



Máster Universitario en Astrofísica
Universidad Complutense de Madrid
Trabajo de fin de Máster

CARMENES target characterisation: X-ray emission in M dwarfs

Alumno:

Esther GONZÁLEZ ÁLVAREZ ^I

Directores:

Jorge SANZ FORCADA ^{II} (CAB), José Antonio CABALLERO ^{III} (CAB)

Tutor:

David MONTES ^{IV}

Julio 2014

^Iesthgonz@ucm.es

^{II}jsanz@cab.inta-csic.es

^{III}caballero@cab.inta-csic.es

^{IV}dmontes@ucm.es

Resumen:

Contexto: CARMENES es un espectrógrafo de alta resolución con el que el consorcio hispano-alemán del mismo nombre buscará exotierras alrededor de unas 300 estrellas de tipo espectral M por el método de velocidad radial.

Objetivos: Completar la base de datos de CARMENCITA con información de la actividad de las estrellas de tipo espectral M. Es importante saber la actividad de este tipo de estrellas, ya que una gran actividad estelar, como es el caso de las estrellas frías por tener una capa convectiva profunda, produce distorsiones en las curvas de velocidad radial y afecta al objetivo principal del proyecto CARMENES, la detección de planetas.

Métodos: Se han usado el archivo de datos de altas energías de la NASA HEASARC, la base de datos astronómicas SIMBAD, y varios artículos de investigación para buscar información de datos en rayos X para más de 1500 estrellas de la base de datos CARMENCITA, la cual actualmente tiene un total de 2131 estrellas. Aunque la inmensa mayoría de los datos han sido recopilados uno a uno, se ha elaborado un programa informático que permita recopilar datos del flujo en rayos X procedentes de algunos artículos de investigación.

Resultados: Se ha recogido nueva información de la actividad estelar para un total de 188 estrellas de tipo M. Cada una de las estrellas se ha estudiado de manera individualizada para evitar asignar la emisión en rayos X a la fuente incorrecta. En muchos casos había fuentes contaminantes cercanas y dificultaban la identificación de la fuente emisora. También se han representado en diferentes gráficas los datos obtenidos y se ha hecho un análisis de todos ellos.

Conclusiones: El estudio llevado a cabo ha permitido elaborar unas listas de datos calculados, flujo y luminosidad en rayos X, que ayudará a saber más sobre la actividad que presentan las estrellas de tipo M pertenecientes a la base de datos.

Palabras clave: Bases de datos astronómicas—Estrellas: actividad—Estrellas: rayos X, Estrellas: Fulguraiones—Estrellas: Corona—Estrellas: tipo tardío—Estrellas: baja masa.

Abstract:

Context: CARMENES is a next-generation instrument being built by a consortium of German and Spanish institutions to carry out a survey of 300 M-type stars with the goal of detecting exoearths by radial-velocity measurements.

Aims: Complete CARMENCITA database with information on the activity of the stars of spectral type M. It is important to know the activity of such stars: a high stellar activity level, as it is the case of cool stars due to their deep convective layer, distorts the radial velocity curves and affects the main objective of the project CARMENES, the detection of planets.

Methods: By NASA's archive HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center), the SIMBAD astronomical data base and several research articles have search information from X-ray data for more than 1500 stars CARMENCITA database, which currently has a 2131 total stars. Although the majority of the data have been collected one by one, has developed a computer program to collect data from some research articles with X-ray flux already calculated.

Results: New information of stellar activity for a total of 188 stars of type M has been collected. Each of the stars has been studied individually to avoid assigning the X-ray emission to the wrong source. Many cases had nearly contaminant sources that hamper the identification of the emitting source. Different plots were constructed to show the obtained data, that are then discussed.

Conclusions: The individualized treatment of the stars has allowed us to develop a list of calculated data, flux and brightness in X-ray, which help us to know more about the activity level of the M-type stars database.

Keywords: Astronomical data bases—Stars: activity— Stars: X-ray—Stars: flare—Stars: coronae—Stars: late-type— Stars: low-mass.

Índice

1. Introducción	3
1.1. CARMENES y la búsqueda de exoplanetas	3
1.2. CARMENCITA	5
1.3. Actividad y rayos X	6
1.4. <i>ROSAT</i>	8
1.5. <i>Chandra</i>	8
1.6. <i>XMM-Newton</i>	10
2. Análisis	11
2.1. Determinación del flujo en rayos X	11
2.2. Proceso de recopilación	12
2.2.1. Fuentes que contaminan la toma de datos	14
2.2.2. Distintos casos a la hora de recopilar datos	14
3. Resultados	16
3.1. <i>Chandra</i>	16
3.2. <i>XMM-Newton</i>	16
3.3. Instrumentos de <i>ROSAT</i>	17
3.4. Estrellas no detectadas en rayos X	18
3.5. Histograma Flujo en rayos X	19
3.6. Luminosidad en rayos X	19
3.7. Análisis del Flujo en rayos X según el Tipo espectral	20
3.8. AZ Cnc	23
3.9. Relación entre actividad en rayos X y rotación de las estrellas	23
3.10. Determinación de la inclinación a partir de la actividad estelar	24
4. Conclusiones	26
Apéndice: Tablas	28
Poster "Cool Stars 18"	31

1. Introducción

El interés que hay en la búsqueda y estudio de exoplanetas ha entrado en el mundo de la ciencia recientemente. Aunque desde hace siglos, una de las preguntas que más se plantea la humanidad es si la Tierra es el único planeta habitable y con ello si estamos solos en el Universo. Hace casi 20 años del descubrimiento (1995) del primer exoplaneta que orbita alrededor de una estrella con características similares a nuestro Sol, llamado 51 Pegasi b. Desde entonces el descubrimiento de nuevos planetas ha crecido notablemente. A día de hoy se han descubierto 1112 sistemas planetarios que contienen un total de 1792 cuerpos planetarios, 460 de estos sistemas son múltiples y 43 de estos planetas están por encima de las $13 M_J$, por lo que muy probablemente sean enanas marrones.

Los planetas son fuentes de luz muy tenue en comparación con sus estrellas y es sumamente difícil detectarlos, por esta razón los telescopios han podido detectar por imagen directa no más de una decena de exoplanetas. Por lo tanto, la gran mayoría de los planetas extrasolares conocidos sólo han sido detectados a través de métodos indirectos.

Uno de los primeros métodos de detección indirecta fué el método de *velocidad radial*. El cuál se basa en el efecto Doppler. El planeta, al orbitar la estrella central ejerce una fuerza gravitacional sobre ésta, de manera que la estrella gira sobre el centro de masa común del sistema. Las oscilaciones de la estrella pueden detectarse mediante leves cambios en las líneas espectrales según la estrella se acerca a nosotros. Este método ha sido el más exitoso en la búsqueda de nuevos planetas, pero sólo es eficaz en los planetas gigantes más cercanos a la estrella principal de manera que sólo puede detectar una leve fracción de los planetas existentes.

Otro de los métodos de detección más exitosos ha sido el de los *tránsitos*. Consiste en observar fotométricamente la estrella y detectar sutiles cambios en la intensidad de su luz cuando un planeta orbita por delante de ella. Este método, al igual que el de la velocidad radial, encuentra de forma más eficiente planetas de mayor tamaño, pero gracias a la precisión alcanzada con misiones como Kepler también se han podido detectar gran número de planetas de menor tamaño llegando a tamaños como la Tierra.

Otros métodos menos populares pueden ser: *Astrometría*, *Variación en el tiempo de tránsito (VTT)*, *Medida de pulsos de radio de un púlsar*, *Binaria eclipsante*, *Microlentes gravitacionales*, etc.

La ciencia avanza hacia la detección de planetas menos masivos, esto lleva a la necesidad de estudiar estrellas cada vez menos masivas para poder detectarlos mejor. Estas estrellas menos masivas (mas frías) tienen el máximo de emisión desplazado hacia el infrarrojo. Por lo tanto, la instrumentación necesaria para su detección se deberá centrar en este rango.

Es aquí donde juega un papel importante el proyecto CARMENES cuyo objetivo es buscar exoplanetas en la zona habitable. Y por lo expuesto anteriormente habrá que centrarse en estrellas menos masivas si se quieren detectar exoplanetas cada vez más pequeños. Las estrellas elegidas para el proyecto CARMENES son las estrellas de tipo espectral M.

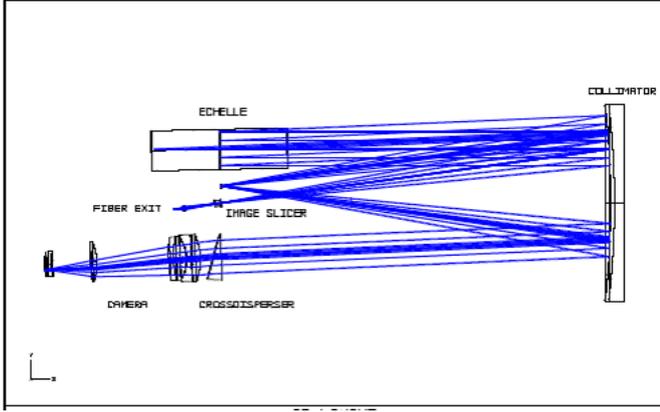
Las estrellas de tipo M poseen un problema a la hora de realizar observaciones ya que presentan mucha actividad magnética por tener una gran zona convectiva en su interior. Y es aquí donde reside la importancia de este trabajo. Uno de los pasos previos a la detección de exoplanetas alrededor de estrellas tipo M, es conocer bien su actividad. Actividad que se puede cuantificar a través de la emisión en rayos X (que proporciona información sobre la Corona).

Este trabajo se estructura de la siguiente forma: En primer lugar se describe el instrumento CARMENES con el que se hará la búsqueda de exoplanetas, posteriormente se habla de la base de datos de CARMENCITA la cual recopila información sobre las diferentes estrellas a observar y por último se analiza la relación que existe entre la actividad de las estrellas y los rayos X. Una vez explicado todo esto, se pasa a explicar la recopilación de datos en rayos X necesaria para la base de datos de CARMENCITA y para terminar se discuten los datos obtenidos.

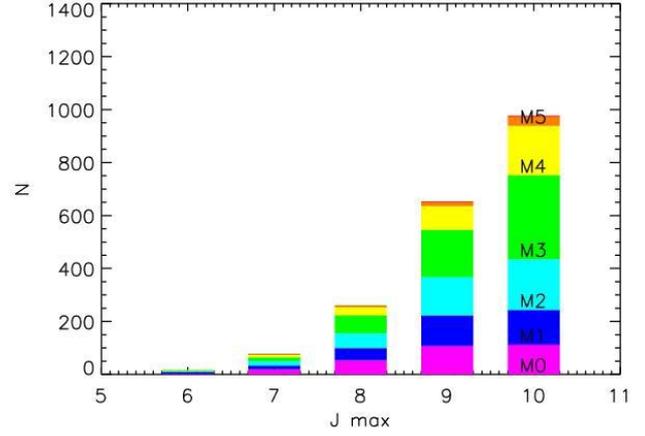
1.1. CARMENES y la búsqueda de exoplanetas

CARMENES^V (*Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exoearths with Near-infrared and optical Échelle Spectrographs*. Quirrenbach et al. 2012) es un instrumento de última generación que se está construyendo para el telescopio de 3.5 m del Observatorio de Calar Alto por un consorcio de instituciones alemanas y españolas. Se compone de dos espectrógrafos (Fig 1(a)) separados que cubren los rangos de longitudes de onda de 0.5 a 1.0 μm y 1.0 a 1.7 μm , con resoluciones espectrales $R = 82.000$, cada uno de los cuales deberá realizar mediciones de alta precisión de velocidad radial (1 m s^{-1}).

^V<https://carmenes.caha.es>



(a) Espectrógrafo



(b) Enanas M accesibles

Figura 1: (a) Espectrógrafo de CARMENES. (b) Número de enanas M accesibles desde Calar Alto, los diferentes colores indican el tipo espectral (Caballero et al. 2012)

El objetivo fundamental de la ciencia CARMENES es llegar a recopilar una muestra de 300 estrellas de tipo tardío en la secuencia principal, con el objetivo de detectar planetas de baja masa ($M_p \simeq 2M_T$) dentro de la zona habitables de su estrella. Estas estrellas serán observadas en un total de 600 a 750 noches de observación (garantizadas), y se espera que dichas observaciones puedan comenzar a finales de 2015. A continuación una gráfica (Figura 1(b)) muestra el número de enanas M que serán accesibles desde el observatorio de Calar Alto (Almería) en función de la magnitud en la banda J.

Uno de los parámetros que usa CARMENCITA y que depende del tipo espectral de la estrella es la Clase (Fig. 2 y Tabla 1). Las estrellas de la base de datos han sido divididas en cuatro clases: α , β , γ y δ . Se ha realizado esta división en clases para establecer una prioridad a la hora de llevar a cabo las observaciones, siendo las estrellas de clase α las de máxima prioridad, seguidas de las β . Las de clase γ son estrellas más débiles que se han introducido en la base de datos para tener una reserva por si fallasen algunas de las anteriores. Y ya por último, las estrellas de clase δ se tratan de binarias espectroscópicas y binarias visuales cuyas compañeras se encuentran a menos de $5''$. Será necesaria la eliminación de esta clase a la hora de la monitorización de la velocidad radial, ya que al tratarse de estrellas binarias pueden llevar a confusión en la detección de planetas. Este tipo de estrellas poseen velocidades de rotación mas grandes produciendo un campo magnético más intenso y esto a su vez produce mayor emisión en rayos X.

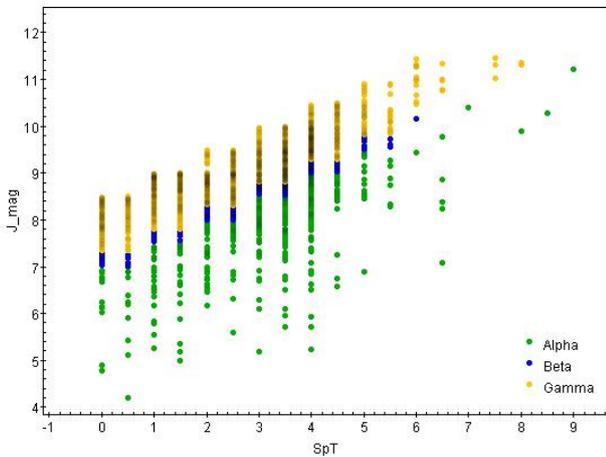


Tabla 1: Rango en magnitud J para cada Clase en función de su tipo espectral. (Caballero et al. 2012)

SpT	α	β	γ
> M6 V	<10	10,8-11,3	11,5-12,0
M5 V	<9,5	10,3-10,8	11,0-11,5
M4 V	<9	9,3-9,8	10,5-11,0
M3 V	<8,5	8,8-9,3	10,0-10,5
M2 V	<8	8,3-8,8	9,5-10,0
M1 V	<7,5	7,8-8,3	9,0-9,5
M0 V	<6,5	7,3-7,8	8,5-9,0

Figura 2: Rango en magnitud que cubren las distintas Clases para cada tipo espectral. Colores representan: Alphas (verdes), Betas (azules) y Gammas (amarillo).

Este proyecto se ha centrado en el estudio de estrellas enanas poco masivas, en particular estrellas de tipo espectral M. Estas estrellas son relativamente frías (aprox. entre 2200 y 4000 K), poseen masas menores de $\sim 0,6M_{\odot}$ y son las mas abundantes en el Universo.

CARMENES observará estrellas de tipo M y será capaz de medir variaciones en la velocidad radial de la estrella. Ésta variación es producida por la influencia gravitacional de planetas que giran alrededor de su estrella. Una vez detectadas esas variaciones en la velocidad radial se procederá a identificar si los planetas se encuentran dentro de la zona habitable, llamados exotierras habitables. Éste tipo de planetas producirían una variación en la velocidad radial de la misma amplitud que la producida por exo-júpiteres alrededor de estrellas mas calientes.

Un problema que se puede encontrar a la hora de observar estrellas de baja masa es que los espectrógrafos visibles no están optimizados para observar este tipo de objetos. Ya que al tener temperaturas efectivas bajas su máximo de emisión se produce fuera del rango visible. Las enanas M emiten el máximo de su energía en el infrarrojo cercano (NIR), que corresponde con energías entre 1 y $2.5 \mu m$. Y como ya se ha comentado, uno de los espectrógrafos de CARMENES estará diseñado en el NIR cubriendo los rangos de 0.5 a $1.7 \mu m$, haciendolo idóneo para observar estrellas con tipos espectrales entre M3.0 V y M6.0 V. Ya que se ha estado hablando de la clasificación espectral de las estrellas tipo M, conviene recordar los distintos tipos espectrales que hay en función de la temperatura y algunos de sus parámetros fundamentales (Tabla 2).

Tabla 2: Clasificación espectral y parámetros fundamentales de estrellas tipo M.(Valores de Reid y Hawley et al. 2005)

Tipo esp.	T_{eff} [K]	Masa [M/M $_{\odot}$]	Radio [R/R $_{\odot}$]	log g [g cm $^{-2}$ s $^{-1}$]
M0	3800	0.60	0.62	4.65
M1	3600	0.49	0.49	4.75
M2	3400	0.44	0.44	4.8
M3	3250	0.36	0.39	4.8
M4	3100	0.20	0.36	4.9
M5	2800	0.14	0.20	5.0
M6	2600	0.10	0.15	5.1
M7	2500	$\sim 0,09$	0.12	5.2
M8	2400	$\sim 0,08$	0.11	5.2
M9	2300	$\sim 0,075$	0.08	5.4

1.2. CARMENCITA

CARMENCITA (*Cool dwarfs Information and daTa Archive*. Caballero et al. 2013) es el catálogo de estrellas candidatas a ser observadas por CARMENES y será la base de datos mas completa de enanas M que se haya construido hasta el momento. Dicha base de datos contiene información sobre una multitud de parámetros para unas 2200 estrellas tipo M hasta la fecha de finalización de este trabajo (Julio de 2014). Actualmente este catálogo de estrellas es privado, pero se hará público en el futuro como legado del proyecto CARMENES. Algunos de esos parámetros se pueden ver en la siguiente tabla (Figura 3).

Las estrellas estudiadas en este trabajo proceden de esta base de datos. En particular, el objetivo de este trabajo ha sido el cálculo del flujo y luminosidad en rayos X para las estrellas presentes en la base de datos que tuviesen información útil en rayos X y también la recopilación de datos en rayos X para el resto de estrellas que no tuviesen dicha información. Se ha intentado buscar el mayor número de estrellas de la base de datos que no disponían de información útil en rayos X y el objetivo ha sido calcular el flujo y luminosidad en rayos X. Más adelante se explicará con más detalle cuales han sido los pasos a seguir para dicho objetivo (Sección 2.1).

El proceso de estudiar la emisión en rayos X es importante porque indica la presencia de actividad magnética en una estrella la cual condiciona la detección de planetas en la zona habitable como se explica a continuación.

	Karmn_1	Name	J_mag	CRT_s_1	HR1	vsini_kms_1	SpTnum
2	J00012+139N	BD+13 5195	7,798	20,53			0,5
1	J00012+139S	BD+13 5195B	8,359	20,53			0,
3	J00026+383	2M J00024011+38...	9,707	0,0396	0,27		4,
4	J00033+046	HIP 263	8,833	0,02033	0,48		1,5
5	J00051+457	GJ 2	6,704			2,76	1,
6	J00056+458	HD 38B	6,142	0,04941	-0,42	5,3	0,
7	J00067-075	GJ 1002	8,323				5,5
8	J00077+603	G 217-032	8,911	0,17	-0,41		4,
9	J00078+676	2M J00075079+67...	8,355				2,
10	J00079+080	LP 524-065	9,392				3,
11	J00081+479	1RXS J000806.3+4...	8,523	0,219	-0,27		4,
12	J00084+174	MCC 351	7,807				0,
13	J00088+208	LP 404-033	8,87	0,0899	-0,28		4,5
14	J00110+052	G 031-029	8,53				1,
15	J00115+591	LSR J0011+5908	9,945				5,5

Figura 3: Base de datos con algunos de los parámetros existentes.

1.3. Actividad y rayos X

La corona de las estrellas esta formada por plasma a una temperatura de varios millones de grados, suficiente para que su radiación térmica y de frenado sea observable en rayos X. Sin embargo su intensidad es generalmente débil y sólo presenta un pequeño porcentaje de la emisión de la estrella en todo el espectro electromagnético. Uno de los descubrimientos más interesantes de la misión Einstein fue que la emisión de rayos X en estrellas frías procede de coronas estelares calientes. Estrellas de casi todos los tipos espectrales presentan emisión en rayos X con luminosidades $\sim 10^{26-31}$ [erg/s] para las estrellas frías (los últimos tipos espectrales) y del orden $\sim 10^{29-34}$ [erg/s] para las más calientes (tipo O y B). Gracias al estudio de la emisión coronal de muchas estrellas frías ha permitido comprender: el mecanismo de calentamiento de las coronas estelares, cómo depende este calentamiento de otros parámetros como la luminosidad, la pérdida de masa, la convección estelar, la rotación o la edad, y saber también cómo se distribuye el plasma en temperatura y densidad en función del confinamiento magnético. Las altas temperaturas observadas en las coronas estelares implican unas energías cinéticas que hacen imposible mantener una ligadura gravitacional del plasma a la estrella y exige la presencia de un confinamiento magnético. Así que nos encontramos con una conexión importante entre la actividad magnética de las estrellas frías y el calentamiento del gas coronal. Comprender los mecanismos físicos involucrados requiere estudiar las relaciones existentes entre la fotosfera, la cromosfera y la actividad coronal, así como la luminosidad en rayos X de la estrella.

Estudios demuestran que la luminosidad en rayos X depende de la edad, la rotación, la composición química y la configuración del campo magnético. Y sobre todo y lo que más interesa en este trabajo es que la intensidad de la emisión de rayos X de la estrella de los últimos tipos espectrales está relacionada con la velocidad de rotación y con la profundidad de la capa convectiva, indicando que el mecanismo de calentamiento de la corona emisora de rayos X está relacionado con la liberación de energía en las líneas de campo magnético de la estrella, retorcidas por la rotación diferencial de las capas convectivas. De esta manera se pone de manifiesto una fuerte dependencia de la emisión de rayos X con la edad de la estrella ya que conforme envejece, disminuye su velocidad de rotación y por tanto el mecanismo que produce la energía observada en rayos X. Algunas muestras de actividad en un estrella son la presencia de playas, fulguraciones, manchas y eyecciones de masa coronal. Esta actividad estelar produce distorsión de la líneas espectrales que afecta a la determinación precisa de la velocidad radial dificultando la detección de planetas. Por eso, es de gran importancia estudiar la actividad de estrellas tipo M que tienen capas convectivas profundas haciendo que sean estrellas de mayor actividad.

A la hora de estudiar objetos en rayos X es necesario saber que el tiempo de exposición de las observaciones que se requiere es muy alto. Del orden de 10 ks, porque nos llegan muy pocos fotones. Al observar en este rango de longitudes de onda se ven las zonas calientes de los objetos, al igual que ocurre con el UV. Mientras que las zonas frías se observarán en IR o en radio. Algunas de las investigaciones que se pueden hacer en rayos X referente a estrellas frías son:

- Los modelos coronales en estrellas de últimos tipos.
- Fenómenos extremos como acreción o emisión de cuerpo negro.

Al mirar el espectro de una estrella se puede saber si tiene rotación rápida o lenta ya que las líneas de su espectro

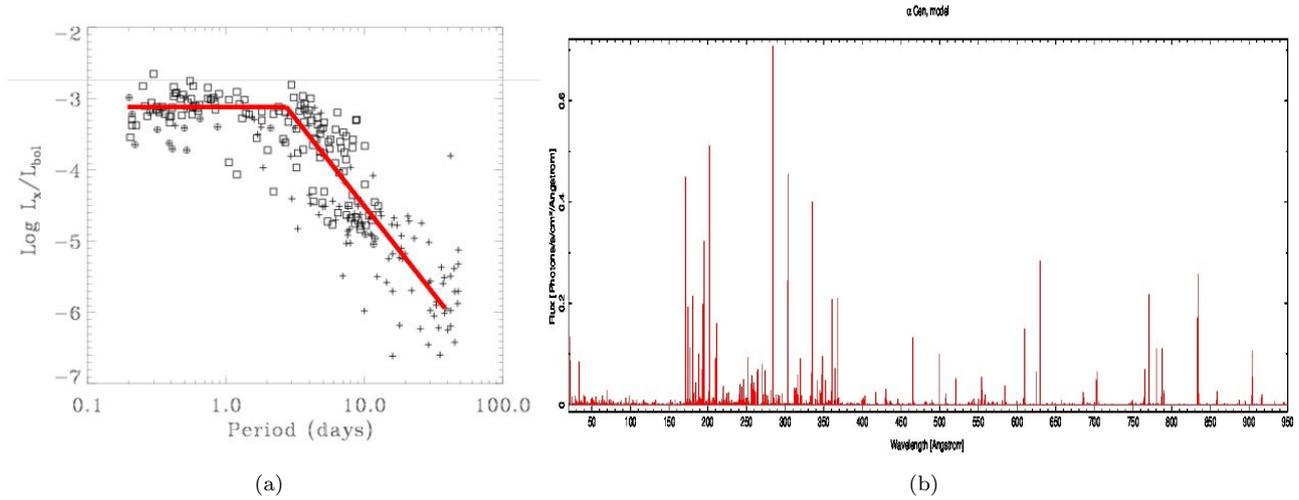


Figura 4: (a) Variación de la luminosidad en rayos X en función de la rotación de la estrella. (b) Rango espectral perteneciente a rayos X (1-100 Å) y EUV (100-950 Å) para α Cen. (Sanz-Forcada et al. 2014)

se ven ensanchadas para el caso de rotación rápida. Esta rotación hace que la estrella sea mas activa, como se ha comentado anteriormente. Destacar que va a haber un límite en la emisión de rayos X por rotación, ya que llegará un punto en el que por mucho que rote la estrella no va a poder emitir más. Habiendo alcanzado de esta manera la saturación (Fig. 4(a)).

En el ámbito de altas energías no se trabaja con longitudes de onda, sino con energías. Sabiendo que $\lambda(\text{Å}) \times E(\text{keV}) = 12,3984$ es fácil hacer la conversión. Longitudes de onda más corta corresponderán con energías mayores y viceversa.

Para objetos muy lejanos hay que tener en cuenta la absorción que produce el medio interestelar (ISM). Por debajo del límite de Lyman del hidrógeno ($\lambda < 912 \text{ Å}$), el gas del medio interestelar se vuelve opaco a la radiación haciendo que los fotones sean fácilmente absorbidos por el ISM. Sin embargo, a medida que nos movemos a longitudes de onda más cortas van disminuyendo las posibilidades de que los fotones sean absorbidos. Y es a partir de longitudes de onda $< 400 \text{ Å}$ cuando vuelve a ser posible observar las estrellas sin los efectos de la absorción del medio interestelar. Por esta razón es mejor hacer observaciones en rayos X (1-100 Å) que en EUV (100-912 Å), ya que la probabilidad de que los fotones sean absorbidos es mucho menor para el rango cubierto en rayos X.

Las estrellas poco activas poseen mas líneas en las longitudes de onda larga (EUV, energías menores), mientras que las mas activas introducen más líneas en las λ bajas (rayos X, energías altas) (Fig. 4(b)).

Si se tiene una variación de la emisión en rayos X gracias a la rotación de la estrella es similar a decir que va a haber una variación en la luminosidad (L_x). La relación entre la emisión y la luminosidad en rayos X está relacionada de igual manera con la rotación, haciendo que aumenten ambos parámetros para las estrellas rápidas rotadoras. Cómo las estrellas jóvenes tienen rotación muy rápida, tendrán una elevada L_x . Otra manera de verlo es que la luminosidad disminuye con la edad. Estrellas mas viejas tendrán luminosidades menores y por tanto su rotación será más lenta.

Por último comentar que la emisión de una estrella en rayos X varía enormemente dependiendo del ciclo de actividad que tenga en el momento de la observación, pudiendo aumentar ésta en un factor 50, en el caso del Sol, centrándose en algunas zonas (Sanz-Forcada et al. 2013). Hay fulguraciones capaces de aumentar las cuentas que nos llegan de la estrella en un factor 10 y puede tener una duración de mas de 4 días en estrellas activas. En estrellas de tipo M las fulguraciones tienden a ser de más corta duración que en las estrellas de tipo G o K (Sanz-Forcada et al. 2002) influyendo esta actividad en la detección de planetas. A continuación se muestra cómo esta detección de planetas en la zona de habitabilidad para estrellas de tipo M (menos masivas que las de tipo G o K) se encontrará a distancias menores que para el caso de estrellas mas masivas. (Fig. 5).

La formación de planetas se produce en los discos protoplanetarios, y durante las primeras etapas de la vida de las estrellas la radiación XUV es tan intensa que puede producir una evaporación temprana del disco. Factor que condiciona la detección de planetas. Resumiendo, la evaporación de los discos planetarios en las estrellas jóvenes se puede producir por la radiación estelar XUV. El disco se forma perpendicular al eje de rotación de la estrella y la fuente ionizante corresponde a la corona. Al ionizarse el medio produce la evaporación el disco. El H absorbe fotones con $\lambda < 912 \text{ Å}$, con lo cual se ioniza y resulta mas fácil de arrastrar por el viento estelar.

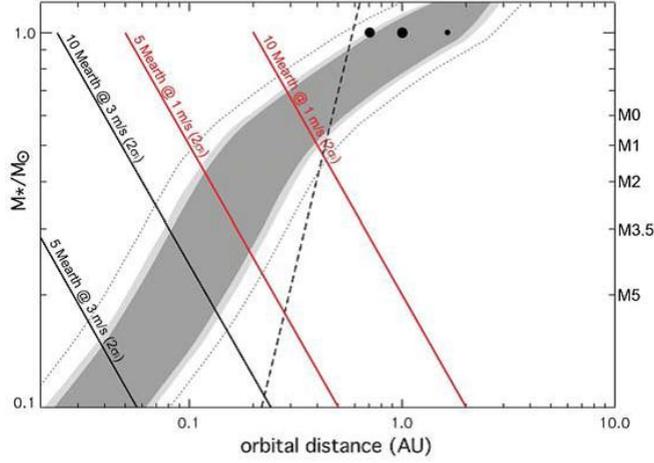


Figura 5: Zona de habitabilidad estelar (zona sobreada) en función de la masa estelar y la distancia orbital. La línea discontinua indica la distancia de tidal locking y la línea discontinua indica los límites para la detección de super-Tierras ($5 - 10M_{\oplus}$) con diferentes precisión en la velocidad radial (1 y 3 ms^{-1}). La regiones accesibles están a la izquierda de las líneas. (Quirrenbach et al. 2012)

La ionización del H, a parte de favorecer la evaporación de los discos planetarios también hace que la atmósfera de los planetas existentes se evapore. La pérdida de masa del planeta depende en primera aproximación del flujo en rayos X y de su densidad según la siguiente ecuación 1.1 (Sanz-Forcada et al. 2011):

$$\dot{M} = \frac{\pi R_p^3 F_{XUV}}{G K M_p} \Rightarrow \dot{M} = \frac{3 F_{XUV}}{4 G \rho} \quad (1.1)$$

Se concluye con la ecuación 1.1 que un planeta mas denso pierde menos masa. Mientras que si la cantidad de flujo en rayos X que le llega es elevada, su pérdida de masa será mayor.

Los datos en rayos X de CARMENES han sido obtenidos principalmente de *ROSAT* all-sky survey (RASS) por el telescopio de rayos X de *ROSAT*. Pero en algunos casos no ha sido posible encontrar los datos en éste survey y se han utilizado otros dos telescopios de rayos X, *Chandra* y *XMM-Newton*. Los cuales poseen mejor resolución espacial que *ROSAT* y además una superficie de colectora mucho mayor. Es por ello que la preferencia a la hora de recopilar datos en rayos X será la siguiente: Para el caso de tener datos de una estrella en los tres telescopios (*Chandra*, *XMM-Newton* o *ROSAT*) se elegirán primero los datos de *XMM-Newton* o *Chandra* antes que de *ROSAT*. A continuación se muestra información técnica de estos telescopios espaciales, mostrando el rango de cobertura, la resolución, etc.

1.4. *ROSAT*

ROSAT, Satélite Röntgen (Fig. 6(a)), fue un observatorio de rayos X desarrollado a través de un programa de cooperación entre Alemania, los Estados Unidos y el Reino Unido. El satélite fue propuesto por el Max-Planck-Institut für Física Extraterrestre (MPE) y diseñado, construido y operado en Alemania. Fue lanzado el 1 de junio 1990 y la misión terminó después de casi nueve años, el 12 de febrero 1999 .

El telescopio de rayos X (XRT) de *ROSAT* consiste en un conjunto de espejos de rayos X (XMA) y tres detectores en el plano focal. Dos de éstos detectores son contadores proporcionales sensibles a la posición (PSPCs) con una resolución de $20''$ y un campo de visión de 2 grados. El tercero de los detectores sirve para tomar imágenes en alta resolución (HRI). El rango de observación de *ROSAT* fueron las longitudes de onda correspondientes a rayos X y extremo ultravioleta (0.1-2 keV).

1.5. *Chandra*

El observatorio de rayos X *Chandra* de la NASA (Fig. 6(b)) es un telescopio especialmente diseñado para detectar la emisión de rayos X desde regiones muy calientes del Universo, tales como explosiones de estrellas, cúmulos de galaxias y materia en torno a agujeros negros. Debido a que los rayos X son absorbidos por la atmósfera de la Tierra, *Chandra* debe orbitar por encima de ella, hasta una altitud de 139.000 Km. El observatorio Smithsonian Astrophysical

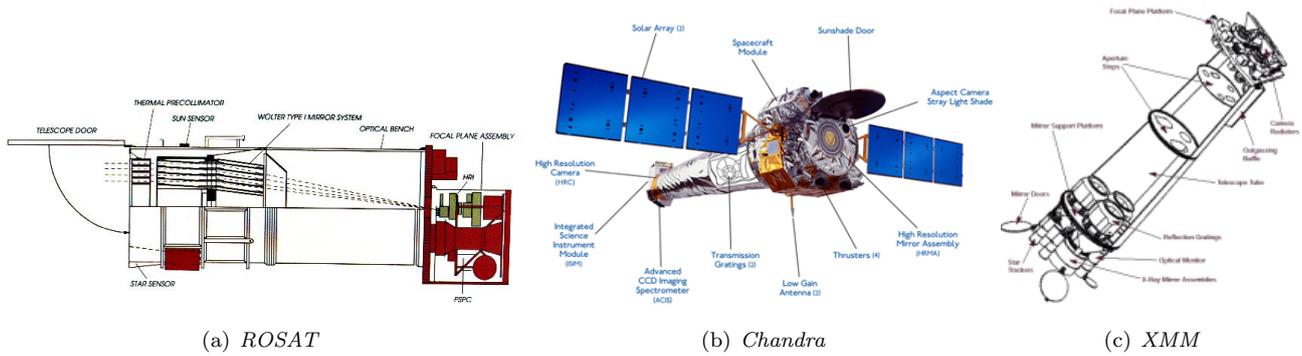


Figura 6: Esquema de telescopios en rayos X.

Observatory (SAO), acoge el Centro de Rayos X *Chandra* que opera el satélite, procesa los datos, y los distribuye a los científicos de todo el mundo para el análisis.

Chandra lleva cuatro espejos muy sensibles anidados unos dentro de otros. Los rayos X energéticos golpean el interior de las conchas huecas y se centran en los detectores electrónicos al final de la 9.2 m del banco óptico. Dependiendo de qué detector se utiliza, se pueden hacer imágenes muy detalladas o espectros de la fuente cósmica.

Los rayos X entrantes son enfocados por los espejos hacia un lugar muy pequeño en el plano focal, a unos 30 m de distancia. Los instrumentos ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) y HRC (High Resolution Camera) (Figs. 7(a) y 7(b)), se utilizan para capturar imágenes nítidas formadas por los espejos y para proporcionar información acerca de los rayos X entrantes: su número, la posición, la energía y el tiempo de llegada. La posición de rayos X se mide gracias a HRC o ACIS, de manera que se puede determinar la energía exacta. Estos dos instrumentos pueden funcionar en modo CCD, proporcionando información de imagen o de espectroscópica a baja resolución.

Dos instrumentos científicos adicionales proporcionan información detallada acerca de la energía de los rayos X, los espectrómetros LETG (Low Energy Transmission Grating Spectrometer) y HETG (High Energy Transmission Grating Spectrometer) (Figs. 7(c) y 7(d)).

Los dos instrumentos anteriores (HRC y ACIS) pueden funcionar también en combinación con los espectrógrafos de alta resolución (LETG y HETG). Los instrumentos científicos tienen capacidades complementarias para registrar y analizar las imágenes de rayos X de los objetos celestes y sondear sus condiciones físicas con una precisión sin precedentes. El espectrógrafo HETG se puede complementar con ACIS, mientras que el LETG puede hacer uso de de ambos (ACIS y HRC).

La red de transmisión LETG está diseñadas para cubrir un rango de energía de 0.09 a 3 keV mientras que la HETG están diseñadas para cubrir un rango de energía de 0.4 a 10 keV.

A continuación se muestran las especificaciones de *Chandra* que serán útiles para posterior recopilación de datos en la cual será necesario saber si los telescopios son capaces de resolver dos estrellas muy juntas (puede ser sistema binario o no) y saber cual es la fuente de la que procede la mayor emisión en rayos X.

- Espectrómetro y CCD (ACIS): Diez chips CCD en 2 arrays proporcionan imagen y espectroscopía, la resolución de imagen es de $0.5''$ en el rango de energía 0.2 a 10 keV.

Sensibilidad: $4 \times 10^{-15} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en 10^5 s

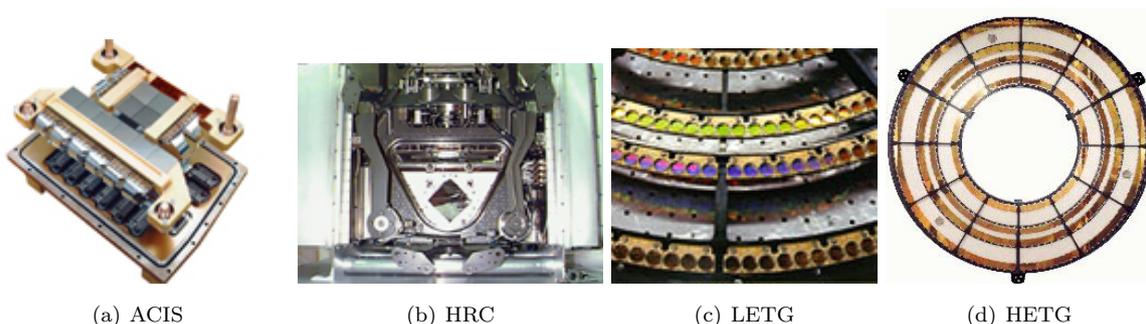


Figura 7: Instrumentos de *Chandra*.

- Cámara de alta resolución (HRC): Utiliza platos grandes micro canales de campo de visión para que las imágenes de rayos X: Res. angular menor de $0.5''$ sobre el campo de visión de $31 \times 31'$
Tiempo de resolución: $16 \mu s$
Sensibilidad: $4 \times 10^{-15} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en 10^5 s
- Red de transmisión de alta energía de transmisión (HETG): Proporciona una resolución espectral de 60 a 1.000 en todo el rango de energía 0.4 a 10 keV
- Red de transmisión de baja energía de transmisión (LETG): Proporciona una resolución espectral de 40-2000 sobre el rango de energía 0.09-3 keV

1.6. *XMM-Newton*

El observatorio espacial de rayos X de la ESA *XMM-Newton* (Fig. 6(c)) es el mayor satélite científico jamás construido en Europa. Los espejos de los telescopios son los más potentes jamás desarrollados en el mundo, y con sus detectores sensibles es capaz de ver más que cualquier satélite de rayos X anterior.

Una de las características del diseño de la nave espacial es su alta estabilidad mecánica. Los sistemas de control de posición permiten que apunte a objetos en el cielo durante largos períodos de tiempo con una precisión de $0.25''$.

Debido a su alta energía y su interacción con la materia, los rayos X son difíciles de enfocar. Por ello, la superficie del espejo tiene que estar hecha de un material que no absorba fácilmente los rayos X, y el diseño tiene que asegurarse de que los rayos entrantes golpean la superficie del espejo con un ángulo pequeño. Sólo de esta manera se pueden reflejar los rayos X y dirigirse a un punto de enfoque de manera eficiente. *XMM-Newton* utiliza espejos en forma de barril para enfocar los rayos X en los detectores. Los tres módulos de espejos tienen cada uno 58 espejos de finísimas capas de níquel, que son bañados en oro y anidados unos con otros unos pocos milímetros de distancia. El área de la superficie del espejo total de los tres módulos de espejos juntos excede 120 m^2 .

La nave espacial *XMM-Newton* posee un sistema de tres cámaras CCD de rayos X, que componen la cámara European Photon Imaging (EPIC). Dos de las cámaras son MOS (Metal Oxide Semi-conductor) matrices CCD (conocidas como las cámaras MOS). Se instalan detrás de los telescopios de rayos X y están equipadas con Reflection Grating Spectrometer (RGS). La tercera cámara del telescopio de rayos X utiliza un CCD-pn y se conoce como la cámara de PN.

XMM-Newton también lleva un monitor óptico, un telescopio de 30 cm de diámetro que observa la misma región del cielo como las fuentes de rayos X dirigidos, pero en longitudes de onda ópticas y ultravioleta.

Hay tres principales instrumentos científicos a bordo de *XMM-Newton*:

- La Cámara European Photon Imaging (EPIC) Posee tres cámaras, una en el foco principal de cada módulo de espejo. Una de las cámaras utiliza un nuevo tipo de CCD (EPIC-pn). Ofrece la posibilidad de realizar observaciones de imagen extremadamente sensibles sobre un campo de visión (FOV) de $30'$ y un rango espectral de energías de 0.15 a 12 keV. La resolución angular de EPIC está determinada básicamente por el PSF de los módulos de espejos y corresponde a $\text{FWHM} = 6''$.
- Reflection Grating Spectrometer (RGS) Para un análisis complementario del espectro dos de los tres telescopios tienen una estructura en su módulo de espejos que reflejan alrededor del 40 por ciento de los rayos entrantes al foco secundario, con su propia cámara CCD.

Dos de los tres módulos de espejos del *XMM-Newton* están equipadas con una gran variedad de redes que dispersan alrededor del 40 por ciento de la luz a un detector de RGS en un foco secundario. El RGS es el más adecuado. Teniendo una alta resolución espectral (FWHM) de 100 a 500 y cubre el rango de energías en rayos X de 0.33 a 2.5 keV ó de longitudes de onda 5-38 Å

- El monitor óptico (OM) Además de sus tres telescopios de rayos X, *XMM-Newton* también cuenta con un telescopio óptico / ultravioleta de 30 cm co-alineados (OM) con el telescopio principal de rayos X que da a la misión *XMM-Newton* una capacidad multi-longitud de onda, ofreciendo por primera vez observaciones múltiples en las bandas de rayos X y ultravioleta/óptico. Cubre el rango espectral de 180-600 nanómetros con una resolución (FWHM) entre $1.4''$ - $2''$

2. Análisis

2.1. Determinación del flujo en rayos X

En rayos X la forma de representar la longitud de onda de los espectros no se hace de la misma forma que en el óptico. Los espectros de alta resolución vienen dados en Å, como es el caso del óptico. Sin embargo en rayos X los espectros de media y baja resolución viene calibrados en flujo y se representan usando energías en unidades de keV para caracterizar la longitud de onda.

Para poder realizar un buen modelo coronal que nos indique las líneas de emisión y absorción de la corona es necesario disponer de espectros de alta resolución que permitan medir el flujo de cada línea de forma separada. Pero en la mayoría de los casos el factor que impide tener estos espectros de alta resolución es recibir un número bajo de cuentas por no ser la fuente lo suficientemente brillante en rayos X. En estos casos los modelos coronales que se realicen serán de peor calidad. Para este trabajo sólo será necesario saber el flujo conjunto en un rango espectral por lo que los espectros de baja y media resolución serán válidos y será necesario hacer un ajuste del espectro usando unas pocas variables.

Lo que se va a necesitar en CARMENCITA es el flujo, pero para poder determinarlo sería necesario realizar uno de esos ajustes. Las variables que se utilizan principalmente son la temperatura del objeto y su medida de emisión, que es cuánto material emisor hay en ese rango de temperaturas. Una vez ajustado el espectro se obtiene de manera inmediata el flujo en rayos X (F_x).

Este proceso no se va a poder llevar a cabo en este trabajo, porque en la base de datos no va a haber muchas fuentes que tengan el número necesario de cuentas para poder realizar el ajustes. Por ello, en ausencia de suficiente señal se procede a calcular el flujo a partir de las cuentas recibidas y una mínima información espectral. Se define entonces, el *hardness ratio* (HR) como: (Schmitt et al. 1995):

$$HR = \frac{H - S}{H + S} \quad (2.1)$$

Denotando por H y S las cuentas recibidas en las bandas *hard* (0.5-2.0 keV) y *soft* (0.1-0.4 keV). Si el *hardness ratio* es $HR = -1$ indica que solo los fotones *soft* son detectados, mientras que si es $HR = 0$ indica que han llegado al detector el mismo número de fotones *hard* y *soft*.

Una vez definido esto se puede usar la fórmula para el flujo, la cual se ha calibrado a base de espectros bien ajustados.

$$F_x = CF \cdot CRT \quad [\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}] \quad (2.2)$$

donde CF es un factor de conversión que ha sido calibrado para objetos con emisión coronal y se debe aplicar sólo a objetos de este tipo y depende del instrumento utilizado. También definir el factor CRT [cts/s] como *count rate*, siendo éste el valor de las cuentas que se reciben de la fuente. Los instrumentos de *ROSAT* usados son: PSPC y HRI, y por tanto tendrán distintos factores de conversión.

Tabla 3: Factores de conversión para los instrumentos de *ROSAT*

	PSPC	HRI
CF [$\text{erg cm}^{-2} \text{cts}^{-1}$]	$(5,3 HR + 8,31) \times 10^{-12}$	$2,6 \times 10^{-11}$ ^{VI}

Según la tabla 3, para el caso de PSPC sera necesario saber una mínima información espectral dada por el *hardness ratio* (HR) de la estrella para poder obtener su CF y con ello el flujo en rayos X. Sin embargo habrá casos en los que se tendrá el *counts rate* CRT pero no el HR. Para esos casos se tomara el valor de HR de una estrella de actividad intermedia, como es el caso de epsilon Eri cuyo valor de *hardness ratio* es $HR = -0,4$ (Sanz-Forcada et al. 2011).

Por consiguiente el valor de CF será

$$CF = 6,19 \times 10^{-12} \quad [\text{erg cm}^{-2} \text{cts}^{-1}] \quad (2.3)$$

^{VI}[Kashyap et al. 2008](#)

Para el caso de HRI se da directamente el valor de CF ya que este instrumento no proporciona suficiente información espectral para calcular HR, y hay que usar solo el valor de CRT para calcular el flujo.

Para el calculo de errores se usara el error de CRT (e_{CRT}), y sera basicamente la señal-ruido:

$$S/N = \frac{e_{CRT}}{CRT} \implies e_{F_x} = \frac{e_{CRT}}{CRT} \cdot F_x \quad (2.4)$$

2.2. Proceso de recopilación

El principal objetivo de este trabajo se puede dividir en dos partes: la primera sería calcular el flujo en rayos X de aquellas estrellas existentes en CARMENCITA que tenían información de CRT y HR, lo que conduce a calcular F_X (según lo explicado en sección 2.1); y la segunda sería recopilar datos tanto de CRT y HR, que sirvan para el posterior cálculo y análisis de la actividad producida por las estrellas tipo M incluidas en el proyecto CARMENES, o directamente buscar el valor del flujo en rayos X si es que lo hubiese para la estrella en cuestión.

El primer paso del cálculo de F_X a partir de la base de dato de CARMENCITA puede resultar relativamente sencillo si se sigue lo explicado en Sección 2.1.

Pero el segundo paso de recopilación de datos ya resulta mas complicado, porque el archivo de CARMENCITA con el que se partía a la hora de realizar este trabajo era de 2200 estrellas de las cuales solo 500 tenían información que permitía calcular el F_X . Lo que se traduce en hacer una búsqueda de datos para 1700 estrellas manualmente debido a que muchas de ellas tienen objetos muy cercanos que hacen imposible diferenciar fácilmente cuál de las dos estrellas es la mayor emisora de rayos X, y si dicha emisora es la que se encuentra en el archivo de datos de CARMENCITA.

Para hacer la búsqueda de los datos ha sido necesario usar el archivo de datos de altas energías de la NASA, HEASARC ^{VII} y distintos artículos de investigaciones como Hunsch et al. 1999 y Sanz-Forcada et al. 2011. Lo primero que se ha procedido a realizar es comprobar si había información en rayos X ya calculada en los artículos anteriormente mencionados. Dichos artículos disponen de una gran cantidad de estrellas para las que ya ha sido calculado el flujo en rayos X.

Por esa razón se ha creado un pequeño programa en Python que recorra la base de datos y busque en los diferentes artículos si hay alguna coincidencia y anote los valores obtenidos en rayos X. De esta manera se ahorra tener que buscar una a una las estrellas en la base de datos de HEASARC si ya estaban calculados sus flujos en los artículos citados. Una vez hecho esto, el numero de estrellas obtenido con la información en rayos X ya calculada en los artículos mediante el programa realizado en Python, no ha sido muy elevado. Por lo tanto, el siguiente paso es recopilar información para cada estrella de CARMENCITA usando la base de datos de HEASARC.

A continuación se irá explicando paso a paso el proceso seguido con cada estrella a la hora de buscar la información necesaria en la base de datos de HEASARC. Y también se irán comentando los problemas surgidos en cuanto a asignar la emisión a la estrella correcta, si es el caso de tener objetos muy cercanos a nuestra estrella.

Las misiones en las que se ha centrado esta recopilación han sido *XMM-Newton*, *Chandra* y *ROSAT* (en este orden de preferencia, como se ve en la Fig. 8). El principal problema para la obtención de los datos ha sido tener que estudiar estrella por estrella, para confirmar que las cuentas recibidas de dicho objeto eran las que se buscaban y no las de una estrella muy cercana. Es por eso, que después de analizar el ejemplo de la estrella AZ Cnc se explicará la manera de proceder en los casos en que se tienen objetos estelares muy próximos y es complicado distinguir la emisión de cada uno de ellos (Sección 2.2.1).

Una vez seleccionadas las misiones y elegida la estrella a estudiar, la página de HEASARC muestra los datos de los que dispone para las misiones elegidas agrupada en diferentes catálogos.

Para el ejemplo de AZ Cnc las misiones que la han observado han sido *Chandra* y *ROSAT* (Fig. 9 arriba a la izquierda). En este caso en concreto *Chandra* no facilita información útil en rayos X así que nos fijamos en *ROSAT*, para la cual disponemos de muchos catálogos. No todos van a proporcionar información adecuada, así que con la práctica de haber observado muchos de ellos, se llega a la conclusión que para cada instrumento de *ROSAT* van a servir unos pocos catálogos que den información en rayos X, ya sea cuentas (CRT) y hardness ratio (HR) como directamente el flujo en X calculado. En la Fig. 9 se han marcado los mas significativos. A continuación se incluye una tabla (Tabla 4) con los mas relevantes para cada instrumento de *ROSAT*.

^{VII}<http://heasarc.nasa.gov/docs/archive.html>

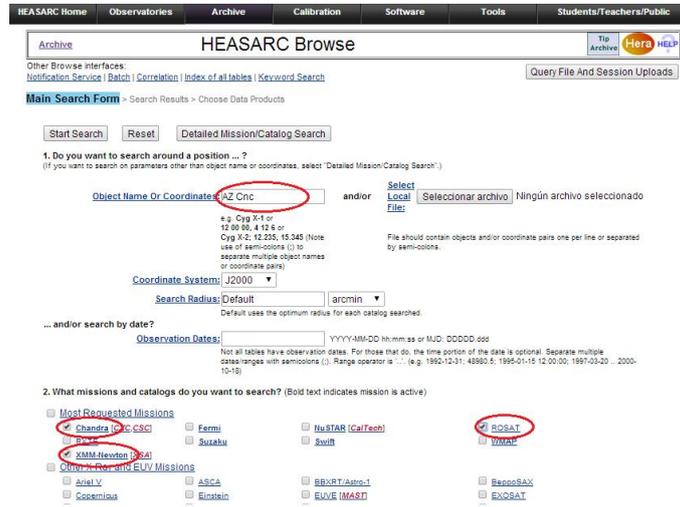


Figura 8: Página de archivo de datos de la NASA, HEASARC para estrella AZ Cnc

Siguiendo con el ejemplo de AZ Cnc (Fig. 9), el catálogo que se muestra es el *rassbsc*, el cual nos da valores de *count rate* y *hardness ratio*. Se podría pensar que tomando esos datos es suficiente y no es necesario comprobar los demás catálogos, pero no es así. Ya que mirando el catálogo *rospspctotal* se tienen mejores datos de *offset* y *offaxis*. El *offset* es la distancia angular del objeto solicitado y que *ROSAT* detectó. Una variación en el *offset* puede deberse al movimiento propio de la estrella, a que *ROSAT* observó otro objeto o a que el objeto estaba fuera de eje (*offaxis*) en el momento en que se hizo la observación. Un valor alto de *offaxis* puede producir un error en la precisión de la medida. Así que los datos que se toman para AZ Cnc se recogen la Tabla 5:

Tabla 4: Catálogos útiles para los instrumentos de *ROSAT*

PSPC	HRI
rassbsc	roshritotal
rospspc	roshri
rospspctotal	bmwhricat
rass2mass	
rassens3	

Tabla 5: Datos en rayos X recogidos para AZ Cnc

	Catálogo	CRT [s^{-1}]	eCRT
Az Cnc	rospspctotal	0.0379	0.0054

Este ejemplo es un ejemplo sencillo de obtención de datos, ya que no presentaba objetos cercanos con los que confundir la emisión de rayos X. A continuación se detallan los pasos a seguir cuando nos encontramos con otras fuentes cercanas a nuestra estrella que nos impiden distinguir fácilmente el mayor emisor.

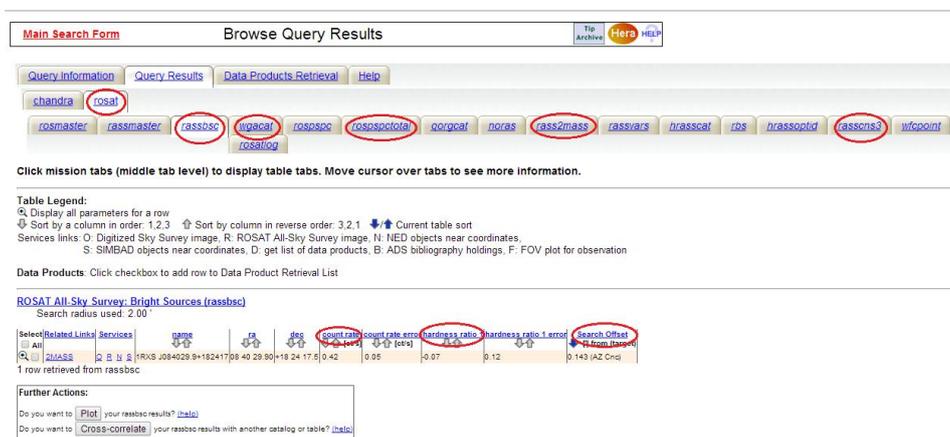


Figura 9: Catálogos de HEASARC para la estrella AZ Cnc y misiones que la han observado

2.2.1. Fuentes que contaminan la toma de datos

A la hora de buscar datos para una estrella lo primero de todo es consultar en la base de datos astronómica *SIMBAD*^{VIII} las coordenadas de dichos objetos e incluso corregirlas de movimientos propios si la época en la que fueron tomados los datos es antigua o el movimiento propio de la estrella es elevado. Ésto nos va a permitir elegir la estrella correcta en *ROSAT*, *XMM-Newton* o *Chandra*.

También se deben observar los objetos cercanos que pueda tener la estrella y vayan a conducir a equivocación en la elección de los datos. Una vez elegido el objeto en *SIMBAD* (Fig. 10) nos aparece el resultado con todos los objetos que se encuentran a su alrededor (en nuestro caso a 2'), la distancia a la se encuentran y sus coordenadas (Fig. 11).

Como se observa en la Fig. 11 el objeto mas cercano a AZ Cnc (estrella de tipo espectral M6.0V) es otra estrella M2.5 que se encuentra a 108.65". Es distancia suficiente para que PSPC de *ROSAT* lo pueda resolver y no haya dudas en las coordenadas a la hora de tomar los datos en rayos X de la página de HEASARC. Así que en este caso no se tiene ningún objeto que contamine nuestra fuente, y se pueden tomar los datos sin miedo a equivocarse.

Como ya se ha explicado en la introducción, *ROSAT* posee diferentes instrumentos y uno de ellos es el que mayor resolución espacial puede proporcionar, HRI. Pero hay casos en los que no será suficiente la resolución que nos proporciona para poder resolver dos fuentes cercanas.

Después de comprobar la estrella en *SIMBAD* y darse cuenta de que hay fuentes alrededor que pueden causar confusión, a continuación se muestra cómo al observar los datos de *ROSAT* (en la base de datos del HEASARC) se puede corroborar dicha información.

Si la estrella ha sido observada con el instrumento HRI de *ROSAT* se tendrán los datos en un catálogo y puede ocurrir que aparezcan datos de la estrella varias veces pero con diferentes valores de CRT y hardness ratio. Lo que significa que hay varias fuentes cercanas y HRI ha sido capaz de resolverlas. En cuyo caso hay que fijarse bien en las coordenadas de los distintos objetos para cerciorarse de tomar bien la información de la estrella buscada. Otro opción al encontrarse en este caso, es que al tener varios valores de CRT y HR para la misma estrella es que haya sido observada en momentos diferentes, siendo uno de ellos el instante en el que la estrella haya podido producir una fulguración.

En cualquier caso, para confirmar que no se equivocado uno en la elección de la estrella, ha sido necesario observar primero toda la información que nos proporciona *SIMBAD*.

2.2.2. Distintos casos a la hora de recopilar datos

A continuación se detallan los diferentes casos en los que nos podemos encontrar a la hora de buscar información de rayos X para una estrella:

a) Si no hay indicios de tener varios objetos muy cercanos a nuestra estrella, hay que fijarse sólo en que las coordenadas dadas por HEASARC sean las correctas para que los datos sean fiables y tener en cuenta que la prioridad de misiones son *Chandra*, *XMM-Newton* y *ROSAT*.

b) Si la estrella tiene fuentes muy cercanas que lleven a confusión y hay datos de *Chandra* o *XMM-Newton* que lo pueden resolver, se toman esos valores comprobando las coordenadas.

^{VIII}<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

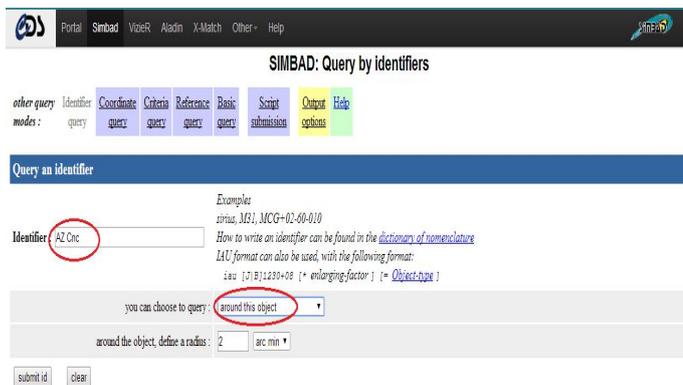


Figura 10: Base de datos astronómica de SIMBAD

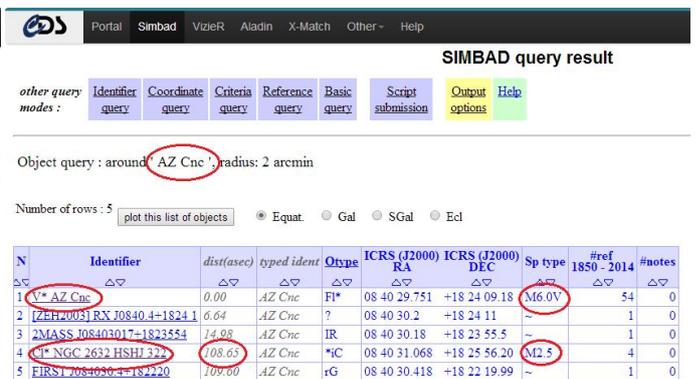


Figura 11: Objetos alrededor de a estrella AZ Cnc proporcionados por SIMBAD

c) En el caso de tener la estrella problema contaminada con otros objetos cercanos y no tener datos de *XMM-Newton* o *Chandra*, ha sido necesario recurrir al instrumento de *ROSAT* con mayor resolución espacial, HRI, para poder separar las estrellas y saber de donde provienen las cuentas registradas. Ya que si se miran los catálogos del instrumento PSPC (son todos aquellos que empiecen por rass... o ros...) se obtiene el brillo conjunto de las dos estrellas. Notar que PSPC toma mejores espectros que HRI pero posee menor resolución espacial.

Estando en esta situación (c)), la manera de calcular el flujo en rayos X dependerá de si HRI resuelve o no el sistema:

- Si HRI resuelve los objetos cercanos.

1) Al resolver los objetos el instrumento HRI de *ROSAT* y tener el número de cuentas procedente de cada estrella mediante algún catálogo de HRI (como por ejemplo *bmwhricat*) se calcula el porcentaje de la emisión conjunta de cada estrella.

2) Sabido el porcentaje de emisión de cada una, se va uno al catálogo de PSPC (preferiblemente *rassbsc*) y se calcula el flujo a partir de las cuentas y del *hardness ratio* proporcionados, usando el valor del factor de conversión (CF) para cada instrumento. (Ver Tabla 3).

El resultado será el porcentaje calculado en 1) del flujo calculado en 2).

- Si HRI no resuelve los objetos en el campo.

En este caso se tomarán los datos proporcionados por algún catálogo de PSPC asegurándose de que las coordenadas de las estrellas coinciden mirándolas bien en SIMBAD. Ahora ocurre que las cuentas que nos da PSPC son la contribución de las dos estrellas cercanas. Es aquí donde después de mirar en SIMBAD, se sabe de que tipo espectral es cada objeto.

Si se trata de estrellas de tipo espectral muy similar se deberá calcular el flujo a partir de CRT y CF (factor de conversión) y dividir el resultado entre dos, para asignar la emisión en X a las dos estrellas por igual.

Y si son de tipo espectrales diferentes, lo normal es que domine el flujo la estrella de tipo espectral más temprano, es decir la estrella más masiva, siempre que sea de últimos tipos.

Después de analizar todas estas situaciones y tomar los valores correctos para cada estrella, se han ido almacenando los resultados en diferentes tablas (sección 3) que posteriormente serán utilizados para su análisis y representación.

3. Resultados

La elaboración de estos ficheros ha sido el objetivo y la tarea principal de este trabajo, junto con el cálculo de flujo y luminosidad en rayos X (sección 3.6) para todas las estrellas de la base de datos.

A continuación se muestran los datos recopilados por los diferentes telescopios que han observado las estrellas disponibles en CARMENCITA.

3.1. *Chandra*

La siguiente tabla muestra los datos en rayos X encontrados para telescopio el *Chandra*.

Tabla 6: Datos calculados (F_x y L_x) para el telescopio *Chandra*.

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1 ó 2) ^{IX}	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
BD+13 5195B	00:01:12.86	+13:58:19.7	1	-13.28	29.89	8.359
BD+13 5195	00:01:13.19	+13:58:30.3	1	-13.28	29.89	7.798
LP 349-025 AB	00:27:55.93	+22:19:32.8	1	-13.86	28.46	10.614
Stein 2051A	04:31:11.48	+58:58:37.6	1	-12.65	28.93	6.622
LP 783-002	07:40:19.22	-17:24:44.9	1	-13.63	28.37	10.155
BD+21 1764B	08:08:13.59	+21:06:09.4	1	-11.58	30.94	7.336
LP 731-058	10:48:12.58	-11:20:08.2	1	-13.39	28.00	8.857
KX Lib BC	14:57:27.88	-21:24:52.7	1	-12.68	28.93	4.55
V639 Her	17:19:52.98	+26:30:02.6	2	-11.78	30.43	8.229
V1581 Cyg AB	19:53:54.43	+44:24:54.2	1	-12.51	28.88	7.791

3.2. *XMM-Newton*

Para el caso de *XMM-Newton* los valores encontrados son los siguientes.

Tabla 7: Datos calculados (F_x y L_x) para el telescopio *XMM-Newton*

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1 ó 2) ^X	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
2M J00424780+4349248	00:42:47.81	+43:49:24.9	1	-13.56	29.54	8.487
LP 649-072	02:14:12.51	-03:57:43.4	2	-12.41	29.68	10.48
G 160-019	03:43:22.05	-09:33:51.3	1	-13.56	28.95	9.799
XEST 16-045	04:20:39.18	+27:17:31.7	1	-13.08		10.497
LP 416-043	04:48:00.87	+17:03:21.6	1	-12.40	30.30	8.214
G 195-027	09:27:30.58	+50:39:12.8	1	-13.18	29.91	8.481
G 119-037	10:50:26.00	+33:06:05.2	1	-13.83	28.97	8.899
HD 95735	11:03:20.24	+35:58:11.8	1	-12.18	28.71	4.203
GJ 476	12:35:00.70	+09:49:42.5	2	-13.55	29.10	7.995
Ross 1007	13:19:40.15	+33:20:47.8	1	-13.50	29.04	7.266
BD+35 2439	13:20:57.97	+34:16:44.7	1	-13.52	28.97	7.398
BD+48 2138C	13:37:40.44	+48:07:54.2	1	-12.73	30.03	10.122
StKM 1-1229	15:18:49.85	+29:15:07.4	2	-13.53	29.70	8.624
GJ 611.3 AB	16:06:41.18	+08:23:18.2	1	-13.94	28.95	8.422
sig CrB Cab	16:13:56.31	+33:46:24.4	1	-12.95	29.78	8.598

^{IX}1: cxoassist y 2: chesscat

^X1: xmmssc y 2: xmmassist

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1 ó 2) ^{XI}	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
Ross 812	16:40:48.92	+36:18:59.6	2	-13.11	29.54	8.069
TYC 471-1564-1	19:11:47.79	+05:00:36.0	1	-11.43	31.64	8.413
V1428 Aql	19:16:55.26	+05:10:08.6	1	-12.83	28.78	5.583
V1298 Aql (vB 10)	19:16:57.62	+05:09:02.2	1	-13.44	28.18	9.908
HD 190360 B	20:03:26.52	+29:52:00.1	1	-13.07	29.40	9.554
LP 283-004	20:12:54.93	+34:16:39.7	2	-13.97	20.00	8.213
BD+00 4810	22:02:10.26	+01:24:00.6	1	-13.00	29.10	6.196
LP 819-052	22:13:42.78	-17:41:08.2	2	-13.82	28.30	8.955
IL Aqr	22:53:16.72	-14:15:48.9	1	-13.13	28.29	5.934
Ross 226	22:54:21.71	+60:59:44.0	1	-13.36	29.08	8.836
HD 220140B	23:19:24.47	+79:00:03.7	1	-10.7	31.93	8.036
GJ 899	23:34:03.28	+00:10:45.2	1	-13.31	29.06	7.664

Para el caso de la estrella XEST 16-045 no se ha podido determinar su luminosidad porque en la base de datos de CARMENCITA no estaba disponible su distancia. Dato necesario para poder hacer la transformación de flujo a luminosidad como se explica mas adelante (Ver sección 3.6). Para el resto de datos recopilados en los diferentes instrumentos, si el dato de luminosidad en rayos X está vacío será por este motivo.

3.3. Instrumentos de *ROSAT*

A continuación se muestran los datos recopilados para *ROSAT* clasificados por los diferentes instrumentos que posee: PSPC y HRI.

PSPC

Para el instrumento PSPC hay que distinguir entre dos casos:

- Las estrellas que poseen datos de *Hardness Ratio* (HR)

En este caso el cálculo del flujo en rayos X se debe hacer según lo explicado en secciones anteriores (Ver Tabla 3) donde al tener datos disponibles de HR se debe calcular el factor de conversión CF teniendo en cuenta el instrumento usado en la observación (PSPC o HRI). En nuestro caso será el PSPC.

- Las estrellas que no poseen datos de HR

Aquí se debe escoger un valor para HR de una estrella de actividad intermedia, como puede ser epsilon Eri ($HR = 0,4$, Sección 2.1), y aplicar la fórmula con su factor de conversión (Ecuación 2.3).

A continuación se separan en dos tablas las estrellas de las que se dispone de datos de *Hardness Ratio* (HR) y de las que no.

La tabla que muestra los datos en rayos X recopilados con valores para HR siguiendo lo explicado en la Sección 2.1, usando la ecuación 2.2 y la Tabla 3 se encuentra en el Apéndice debido a su extensión. (Tabla 13).

La tabla que muestra las estrellas sin datos en HR también se encuentra en el Apéndice (Tabla 14).

HRI

Para el caso de HRI no es mas que tomar el factor de conversión que viene en la tabla 3 y multiplicar por el número de cuentas en rayos X, tal como muestra la ecuación 2.2 para así poder calcular el F_x .

^{XI}1: xmmssc y 2: xmmxassist

Tabla 8: Datos calculados (F_x y L_x) para el instrumento HRI

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1,2 ó 3) ^{XII}	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
GQ And	00:18:25.50	+44:01:37.6	3	-11.83	29.36	6.789
tet Per B	02:44:10.25	+49:13:54.1	2	-12.76	29.41	6.688
BD-05 1844Bab	06:52:18.04	-05:11:24.1	1	-12.40	29.56	6.579
Ross 54	07:04:17.71	-10:30:30.7	2	-13.30	29.18	7.313
VV Lyn AB	07:31:57.74	+36:13:10.2	1	-11.55	30.68	6.771
LP 666-009	08:53:36.20	-03:29:32.1	2	-13.30	28.64	11.212
HD 79210	09:14:22.98	+52:41:12.5	1	-11.43	30.17	4.889
BD+44 2051A	11:05:29.03	+43:31:35.7	1	-12.84	28.61	5.538
BD+31 2240B	11:11:02.54	+30:26:41.3	1	-13.03	29.19	6.592
BD+35 2436Aab	13:19:33.56	+35:06:37.3	1	-12.80	29.52	6.383
LP 499-059	14:17:04.88	+10:35:35.9	1	-13.17	29.50	8.185
EW Dra	16:16:45.37	+67:15:22.4	2	-12.93	29.20	6.908
vB 8	16:55:35.29	-08:23:40.1	2	-12.94	28.72	9.776
omi Aql B	19:51:00.68	+10:24:40.1	2	-12.46	30.18	8.888
tau Cyg B	21:14:46.86	+38:01:13.7	2	-11.86	30.83	8.337

3.4. Estrellas no detectadas en rayos X

La siguiente tabla (Tabla 9) es de gran importancia, ya que las estrellas que se encuentran en CARMENCITA no son las responsables de la emisión en rayos X detectada. Sino otras estrellas cercanas, estrellas que se encuentran en sistemas múltiples cercanos o incluso se puede tratar de posibles AGNs de galaxias de fondo. Con esto se abre un nuevo campo de investigación donde observar dichas estrellas, ya que no se dispone de datos suficientes que permitan saber la emisión de dichas estrellas pertenecientes a la base de datos.

Tabla 9: Estrellas con fuentes contaminantes cercanas que impiden obtener datos en rayos X.

Name	RA_J2000	DE_J2000	Comentario
LP 404-062	00:16:16.08	+19:51:51.5	Emite la estrella cercana
LP 465-062 B	00:39:33.74	+14:54:34.8	Emite la estrella cernaca
2M J06101775+2234199	06:10:17.76	+22:34:19.9	Emite la estrella cercana
G 047-031	09:16:05.21	+29:19:45.2	Emite la estrella cercana
DX Leo B	09:32:48.27	+26:59:44.3	Emite la estrella cercana
BD+48 1829	10:02:21.84	+48:05:20.9	Emite la M4 cercana
G 118-043	10:15:06.91	+31:25:11.0	Emite la estrella cercana
HAT 141-00828	11:07:32.08	+43:45:56.4	Posible radiogalaxia/AGN
BD+74 456C	11:15:11.06	+73:28:36.0	Emite ADS8100(K5)
BD+36 2322B	12:57:39.35	+35:13:19.5	Emite la M0 cercana
BD+35 2436B	13:19:34.67	+35:06:25.9	Emite la M0 cercana
HD 122303	14:01:03.25	-02:39:18.1	Emite la estrella cercana
tet Boo B	14:25:11.61	+51:49:53.5	Emite la compañera F7
GJ 1183B	14:27:56.40	-00:22:19.1	Emite la estrella cercana.
LSPM J1507+7613	15:07:57.24	+76:13:59.0	Emite la primaria multiple
GJ 643 Dab	16:55:25.27	-08:19:20.8	Emite la estrella cercana
RHG95 2805	17:38:40.92	+61:13:59.3	Emite la compañera (K7)
mu Her BC	17:46:25.08	+27:43:01.4	Emite la estrella cercana.
HD 173739	18:42:46.66	+59:37:49.9	Emite otra fuente

^{XII}1: roshritotal y 2: bmwhricat y 3: roshri

Name	RA_J2000	DE_J2000	Comentario
Ross 734	19:14:39.32	+19:18:21.9	Emite la compañera (M4.5)
RHG95 3306	21:08:44.80	-04:25:18.2	Emite la compañera
G 232-062	22:16:02.59	+54:39:59.5	Emite la B5 cercana

3.5. Histograma Flujo en rayos X

El siguiente histograma (Fig. 12) ilustra el rango dinámico de *ROSAT*. Donde puede verse que este instrumento es más eficiente a la hora de recopilar señal procedente de las estrellas con flujos en rayos X entre 1×10^{-13} y 5×10^{-12} [$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$].

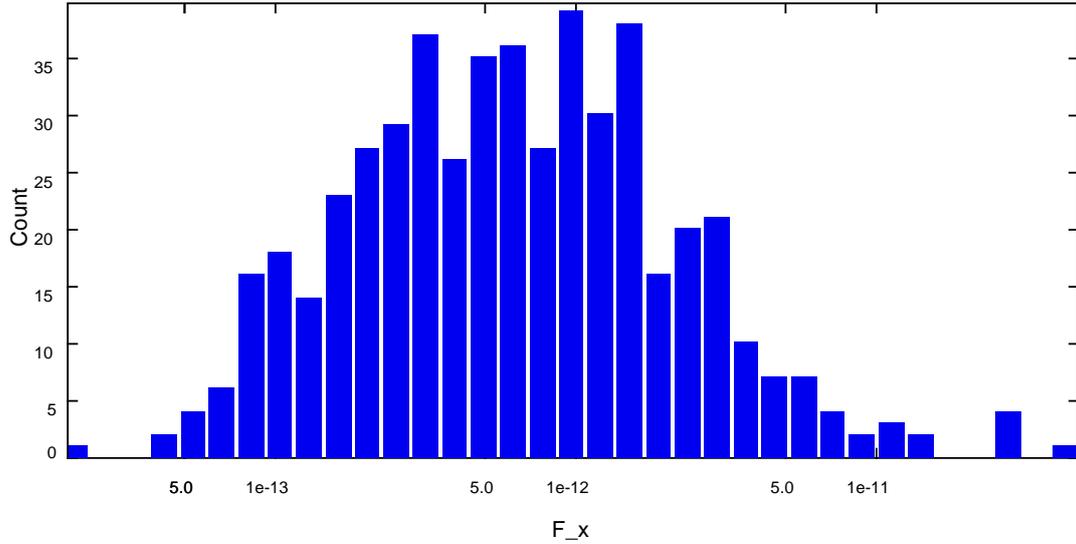


Figura 12: Histograma F_x

3.6. Luminosidad en rayos X

En secciones anteriores se ha hablado del método a seguir para el cálculo de flujos en rayos X a partir de las cuentas detectadas por los distintos telescopios de altas energías, pero es ahora cuando se explica el cálculo de la luminosidad.

Para poder hacer dicha transformación se necesita el flujo (ya recopilado y calculado) y la distancia a la que encuentra la estrella. Con estos dos datos hacer el cálculo de la luminosidad es sencillo. No es más que seguir la siguiente relación:

$$L_x = F_x 4\pi d^2 \quad (3.1)$$

donde las unidades son:

$$F_x : [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}]; d : [\text{cm}]; L_x : [\text{erg s}^{-1}]$$

Este histograma (Figura 13) muestra las luminosidades típicas de las estrellas tipo M estudiadas en CARMENCITA. Habrá veces que interese usar la luminosidad en vez del flujo para hacer representaciones. F_x es el flujo que nos llega de la estrella y por tanto si la estrella esta mas lejos su flujo sera menor aunque emita lo mismo que otra estrella mas cercana. Esta es la razón de usar la L_x en lugar de F_x . Con ella se corrige de la distancia el flujo recibido y se pueden comparar las emisiones de las estrellas sin tener en cuenta que por estar más lejos recibiremos menos información.

El rango de luminosidad más detectado por *ROSAT*, se encuentra entre 1×10^{29} y 5×10^{32} [erg s^{-1}].

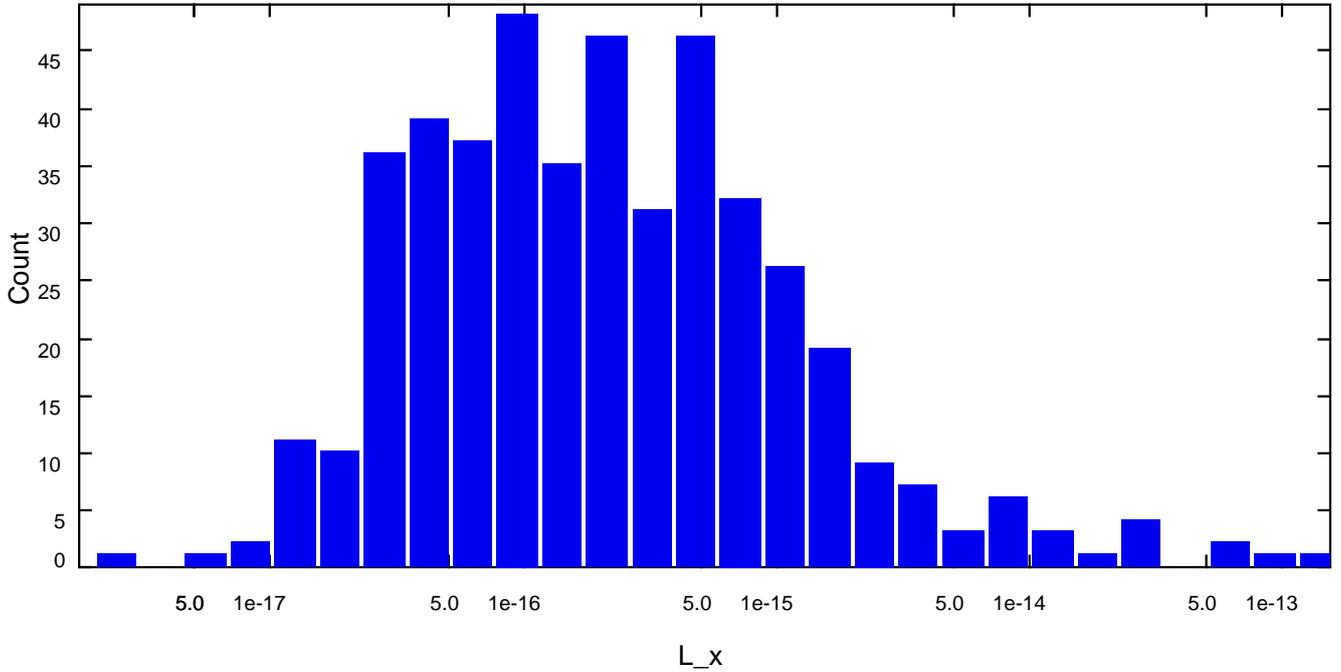


Figura 13: Histograma L_x

3.7. Análisis del Flujo en rayos X según el Tipo espectral

Al hacer esta representación se observa claramente como el límite superior de la luminosidad en rayos X va disminuyendo con el tipo espectral a partir de M3.5 (Fig. 14). Este comportamiento puede deberse en parte al tamaño de la estrella. De aquí en adelante aunque no se indique en los ejes de la gráfica todos los flujos estarán representados en escala logarítmica de acuerdo a la definición de magnitud (ecuación (3.2))

Los datos de la Fig. 14 no han sido corregidos de la distancia a la que se encuentran las estrellas. Es por ello que una gráfica de mayor interés pueda ser representar la luminosidad frente al tipo espectral, donde ahora los objetos

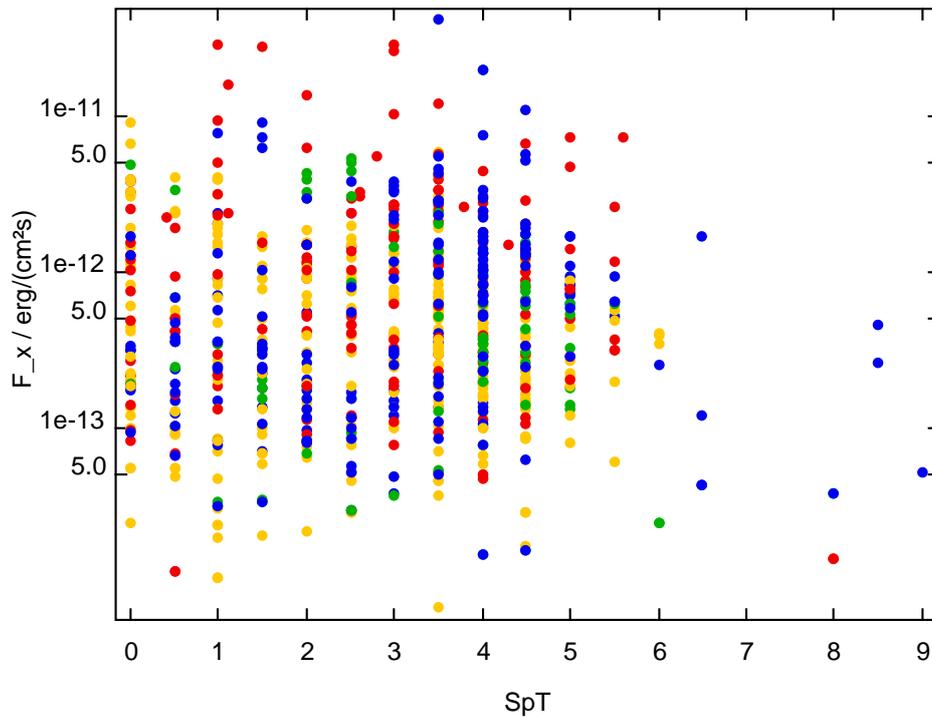


Figura 14: Flujo en rayos X en función del tipo espectral de las estrellas de la base de datos. Los colores representan las distintas clases en las que se han dividido las estrellas: Alphas (azul), Betas (verde), Deltas (rojo) y Gammas (amarillo).

sí están corregidos de la distancia (Fig. 15).

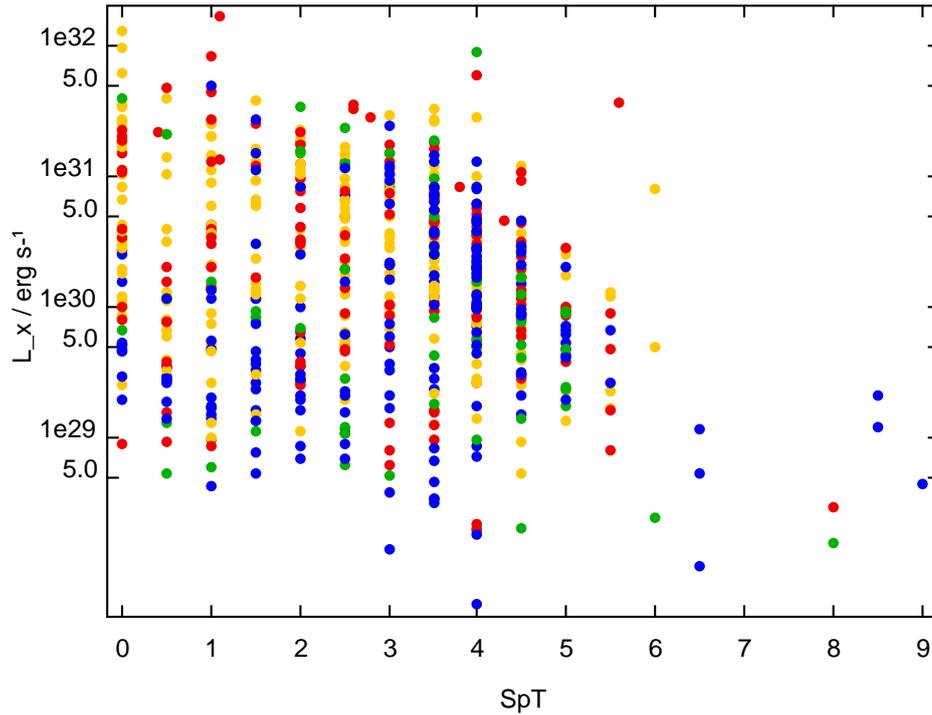


Figura 15: Luminosidad en rayos X en función del tipo espectral. Los colores igual que en Fig. 14.

Después de observar la Fig. 15, puede decirse que no es suficiente con corregir las estrellas de la distancia. Sino que es necesario corregirlas también por su tamaño ya que puede ser la razón de que la luminosidad disminuya a partir del tipo espectral M3,5. Normalmente el tamaño de una estrella no se conoce y para poder hacer esa corrección es necesario usar la magnitud absoluta de la estrella, o lo que es lo mismo la *magnitud bolométrica* (M_{bol}). Pero en éste caso lo que se busca es corregir la luminosidad del tamaño de la estrella. Por ello será necesario hacer una transformación de magnitud bolométrica a flujo, y de ahí a luminosidad.

Mediante la ecuación 3.2 es fácil hacer el paso de magnitud m_λ a flujo F_λ que es el objetivo de este apartado.

$$m_\lambda - m_\lambda^0 = -2,5 \log \left(\frac{F_\lambda}{F_\lambda^0} \right) \implies F_\lambda = F_\lambda^0 \times 10^{-(m_\lambda - m_\lambda^0)/2,5} \quad (3.2)$$

donde F_λ^0 es el valor de un flujo de referencia a una determinada longitud de onda y m_λ^0 es la magnitud de referencia.

Lo ideal sería poder calcular L_x/L_{bol} pero la L_{bol} no es fácil de calcular en estrellas de tipo M, así que en su lugar se va a usar la magnitud J (m_J), que corresponde mas o menos con el pico de emisión de una estrella de estas temperaturas ($T \sim 3000 K$). Las estrellas tipo M emiten la mayor de parte de su energía en las longitudes de onda de 1-2,5 μm y el máximo de emisión para el filtro J se encuentra entorno a 1,2 μm . Haciendo una aproximación mediante la Función de Planck y suponiendo una temperatura de 3000 K para las estrellas tipo M puede comprobarse en la siguiente gráfica (Fig. 16) que la magnitud J es la apropiada para observar este tipo de estrellas.

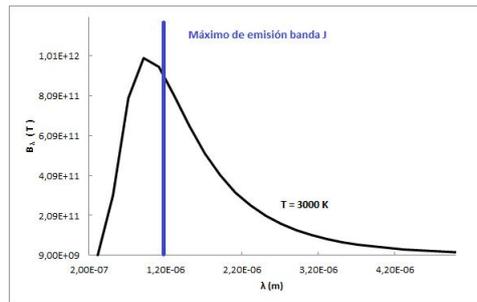


Figura 16: Intensidad de la radiación emitida por un cuerpo negro con temperatura $T = 3000 K$. $B_\lambda(T)$ representa la energía emitida hacia el vacío por la unidad de superficie del cuerpo negro, dentro de la unidad de ángulo sólido, en la unidad de tiempo y por unidad de intervalo de longitud de onda.

Para que resulte más rápida la conversión, se ha cogido una estrella de referencia cuya $m_J^0 = 0$ y nos queda una expresión más sencilla:

$$m_\lambda = -2,5 \log \left(\frac{F_\lambda}{F_\lambda^0} \right) \implies F_\lambda = F_\lambda^0 \times 10^{(m_\lambda/2,5)} \quad (3.3)$$

En la siguiente tabla (Tabla 10) se muestran los datos necesarios para hacer el cálculo de F_J para cada estrella sabiendo su magnitud aparente m_J :

Tabla 10: Flujo de referencia para estrella con $m_J^0 = 0$. (Holgado 2014)

Filtro	Sistema	F_λ^0
J	2MASS	$3,129 \cdot 10^{-10}$

Una vez que ya se tiene F_J , corregir la luminosidad del tamaño no es más que hacer: L_x / L_J (Fig. 17).

La Fig. 17 está corregida de la distancia y del tamaño de las estrellas. Por lo tanto representar L_x/L_J frente al Tipo espectral es una gráfica más fiable y que aporta mayor información de cómo varía la luminosidad de las estrellas según su clasificación espectral.

La conclusión que se puede obtener de esta gráfica es que si una estrella emite poco en rayos X no se va a poder detectar porque esta fuera del sesgo observacional, este efecto se nota ya a partir de las estrellas de tipo espectral M4 en la Fig. 17. Sin embargo, las estrellas menos masivas van a ser mas difíciles de observar en rayos X ya que el tamaño de la estrella esta linealmente relacionado con el flujo que emite en rayos X. En relación al tamaño, a partir del tipo espectral M5 o M5,5 se produce un cambio en la física de la estrella haciendo variar su mecanismo de convección que éste a su vez influye en el efecto dinamo. Es por tanto, que en la Fig. 17 se observa que a partir de las estrellas de tipo espectral M5 ya cuesta encontrar estrellas con coronas estelares.

No se esperaba a la hora de realizar este diagrama que variase mucho la luminosidad en función del tipo espectral. Pero uno de los parámetro importantes en CARMENCITA es el tipo espectral y resulta interesante su análisis.

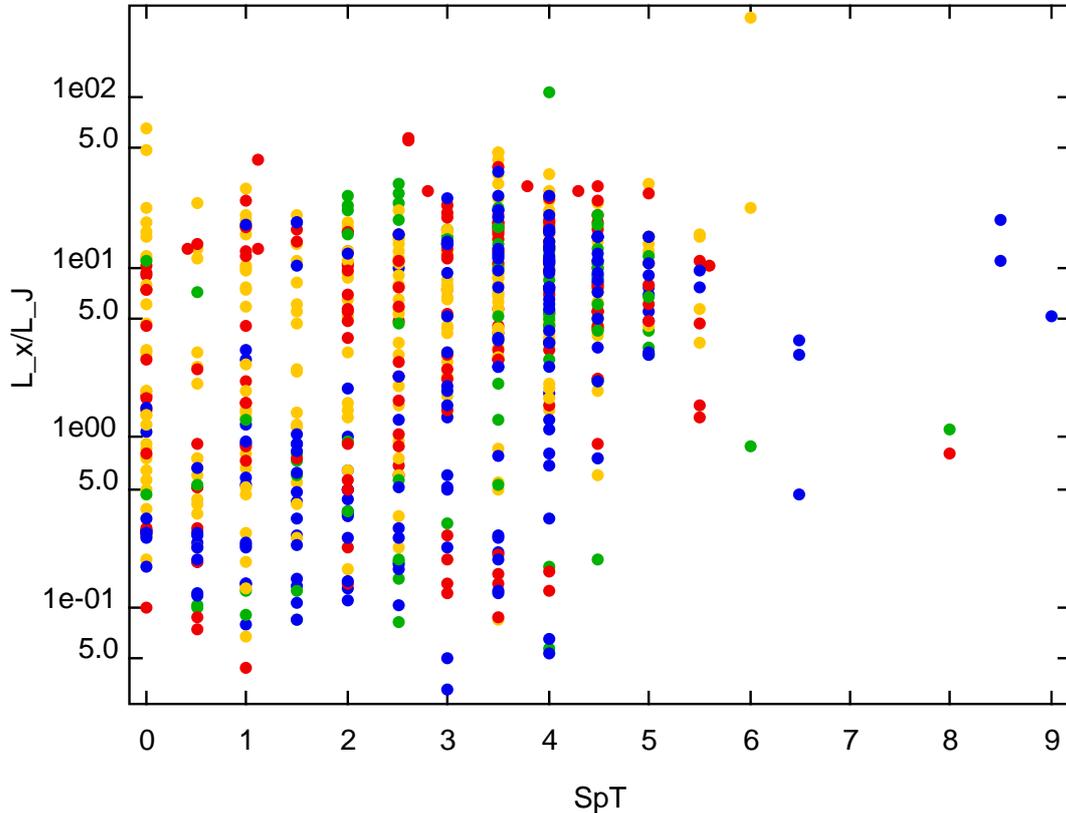


Figura 17: L_x/L_J en función del tipo espectral. Los colores igual que en Fig. 14.

Puede observarse que hay un punto en la gráfica que es una magnitud mas brillante que el resto correspondiente a la estrella AZ Cnc (tipo espectral M6 y $L_x/L_J > 5 \times 10^2$). Al ser la magnitud una escala logarítmica esa variación se considera importante.

3.8. AZ Cnc

Dicho punto separado del resto, en una magnitud, se corresponde con la estrella AZ Cnc. Esta estrella ya tenia sus correspondientes valores de cuentas y hardness ratio medidos en CARMENCITA, pero al resultar extraña esa separación en la gráfica, se han estudiado de nuevo sus valores.

Tabla 11: Corrección de AZ Cnc

Az Cnc	CRT [s^{-1}]	eCRT	F_x	F_x/F_J
Sin corregir	0.417	0.0537	3.31E-12	279,9
Corregida	0.0379	0.0054	3.00E-13	27,9

Para realizar la corrección se ha buscado en la base de datos de HEASARC, y solo se disponian de datos en *ROSAT*. Mirando los catálogos disponibles, se ha usado el rospsttotal (correspondiente al instrumento PSPC) donde el tiempo de exposición empleado en la observación de esta estrella es muy alto dando un mejor valor en el número de cuentas recibidas del objeto.

Por lo tanto, realizando esta corrección en el valor de CRT y usando el factor de conversión correspondiente (ver Tabla 3) puede observarse en las Fig. 18 y 19 como ha mejorado su valor. Obteniendose resultados mas razonables para dicha estrella.

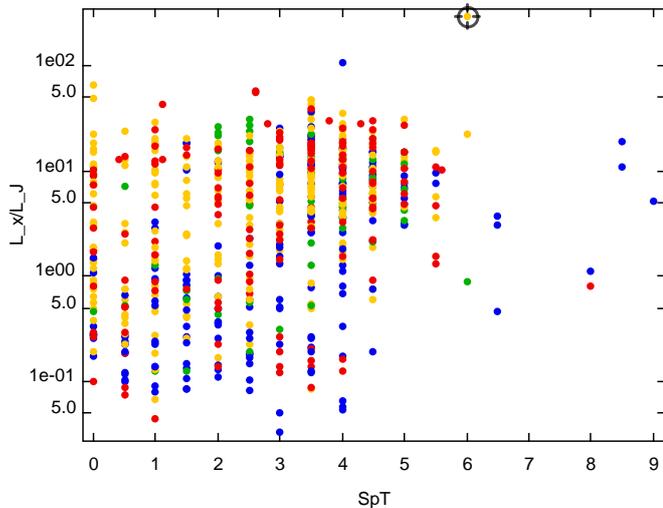


Figura 18: AZ Cnc sin corregir

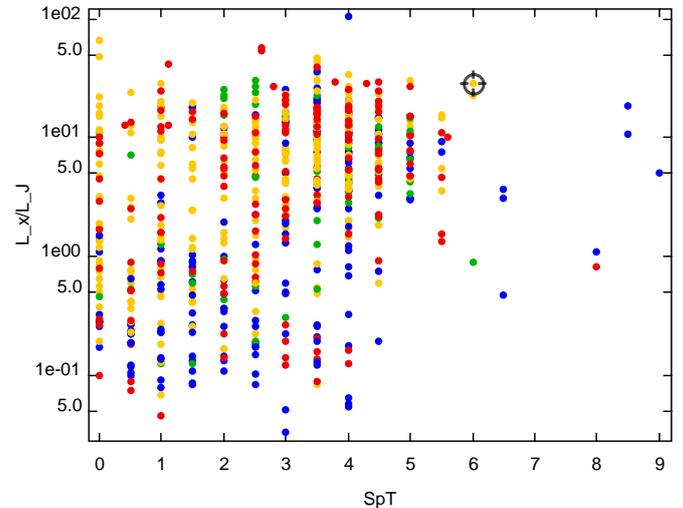


Figura 19: Az Cnc corregida

3.9. Relación entre actividad en rayos X y rotación de las estrellas

En esta sección se pretende observar la relación existente entre la rotación de una estrella y su actividad. Anteriormente ya se ha comentado que la actividad de una estrella disminuye con la edad. Dicha actividad esta relacionada con la rotación de la estrella y los campos magnéticos y éstos a su vez decaen con la edad para el caso de las estrellas frías. Para poder obtener la relación actividad-periodo de rotación se ha hecho una aproximación utilizando la velocidad de rotación proyectada (v_{seni}) debido a que la base de datos no dispone de suficientes estrellas con en el periodo de rotación (P_{rot}) determinado.

La realización de esta gráfica es querer hacer una aproximación a la hora de representar L_x/L_{bol} vs. P_{rot} . Nos da una idea de cómo las estrellas más viejas rotan más despacio. Lo que nos lleva a una actividad menor, que se traduce en estrellas menos activas en rayos X. Ésto puede verse en la típica gráfica de período de rotación de la Fig. 20:

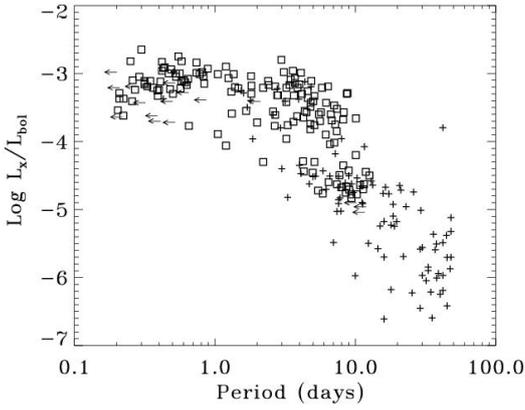


Figura 20: Variación de la emisión en rayos X con la rotación de las estrellas. (Pizzolato et al. 2003)

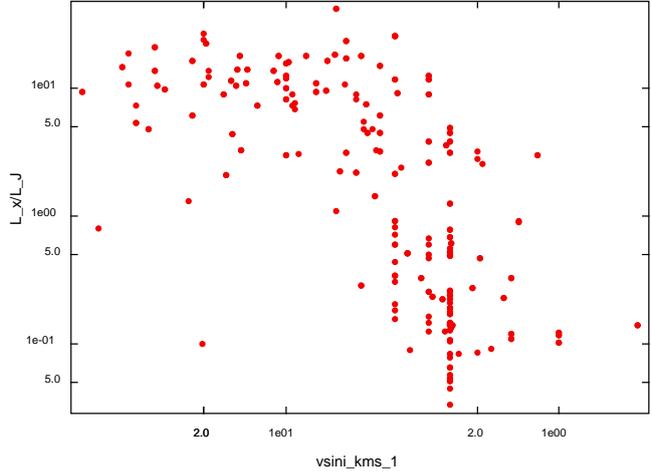


Figura 21: Variación de la emisión en rayos X con $v \text{ sini}$ en las estrellas de CARMENCITA.

A pesar de no ser la gráfica L_x/L_J vs. $v \text{ sini}$ (Fig. 21) la típica gráfica de L_x/L_{bol} vs. P_{rot} (Fig. 20), se puede reconocer claramente la zona de saturación de las estrellas de CARMENCITA.

Esta zona de saturación indica que va a llegar un punto en la vida de una estrella de los tipos espectrales F, G, K y M que por mucho que rote no va a poder emitir más en rayos X. Las estrellas más frías (tipos espectrales más tardíos) alargan su actividad, estando más tiempo en fase de saturación.

Es interesante destacar que la L_x aumenta con la rotación y disminuye con la edad. Es decir, estrellas más jóvenes tendrán periodos de rotación más cortos.

Un problema que existe a la hora de hacer esta representación gráfica es que se observa dispersión en los datos que claramente tiene que ver con el factor $v \text{ sini}$. Lo que ocurre es que $v \text{ sini}$ es un factor que siempre es menor o igual a la velocidad por ser $-1 < \text{sini} < 1$. Ésto tiende a crear en la gráfica (Fig. 21) una dispersión hacia la derecha. Algunos de los puntos que se ven por encima de la tendencia principal en realidad deberían estar en la tendencia principal, porque se deberían mover hacia la izquierda. Esta dispersión no ocurre al hacer la representación con el periodo de rotación.

Una de las cosas que pueden llamar la atención al ver la Fig. 21 es que hay varios puntos (y sobre todo uno) que no se encuentran ni en la tendencia principal ni en la zona de dispersión. Un ejemplo podría ser el punto con un $v \text{ sini} = 20$ km/s y un valor para $L_x/L_J = 10$. Dicho punto debería encontrarse cerca de la tendencia principal, es decir desplazado hacia $v \text{ sini}$ más pequeños. Cómo resulta extraña tanta desviación, se comprobó el valor para dicha estrella (BD+004810) y resultó tener mal asignado su valor $v \text{ sini}$ (Martínez 2014). El correcto está en torno a $v \text{ sini} = 3$ km/s. Con lo que se concluye, que la realización de este gráfico permite detectar puntos erróneos a pesar de nos ser una aproximación en la representación de cómo varía la luminosidad con la rotación de la estrella.

3.10. Determinación de la inclinación a partir de la actividad estelar

Gracias a los datos facilitados (Hidalgo 2014) de sini se ha podido realizar la estimación de la inclinación de las estrellas a partir del diagrama L_x/L_J vs $v \text{ sini}$ realizado en la sección anterior.

Al disponer de los valores para las estrellas de $v \text{ sini}$ y sini obtener la velocidad es sencillo. Ésto permitirá realizar un ajuste para las estrellas con velocidad conocida (Fig. 22) y compararlo con las demás para ver la dispersión que aparece al representar la luminosidad frente al $v \text{ sini}$ (Fig. 23).

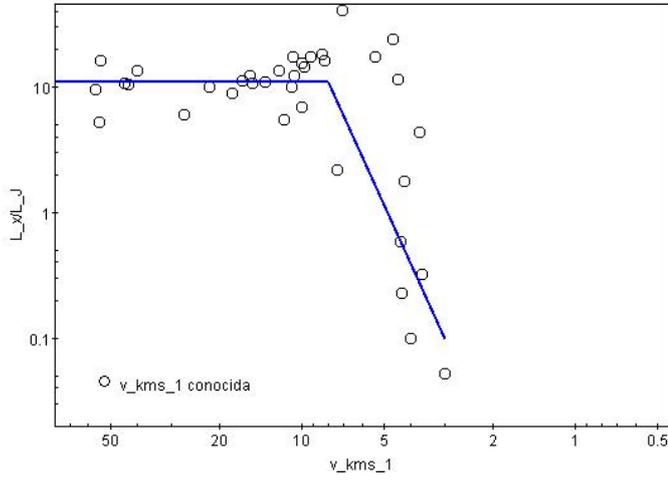


Figura 22: Ajuste a la tendencia general.

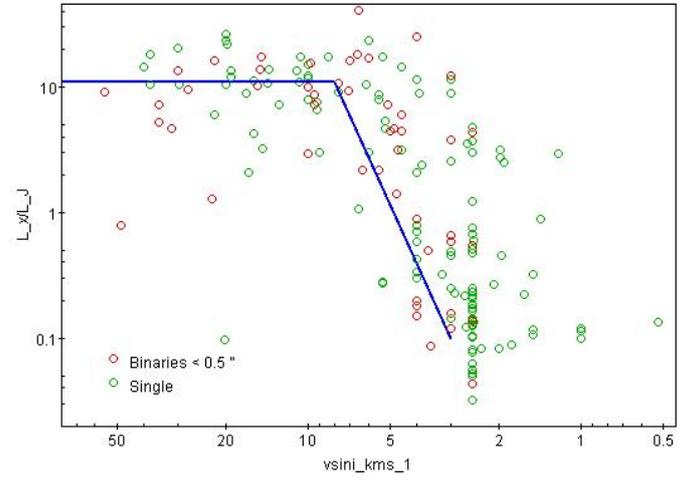


Figura 23: Variación de luminosidad con $v\ seni$.

Las estrellas que tienen mayor dispersión deberían tener velocidades similares a las de la zona del ajuste que se encuentren más próximas. Si se hace esta corrección en la velocidad se podrá obtener el valor de la inclinación para algunas de las estrellas. En este caso se van a estudiar aquellas estrellas que tengan mayor dispersión.

Tabla 12: Cálculo de inclinación.

Nombre	RA_J2000	DE_J2000	$v\ seni$ [km s ⁻¹]	v [km s ⁻¹]	inclinación [°]
GQ And	00:18:25.50	+44:01:37.6	1.9	5.7	20
BD+68 278B	03:48:01.74	+68:40:38.9	1.4	4.7	17
Ross 905	11:42:10.96	+26:42:25.1	1	6	20
BD+57 2735	23:24:30.49	+57:51:15.3	0.52	3.2	9
HH And	23:41:54.99	+44:10:40.8	1.2	6	12

4. Conclusiones

Este trabajo ha permitido:

- Recopilar nuevos datos de actividad en rayos X de manera individualizada para un total de 188 estrellas de tipo M.
- A partir de los nuevos datos recopilados se ha calculado el flujo y la luminosidad en rayos X aportando nueva información a la base de datos de CARMENCITA.
- Para las estrellas que ya disponían de actividad en rayos X de la base de datos se ha procedido al cálculo del flujo y luminosidad en rayos X para un total de 582 estrellas. Información que de la que tampoco se disponía cuando comenzó la realización de este trabajo.
- Elaborar una lista con los datos de actividad en rayos X recopilados según los diferentes telescopios espaciales que han observado las estrellas.
- Elaborar una lista con estrellas que **no** son las responsables de la emisión en rayos X detectada. Sino que lo son otras estrellas cercanas, estrellas que se encuentran en sistemas múltiples cercanos o incluso se pueden tratar de posibles AGNs de galaxias de fondo.
- Representar todos los datos y obtener relaciones y conclusiones de ellos permitiendo la corrección de datos con errores en las medidas.
- Obtención de la inclinación para estrellas con mayor dispersión en la medida de v_{seni} a partir de la actividad en rayos X.
- Los resultados obtenidos han dado lugar al poster "Cool Stars 18" añadido al final del apéndice. Ver Montes et al. 2014

Algunos trabajos futuros podrían ser:

- Determinación del tipo espectral de la estrella (o su masa) a partir del flujo en rayos X, mediante la gráfica L_x/L_{bol} en de v_{seni} . Ya que si una estrella es joven seguramente se encuentre en la zona de saturación y gracias a la relación que existe entre L_{bol} y masa ($L_{\text{bol}} \propto M$) se puede obtener su tipo espectral. Puede ser útil este método ya que en los cúmulos jóvenes no se sabe bien su tipo espectral.
- Determinar de manera más precisa la inclinación de las estrellas.
- Al haber encontrado un número de estrellas razonable en la base de datos que no son las responsables de la emisión en rayos X detectada, se sugiere que un proyecto futuro pueda ser su observación con otros telescopios para averiguar cuál es realmente su emisión.
- Comparación de la emisión coronal (rayos X de este trabajo) con otros indicadores de actividad cromosférica estudiados en Martínez 2014 y Holgado 2014.

Referencias

- [1] Caballero J. A., CAB Journal 2012
- [2] Caballero, J.A., Cortes-Contreras, M., Alonso-Floriano, F.J et al., 2013. Protostars and Planets VI, (Heidelberg, July 15-20, 2013) Poster 2K020 <http://www.mpia-hd.mpg.de/homes/ppvi/posters/2K020.html>
- [3] Hidalgo D., Trabajo Fin de Máster (UCM) Julio 2014
- [4] Holgado G., Trabajo Fin de Máster (UCM) Julio 2014
- [5] Hünsch M.; Schmitt J. H. M. M., et al., 1999, A&A 135, 319
- [6] Kashyap V. L., Drake Jeremy J. and Saar Steven H., et al., 2008, AJ 687,1339
- [7] Martínez H., Trabajo Fin de Máster (UCM) Julio 2014
- [8] Montes D., J. A. Caballero, F.J. Alonso-Floriano, M. Cortés-Contreras, E. González-Álvarez, D. Hidalgo, G. Holgado, H. Martínez-Rodríguez, J. Sanz-Forcada Proceedings of Cool Stars 18, The 18th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop (9 - 13 June 2014, Flagstaff, Arizona, USA)
- [9] Pizzolato N., Maggio A., et al., 2003, A&A 397, 147
- [10] Quirrenbach A., Amado P.J., Mandela H. et al., 2010, Proceedings of the SPIE, Volume 7735, article id.773513,14
- [11] Quirrenbach A., Amado P.J., Seifert W. et al., 2012, SPIE , 8446 , 84460R.
- [12] Reid I.N., Hawly S.L. et al., 2005, Jahrgang 45, Nr. 11, p. 97, 98
- [13] Sanz-Forcada J. and Micela G., 2002, A&A 394, 653
- [14] Sanz-Forcada J., Micela G., Ribas I. et al., 2011, A&A 16594
- [15] Sanz-Forcada J., Stelzer B. and Metcalfe T. S., et al., 2013, A&A 553, L6
- [16] Sanz-Forcada J., CAB Journal 2014
- [17] Schmitt J. H. M. M. and Fleming T. A., 1995, A&A 450, 392
- [18] Voges W., Aschenbach B., et al., 1999, A&A 349, 389

Apéndice: Tablas

Tabla 13: Datos calculados (F_x y L_x) para PSPC a partir de las estrellas *con* datos de HR

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1-4)*	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
HIP 263	00:03:19.00	+04:41:12.9	2	-12.66	30.35	8.83
HD 38B	00:05:40.90	+45:48:37.5	2	-12.52	29.70	6.14
G 242-048	00:13:38.81	+80:39:56.9	2	-12.71	29.95	7.76
BD-09 40	00:17:40.89	-08:40:55.9	2	-12.88	30.27	8.10
GJ 1010 A	00:23:28.65	+77:11:21.7	4	-13.24	29.40	8.04
GJ 1010 B	00:23:31.66	+77:11:26.8	4	-13.24	29.40	9.93
V547 Cas B	00:32:29.80	+67:14:04.4	1	-12.62	29.47	7.17
G 172-014	00:37:25.99	+51:33:07.3	2	-13.06	30.06	8.43
G 132-051	01:03:42.11	+40:51:15.8	1	-11.51	31.52	9.37
GJ 1041 B	01:59:12.61	+03:31:11.4	4	-11.64	31.08	8.00
BD-18 359 AB	02:05:04.93	-17:36:52.9	1	-12.35	29.64	6.54
GJ 1045	02:14:59.79	+17:25:09.0	4	-12.79	29.90	9.97
BD+19 381	02:35:53.28	+20:13:11.9	2	-12.60	29.74	7.21
G 076-019	02:39:17.35	+07:28:17.0	2	-12.37	30.40	9.89
MCC 401	02:44:21.38	+10:57:41.2	2	-11.70	31.41	7.97
G 246-033	03:19:27.73	+61:56:04.6	1	-11.99	30.16	9.51
GJ 140 AB	03:24:06.43	+23:47:07.4	1	-11.42	31.24	7.13
GJ 140C	03:24:12.81	+23:46:19.3	1	-11.42	31.24	8.28
LP 356-106	03:28:49.58	+26:29:12.2	2	-12.99	29.83	9.29
LSPM J0330+5413	03:30:48.90	+54:13:55.1	2	-12.70	29.35	10.17
BD+45 784B	03:33:14.03	+46:15:19.4	1	-11.06	32.10	8.38
LP 413-018 Aab	03:37:33.32	+17:51:14.6	1	-11.96	31.07	9.1
BD+68 278B	03:48:01.74	+68:40:38.9	2	-12.51	30.05	7.38
LP 031-301	04:05:57.47	+71:16:41.2	1	-12.11	30.45	9.53
omi02 Eri C	04:15:21.73	-07:39:17.4	1	-11.26	30.21	6.75
LSPM J0417+4103	04:17:44.31	+41:03:13.8	1	-12.15		9.24
HG 7-207	04:25:16.92	+08:04:04.0	2	-12.53	30.50	10.42
G 175-032	04:27:41.30	+59:35:16.7	2	-12.42	30.44	9.98
V1102 Tau AB	04:28:28.78	+17:41:45.4	1	-11.93	30.90	8.59
LP 595-021	04:32:55.50	+00:06:34.6	2	-13.33	29.54	10.3
G 082-028	04:32:55.55	+00:06:29.5	2	-13.33	29.75	9.86
2M J04365738-1613065	04:36:57.38	-16:13:06.6	1	-11.53	31.50	9.12
RX J0439.4+3332B	04:39:23.20	+33:31:49.4	1	-12.00		9.92
LSPM J0501+2237	05:01:18.03	+22:37:01.6	2	-12.80		10.16
G 191-004	05:34:08.70	+51:12:56.6	1	-12.40	30.49	8.00
HD 233153	05:41:30.73	+53:29:23.9	1	-11.70	30.56	6.59
2M J06352986-0403185	06:35:29.87	-04:03:18.5	1	-12.21		9.27
2M J07000682-1901235	07:00:06.83	-19:01:23.6	1	-12.10		9.03
CV cnc BC	08:31:37.44	+19:23:49.5	1	-11.56	30.61	8.63
2M J09040555-1555184	09:04:05.55	-15:55:18.4	1	-12.05	31.16	9.16
GJ 1122 B	09:19:19.04	+38:31:23.3	4	-12.82	29.87	10.05
G 116-072 A	09:59:18.80	+43:50:25.6	1	12.11	30.85	9.68
G 116-073 B	09:59:20.94	+43:50:25.9	1	12.11	30.85	9.92
G 196-003A	10:04:21.49	+50:23:13.6	1	-11.32	31.10	8.08
RX J1035.9+2853	10:35:57.25	+28:53:31.7	1	-12.39	30.44	9.25

Tabla 13: (continúa)

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1-4)*	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
LP 431-050	11:03:08.46	+15:17:51.8	1	-12.54	30.07	8.89
G 253-050	11:25:29.61	+78:15:56.3	2	-13.20	29.40	8.73
1RXS J114728.8+664405	11:47:28.57	+66:44:02.6	1	-12.90	29.23	9.68
GJ 1154 A	12:14:16.54	+00:37:26.3	3	-12.16	29.77	8.46
GL Vir	12:18:59.40	+11:07:33.9	1	-12.04	29.66	8.53
HD 115404B	13:16:51.56	+17:01:00.1	1	-12.16	30.05	6.53
BD+38 2445	13:25:28.36	+37:43:09.8	2	-12.59	30.51	8.27
BD+21 2602C	14:04:09.22	+20:44:31.4	2	-12.75	30.46	8.59
LTT 5581	14:14:17.01	-15:21:12.5	4	-11.24	31.79	9.69
BD+24 2733A	14:25:43.49	+23:37:01.1	2	-13.31	29.36	6.77
Ross 52	14:53:51.44	+23:33:20.8	2	-12.93	29.17	7.44
TYC 371-1053-1	16:12:04.65	+03:18:20.8	2	-12.72	29.98	8.13
G 138-043	16:36:05.63	+08:48:49.2	2	-12.63	29.81	9.42
LP 506-037	16:57:22.95	+13:28:09.3	1	-12.54	30.29	10.04
HD 155876 AB	17:12:07.80	+45:39:58.8	1	-12.54	29.09	5.55
BD+61 1678C	17:35:34.46	+61:40:54.0	2	-12.92	29.46	6.88
StKM 1-1528	17:46:55.96	+22:48:00.1	2	-13.08	29.93	8.67
LSR J1835+3259	18:35:37.90	+32:59:54.6	2	-12.35	29.31	10.27
GJ 1230 B	18:41:09.82	+24:47:19.5	4	-11.87	30.04	8.86
BD+05 3993	18:58:00.14	+05:54:29.7	2	-12.63	29.52	6.24
StKM 1-1676	19:03:17.29	+63:59:34.1	1	-11.88	30.90	7.79
LSPM J2010+0632	20:10:34.45	+06:32:14.0	1	-11.42	30.72	8.02
R78b 440	20:13:12.83	+02:56:02.1	2	-12.90	30.31	8.74
LP 340-548	21:01:20.62	+33:14:28.0	2	-12.62	30.04	8.94
Ross 826	21:16:03.79	+29:51:46.0	1	-11.56	31.06	9.30
GJ 4188B	21:17:39.63	-08:54:49.2	1	-12.41	30.56	9.52
LF 4 +54 152	22:12:56.80	+55:04:49.9	1	-11.99	31.00	8.13
LP 399-165	22:13:35.67	+25:58:10.9	1	-12.38	30.33	9.51
G 242-003	22:35:19.68	+74:41:18.9	2	-12.76	30.45	8.43
LSPM J2305+4517	23:05:08.71	+45:17:31.8	1	-12.03		9.30
EQ Peg Aab	23:31:52.09	+19:56:14.2	4	-12.99	28.67	6.16
LP 704-015 A	23:57:20.57	-12:58:48.7	1	-11.75	30.93	8.64

*(1) rassbsc.

*(2) rassfsc.

*(3) rasscns3.

*(4) Hunsch et al. (1999).

Tabla 14: Valores para PSpC de estrellas *sin* datos en HR.

Name	RA_J2000	DE_J2000	Catálogo (1-7) ^{XIII}	$\log F_x$ [$erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$]	$\log L_x$ [$erg\ s^{-1}$]	J_{mag}
GJ 1005 AB	00:15:27.99	-16:08:00.9	1	-13.31	28.32	7.22
Wolf 1056	00:38:58.79	+30:36:58.4	5	-13.08	29.19	7.45
BD+61 195	01:02:38.96	+62:20:42.2	2	-12.89	29.19	6.23
GJ 70	01:43:20.15	+04:19:17.2	5	-12.78	29.41	7.37
G 173-037	02:07:03.83	+49:38:44.1	5	-12.41	30.06	8.37
Wolf 227	03:52:41.69	+17:01:05.7	5	-13.22	29.17	8.93
LP 416-1644	04:37:21.89	+19:21:17.5	1	-12.47		10.18
BD-09 956 AB	04:40:29.28	-09:11:45.8	4	-13.31	29.36	7.13
StKM 1-502	04:40:42.49	+02:13:52.2	4	-13.06	29.48	7.89
Ross 45 B	05:34:15.08	+10:19:09.2	1	-13.45	29.52	9.18
Ross 45 A	05:34:15.14	+10:19:14.2	1	-13.45	28.70	8.56
Wolf 294	06:54:49.03	+33:16:05.9	5	-13.44	28.14	6.10
TYC 178-2187-1	07:31:12.86	+00:33:14.2	5	-13.06	29.88	8.31
NLTT 18279	07:42:09.68	+50:04:27.6	1	-13.36	29.27	8.46
G 050-012	07:58:09.10	+07:17:01.5	1	-12.56	29.98	9.27
GJ 300 AB	08:12:40.88	-21:33:05.7	1	-13.35	28.27	7.60
LP 725-015	08:31:23.49	-10:29:53.5	4	-13.00	29.97	10.07
Ross 622	08:51:43.87	+18:07:29.9	5	-12.44	30.16	8.28
LP 368-128	09:00:23.59	+21:50:05.4	6	-12.61		9.44
StKM 1-785	09:35:13.19	+61:14:37.0	1	-13.68	29.03	8.46
GJ 360	09:42:34.94	+70:02:02.4	5	-12.28	29.98	6.92
G 146-048	10:36:26.83	+41:30:06.5	1	-13.00	29.79	8.65
Ross 104	11:00:04.32	+22:49:59.3	4	-12.79	28.93	6.31
G 176-008	11:05:33.68	+45:00:31.7	1	-13.01	30.07	8.11
GJ 445	11:47:41.44	+78:41:28.3	1	-12.88	28.65	6.72
G 123-013 AB	12:12:29.40	+39:40:28.2	1	-12.90	30.15	8.12
Melotte 111 AV 839	12:16:52.63	+24:51:05.2	1	-13.70	29.17	8.99
Wolf 408	12:19:24.07	+28:22:56.6	1	-12.88	30.00	7.66
Sand 57 B	12:21:26.73	+30:38:37.6	1	-12.11	30.85	10.06
Sand 58 A	12:21:27.05	+30:38:35.7	1	-12.11	30.85	9.99
Wolf 433	12:38:52.42	+11:41:46.2	1	-12.85	29.55	7.58
BD+30 2400	13:28:17.76	+30:02:46.2	1	-12.93	30.56	8.38
HD 119850	13:45:43.54	+14:53:31.8	1	-12.66	28.88	5.18
G 150-046	13:52:36.20	+14:25:20.9	4	-12.75	29.81	8.01
G 165-058	14:15:56.37	+36:16:36.8	1	-14.17	28.53	8.94
NLTT 36793	14:16:11.39	+23:23:29.8	1	-13.35	29.70	8.71
TYC 3055-1525-1	15:27:19.22	+41:30:10.6	1	-13.69		8.36
LTT 14889	16:25:32.35	+26:01:37.9	1	-12.77	29.67	8.40
LP 806-008	16:48:45.97	-15:44:19.9	1	-13.48	29.12	7.66
TYC 1643-120-1	20:22:01.62	+21:47:21.9	1	-12.86	30.15	8.74
Wolf 918	21:09:17.41	-13:18:08.0	1	-13.49	28.76	7.69
G 126-030	21:44:07.95	+17:04:37.2	1	-13.78	28.72	10.08
Wolf 1561 BC	22:17:18.71	-08:48:18.7	7	-12.14	29.97	9.46
FG Aqr A	22:17:19.00	-08:48:12.2	7	-12.14	29.97	9.02
FL Aqr	22:38:45.31	-20:36:51.9	3	-11.94	30.01	7.34
LP 581-036	22:55:56.83	+05:45:17.9	1	-13.64	29.21	8.13
2M J23261182+1700082AB	23:26:11.82	+17:00:08.3	1	-12.53	29.92	9.36

^{XIII}1: rosspctotal, 2: rosatxuv, 3: bmwhricat, 4: rasscns3, 5: rosspspc, 6: rassfsc y 7: rassbsc

Poster "Cool Stars 18"

Posters presentado en: "Cool Stars 18", The 18th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop - (9 - 13 June 2014, Flagstaff, Arizona, USA) (Ver Montes et al. 2014)

<http://www2.lowell.edu/workshops/coolstars18/abstracts-posters/poster-abstract-286.html>

CARMENES

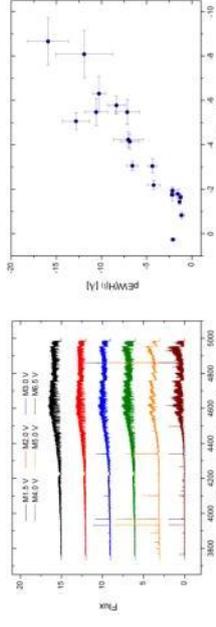
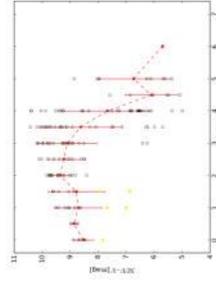
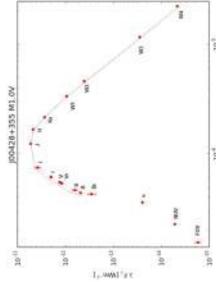
Preparation of the **carmenes** Input Catalogue Mining public archives for stellar parameters and spectra of M dwarfs with master thesis students



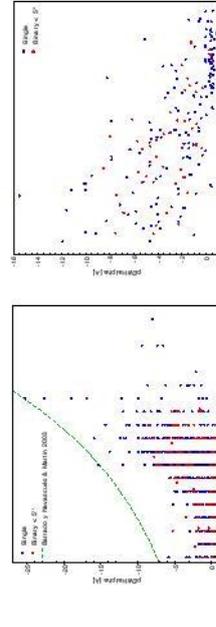
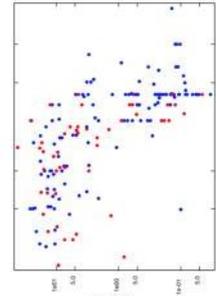
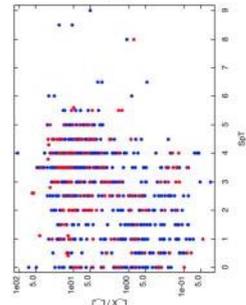
D. Montes⁸, J. A. Caballero¹⁰, F. J. Alonso-Floriano⁸, M. Cortés-Contreras⁸, E. González-Álvarez⁸, D. Hidalgo⁸, G. Holgado⁸, H. Martínez-Rodríguez⁸, J. Sanz-Forcada¹⁰ and the CARMENES Consortium^{1,2,3,4,5,6,7,8,9,10,11} (<http://carmenes.caha.es/>)

¹Max-Planck-Institut für Astronomie • ²Instituto de Astrofísica de Andalucía • ³Landessternwarte Königstuhl • ⁴Institut de Ciències de l'Espai • ⁵Institut für Astrophysik Göttingen • ⁶Instituto de Astrofísica de Canarias • ⁷Thüringer Landessternwarte Tautenburg • ⁸Universidad Complutense de Madrid • ⁹Hamburger Sternwarte • ¹⁰Centro Astronómico Hispano-Alemán – Calar Alto Observatory

We are compiling the most comprehensive database of M dwarfs ever built, CARMENECITA, the **CARMENES Cool dwarf Information and deTa Archive**, which will be the CARMENES 'input catalogue'. In addition to the science preparation with low- and high-resolution spectrographs and lucky imagers (see the other posters at Cool Stars 18), we compile a huge pile of public data on over 2100 M dwarfs, and analyze them, mostly using virtual-observatory tools. Here we describe four specific actions carried out by *master students*. They mine public archives for additional high-resolution spectroscopy (UVES, FEROS and HARPS), multi-band photometry (*FUV-NUV-u-B-g-V-r-R-i-J-H-Ks-W1-W2-W3-W4*), X-ray data (*ROSAT*, *XMM-Newton* and *Chandra*), and periods, rotational velocities and H α pseudo-equivalent widths. As described, there are many interdependences between all these data.

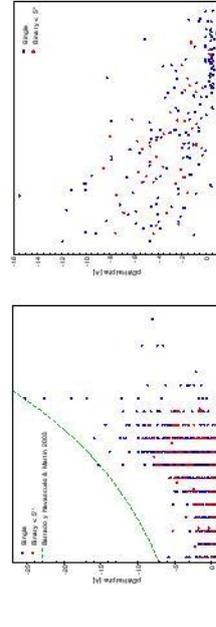


Photometry. Holgado compiled photometric data from GALEX, SDSS, Tycho-2, UCAC4, CMC14, 2MASS and WISE archives for constructing cleansed spectral energy distributions of 158 CARMENECITA stars (left panel: SED of FF And) and studying colour-colour relations of 361 bright, late-type, single M dwarfs that surpasses previous works. He also quantified the ultraviolet-excess emission and identified active early M dwarfs (right panel: NUV-FUV vs. spectral type).



X-ray emission. González-Álvarez added new X-ray count-rate and hardness-ratio data of 188 M dwarfs to CARMENECITA. She calculated X-ray fluxes and luminosity ratios L_x/L_v for 770 stars in total and investigated its variation with spectral type (left panel) and rotational velocity (right panel). She corroborated with a large sample that close binaries (red dots) are more active than single stars and that X-ray saturation starts at $v \sin i \approx 5$ km/s.

High-resolution spectroscopy. Martínez-Rodríguez downloaded 128 UVES spectra of 61 CARMENECITA stars in eight channels (left panel: BLU437) and measured pseudo-equivalent widths of H α - γ , Ca II H&K, Na I D1&2 and He I D3. He measured $pEW(H\alpha)$ of 27 M dwarfs for the first time and studied its relation to other lines in emission (right panel: $pEW(H\beta)$ vs. $pEW(H\alpha)$). He also measured $v \sin i$ of 24 stars (7 new) and identified wrong values published in the literature.



Rotation and activity. Hidalgo ransacked dozens of publications and compiled photometric periods for 217 CARMENECITA stars, rotational velocities for 420, $pEW(H\alpha)$ s for 1766, and membership in young moving groups for 44. He studied the relation between spectral type, H α activity (left panel), close multiplicity periods (right panel) and $v \sin i$, from where he identified three stars with inclination angles $i = 79.3$ to 81.6 deg: DT Vir AB, BD-21 1074 A and FF And.

