

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

M.C. Sandino Estrada Dorado

Asesores: Dr. Jesús A. Toalá & Dra. Verónica Lora
IRYA - UNAM CAMPUS MORELIA

1. Introducción

Uno de los problemas abiertos en la Astronomía moderna es la búsqueda de planetas extrasolares alrededor de estrellas tipo Sol ($M_i \lesssim 1-8 M_\odot$; Krzesinski et al., 2020; Krzesinski & Blokesz, 2020). Casi todos los esfuerzos se ha centrado en etapas muy tempranas de su formación. Por ejemplo, en discos protoplanetarios usando observaciones de radio y submilimétrico (ver, p.e. Carrasco-González et al., 2016; Andrews et al., 2018), así como la búsqueda de planetas alrededor de estrellas ya formadas en zonas habitables. Como principal ejemplo tenemos el satélite de la NASA *Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS)*. La misión espera poder encontrar miles de planetas en las 200,000 estrellas más brillantes que se encuentran cercanas al Sol. Mucho del tiempo se dedica a buscar moléculas trazadoras de vida (Greaves et al., 2020; Bains et al., 2020).

Por otro lado, la búsqueda de planetas ha sido escasa cuando se trata de estrellas evolucionadas. Los efectos de la evolución de una estrella tipo solar en su sistema planetario asociado pueden ser varios. El consenso es que los planetas localizados a $\lesssim 1$ UA serán devorados por la estrella cuando hinche sus capas al dejar la secuencia principal (Privitera et al., 2016) y entrar a la fase de la rama asintótica de las gigantes (AGB por sus siglas en inglés). Planetas localizados a mayores distancias podrían caer en una espiral hacia la estrella o migrar a distancias más lejanas como consecuencia de la pérdida de masa de la estrella. Finalmente, si el planeta logra sobrevivir, se ha argumentado que cuando la estrella entra a la etapa de nebulosa planetaria, este podría ayudar a producir estructuras no simétricas (Hegazi et al., 2020) para finalmente ser evaporado por el fuerte flujo de fotones ionizantes (Villaver & Livio, 2007). Hay que notar que los detalles pueden variar tomando en cuenta las masas de la estrella, del planeta y las propiedades de la órbita (Rao et al., 2021).

Existe evidencia observacional que sugiere que en algunos casos los planetas pueden sobrevivir a toda esta evolución. Por ejemplo, usando observaciones de ALMA, Decin et al. (2020) encontraron que la presencia de planetas ayuda a modular la pérdida de masa cuando acompañan a estrellas AGB. También, apenas en el 2020 se reportó el primer planeta orbitando una enana blanca (EB). Vanderburg et al. (2020) reportaron la presencia de un planeta tipo Júpiter orbitando una EB con un periodo de 1.4 d.

Estudiar planetas en las últimas etapas de evolución de estrellas nos dará pistas sobre su supervivencia, la modulación de pérdida de masa que genera nebulosas asociadas y sus efectos en la química de sus estrellas progenitoras.

1.1. Emisión de rayos X de Enanas Blancas

Las EBs representan la fase final de la evolución de estrellas tipo Sol. Se cree que durante su evolución perdieron su envoltura rica en hidrógeno, formando una nebulosa planetaria que finalmente se disipa y mezcla con el medio interestelar. El resultado es un núcleo inerte compuesto principalmente por He, C y O con algunas trazas de H en la superficie. Las EBs ya no producen reacciones nucleares y se enfrían debido a la pérdida de energía gravitacional con tiempos de enfriamiento del orden de la edad del Universo. Usualmente sus temperaturas efectivas (T_{ef}) no exceden los 10^5 K y por lo tanto son detectadas en rayos X suaves con energías $E < 0.5$ keV. Uno de los casos más famosos es Sirio B (Shipman, 1976; Hearn & Mewe, 1976)¹.

La generación de observatorios de rayos X actuales (*XMM-Newton* y *Chandra*) han aumentado nuestro entendimiento de la producción de rayos X duros ($E > 0.5$ keV) alrededor de EB (ver Bilíková et al., 2010, y referencias ahí citadas). Sabemos que la presencia de una compañera tiene consecuencias en la producción de rayos X duros. 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 envolturas convectivas produce emisión de rayos X duros y que es universal para casi todas las estrellas tardías (ver, p.e., Schmitt et al., 1995; Fleming et al., 1995).

¹ver también <https://chandra.harvard.edu/photo/2000/0065/>

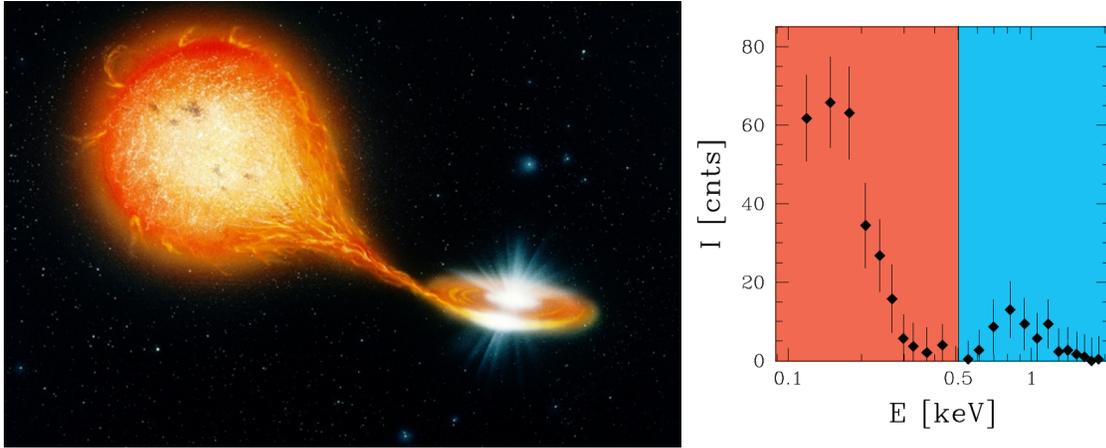


Figura 1: Izquierdo: Impresión artística de un sistema binario con un disco de acreción alrededor de una EB. Derecho: Espectro de WD 2226–210 tomado por *ROSAT* presentado en Guerrero et al. (2001). La parte resaltada en rojo marca la contribución fotosférica en rayos X suaves ($E < 0.5$ keV) mientras que la zona azul marca la emisión de rayos X duros producidos por el disco de acreción.

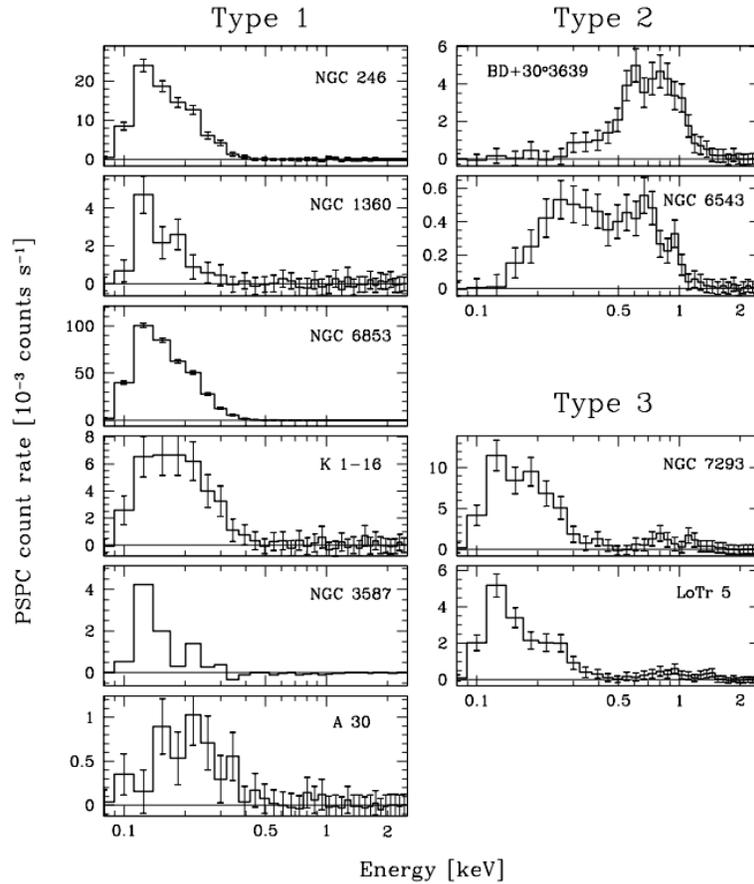


Figura 2: Ejemplos de espectros de rayos X analizados en Guerrero et al. (2001). Ver Subsección 1.1 para los detalles.

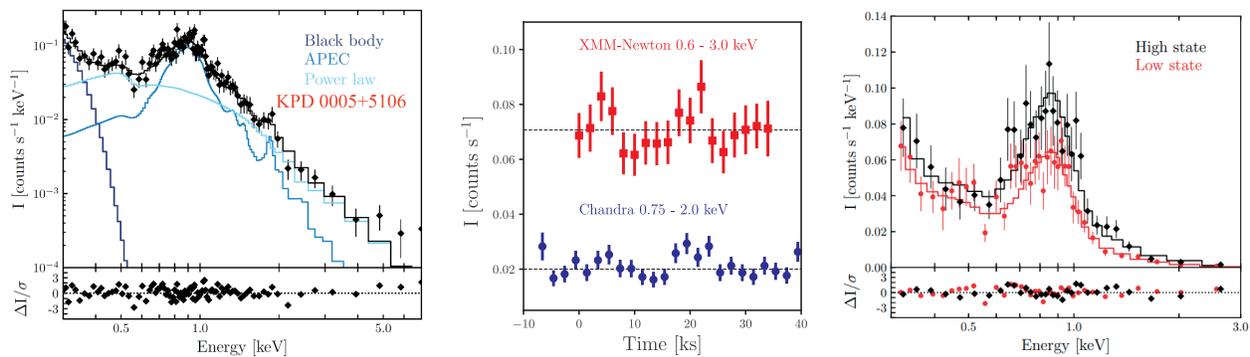


Figura 3: Izquierdo: Espectro *XMM-Newton* EPIC de KPD 0005+5106. Las diferentes líneas de colores en tonos azules muestran las componentes del mejor modelo. La línea sólida negra representa el modelo total. Centro: Curvas de luz de KPD 0005+5106. Cada color muestra observaciones obtenidas con *Chandra* (puntos azules) y *XMM-Newton* (cuadros rojos). Derecho: Espectros obtenidos de los máximos (negro) y mínimos (rojo) de la curva de luz de *XMM-Newton*. Imágenes tomadas de Chu et al. (2021).

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 su envolvente puede caer hacia la EB. Para que esto suceda, la compañera tiene que aumentar su radio hasta sobrepasar su Lóbulo de Roche y el material será acreetado por la EB. Debido a que el material tiene suficiente momento angular este se acumulará alrededor de la EB produciendo un disco de acreción (ver panel izquierdo de la Fig. 1; Patterson, 1994). Debido a la viscosidad, el material se choca y se calienta hasta alcanzar temperaturas $\sim 10^7$ K. Por lo tanto, en estos casos el espectro de rayos X de una EB tendrá dos componentes, una parte suave ($E < 0.5$ keV) correspondiente a la emisión fotosférica de la EB y una contribución a los rayos X duros ($E > 0.5$ keV) debido al disco de acreción (ver ejemplo en el panel derecho de la Fig. 1).

En Guerrero et al. (2000) se propone una clasificación de EB basada en la forma espectral de los rayos X. El tipo I corresponde a EB con espectros donde solo se observa la contribución fotosférica, mientras que las tipo II son aquellas en donde solo se observa la emisión de los rayos X duros. Finalmente, las tipo III representan espectros con ambas contribuciones. Ejemplos de estos espectros se muestran en la Figura 2.

2. Estado del arte y objetivos del proyecto

De manera homóloga al caso binario, se podría argumentar que un planeta que sobreviva a la evolución de una estrella tipo solar podría ser acreetado por la EB. Produciendo así, un disco de acreción que subsecuentemente produzca rayos X duros.

Hasta el momento, Chu et al. (2021) han presentado la primer sugerencia que un planeta ayuda a producir emisión de rayos X duros como compañera de una EB. Los autores analizaron observaciones de rayos X de la EB KPD 0005+5106 obtenidas por los satélites *Chandra* y *XMM-Newton*. En el panel izquierdo de la Figura 3 mostramos el espectro de *XMM-Newton* obtenido con la cámara EPIC en donde se puede ver una gran contribución para $E > 0.5$ keV. El análisis espectral realizado por Chu et al. (2021) demostró que la fotosfera de esta EB (representada por un cuerpo negro en el panel izquierdo de la Fig. 3) es insuficiente para explicar las características espectrales.

Los autores encontraron que el mejor ajuste al espectro de KPD 0005+5106 requiere la presencia de tres componentes: i) un cuerpo negro con la misma temperatura efectiva que la EB ($T_{\text{ef}}=200$ 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. La luminosidad total de este objeto es de 8.7×10^{30} erg s^{-1} , de los cuales el 50 % corresponde a la emisión fotosférica de la EB.

Chu et al. (2021) estudiaron las curvas de luz de KPD 0005+5106 y encontraron que los rayos X duros en el rango de $0.6\text{--}3.0$ keV presenta una variabilidad con periodo de 4.7 ± 0.3 h. En el panel central de la Figura 3 se muestran las curvas de luz analizadas por Chu et al. (2021) en donde se aprecia la variabilidad de la banda de rayos X duros (puntos rojos) comparadas con otras bandas. Un análisis de probabilidad de

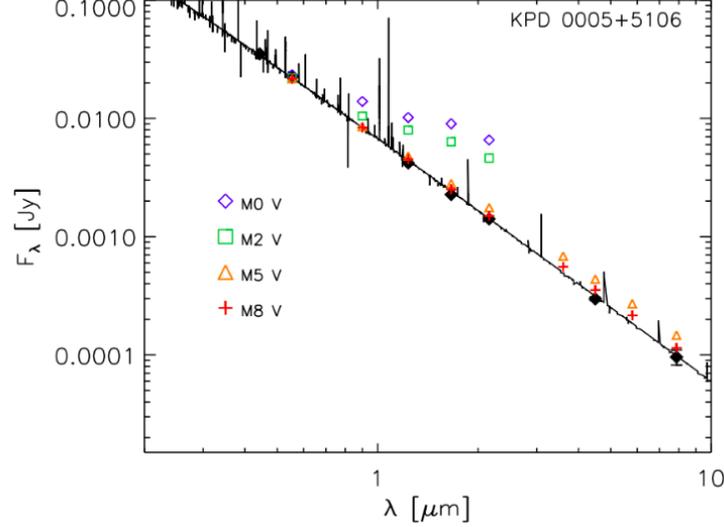


Figura 4: Distribución espectral de energía de KPD 0005+5106 (negro). Los puntos sólidos negros son datos fotométricos de las bandas B , V , J , H , y K_S , *Spitzer* IRAC en 4.5 y 8 μm . Los puntos abiertos de colores presentan la fotometría estimada para diferentes estrellas con tipos espectrales diferentes. Imagen tomada de Chu et al. (2021).

falsa alarma sugiere que hay una probabilidad de 99.59% que la variabilidad es real.

Para estudiar posibles variaciones espectrales, Chu et al. (2021) extrajeron espectros para tiempos en donde la curva de luz de rayos X duros es máxima y para los casos en los mínimos. La comparación entre estos dos espectros se muestra en el panel derecho de la Figura 3. Se aprecia una diferencia en luminosidad, así como sutiles diferencias espectrales a 0.5, 1.0 y 1.2 keV correspondiente a la emisión de O VI, un complejo de Ne y la línea de Mg XI, respectivamente.

Para comprobar que KPD 0005+5106 no tiene una compañera tardía se estudió la fotometría en el cercano infrarrojo (IR). Chu et al. (2021) demostraron que la distribución espectral de energía (SED - por sus siglas en inglés) decae monótonicamente sin ningún exceso IR que sugiera la presencia de una compañera estelar tan tardía como una estrella de tipo espectral M8 V (ver Fig. 4). Cualquiera que sea la compañera de KPD 0005+5106 tiene que desbordar su Lóbulo de Roche para que material sea acretado por esta EB.

¿Quién produce la emisión de rayos X duros en KPD 0005+5106? Se propusieron 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 de la variabilidad de rayos X duros es el mismo que el periodo orbital (4.7 h) se puede calcular la separación entre estos posibles candidatos y KPD 0005+5106. Usando la Tercera Ley de Kepler se estimó que las separaciones son 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.

¿Es posible que estos candidatos llenen su Lóbulo de Roche? Chu et al. (2021) calcularon cual sería el radio efectivo de Roche para los tres sistemas. Siguiendo las aproximaciones de Eggleton (1983) se puede escribir la siguiente expresión:

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

en donde a es la separación entre la EB y la compañera sub-estelar y q es su cociente de masas. Suponiendo que la masa de KPD 0005+5106 es de $0.6 M_\odot$ (Miller Bertolami, 2016), 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, por tanto, puede transferir masa a la EB mucho más fácilmente que los otros dos candidatos.

¿Cuánto tiempo puede sobrevivir un planeta al violento ambiente de una EB? 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:

$$\dot{M}_{ac} \approx \frac{L_X R_{EB}}{GM_{EB}}, \quad (2)$$

en donde G es la constante de la gravitación universal, L_X es la luminosidad en rayos X duros y R_{EB} y M_{EB} son el radio y la masa de la EB, respectivamente. Para KDP 0005+5106, Chu et al. (2021) encuentran que los rayos X duros contribuyen $L_X = 3.0 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$. Entonces la tasa de acreción $\dot{M}_{ac} = 2.3 \times 10^{-12} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ 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.

3. Objetivos generales

El resultado sin precedente presentado por Chu et al. (2021), abre la puerta al estudio de la producción de plasmas de altas energías alrededor de EB debida a la presencia de planetas. Como consecuencia, en este proyecto de tesis doctoral proponemos los siguientes objetivos:

- búsqueda de la emisión de rayos X duros asociada a EB aparentemente solitarias como firma de la presencia de planetas;
- caracterización de la variabilidad de rayos X duros asociados a EB debido a la presencia de planetas;
- producir los primeros modelos numéricos de la producción de rayos X debido a la acreción de material de un planeta sobre una EB usando simulaciones radiativo-hidrodinámicas.

4. Metodología

Para cumplir con nuestros objetivos usaremos herramientas observacionales y teóricas que se describen a continuación.

4.1. Búsqueda de EB en archivos públicos de observatorios de rayos X

Para la búsqueda de EB solitarias con emisión de rayos X duros explotaremos los archivos de los satélites de rayos X *XMM-Newton*² y *Chandra*³. El objetivo general es extraer espectros y curvas de luz para estudiar las propiedades del gas emisor en rayos X así como la posible variabilidad asociada a la presencia de un planeta.

Durante mi tesis de maestría, hemos comenzado una búsqueda de las EBs galácticas listadas en el catálogo de la Universidad de Villanova⁴ publicado en McCook & Sion (1999) y que incluye 14294 EBs. Esta búsqueda preliminar en el catálogo de *XMM-Newton* resultó en 116 detecciones de EBs usando las tres cámaras European Photon Imaging Camera (EPIC) MOS1, MOS2 y pn, a bordo de este satélite. Estas corresponden a 216 apuntados diferentes con un total de tiempo de observación de 5.69, 5.66 y 5.43 Ms para las cámaras MOS1, MOS2 y pn. Esto es, un total de 16.78 Ms de observación que corresponden a 4660 h (≈ 194 d).

Los datos han sido reducidos usando el *Science Analysis Software* (SAS; Gabriel et al., 2004) proporcionado por *XMM-Newton*⁵. Este software ayuda a limpiar los datos de contaminación debido a ráfagas solares y la contribución del fondo galáctico. Comenzamos creando curvas de luz de los detectores EPIC en el rango de altas energías de 10 a 12 keV y se examinan usando el programa *fitsview* que se incluye dentro del paquete de tareas de HEASoft⁶. Utilizando la tarea de SAS *tabgtigen* se producen archivos de buenos intervalos de tiempo (*good time intervals*) tomando en cuenta tiempos en los que el conteo de fotones no

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

³<https://cda.harvard.edu/chaser/>

⁴<http://www.astronomy.villanova.edu/WDCatalog/>

⁵<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas>

⁶<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/heasoft/>

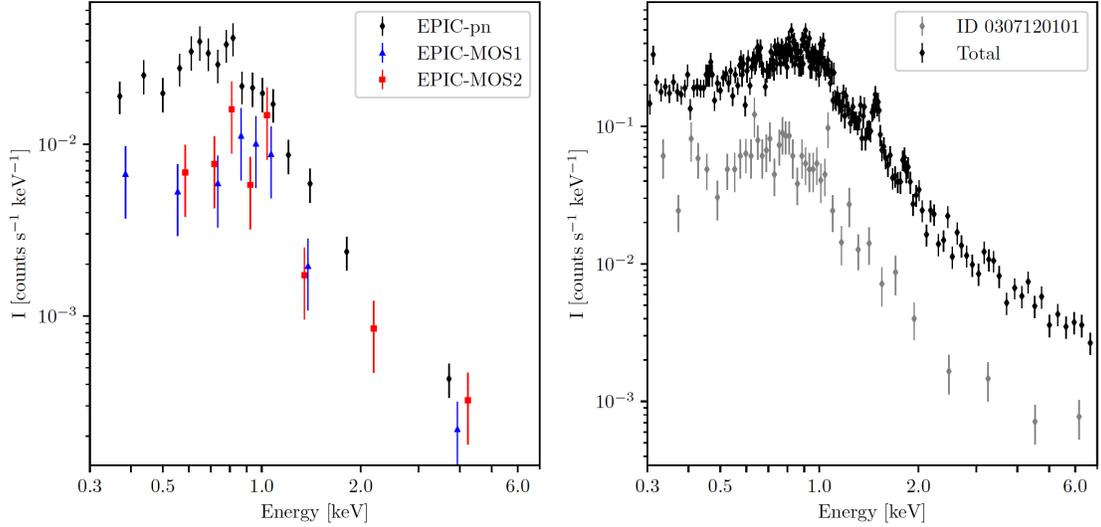


Figura 5: Espectros de rayos X de la EB WD 2128+469. Izquierda: Espectros EPIC extraídos del Obs. ID. 0307120101 de las cámaras MOS1, MOS2 y pn. Derecha: En gris se muestra el espectro obtenido al combinar los tres espectros del panel izquierdo mientras que negro se muestra el espectro obtenido al combinar las 6 observaciones disponibles de *XMM-Newton* de esta EB.

excede (típicamente) 0.2 y 0.5 fotones s^{-1} para las cámaras MOS y pn, respectivamente. Este proceso redujo el tiempo de observación total a 3.25, 3.52 y 2.28 Ms para las MOS1, MOS2 y pn, respectivamente. Así pues, las observaciones obtenidas con las cámaras MOS presentaban contaminación en un 40% del tiempo y 60% en el caso de la cámara pn. Queremos notar que en algunos casos existen múltiples observaciones obtenidas en diferentes épocas.

Para extraer espectros y curvas de luz de las EBs candidatas, se usaron regiones de 20 arcsec evitando la contribución de fuentes de fondo. Además, se eligieron regiones aleatorias para sustraer el fondo que puede tener contribución de rayos X suaves debido a la contribución de nuestra Galaxia (Snowden et al., 1995). Finalmente, se producen las matrices de calibración que son necesarias para modelar las observaciones. Estas corresponden al archivo de respuesta *rmf* y *arf* que se generan con los comandos *rmfgen* y *arfgen* de SAS.

Para aumentar la señal a ruido de los espectros obtenidos de cada cámara EPIC, se combinan usando la tarea *epicspeccombine*. Con dicha tarea se produce un espectro combinado de la fuente, fondo y otro para las matrices de calibración. Por cada observación se obtiene un espectro, sin embargo, en los casos en que existen más de una observación por fuente podemos combinar todos los espectros disponibles para aumentar todavía más la calidad del espectro. Por ejemplo, en la Figura 5 se muestran los espectros de WD 2128+469 de una sola observación y el resultado final al combinar observaciones de 6 épocas.

Como resultado de este proceso terminamos con 55 espectros de diferentes EB. A partir de aquí hicimos una selección tomando en cuenta diferentes propiedades, principalmente si son binarias confirmadas o si presentan un exceso IR que sugiera la presencia de una compañera estelar de baja masa. Así pues, nuestra muestra final corresponde a 4 EBs con posibles compañeras subestelares: WD 0046–297, WD 0121–756, WD 0956+022 y WD 2326+049. Haciendo un análisis de la variabilidad similar al presentado en Chu et al. (2021), estas 4 EBs presentan variabilidad que muy posiblemente es producida por un planeta tipo Júpiter.

El primer objetivo específico será publicar los datos de estas 4 fuentes. Un análisis preliminar de WD 0121–756 ha demostrado que esta EB tiene un espectro muy similar a KPD 0005+5106 (Fig. 6 panel izquierdo) y aunque la curva de luz extraída en el rango de 0.6–3.0 keV no es de óptima calidad (Fig. 6 panel central), sugiere una periodicidad con una variabilidad de 8.23 ± 0.91 ks. Esto es, el planeta se encuentra a una distancia promedio de $\sim 0.75 R_{\odot}$. Además, las observaciones públicas en el IR de esta EB sugieren la presencia de una región rica en polvo rodeando WD 0121–756 (Fig. 6 panel derecho). De acuerdo a Bilíková et al. (2012) esta se puede

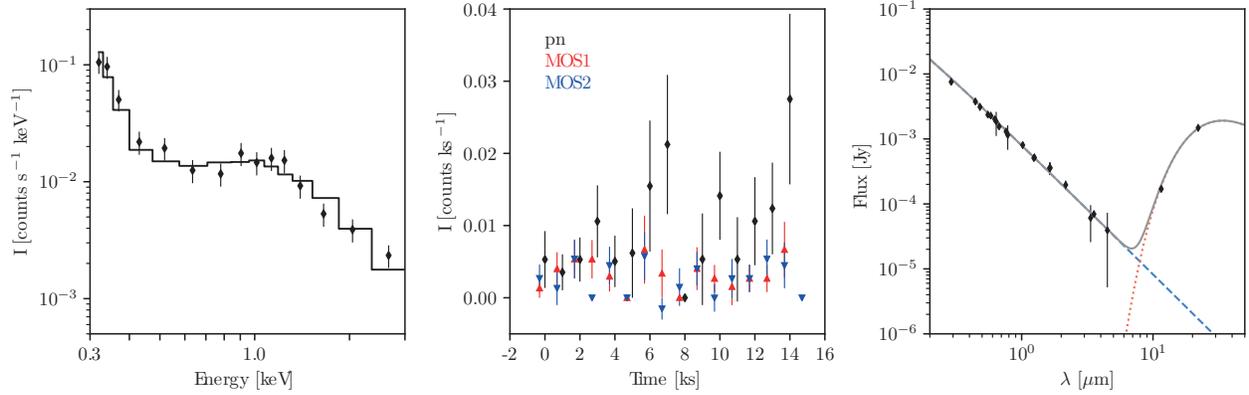


Figura 6: Izquierdo: Espectro *XMM-Newton* de WD 0121–756. La línea negra es el mejor ajuste de un modelo a las observaciones (diamantes con errores). Centro: Curvas de luz de WD 0121–756 obtenidas de los instrumentos EPIC. Cada color muestra una cámara distinta. Derecha: SED IR de WD 0121–756. La línea azul es un modelo a la fotósfera con $T_{\text{ef}}=180,000$ K mientras que la línea punteada (roja) muestra el mejor ajuste de una estructura tipo nube de Oort con temperatura de 180 K obtenida con el código de fotoionización Cloudy (Estrada-Dorado et al. en prep.).

relacionar con la presencia de un disco de polvo con radios de algunas centenas de UA. Hemos modelado la fotometría IR de WD 0121–756 con el código de fotoionización Cloudy y encontramos que esta estructura tiene un tamaño similar a la Nube de Oort de nuestro sistema solar con una temperatura promedio de ~ 180 K. Este modelo se muestra junto con la fotometría en el panel derecho de la Figura 6. Nuestro análisis preliminar sugiere que estamos observando la destrucción de un sistema planetario alrededor de WD 0121–756.

El segundo objetivo específico es extender nuestra búsqueda de EBs. Para comenzar, proponemos ahora usar el catálogo de EB detectadas por *Gaia*. Específicamente, incluiremos las EB reportadas en Torres et al. (2019) que corresponden a más de 13 mil EB en el disco delgado, grueso y el halo de nuestra Galaxia, poniendo especial atención a la lista de EB con exceso IR presentada por Rebassa-Mansergas et al. (2019). Además, la búsqueda se hará tanto en el archivo de *XMM-Newton* como en el de *Chandra*.

Para reducir los datos de *Chandra* usaremos el Chandra Interactive Analysis of Observations (CIAO) software (Fruscione et al., 2006). El procedimiento es muy similar al de las cámaras EPIC de *XMM-Newton*, sin embargo, nos concentraremos en observaciones obtenidas con la cámara Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) de *Chandra*.

Para corroborar (o no) la presencia de una compañera estelar, esto es, la presencia de un exceso IR necesitamos crear y analizar la SED de cada EB. Para esto, usaremos las observaciones públicas del NASA/IPAC Infrared Science Analysis⁷ que incluyen observaciones de las misiones IR de la NASA más importantes. Estas incluyen *WISE*, *Spitzer*, *Herschel*, *IRAS*, *2MASS*, entre otros, que nos permitirán crear SED que cubran el rango del cercano IR al mediano IR ($25 \mu\text{m}$) suficiente para discernir la presencia de una compañera estelar. Cabe señalar que en los casos en que existan observaciones de *Herschel* podremos modelar la presencia de estructuras de polvo hasta longitudes de onda de $500 \mu\text{m}$.

4.2. Nuevas observaciones de Rayos X

Nuestro estudio de las 116 EB de observaciones de archivo del satélite *XMM-Newton* mostró que muchas de las observaciones son poco profundas. En muchos casos las observaciones no están diseñadas para estudiar la emisión de rayos X de nuestras EB candidatas, sino que fueron planeadas para otros objetos y nuestros candidatos caen en el mismo campo de visión. Esto es, en algunos casos los tiempos de exposición de las observaciones no son suficientes para producir espectros de buena calidad y mucho menos obtener buenas curvas de luz.

⁷<https://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

Usando los catálogos de EBs arriba citados haremos una lista de EBs que no tengan rasgos de sistemas binarios (no variabilidad óptica ni exceso en el IR reportados). Para esos casos, escribiremos propuestas de observación para los satélites *XMM-Newton* y *Chandra* para obtener observaciones profundas y poder realizar una buena caracterización de la variabilidad de los rayos X duros.

Las variaciones espectrales reportadas por Chu et al. (2021) de KPD 0005+5106 mostradas en el panel derecho de la Figura 3 son clave para entender la acreción del material del planeta sobre la EB. Por ejemplo, uno podría argumentar que las variaciones espectrales se deben al ángulo entre la órbita del sistema y la línea de visión. Algo que podremos también estudiar con nuestras simulaciones (ver siguiente sección). Por lo tanto, pediremos observaciones mucho más profundas para estudiar las diferencias espectrales entre los máximos de la emisión y los mínimos. Elegiremos a nuestros mejores candidatos a ser re-observados por *XMM-Newton* (entre ellos incluyendo a KPD 0005+5106 y WD 0121-756) para pedir observaciones profundas que ayuden a mejorar la calidad de los espectros en el máximo y mínimo de la emisión. Además, nuevas observaciones mejorarán la estimación del periodo de la variación de los rayos X de alta energía.

4.3. Simulaciones de la producción de rayos X debido a la presencia de planetas alrededor de EB

Se desarrollarán simulaciones radiativo-hidrodinámicas (incluyendo gravedad) para simular la acreción de un planeta sobre una EB. Nos interesa correr simulaciones para sistemas EB+planeta con diferentes parámetros orbitales y cociente de masas. Variaremos la masa de la EB con valores entre 0.6 y 0.8 M_{\odot} , mientras que para el planeta usaremos masas de 1, 2, 5 y 10 M_{J} ⁸.

Con este propósito usaremos el código gravo-radiativo-hidrodinámico GUACHO que ha sido extensamente probado para estudiar la formación de objetos HH, regiones H II, nebulosas planetarias y superburbujas interestelares (ver Esquivel et al., 2009; Esquivel & Raga, 2013; Castellanos-Ramírez et al., 2015; Rodríguez-González et al., 2019; Toalá et al., 2021; Lora et al., 2021). El código resuelve las ecuaciones de Euler de la hidrodinámica en 3D. Esto es,

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{u}) = 0, \quad (3)$$

$$\frac{\partial \rho \mathbf{u}}{\partial t} + \rho (\mathbf{u} \cdot \nabla) \mathbf{u} = -\nabla p + \mathbf{f}_{\text{ext}} \quad (4)$$

y

$$\frac{\partial e}{\partial t} + \nabla \cdot [\mathbf{u}(e + p)] = G - L + \mathbf{f}_{\text{ext}} \cdot \mathbf{u}. \quad (5)$$

En donde ρ , \mathbf{u} , p y e son la densidad, el vector de la velocidad⁹, presión y energía definida como

$$e = \frac{1}{2} \rho u^2 + \frac{p}{\gamma - 1}, \quad (6)$$

en donde u es la magnitud del vector velocidad definida como $u \equiv \sqrt{\mathbf{u} \cdot \mathbf{u}}$ y γ es el cociente de los calores específicos. En la ecuación de momento, se pueden incluir diferentes fuerzas externas, \mathbf{f}_{ext} (Ecuación 4). En nuestro caso incluimos como fuerza externa la gravedad. Así mismo, en la ecuación de energía el factor $\mathbf{f}_{\text{ext}} \cdot \mathbf{u}$ (Ecuación 5) es el trabajo realizado por la fuerza de gravedad. Los términos G y L en la Ecuación (5) corresponden a las tasas de calentamiento y enfriamiento radiativo.

Para poder comparar con las observaciones de *XMM-Newton* y *Chandra* necesitamos producir observaciones sintéticas de rayos X. Se planea seguir la metodología presentada en Toalá & Arthur (2018). Esto es, como primer paso se crearán perfiles de la medida de emisión diferencial (*differential emission measure* o DEM). Para cada tiempo de la simulación calcularemos el DEM para cada celda de la simulación como

$$\text{DEM}(T_b) = \sum_{k, T_k \in T_b} n_e^2 \Delta V_k, \quad (7)$$

⁸Una masa de Júpiter (M_{J}) es igual a 1.899×10^{30} g.

⁹El vector velocidad se expresa con sus tres componentes como $\mathbf{u} = (u_x, u_y, u_z)$.

en donde n_e es la densidad electrónica de la celda k , ΔV_k es el volumen de la celda k y la suma se realiza sobre todas las celdas con temperatura en el bin cuya temperatura central es T_b . Usaremos 100 bins de temperatura en escala logarítmica para el rango $\log(T) = 5$ a $\log(T)=9$, esto es, intervalos de 0.04 dex.

Una vez calculado el DEM completo para cada paso de tiempo de las simulaciones, calcularemos espectros sintéticos usando la última versión de la base de datos atómica Chianti (Del Zanna et al., 2021)¹⁰. Chianti es capaz de producir espectros sintéticos tomando en cuenta la contribución de líneas y debido a la emisión libre-libre y libre-ligado. Además del DEM, Chianti necesita que el usuario especifique las abundancias del gas emisor de rayos X así como algunos parámetros de las propiedades del espectro resultante como el rango de energía deseado, la resolución espectral y el full width at halfmaximum (FWHM). Por último, usando Chianti convolucionaremos los espectros sintéticos con las matrices de calibración de diferentes telescopios (incluyendo *XMM-Newton* y *Chandra*) para realizar comparaciones directas con las observaciones.

Como resultado de este proceso, obtendremos espectros sintéticos a diferentes tiempos de la simulación. Integraremos el espectro en las bandas de rayos X suaves (0.3–0.5 keV) y rayos X duros (0.6–3.0 keV) para producir curvas de luz. Realizaremos este mismo proceso para una misma simulación pero con diferentes líneas de visión y probar si la variabilidad se debe a la auto-absorción del material.

5. Cronograma de actividades

Semestre I

- Preparación de protocolo de proyecto doctoral.
- Asistir y participar en las discusiones del Online Meetings on Evolved Stars and Systems (O-MESS)¹¹.
- Asistencia y participación en el *XMM-Newton* 2021 Science Workshop *A high-energy view of exoplanets and their environments*¹² con la modalidad póster que se realizará del 24 al 28 de Mayo.

Semestre II

- Análisis de observaciones de rayos X e IR de las EB candidatas a albergar planetas que producen rayos X, WD 0121–756 y WD 0956+022.
- Búsqueda de observaciones de EB disponibles en el archivo del telescopio de rayos X de la NASA *Chandra*.
- Escribir propuesta para pedir observaciones profundas de *XMM-Newton* de KPD 0005+5106.

Semestre III

- Publicación de los datos de las EB WD 0121–756 y WD 0956+022.
- Familiarizarse con el programa de análisis de los archivos del telescopio *Chandra*.
- Comenzar el análisis de las EB encontradas en el archivo de *Chandra*.
- Escribir propuesta de observación para reobservar EBs con observaciones de baja calidad con *XMM-Newton*.

Semestre IV

- Escribir un artículo de los resultados encontrados con las observaciones de *Chandra*.
- Familiarizarse con el código gravo-radiativo-hidrodinámico GUACHO.
- Buscar congresos internacionales a los que asistir.

Semestre V

- Correr simulaciones de la producción de rayos X debido a la interacción entre planetas y EB usando el código GUACHO.
- Publicación de datos obtenidos referente a de simulaciones realizadas de un planeta siendo acretado hacia una EB.

¹⁰<https://www.chiantidatabase.org/>

¹¹<http://www.astro.physik.uni-potsdam.de/~o-mess/index.html>

¹²<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/2021-workshop>

- Analizar los datos de *XMM-Newton* de KPD 0005+5106.

Semestre VI

- Publicación de los datos de las simulaciones obtenidas con el código GUACHO.
- Publicación de los datos obtenidos de *XMM-Newton* de nuevas EBs.

6. Índice tentativo de la tesis

- Capítulo 1: Introducción
- Capítulo 2: Producción de rayos X en EB por acreción de planetas (Simulaciones)
- Capítulo 3: Observaciones
- Capítulo 4: Discusión
- Capítulo 5: Conclusiones
- Capítulo 6: Trabajo a futuro

7. Bibliografía básica

Bilíková, J., Chu, Y.-H., et al., 2010, *AJ*, 140, 1433
 Bilíková, J., et al., 2012, *ApJSS*, 200, 3
 Chu, Y.-H., Guerrero, M.A., Gruendl, R.A., et al., 2004, *AJ*, 127, 477
 Chu, Y.-H., Toalá, J.A., Guerrero, M.A., et al., 2021, *ApJ*, 910, 119
 Esquivel, A., & Raga, A.C., 2013, *ApJ*, 779, 111
 Esquivel, A., et al., 2009, *A&A*, 507, 855
 Hegazi, A., et al., 2020, *MNRAS*, 496, 612
 Toalá, J.A. & Arthur, S.J., 2018, *MNRAS*, 478, 1218
 O'Dwyer, I.J., Chu, Y.-H., Gruendl, R.A., et al., 2003, *AJ*, 125, 2239
 Villaver, E., & Livio, M., 2007, *ApJ*, 661, 1192

Referencias

Andrews S. M., et al., 2018, *ApJL*, 869, L41
 Bains W., et al., 2020, arXiv e-prints, p. arXiv:2009.06499
 Bilíková J., Chu Y.-H., Gruendl R. A., Maddox L. A., 2010, *AJ*, 140, 1433
 Bilíková J., Chu Y.-H., Gruendl R. A., Su K. Y. L., De Marco O., 2012, *ApJSS*, 200, 3
 Carrasco-González C., et al., 2016, *ApJL*, 821, L16
 Castellanos-Ramírez A., Rodríguez-González A., Esquivel A., Toledo-Roy J. C., Olivares J., Velázquez P. F., 2015, *MNRAs*, 450, 2799
 Chu Y.-H., Toala J. A., Guerrero M. A., Bauer F., Bilikova J., Gruendl R. A., 2021, arXiv e-prints, p. arXiv:2102.05035
 Decin L., et al., 2020, *Science*, 369, 1497
 Del Zanna G., Dere K. P., Young P. R., Landi E., 2021, , 909, 38
 Eggleton P. P., 1983, *ApJ*, 268, 368
 Esquivel A., Raga A. C., 2013, *ApJ*, 779, 111
 Esquivel A., Raga A. C., Cantó J., Rodríguez-González A., 2009, *A&A*, 507, 855
 Fleming T. A., Schmitt J. H. M. M., Giampapa M. S., 1995, *ApJ*, 450, 401

Fruscione A., et al., 2006, in Silva D. R., Doxsey R. E., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 6270, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. p. 62701V, doi:10.1117/12.671760

Gabriel C., et al., 2004, in Ochsenbein F., Allen M. G., Egret D., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 314, Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII. p. 759

Greaves J. S., et al., 2020, *Nature Astronomy*,

Guerrero M. A., Chu Y.-H., Gruendl R. A., 2000, *ApJSS*, 129, 295

Guerrero M. A., Chu Y.-H., Gruendl R. A., Williams R. M., Kaler J. B., 2001, *ApJL*, 553, L55

Hearn A. G., Mewe R., 1976, *A&A*, 50, 319

Hegazi A., Bear E., Soker N., 2020, , 496, 612

Krzesinski J., Blokesz A., 2020, *IAU Symposium*, 357, 41

Krzesinski J., Blokesz A., Siwak M., Stachowski G., 2020, *A&A*, 642, A105

Lora V., Raga A., Canto J., Esquivel A., 2021, arXiv e-prints, p. arXiv:2105.08319

McCook G. P., Sion E. M., 1999, *ApJSS*, 121, 1

Miller Bertolami M. M., 2016, *A&A*, 588, A25

Patterson J., 1994, *PASP*, 106, 209

Privitera G., Meynet G., Eggenberger P., Vidotto A. A., Villaver E., Bianda M., 2016, *A&A*, 593, A128

Rao S., et al., 2021, arXiv e-prints, p. arXiv:2104.07397

Rebassa-Mansergas A., Solano E., Xu S., Rodrigo C., Jiménez-Esteban F. M., Torres S., 2019, *MNRAS*, 489, 3990

Rodríguez-González A., Meliani Z., Sánchez-Cruces M., Rivera-Ortiz P. R., Castellanos-Ramírez A., 2019, *A&A*, 631, A170

Schmitt J. H. M. M., Fleming T. A., Giampapa M. S., 1995, *ApJ*, 450, 392

Shipman H. L., 1976, *ApJL*, 206, L67

Snowden S. L., et al., 1995, *ApJ*, 454, 643

Toalá J. A., Arthur S. J., 2018, *MNRAS*, 478, 1218

Toalá J. A., Lora V., Montoro-Molina B., Guerrero M. A., Esquivel A., 2021, arXiv e-prints, p. arXiv:2103.11503

Torres S., Cantero C., Rebassa-Mansergas A., Skorobogatov G., Jiménez-Esteban F. M., Solano E., 2019, *MNRAS*, 485, 5573

Vanderburg A., et al., 2020, arXiv e-prints, p. arXiv:2009.07282

Villaver E., Livio M., 2007, *ApJ*, 661, 1192