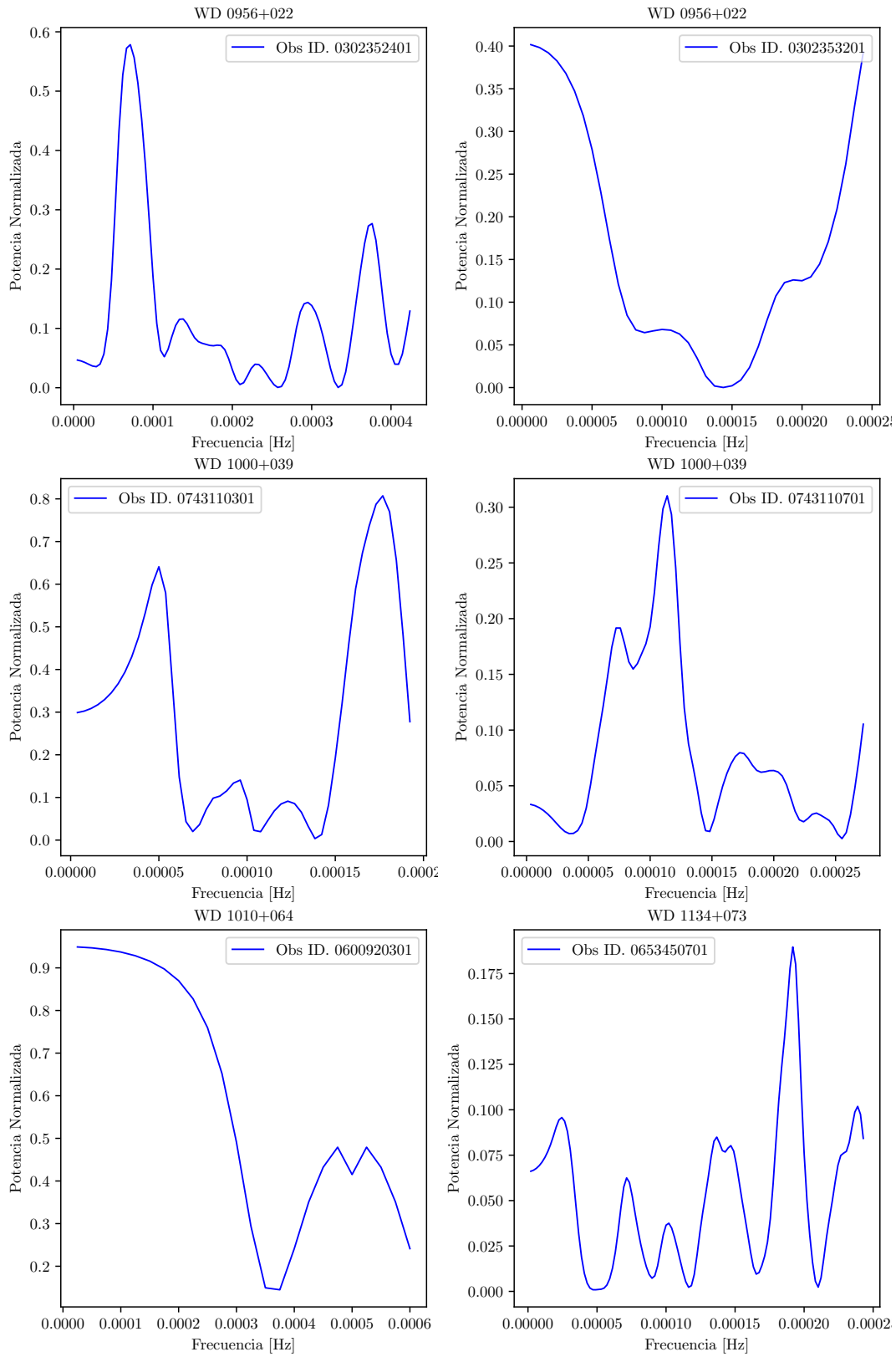


FIGURA 4.9: Mismo que en 4.6.

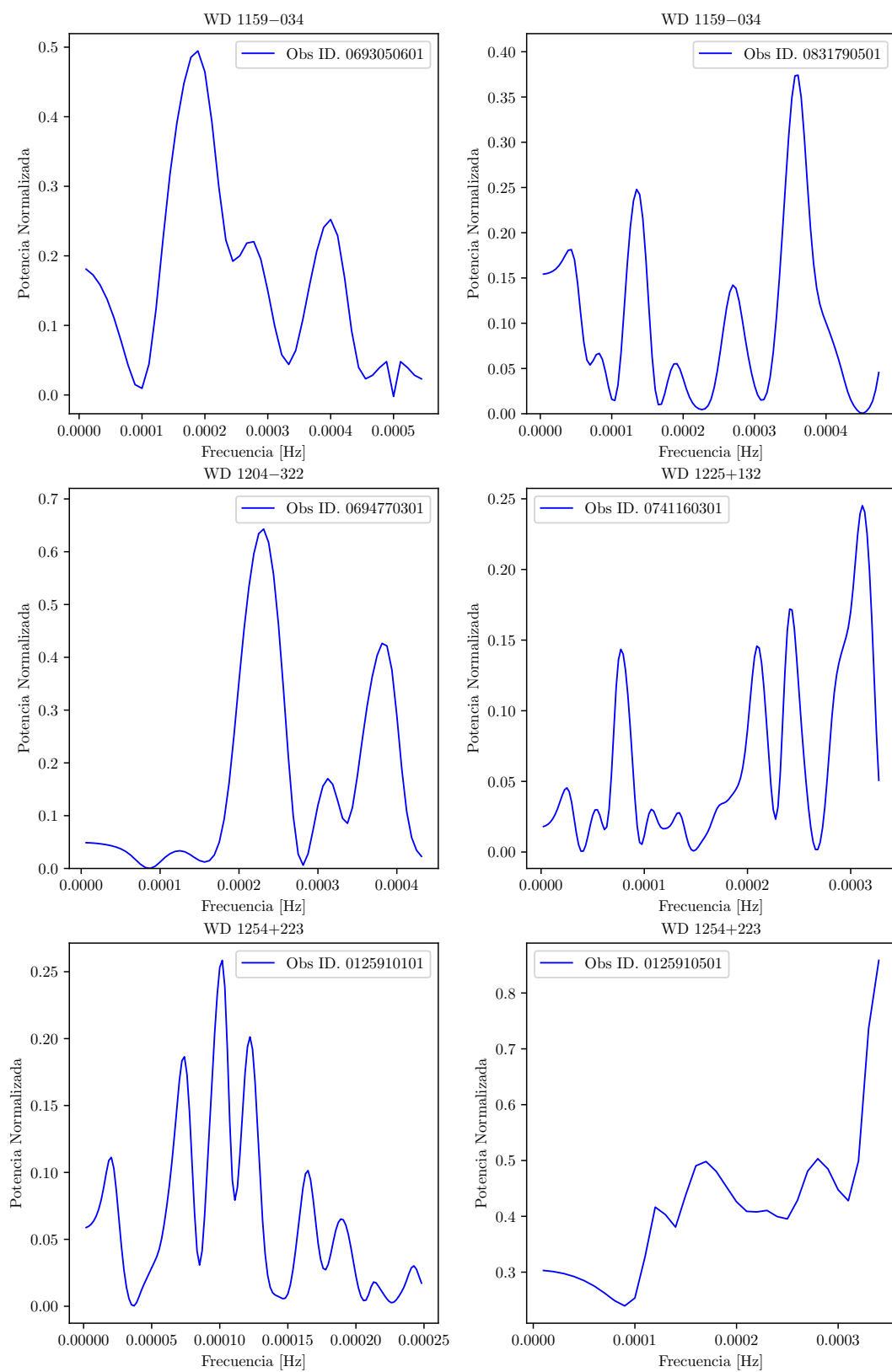


FIGURA 4.10: Mismo que en 4.6.

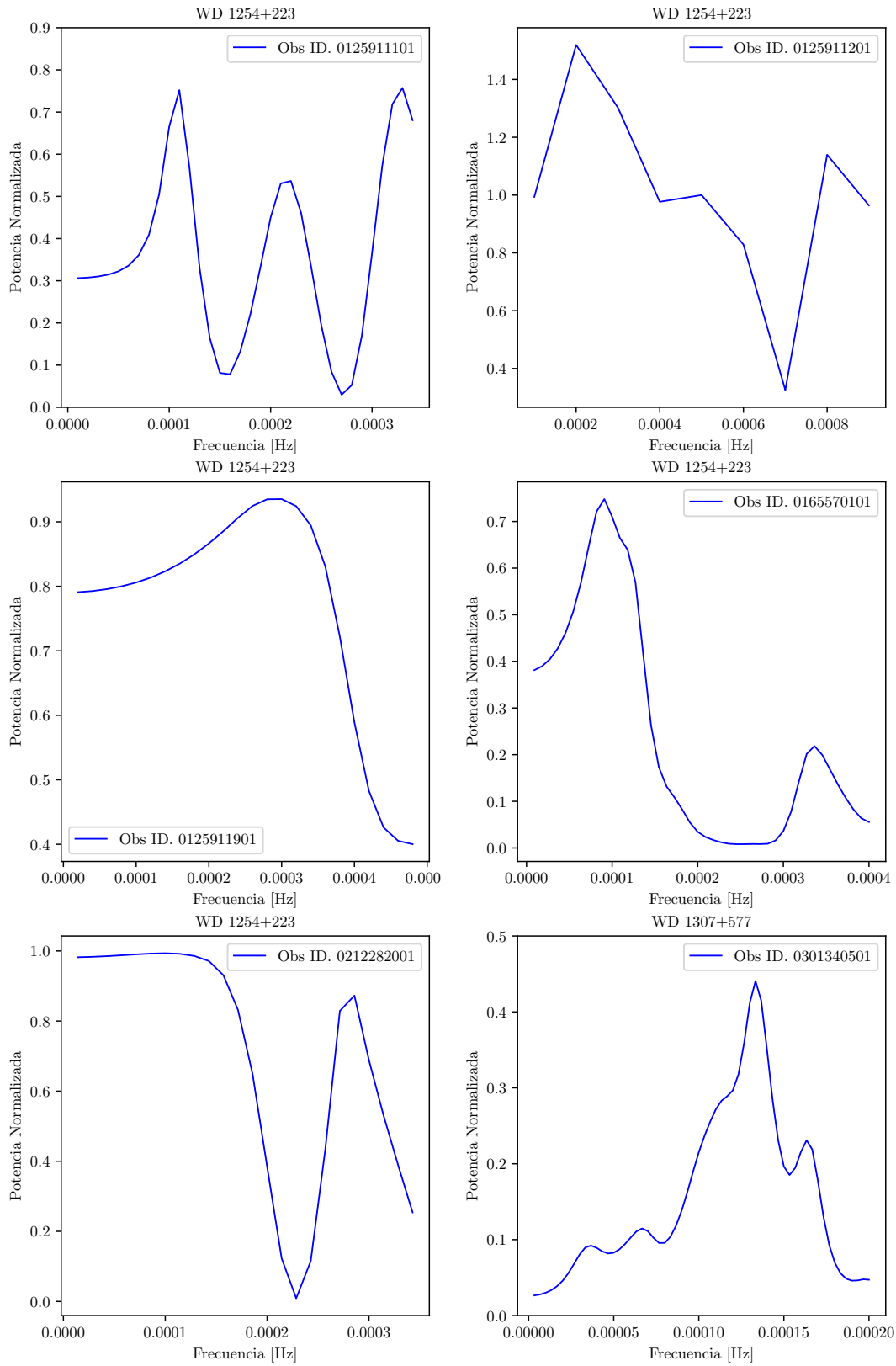


FIGURA 4.11: Mismo que en 4.6.

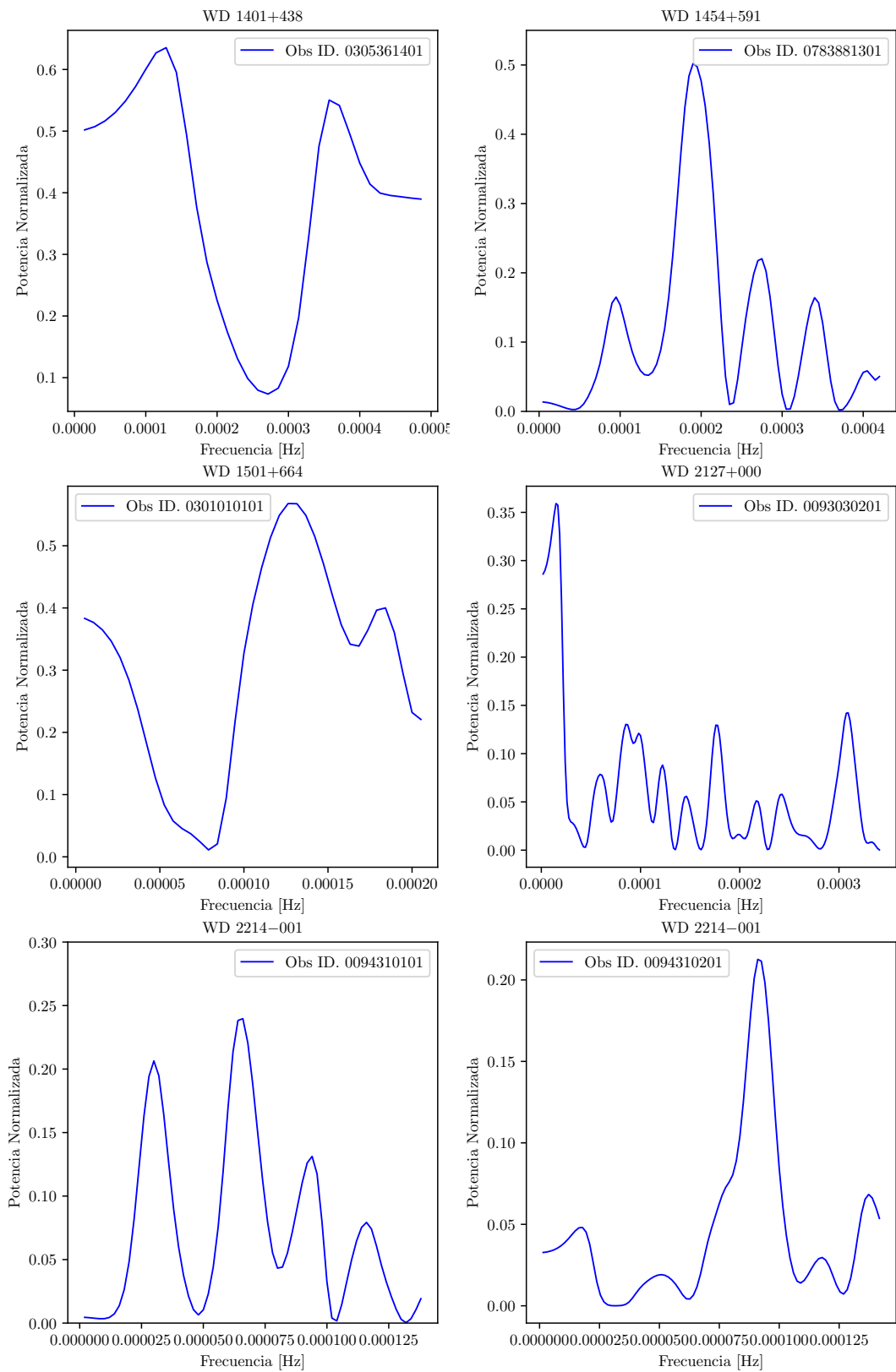


FIGURA 4.12: Mismo que en 4.6.

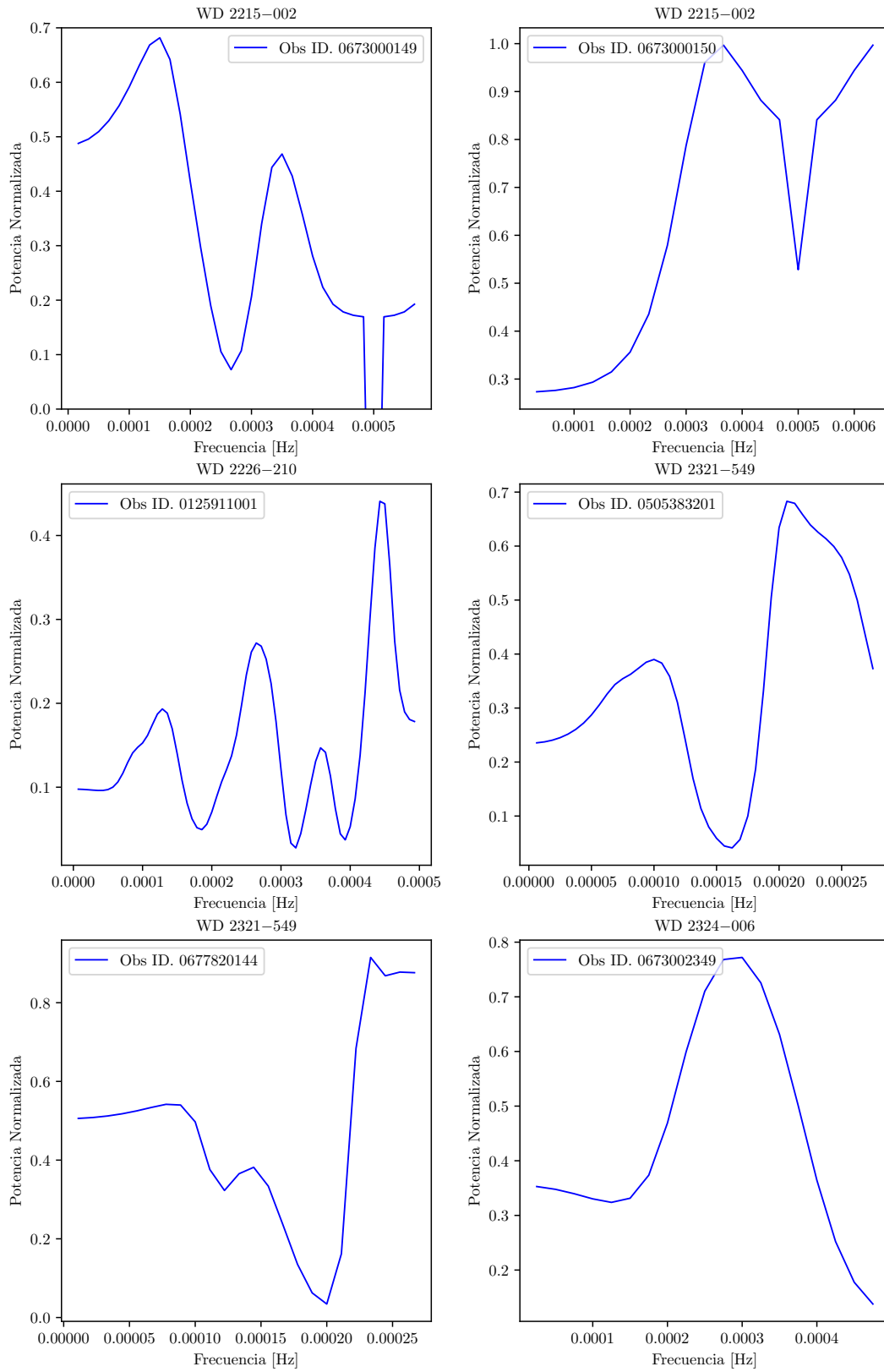


FIGURA 4.13: Mismo que en 4.6.

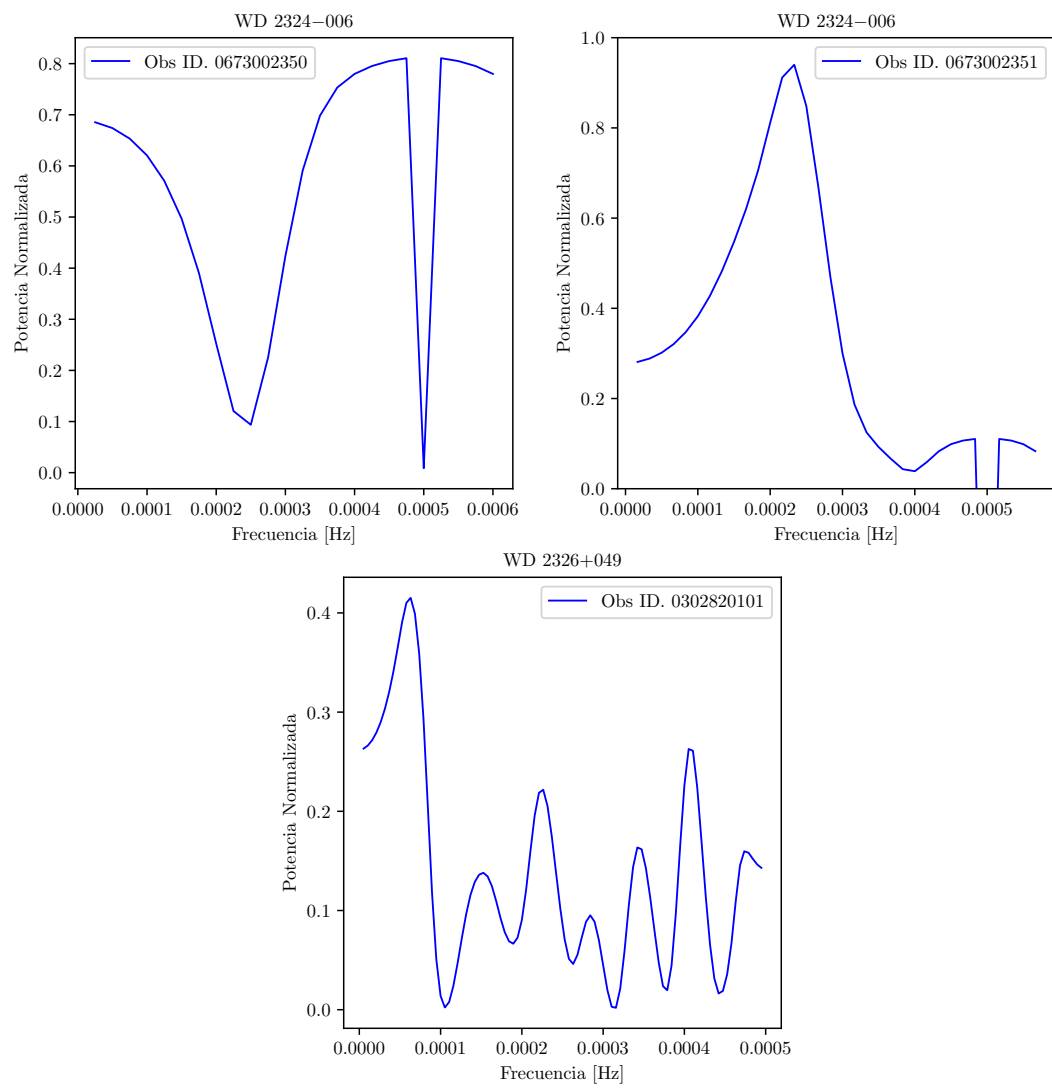


FIGURA 4.14: Mismo que en 4.6.

en donde q es el cociente de masas la compañera a la masa de la EB que en nuestro caso tiene los valores de 0.125, 0.583 y 0.0016 M_{\odot} para los tres casos a explorar.

Entonces, el procedimiento es el siguiente. Para cada curva de luz obtuvimos un periodo que convertiremos en separación a entre las componentes del sistema. Para cada periodo/separación calcularemos tres radios del Lóbulo de Roche r_L que finalmente compararemos con el radio de la compañera para evaluar si es posible que pueda llenar su lóbulo y transferir masa a la EB.

Para ello creamos un código en Python en el cual se ingresa el periodo en segundos y tomando en cuenta las masas para la estrella tipo tardío, la enana café y el planeta tipo Júpiter se desplegaba en pantalla la separación a , el radio de lóbulo de Roche r_L calculado y el radio de la compañera. Los resultados se listan en el Cuadro 4.2, donde se procesaron todos los periodos confiables obtenidos del Cuadro 4.1.

En el Cuadro 4.2 mostramos que el Lóbulo de Roche producido por un sistema que incluye a un planeta tipo Júpiter siempre es menor que su radio ($0.1 R_{\odot}$). Por lo tanto, es posible atribuir la variabilidad de rayos X a la acreción de material sobre la EB proveniente de un planeta tipo Júpiter. Sin embargo, en algunos casos en que el periodo es pequeño, que la separación entre las componentes del sistema es pequeña, la variabilidad de rayos X también podría explicarse por la presencia de una enana café tipo T. Por ejemplo en los casos de WD 0839–428, WD 1159–034 y WD 1454+591. En las dos últimas la diferencia entre el radio de la enana café es solo marginalmente más grande que r_L estimado.

Casi en ningún caso tenemos que la variabilidad de rayos X duros podría explicarse por la presencia de una estrella M9 V. Casi todos los estimados de r_L son mayores que el radio de esta compañera ($0.08 R_{\odot}$), a excepción de los resultados obtenidos para WD 757–606.1 que corresponden a la observación 0113891001 (ver Cuadro 4.1). En particular, para esta EB hemos aceptado tres curvas de luz con relativamente buena calidad para proseguir con el análisis. Sin embargo, las tres curvas de luz utilizadas para calcular los parámetros orbitales no son consistentes entre sí. Inspeccionando las curvas de luz de esta EB, parece que la curva de luz con mejor calidad es la que corresponde a la observación 0134531201 que tiene un periodo de 10.59 ks. Siendo así, consistente con los demás resultados que esta EB alberga un planeta tipo Júpiter.

En particular queremos mencionar el caso de WD 0121–756. Aunque esta EB solo tiene una curva de luz con buena señal a ruido para hacer el cálculo orbital, hemos calculado dos periodos. Al usar las rutinas del python para calcular el periodo nos dio como resultado un periodo de 3.60 ks. Aparentemente este periodo se obtiene tomando en cuenta los 4 picos de emisión de su curva de luz que se encuentran a aproximadamente 2.6, 7, 10 y 14 ks. Pero es fácil ver a ojo que esta curva de luz tiene dos picos dominantes, los que se encuentran entre 7 y 14 ks. Por lo tanto, hemos repetido el cálculo del periodograma removiendo los picos secundarios de la curva de luz y obtenemos el periodo de 8.32 ks, por eso listamos dos periodos en los Cuadros 4.1 y 4.2.

Hemos calculado numéricamente que periodos más grandes que 5.4 ks demostrarían que la variabilidad de rayos X duros puede ser atribuida completamente a un planeta tipo Júpiter. Si el periodo es entre $2.7 < P/\text{ks} < 5.4$ es indistinguible entre el planeta o la una compañera enana café tipo T. Por debajo de 2.7 ks, podría deberse a cualquiera de las tres opciones.

CUADRO 4.2: Separación y lóbulo de Roche de los candidatos obtenidos del Cuadro 4.1 calculada para las distintas posibilidades de compañera oculta.

WD	P (ks)	T/P^*	M9 V (0.08 R_{\odot})			Enana Café (0.1 R_{\odot})			Júpiter (0.1 R_{\odot})		
			a_1 (R_{\odot})	r_{L1} (R_{\odot})	r_{L1}/R_{M9V}	a_2 (R_{\odot})	r_{L2} (R_{\odot})	r_{L2}/R_{EC}	a_3 (R_{\odot})	r_{L3} (R_{\odot})	r_{L3}/R_J
0005+511	14.58	1.66	1.08	0.25	3.125	1.10	0.19	1.9	1.08	0.06	0.6
0046-297	10.71	1.21	0.92	0.20		2.5 0.90	0.15	1.5	0.88	0.05	0.5
0121-756	3.60	2.60	0.44	0.09	1.125	0.43	0.07	0.7	0.43	0.02	0.2
	8.32	1.25	0.78	0.17	2.125	0.75	0.13	1.3	0.75	0.04	0.4
0757-606.1	2.22	6.95	0.32	0.07	0.875	0.32	0.06	0.6	0.31	0.02	0.2
	10.59	1.58	0.91	0.20	2.5	0.89	0.16	1.6	0.88	0.05	0.5
	3.00	5.47	0.39	0.086	1.075	0.38	0.07	0.7	0.37	0.02	0.2
0839-428	4.32	6.68	0.50	0.11	1.375	0.49	0.08	0.8	0.48	0.03	0.3
0956+022	14.00	1.22	1.10	0.24	3.0	1.07	0.19	1.9	1.06	0.06	0.6
1159-034	5.29	1.32	0.57	0.13	1.625	0.56	0.09	0.9	0.55	0.03	0.3
1454+591	5.26	3.20	0.57	0.13	1.625	0.55	0.09	0.9	0.55	0.03	0.3
2326+049	15.83	1.10	1.19	0.26	3.25	1.16	0.21	2.1	1.15	0.06	0.6

* T es el tiempo total de observación y P es el periodo calculado.

Capítulo 5

Discusión

Muchas de las observaciones de rayos X disponibles en el archivo de *XMM-Newton* fueron planeadas para detectar la emisión de rayos X, esto es, para caracterizar las propiedades espectrales de las EBs (temperatura del plasma, flujo y luminosidad). Por lo tanto detectar la variabilidad no era un factor prioritario. Como consecuencia, de las 116 EB disponibles en el archivo de *XMM-Newton* y estudiadas en esta tesis solo hemos podido obtener curvas de luz con suficiente calidad para poder calcular sus periodos de variabilidad para un número muy reducido de fuentes, estas son diez. Existen algunos casos en que para cierta EB existen varias observaciones que al combinarlas producen un buen espectro de rayos X y pudimos hacer un muy buen análisis espectral. Sin embargo, las curvas de luz de cada observación por separado no resultaron ser buenas.

Para corroborar que nuestra reducción de datos y nuestras herramientas de análisis de curvas de luz darán buenos resultados hemos utilizado como referencia los datos de la EB KPD 0005+5106 (WD 0005+511). El análisis del periodograma de esta EB resultó en un periodo 4.05 ± 0.5 horas que es consistente con el periodo de 4.7 ± 0.3 horas estimado por Chu y col. (2020). Las diferencias entre nuestros periodos y el estimado por estos autores puede atribuirse a que Chu y col. combinan datos obtenidos con *XMM-Newton* y *Chandra* (ver Figura 5.1). Estos autores también extrajeron espectros tomando en cuenta tiempos en que la curva de luz es máxima y cuando la curva de luz está en su mínimo (ver Figura 5.2). Al parecer existen diferencias sutiles entre los espectros dentro de lo que permite la calidad de los espectros EPIC. Esta es una muy buena manera de corroborar las variaciones espectrales de los sistemas estudiados y será un trabajo a futuro que perseguiremos como resultado de esta tesis.

En el capítulo anterior demostramos que para las 8 EB con clara variabilidad en su curva de luz de rayos X duros, es posible asociarlas con una compañera subestelar, en particular un planeta tipo Júpiter. Asumiendo que las EB tienen un valor de masa típico de $0.6 M_{\odot}$, demostramos que el lóbulo de Roche (r_L) siempre es menor que el radio de un planeta tipo Júpiter ($r_L < 0.1 R_{\odot}$). Sin embargo para el caso de WD 0757–606.1 hay tres observaciones con curvas de luz de buena calidad pero que nuestro análisis resultó en tres periodos diferentes de 2.2, 3.0 y 10.6 ks. Aunque el periodo más largo es consistente con la presencia de una compañera tipo Júpiter, tomando en cuenta los otros dos periodos es imposible hacer una distinción entre cualquiera de las tres posibilidades evaluadas en esta tesis. Así que esta EB la hemos eliminado de nuestros candidatos finales.

Por otro lado queremos mencionar el caso de WD 0121–756. La curva de luz de este objeto muestra un par de picos principales y otros dos secundarios. Por ello hemos ajustado dos periodos que resultaron en 8.3 y 3.6 ks. El primero consistente con la presencia de un planeta tipo Júpiter, pero el segundo periodo no es conclusivo. Sin embargo es muy posible que el periodo más corto pueda ser asociado a pulsaciones

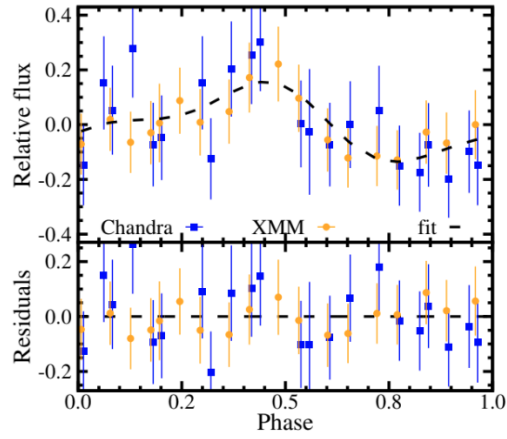


FIGURA 5.1: Curvas de luz con fase doblada obtenida de los telescopios de rayos X *XMM-Newton* (datos de EPIC pn) en puntos naranja y *Chandra* (ACIS-S) en cuadrados azules. Imagen tomada de Chu y col. (2020).

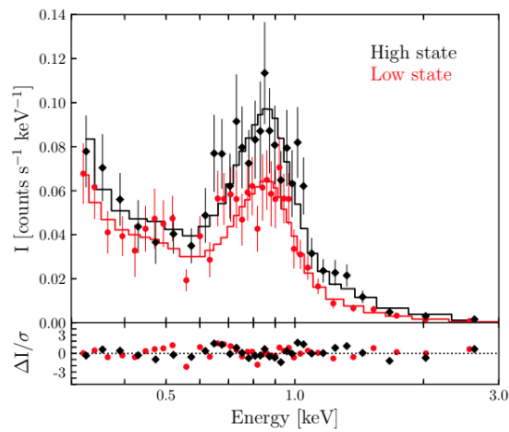


FIGURA 5.2: Espectro con fondo sustraído de KPD 0005+5106 realizado en los estados altos (negro) y estados bajos (rojo) de detección. Imagen tomada de Chu y col. (2020).

en la superficie de la EB. Por ejemplo, recientemente Parsons y col. (2020) reportaron pulsaciones de ~ 1.5 ks. Por lo tanto también hemos rechazado aquellas EB con periodos demasiado cortos $P < 5.4$ ks.

Finalmente podemos sugerir que de las 116 EB estudiadas aquí, muy probablemente 4 de ellas exhiben variabilidad en los rayos X duros debido a la presencia de una compañera tipo Júpiter. Estas son WD 0046–297, WD 0121–756, WD 0956+022 y WD 2326+049; se realizó una comparación del tiempo de observación de cada Obs.ID. correspondiente a cada EB contra el periodo calculado para tener un parámetro de cuan significativo era el estimado. Obtuvimos que en cada caso, el tiempo de exposición es más de una vez el periodo calculado. Para corroborar que estas cuatro EB no tienen compañeras estelares, hemos analizado sus distribuciones espectrales de energía (SED - por sus siglas en inglés) en el cercano infrarrojo. Las mediciones fotométricas así como sus errores se obtuvieron del NASA/IPAC Infrared Science Archive¹ y las presentamos en la Figura 5.3.

Como se puede observar en la Figura 5.3, WD 0046–297 y WD 2326+049 muestran un exceso en el infrarrojo, lo cual indica la presencia de una compañera tipo tardía (ver Capítulo 1). En el caso de WD 0121–756 y WD 0956+022 no se muestra ningún exceso, lo reafirma nuestra conclusión de que estos dos candidatos están acompañados por un planeta tipo Júpiter responsable de producir emisión dura en rayos X.

El proceso que sufre una estrella para convertirse en una EB (grandes eyecciones de masa y altas tasas de fotones UV durante largos periodos) parecen sugerir que un planeta no sería capaz de sobrevivir en los alrededores de la estrella. Sin embargo, se han realizado estudios donde se sugiere que un planeta de tipo Júpiter o más masivo pueda sobrevivir a todo este proceso. Maldonado y col. (2020) realizaron simulaciones de un sistema planetario alrededor de una estrella con masa inicial de $3 M_{\odot}$ que se encuentra en proceso de volverse una EB y continúan la simulación durante 10 Gyr después de haber entrado en la fase EB. Estos autores buscaban el origen de la contaminación en las atmósferas de las EB por material procesado y, para ello, realizaron 3485 simulaciones de la estrella junto con dos planetas. En 2.3 % de los casos uno de los planetas se eyectaba del sistema debido a interacciones gravitacionales, mientras que en el resto de los casos ocurría un choque planeta-estrella o planeta-planeta. Es importante señalar que Maldonado y col. (2020) no toman en cuenta la destrucción de los planetas, solo la evolución dinámica del sistema. Sin embargo, recientemente Vanderburg y col. (2020) encontraron el primer planeta gigante orbitando una EB y calcularon que el planeta debe ser más masivo que Júpiter.

Los cálculos de Vanderburg y col. (2020) sugieren que si el planeta es suficientemente masivo, este generará fricción con las capas exteriores de la estrella pre-EB con lo cual ayudará a la eyección de las mismas y reducirá la separación entre la estrella y el planeta. Vanderburg y col. (2020) también tomaron en cuenta el tiempo que le tomaría a una EB fotoevaporar un planeta tipo Júpiter. Siguiendo los resultados de Bear y Soker (2011), estiman que una EB tardaría 10^8 años en destruir un planeta de este tipo, cantidad que coincide con lo calculado por Chu y col. (2020).

¹<https://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

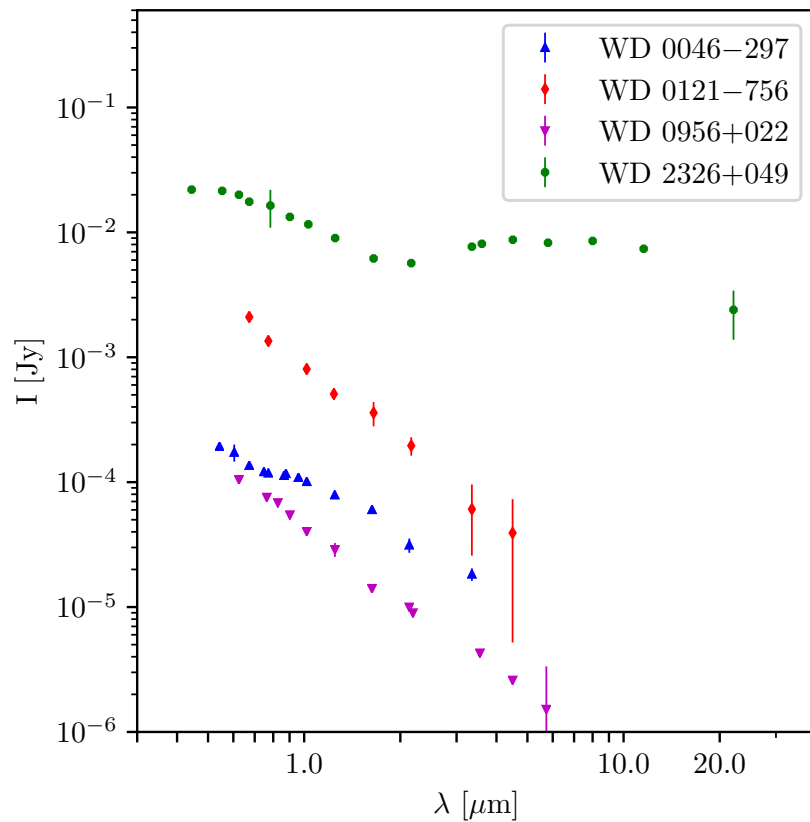


FIGURA 5.3: Distribución Espectral de Energía (SED) en el cercano IR de los 4 posibles candidatos a tener compañeras ocultas. Los datos fueron obtenidos del archivo científico en infrarrojo NASA/IPAC. Las barras de error son demasiado pequeñas en la mayoría de los casos.

Capítulo 6

Conclusiones y trabajo a futuro

En esta tesis hemos analizado las observaciones de Rayos X de 116 EB que corresponden a un total de 216 observaciones obtenidas con el satélite de rayos X *XMM-Newton*. Después de procesar las observaciones redujimos el número a 55 EB con espectros de buena calidad que nos permitieron estudiar sus propiedades espectroscópicas en el rango de 0.3 - 7.0 keV.

Se modelaron los espectros EPIC de estas 55 fuentes incluyendo la contribución de una o más componentes espectrales. Tomamos en cuenta componentes de cuerpos negros, plasmas ópticamente delgados y leyes de potencia. Usualmente el cuerpo negro se incluye como la contribución de la fotosfera a los rayos X de la EB y los otros dos componentes se asocian a procesos de interacción con compañeras. Para facilitar una clasificación asignamos las letras A, B y C a estas componentes, tal que un espectro que requiera de las tres componentes le asignamos la etiqueta ABC, mientras que un espectro que no requiera de la componente de cuerpo negro le asignamos BC. Se obtuvieron otras combinaciones tal como B-BC, AC, B y C. Las EB más numerosas son aquellas que tienen espectros ABC y BC con 20 % y 60 % del total, respectivamente.

Como el objetivo de esta tesis fue el de buscar variabilidad en los rayos X producida por compañeras subestelares nuestro primer objetivo fue extraer curvas de luz en los rayos X duros (0.6 - 3.0 keV) de aquellas EB que no se les conozca una compañera. De las 55 EB con observaciones EPIC de alta calidad, 44 pertenecen a este grupo. Después creamos periodogramas a partir de las curvas de luz utilizando rutinas en Python para estimar el periodo de la posible variabilidad. Sin embargo algunas curvas de luz y/o periodogramas no son confiables, así que decidimos proseguir nuestro análisis solo para 9 incluyendo KPD 0005+5106. Encontramos periodos de entre 2 y 15 ks.

Siguiendo las sugerencias del trabajo de Chu y col. (2020), hemos evaluado tres posibilidades de compañeras subestelares de estas EB: i) una estrella M9 V, ii) una enana café tipo T y iii) un planeta tipo Júpiter. A partir del periodo se estimó la separación para cada uno de los casos utilizando las leyes de Kepler. Esta se utilizó para calcular el lóbulo de Roche de los posibles sistemas binarios. Hemos encontrado que para los 8 casos, es posible que un planeta pueda llenar su lóbulo de Roche para transferir masa a la EB y producir la variabilidad en rayos X. De estos 8, los mejores candidatos son WD 0046–297, WD 0121–756, WD 0956+022 y WD 2326+049. Continuando con el trabajo, se revisó la fotometría del cercano infrarrojo de estos cuatro candidatos con datos de NASA/IPAC Infrared Science Archive¹. Inspeccionando los datos se puede apreciar que WD 0046–297 y WD 2326+049 muestran un exceso en el infrarrojo, esto según lo que proponen Chu y col. (2020), indica la presencia de una compañera de tipo tardío acompañando a la EB. La razón de buscarla en el cercano

¹<https://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

infrarrojo es que en estas longitudes de onda se notaría la distribución espectral de energía de la compañera oculta por encima de la EB. En el caso de WD 0121–756 y WD 0956+022 no se muestra un exceso en el infrarrojo, lo cual nos lleva a concluir que estas EB están acompañadas por un planeta.

Como resultado de esta tesis se pueden pensar diferentes trabajos a futuro. El primero consiste en realizar el mismo experimento pero con las observaciones disponibles del satélite de rayos X *Chandra*. También quedaría por demostrar, utilizando observaciones infrarrojas, que ninguno de nuestros candidatos tiene un exceso infrarrojo que podría ser asociado a una estrella compañera. Finalmente pediremos nuevas observaciones con el satélite *XMM-Newton* para obtener observaciones más profundas y corroborar nuestros resultados.

Apéndice A

Espectros EPIC

Como ya se mencionó en el Capítulo 2 (Sección 2.4) se extrajeron espectros individuales de cada cámara (MOS1, MOS2 y pn) de cada una de las observaciones listadas en el Cuadro 2.3. Pero para mejorar la calidad de cada espectro, se han combinado los espectros EPIC disponibles para cada una de las EB estudiadas en esta tesis. En este apéndice mostramos todos los espectros generados y analizados en el Capítulo 3. Todos los espectros se combinaron requiriendo un agrupado de 30 cuentas por bin de energía.

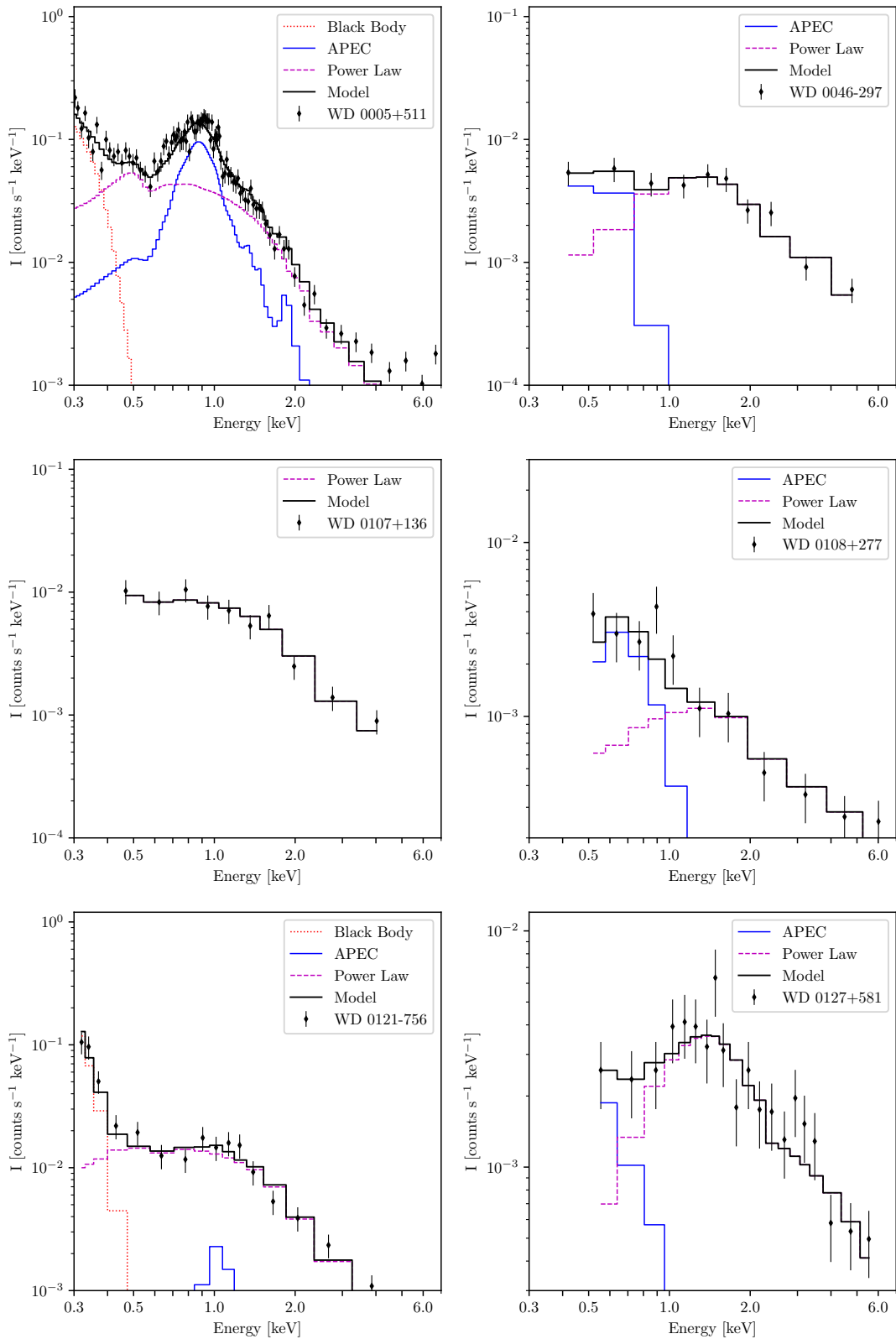


FIGURA A.1: Espectros EPIC de las EN analizadas en esta tesis. El espectro obtenido de combinar las diferentes cámaras se muestra en rombos negros (con sus respectivos errores). El modelo total se muestra en línea negra y las componentes en otras líneas de colores. El nombre de cada EN se muestra en el recuadro.

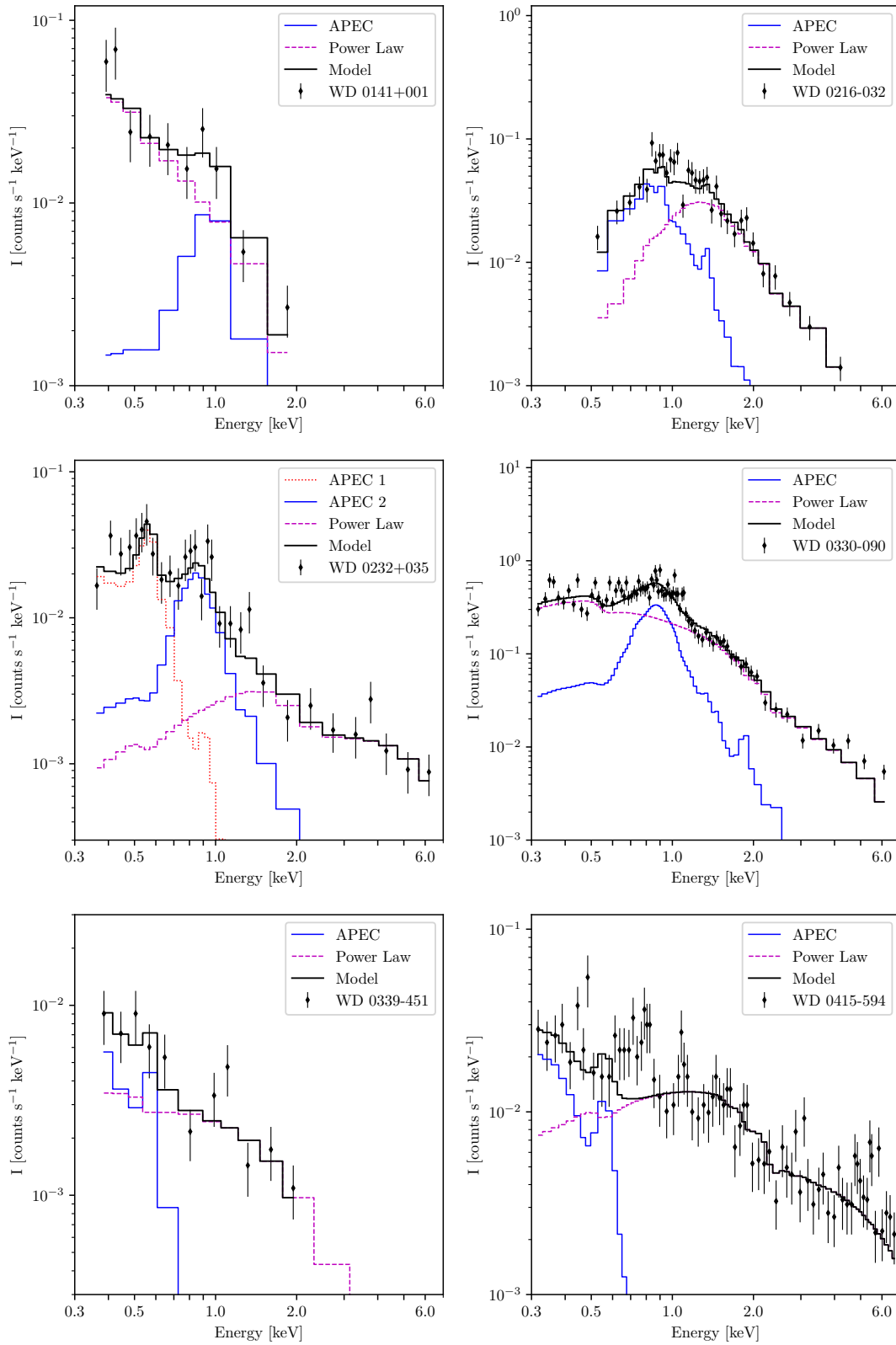


FIGURA A.2: Misma que la Figura A.1.

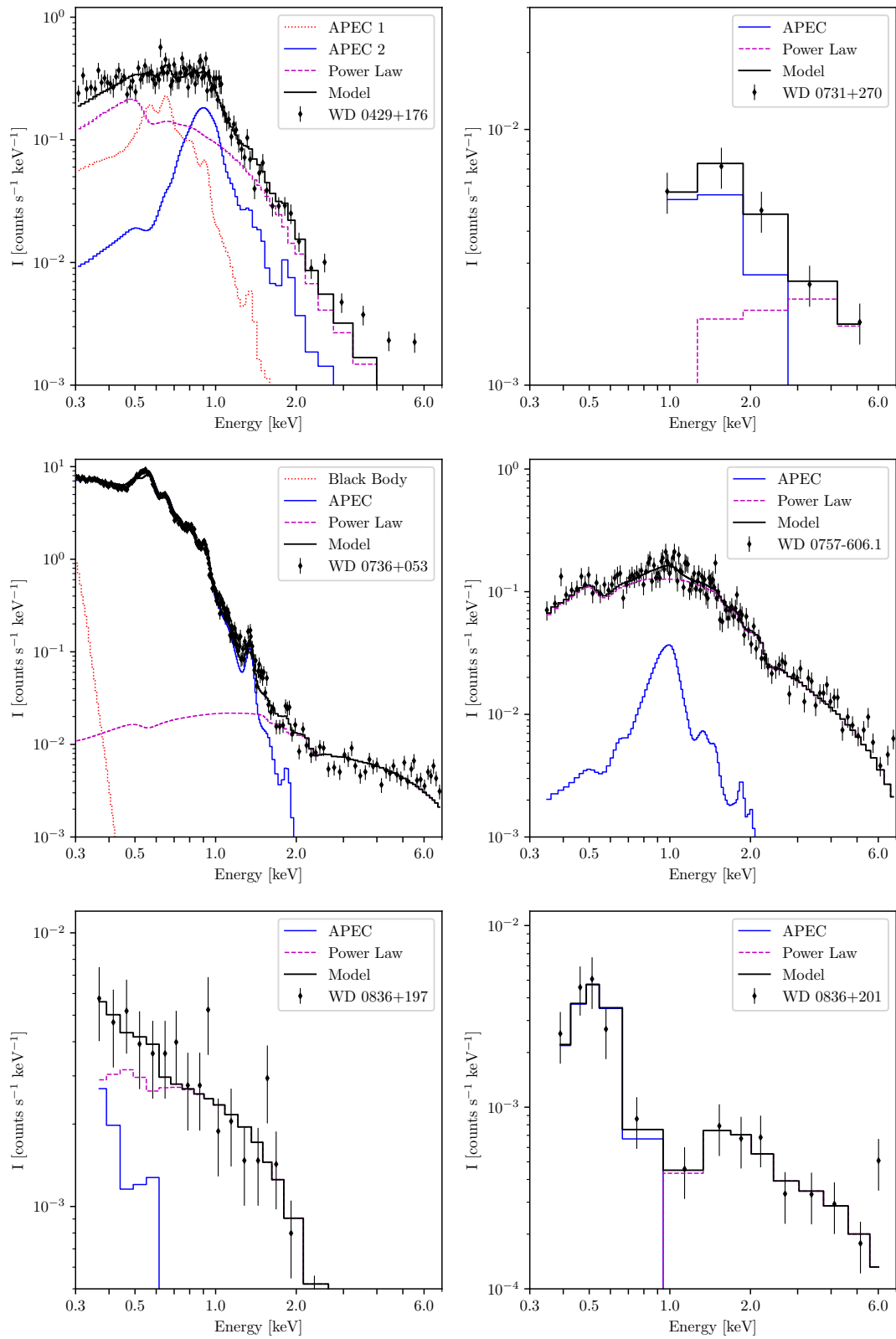


FIGURA A.3: Misma que la Figura A.1.

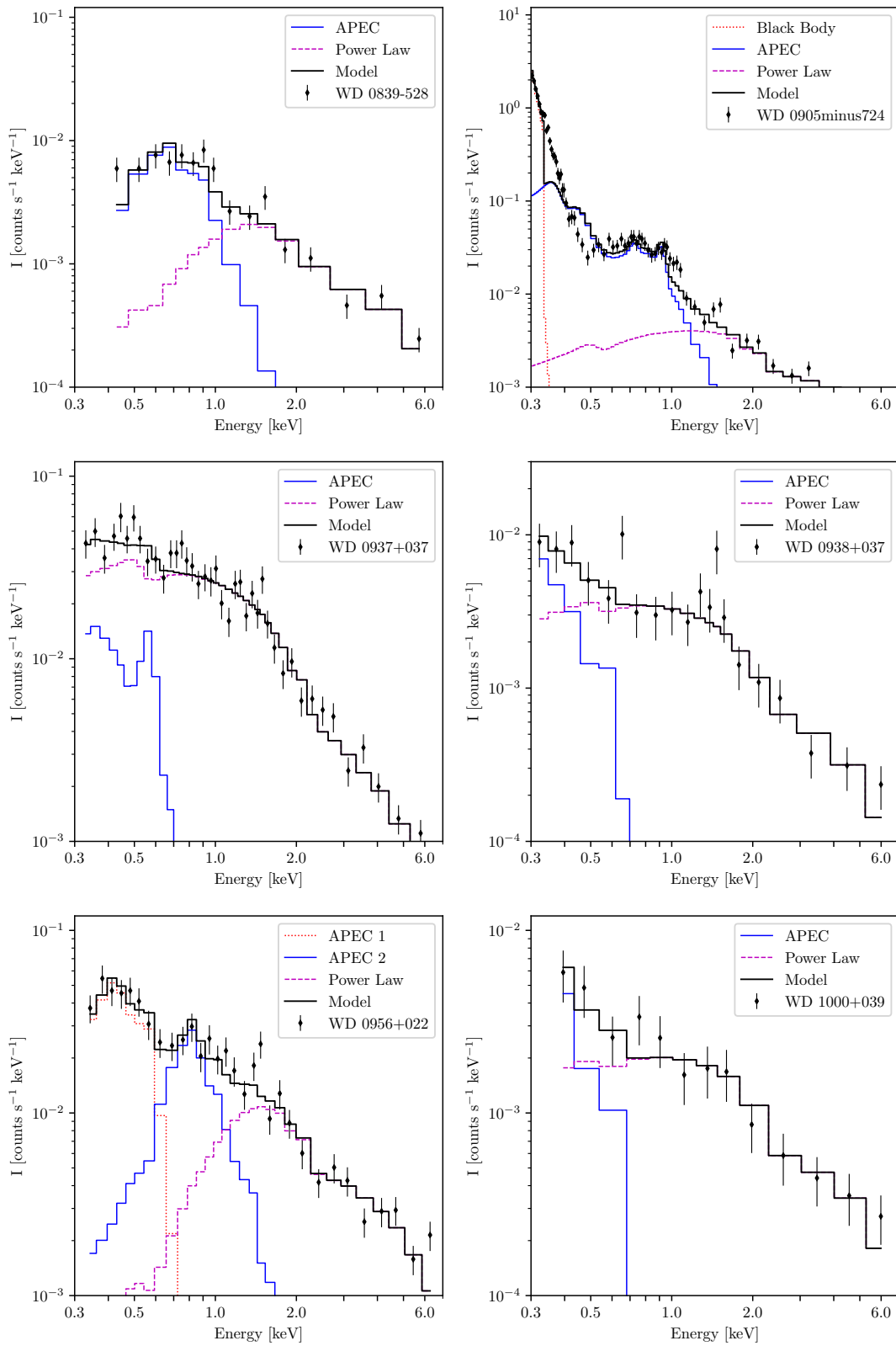


FIGURA A.4: Misma que la Figura A.1.

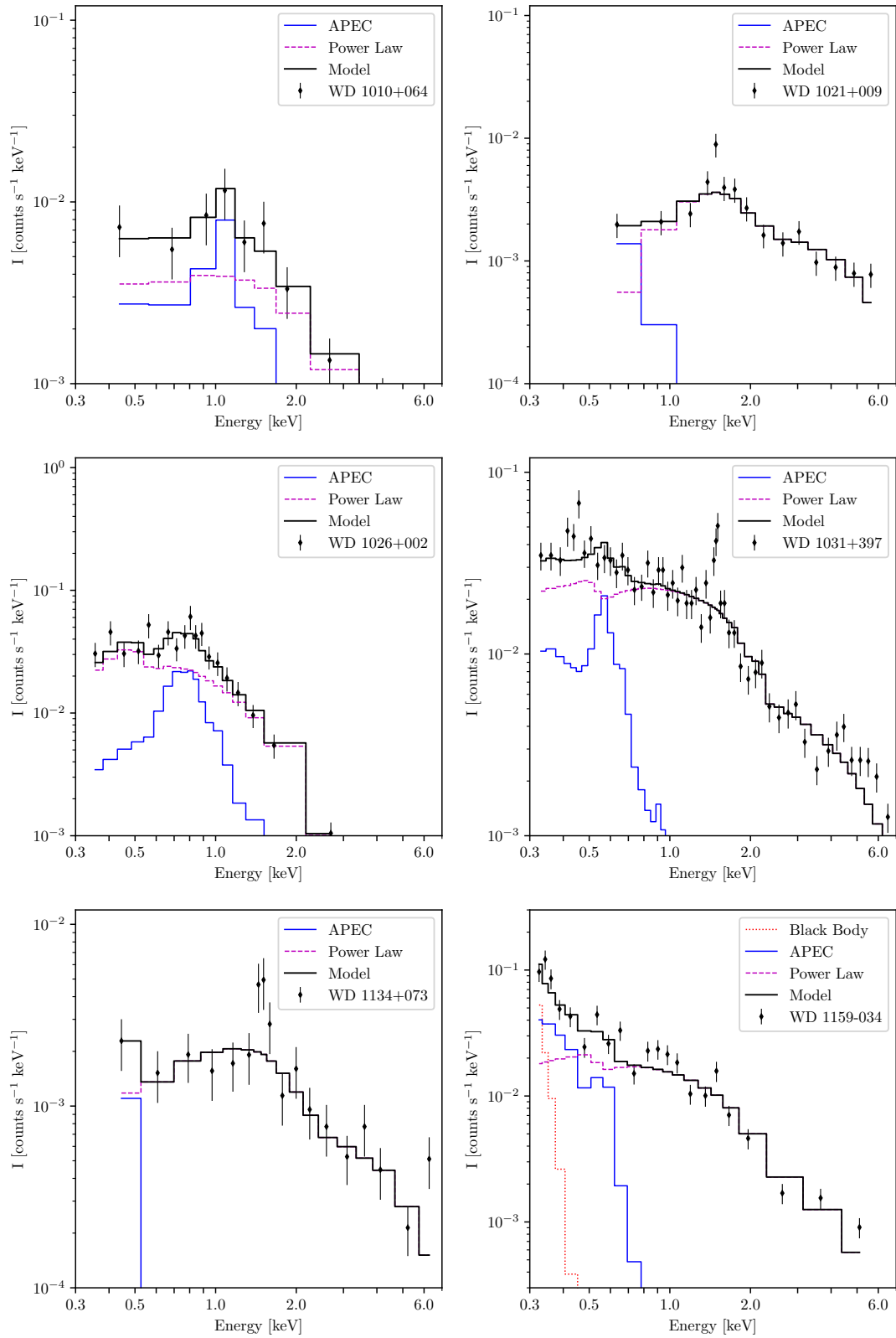


FIGURA A.5: Misma que la Figura A.1.

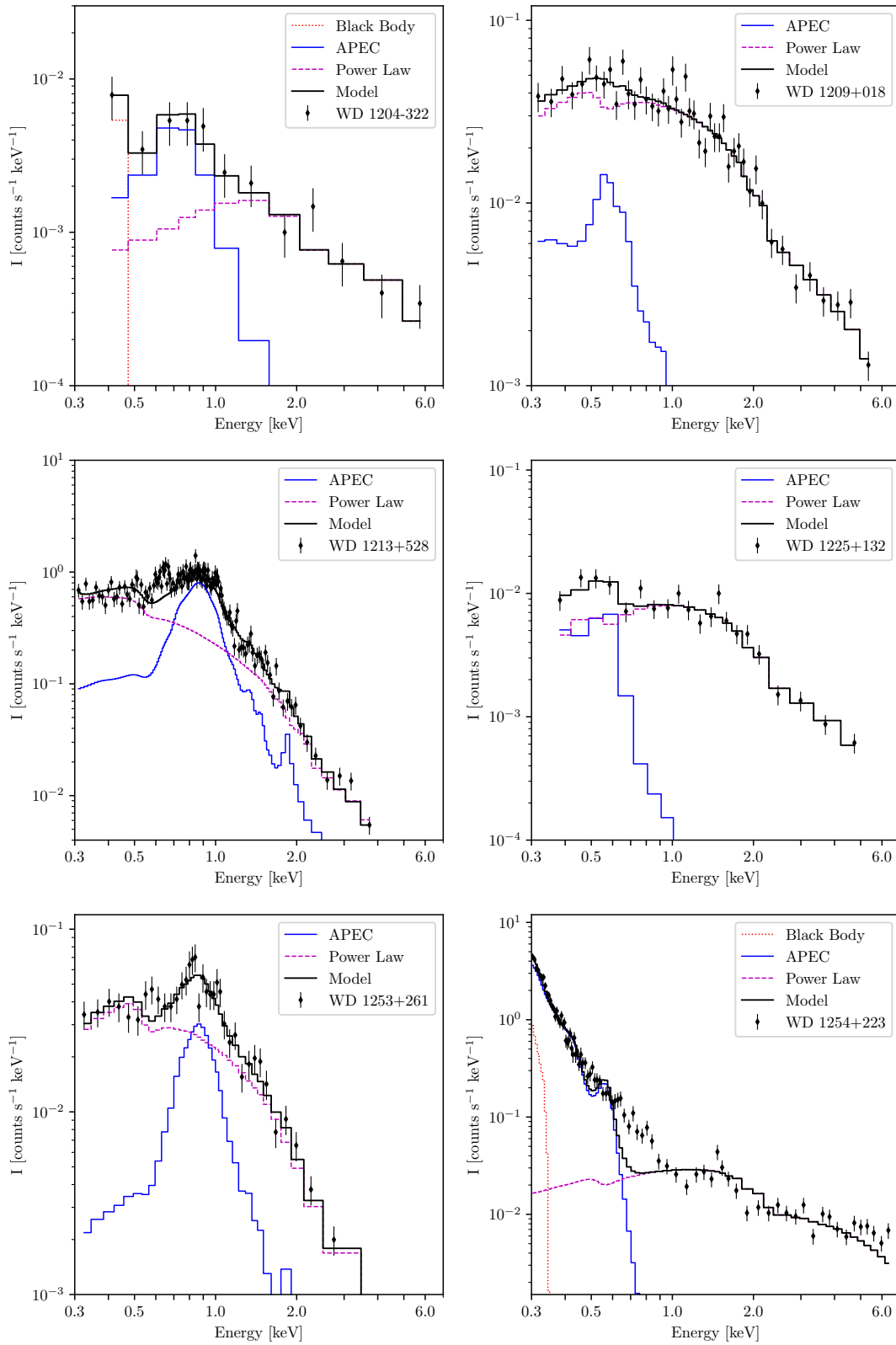


FIGURA A.6: Misma que la Figura A.1.

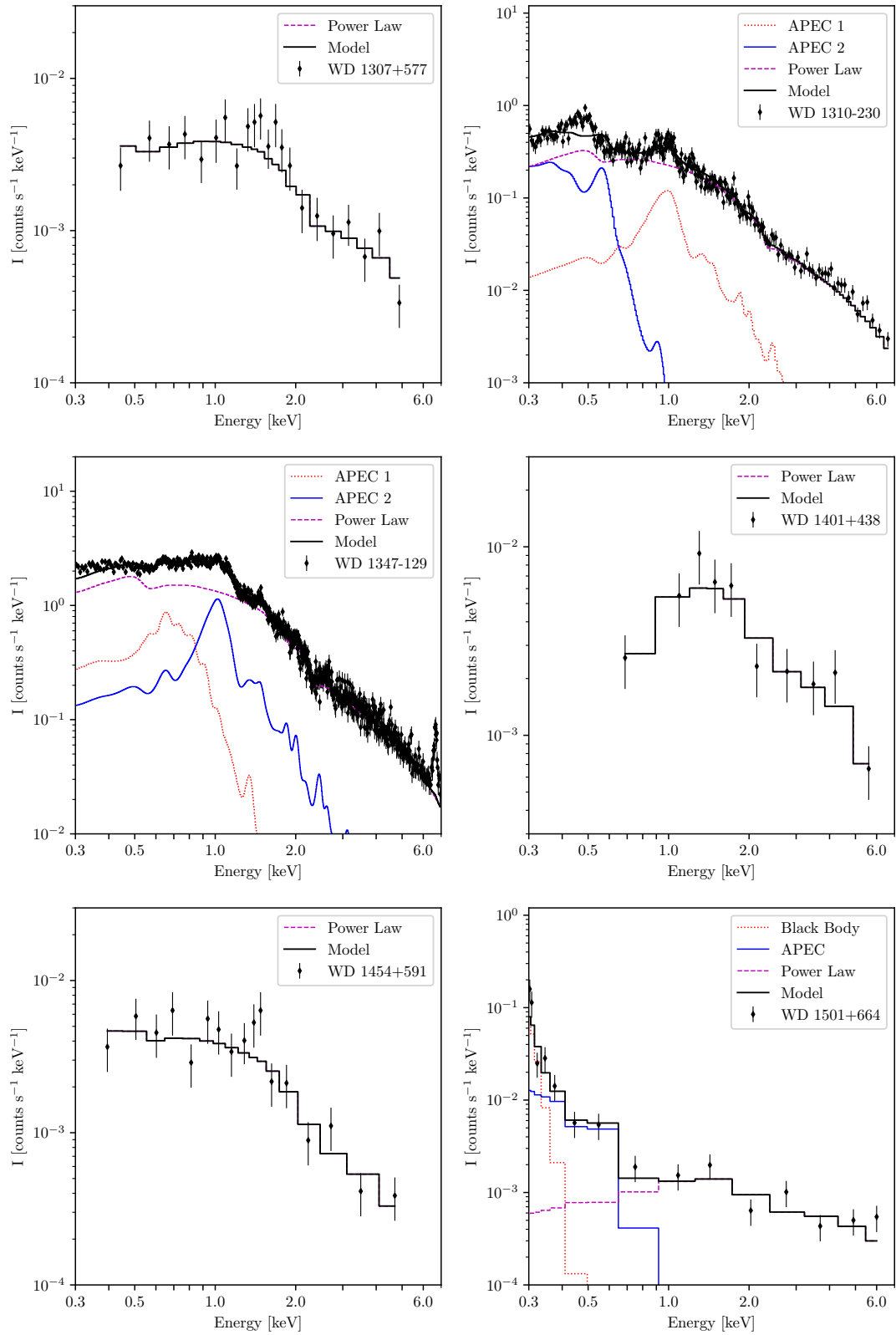


FIGURA A.7: Misma que la Figura A.1.

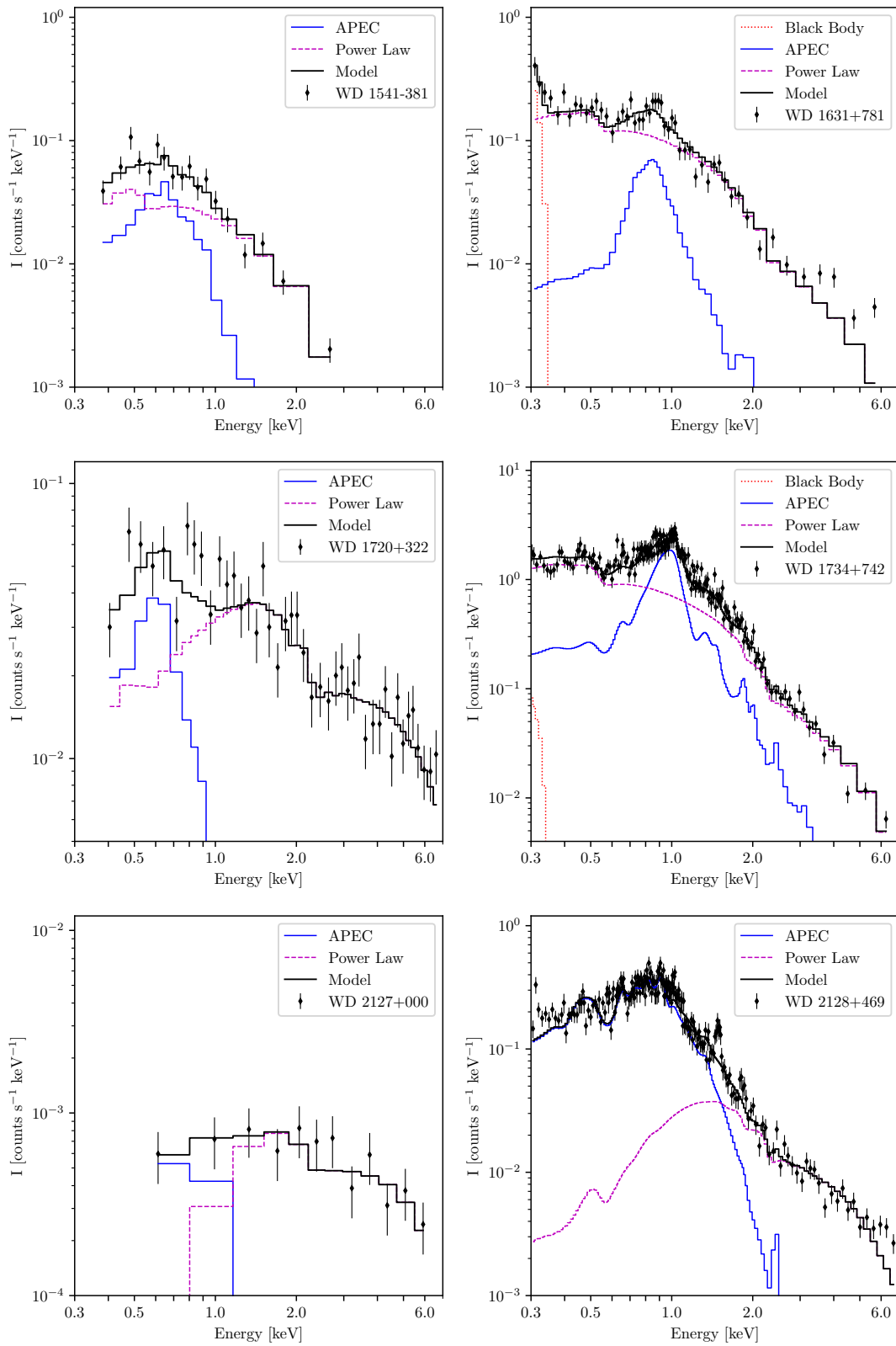


FIGURA A.8: Misma que la Figura A.1.

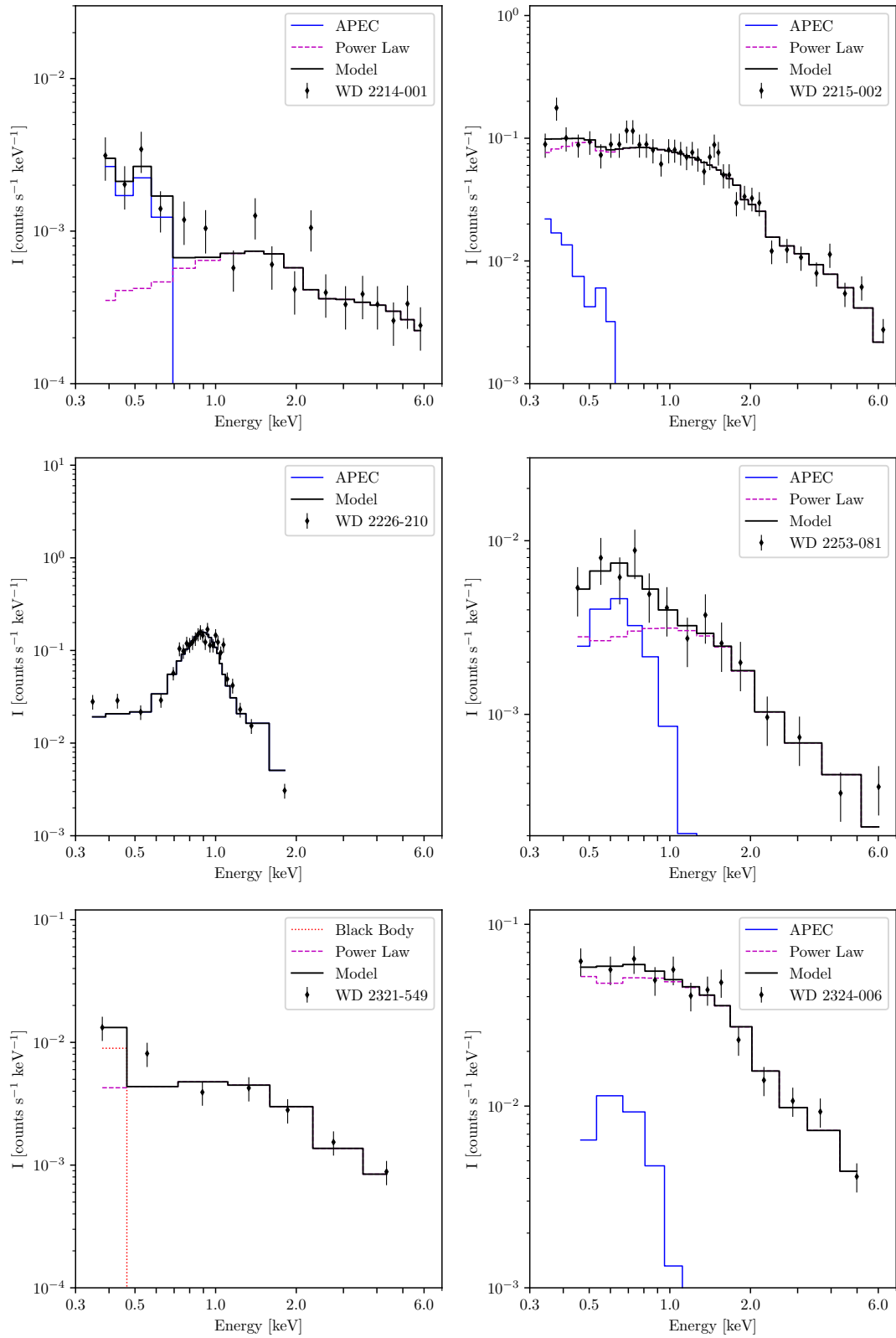


FIGURA A.9: Misma que la Figura A.1.

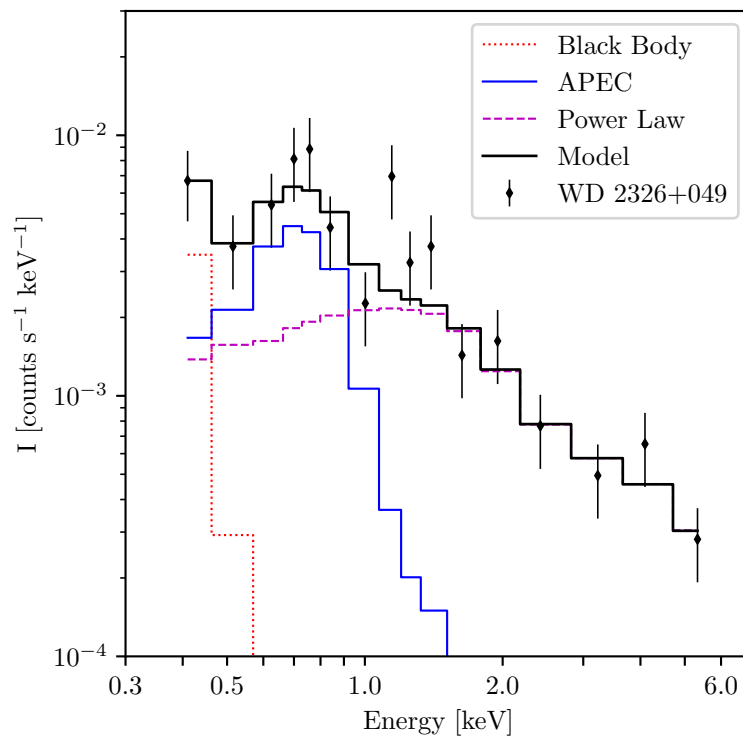


FIGURA A.10: Misma que la Figura A.1.

Apéndice B

Curvas de Luz

En este apéndice mostramos todas las curvas de luz obtenidas para todas las EB estudiadas en esta tesis. En particular, solo hemos analizado las curvas de luz obtenidas de las cámaras EPIC pn debido a que tiene un área efectiva mucho mayor que el caso de las MOS. Todas las curvas de luz se han generado con agrupado de 1 ks.

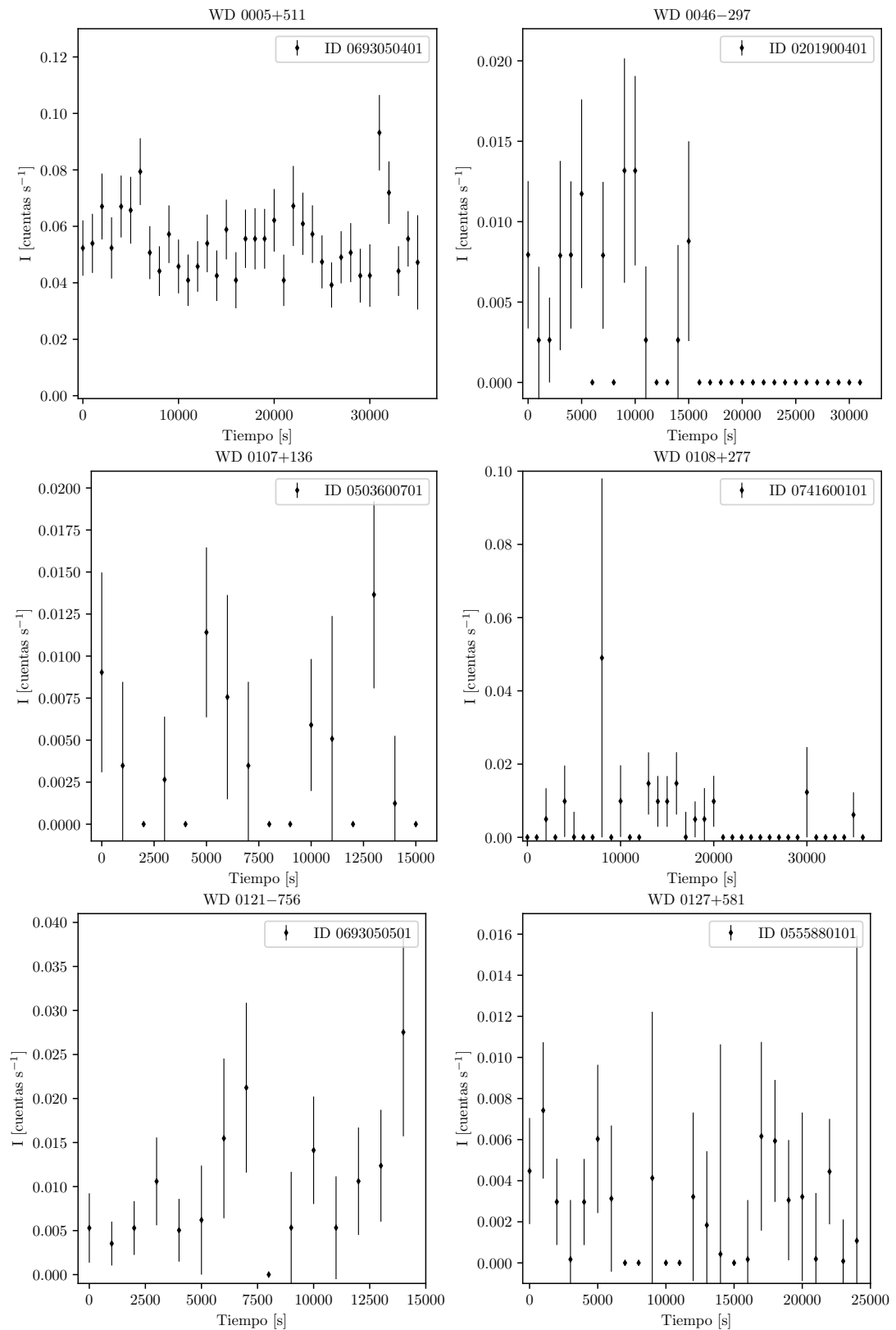


FIGURA B.1: Curvas de luz de las estrellas analizadas en esta tesis obtenidas de la cámara EPIC pn. Cada imagen fue obtenida por cada observación disponible de las estrellas.

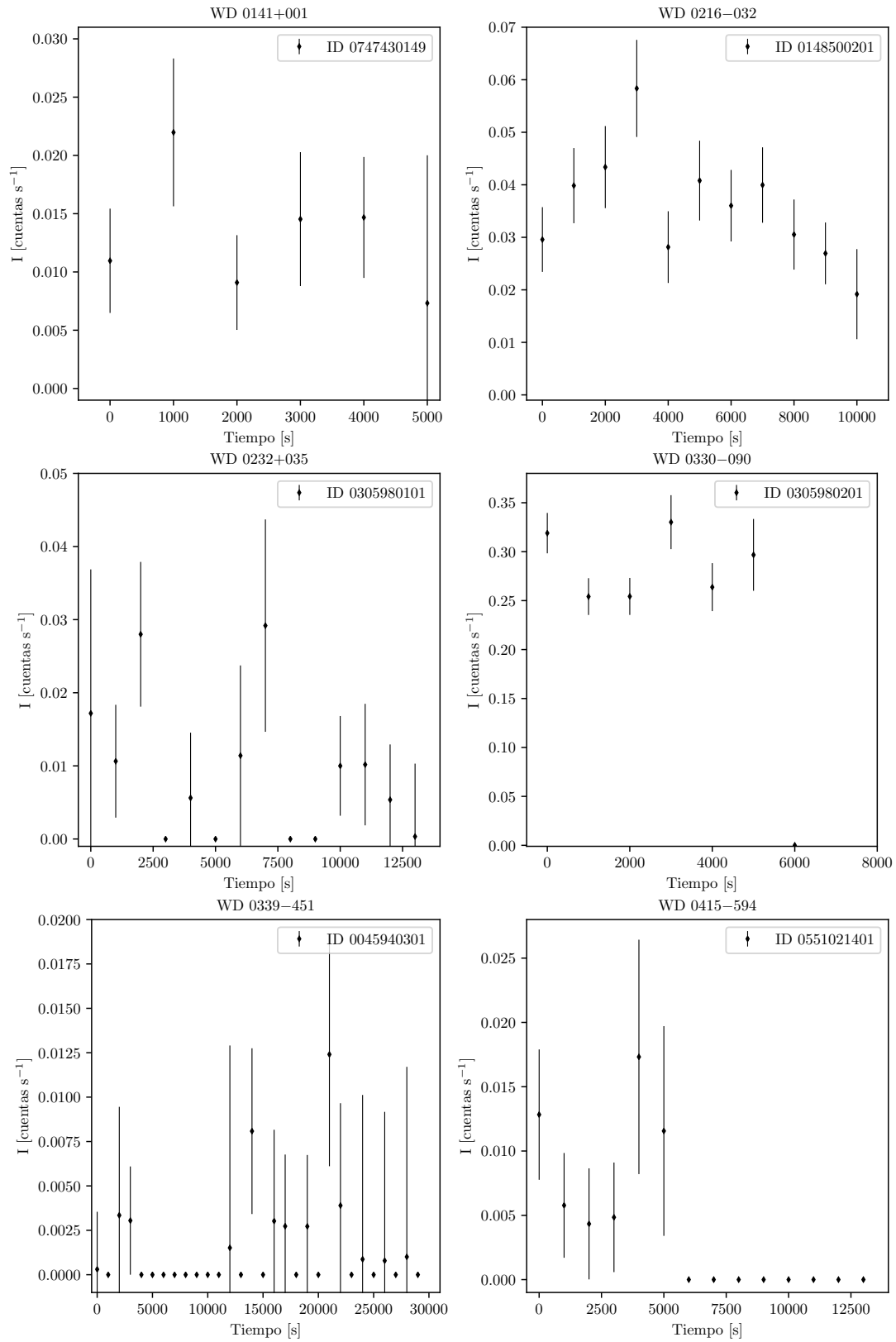


FIGURA B.2: Misma que la Figura B.1.

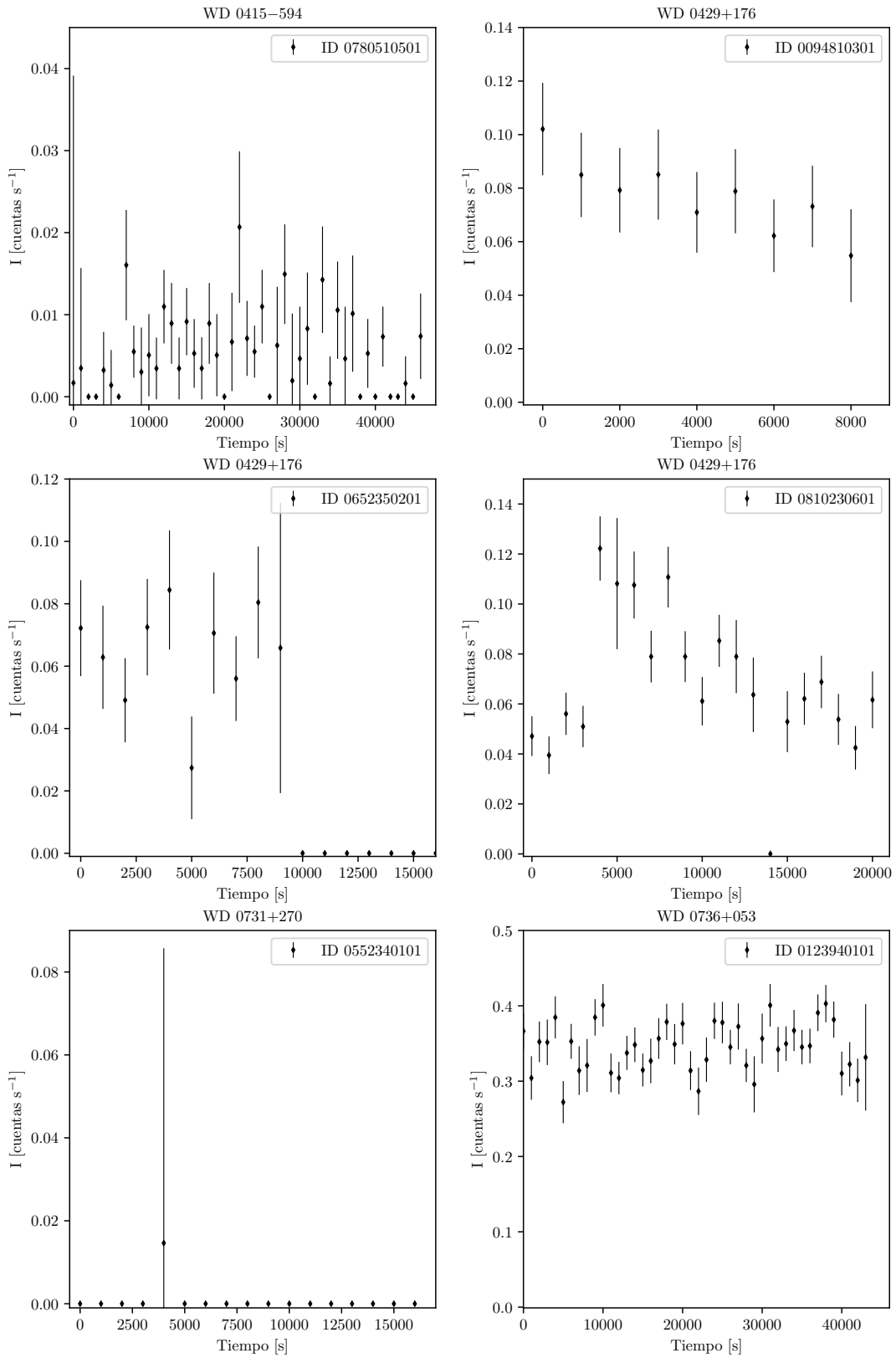


FIGURA B.3: Misma que la Figura B.1.

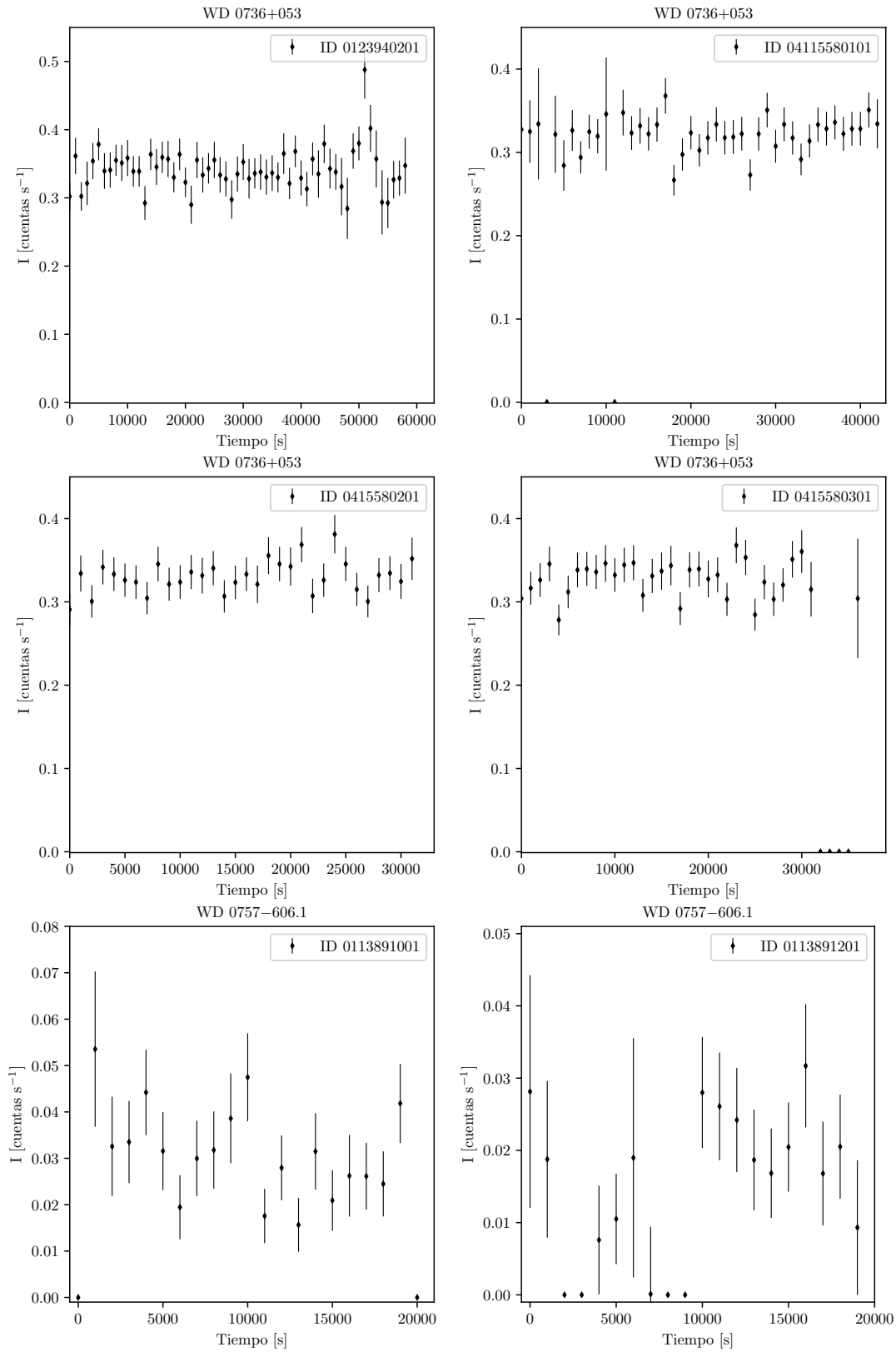


FIGURA B.4: Misma que la Figura B.1.

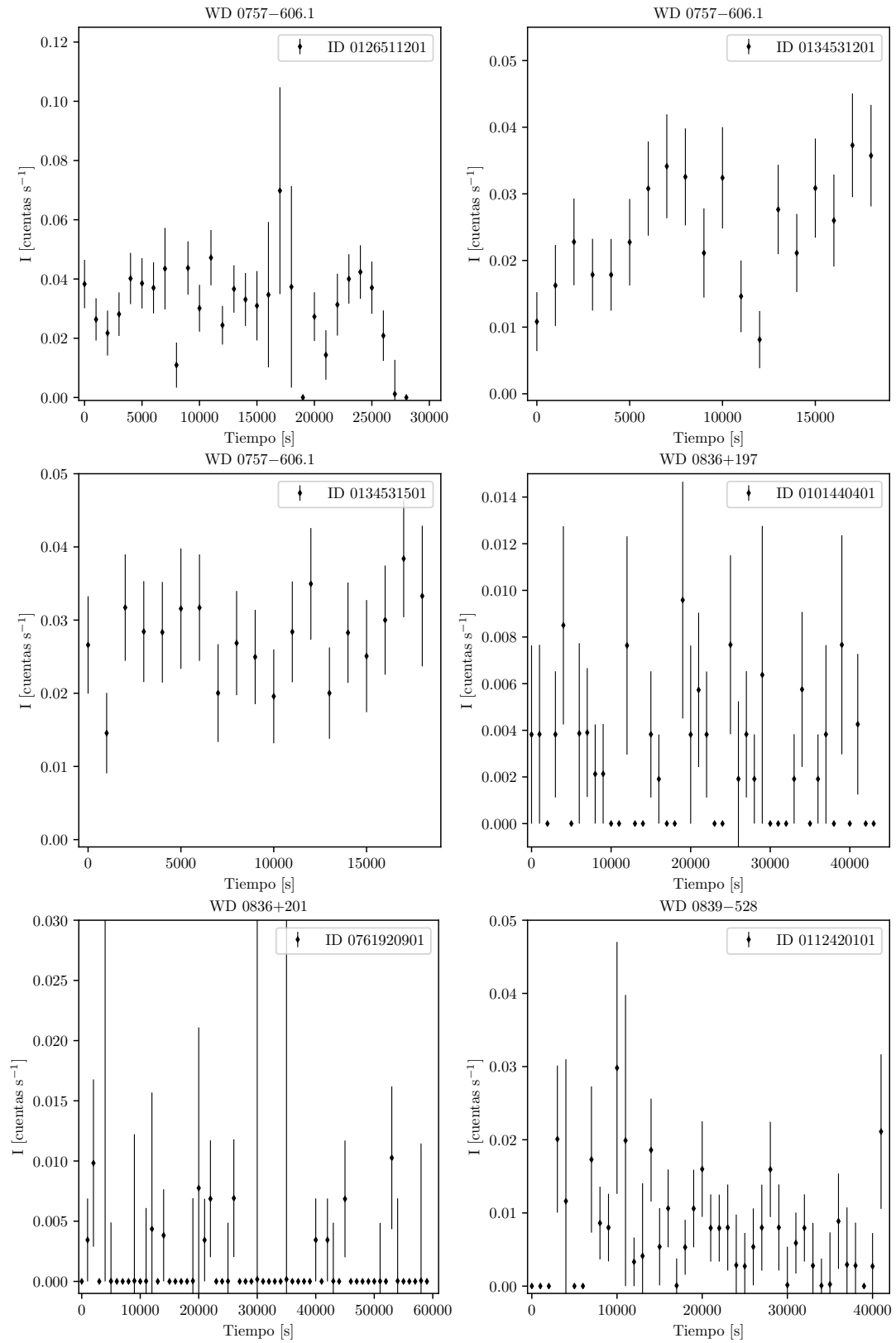


FIGURA B.5: Misma que la Figura B.1.

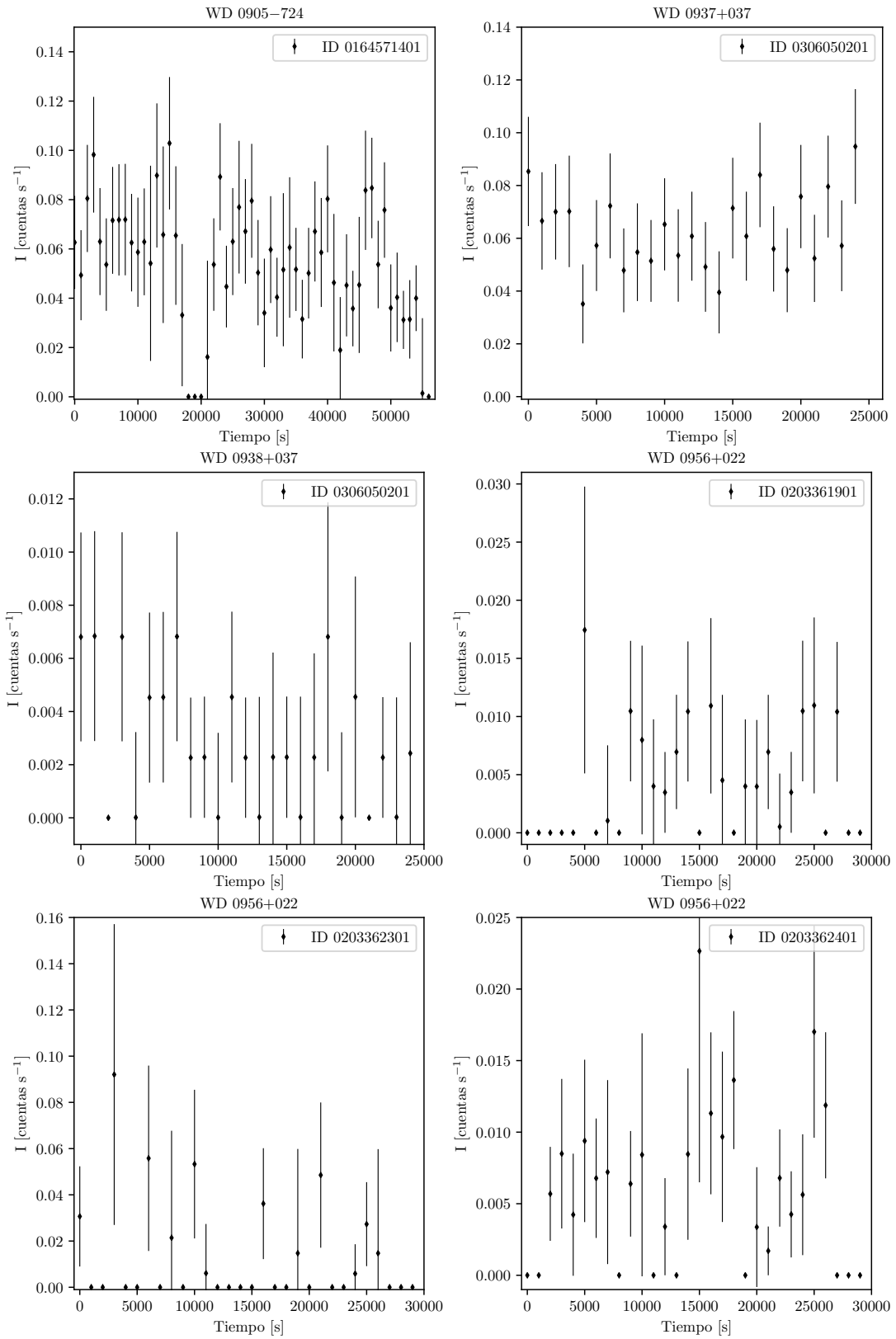


FIGURA B.6: Misma que la Figura B.1.

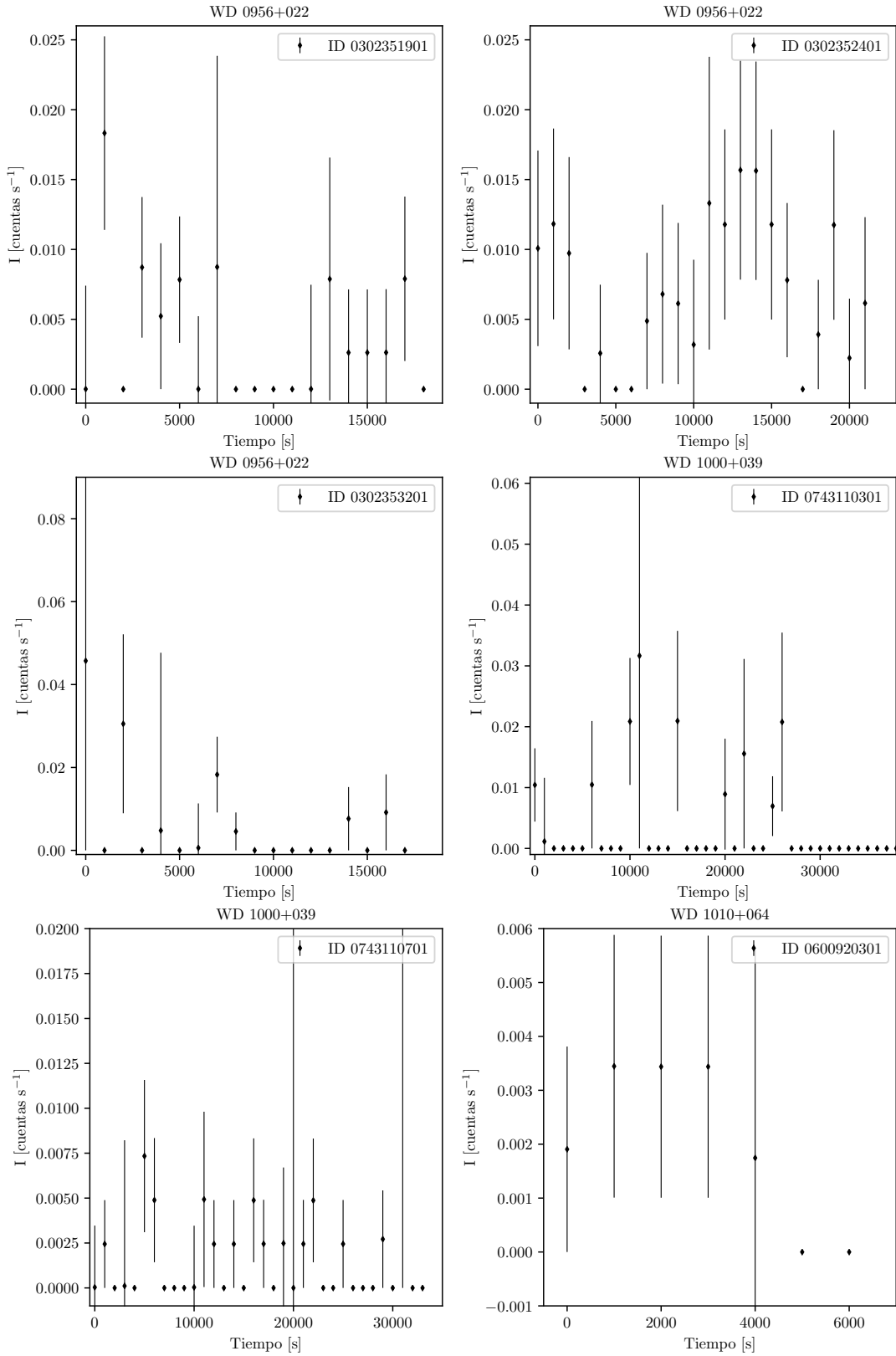


FIGURA B.7: Misma que la Figura B.1.

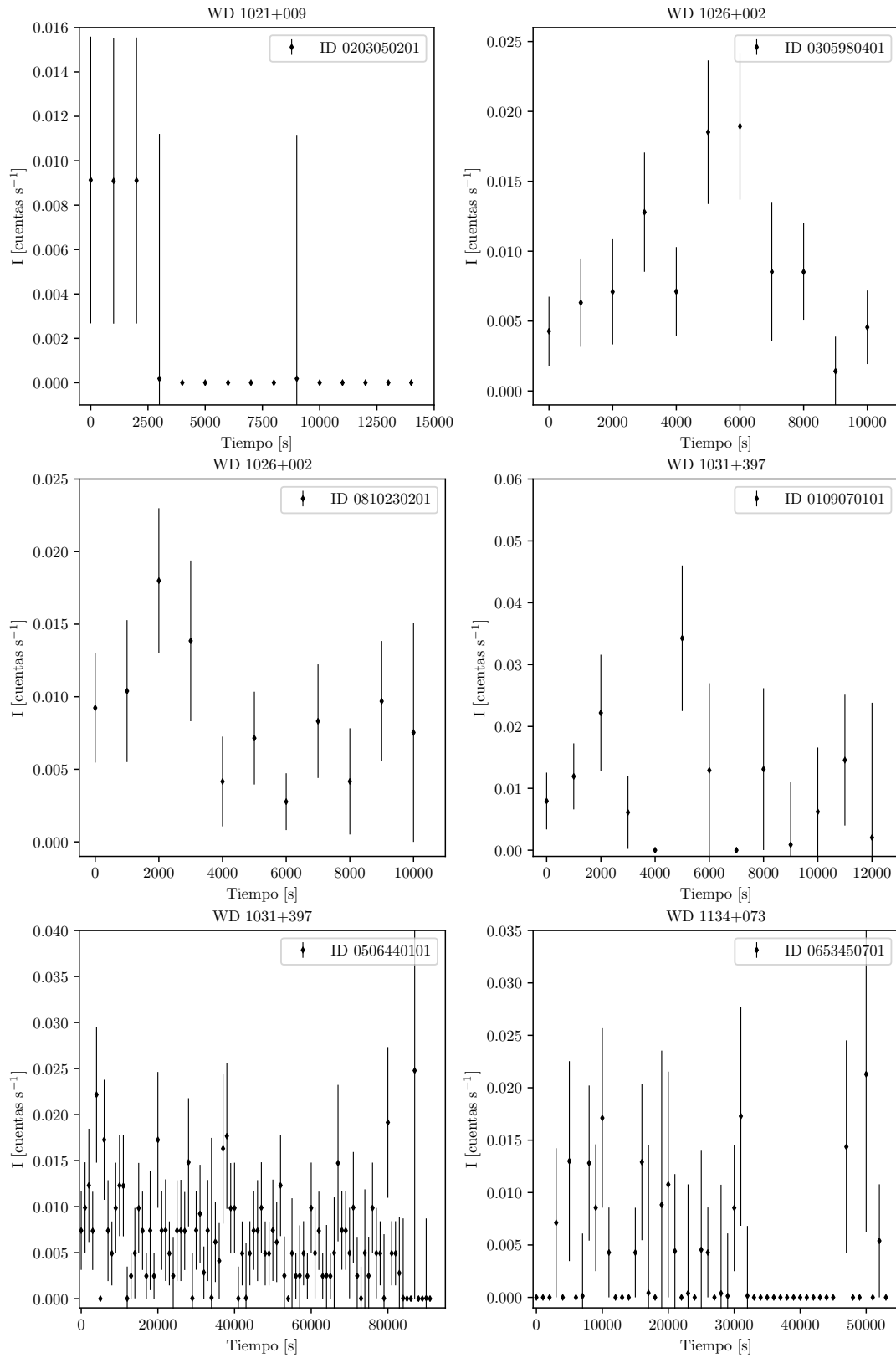


FIGURA B.8: Misma que la Figura B.1.

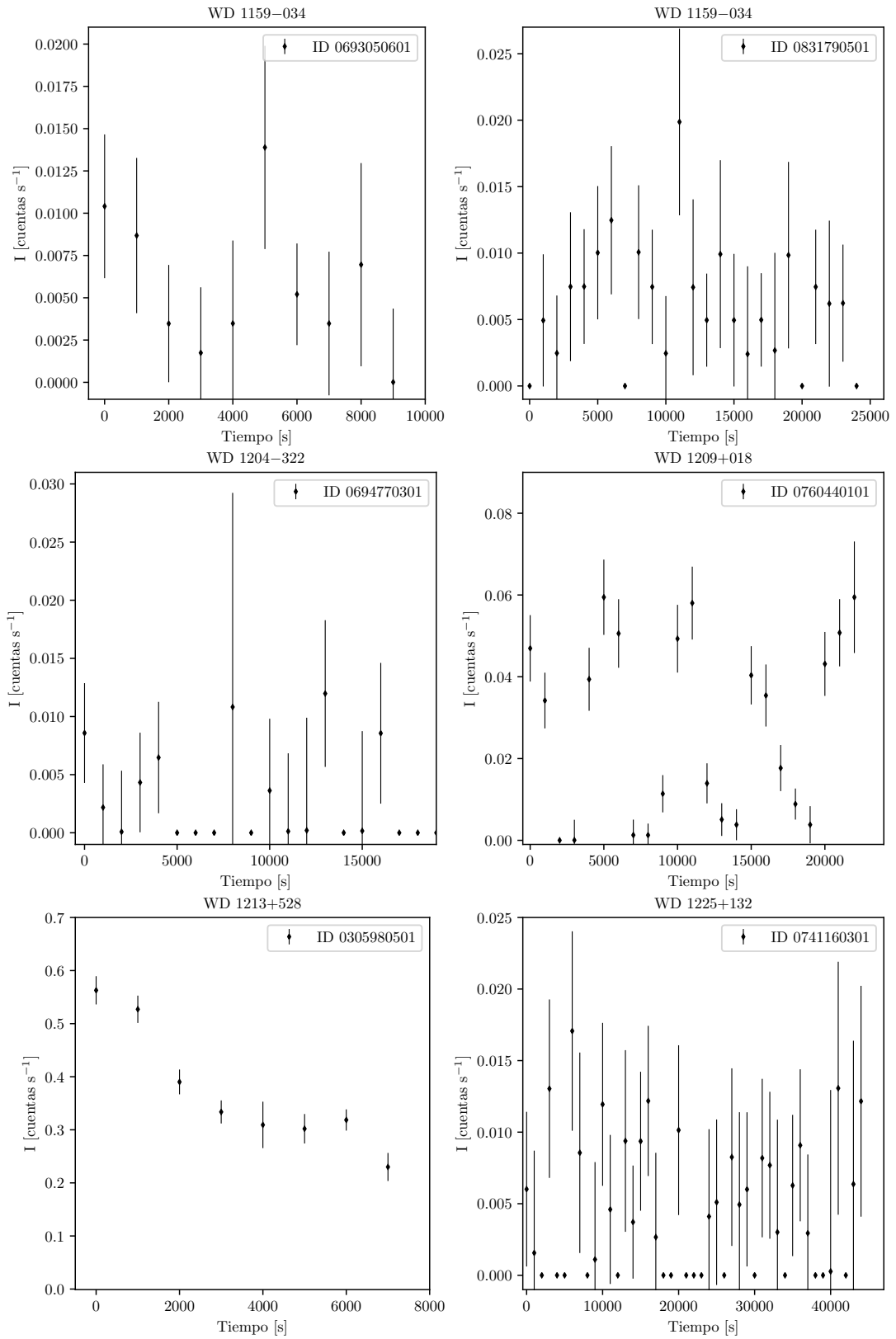


FIGURA B.9: Misma que la Figura B.1.

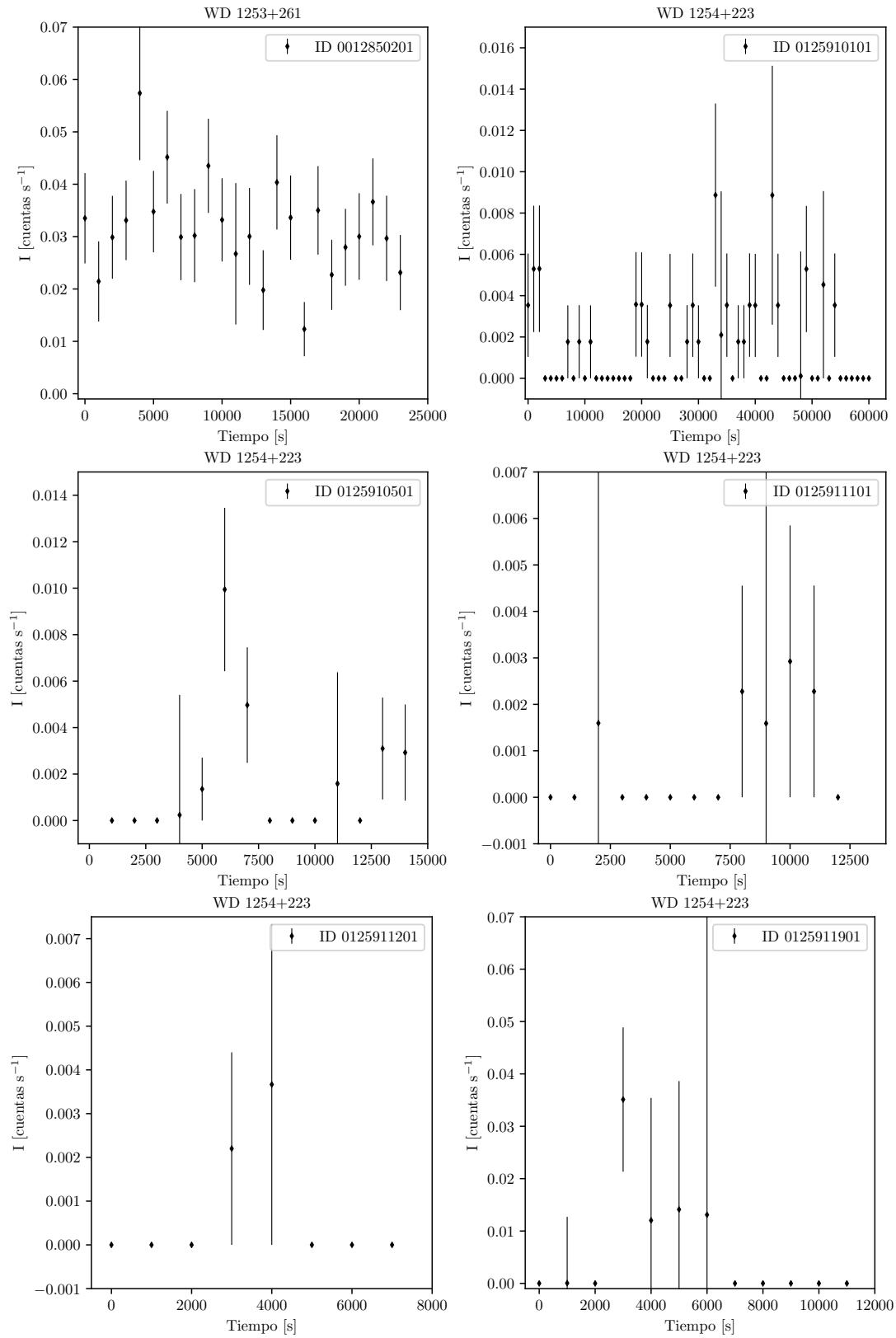


FIGURA B.10: Misma que la Figura B.1.

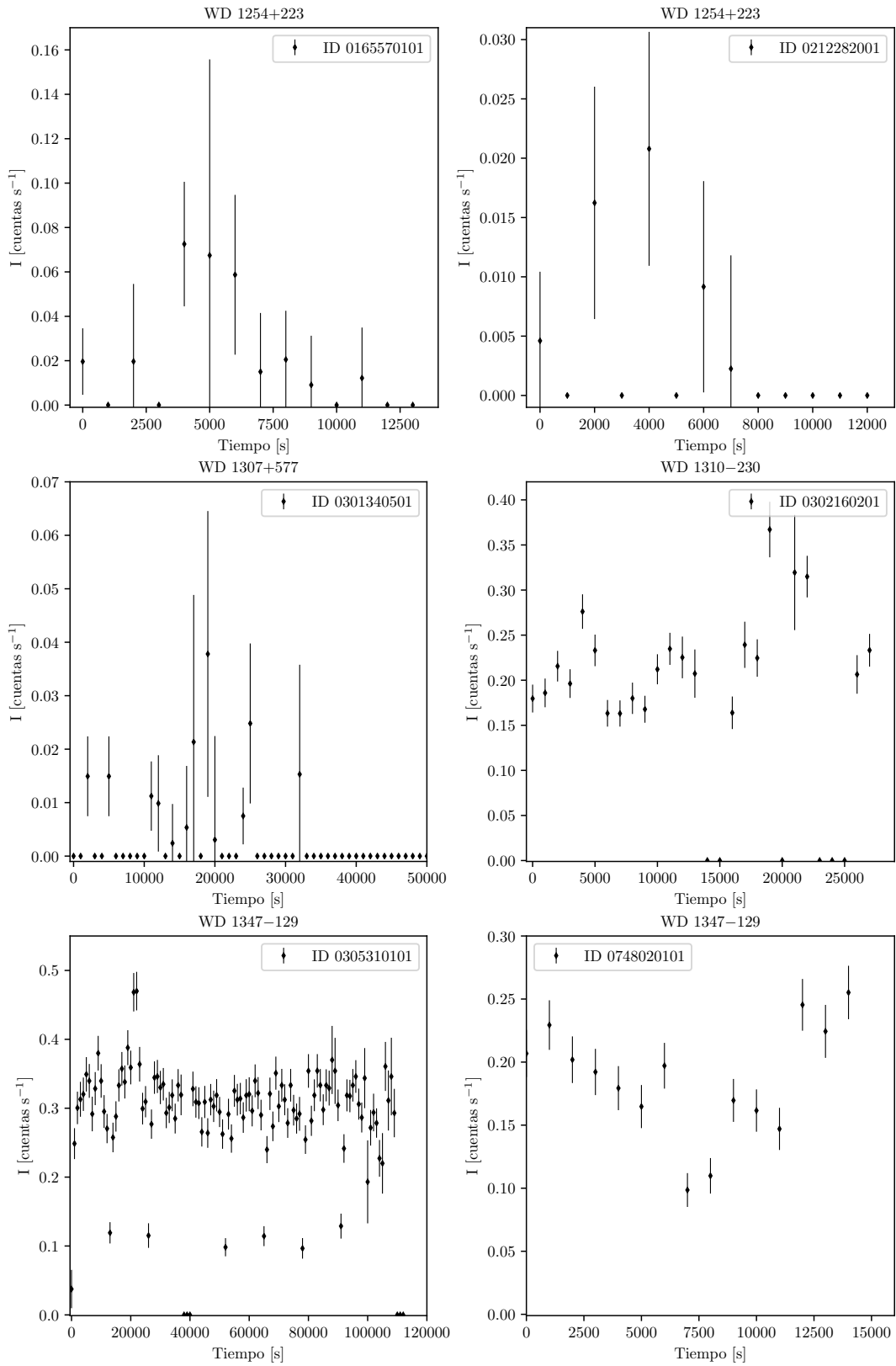


FIGURA B.11: Misma que la Figura B.1.

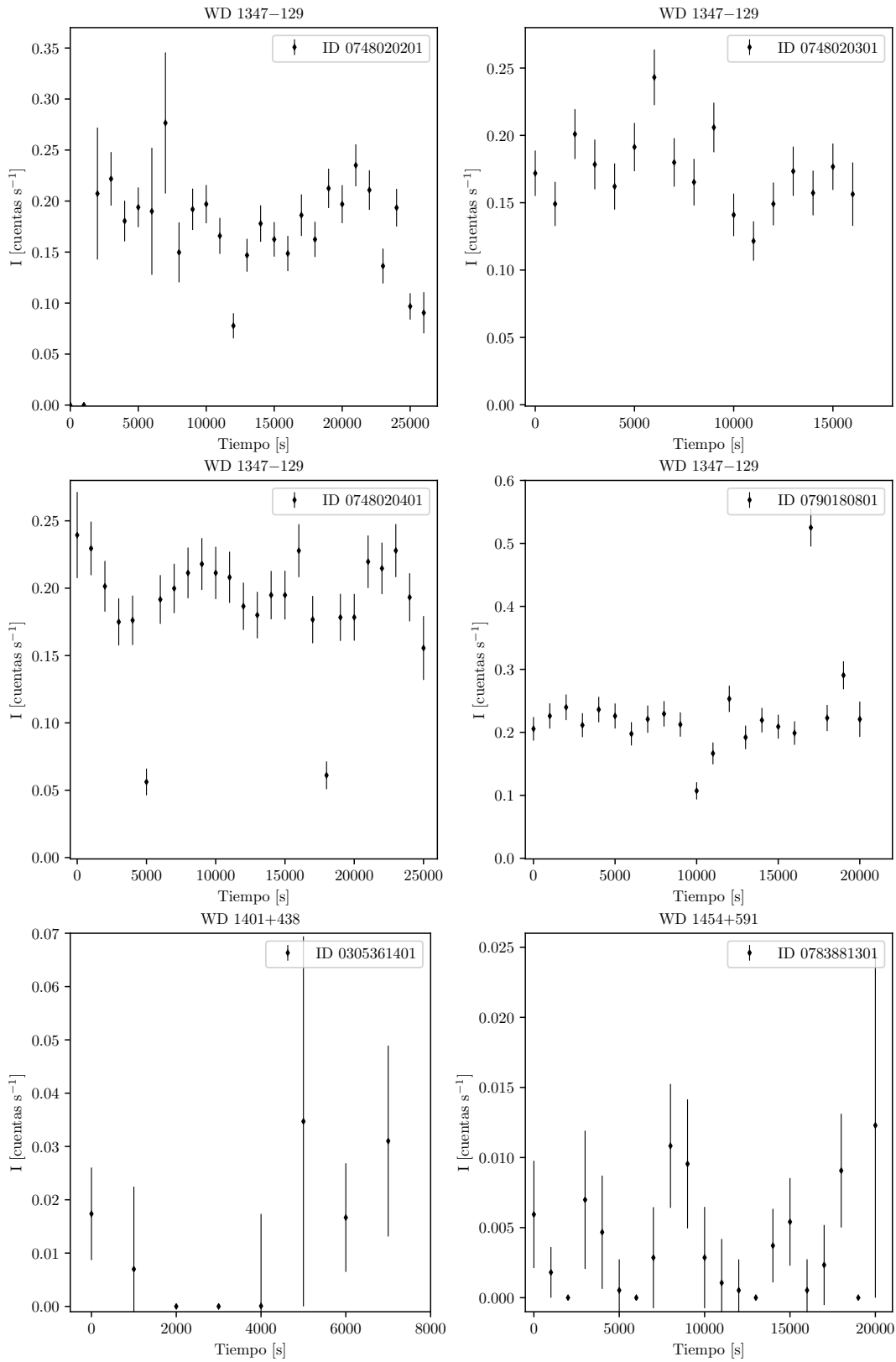


FIGURA B.12: Misma que la Figura B.1.

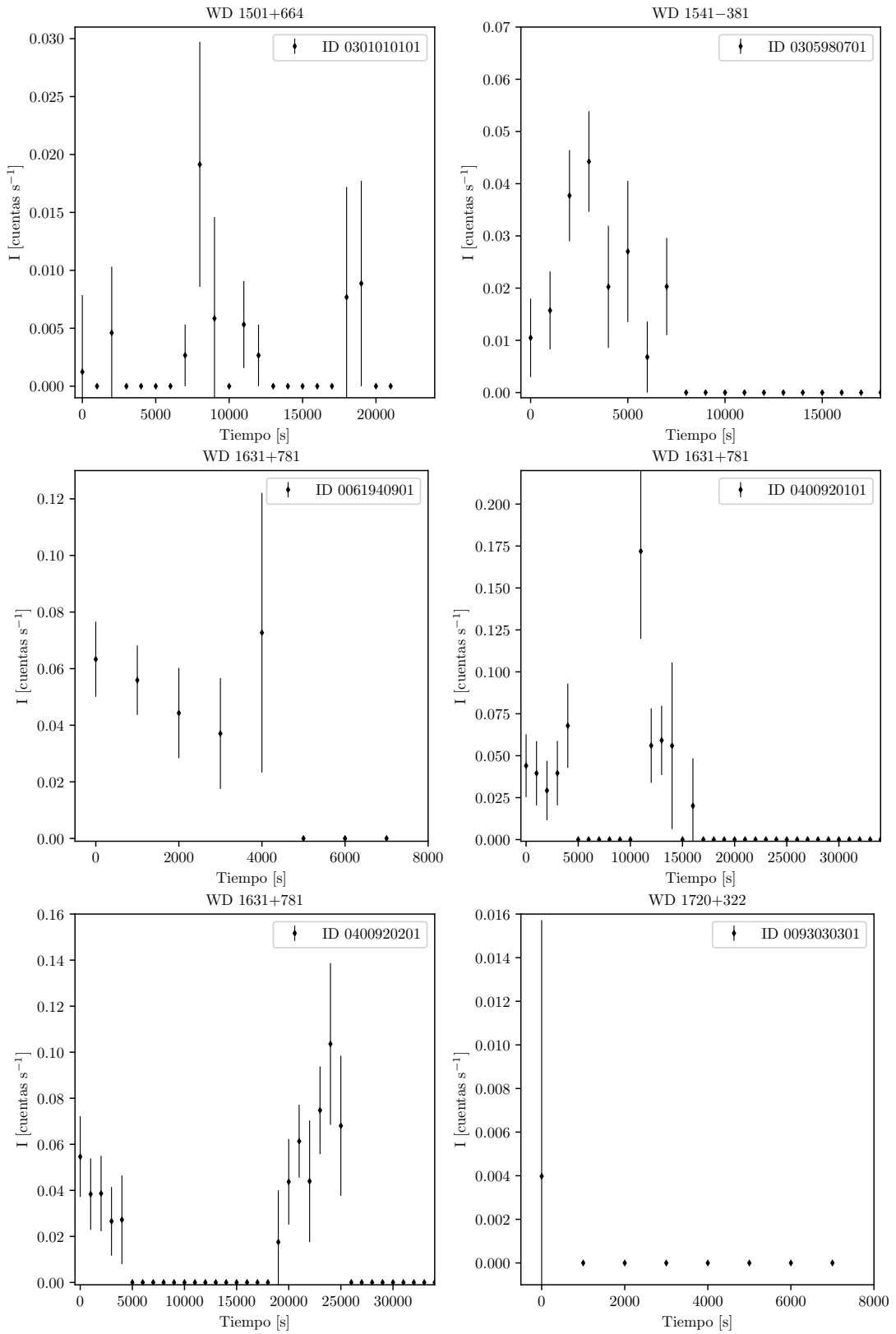


FIGURA B.13: Misma que la Figura B.1.

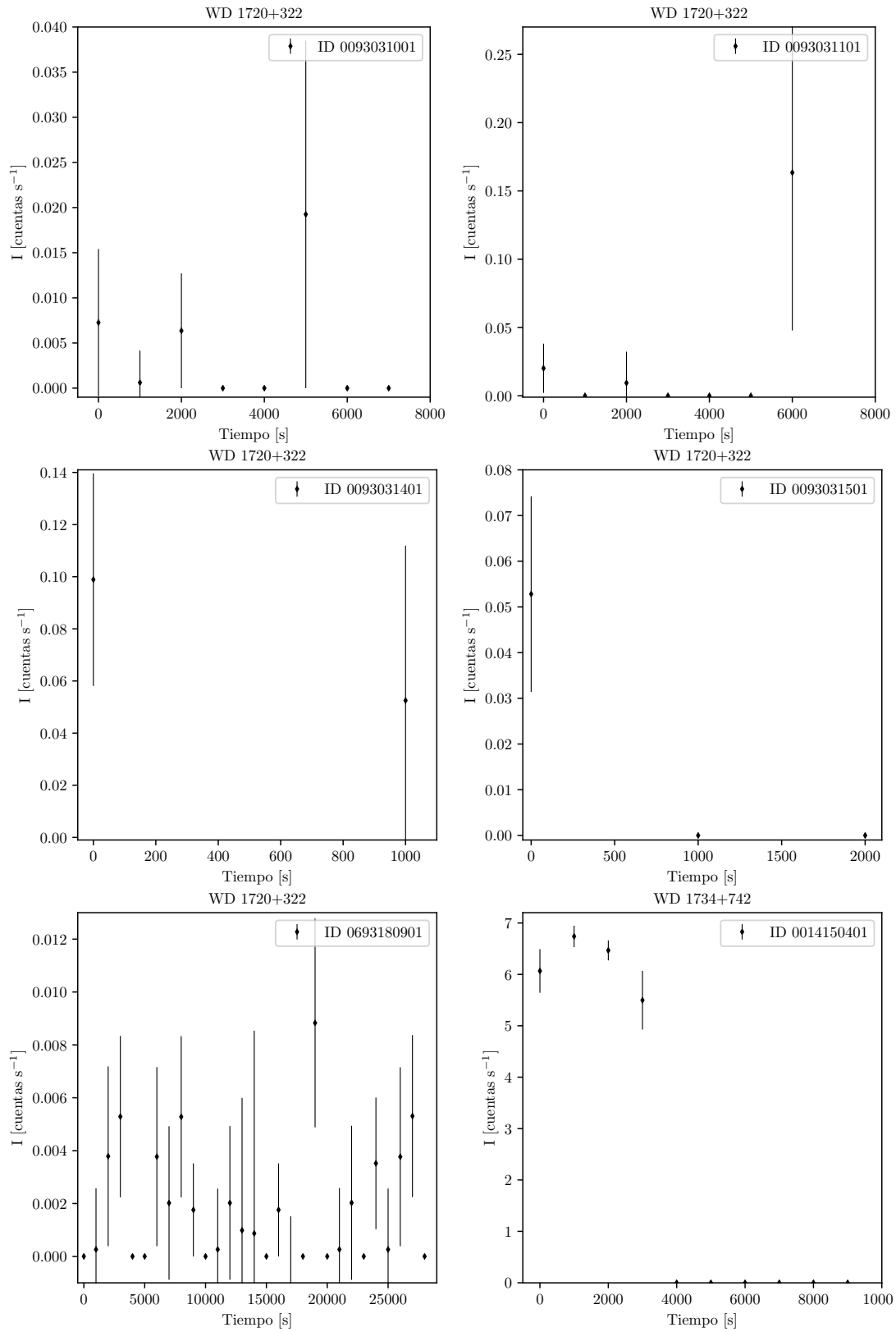


FIGURA B.14: Misma que la Figura B.1.

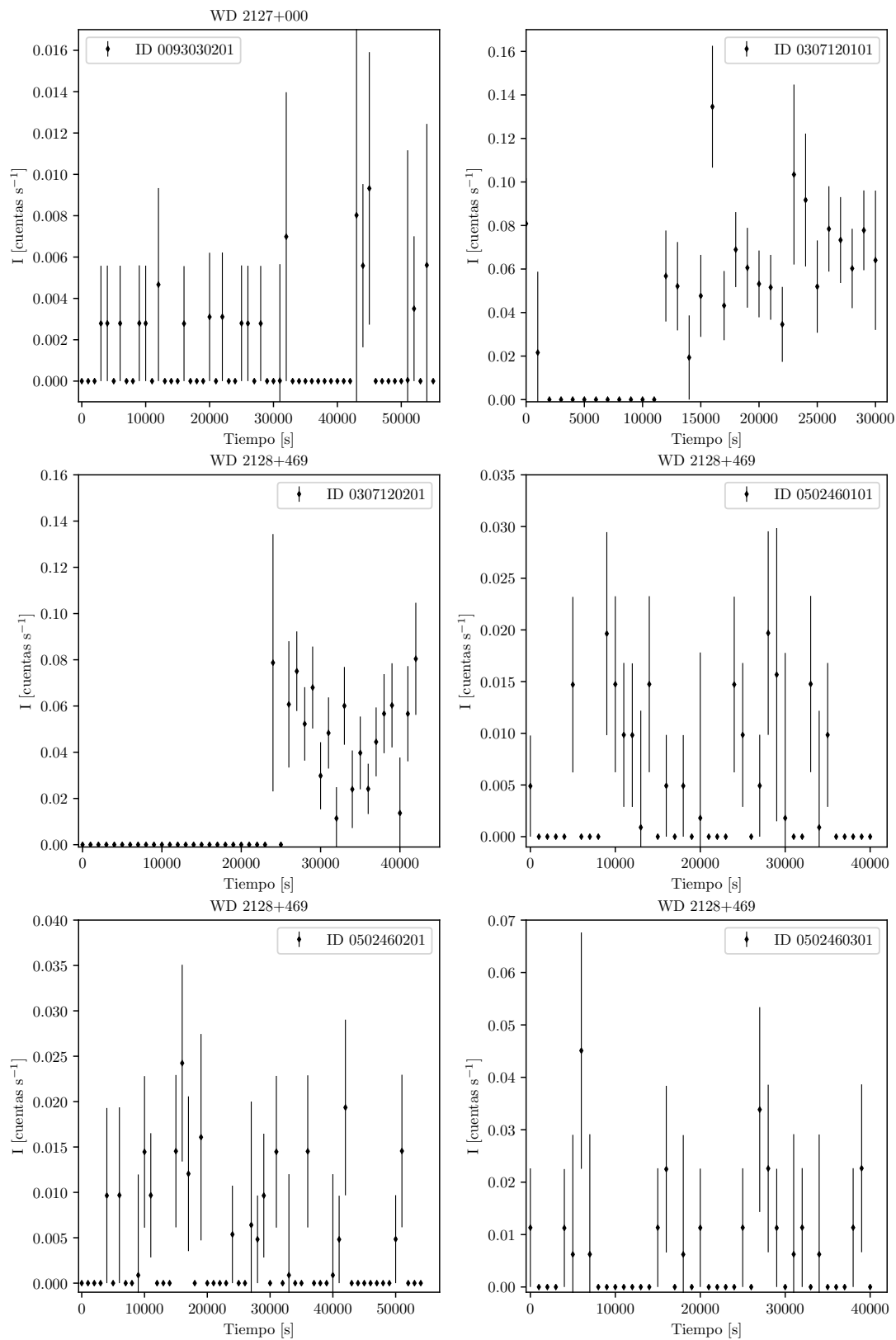


FIGURA B.15: Misma que la Figura B.1.

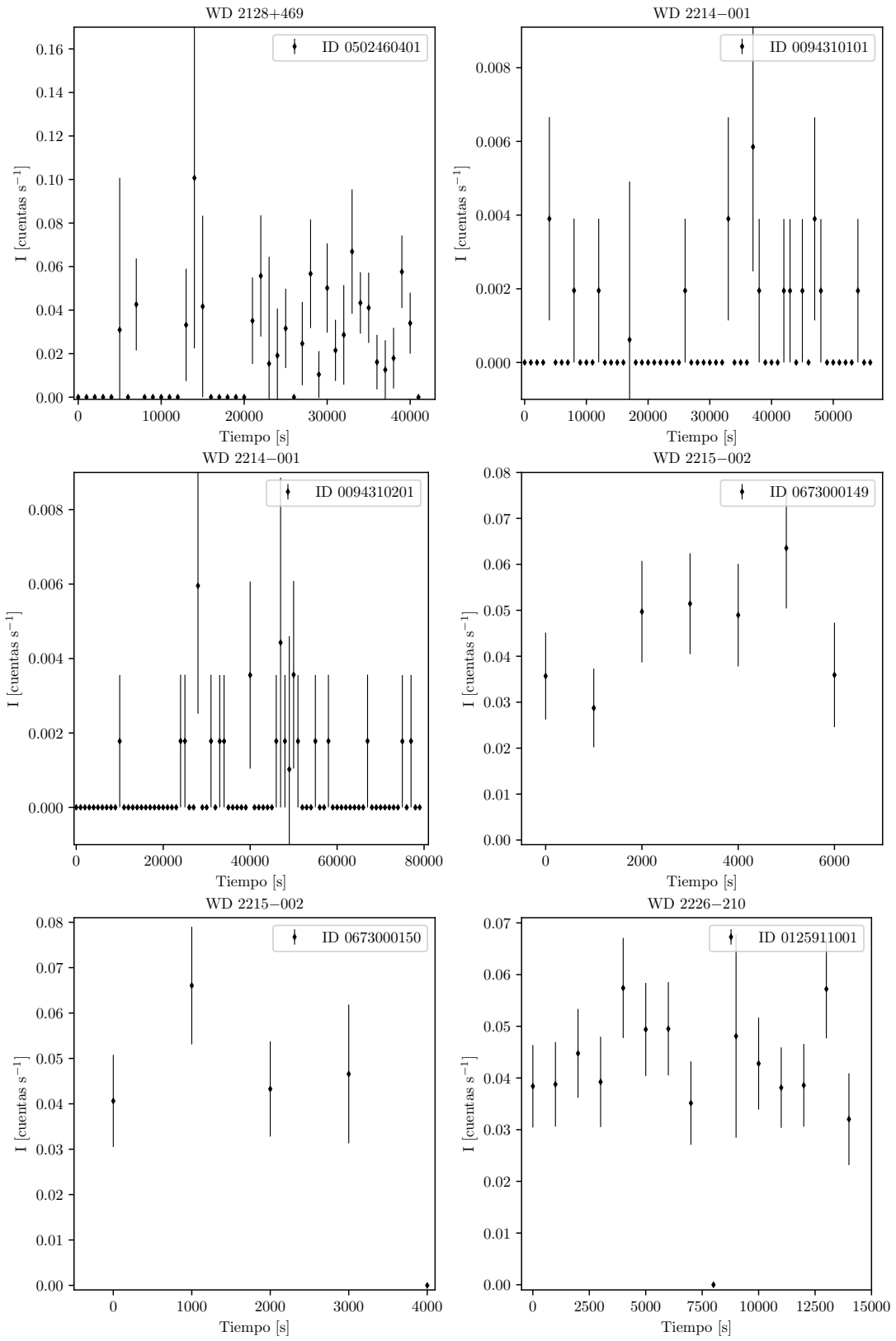


FIGURA B.16: Misma que la Figura B.1.

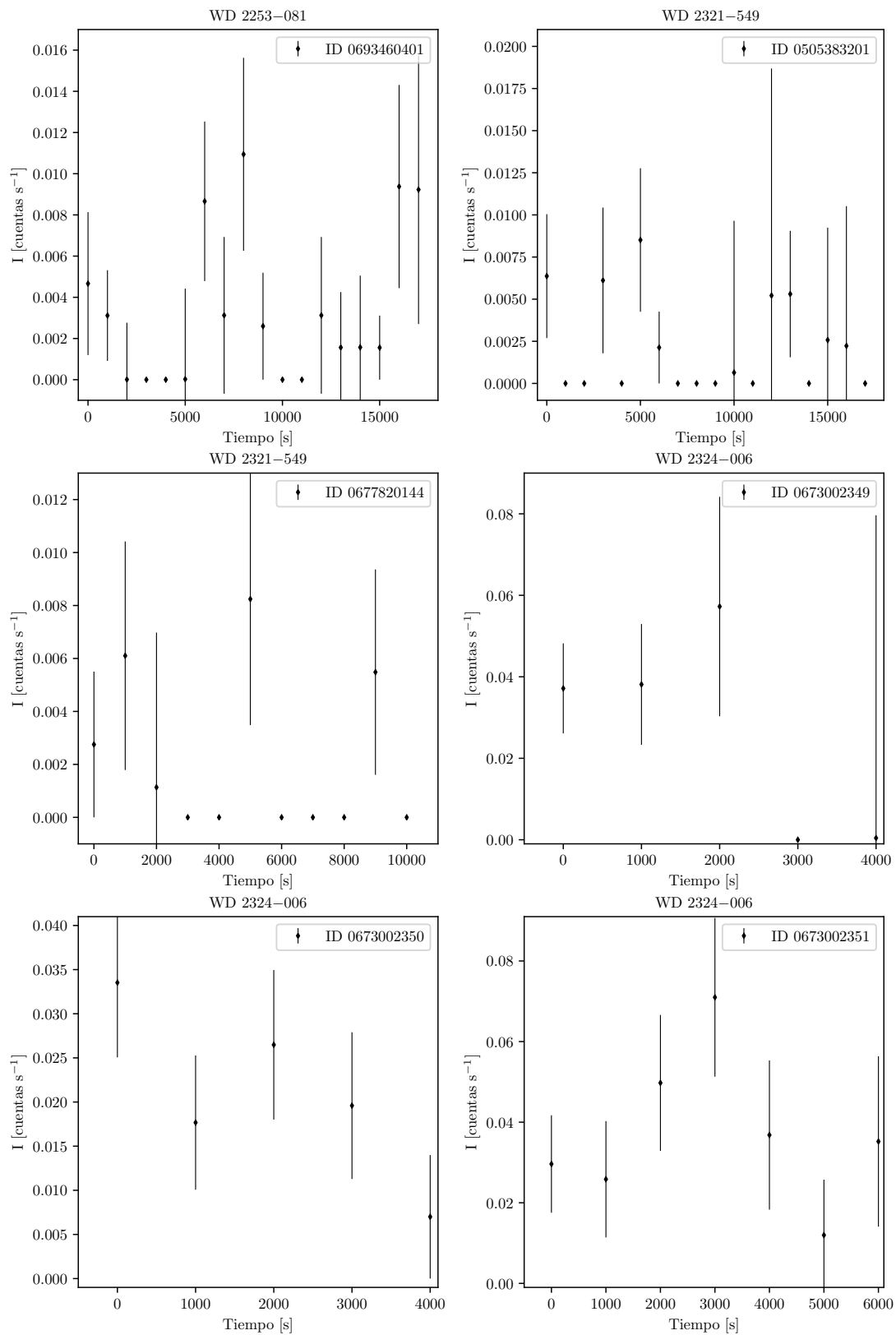


FIGURA B.17: Misma que la Figura B.1.

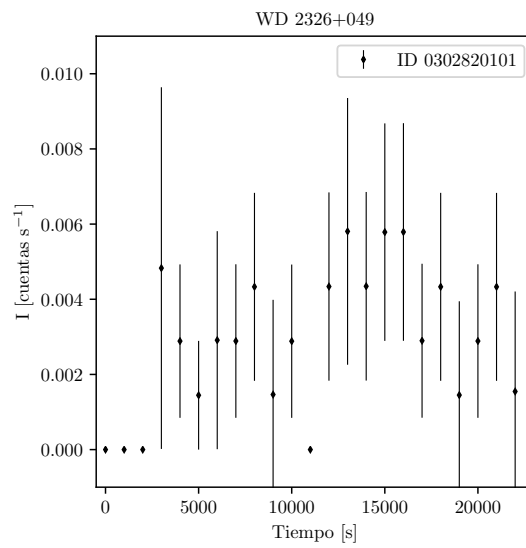


FIGURA B.18: Misma que la Figura B.1.

Bibliografía

- Apparao, Krishna M. V. y S. P. Tarafdar (sep. de 1989). «X-Ray Observations of Planetary Nebulae with the EXOSAT Satellite». En: 344, pág. 826. DOI: 10.1086/167847.
- Arnaud, K. A. (ene. de 1996). «XSPEC: The First Ten Years». En: *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. Ed. por George H. Jacoby y Jeannette Barnes. Vol. 101. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 17.
- Bains, William y col. (sep. de 2020). «Phosphine on Venus Cannot be Explained by Conventional Processes». En: *arXiv e-prints*, arXiv:2009.06499, arXiv:2009.06499. arXiv: 2009.06499 [astro-ph.EP].
- Baskill, Darren S., Peter J. Wheatley y Julian P. Osborne (feb. de 2005). «The complete set of ASCA X-ray observations of non-magnetic cataclysmic variables». En: 357.2, págs. 626-644. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2005.08677.x. arXiv: astro-ph/0502317 [astro-ph].
- Bear, Ealeal y Noam Soker (jun. de 2011). «Evaporation of Jupiter-like planets orbiting extreme horizontal branch stars». En: 414.2, págs. 1788-1792. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2011.18527.x. arXiv: 1102.5487 [astro-ph.SR].
- Bilíková, Jana y col. (nov. de 2010). «Hard X-ray Emission Associated with White Dwarfs. III.» En: 140.5, págs. 1433-1443. DOI: 10.1088/0004-6256/140/5/1433.
- Bunner, A. N. y col. (sep. de 1969). «Soft X-Ray Background Flux». En: 223.5212, págs. 1222-1226. DOI: 10.1038/2231222a0.
- Carroll, Bradley W. y Dale A. Ostlie (2006). *An introduction to modern astrophysics and cosmology*.
- Chu, Y.-H. y col. (2020). «Hard X-Ray Emission Associated with White Dwarfs. IV. Signs of Accretion from Sub-stellar companions». En: *submitted to ApJ*.
- de Korte, P. A. J. y col. (ene. de 1985). «X-ray emission from the planetary nebula NGC 1360». En: *Advances in Space Research* 5.3, págs. 57-59. DOI: 10.1016/0273-1177(85)90450-8.
- Decin, L. y col. (sep. de 2020). «(Sub)stellar companions shape the winds of evolved stars». En: *Science* 369.6510, págs. 1497-1500. DOI: 10.1126/science.abb1229. arXiv: 2009.11694 [astro-ph.SR].
- Dickey, John M. y Felix J. Lockman (ene. de 1990). «HI in the galaxy.» En: 28, págs. 215-261. DOI: 10.1146/annurev.aa.28.090190.001243.
- Eggleton, P. P. (mayo de 1983). «Approximations to the radii of Roche lobes.» En: 268, págs. 368-369. DOI: 10.1086/160960.
- Eracleous, Michael, Jules Halpern y Joseph Patterson (nov. de 1991). «X-Ray Spectra of Cataclysmic Variables from the Einstein Observatory». En: 382, pág. 290. DOI: 10.1086/170716.
- Fleming, Thomas A., Juergen H. M. M. Schmitt y Mark S. Giampapa (sep. de 1995). «Correlations of Coronal X-Ray Emission with Activity, Mass, and Age of the Nearby K and M Dwarfs». En: 450, pág. 401. DOI: 10.1086/176150.
- Gabriel, C. y col. (jul. de 2004). «The XMM-Newton SAS - Distributed Development and Maintenance of a Large Science Analysis System: A Critical Analysis». En: *Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII*. Ed. por Francois

- Ochsenbein, Mark G. Allen y Daniel Egret. Vol. 314. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pág. 759.
- Greaves, Jane S. y col. (sep. de 2020). «Phosphine gas in the cloud decks of Venus». En: *Nature Astronomy*. DOI: 10.1038/s41550-020-1174-4.
- Gruendl, Robert A. y col. (jul. de 2001). «Variable H α Line Emission from the Central Star of the Helix Nebula». En: 122.1, págs. 308-312. DOI: 10.1086/321126. arXiv: astro-ph/0104269 [astro-ph].
- Guerrero, Martín A., You-Hua Chu y Robert A. Gruendl (jul. de 2000). «ROSAT Observations of X-Ray Emission from Planetary Nebulae». En: 129.1, págs. 295-313. DOI: 10.1086/313415. arXiv: astro-ph/0001404 [astro-ph].
- Guerrero, Martín A. y col. (mayo de 2001). «The Enigmatic X-Ray Point Sources at the Central Stars of NGC 6543 and NGC 7293». En: 553.1, págs. L55-L58. DOI: 10.1086/320509. arXiv: astro-ph/0104270 [astro-ph].
- HI4PI Collaboration y col. (oct. de 2016). «HI4PI: A full-sky H I survey based on EBHIS and GASS». En: 594, A116, A116. DOI: 10.1051/0004-6361/201629178. arXiv: 1610.06175 [astro-ph.GA].
- Huenemoerder, David P. y col. (dic. de 2015). «Probing Wolf-Rayet Winds: Chandra/HETG X-Ray Spectra of WR 6». En: 815.1, 29, pág. 29. DOI: 10.1088/0004-637X/815/1/29. arXiv: 1511.01832 [astro-ph.SR].
- Ignace, R. y col. (sep. de 2013). «The XMM-Newton/EPIC X-Ray Light Curve Analysis of WR 6». En: 775.1, 29, pág. 29. DOI: 10.1088/0004-637X/775/1/29. arXiv: 1307.7074 [astro-ph.SR].
- Kalberla, P. M. W. y col. (sep. de 2005). «The Leiden/Argentine/Bonn (LAB) Survey of Galactic HI. Final data release of the combined LDS and IAR surveys with improved stray-radiation corrections». En: 440.2, págs. 775-782. DOI: 10.1051/0004-6361:20041864. arXiv: astro-ph/0504140 [astro-ph].
- Krzyszinski, J. y col. (oct. de 2020). «The quest for planets around subdwarfs and white dwarfs from Kepler space telescope fields. I. Techniques and tests of the methods». En: 642, A105, A105. DOI: 10.1051/0004-6361/202038121. arXiv: 2009.02749 [astro-ph.SR].
- Krzyszinski, Jurek y Adam Blokesz (ene. de 2020). «Searching for low-mass companions around white dwarfs and subdwarfs from Kepler field». En: *IAU Symposium* 357, págs. 41-44. DOI: 10.1017/S174392132000023X.
- Lomb, N. R. (feb. de 1976). «Least-Squares Frequency Analysis of Unequally Spaced Data». En: 39.2, págs. 447-462. DOI: 10.1007/BF00648343.
- Maldonado, R. F. y col. (ago. de 2020). «Dynamical evolution of two-planet systems and its connection with white dwarf atmospheric pollution». En: 497.4, págs. 4091-4106. DOI: 10.1093/mnras/staa2237. arXiv: 2007.13009 [astro-ph.EP].
- Miller Bertolami, Marcelo Miguel (abr. de 2016). «New models for the evolution of post-asymptotic giant branch stars and central stars of planetary nebulae». En: 588, A25, A25. DOI: 10.1051/0004-6361/201526577. arXiv: 1512.04129 [astro-ph.SR].
- Mukai, K. (jun. de 2017). «X-Ray Emissions from Accreting White Dwarfs: A Review». En: 129.976, pág. 062001. DOI: 10.1088/1538-3873/aa6736. arXiv: 1703.06171 [astro-ph.HE].
- O'Dwyer, Ian J. y col. (abr. de 2003). «Hard X-Ray Emission Associated with White Dwarfs». En: 125.4, págs. 2239-2254. DOI: 10.1086/373929. arXiv: astro-ph/0301275 [astro-ph].
- Orosz, G. y col. (mar. de 2017). «Astrometry of OH/IR Stars Using 1612 MHz Hydroxyl Masers. I. Annual Parallaxes of WX Psc and OH138.0+7.2». En: 153.3, 119, pág. 119. DOI: 10.3847/1538-3881/153/3/119. arXiv: 1701.05101 [astro-ph.SR].

- Parsons, Steven G. y col. (mar. de 2020). «A pulsating white dwarf in an eclipsing binary». En: *Nature Astronomy* 4, págs. 690-696. DOI: 10.1038/s41550-020-1037-z. arXiv: 2003.07371 [astro-ph.SR].
- Patterson, Joseph (mar. de 1994). «The DQ Herculis Stars». En: 106, pág. 209. DOI: 10.1086/133375.
- Pols, O (2011). *Stellar Structure and Evolution, Utrecht University Lecture Notes*.
- Ramstedt, S. y col. (ago. de 2020). «DEATHSTAR: Nearby AGB stars with the Atacama Compact Array. I. CO envelope sizes and asymmetries: A new hope for accurate mass-loss-rate estimates». En: 640, A133, A133. DOI: 10.1051/0004-6361/201936874. arXiv: 2008.07885 [astro-ph.SR].
- Reinhardt, Michael (dic. de 1973). «X-ray sources in binary systems». En: *Naturwissenschaften* 60.12, págs. 532-538. DOI: 10.1007/BF01178335.
- Scargle, J. D. (dic. de 1982). «Studies in astronomical time series analysis. II. Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data.» En: 263, págs. 835-853. DOI: 10.1086/160554.
- Schmitt, Juergen H. M. M., Thomas A. Fleming y Mark S. Giampapa (sep. de 1995). «The X-Ray View of the Low-Mass Stars in the Solar Neighborhood». En: 450, pág. 392. DOI: 10.1086/176149.
- Shipman, H. L. (mayo de 1976). «Sirius B: a thermal soft X-ray source?» En: 206, págs. L67-L69. DOI: 10.1086/182134.
- Sion, E. M. y col. (jun. de 1983). «A proposed new white dwarf spectral classification system.» En: 269, págs. 253-257. DOI: 10.1086/161036.
- Strittmatter, P. A., K. Brecher y G. R. Burbidge (mayo de 1972). «X-Ray Emission from White Dwarfs». En: 174, pág. 91. DOI: 10.1086/151471.
- Tarafdar, S. P. y K. M. V. Apparao (abr. de 1988). «Einstein X-Ray Observations of Planetary Nebulae and Their Implications». En: 327, pág. 342. DOI: 10.1086/166195.
- Toalá, J. A. y col. (ago. de 2012). «X-Ray Emission from the Wolf-Rayet Bubble S 308». En: 755.1, 77, pág. 77. DOI: 10.1088/0004-637X/755/1/77. arXiv: 1201.2879 [astro-ph.SR].
- Vanderburg, Andrew y col. (sep. de 2020). «A Giant Planet Candidate Transiting a White Dwarf». En: *arXiv e-prints*, arXiv:2009.07282, arXiv:2009.07282. arXiv: 2009.07282 [astro-ph.EP].
- Vassiliadis, E. y P. R. Wood (ago. de 1993). «Evolution of Low- and Intermediate-Mass Stars to the End of the Asymptotic Giant Branch with Mass Loss». En: 413, pág. 641. DOI: 10.1086/173033.
- (mayo de 1994). «Post-Asymptotic Giant Branch Evolution of Low- to Intermediate-Mass Stars». En: 92, pág. 125. DOI: 10.1086/191962.