



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISIÓN DE POSGRADO

**“ Binarias tipo B con emisión de
Rayos-X”**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

JUAN ANTONIO JUÁREZ JIMÉNEZ



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISIÓN DE POSGRADO

**“ Binarias tipo B con emisión de
Rayos-X”**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

JUAN ANTONIO JUÁREZ JIMÉNEZ

DIRECTORA DE TESIS: Dra. GLORIA KOENIGSBERGER HOROWITZ

Agradecimientos

Mi más grande agradecimiento a todas las personas que directa e indirectamente han sido una influencia en mi carrera y en especial a las que han creído en mí a lo largo de estos años.

A Mi asesora la Dra. Gloria Koenigsberger por su paciencia, tiempo y sus consejos, estoy profundamente agradecido y más por siempre creer en mí.

A Vicky por su apoyo, comprensión y paciencia durante todo este tiempo.

A Hugo Levato por haber proporcionado la tabla de datos de las estrellas del sur.

A la UNAM/DGAPA por su apoyo económico para terminar la tesis.

Al IAUNAM que me facilitó las instalaciones, el material bibliográfico, papelería y cómputo que me fue de suma utilidad durante mi maestría.

A los miembros de mi comité tutorial durante los cursos y en la elaboración de mi tesis por su apoyo y sus consejos.

A mis compañeros de Maestría que siempre me dieron su confianza y me impulsaron a terminar las materias y este trabajo.

A Jesús Mendoza Álvarez subdirector del Planetario “Luis Enrique Erro” y actualmente mi jefe en Planetario por su confianza y apoyo para finalizar esta tesis.

A mis compañeros de trabajo, Wendy, Jaqueline, Karina, Yazmin, Wilder y muchos más que no aparecen en estas líneas pero igualmente son importantes por sus comentarios y sus ánimos para terminar esta tesis.

A los sinodales de mi jurado por sus comentarios y correcciones las cuales le dieron el toque final a esta tesis.

Finalmente.....

A mis Padres que de no ser por ellos no estaría terminando esta tesis con su apoyo incondicional y su fe en mí, la cual nunca perdieron y sé que nunca perderán.

Dedicatorias

Este trabajo está dedicado a mis Padres, a las personas que quiero y que de una u otra forma son importantes en mi vida...

Índice general

Índice de figuras	V
Índice de tablas	IX
Agradecimientos	XI
Dedicatorias	XIII
1. Introducción	1
1.1. Objetivos	1
1.2. Rotación estelar	2
1.3. Emisión de Rayos-X	5
1.4. Rayos-X de Objetos Cósmicos	6
1.4.1. Vientos estelares no-monotónicos	7
1.4.2. Colisión entre vientos	8
1.5. Propiedades de Rayos-X estelares.	9
1.6. El problema de las estrellas B	12
1.7. Las variables a utilizar en el análisis	21
2. Selección de la Muestra	23
2.1. Catálogo de Abt, Levato y Grosso	24
2.2. Catálogo de <i>Levato Sur</i>	24
2.3. Catálogo de Batten et al. (1989)	26
2.4. Catálogo de Berghoefer et al. (1996)	26
2.5. Catálogo de Pasinetti-Fracassini et al. (2001)	27
2.6. Catálogo de Glebocky et. al. (2000)	28
2.7. Datos de la muestra	28

2.8. Descripción del Catálogo	33
2.9. Resumen de características de la muestra.	40
3. Relación entre $\log(L_x)$ y rotación asíncrona	49
3.1. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y $V \sin i$	49
3.2. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y β	54
3.3. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y V'_ϕ	55
4. Conclusiones	71

Índice de figuras

1.1.	Relación entre la luminosidad bolométrica y la luminosidad de Rayos-X para las estrellas O-B de Pallavicini et al. (1981)	13
1.2.	Luminosidad bolométrica y luminosidad en Rayos-X para estrellas G-F de Pallavicini et al. (1981)	14
1.3.	$V \sin i$ y la luminosidad en Rayos-X para las estrellas O. Las flechas indican límites superiores. Figura tomada de Pallavicini et al. (1981)	15
1.4.	Valores de $V \sin i$ y la luminosidad en Rayos-X para estrellas G-F. Los símbolos vacíos corresponden a estrellas G0-M5, y los símbolos llenos son estrellas F7-F8. Figura tomada de Pallavicini et al. (1981)	16
1.5.	Gráfica presentada por Rosendhal (1970) en la que se graficó $V \sin i$ vs Tipo Espectral.	17
1.6.	Emisión de Rayos-X en estrellas tipo B como función de β (izquierda), P_{orb} (derecha, arriba) y $V \sin i$ (derecha abajo). Las cruces corresponden a sistemas binarios mientras que los cuadrados abiertos representan estrellas tipo B8V a B9V aisladas. Figura tomada de Haro, Juárez y Koenigsberger (2004).	19
1.7.	Gráfica del cociente $\log(L_x/L_{bol})$ contra e sugiriendo que existe una relación entre e y el cociente $\log(L_x/L_{bol})$, aunque dos sistemas se escapan de la posible relación.	20
2.1.	Radios de 912 estrellas tipo B del catálogo de Pasinetti-Francassini et al. Los números 0-9.5 corresponden a los tipos B0-B9.5. La recta es un ajuste por mínimos cuadrados.	30
2.2.	Igual que la Fig. 2.1 para estrellas aisladas.	31

2.3.	Igual que la Fig. 2.1 para estrellas en sistemas binarios. . .	32
3.1.	$\log(L_x/L_{bol})$ para todas las binarias con tipo espectral B en el catálogo de Berghoefer et al (1996). Los diferentes símbolos corresponden a diferentes tipos espectrales. Nótese la separación entre las estrellas B tempranas (símbolos abiertos) y las tardías. Nótese también la ausencia de B4,B6,B7	57
3.2.	$\log(L_x/L_{bol})$ de estrellas B que se clasifican como aisladas, (no aparecen en los catálogos de Batten et al. (1989) y Levato (1975)). No se observa una separación clara entre las B tempranas y B tardías, como en las binarias (Comparar con la Figs. 3.1).	58
3.3.	$\log(L_x)$ para estrellas binarias del catálogo de Berghoefer et al. (1996), mostrando que la separación encontrada en la Fig. 3.1 se debe principalmente al valor más grande de L_{bol} para estrellas B tempranas.	59
3.4.	$\log(L_{bol})$ para las mismas estrellas binarias que la figura anterior, podemos notar como se reparten a lo largo de $V \sin i$ a medida que $\log(L_{bol})$ aumenta, esto muestra que L_{bol} domina en el cociente $\log(L_x/L_{bol})$ lo cual produce una clara división de los sistemas binarios tardíos y tempranos. . . .	60
3.5.	$\log(L_x/L_{bol})$ de sistemas binarios cuya inclinación orbital se conoce aproximadamente por ser eclipsante y también cuya componente B es de clase IV o V. La separación entre estrellas B tempranas y B tardías se vuelve más marcada. Así mismo, parece haber tendencias opuestas de $\log(L_x/L_{bol})$ con $V \sin i$ para los dos tipos.	61
3.6.	Comparación de $\log(L_x/L_{bol})$ en aisladas (símbolos abiertos) y binarias (símbolos rellenos) ambas del tipo B8-B9.	62
3.7.	$\log(L_x/L_{bol})$ de las estrellas B de nuestra muestra indicando con diferente símbolos los sistemas con excentricidades menores a 0.25 o mayores a 0.25. Los diferentes tipos espectrales se grafican con distintos símbolos. Los sistemas graficados son aquellos que tienen especificado el valor de la inclinación orbital o son sistemas eclipsantes.	63

3.8. La luminosidad de rayos-X como función de la velocidad azimutal, perturbación provocada por la falta de sincronía entre el período orbital y el período rotacional que se calcula con el modelo de oscilaciones estelares. Los símbolos abiertos representan las binarias con estrellas B-tempranas y los símbolos negros las binarias B tardías. Las líneas son ajustes por mínimos cuadrados a la velocidad azimutal.	64
3.9. La luminosidad de rayos-X como función de la velocidad azimutal.	65
3.10. La luminosidad bolométrica como función del tipo espectral.	66
3.11. La luminosidad de rayos-X como función del tipo espectral.	67
3.12. $\log(L_x/L_{bol})$ vs. Velocidad azimutal con el ajuste de la función $\frac{a}{x^2} + \frac{b}{x} + c$ a los datos, excepto a la estrella B8III. . . .	68
3.13. $\log(L_x)$ vs. Velocidad azimutal con el ajuste de la función $a * \sqrt{x} + b$ a todos los datos.	69

Índice de tablas

1.	Estrellas B con emisión de Rayos-X.	18
2.1.	Descripción de los catálogos utilizados para la selección de la muestra.	25
2.2.	Radios estelares de estrellas B	33
2.3.	Sistemas binarios tipo B con detección de Rayos-X.	36
2.3.	Sistemas binarios tipo B con detección de Rayos-X.	37
2.3.	Sistemas binarios tipo B con detección de Rayos-X.	39
2.4.	Estadística de las estrellas de la muestra por tipo espectral	41
2.5.	Estadística de las estrellas de la muestra agrupados en <i>intervalos</i> de tipo espectral	42
2.6.	Estrellas aisladas tipo B con detección de Rayos-X de Berghoefer et al. (1996)	43
2.6.	Estrellas aisladas tipo B con detección de Rayos-X de Berghoefer et al. (1996)	44
2.7.	Fuentes de incertidumbre en el cálculo de β	45
2.8.	Sistemas binarios con parámetros incompletos.	46
2.8.	Sistemas binarios con parámetros incompletos.	47
3.1.	Estrellas B0-B9 del catálogo de Berghoefer et al. (1996) que son sistemas binarios y cuentan con valor de $V \sin i$	52
3.1.	Estrellas B0-B9 del catálogo de Berghoefer et al. (1996) que son sistemas binarios y cuentan con valor de $V \sin i$	53
3.1.	Estrellas B0-B9 del catálogo de Berghoefer et al. (1996) que son sistemas binarios y cuentan con valor de $V \sin i$	54
3.2.	Perturbación máxima de la velocidad azimutal.	58

Capítulo 1

Introducción

1.1. Objetivos

La formación estelar se da al fragmentarse las densas nubes moleculares del medio interestelar produciendo cúmulos de estrellas, y como parte del proceso, se forman sistemas binarios y múltiples. Se desconoce si los sistemas binarios nacen sincronizados; es decir, no se sabe si el período orbital (P_{orb}) del sistema es igual al período de rotación sobre el eje (P_{rot}) de cada una de las componentes del sistema binario. Lo que sí se sabe es que las fuerzas de marea ejercen torcas que, a lo largo del tiempo, llevan al sistema hacia la sincronización. Mientras más cercanas se encuentren las dos componentes del sistema binario, más rápidamente alcanza la sincronización. Por ejemplo, se ha mostrado que las binarias de tipo espectral B de muy corto período orbital ($P < 2.5$ días) están sincronizadas, mientras que aquellas con $2.5 \text{ días} < P < 5 \text{ días}$ están cerca de la sincronización, dentro de un factor de 2, mientras que las más alejadas, en su mayoría, no están sincronizadas (Abt et al. 1990).

Esta sincronización es una de las condiciones para que un sistema binario se encuentre en equilibrio dinámico. Otras dos de las condiciones son que la órbita sea circular y por lo tanto la excentricidad orbital sea $e=0$; y que los ejes de rotación estelar sean perpendiculares al plano orbital. Cuando alguna de estas condiciones no se satisface, las fuerzas de marea excitan modos no-radiales de oscilaciones sobre la superficie estelar (Chandrasekhar y Lebovitz 1963; Tassoul y Tassoul 1967; Robe 1969; Denis 1972; Hut 1980, 1981; Zahn 1989).

Las oscilaciones producidas por la fuerza de marea implican un alejamiento de equilibrio hidrostático en la superficie estelar, y surge la pregunta sobre el efecto que podrían tener estas oscilaciones sobre las características observables de las estrellas y del propio sistema binario. En particular, surgen preguntas sobre el posible impacto de estas oscilaciones sobre la tasa de pérdida de masa en estrellas calientes y la generación de emisión en Rayos-X.

El objetivo principal de esta tesis es explorar la hipótesis sobre una posible conexión entre las oscilaciones estelares producidas en sistemas binarios asíncronos y la emisión de Rayos-X. Esta hipótesis fue planteada por Haro et al. (2004) en base a la especulación de que grandes amplitudes de oscilación podrían producir pérdida de masa y ésta, a su vez, podría estar asociada con emisión de Rayos-X. Mas recientemente, sin embargo, Moreno et al. (2005) proponen que la fuente de emisión de Rayos-X en sistemas binarios asíncronos podría ser la presencia de campos magnéticos generados sobre la superficie estelar como consecuencia de la componente azimutal de las oscilaciones inducidas por las fuerzas de marea. De ser este el caso, se esperaría una correlación entre las amplitudes de estas velocidades azimutales y la intensidad de la emisión en Rayos-X.

Para efectuar el estudio que planteamos, es necesario conocer con gran precisión los parámetros orbitales del sistema binario, los parámetros estelares (que incluyen la velocidad de rotación estelar) y la intensidad de la emisión en Rayos-X. Por lo tanto, el objetivo central de este trabajo, es la elaboración de un catálogo de sistemas binarios para los cuales están disponibles todos los parámetros requeridos. Este catálogo, y el procedimiento que se siguió para elaborarlo, se presentan en el Capítulo 2. En el Capítulo 3, se presentan los resultados del análisis de la muestra, y en el Capítulo 4 se presentan las conclusiones.

1.2. Rotación estelar

La idea de que la velocidad de rotación en las estrellas podría ser determinada por medio de las mediciones de ensanchamiento en líneas espectrales se cree que fue inicialmente propuesta por W. de W. Abney en 1877. Esta opinión se encontró con grandes críticas por parte de H. C.

Vogel, quien apuntaba que los grandes anchos en las líneas de hidrógeno en ciertas estrellas no podrían deberse a la rotación, sino a la contribución adicional de líneas provenientes de otros elementos. Schlesinger, en 1909 y Forbes en 1911 efectuaron observaciones de estrellas Algol, ya que sospechaban que el ensanchamiento de las líneas en este tipo de estrellas podría deberse a la rotación estelar. Schlesinger obtuvo la primera evidencia convincente de la rotación axial al obtener mediciones de lo que posteriormente se llamaría el “efecto rotacional” en las estrellas variables eclipsantes δ Lib y λ Tau. En 1922, J. Hellerich publicó un importante artículo sobre ciertas anomalías en sus espectros que obtuvo de un gran número de estrellas tipo Algol. Poco después, en 1924, Rosetier caracterizó la anomalía encontrada en el sistema β Lira en los siguientes términos: al transcurrir el eclipse, el mínimo de las líneas fotosféricas se desplazaban de la posición esperada debido a la velocidad orbital, primero en una dirección y posteriormente en la dirección contraria. Rosetier concluyó que estas anomalías eran el producto de la rotación estelar y su argumento para sostener tal afirmación era que al iniciar el eclipse de la estrella más brillante y pequeña por la más grande y menos luminosa, el limbo de la estrella brillante que se acerca a nosotros es ocultado y, de esta manera, únicamente podemos ver el limbo que se aleja de nosotros. Por lo tanto, el ensanchamiento rotacional se puede percibir únicamente hacia longitudes de onda más largas, por lo que al medir la velocidad radial del perfil en absorción, se obtenían valores más positivos. Cuando sucede lo contrario, los valores de la velocidad radial se vuelven más negativos. En ambos casos, el perfil de la línea fotosférica aparece asimétrico. A esto se le llamó “efecto rotacional”.

Shajn y Struve en 1929 desarrollaron un modelo para predecir la forma de las líneas espectrales ensanchadas por rotación y concluyeron que al menos en binarias espectroscópicas de período corto, lo ancho y profundo de las líneas espectrales es resultado de la rotación. Así mismo, su modelo los llevó a descubrir una relación entre la velocidad rotacional y el período orbital. Tal relación es la siguiente:

$$V_0 = \text{const.} \frac{r_* K}{P^{\frac{2}{3}}} \quad (1.1)$$

donde V_0 es la componente observada de la velocidad, r , el radio de la estrella, K es el valor de la semi-amplitud de la curva de velocidad radial y

P el período orbital. En forma independiente, Carroll en 1928 presentó un desarrollo teórico sobre la forma que debería de tener una línea de absorción en el espectro de una estrella que presenta rotación.

En 1930 Elvey publicó la primera lista de velocidades de rotación obtenidas de las comparaciones entre las líneas del espectro observado y las líneas teóricas calculadas por medio de algún modelo como el de Shajn y Struve o el de Carroll. Otras listas de datos la siguieron pero la más completa fue hecha por Miss Westgate (1933, 1933, 1934), quien se esforzó por tener valores más precisos de las velocidades rotacionales particularmente para los casos de mayor velocidad de rotación.

La existencia de estrellas con una velocidad de rotación muy elevada fue señalada por Morgan en 1944, quien efectuó un estudio de espectros de estrellas tempranas tipo B, estimando velocidades de rotación de 300-400 km s^{-1} para un considerable número de ellas, la mayoría de las cuales se conocen hoy en día como estrellas tipo Be.

La determinación de la velocidad de rotación (V_{rot}) de una estrella no es un proceso sencillo. Desde el punto de vista observacional, el parámetro que se mide es el ensanchamiento de las líneas espectrales. Sin embargo, el ensanchamiento observado corresponde únicamente a la proyección en la dirección del observador de la velocidad rotacional real de la estrella. Por lo tanto, podemos conocer V_{rot} únicamente si se conoce el ángulo entre el eje de rotación de la estrella y la línea de visión. En el caso de sistemas binarios, el eje de rotación estelar es paralelo al eje que define el movimiento orbital. Por lo tanto, la inclinación del eje de rotación estelar con respecto al observador es la misma que la que define la inclinación del plano orbital. El ángulo que define la inclinación del plano orbital es i , donde $i = 90^\circ$ quiere decir que el plano orbital es perpendicular al plano del cielo y es cuando las estrellas del sistema se eclipsan. En resumen, el ensanchamiento medido de las líneas espectrales únicamente nos proporciona el valor $V_{rot} \sin i$, que se denomina comunmente $v \sin i$ o $V \sin (i)$.

En la actualidad, la fuente de datos de $V \sin i$ más extensa es el catálogo de Glebocki et al. (2000), donde se han compilado ~ 17490 valores de $V \sin i$ de cerca de 12000 estrellas de todos los tipos espectrales y luminosidades. De estas estrellas, hay al menos 720 binarias con parámetros orbitales conocidos y $V \sin i < 300 \text{ km s}^{-1}$ (Koenigsberger 2004). Estas binarias

se distribuyen de la siguiente manera: 38 estrellas O, 248 estrellas B, 183 estrellas A, 94 estrellas F, 80 estrellas G y 77 estrellas K. Sin embargo, a pesar del gran número de sistemas binarios con determinaciones de $V \sin i$, en solamente un pequeño número de estos sistemas está determinado $V \sin i$ para ambas estrellas, y solamente en el caso de sistemas eclipsantes podemos conocer con cierta precisión el valor del ángulo i y, por lo tanto, el valor real de la velocidad de rotación.

Finalmente, es importante hacer notar que el ancho de las líneas espectrales puede estar determinado por factores adicionales al de la rotación estelar. Por ejemplo, movimientos turbulentos en la fotosfera y gradientes de velocidad (como en el caso en que una estrella está perdiendo masa por vientos estelares) contribuyen a ensanchar las líneas y se requieren modelos apropiados para la formación de las líneas para separar estos diferentes mecanismos de ensanchamiento.

1.3. Emisión de Rayos-X

El físico alemán Roentgen descubrió en 1895 una nueva forma de radiación a la que nombró como radiación-X debido a que desconocía su naturaleza. Este tipo de radiación misteriosa tenía la habilidad de traspasar a muchos materiales que impedían el paso de la parte visible del espectro. Hoy en día se sabe que los Rayos-X provienen de procesos que tienen lugar en las capas internas de los átomos y también por procesos que involucran a partículas elementales que se mueven a velocidades muy elevadas y son frenadas repentinamente. Debido a su gran energía, los fotones de Rayos-X son fuertemente ionizantes, y por su pequeña longitud de onda poseen un gran poder de penetración.

Los Rayos-X interactúan con los componentes atómicos de las sustancias u objetos que encuentran en su camino, de acuerdo con los mecanismos propios de las radiaciones electromagnéticas dando lugar a los fenómenos de ionización y excitación. Así mismo, la interacción entre electrones incidentes y los átomos puede producir Rayos-X en alguna de las siguientes dos formas: a) expulsión de un electrón de una capa interna. El hueco dejado en el orbital es llenado por el salto espontáneo de un electrón de una capa superior, lo que genera la emisión de una línea cuya energía corres-

ponde a la transición; b) una segunda interacción corresponde a la de los electrones incidentes con el núcleo. La fuerza atractiva del núcleo atómico puede desviar el electrón de su trayectoria. Esto implica la aparición de una aceleración y por lo tanto una pérdida de energía por parte del electrón que es emitida en forma de radiación. Esta radiación no está cuantizada sino que cubre todas las longitudes de onda y es conocida como, radiación libre-libre (Bremsstrahlung).

1.4. Rayos-X de Objetos Cósmicos

La emisión en Rayos-X tiene un espectro de energías que va de 0.1 a 100 keV (0.12-120 Å). A estas longitudes de onda la atmósfera terrestre es ópticamente gruesa y por esta razón es necesario utilizar satélites, cohetes o globos para detectarlos. Las primeras observaciones de Rayos-X provenientes de objetos cósmicos fueron hechas en 1948 y 1949 usando cohetes WWII V2 (cohetes usados durante la Segunda Guerra Mundial). Herb Friedman y sus colaboradores del US Naval Research Lab. detectaron con estos medios los Rayos-X provenientes de la corona Solar.

En 1962 Bruno Riccardo Giacconi y colaboradores del American Science and Engineering (AS&E) en Cambridge, Ma, después de dos intentos fallidos logran lanzar con éxito un Cohete Aerobee, que llevaba un detector de Rayos-X con el cual se encontró que la Luna refleja los Rayos-X del Sol de la misma forma que sucede con la parte visible del espectro solar. Posteriormente, al girar su campo de visión, detectó una inesperada fuente de Rayos-X. Esta fue designada Scorpius X-1. Campañas posteriores identificaron esta fuente como un sistema estelar binario, en donde una de las componentes es una estrella compacta (estrella de neutrones). En experimentos con cohetes posteriores, también en los 1960's, encontraron otros sistemas binarios de Rayos-X, así como fuentes de emisión de Rayos-X de objetos tan variados como remanentes de supernovas, la galaxia gigante elíptica M87, Cygnus-A y el cúmulo de galaxias de Coma.

Los primeras búsquedas de fuentes de Rayos-X cósmicas fueron hechas con las sondas Uhuru y Ariel-V, aunque estas sondas tenían sistemas de detección con muy baja resolución espacial. Posteriormente los satélites HEAO-1 y HEAO-2 (posteriormente llamado EINSTEIN) realizaron estu-

dios más precisos. Una búsqueda muy extensa y mucho más profunda fue efectuada por el satélite ROSAT, a partir del cual se descubrieron numerosas fuentes nuevas de Rayos-X que han sido el objeto de estudios detallados con los observatorios “modernos” de Rayos-X, el Chandra y XMM-Newton.

Hay varios fenómenos que pueden producir emisión de Rayos-X en los sistemas estelares: 1) vientos estelares con velocidades de expansión no-monotónicas; 2) colisión entre vientos estelares en sistemas binarios; 3) la presencia de coronas estelares como la del Sol; 4) acreción de material a un objeto colapsado y 5) interacción de partículas relativistas con campos magnéticos estelares. En las estrellas masivas, los dos primeros mecanismos han sido los más comúnmente citados y serán los que describiremos a continuación.

1.4.1. Vientos estelares no-monotónicos

Todas las estrellas de tipo espectral O y B tempranas pierden masa a través del mecanismo de vientos estelares impulsados por la presión de radiación (Castor, Abbott y Klein 1975). Pero el mecanismo de presión de radiación es inestable en lo que se refiere al efecto producido en longitudes de onda que coinciden con líneas espectrales (Lucy and Solomon 1970), lo cual da lugar a regiones dentro del viento que viajan más rápidamente o menos rápidamente que las regiones vecinas. Esto llevó a Lucy & White (1980) a proponer que al chocar las regiones con diferentes velocidades se podría generar emisión de Rayos-X, dadas las velocidades tan elevadas ($\sim 1000 - 3000 \text{ km s}^{-1}$) con las cuales se expande el viento estelar. Esto llevaría a un esquema en donde el viento estelar, cuya temperatura de ionización promedio es del orden de $2 \times 10^4 \text{ K}$, contiene choques embebidos cuyas temperaturas son del orden de 10^6 K . Los modelos teóricos para describir estas inestabilidades se desarrollaron primero para las estrellas supergigantes O y han sido exploradas numéricamente por Owocki, Castor y Ribicky (1998), Cooper (1994) y Feldmeier (1995), entre otros.

Las simulaciones numéricas muestran que, a partir de pequeñas perturbaciones, se pueden generar inestabilidades que crecen y se propagan a lo largo del viento estelar en forma de frentes de choque. En algunos de estos frentes de choque, en la zona de discontinuidad, se llegan a producir sal-

tos en la velocidad del orden de cientos de km s^{-1} , los cuales implican un calentamiento del plasma a temperaturas arriba de 10^6 K. Sin embargo, la mayoría de los choques son mucho más débiles que esto.

El rango de energías correspondiente a los Rayos-X producidos en los choques está dentro de los rangos clasificados como “blandos”. Los rangos de energía definidos como “blandos” (o “suaves”) y “duros” dependen generalmente del experimento utilizado para detectar los Rayos-X, aunque en términos generales, los rangos $E \leq 0.5$ keV son “blandos” mientras que $E > 10$ keV son “duros” (aunque algunos autores consideran que los Rayos-X “duros” van desde de $E > 0.5$). En este contexto, es importante señalar que la opacidad del material estelar ante Rayos-X blandos es muy grande. Por lo tanto, para poder observar los Rayos-X producidos en los choques es necesarios que la profundidad óptica sea suficientemente pequeña desde el sitio del choque en dirección al observador, condición que implica que solamente son observables los efectos de los choques que se presentan en las capas más externas de los vientos.

1.4.2. Colisión entre vientos

Las colisiones entre vientos estelares de dos estrellas en un sistema binario también producen Rayos-X. Este mecanismo de producción de Rayos-X se debe a la conversión de la energía cinética de los vientos a energía térmica. Las binarias con vientos en colisión son un grupo relativamente común en estrellas tipo O y Wolf-Rayet (WR). Estos objetos presentan fenómenos astrofísicos muy interesantes, en particular sus vientos estelares altamente supersónicos. Las estrellas tipo O son muy luminosas y sus vientos tienen velocidades del orden de $v_\infty \sim 1000\text{-}3000$ km s^{-1} , donde v_∞ es la velocidad terminal del viento. La pérdida de masa que esto conlleva es de $\dot{M} \sim 10^{-7} - 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$. En las estrellas WR, la pérdida de masa ocurre a tasas aun más elevadas, $\dot{M} \sim 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$. La colisión entre los vientos estelares de dos estrellas de estos tipos nos da una rica diversidad de características físicas y de fenómenos. Uno de los parámetros importantes es el período orbital, el cual es un factor que determina la estructura de la zona de colisión de los vientos. Los otros parámetros son las tasas de pérdida de masa y las velocidades de viento respectivos (Cantó et al. 1996). La estructura de es-

tas regiones chocadas determina el mecanismo dominante de enfriamiento y, por lo tanto, el tipo de radiación que será emitida.

Prilutskii y Usov (1976) y Cherepashchuk (1976) propusieron que las colisiones de los vientos supersónicos en los sistemas binarios deberían generar grandes cantidades de Rayos-X, prediciéndose luminosidades $L_x \sim 10^{36}$ ergs s^{-1} en Rayos-X. Sin embargo, todas las estrellas calientes detectadas con el Observatorio Einstein tienen emisión débil $L_x \sim 10^{31} - 10^{33}$ ergs s^{-1} , incluyendo los sistemas en donde las colisiones de vientos se cree deberían ser las más poderosas. De hecho, la emisión detectada coincide más bien con lo que se esperaría de los choques embebidos en los vientos. Aparentemente, la emisión de Rayos-X detectada se origina en las partes exteriores del viento, independientemente de que si se trata de una estrella binaria o aislada (Pollock 1987; Chlebowsky, Harden & Sciortino 1989), y no se entiende bien la razón por la cual la colisión entre los dos vientos en sistemas binarios no genera la cantidad de Rayos-X que se esperaría.

1.5. Propiedades de Rayos-X estelares.

Vaiana et al (1981) mostraron que dado un tipo espectral, existe un amplio rango, típicamente de dos ordenes de magnitud, en la luminosidad de Rayos-X, excepto para las estrellas F, en donde el rango es más pequeño. Las observaciones de ROSAT y Einstein han demostrado que la mayor parte de las estrellas O emiten Rayos-X, pero sólo la mitad de las estrellas tempranas B y muy pocas de las tardías B se pueden observar como fuentes de Rayos-X. Para estrellas tempranas se tiene evidencia de una correlación entre la emisión de Rayos-X y la luminosidad bolométrica. Harnden et al. (1979) reportaron que el cociente entre la luminosidad en Rayos-X y la luminosidad en la banda V (visual) permanecía constante, para una muestra de 6 estrellas tipo O tempranas. Long y White (1980) reportaron una estrecha correlación entre las luminosidades en Rayos-X y bolométrica para una muestra de 16 estrellas entre los tipos espectrales O4 hasta B9, con $\log(L_x/L_{bol})$ entre los valores de 10^{-6} y 10^{-8} . Poco después Pallavicini et al. (1981) encontraron que las estrellas tipo O cumplen con una relación $\log(L_x/L_{bol}) \sim 10^{-7}$. Esta relación se muestra en la Fig. 1.1, tomada de Pallavicini et al. (1981). Para las estrellas B la dispersión de datos alrededor

de esta relación es grande, y ya no se cumple para estrellas frías (G,F,M), como se muestra en la Fig. 1.2.

Evidencia, tanto observacional como teórica, sugiere que la rotación es un factor determinante en la generación de Rayos-X (Vaiana 1980b; Linsky 1980). Por ejemplo, un trabajo estadístico sobre la emisión de Ca II (Wilson 1966; Kraft 1967a; Skumanich 1972) en estrellas tardías mostró que existe una relación entre la intensidad de emisión cromosférica, la rotación y la edad de la estrella, lo cual es importante para la producción de Rayos-X. Esto se debe a que la rotación estelar influye en los campos magnéticos, los cuales están ligados a la cromósfera. Las indicaciones observacionales mencionadas antes son apoyadas por argumentos teóricos y por la analogía con el caso solar. En el caso solar, la emisión coronal (Vaiana y Rosner 1978) y la emisión cromosférica (Zwaan 1977), son determinadas por los campos magnéticos, los cuales se consideran son generados continuamente por una acción de dínamo involucrando la interacción de la rotación y convección (Tassoul 1978; Parker 1979). Aparentemente la convección y los campos magnéticos generados por el efecto de dínamo son comunes para todas las estrellas tipo tardío.

Es posible que la rotación también podría ser importante para la emisión de Rayos-X en estrellas tempranas. Se cree que la rotación interviene también en fenómenos que se presentan en las estrellas Be (Slettebak 1976), y otras estrellas en las cuales la rápida rotación reduce la gravedad efectiva facilitando la pérdida de masa y la generación de vientos estelares (Conti 1978; Cassineli 1979; Lamers 1981). Más generalmente, la rotación podría ser una fuente importante de energía no térmica. La energía cinética que poseen las partículas puede ser canalizada para calentar la corona estelar (Thomas 1981), posiblemente a través de la interacción de campos de velocidad primordiales con la turbulencia producida por las inestabilidades creadas por la rotación (Vaiana et al. 1981).

En las Figs. 1.3 y 1.4 tomadas de Pallavicini et al. (1981), se muestra la relación entre $\log(L_x)$ y $\log(V \sin i)$ para todas las estrellas con determinaciones de $\log(L_x)$. La primera gráfica contiene únicamente las estrellas tempranas (O3 a B5) mostrando que la correlación no es muy estrecha, ya que estrellas de secuencia principal y estrellas gigantes con la misma velocidad rotacional pero de diferente tipo espectral pueden tener hasta

tres órdenes de magnitud de diferencia en $\log(L_x)$. Sólo las supergigantes aisladas muestran alguna correlación entre luminosidad de Rayos-X y su velocidad rotacional; pero esto puede ser tan solo un efecto de selección y puede deberse a los efectos combinados de la dependencia de $\log(L_x)$ sobre la luminosidad bolométrica y de la dependencia estadística de la velocidad rotacional con respecto a la temperatura efectiva en el caso de estrellas tempranas supergigantes, (Rosendhal 1970). Aunque no se da una expresión para tal dependencia, se puede notar en el artículo de Rosendhal (1970) la tendencia a disminuir por parte de $V \sin i$ a medida que el tipo espectral aumenta, aunque no esta explícita la temperatura efectiva en su lugar tenemos al tipo espectral (ver figura 1.5), en esta figura se graficó el tipo espectral y $V \sin i$. La aparente ausencia de una correlación entre $\log(L_x)$ y $V \sin i$ para estrellas tempranas se contrasta con una fuerte dependencia de $\log(L_x)$ sobre la luminosidad bolométrica $\log(L_{bol})$, mostrada en la Fig. 1.1, implicando que la luminosidad $\log(L_x)$ de las estrellas tempranas es independiente de la velocidad rotacional, y es más bien determinada por $\log(L_{bol})$. En el caso de las estrellas B8 a A5, Pallavicini et al. (1981) no encontraron una correlación explícita entre $\log(L_x)$ y $\log(L_{bol})$. Y para las estrellas F encontraron únicamente una posible dependencia entre $\log(L_x)$ y $V \sin i$ (solo hay tres puntos en la gráfica). Pero $\log(L_x)$ en las estrellas F es mayor a lo que se esperaba en base a la relación con $\log(L_{bol})$ encontrada para las estrellas tempranas (Figura 1.2). Finalmente, para las estrellas de tipo espectral G, K y M hay una relación muy estrecha, $\text{Log}(L_x)(\text{ergs s}^{-1}) \sim 10^{27} (V \sin i[\text{km s}^{-1}])^2$ (Figura 1.4).

Ninguno de los análisis arriba mencionados incorpora de manera explícita la posible diferencia sistemática que se podría dar entre las fuentes de Rayos-X aisladas y las que se encuentran en sistemas binarios con compañeras no-degeneradas. Al analizar la emisión de Rayos-X de una fuente estelar, es difícil saber si lo que se está observando es la emisión de tan solo una estrella o es la emisión de dos estrellas. Las estrellas binarias pueden caer en dos categorías dependiendo de su separación angular y del método de detección: En sistemas binarios con pequeña separación angular y sistemas binarios con una gran separación angular. En el primer caso la dos componentes no se pueden resolver espacialmente, por lo que no se puede fácilmente determinar dónde se origina la emisión de Rayos-X. En

el caso de sistemas binarios cercanos, podría haber regiones de interacción entre las dos estrellas que también podrían emitir Rayos-X. Pollock (1987) mostró que la emisión de Rayos-X en sistemas binarios tempranos es L_x (binaria) $\approx 2 L_x$ (aislada), para los casos estudiados, lo cual sugiere que ambas componentes emiten Rayos-X, o hay colisión de vientos.

1.6. El problema de las estrellas B

Existe un número pequeño de sistemas binarios con estrellas tipo B que son potentes fuentes de Rayos-X. Dado que estas estrellas no poseen vientos estelares significativos, el origen de esta emisión no es evidente, ya que sin vientos importantes se descartan los modelos de choques embebidos en el viento y el de colisión entre vientos. La Tabla 1 tomada de Koenigsberger 2004, lista una selección de binarias con una órbita circular o aproximadamente circular, en donde la primera y segunda columnas corresponden al nombre de la estrella en los catálogos HR y HD, la tercera columna el tipo espectral de las estrellas, la cuarta columna el período orbital, la quinta columna la excentricidad, la sexta columna contiene el parámetro $V \sin i$, la séptima el valor del radio de la estrella. En la octava y novena columnas tenemos los valores $\log(L_x)$ y $\log(L_x/L_{bol})$ de luminosidad en Rayos-X del catálogo de Berghoefer et al. (1996). Finalmente en la columna diez los valores del cociente entre la velocidad angular de rotación (ω) y la velocidad angular orbital (Ω). Más adelante explicaremos el significado de este cociente al que denominaremos β . La Fig. 1.6 muestra la relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y β , P_{orb} con $V \sin i$ y $\log(L_x/L_{bol})$ con $V \sin i$ para estos sistemas.

El observatorio ROSAT efectuó una “busqueda” en Rayos-X blandos, del cual han salido varios catálogos de fuentes de Rayos-X. Las estrellas tipo O tienen vientos intensos, y se sabe desde hace ya muchos años que estos vientos son fuentes de Rayos-X blandos (Lucy y White 1980). Sin embargo, poco se ha estudiado la situación en estrellas tipo B, particularmente porque estas estrellas poseen vientos muy débiles, en el mejor de los casos, y no hay mecanismos que se hayan propuesto mediante los cuales estas estrellas pudieran ser fuentes de Rayos-X importantes. Sin embargo, un pequeño número de las binarias tipo B listadas por Abt et al. 2002

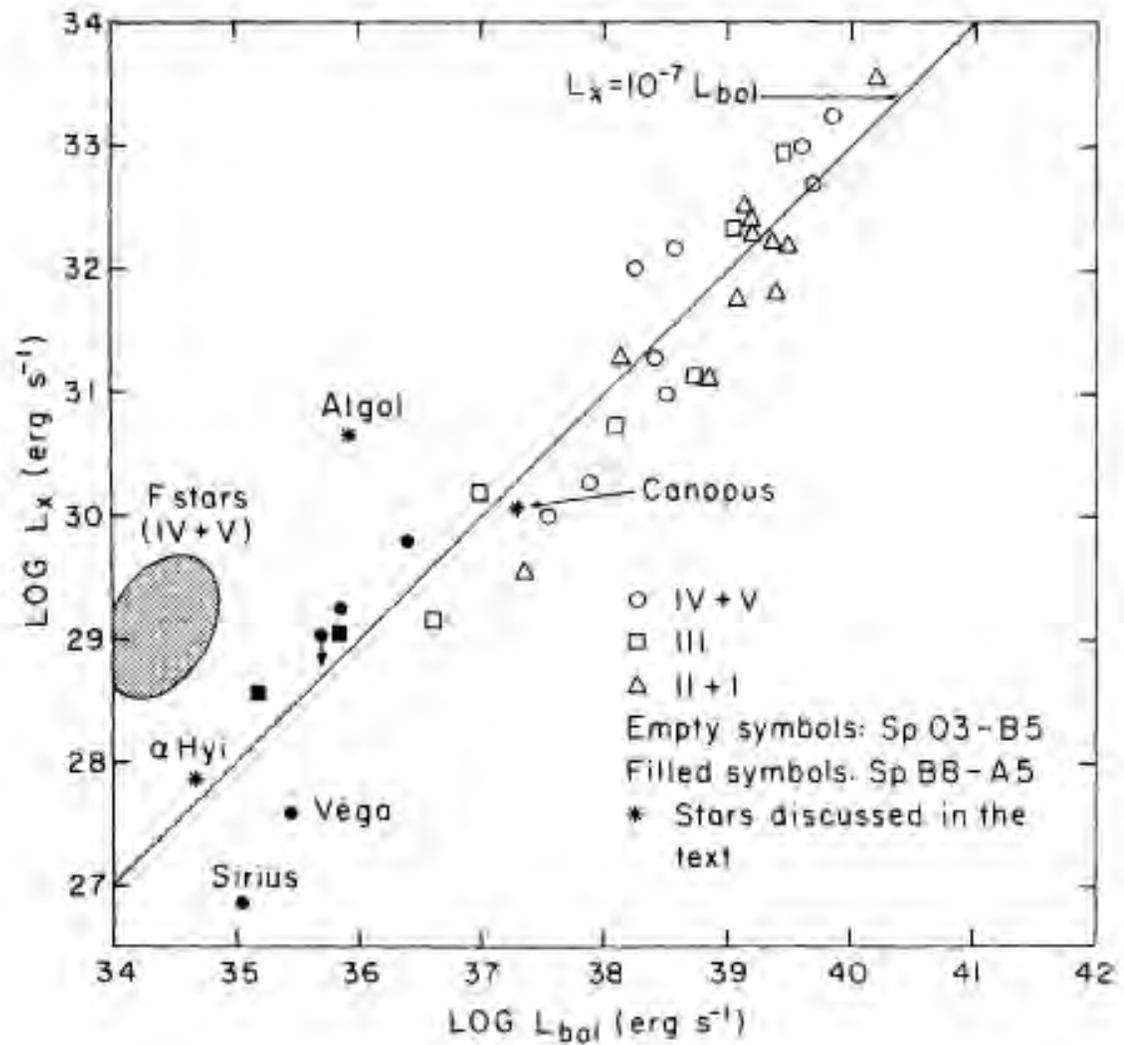


Figura 1.1 Relación entre la luminosidad bolométrica y la luminosidad de Rayos-X para las estrellas O-B de Pallavicini et al. (1981)

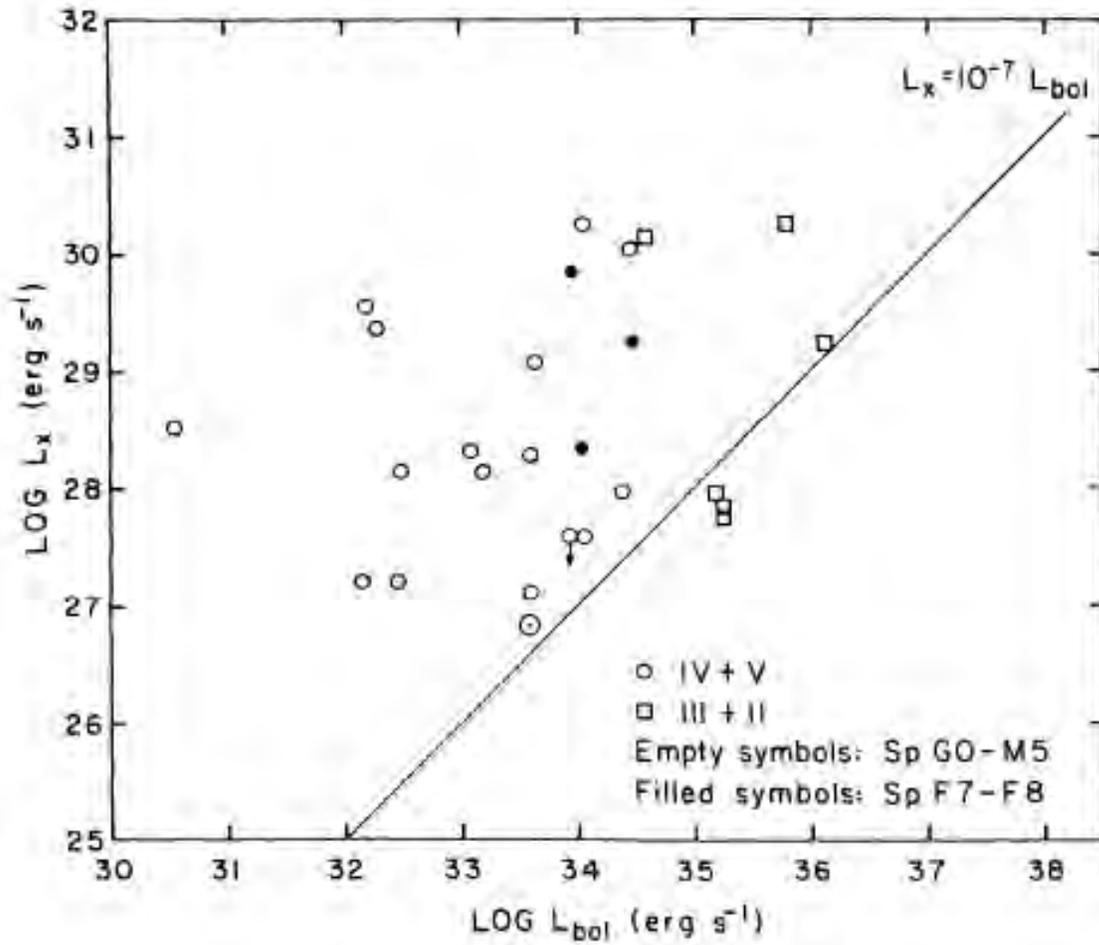


Figura 1.2 Luminosidad bolométrica y luminosidad en Rayos-X para estrellas G-F de Pallavicini et al. (1981)

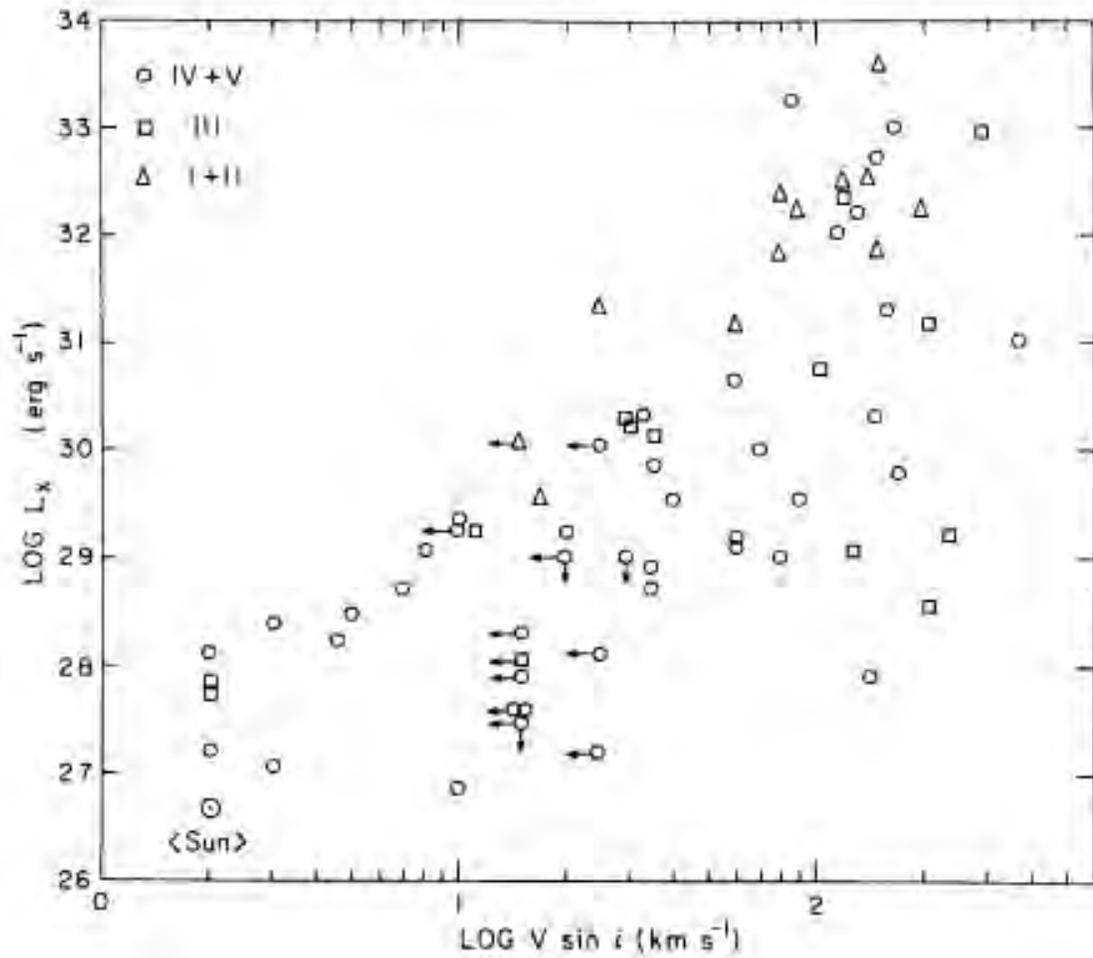


Figura 1.3 $V \sin i$ y la luminosidad en Rayos-X para las estrellas O. Las flechas indican límites superiores. Figura tomada de Pallavicini et al. (1981)

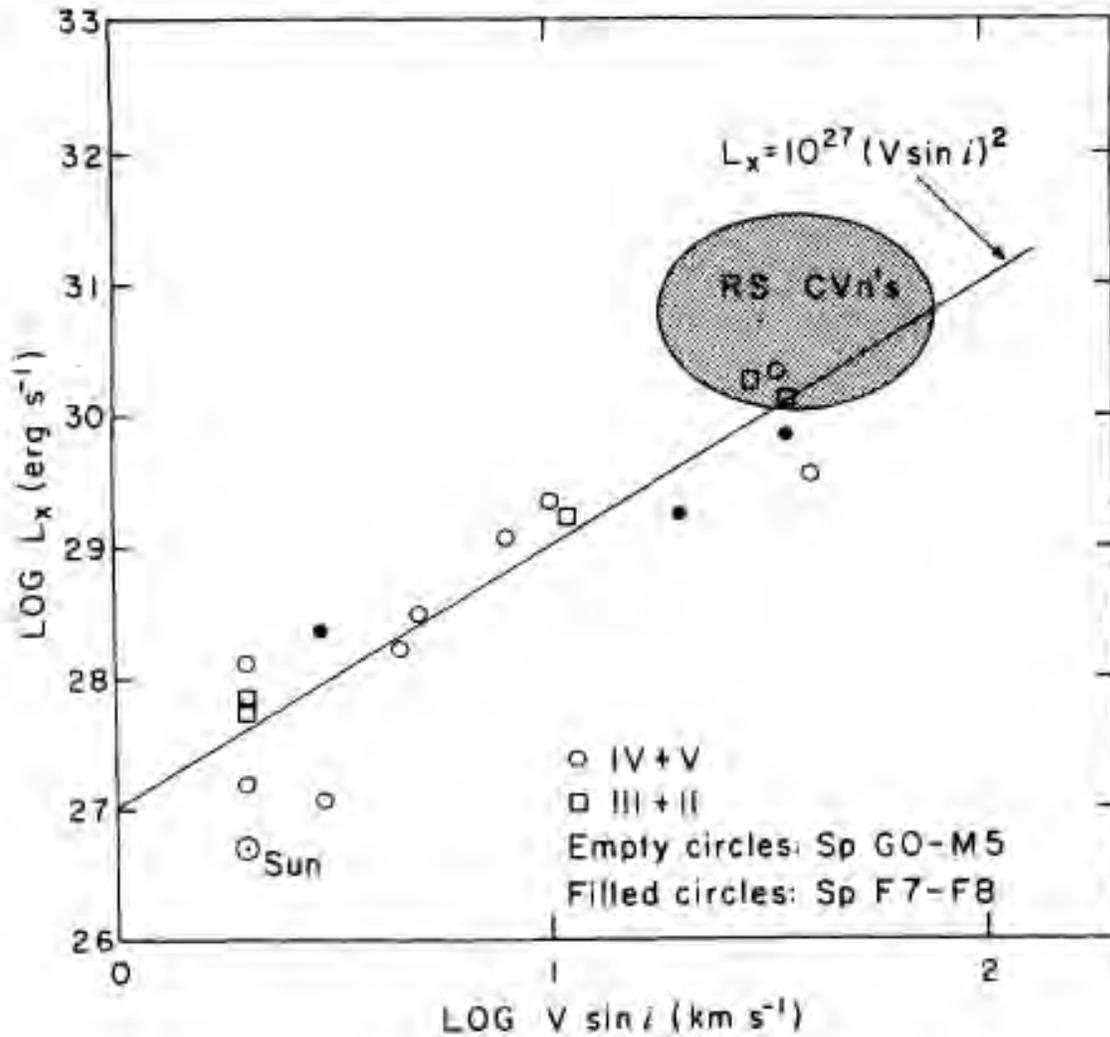


Figura 1.4 Valores de $V \sin i$ y la luminosidad en Rayos-X para estrellas G-F. Los símbolos vacíos corresponden a estrellas G0-M5, y los símbolos llenos son estrellas F7-F8. Figura tomada de Pallavicini et al. (1981)

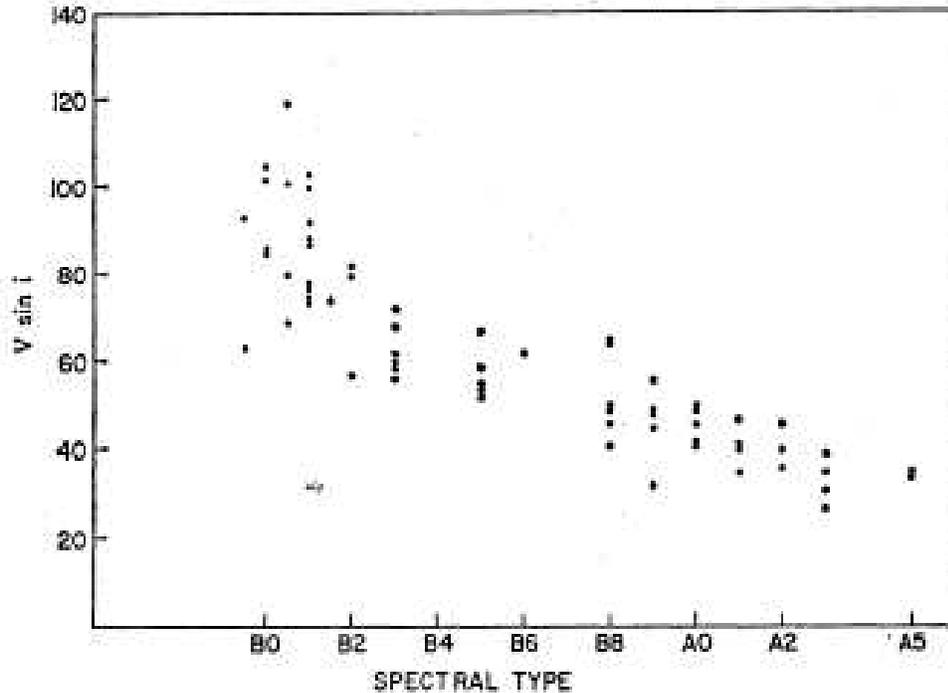


Figura 1.5 Gráfica presentada por Rosendhal (1970) en la que se graficó $V \sin i$ vs Tipo Espectral.

(≈ 220) fueron detectadas por ROSAT (≈ 26), y algunas de ellas poseen luminosidades de Rayos-X significativamente elevadas (solo se obtuvo una muestra total de 8 estrellas que cumplieran con nuestras restricciones, por ejemplo que tuvieran luminosidades IV y V además de orbitas circulares o casi circulares). Un análisis preliminar de estas binarias (Haro, Juárez & Koenigsberger 2004; Koenigsberger 2004) en el cual se realizó un análisis de los parámetros de cada estrella además de obtener el valor del cociente de la velocidad rotacional y la velocidad orbital, arrojó los siguientes resultados:

1. Se encontró una clara división entre las binarias con órbita circular y excentrica; los sistemas con $e < 0.1$, es decir con órbita casi circular tienen $\log(L_x/L_{bol})$ más grande y sus períodos son más cortos como se observa en la Figura 1.6 y 1.7, mientras que los valores de $\log(L_x/L_{bol})$ disminuyen al tener períodos más grandes y por lo tanto excentricidades más grandes.
2. Al observar la Figura 1.6 se puede notar que entre los sistemas bina-

Table 1. Estrellas B con emisión de Rayos-X.

HR	HD	Sp.Type	P_{orb}	e	$V_e \sin i$	R	$\text{Log}(L_x)$	$\text{Log}(L_x/L_{bol})$	β
			Días		km s^{-1}	R_{\odot}	erg s^{-1}		
936	19356	B8V	2.87	0.02	50	2.1	30.82	-5.13	1.37
1339	27295	B9IV	4.45	0.06	20	2.0	30.05	-5.73	0.89
1347	27376	B9V	5.01	0.01	20	2.0	28.54	-7.00	1.00
1471	29365	B8V	2.05	0.0	70	2.1	31.41	-4.46	1.37
1657	32964	B9V	5.52	0.10	30	2.0	29.88	-5.71	1.66
1788	35411	B1V	7.98	0.0	35	6.5	31.57	-6.93	0.86
7326	181182	B8III	3.38	0.03	60	8.0	31.56	-4.72	0.51
7792	193964	B9V	5.30	0.04	125	2.0	30.17	-5.42	6.62

rios con $e \simeq 0.1$ se observa una ligera tendencia a incrementar el valor de $\log(L_x/L_{bol})$ para los sistemas binarios cuando el valor de $V \sin i$ aumenta.

La relevancia de estos puntos es que en el caso de que un sistema binario haya llegado cerca a la sincronización entre su movimiento rotacional y orbital, se espera que la producción de la emisión de Rayos-X a causa de inestabilidades producidas en la superficie de las estrellas se debe a la asincronía entre el período orbital y el rotacional. A causa de esto los comportamientos vistos en los resultados son de suma importancia para este estudio ya que confirman parcialmente la hipótesis planteada.

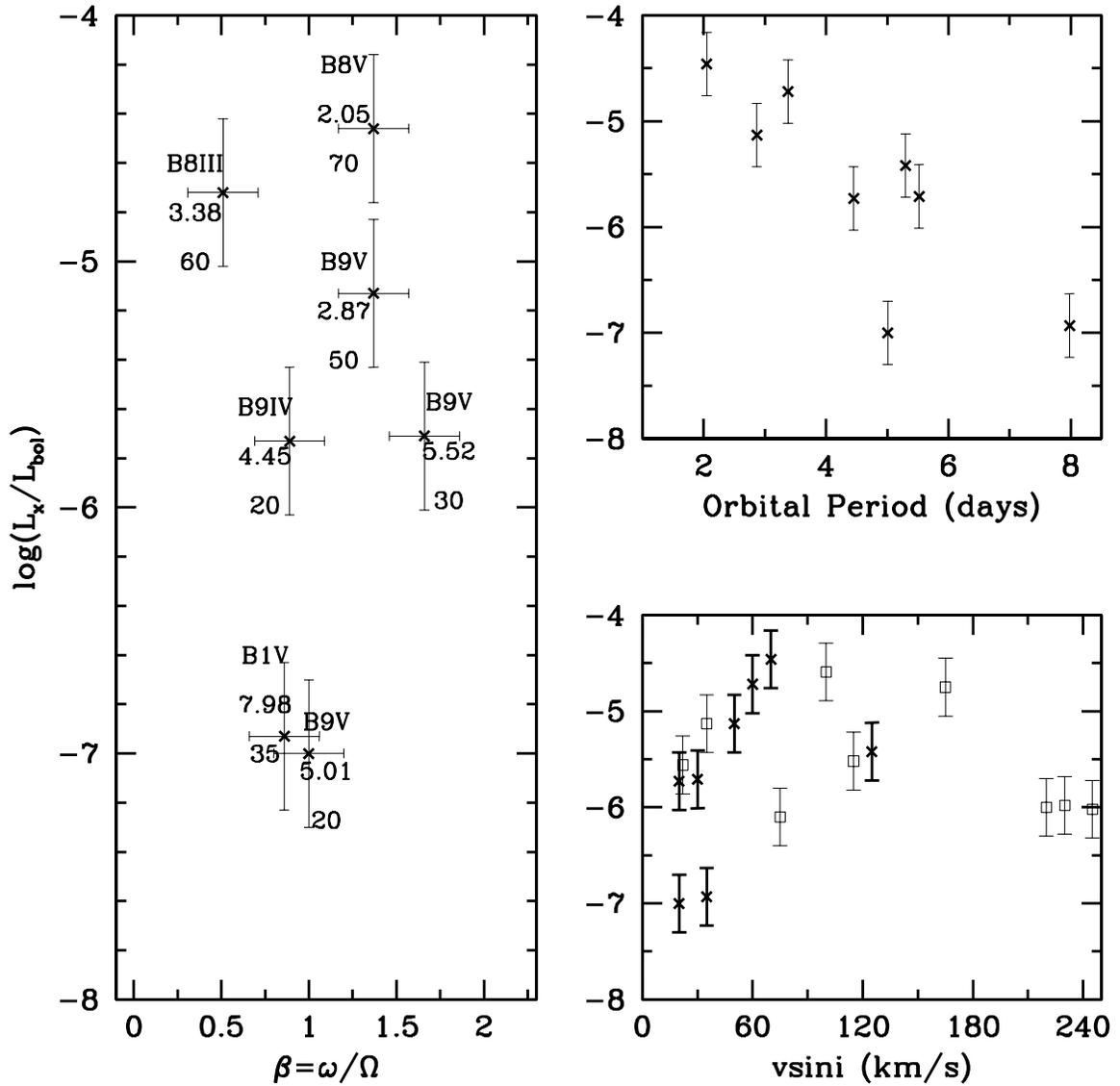


Figura 1.6 Emisión de Rayos-X en estrellas tipo B como función de β (izquierda), P_{orb} (derecha, arriba) y $V \sin i$ (derecha abajo). Las cruces corresponden a sistemas binarios mientras que los cuadrados abiertos representan estrellas tipo B8V a B9V aisladas. Figura tomada de Haro, Juárez y Koenigsberger (2004).

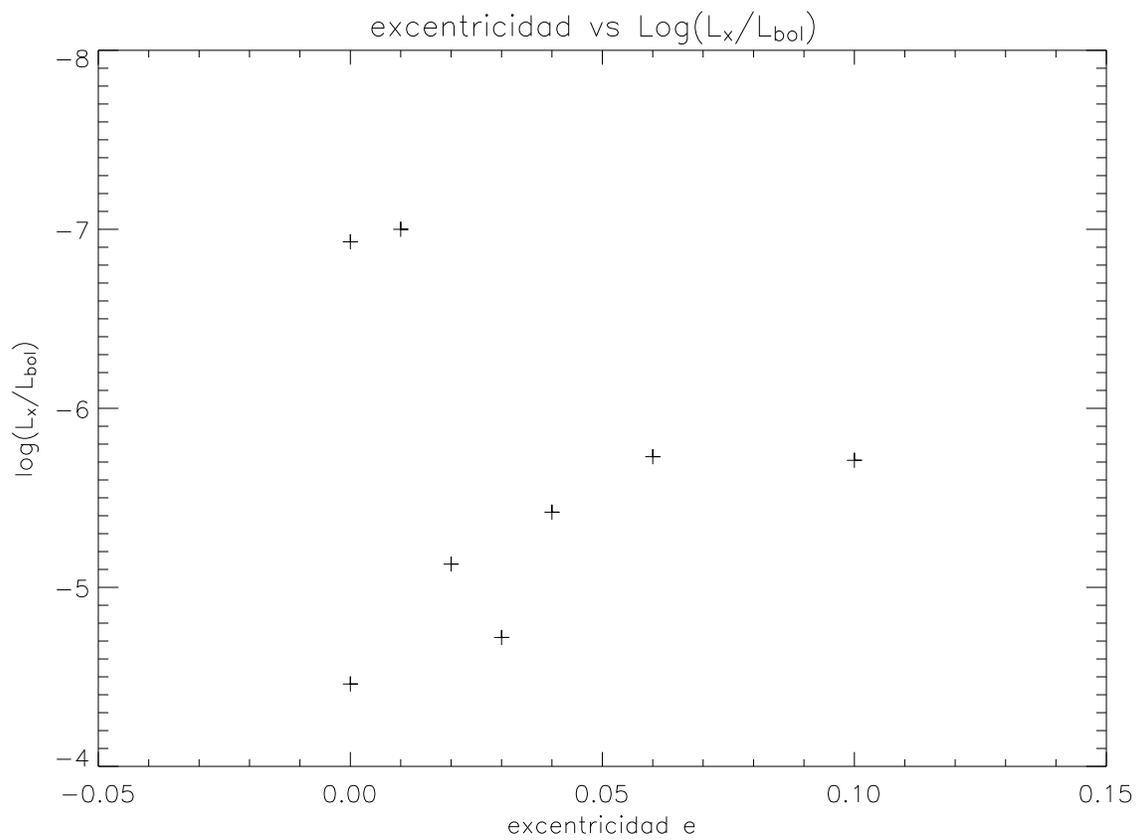


Figura 1.7 Gráfica del cociente $\text{log}(L_x/L_{bol})$ contra e sugiriendo que existe una relación entre e y el cociente $\text{log}(L_x/L_{bol})$, aunque dos sistemas se escapan de la posible relación.

1.7. Las variables a utilizar en el análisis

A continuación presentamos una breve descripción de las variables que se tendrán que utilizar para nuestro análisis.

1. Período orbital.

Nos enfocaremos a sistemas con un período orbital corto ($P_{orb} \leq 100$ días). La separación orbital entre las dos componentes de este tipo de sistemas es relativamente pequeña, permitiendo así una interacción más fuerte entre las estrellas.

2. $V \sin i$.

La velocidad rotacional de la estrella sobre su eje de simetría es un parámetro fundamental, pero estamos limitados a $V \sin i$, donde i es el ángulo de inclinación del eje de rotación con respecto al plano del cielo.

3. Masas.

Las masas en sistemas binarios se determinan mediante la Tercera Ley de Kepler, bajo la hipótesis de que los desplazamientos Doppler de las líneas espectrales reflejan fehacientemente el movimiento orbital de las estrellas. Así mismo, es necesario conocer la inclinación orbital del sistema.

4. Radio estelar.

Este parámetro es muy difícil de determinar y, salvo en los casos que sea posible la interferometría o bien haya eclipses totales, su determinación depende de modelos y por lo tanto, el valor tiene incertidumbres importantes.

5. $\log(L_x/L_{bol})$.

La luminosidad de Rayos-X depende del rango de energías en que se observa:

$$L_x = \int_{\nu_1}^{\nu_2} F_\nu d\nu 4\pi R^2. \quad (1.2)$$

Unos de los problemas principales con este parámetro es que los detectores de los diferentes observatorios de Rayos-X no trabajan en

los mismos rangos de energía. Por lo tanto, para tener una muestra homogénea, es necesario utilizar los datos correspondientes a un sólo observatorio.

6. β , el cociente entre la velocidad angular de rotación y la velocidad angular orbital

$$\beta = \frac{\omega}{\Omega}. \quad (1.3)$$

El valor de β que utilizaremos se calcula a partir de parámetros determinados observacionalmente, y que se pueden encontrar en diversos catálogos. Esta expresión para β se deriva de la siguiente manera:

La velocidad angular de rotación está dada por:

$$\omega = \frac{V}{R_*}. \quad (1.4)$$

donde, V es la velocidad líneal de rotación y R_* es el radio estelar. La velocidad angular orbital en el periastro,

$$\Omega_{per} = \frac{2\pi(1+e)^{1/2}}{P(1-e)^{3/2}}. \quad (1.5)$$

Utilizando estas expresiones y sustituyendo los valores de ω y Ω en la expresión para β_{per} la ecuación obtenida es la siguiente:

$$\beta_{per} = \frac{VP(1-e)^{3/2}}{2\pi R_*(1+e)^{1/2}}. \quad (1.6)$$

arreglando las unidades de la ecuación anterior la expresión final para β_{per} es la siguiente:

$$\beta_{per} = 0,02 \frac{V_e/km/s}{R_*/R_\odot} (P_{orb}/dias) \frac{(1-e)^{3/2}}{(1+e)^{1/2}}. \quad (1.7)$$

Capítulo 2

Selección de la Muestra

Para construir la muestra de sistemas binarios tempranos con emisión de Rayos-X se efectuó una revisión de varios catálogos que nos proporcionarían los siguientes parámetros: *V sin i*, radios estelares, tipos espectrales, períodos y excentricidades.

Los catálogos de Abt, Levato y Grosso (2002); Batten et al (1989), Berghoefer et al. (1996), Pasinetti-Francassini et. al. (2001) y Glebocky et al. (2000) son la base de la muestra y sus características se resumen en la Tabla 2.1. En la primera columna se listan los autores del catálogo, en la columna 2, el año de publicación; columna 3, parámetro que contiene el catálogo citado; en la columna 4, el número de objetos en el catálogo. Nótese que en el caso del catálogo Berghoefer et al. (1996) el número listado en esta columna se refiere únicamente a las fuentes detectadas, aunque el catálogo lista adicionalmente a 1585 objetos con límites superiores de $\log(L_x)$. La columna 5 indica el método empleado para determinar los valores de los parámetros. Finalmente, la columna 6 contiene comentarios. Otros catálogos se consultaron en el caso de que alguna estrella de nuestro interés no presentara parámetros en los catálogos base.

Los criterios que utilizamos para incorporar un sistema binario a la muestra fueron los siguientes: 1) al menos una de las dos componentes tiene que ser estrella tipo B; 2) el sistema debe tener una determinación de $\log(L_x/L_{bol})$; 3) tener disponibles los parámetros P, e, i, *V sin i*. Un subconjunto interesante de la muestra son las estrellas B8-B9; otros subconjuntos interesantes son el de las estrellas con excentricidad muy grande o muy pequeña. En el caso de $e \leq 0.25$, las estrellas se mantienen con

separación orbital pequeña durante más tiempo ya que su órbita es casi circular mientras que si $e \gg 0.25$ la separación orbital entre las estrellas sólo será pequeña por una fracción de la órbita y por lo tanto durante muy poco tiempo.

Las siguientes secciones describen el contenido de los catálogos empleados.

2.1. Catálogo de Abt, Levato y Grosso

Este catálogo contiene velocidades rotacionales de 1092 estrellas de tipo espectral B que se encuentran en el hemisferio norte. Las estrellas estudiadas forman parte del Bright Star Catalogue (BSC). En sus primeras líneas este catálogo tiene los números HD y HR de las estrellas, la tercera entrada nos da el tipo espectral, tomado de Hoffleit y Jaschek (1982) y en la cuarta entrada tenemos los valores del $V \sin i$ determinado por los autores. Los valores de $V \sin i$ son obtenidos del valor promedio a partir de los anchos equivalentes de las líneas de 4471 y 4481 Å, utilizando la calibración de Slettebak et al. (1975). La última columna tiene las notas del catálogo. La columna de referencias es muy importante porque de aquí se puede comenzar a hacer uno de los primeros filtros, ya que esta columna nos indica si la estrella es binaria o es aislada o es una estrella estandar de velocidad rotacional de Slettebak.

2.2. Catálogo de *Levato Sur*

La contraparte del Catálogo de Abt et al. para el hemisferio Sur está en proceso de elaboración, y Hugo Levato amablemente nos hizo llegar la versión preliminar de este catálogo. Al igual que el de Abt et al. (2002), el catálogo que llamaremos *Levato Sur*, dado que aún no se ha publicado, contiene en las dos primeras columnas los números HR y HD, seguidas del tipo espectral y el $V \sin i$ medido por Levato y en la última columna algunos comentarios.

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.2. CATÁLOGO DE *LEVATO SUR*

Table 2.1. Descripción de los catálogos utilizados para la selección de la muestra.

Autor(es)	Año	Parámetros	Num.	Método	Comentarios
Abt Levato Grosso	2002	<i>V sin i</i> Tipo esp. (SP) Ancho equiv.	1092	Calibración Slettebak	Estrellas tipo B del hemisferio norte incluidas en The Bright . Star Catalogue (BSC)
Levato et al	-	<i>V sin i</i> Tipo esp. (SP) Ancho equiv			
Batten Fletcher McCarthy	1989	Magnitud SP Periodo e ω (inc. orbital) K1 y K2	1469	Varios métodos	Binarias espec.
Berghoefer Schmitt Cassinelli	1996	SP Magnitud B-V color Distancia $\log(L_{bol})$ $\log(L_x)$ $\log(L_x/L_{bol})$	237	Observaciones con Rosat	Estrellas detectadas Estrellas con límite superior Estrellas del BSC
Pasinetti-Fracassini Pastori Covino Pozzi	2001	Vmag SP Diámetro Radio	13570	Varios	recopilación desde 1950.
Glebocki Gnacinski Stawikowski	2000	Vmag <i>V sin i</i> Tipo espec.	17490	Varios Métodos	Compilación

2.3. Catálogo de Batten et al. (1989)

El nombre original del artículo en donde se publicó este catálogo fue “Eighth Catalogue of Orbital Elements of Spectroscopic Binaries”. Este catálogo contiene elementos orbitales de 1469 sistemas binarios espectroscópicos. Las diferentes columnas contienen el número HD u otro nombre que tenga el sistema, las coordenadas en ascensión recta y declinación del sistema, el período orbital del sistema en días, la época inicial para el cálculo de las fases orbitales, los valores para ω (argumento del periastro), e (excentricidad) entre otros. También es de importancia resaltar que la versión *en línea* del catálogo está actualizada, y por lo tanto algunos de los valores que aparecen en el artículo no concuerdan con los valores del catálogo *en línea*. También existen algunas estrellas que han sido añadidas desde la publicación del artículo original. En la versión del catálogo *en línea* de SB9 (Noveno Catálogo de Estrellas Espectroscópicas Binarias) se encuentran incluidas las estrellas del catálogo de Batten et al. (1989) más otras estrellas observadas por diferentes autores entre 1989 y mayo de 2004. El catálogo está disponible en <http://sb9.astro.ulb.ac.be> para mayor información.

2.4. Catálogo de Berghoefer et al. (1996)

En el artículo “ROSAT All-Sky Survey Catalogue of OB stars”, se reportan observaciones de estrellas tipo espectral O y B con el satélite de Rayos-X ROSAT. Las estrellas observadas están catalogadas en el Yale Bright Star Catalogue. El catálogo lista el número HR de la estrella, el nombre de la estrella, tipo espectral, la magnitud visual, exceso de color, logaritmo de la densidad columnar de hidrógeno, la distancia (en pc), logaritmo de la luminosidad bolométrica, el tiempo de exposición, parámetros de las observaciones, temperatura estimada de Rayos-X, flujo aparente en Rayos-X, el error del flujo en Rayos-X, el logaritmo de la luminosidad en Rayos-X y finalmente la última columna contiene el logaritmo del cociente de la luminosidad en Rayos-X y la luminosidad bolométrica. El número de estrellas que cumplieron con los criterios de los autores para ser objetos detectados con ROSAT es de 216 estrellas OB. Además de esta tabla, tam-

bién presentan en el artículo otra tabla en la cual listan el límite superior para otro conjunto de estrellas.

2.5. Catálogo de Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

El catálogo “Catalog of the Published Apparent Diameters and Absolute Radii of stars, CADARS” es una recopilación de los valores de los radios aparentes y absolutos de 9733 estrellas. Los valores se obtuvieron de distintos artículos y publicaciones iniciando desde 1950 hasta 1997, pero recientemente existe una actualización. En el catálogo se hace referencia también al método utilizado para la obtención de los radios, al igual que las referencias de los artículos en los cuales se encontró el valor citado. En este catálogo tenemos en las primeras columnas las coordenadas, y en las siguientes columnas al número HR o HD u otra identificación; la magnitud visual aparente; el tipo espectral, el diámetro aparente y radio, el método de determinación, la referencia y las notas.

Pasinetti-Fracassini et al. (2001) dividen los métodos de determinación del radio en *directos* e *indirectos*. Los métodos directos están basados en algún fenómeno físico directamente correlacionado con la geometría del disco estelar, e incluyen:

- 1) Interferometría
- 2) Difracción
- 3) Centelleo estelar
- 4) Binarias eclipsantes y espectroscópicas
- 5) Estrellas Pulsantes

Solo existe un método indirecto, en particular, el método de brillo intrínseco y color, este método se basa en la observación de algún parámetro físico indirectamente relacionado con la geometría del disco estelar.

Este método en general tiene variantes y por lo general se usan relaciones con las cuales se obtiene la geometría del disco estelar con la ayuda de algunos parámetros estelares tales como magnitudes aparentes, brillo superficial, índices de color, etc.; al usar esas relaciones dan como resultado el diámetro aparente del disco estelar uniforme, excepto en el caso en el que se utiliza el flujo estelar, ya que la relación para el flujo nos lleva directamente al valor del radio estelar en unidades de radios solares. Exis-

ten varias relaciones que nos ayudan a encontrar el radio estelar pero en general se pueden considerar como brillo intrínseco y color.

2.6. Catálogo de Glebocky et. al. (2000)

El catálogo de Glebocky et. al. (2000) contiene 12000 estrellas de todos los tipos espectrales que tienen determinaciones de los valores de $V \sin i$. Esta es una recopilación de varios catálogos, entre los cuales están incluidos los de Uesugi y Fukuda (1982) y de Slettebak (1975). Este es uno de los catálogos más completos en lo que se refiere a valores de $V \sin i$. Las primeras columnas de este catálogo contienen el número serial, el número HR, el número DM, el número de Hipparco; de la columna 5 a la 9 tenemos la ascensión recta y declinación, en la columna 10 la magnitud en el filtro V, en la columna 11 el tipo espectral, en la columna 12 $V \sin i$ en las columnas 13 y 14 los errores y las notas del objeto, en la columna 15 el método usado en la obtención de $V \sin i$ y finalmente en la columna 16 las referencias.

Los métodos utilizados para obtener el valor de $V \sin i$ son divididos por Glebocky et al. (2000) en 5 grupos los cuales son:

1. La velocidad rotacional es obtenida de la comparación de anchos de línea de estrellas estandar y el ancho de línea de la estrella a estudiar.
2. Utilizando el ancho a potencia media (FWHM)
3. Haciendo una convolución del perfil de la estrella a estudiar con perfiles ya establecidos para cada tipo de estrella.
4. Análisis de funciones de correlación cruzada
5. Análisis de la transformada de Fourier del perfil de línea de la estrella.

2.7. Datos de la muestra

Los criterios de selección que se definieron para constituir la muestra de estrellas en sistemas binarios que analizaremos son los siguientes:

1. Las estrellas tienen que ser tipo B y pertenecer al catálogo de Berghoefer et al. (1996) que tengan un valor de $\log(L_x)$ y $\log(L_x/L_{bol})$.
2. Estos objetos tienen que ser reconocidos como sistemas binarios en el catálogo de Batten et. al. en la literatura o en la base de datos en línea Simbad.
3. Tener determinados los parámetros orbitales y velocidad de rotación.

Para construir la muestra, primero se seleccionaron las estrellas del catálogo de Berghoefer et al. (1996) que en la literatura aparecían como sistemas binarios. El siguiente paso consistió en buscar el $V \sin i$ de estos sistemas. Para ésto se utilizaron los catálogos de Abt et al. (2002), Glebocky et al. (2000) y *Levato Sur*. Para aquellos sistemas cuyos parámetros orbitales no se encontraron en el Catálogo de Batten et al. (1989), se efectuó una búsqueda en la literatura. Para construir la muestra, solamente se retornaron los sistemas binarios para los cuales se pudo encontrar el conjunto total de parámetros orbitales requeridos.

El parámetro cuya determinación presentó la mayor dificultad fué el radio estelar, ya que no todas las estrellas de la muestra de binarias cuentan con una determinación de este parámetro. Por lo tanto, hemos hecho un ajuste por mínimos cuadrados a los valores de radios estelares para estrellas tipo B1V a B9V, utilizando el catálogo de Pasinetti-Fracassini et al. (2001) El número de estrellas utilizadas fué 912. De éstas, 192 son binarias espectroscópicas o eclipsantes no pertenecientes a algún cúmulo y 217 son estrellas aisladas, es decir no cuentan con alguna compañera cercana y 503 son estrellas binarias no cercanas o pertenecientes a algún cúmulo estelar. Al realizar el ajuste tanto para los radios de estrellas aisladas como de estrellas binarias cercanas encontramos una ligera diferencia en la inclinación del ajuste como veremos en las figuras 2.1, 2.2 y 2.3. Lo que sí podemos notar es que los ajustes de los radios de las estrellas binarias, aisladas y del ajuste global son muy parecidos, pero en las estrellas aisladas el radio es ligeramente menor que en el caso de las binarias. Otra de las preocupaciones sería con respecto a la dispersión en los datos, como podemos ver en las figuras 2.1, 2.2, 2.3 existe una gran dispersión la cual puede deberse a razones observacionales ya que aunque se utilizan métodos similares o en algunos casos iguales los valores de los Radios varían en gran medida lo

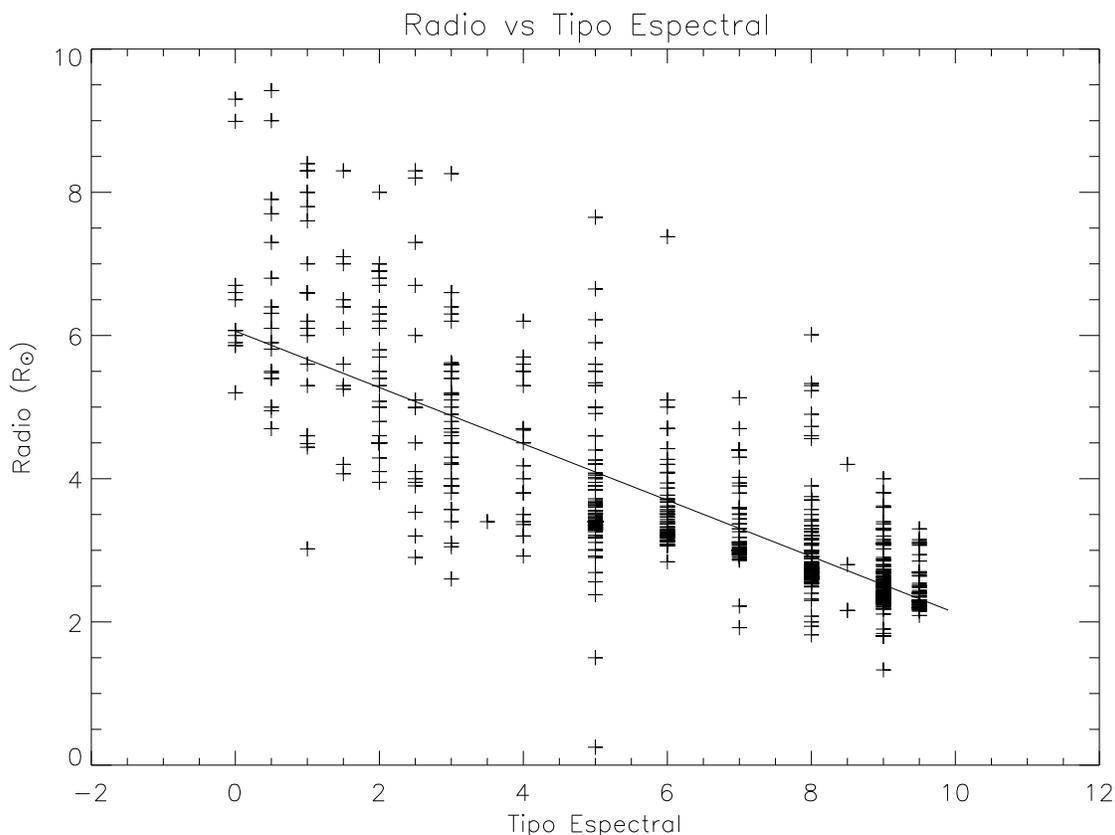


Figura 2.1 Radios de 912 estrellas tipo B del catálogo de Pasinetti-Francassini et al. Los números 0-9.5 corresponden a los tipos B0-B9.5. La recta es un ajuste por mínimos cuadrados.

cual hace pensar que el problema es más observacional y que la dispersión no es real.

En la Tabla 2.2 listamos en la Columna 3 el valor promedio del radio estelar, por tipo espectral, obtenido del ajuste de todas las estrellas. En las columnas 5 y 7 se listan los radios de las aisladas y binarias respectivamente. Las columnas 4, 6 y 8 contienen la dispersión del valor promedio. En la Columna 2 listamos el valor teórico de este radio, según modelos descritos en Carroll y Ostlie (1996). Las discrepancias entre los valores teóricos y observados son de entre 0.5 y 2.0 R_{\odot} .

El ajuste a los datos de Pasinetti-Fracassini et al. (2001) proporciona una calibración observacional del radio promedio para cada tipo espectral dentro del rango considerado. Esta calibración se aplicó a los casos de estrellas en sistemas binarios para las cuales no se ha podido determinar

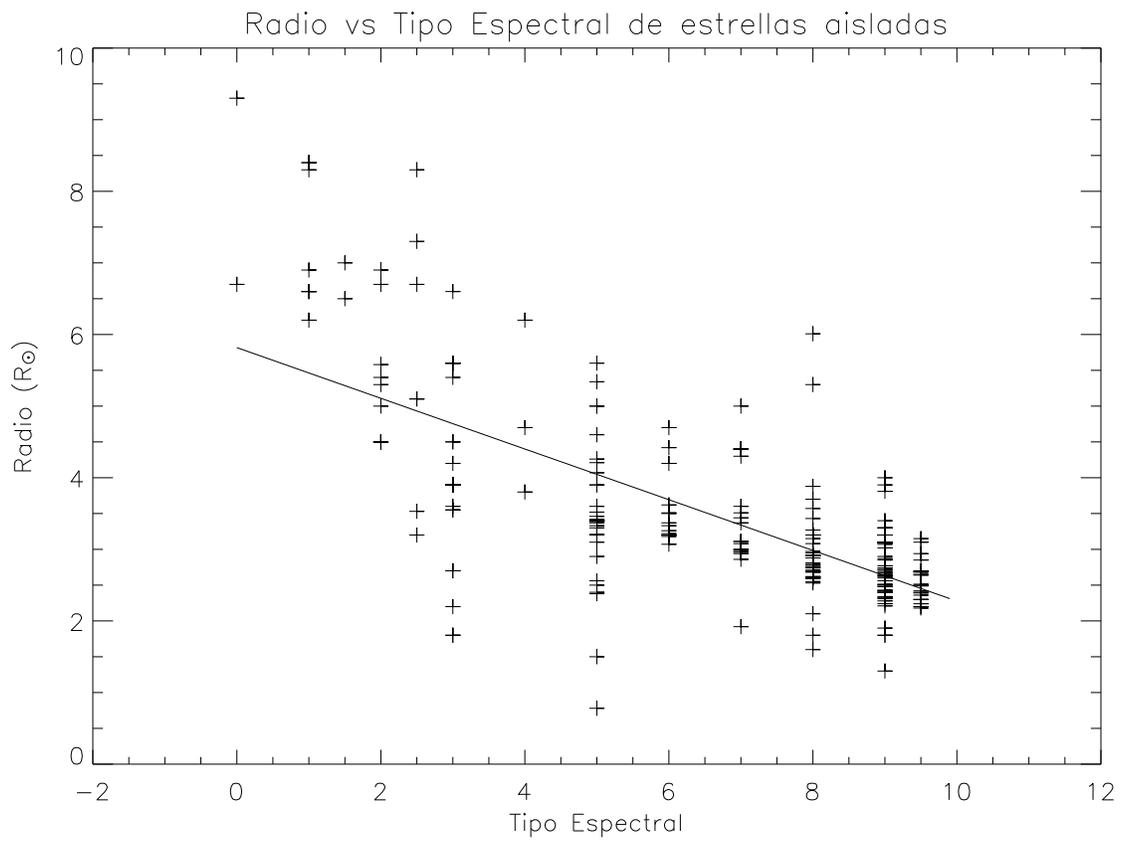


Figura 2.2 Igual que la Fig. 2.1 para estrellas aisladas.

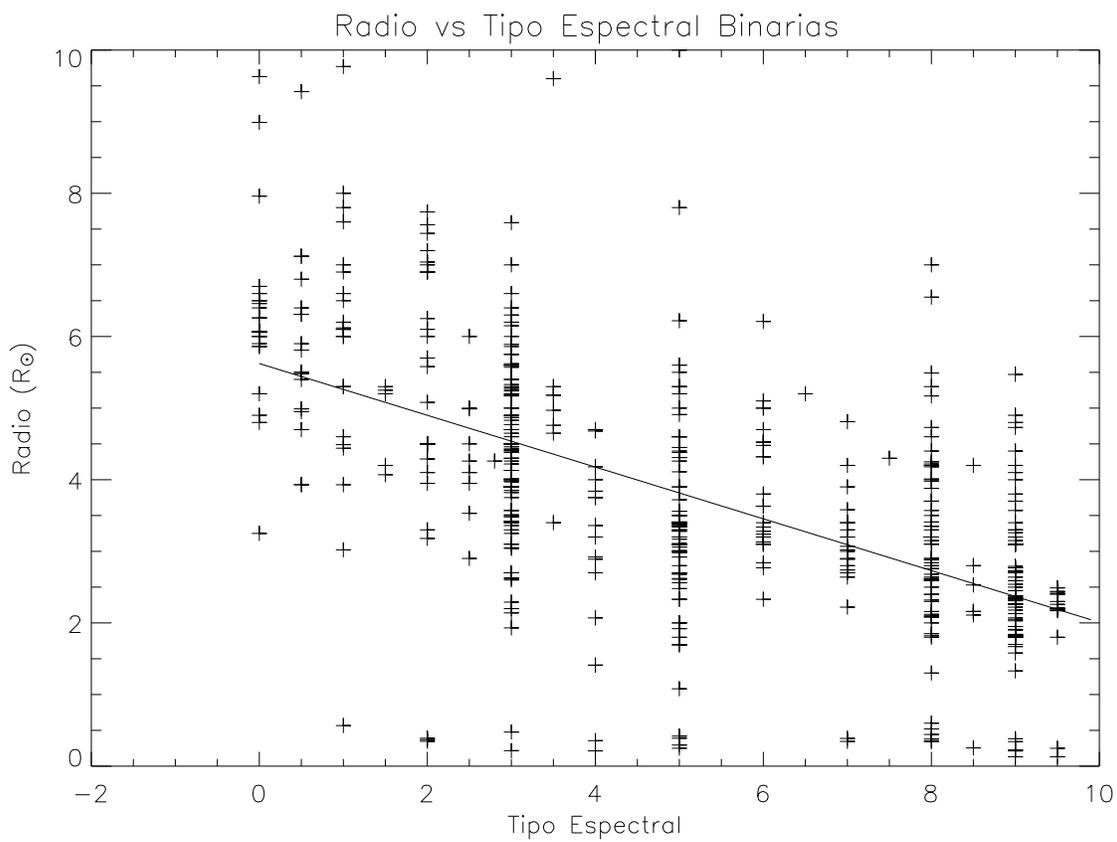


Figura 2.3 Igual que la Fig. 2.1 para estrellas en sistemas binarios.

Table 2.2. Radios estelares de estrellas B

SP	Teórico	Obs _{Todas}		Obs _{ais}		Obs _{bin}	
	R _☉	R _☉	ΔR _{☉Todas}	R _☉	ΔR _{☉ais}	R _☉	ΔR _{☉bin}
0	8.4	6.06	1.26	5.82	1.8	5.62	1.24
1	-	5.67	1.12	5.46	0.94	5.26	1.91
2	-	5.27	1.12	5.11	0.83	4.90	2.09
3	3.53	4.88	0.90	4.75	1.16	4.53	1.22
4	4.1	4.49	1.0	4.40	1.21	4.17	1.37
5	-	4.09	0.86	4.05	0.95	3.81	1.41
6	-	3.70	0.86	3.69	0.48	3.45	0.92
7	-	3.37	0.63	3.33	0.76	3.09	1.07
8	3.2	2.91	0.53	2.98	0.65	2.73	1.30
9	-	2.52	0.41	2.63	0.50	2.36	1.04

el valor del radio estelar.

Es importante notar que para establecer los parámetros orbitales, es necesario conocer el valor de la inclinación del plano orbital (i) con respecto al plano del cielo. Esto es posible, en términos generales, unicamente para sistemas binarios eclipsantes, ya que el ángulo de i de estos sistemas es aproximadamente de 90°

2.8. Descripción del Catálogo

Nuestra muestra de sistemas binarios se lista en la Tabla 2.3, la cual consta de las siguientes columnas:

Columna 1: Número que se le asigna al objeto en el presente catálogo.

Columna 2: Número HD correspondiente a cada estrella

Columna 3: Número HR de la estrella

Columna 4: Identificador de la estrella; es decir, cualquier otro nombre o identificador que tenga la estrella, como por ejemplo, la designación de Bayer que aparece en los catálogos de Abt et al. (2002), Globocky (2000), Batten et al. (1989) etc.

Columna 5: Tipo espectral (SP) de la estrella. En algunos casos se encuentran discrepancias entre los tipos espectrales asignados por los distintos catálogos. De ser así, la situación se resalta en las notas.

Columna 6: Período orbital. Los valores recopilados provienen del catálogo de Batten et al., a menos de que el sistema no se encuentre listado en este catálogo o carezca del valor correspondiente, en cuyo caso la nota correspondiente a este objeto lista la referencia de la cual se obtuvo el tipo espectral.

Columna 7: Excentricidad del sistema. Los valores recopilados provienen del catálogo de Batten et al., a menos de que el sistema no se encuentre listado en este catálogo o carezca del valor correspondiente, en cuyo caso la nota correspondiente a este objeto lista la referencia de la cual se obtuvo el valor de la excentricidad.

Columna 8: Magnitud visual aparente del sistema tomado del catálogo de Berghoefer et al. (1996)

Columna 9: $V \sin(i)$. Los valores que se recopilaron de $V \sin(i)$ se obtuvieron de diferentes catálogos. En el primer renglón se lista el valor proveniente de los catálogos de Abt et al. (2002) y el *Levato Sur*, los cuales consideramos contienen los datos más confiables y actualizados. Los valores de $V \sin(i)$ provenientes de otras listas o catálogos se listan en los siguientes renglones.

Columna 10: Valor del radio estelar expresado en Radios Solares. Los radios estelares están listados según el grado de precisión del método por el cual se obtuvo, dándole la mayor importancia a los radios obtenidos por interferometría, seguido, sucesivamente por los métodos de difracción, centelleo estelar, binarias eclipsantes y espectroscópicas, estrellas pulsantes como métodos directos y finalmente la estimación de los radios estelares por medio del brillo intrínseco y color, esto es por medio de parámetros relacionados con el radio estelar.

Columna 11: Método por el cual se estimó el valor del radio listado en la Columna 10.

Columna 12: Valor de $\log(L_x)$ obtenido del catálogo de Berghoefer et al. (1996)

Columna 13: Valor de $\log(L_x/L_{bol})$ del catálogo de Berghoefer et al. (1996)

Columna 14: El primer renglón para cada estrella contiene el valor de β que se calculó con los valores de $V \sin(i)$ y R_* preferenciales.

Columna 15: Valor de β_{max} que se obtuvo al combinar el valor de $V \sin(i)$ máximo, con el R_* mínimo.

Columna 16: Valor de β_{min} que se obtuvo al combinar los valores de $V \sin(i)$ mínimo con el R_* máximo. Este valor, junto con el de β_{max} , nos da el intervalo en el cual se encuentra β .

Columna 17: Referencias de donde provienen los valores de $V \sin(i)$.

Table 2.3. Sistemas binarios tipo B con detección de Rayos-X.

#	HD	HR	Nombre	SP	P_{orb}	e	m_V	$V \sin i$	R_1	método	$\log(L_x)$	$\log(L_x/L_{bol})$	β_{pref}	β_{max}	β_{min}	Referencias
					Días	km s^{-1}			R_{\odot}	erg s^{-1}						
1	2913	132	51 Psc	B9.5V	8212.5	0.80	5.7	145	2.32	est.	30.91	-4.56	668	917	668	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	205	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	165	-	-	-	-	-	-	-	GG500
2	5394	264	γ Cas	B0IVe	203.59	0.26	2.5	295	23	1	32.13	-6.32	29.62	29.62	22.19	ALG02
	-	-	-	B0.5IV	-	-	-	280	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	B0IVe	-	-	-	260	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	B0.5IV	-	-	-	230	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	B0IVe	-	-	-	221	-	-	-	-	-	-	-	GG500
3	6118	291	σ Psc	B9.5V	81.12	0.9	5.5	45	2.31	6f	29.18	-6.29	0.73	0.81	0.54	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	50	3.1	6h	-	-	-	-	-	GG500
4	19356	936	β Per	B8V	2.87	0.02	2.1	50	2.9	4	30.82	-5.13	0.95	0.951	0.733	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	-	3.2	4	-	-	-	-	-	-
	-	-	-	-	-	-	-	-	3.66	4	-	-	-	-	-	-
	-	-	-	-	-	-	-	-	3.76	4	-	-	-	-	-	-
	-	-	-	-	-	-	-	-	2.76	6f	-	-	-	-	-	-
5	21364	1038	ξ Tau	B9Vn	7.15	0.0	3.7	195	2.52	est	30.27	-5.31	11.06	-	-	ALG02
6	24760	1220	ϵ Per	B0.5V	14.1	0.4	2.9	130	6.1	6e	31.16	-7.41	2.36	5.45	1.87	Howart, ALG02,Tokovinin
	-	-	-	-	-	-	-	155	7.7	6f	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	300	-	-	-	-	-	-	-	GG500
7	27295	1339	53 Tau	B9IV	4.45	0.06	5.4	20	3.8	6g	30.05	-5.73	0.415	0.508	0.104	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	10	3.1	6h	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	6	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	5	-	-	-	-	-	-	-	GG500
8	27376	1347	41 Eri	B9V	5.01	0.01	3.6	15	2.52	est	28.54	-7	0.58	1.75	0.78	LS, GGS00
	-	-	-	-	-	-	-	20	-	-	-	-	-	-	-	ALG02
	-	-	-	B8V	-	-	-	45	-	-	-	-	-	-	-	L75
9	29365	1471	HU Tau	B8V	2.06	0	5.9	70	2.9	4	31.41	-4.46	0.99	1.14	0.87	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	80	3.3	4	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	-	3.2	6h	-	-	-	-	-	-
10	32964	1657	66 Eri	B9V	5.52	0.1	5.1	40	2.2	6f	29.88	-5.71	1.64	1.84	1.23	LS
	-	-	-	-	-	-	-	30	-	-	-	-	-	-	-	ALG02,GG500
	-	-	-	B9.5V	-	-	-	45	-	-	-	-	-	-	-	L75
11	35411	1788	η Ori	B1V	7.98	0	3.36	100	4.6	6c	31.57	-6.93	3.47	3.47	1.21	LS
	-	-	-	-	-	-	-	60	-	-	-	-	-	-	-	L75
	-	-	-	-	-	-	-	35	-	-	-	-	-	-	-	ALG02
	-	-	-	B0.5V	-	-	-	65	-	-	-	-	-	-	-	GG500
12	35588	1803	-	B2.5V	2.89	0.12	6.2	170	3.9	6h	30.57	-6.53	1.96	1.96	1.62	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	160	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	150	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	B2V	-	-	-	140	-	-	-	-	-	-	-	L75
13	36267	1839	32 Ori	B5V	3.96	0.38	4.2	155	2	6c	29.83	-6.71	2.55	2.96	-2.52	ALG02
	-	-	-	-	-	-	-	180	-	-	-	-	-	-	-	GG500
	-	-	-	-	-	-	-	153	-	-	-	-	-	-	-	GG500
14	36822	1876	37 ϕ Ori	B0III	3066	0.22	4.4	20	3.6	6c	31.64	-6.66	212	531	212	ALG02, GGS00
	-	-	-	-	-	-	-	50	-	-	-	-	-	-	-	L75
	-	-	-	-	-	-	-	40	-	-	-	-	-	-	-	GG500
15	39780	2059	TZ Men	B9.5IV-V	8.57	0.04	6.2	20	2.01	4	29.52	-6.03	1.57	1.76	1.26	LS
	-	-	-	-	-	-	-	-	1.8	6f	-	-	-	-	-	-
	-	-	-	-	-	-	-	-	2.5	6h	-	-	-	-	-	-
16	42933	2212	δ Pic	B3III	1.67	0.05	4.8	175	7.6	ref	31.37	-6.26	0.70	0.86	0.70	LS
17	54031	2680	IL Cma	B3V	8.1	0.25	6.3	15	4.88	est	30.58	-6.31	0.29	-	-	LS

Table 2.3 (cont'd)

#	HD	HR	Nombre	SP	P_{orb}	e	m_V	$V \sin i$	R_1	método	$\log(L_x)$	$\log(L_x/L_{bol})$	β_{pref}	β_{max}	β_{min}	Referencias
					Días	km s^{-1}			R_{\odot}	erg s^{-1}						
18	58661	2844	-	B9pHgMn	1834	0.3	5.7	30	2.52	est	30.19	-5.38	224	262	202	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	35	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	27	-	-	-	-	-	-	-	GG500
19	59635	2875	Y Pup	B5Vp	15.08	0.68	5.4	30	5.06	6h	31.7	-4.84	0.25	0.58	0.25	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	70	-	-	-	-	-	-	-	GG500
20	65818	3129	V Pup	B1Vp	1.45	0.0	4.4	60	6.1	4	31.06	-6.78	0.28	1.31	0.23	LS
-	-	-	-	B1Vp	-	-	-	275	7.74	4	-	-	-	-	-	GG500
21	71487	3327	NO Pup	B9V	1.26	0.13	6.15	25	2.32	est	30.62	-4.98	0.21	-	-	LS
22	74560	3467	HY Vel	B3IV	8.38	0.24	4.9	25	4.88	est	30.81	-6.33	0.51	0.72	0.5	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	35	-	-	-	-	-	-	-	GG500
23	75759	3525	-	B1-2III	33.31	0.63	6.0	50	-	-	31.79	-6.24	-	-	-	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	80	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	O9Vn	-	-	-	51	-	-	-	-	-	-	-	GG500
24	79351	3659	a Car	B2IV-V	6.74	0.18	3.44	<10	5	6g	31	-6.35	0.18	0.74	0.18	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	25	6.9	6h	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	40	-	-	-	-	-	-	-	GG500
25	93030	4199	θ Car	B0Vp	1.78	0.45	2.8	115	6.06	est	31.42	-6.95	0.23	0.30	0.23	LS
-	-	-	-	B0.5p	-	-	-	150	-	-	-	-	-	-	-	GG500
26	113791	4942	ξ 2 Cen	B1.5V	7.65	0.35	4.3	25	5.47	est	30.38	-7.23	0.32	0.38	0.32	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	30	-	-	-	-	-	-	-	GG500
27	114911	4993	η Mus	B8V	20.01	0.12	4.8	40	2.59	6f	30.07	-5.8	4.82	34.95	4.82	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	290	-	-	-	-	-	-	-	GG500
28	116658	5056	α Vir	B1III-IV	4.01	0.18	1.0	130	7.8	1	30.66	-7.33	0.92	1.25	0.63	ALG02, LS
-	-	-	-	-	-	-	-	90	7.6	4	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	135	6.6	6h	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	140	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	150	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	B2V	-	-	-	100	-	-	-	-	-	-	-	L75
29	132742	5586	δ Lib	B9.5V	2.32	0.07	4.9	75	3.84	4	29.93	-5.54	0.79	0.79	0.62	AGL02, GGS00
-	-	-	-	-	-	-	-	59	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	66	-	-	-	-	-	-	-	GG500
30	138690	5776	γ Lup	B2IV	2.81	0.1	2.8	210	5.27	est	29.94	-7.64	1.82	2.78	1.82	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	270	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	320	-	-	-	-	-	-	-	GG500
31	140008	5839	ψ 2 Lup	B5V	12.26	0.19	4.8	15	3.32	6f	30.37	-6.16	0.74	0.768	0.74	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	70	3.2	6h	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	20	-	-	-	-	-	-	-	GG500
32	141556	5883	χ Lup	B9IV	15.26	0.0	4.0	15	3.7	6h	29.96	-5.84	1.24	1.24	0.17	GG500
33	142096	5902	λ Lib	B2.5V	14.48	0.27	5.0	38	3.2	6g	30.41	-6.69	1.90	10.02	1.562	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	170	3.9	6h	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	200	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	155	-	-	-	-	-	-	-	ALG02
34	143275	5953	δ Sco	B0.3IV	3864.35	0.94	2.3	150	9	6g	30.53	-7.71	13.59	16.31	6.15	LS, GGS00
-	-	-	-	-	-	-	-	165	19.9	6g	-	-	-	-	-	SB9, GGS00
-	-	-	-	-	-	-	-	180	-	-	-	-	-	-	-	GG500
35	144217	5984	β Sco	B1V	6.83	0.29	2.6	95	7.9	2	31.04	-7.13	0.87	1.38	0.87	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	100	7.9	2	-	-	-	-	-	ALG02, GGS00
-	-	-	-	-	-	-	-	130	-	-	-	-	-	-	-	GG500
36	145482	6028	13 Sco	B2V	5.78	0.19	4.6	165	5.27	est	30.35	-7.03	2.42	3.30	2.35	ALG02, LS
-	-	-	-	-	-	-	-	160	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	225	-	-	-	-	-	-	-	GG500

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA

2.8. DESCRIPCIÓN DEL CATÁLOGO

Notas:

HD 19356: SP2 = B8, B8V R2= 3.35 ,3.1, 2.6, 3.57, SP1F=G2III, KI, G0, K0, G0IV, valores del catálogo de Pasinetti-Fracassini et al. (2001), en el catálogo de Pasinetti-Fracassini et al. (2001) es raro que nos de como posibles tipos espectrales K y G para la primaria, Sistema triple en Orlov 2000, $R_a=2.9$, $R_b=3.5$, $R_c=1.6$, $P_{ab-c}=679.9d$ $e_{ab-c}=0.23$ $P_a - b=2.87d$, $e_{a-b}=0.2$, SP2=Am en el catálogo de Batten et al. (1989)

HD 21364: sistema triple en Orlov 2000 $P_{ext}=145 d$ $e_{ext}=0.4$

HD 24760:SP2=A2V del catálogo de Berghofer et al. El período y la excentricidad se obtuvieron de Orlov 2000.

HD 27376:V2 $\sin i = 15$ de LS y SP2=8.5V de Berghofer et al. (1996), también recibe el nombre de UPS 4 Eri.

HD 29365: SP2 = F8, G2III-IV,K, R2=3.34, 2.30, SP1F = B8V de Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

HD 32964: SP2 = A1V en LS, ALG02, y en Batten et al. (1989), se registró a la primaria como una estrella SB1=B9.5V.

HD 35411: SP2 = B2e en LS y ALG02, V2 $\sin(i) = 45$ L75, 115 LS y 140 ALG02 y el sistema es triple con $P_{abc}=3358 d$ y $e_{abc}=0.1$ de Orlov (2000)

HD 35588: SP1=B3V en Batten at al. (1989)

HD 36408: V2 $\sin(i)=200$ ALG02

HD 36822: SP1=B0IV de Batten et al. (1989)

HD 39780: SP2 A0V R = 1.93 de Batten et al. (1989) y Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

HD 42933: SP2 = O9V LS, B0.5III Batten et al. (1989)

HD 54031: El periodo orbital y la excentricidad se obtuvieron de Balona et al. (1993)

HD 65818: SP2 = B3IV: de LS, SP2 = B3.5, B3, B2N, B1.5 de Pasinetti-Fracassini et al. (2001) , $V2\sin(i) = 179$, R2 = 5.3, 5.33,7.04,5,2 SP1F, B1, B2V, B1V de Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

HD 75759: SP1 B0V en Batten et al. (1989)

HD 93030: Sp1 B0.2Vp de Batten et al. (1989)

HD 113791: SP2=B2IV Batten et al. (1989)

HD 114911: V2 $\sin(i) = 25$: LS

HD 116658: SP2 = B2V ALG02, $V2\sin(i) = 60-90$

HD 132742: SP2=G Batten et al. (1989), $V2 \sin(i)= 60$

HD 140008: V2 $\sin(i) = 15$ LS, SP1 = B6V Batten et al. (1989)

HD 142096: V2 $\sin(i) = 13$ LS

HD 144217: R2 = 5 R3 = 4.2 R4 = 1.6 Pasinetti-Fracassini et al. (2001), esta estrella es un sistema de 5 estrellas con posiblemente 7 Tokovinin et al. (1997)

HD 147165: $V2\sin(i) = 30$: LS SP1=O9.5V

HD 158926: Los valores de P y e fueron obtenidos de Berghofer et al. (2000) así como una estimación de 8 radios solares para la estrella. También se cree que este sistema consta o de una estrella enana o una estrella B, SP2 = B de LS.

HD 173087: SP2= A0

Table 2.3 (cont'd)

#	HD	HR	Nombre	SP	P_{orb}	e	m_V	$V \sin i$	R_1	método	$\log(L_x)$	$\log(L_x/L_{bol})$	β_{pref}	β_{max}	β_{min}	Referencias
					Días				R_{\odot}							
								km s^{-1}			erg s^{-1}					
37	147165	6084	σ Sco	B1 III	34.23	0.36	2.9	60	8	6g	30.49	-7.6	2.25	2.25	0.94	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	25	-	-	-	-	-	-	-	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	55	-	-	-	-	-	-	-	GG500
38	158926	6527	λ Sco	B2IV	5.96	0.29	1.6	110	6.5	6g	30.32	-7.4	1.06	1.52	0.99	LS
-	-	-	-	-	-	-	-	157	7	6g	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	145	6.6	6h	-	-	-	-	-	GG500
39	173087	7033	-	B5V	40697.5	0.38	6.5	85	2.38	6f	30.34	-6.69	11979	21319	11370	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	80	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	130	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	150	-	-	-	-	-	-	-	GG500
40	173524	7049	46 Dra	B9.5pHg	9.81	0.2	5.0	120	3.1	6g	29.49	-5.92	4.96	4.96	0	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	0	-	-	-	-	-	-	-	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	10	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	15	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	16	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	A0IIIp	-	-	-	35	-	-	-	-	-	-	-	GG500
41	180555	7307	-	B9.5V	3266.75	0.43	5.6	135	2.32	est	29.53	-5.94	1368	1520	1368	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	150	-	-	-	-	-	-	-	GG500
42	181182	7326	U Sge	B8 III	3.3806	0.03	6.6	60	5.4	4	31.56	-4.72	0.71	1.12	0.66	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	95	5.5	4	-	-	-	-	-	L75
-	-	-	-	-	-	-	-	85	5.6	4	-	-	-	-	-	L75
-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.8	4	-	-	-	-	-	GG500
43	186882	7528	δ Cyg	B9.5IV	780.27	0.47	2.9	135	3.02	6k	29.1	-6.53	222	248	222	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	140	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	145	-	-	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	151	-	-	-	-	-	-	-	GG500
44	193964	7792	71 Dra	B9V	5.30	0.04	5.72	125	2.51	est	30.17	-5.42	4.87	4.87	0	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	0	-	-	-	-	-	-	-	GG500
45	205021	8238	β Cep	B1 IV	10.89	0.52	3.2	20	8	5a	29.86	-7.11	0.147	0.653	0.065	ALG02, GGS00
-	-	-	-	-	-	-	-	10	9	6g	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	60	5.4	6g	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	-	7.3	5a	-	-	-	-	-	-
-	-	-	-	-	-	-	-	-	7.7	6c	-	-	-	-	-	-
46	221253	8926	AR Cas	B3 IV	6.0663	0.25	4.9	140	5.79	4	30.63	-6.51	1.70	2.38	0.65	ALG02
-	-	-	-	-	-	-	-	120	7.1	4	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	-	-	-	-	145	4.3	6c	-	-	-	-	-	GG500
-	-	-	-	B3V	-	-	-	134	12	6h	-	-	-	-	-	L75
-	-	-	-	-	-	-	-	110	-	-	-	-	-	-	-	Giuricin84

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA

2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

HD 181182: SP2 = K ALG02, L75, SP2 = B9, B8.5 IV-V,B9N, R2 = 4.2, 4.4, 4.1,4.37 Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

HD 186882: SP1 = B9.5 SP2 = F1V ambos de ALG02

HD 205021: SP1 = B2III

HD 221253: R2 = 2.3,2.0 SP2 A0.5, AI todos los valores se tomaron de Pasinetti-Fracassini et al. (2001)

2.9. Resumen de características de la muestra.

En la Tabla 2.4 presentamos las características generales de la muestra de sistemas binarios que hemos compilado (columnas 2–7), ordenados por tipo espectral, y comparados con estrellas aisladas del mismo tipo espectral (columnas 8–10), que se encuentran listadas en forma individual en la Tabla 2.6. Las Columnas 2 y 8 indican cuántos sistemas binarios o estrellas aisladas, respectivamente, corresponden al tipo espectral listado en la Columna 1; las Columna 3, 4 y 5 listan el período orbital promedio de los sistemas en la muestra, la excentricidad promedio y magnitud visual aparente. Las columnas 6 y 9 indican el valor promedio de $V \sin i$ para binarias y aisladas, respectivamente. Y las columnas 7 y 10 corresponden a los valores de $\log(L_x/L_{bol})$ promedio para la muestra y para las estrellas aisladas, respectivamente. El número de estrellas aisladas listadas en la Tabla 2.4 corresponde al número de estrellas por tipo espectral que cuentan con mediciones de $V \sin i$ y se detectaron en el estudio hecho por Berghoefer et al (1996) en su catálogo de Rayos-X

Es notable en la Tabla 2.4 la deficiencia de sistemas binarios con tipos espectrales entre B3 y B7, que contrasta con el número de estrellas aisladas con el mismo tipo espectral, con la excepción del tipo espectral B4. Esta deficiencia pareciera estar asociada a una deficiencia de tales sistemas binarios como fuentes detectadas de rayos-X en el catálogo de Berghoefer et al. (1996). Por otro lado, sin embargo, podría reflejar una posible dificultad para medir los valores de $V \sin i$ en binarias con estrellas del tipo espectral en el rango B3-B7.

En la Tabla 2.5 se han agrupado los datos de la Tabla 2.4 en *intervalos*, tomando rangos más amplios en el tipo espectral, por ejemplo, B0–B3, B4–B7, y B8–B9, lo cual permite tener un mayor número de objetos por

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

Table 2.4. Estadística de las estrellas de la muestra por tipo espectral

Sp	N	P_{orb}	e	m_v	Vsin(i)	$\log(L_x/L_{bol})$	N	$V \sin i$	
								días	mag
						Binarias		Aisladas	
B0	3	1243.81	0.6	2.66	137	-7.36	3	18	-6.27
B1	4	6.99	0.22	3.82	89	-7.01	3	177	-7.05
B2	6	6.54	0.17	3.94	144	-6.94	4	116	-6.87
B3	1	6.07	0.25	4.91	140	-6.51	6	92	-6.53
B4	-	-	-	-	-	-	1	160	-5.47
B5	1	12.6	0.19	4.75	15	-6.16	7	109	-6.09
B6	-	-	-	-	-	-	3	198	-6.33
B7	-	-	-	-	-	-	3	172	-5.51
B8	3	233.9	0.12	4.28	53	-5.13	7	147	-5.72
B9	8	18.32	0.16	5.18	76	-5.78	10	158	-6.03

cada *intervalo*. Entre las binarias, los *intervalos* más poblados son los que contienen a las estrellas tipo B0–B2 y B8–B9.

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

Table 2.5. Estadística de las estrellas de la muestra agrupados en *intervalos* de tipo espectral

SP	N.	P_{orb}	e	m_v	$V \sin i$	$\log(L_x/L_{bol})$	N_{ais}	$V \sin i_{ais}$	$\log((L_x/L_{bol})_{ais})$
		días		mag	km s^{-1}			km s^{-1}	
				Binarias				Aisladas	
B0-3	14	303.6	0.29	3.7	126.6	-7.02	16	88.1	-6.66
B4-7	1	12.26	0.19	4.75	15	-6.16	14	144	-5.97
B8-9	11	90.18	0.15	4.93	70	-5.60	17	153	-5.92
B0-2	13	328.41	0.29	3.6	125.5	-7.06	10	105	-6.74
B3-5	2	9.2	0.22	4.83	77.5	-6.34	14	105	-6.23
B6-8	3	234.0	0.12	4.28	53.3	-5.13	13	164	-5.81
B9	8	18.32	0.16	5.18	76.25	-5.78	10	158	-6.06
B0-1	7	558.3	0.38	3.32	109.3	-7.16	6	97.5	-6.60
B2-3	7	6.46	0.18	4.1	143.9	-6.88	10	102	-6.60
B4-5	1	12.26	0.19	4.75	15	-6.16	8	115	-6.01
B6-7	0	0	0	0	0	0	6	185	-5.92
B8-9	11	90.18	0.15	4.93	70	-5.60	17	153	-5.92

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

Table 2.6. Estrellas aisladas tipo B con detección de Rayos-X de Berghoefer et al. (1996)

HR	HD	Nombre	SP	Vsin(i) y ref.	$\log(L_x/L_{bol})$
				km s ⁻¹	
B9					
5501	129956	108 Vir	B9.5V	80 (ALG02)	-6.13
8546	212710		B9.5Vn	230 (GGS00)	-5.91
1070	21790	17 Eri	B9V s	75 (ALG02 LS)	-6.10
1147	23383		B9Vnn	245 (ALG02)	-6.02
3856	83944		B9IV-V	35 (LS) 60 (GGS00)	-6.39
7236	177756	λ Aql	B9Vn	160 (LS) 90 (ALG02)	-6.77
1328	27026		B9V	220 (ALG02)	-6.00
8998	222847	106 Aqr	B9Vn	250 (LS) 310 (ALG02)	-5.81
6906	169820		B9V	125 (GGS00)	-5.16
total		9 estrellas		158	-6.03
B8					
4951	113902		B8V	207: (LS)	-5.24
894	18552		B8Vne	230 (ALG02)	-5.98
1484	29589	93 Tau	B8IV	70 (ALG02)	-5.31
5653	134837		B8V	160 (LS)	-6.10
5121	118354		B8V	210 (LS)	-5.76
7348	181869	α Sgr	B8V	70 (LS) 85 (GGS00)	-6.25
7170	176270		B8V-IV	80: (LS) 70 (GGS00)	-5.41
total		7 estrellas		147	-5.72
B7					
6167	149485		B7Vn	300 (LS) 375 (GGS00)	-5.37
6054	146001		B7IV	100: (LS) 90 (ALG02)	-5.44
1399	28149	72 Tau	B7V	115 (ALG02)	-5.73
total		3 estrellas		172	-5.51
B6					
6340	154160		B6IV	230 (LS) 275 (ALG02)	-5.80
3753	81848		B6V	170 (LS) 260 (GGS00)	-6.38 SB2?
1156	23480	23 Tau	B6IVe	195 (ALG02)	-6.81
total		3 estrellas		198	-6.33
B5					
1244	25340	35 Eri	B5V	90 (LS) 80 (ALG02)	-6.51
3192	67797	16 Pup	B5IV	140 (ALG02 LS)	-6.10
6042	145792		B5V	25 (LS) 30 (ALG02)	-5.71
2875	59635		B5Vp	30 (LS) 70 (GGS00)	-4.84
3849	83754	κ Hya	B5V	150 (ALG02 LS)	-6.71
3860	83979	ζ Cha	B5V	50 (LS) 120 (GGS00)	-6.28
4205	93194		B5Vn	280 (LS) 295 (GGS00)	-6.46
total		7 estrellas		109	-6.09
B4					
2170	42054		B4IVe	160 (LS) 220 (GGS00)	-5.47

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

Table 2.6 (cont'd)

HR	HD	Nombre	SP	Vsin(i) y ref.	$\log(L_x/L_{bol})$
				km s ⁻¹	
B3					
3447	74195		B3IV	10 (LS) 15 (GGS00)	-7.13
2232	43317		B3IV	130 (ALG02)	-5.94
2756	56342		B3V	20 (LS) 5 (ALG02)	-6.86
1044	21428	34 Per	B3V	125 (ALG02)	-6.99
3117	65575	χ Car	B3IVp	50 (LS) 80 (GGS00)	-6.36
7403	183362		B3Ve	220 (ALG02)	-5.90
total		6 estrellas		92	-6.53
B2					
7084	174237	CX Dra	B2.5Ve	150 (ALG02)	-6.05
4743	108483	σ Cen	B2V	170 (LS) 215 (GGS00)	-7.33
1913	37232		B2IV-V	113 (ALG02)	-6.41
6508	158408	ν Sco	B2IV	30 (LS) 45 (GGS00)	-7.69
total		4 estrellas		116	-6.87
B1					
5695	136298	δ Lup	B1.5IV	170 (LS) 225 (GGS00)	-7.41
3089	64740		B1.5Vp	145 (LS) 355 (GGS00)	-6.89
8539	212571	π Aqr	B1Ve	215 (ALG02)	-6.86
total		3 estrellas		177	-7.05
B0					
1756	34816	λ Lep	B0.5IV	30 (LS) 25 (ALG02)	-6.24
1855	36512	ν Ori	B0V	15 (LS) 10 (ALG02)	-6.26
6165	149438	τ Sco	B0V	<10 (LS) 0 (ALG02)	-6.30
total		3 estrellas		18	-6.27
Total General		46 estrellas			

En la Tabla 2.7 se listan las fuentes de incertidumbre para el cálculo de β , y el valor estimado de las incertidumbres. En general las incertidumbres de P_{orb} y e son despreciables, comparadas con las de R_* y $V \sin i$. Hemos adoptado incertidumbres de R_* correspondientes a la desviación estándar del ajuste a los datos de la Fig. 2.1.

Para determinar la incertidumbre en β , se hizo el cálculo de la propagación de errores, utilizando la ecuación 1.6, y despreciando las incertidumbres en P_{orb} y e . La expresión para $\delta\beta$ es la siguiente:

CAPÍTULO 2. SELECCIÓN DE LA MUESTRA
2.9. RESUMEN DE CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA.

Table 2.7. Fuentes de incertidumbre en el cálculo de β .

ΔP	ΔV_{eq}	R_*	Δe
-	$V \sin i < 60, \delta V \sin i = 9$	s.d.(max)=1.4	-
-	$60 < V \sin i < 150, \delta V \sin i = 16.1$	s.d.(min)=0.29	-
-	$V \sin i > 150, \delta V \sin i = 24.1$		-

$$\delta\beta = 0,02(P_{orb}) \frac{(1-e)^{3/2} R_* \delta(V \sin(i)) + V \sin(i) (\delta R_*)}{(1+e)^{1/2} R_*^2} \quad (2.1)$$

Finalmente, en la Tabla 2.8 se presenta la lista de sistemas binarios que actualmente carecen de alguno de los parámetros necesarios para ser incluidos en nuestra muestra. Las columnas de esta tabla son las mismas que de la Tabla 3. Completar los valores faltantes de datos en esta tabla (por ejemplo, $\log(L_x/L_{bol})$) de las bases de datos ó $V \sin i$ mediante observaciones espectroscópicas nuevas es uno de los proyectos que se podría efectuar a futuro.

Table 2.8. Sistemas binarios con parámetros incompletos.

#	HD	HR	Nombre	SP	P_{orb}	e	m_V	$V \sin i$	R_1	método	$\log(L_x)$	$\log(L_x/L_{bol})$	β	β_{max}	β_{min}	Referencias
					Días				R_{\odot}	erg s^{-1}						
								kms^{-1}								
1	-	-	-59 2628	O9.5V+B03V	-	-	-	172	5.3	-	-	-	-	-	-	Gies02
2	6882	338	ze Phe	B6V	1.6698	0	3.967	130	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
				B6V+B0V	-	-	-	100	-	-	-	-	-	-	-	Levato75
3	19820	-	CC Cas	-	3.369	0.1	7.15	138	7.3	4	-	-	1.037	1.037	1.46	Gies02
				-	-	-	-	138	6.3	4	-	-	1.202	-	-	-
				-	-	-	-	138	6.2	4	-	-	1.221	-	-	-
				O8.5III+B0.5V	-	-	-	165	6.2	4	-	-	1.460	-	-	-
4	25833	-	AG Per	B5V:p	2.0287	0.07	6.69	70	3.75	4	-	-	0.657	1.275	0.657	Glebocky
				-	-	-	-	94	3.75	4	-	-	0.882	-	-	Glebocky
				-	-	-	-	105	6	4	-	-	0.616	-	-	Glebocky
				-	-	-	-	105	2.92	4	-	-	1.266	-	-	-
				-	-	-	-	105	3.04	4	-	-	1.216	-	-	-
				-	-	-	-	105	2.9	4	-	-	1.274	-	-	-
				B4V+B5V	-	-	-	89	3.41	4	-	-	0.919	-	-	Giuricin84
				-	-	-	-	89	2.98	4	-	-	1.051	-	-	-
5	32067	2467	-	O6e	3.078	0	6.37	-	-	-	32.6	-6.58	-	-	-	-
6	33357	-	SX Aur	B1: V: ne	1.2101	0	8.55	92	5.18	4	-	-	0.43	1.09	0.43	Glebocky
				-	-	-	-	201	5.18	4	-	-	0.939	-	-	Glebocky
				-	-	-	-	213	4.97	4	-	-	1.037	-	-	Pan
				-	-	-	-	213	4.65	4	-	-	1.108	-	-	-
7	35921	-	LY Aur	O9.5III+B0	4.0026	0	6.85	176	12.6	4	-	-	1.118	1.206	1.118	Howarth
				O9.5III(n)+B0V	4	0	-	190	12.6	-	-	-	1.206	-	-	Gies02
8	37043	1899	ι Ori	O9III+B1III	29.1338	0.76	2.77	-	15.8	-	32.87	-6.31	-	-	-	-
9	42726	3467	-	B3IV	8.378	0.24	4.86	-	-	-	30.81	-6.33	-	-	-	-
10	47129	2422	V640 Mon	O8e	14.3961	0	6.06	-	-	-	32.87	-6.48	-	-	-	-
11	47839	2456	15 Mon	O7Ve	9247	0.67	4.66	-	5.4	6c	32.41	-6.48	0	-	-	-
				-	-	-	-	-	9.3	6g	-	-	-	-	-	-
				-	-	-	-	-	9.9	6h	-	-	-	-	-	-
12	57060	2781	29 Cma	O7+O7	4.3934	0.09	4.98	-	18.6	4	32.13	-7.31	0	-	-	-
				-	-	-	-	-	19.4	4	-	-	-	-	-	-
				-	-	-	-	-	20.4	4	-	-	-	-	-	-
				-	-	-	-	-	23.8	6g	-	-	-	-	-	-
				-	-	-	-	-	44.2	-	-	-	-	-	-	-
13	57061	2782	τ Cma	O9III	154.9	0.3	4.4	-	19.8	6g	32.79	-6.71	0	-	-	-
				-	-	-	-	-	18.8	6g	-	-	-	-	-	-
14	77464	-	CV Vel	B2V	6.8895	0	6.69	50	4.26	4	-	-	1.617	4.26	4.1	Glebocky
				B2V+B2V	6.89	0	-	60	4.1	4	-	-	2.017	-	-	Giuricin84
15	77581	-	Vel X-1	B0.5Iae	8.9644	0.09	6.93	114	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
16	90707	6916	V348 Car	-	5.5621	0	8.78	-	-	-	-	-	-	-	-	Howarth
				B7.5III	1.7115	0	4.64	-	-	-	30.03	-6.34	-	-	-	-
17	93206	-	QZ Car A *	-	5.9983	0	6.24	108	16.1	*	-	-	0.805	-	-	Levato75
18	139160	5801	-	B7IV	5.2766	0.33	6.19	25	3.2	6h	-	-	0.392	-	-	Abt
19	147683	-	V760 Sco	B5V+B5V	1.7309	0.03	7.05	110	-	-	-	-	-	-	-	??
20	149404	6164	V918 Sco	O9Ia	9.8145	0	65.47	-	-	-	32.72	-6.98	-	-	-	-
21	150136	6187	-	O5:V:+O6	2.6761	0.04	5.65	-	-	-	33.51	-6.05	-	-	-	-
22	152667	6283	V861 Sco *	B0Ia(n)	7.8483	0.08	6.18	163	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
				-	-	-	-	170	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
23	156247	6414	U Oph *	B5Vnn	1.6773	0.01	5.9	50	-	-	-	-	-	-	-	Abt
				-	-	-	-	110	-	-	-	-	-	-	-	Abt
				B5V+B5V	-	-	-	190	-	-	-	-	-	-	-	Giuricin84
24	156633	6431	68 u Her	B1.5V	2.051	0	4.8	140	-	-	-	-	-	-	-	Abt
25	159176	6535	V1036 Sco	O6V+O6V	3.3668	0.02	5.7	-	-	-	32.72	-6.27	-	-	-	-

Table 2.8 (cont'd)

#	HD	HR	Nombre	SP	P_{orb}	e	m_V	$V \sin i$	R_1	método	$\log(L_x)$	$\log(L_x/L_{bol})$	β	β_{max}	β_{min}	Referencias
					Días			kms^{-1}	R_{\odot}		erg s^{-1}					
26	161783	6622	V539 Ara	B2V	3.1691	0.06	5.92	100	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	B3V+B4V	-	-	-	75	-	-	-	-	-	-	-	Levato75
27	167771	6841	-	O7.5III+O9III	3.9735	0	6.54	-	-	-	32.93	-6.34	-	-	-	-
28	173787	-	V356 Sgr	B3V	8.8961	0	6.95	47	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	59	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	61	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	194	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	230	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
29	175227	-	DI Her *	B5V	10.5502	0.49	8.47	78	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	130	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
30	175514	-	V1182 Aql	O8V:nn	1.6219	0	8.64	145	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	O8V+B1V	-	-	-	-	8.8 *	-	-	-	-	-	-	Giuricin84
31	181987	-	Z Vul *	B4V	2.4549	0	7.33	116	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	195	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	72	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	94	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	116	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	195	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
32	187879	7567	V380 Cyg *	B1III	12.4256	0.22	5.68	70	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	75	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	93	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	B0V+B0V	-	-	-	145	-	-	-	-	-	-	-	Giuricin84
-	-	-	-	B0+B1	-	-	-	146	-	-	-	-	-	-	-	Levato75
33	199579	8023	-	O6	48.608	0.1	5.96	-	-	-	32	-6.96	-	-	-	-
34	216014	-	AH Cep *	B0.5V	1.7748	0	6.88	149	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
-	-	-	-	-	-	-	-	180	-	-	-	-	-	-	-	-
-	-	-	-	B0.5V	-	-	-	194	-	-	-	-	-	-	-	Giuricin84
35	218066	-	CW Cep	B1:V:var	2.7291	0.03	7.66	140	-	-	-	-	-	-	-	Glebocky
36	227696	-	V453 Cyg *	B0V	3.8797	0.07	8.40	245	-	-	-	-	-	-	-	??

Capítulo 3

Relación entre $\log(L_x)$ y rotación asíncrona

En este capítulo analizaremos los datos de la muestra de sistemas binarios con emisión de Rayos-X presentada en el capítulo anterior con el objetivo de determinar si existe una correlación entre la emisión de Rayos-X y las características de rotación asíncrona de las estrellas en el sistema binario.

3.1. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y $V \sin i$

La primera correlación que se puede buscar es una relación entre la emisión de Rayos-X y la velocidad de rotación. Como se ha resumido en el Capítulo 1 (ver Fig. 1.4), desde hace tiempo se conoce la relación entre estos dos parámetros para estrellas poco masivas, tipo G-F principalmente (Walter et al. 1980, Pallavicini et al. 1981). La existencia de una relación análoga para estrellas más tempranas no se ha podido mostrar, aunque Haro et al. (2004) encontraron una posible relación para estrellas tipo B8-B9 (Fig. 1.6). En la Figura 3.1 se grafican los valores de $\log(L_x/L_{bol})$ vs. $V \sin i$ para todas las binarias listadas en el catálogo de Berghoefer et al. (1996) y, como es de esperarse de estos antecedentes, no hay una correlación entre estos dos parámetros. Lo que sí se observa, sin embargo, es una división clara entre las binarias con estrellas tipo B-temprana (símbolos abiertos) y B-tardía (símbolos rellenos). La Figura 3.2 es la gráfica de los mismos parámetros para estrellas tipo-B aisladas, listadas también en el catálogo de Berghoefer et al (1996) en donde aún aparecen señales de la

división entre las B-tempranas y las B-tardías, pero de una manera menos marcada. La división entre estos tipos espectrales en las Figuras 3.1 y 3.2 se puede explicar por el valor más elevado de $\log(L_x)$, respecto a $\log(L_{bol})$, que tienen las B-tempranas. La Figura 3.3 muestra que, en general $\log(L_x)$ de las B-tempranas es mayor al de las B-tardías por factores de un orden de magnitud solamente. Sin embargo, sus luminosidades bolométricas son de varios órdenes de magnitud más grandes.

La figura 3.4 observamos como $\log(L_{bol})$ es el valor dominante, ya que en esta gráfica se nota la división entre los sistemas con estrellas tempranas y estrellas tardías esto produce que al realizar el cociente entre $\log(L_x/L_{bol})$ se note más claramente la división entre los sistemas tempranos y tardíos.

Se puede argumentar que la falta de correlación podría atribuirse a la gran diversidad de inclinaciones orbitales que tienen las binarias en el catálogo de Berghoefer et al (1996). La Figura 3.5 ilustra el comportamiento de $\log(L_x/L_{bol})$ vs. $V \sin i$ de solamente aquellos sistemas binarios para los cuales se tiene una buena estimación de la inclinación orbital (en general por ser eclipsantes). Efectivamente, parece haber una débil correlación para las binarias tempranas (símbolos abiertos) y una relación un poco más fuerte para las binarias tardías, similar a la encontrada por Haro et al. 2004 (Fig. 1.6). Notamos que de las binarias tardías graficadas en la Figura 3.4, todas menos unas estrellas B6V son estrellas del tipo espectral B8 y B9. Para minimizar el número de parámetros, centraremos nuestra atención en los sistemas que contengan estrellas del tipo espectral B8 y B9, y la siguiente pregunta que podemos hacer es si las binarias difieren significativamente de las aisladas. La Figura 3.6 nos muestra que sí hay una tendencia a mayor $\log(L_x/L_{bol})$ entre las binarias que entre las aisladas, pero no es una tendencia muy marcada. Una posible explicación es que algunas de las aisladas sean realmente binarias (en particular las que tienen $\log(L_x/L_{bol}) > -6.3$). Pero por lo pronto, tenemos que concluir que la separación entre binarias y aisladas no es muy grande, en particular, dado el número relativamente pequeño de estrellas aisladas presentes en esta gráfica.

Las estrellas usadas del catálogo de Berghoefer et al. (1996) se listan a continuación en la Tabla 3.1; en esta tabla se listan todas las estrellas que tienen valores de $V \sin i$, $\log(L_x/L_{bol})$ y $\log(L_x)$, esta lista es mucho

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA

3.1. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X/L_{BOL})$ Y $V \sin I$

más completa, ya que se encuentran en ella sistemas para los cuáles no se les encontró algún parámetro orbital y que por lo tanto no aparecen en la Tabla 2.3. Para algún estudio más adelante esta lista servirá de referencia para hacer más completo el catálogo.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA

3.1. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X/L_{BOL})$ Y $V \sin i$

Table 3.1. Estrellas B0-B9 del catálogo de Berghoefer et al. (1996) que son sistemas binarios y cuentan con valor de $V \sin i$.

HR	HD	Sp	$V \sin i$	$\log(L_x/L_{bol})$	$\log(L_x)$
			km s^{-1}	erg s^{-1}	
B9					
132	2913	9.5	145	-4.56	30.91
291	6118	9.5	45	-6.289	29.18
522	10982	9.5	35	-5.13	30.34
2059	39780	9.5	20	-6.03	29.52
3665	79469	9.5	85	-5.90	29.30
4118	90972	9.5	30	-5.89	29.57
4757	108767	9.5	200	-6.72	28.71
5586	132742	9.5	75	-5.54	29.93
6184	150100	9.5	45	-5.45	30.02
7307	180555	9.5	135	-5.94	29.53
8540	212581	9.5	200	-6.51	28.99
8988	222661	9.5	120	-5.06	30.41
7528	—	9.5	135	-6.53	29.10
545	11503	9	100	-4.59	30.93
26	560	9	280	-5.20	30.39
354	7157	9	22	-5.56	30.05
1038	21364	9	195	-5.31	30.27
1190	24072	9	260	-5.75	29.86
1339	27295	9	20	-5.73	30.05
1347	27376	9	15	-7.00	28.54
1442	—	9	150	-4.75	31.04
3327	71487	9	25	-4.98	30.62
3439	74067	9	35	-5.68	29.91
4583	104174	9	265	-6.35	29.24
5883	141556	9	15	-5.84	29.96
6029	145483	9	185	-4.75	30.84
7792	193964	9	125	-5.42	30.17
8418	209819	9	93	-6.28	29.42
419	—	9	140	-5.40	30.19
1657	—	9	40	-5.71	29.88
B8					
1821	35943	8.5	125	-4.99	30.74
4993	114911	8	40	-5.80	30.07
5407	126769	8	195	-5.69	30.19
5412	126981	8	210	-5.62	30.25
674	14228	8	200	-7.05	28.92
936	19356	8	50	-5.13	30.82
1471	29365	8	70	-4.46	31.41

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_x)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.1. RELACIÓN ENTRE $\log(L_x/L_{BOL})$ Y $V \sin I$

Table 3.1 (cont'd)

HR	HD	Sp	$V \sin i$	$\log(L_x/L_{bol})$	$\log(L_x)$
			km s ⁻¹		erg s ⁻¹
1696	33802	8	185	-5.05	30.82
2127	40964	8	115	-5.52	30.35
2579	50860	8	140	-5.09	30.78
3435	73952	8	200	-6.09	29.78
5624	133880	8	95	-5.75	30.29
5683	135734	8	80	-5.81	30.10
6500	158094	8	200	-6.79	29.08
B6					
2522	49662	6	105	-6.19	30.13
3858	83953	6	260	-6.37	29.95
B5					
1839	36267	5	155	-6.71	29.83
2056	39764	5	100	-6.30	30.24
4940	113703	5	130	-5.64	30.90
5839	140008	5	15	-6.16	30.37
5915	142378	5	225	-5.88	30.66
7033	173087	5	85	-6.69	30.34
B4					
3674	79735	4	370	-6.71	29.98
B3					
2680	54031	3	15	-6.31	30.58
3467	74560	3	25	-6.33	30.81
5781	138769	3	80	-6.53	30.61
8064	200595	3	285	-5.85	31.04
8926	221253	3	140	-6.51	30.63
1174	—	3	20	-5.98	30.80
B2					
1622	32343	2.5	55	-6.47	30.64
1803	35588	2.5	170	-6.53	30.57
1875	36819	2.5	105	-6.18	31.17
1898	37040	2.5	120	-6.24	31.11
5902	142096	2.5	38	-6.69	30.41
5948	143118	2.5	180	-6.97	30.38
2370	45995	2	310	-6.51	30.72
3283	70556	2	15	-6.30	31.18
3659	79351	2	10	-6.35	31.00
5576	132200	2	10	-7.19	30.10
5776	138690	2	210	-7.64	29.94
6028	145482	2	165	-7.03	30.35
6112	147933	2	150	-6.46	31.16
6527	—	2	110	-7.40	30.32

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA

3.2. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X/L_{BOL})$ Y β

Table 3.1 (cont'd)

HR	HD	Sp	$V \sin i$	$\log(L_x/L_{bol})$	$\log(L_x)$
			km s^{-1}		
					erg s^{-1}
B1					
4942	113791	1.5	25	-7.23	3038
1861	36591	1	125	-6.88	31.14
1892	37018	1	10	-6.90	30.94
2284	44458	1	190	-6.69	31.15
8238	205021	1	20	-7.11	29.86
1788	—	1	100	-6.93	31.57
3129	—	1	60	-6.78	31.06
B0					
1887	36960	0.5	20	-6.41	31.68
2387	46328	0.5	20	-6.95	31.28
2678	53974	0.5	105	-6.76	31.78
5984	144217	0.5	95	-7.13	31.04
1220	—	0.5	130	-7.41	31.16
5953	143275	0.3	150	-7.71	30.53
264	5394	0	295	-6.32	32.13
4199	93030	0	115	-6.95	31.42

3.2. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y β

Cuando una estrella de un sistema binario tiene una velocidad angular de rotación diferente a la velocidad angular orbital, se excitan modos de oscilación debido a las fuerzas de marea. En sistemas con órbita excéntrica, la rotación siempre es asíncrona, excepto quizás, en algún punto de la órbita. Moreno & Koenigsberger (1999) presentaron un modelo numérico para calcular las amplitudes y frecuencias de las oscilaciones. Motivados por el fenómeno eruptivo del sistema binario masivo HD 5980 (Barbá et al. 1995; Koenigsberger et al. 1995), propusieron la posibilidad de que las fuerzas de marea pudieran llevar a un sistema binario a una condición fuera de equilibrio (Koenigsberger & Moreno, 2002; Koenigsberger et al, 2003).

La amplitud de las oscilaciones depende del cociente entre la velocidad angular de rotación y la velocidad angular orbital, cociente denominado β (Cap. 1), y Koenigsberger et al. (2003) muestran que las amplitudes de

oscilación tienen valores máximos para β muy cercano a 1.00, aunque en $\beta = 1.00$ las oscilaciones desaparecen. Por lo tanto, uno podría esperar una correlación entre la luminosidad de rayos-X y el valor de β , si la actividad superficial está ligada a las oscilaciones por fuerzas de marea.

En la Figura 3.7 graficamos los valores de $\log(L_x/L_{bol})$ contra el valor de β “preferente” listado en la Tabla 3.2 de nuestra muestra de binarias. Este estudio es el complemento del realizado en Haro et al. (2004) y Koenigsberger (2004). Algunas diferencias que se notan entre el primer estudio y el actual es en los valores de $V \sin i$, puesto que en el actual análisis los valores de $V \sin i$ son más precisos además de que son más actuales, también algunos de los parámetros que se encontraron se cambiaron por algunos que se estimaron y finalmente se anexaron algunos elementos más que no contaban con los parámetros requeridos. Las barras de error asociadas a β son muy grandes e impiden llegar a una conclusión respecto a una posible correlación.

3.3. Relación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y V'_ϕ

Las oscilaciones estelares modeladas (Moreno, Koenigsberger y Toledano 2005) tienen dos componentes: una componente en la dirección radial y una segunda componente en la dirección azimutal (i.e., tangencial a la superficie estelar). La segunda componente da lugar a efectos de cizalla (“shear”) entre las diferentes capas, y Moreno et al. (2005) y Toledano et al. (2006) han propuesto que este fenómeno puede ser el responsable de la actividad peculiar sobre la superficie de estrellas en sistemas binarios asíncronos.

Para explorar esta hipótesis, se seleccionaron los sistemas binarios con los parámetros orbitales y de velocidad de rotación mejor determinados dentro de nuestra muestra, y se corrió el código de Moreno et al. (2005) para cada uno de estos sistemas binarios, para modelar las oscilaciones superficiales de la componentes principal. La Tabla 3.2 lista los sistemas binarios, sus parámetros, y los parámetros utilizados para el modelaje. Dado que se conocen los parámetros de la binaria, las únicas incógnitas del cálculo son el grosor de la capa superficial de la estrella y la viscosidad del material. Siguiendo el método de Moreno et al. (2005), se empleó un grosor de la capa externa $\delta R/R_* = 0.01$, como resultado de dividir la estrella en

100 capas y como valor de la viscosidad, ν , el valor más pequeño que el código permite (ver discusión en Moreno et al. 2005).

Uno de los productos del código es el valor de la velocidad angular de rotación, para cada elemento de superficie de la estrella en su franja ecuatorial. Multiplicando ésto por el radio estelar y un valor de conversión 8.055 se obtiene la componente azimutal de la perturbación en la velocidad, $V_{\phi'}$ de cada elemento. La columna 2 de la Tabla 3.2 lista esta velocidad. En la Figura 3.8 se grafica el valor de $\log(L_x/L_{bol})$ contra $V_{\phi'}$, en donde aparece una correlación entre estos dos parámetros en el sentido de que para mayores valores de $V_{\phi'}$, mayor es el valor de $\log(L_x/L_{bol})$, lo cual es consistente con la hipótesis que se ha propuesto. Las dos ramas que se observan, para estrellas B0-B1 y para estrellas B8-B9 se deben, en parte, a la gran diferencia entre los valores de $\log(L_{bol})$ para estos dos grupos de estrellas. Sin embargo, las pendientes de la correlación para los dos grupos de estrellas son muy diferentes:

$$\log(L_x/L_{bol}) = V_{\phi'}(0.38) - 5.84 \text{ para estrellas B8-B9}$$

$$\log(L_x/L_{bol}) = V_{\phi'}(0.02) - 7.40 \text{ para estrellas B0-B1}$$

lo cual parece implicar una diferencia intrínseca entre los dos grupos de estrellas. Lamentablemente, la muestra de sistemas binarios es demasiado pequeña para que estos resultados representen una demostración contundente de la conexión entre luminosidad de Rayos-X y oscilaciones producidas por fuerzas de marea, y menos aún para concluir que hay una diferencia fundamental entre las oscilaciones en estrellas B0-B1 y las B8-B9. Sin embargo, los resultados obtenidos sí representan un paso hacia adelante en establecer la conexión entre las oscilaciones tangenciales y la actividad superficial estelar en sistemas binarios asíncronos.

Si graficamos separadamente los valores de $\log(L_x)$ y $\log(L_{bol})$ nos damos cuenta de que existe una correlación entre estas cantidades y es muy notoria para $\log(L_{bol})$ mientras que para $\log(L_x)$ se ve una dispersión muy grande para el caso de los sistemas binarios.

Por otro lado, si suponemos que todas las estrellas obedecen a una misma relación y se ajusta una función del tipo $\frac{a}{x^2} + \frac{b}{x} + c$, encontramos;

$$\log(L_x/L_{bol}) = \frac{-0.172562}{V_{\phi'}^2} + \frac{1.18538}{V_{\phi'}} - 6.96594.$$

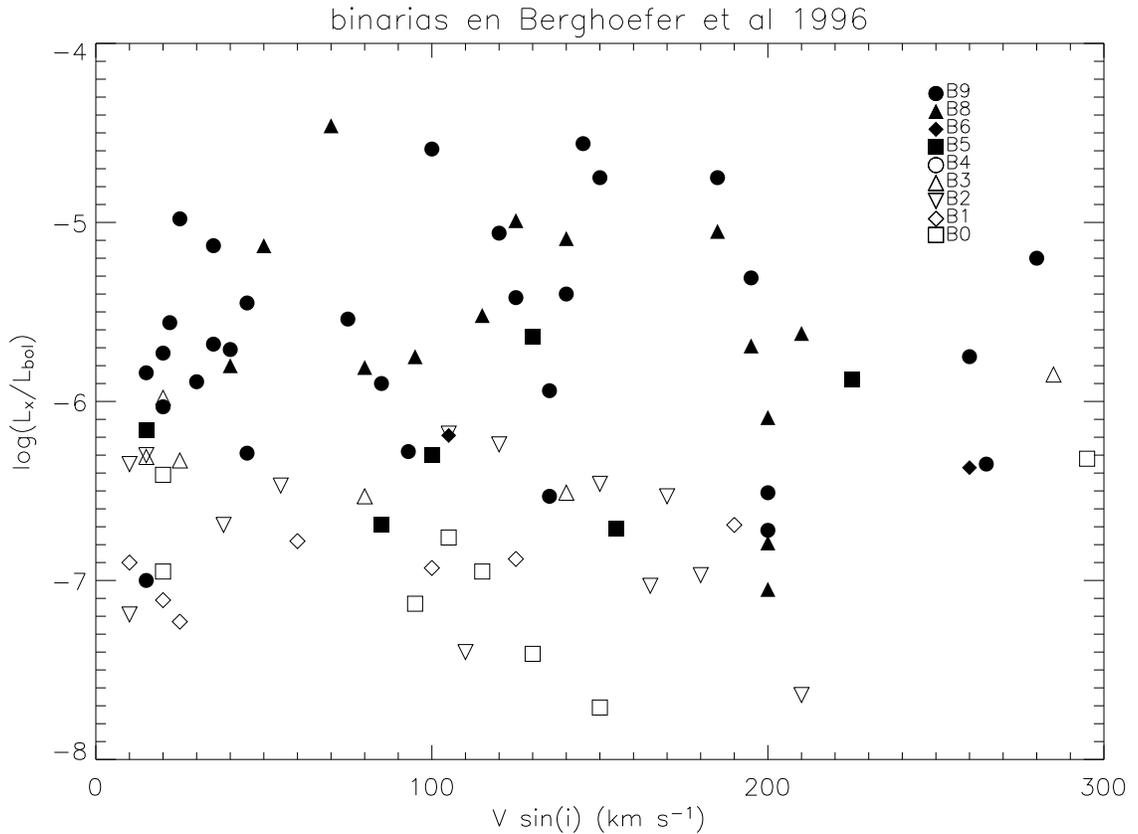


Figura 3.1 $\log(L_x/L_{bol})$ para todas las binarias con tipo espectral B en el catálogo de Berghoefer et al (1996). Los diferentes símbolos corresponden a diferentes tipos espectrales. Nótese la separación entre las estrellas B tempranas (símbolos abiertos) y las tardías. Nótese también la ausencia de B4,B6,B7

En el sistema se encuentra una estrella del tipo B8III la cual no se tomó en cuenta para el ajuste. En la Figura 12 se puede ver el resultado del ajuste.

Por otra parte para el caso de $\log(L_x)$ vs V_ϕ el ajuste es el siguiente:

$$\log(L_x) = 0,343073 * \sqrt{V_\phi'} + 29,8041.$$

Mostrando la tendencia de $\log(L_x)$ con respecto de V_ϕ . (figura 3.13)

De confirmarse esta correlación con un mayor número de sistemas se tendría una evidencia fuerte a favor de que inestabilidades y choques generados por V_ϕ son el origen de la emisión de Rayos-X en estos sistemas. Una consecuencia de esta conclusión es que los Rayos-X se estarían produciendo muy cerca de la superficie estelar.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

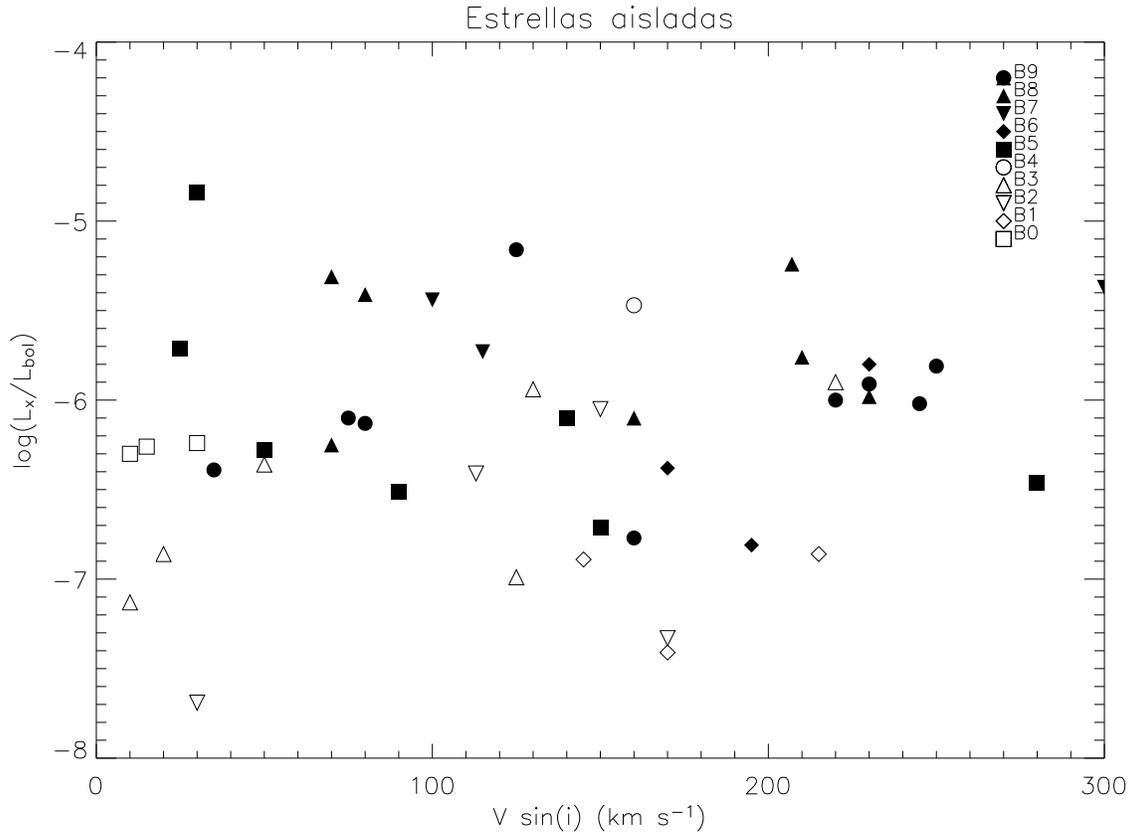


Figura 3.2 $\log(L_x/L_{bol})$ de estrellas B que se clasifican como aisladas, (no aparecen en los catálogos de Batten et al. (1989) y Levato (1975)). No se observa una separación clara entre las B tempranas y B tardías, como en las binarias (Comparar con la Figs. 3.1).

Table 3.2. Perturbación máxima de la velocidad azimutal.

HD	V_ϕ^{max}	$\log(L_x/L_{bol})$	$\log(L_x)$	M_1	M_2	R_*	e	P	β	ν
	km/s			M_\odot	M_\odot	R_\odot		días		$R_\odot^2/\text{día}$
19356	0.72	-5.13	30.82	3.78	0.83	2.9	0.02	2.87	0.95	0.0007
21364	0.82	-5.31	30.27	3.20	3.10	2.52	0.0	7.15	11.05	0.0005
24760	9.57	-7.41	31.16	13.50	1.5	6.1	0.4	14.1	2.36	
32964	1.26	-5.71	29.88	3.84	3.84	2.2	0.1	5.52	1.64	0.001
35411	13.5	-6.93	31.57	11.0	10.6	4.6	0.0	7.98	3.47	0.05
36267	4.4	-6.71	29.83	6.40	0.57	2.0	0.38	3.96	2.55	0.01
39780	0.16	-6.03	29.52	2.49	1.5	2.01	0.04	8.57	1.57	0.0005
114911	0.26	-5.8	30.07	4.48	2.63	2.59	0.12	20.01	4.82	0.01
144217	21.28	-7.13	31.04	13.50	9.6	7.9	0.29	6.83	0.87	0.02
181182	17.68	-4.72	31.56	5.7	1.9	5.4	0.03	3.38	0.71	0.009

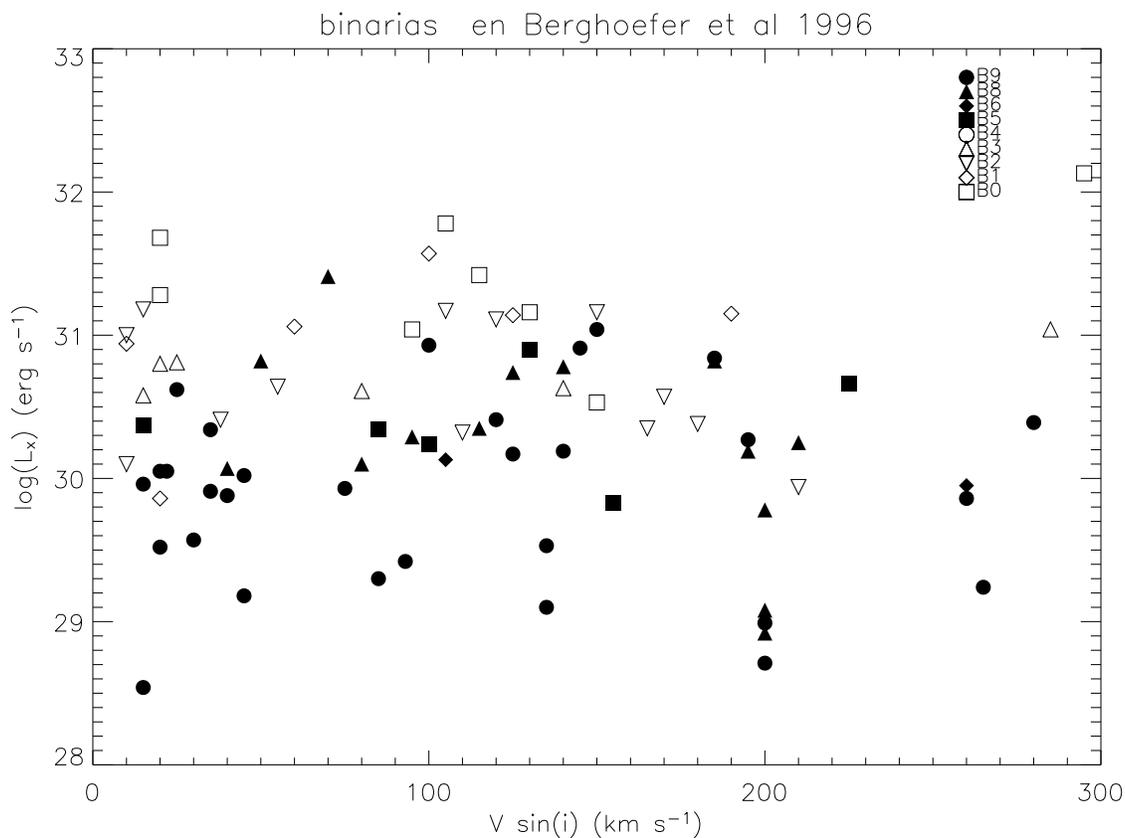


Figura 3.3 $\log(L_x)$ para estrellas binarias del catálogo de Berghoefer et al. (1996), mostrando que la separación encontrada en la Fig. 3.1 se debe principalmente al valor más grande de L_{bol} para estrellas B tempranas.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\log(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

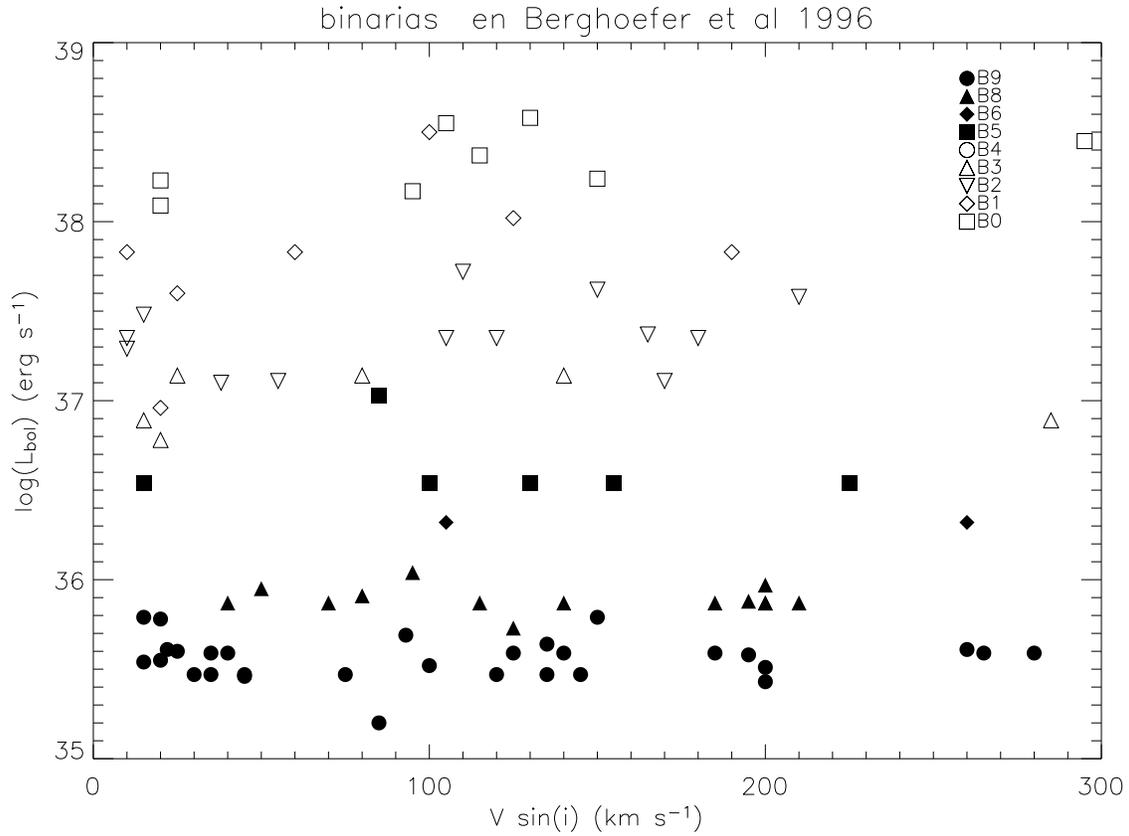


Figura 3.4 $\log(L_{bol})$ para las mismas estrellas binarias que la figura anterior, podemos notar como se reparten a lo largo de $V \sin i$ a medida que $\log(L_{bol})$ aumenta, esto muestra que L_{bol} domina en el cociente $\log(L_x/L_{bol})$ lo cual produce una clara división de los sistemas binarios tardíos y tempranos.

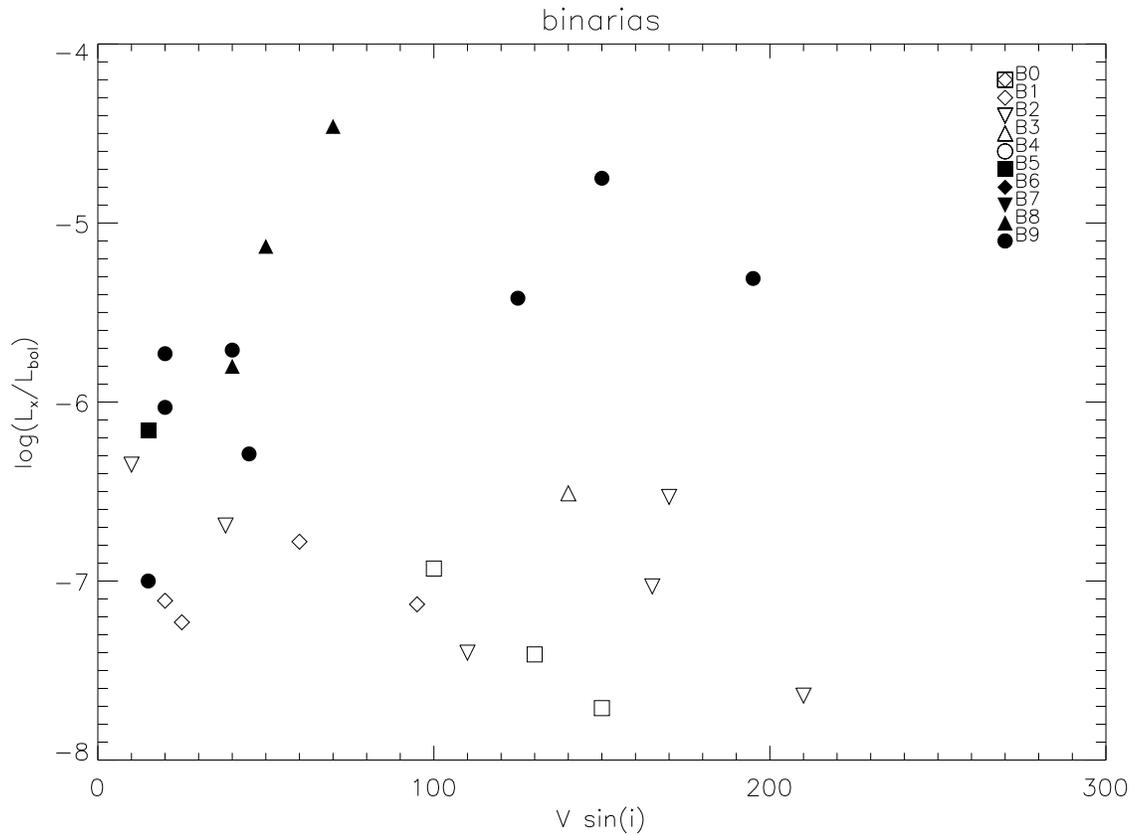


Figura 3.5 $\log(L_x/L_{bol})$ de sistemas binarios cuya inclinación orbital se conoce aproximadamente por ser eclipsante y también cuya componente B es de clase IV o V. La separación entre estrellas B tempranas y B tardías se vuelve más marcada. Así mismo, parece haber tendencias opuestas de $\text{Log}(L_x/L_{bol})$ con $V \sin(i)$ para los dos tipos.

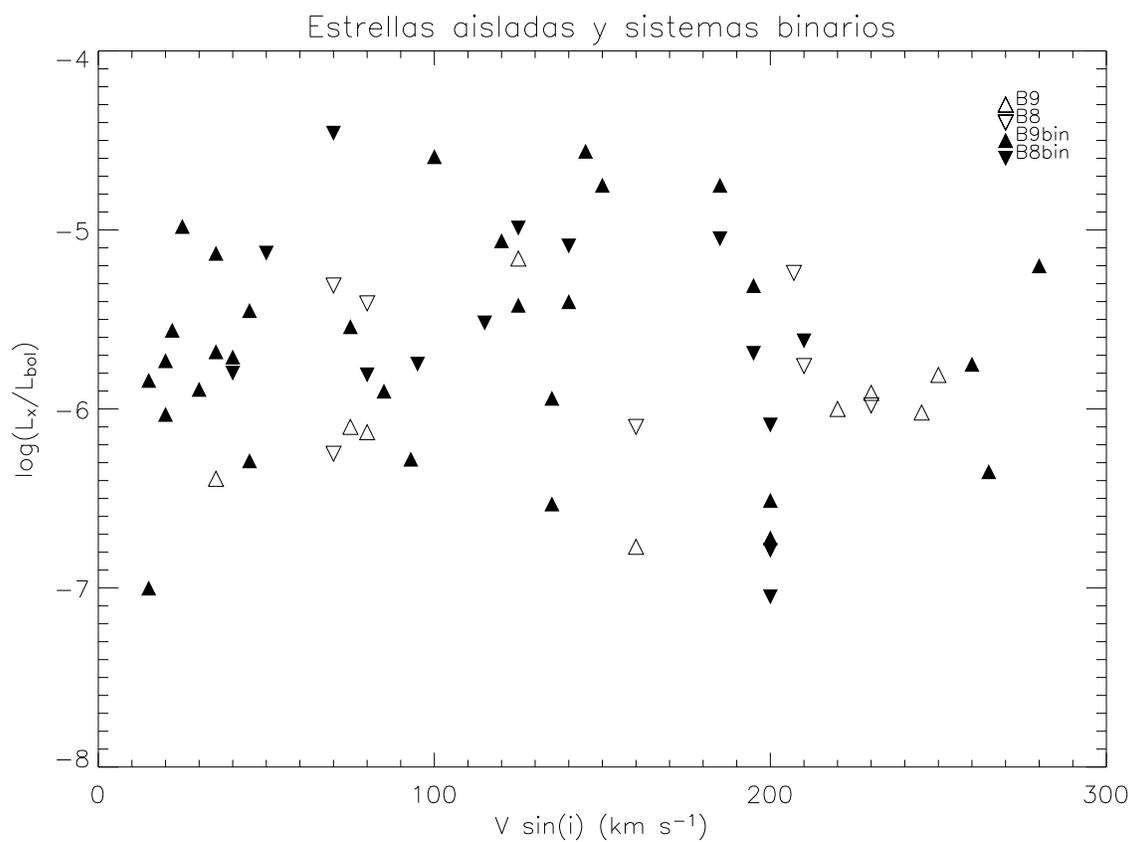


Figura 3.6 Comparación de $\log(L_x/L_{bol})$ en aisladas (símbolos abiertos) y binarias (símbolos rellenos) ambas del tipo B8-B9.

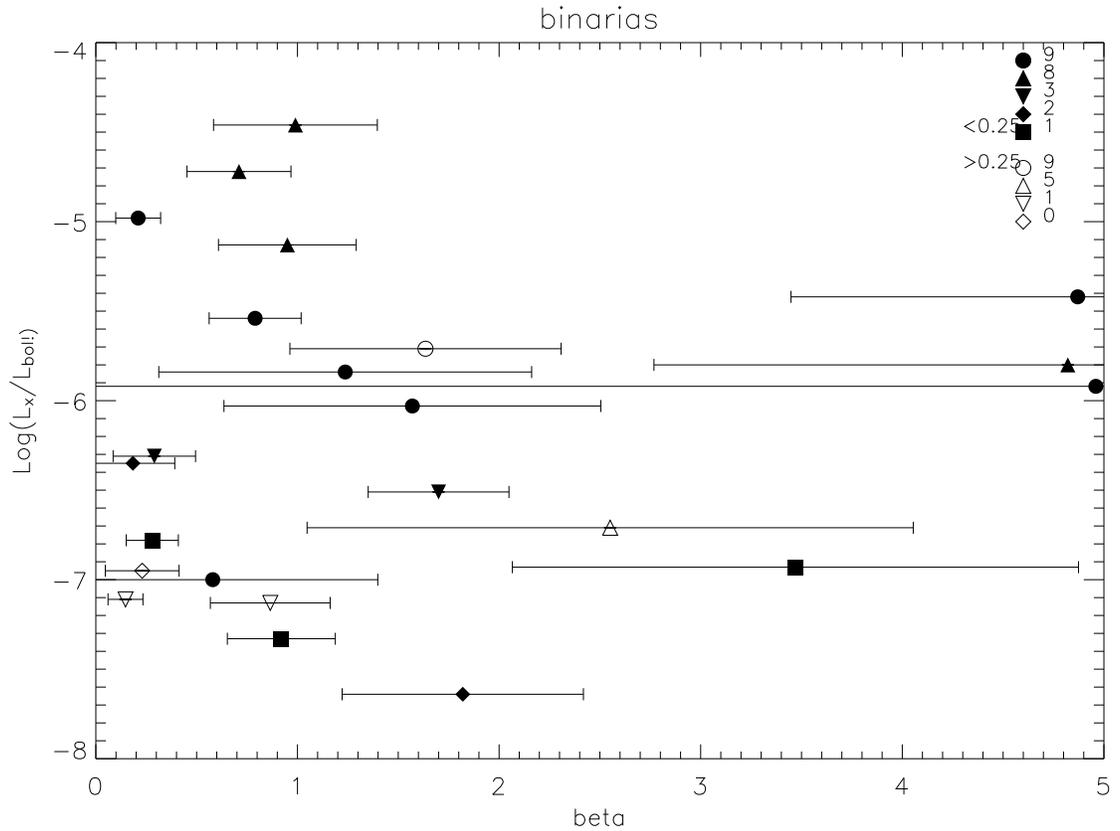


Figura 3.7 $\log(L_x/L_{bol})$ de las estrellas B de nuestra muestra indicando con diferente símbolos los sistemas con excentricidades menores a 0.25 o mayores a 0.25. Los diferentes tipos espectrales se grafican con distintos símbolos. Los sistemas graficados son aquellos que tienen especificado el valor de la inclinación orbital o son sistemas eclipsantes.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

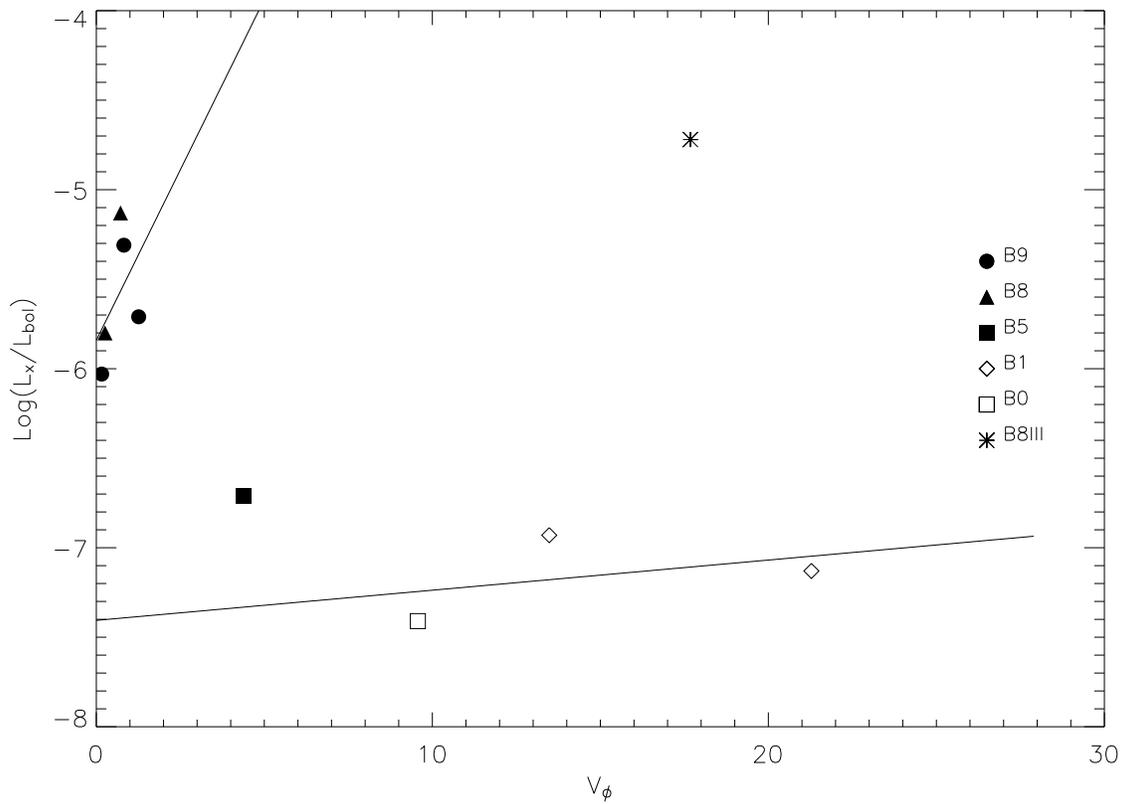


Figura 3.8 La luminosidad de rayos-X como función de la velocidad azimutal, perturbación provocada por la falta de sincronía entre el período orbital y el período rotacional que se calcula con el modelo de oscilaciones estelares. Los símbolos abiertos representan las binarias con estrellas B-tempranas y los símbolos negros las binarias B tardías. Las líneas son ajustes por mínimos cuadrados a la velocidad azimutal.

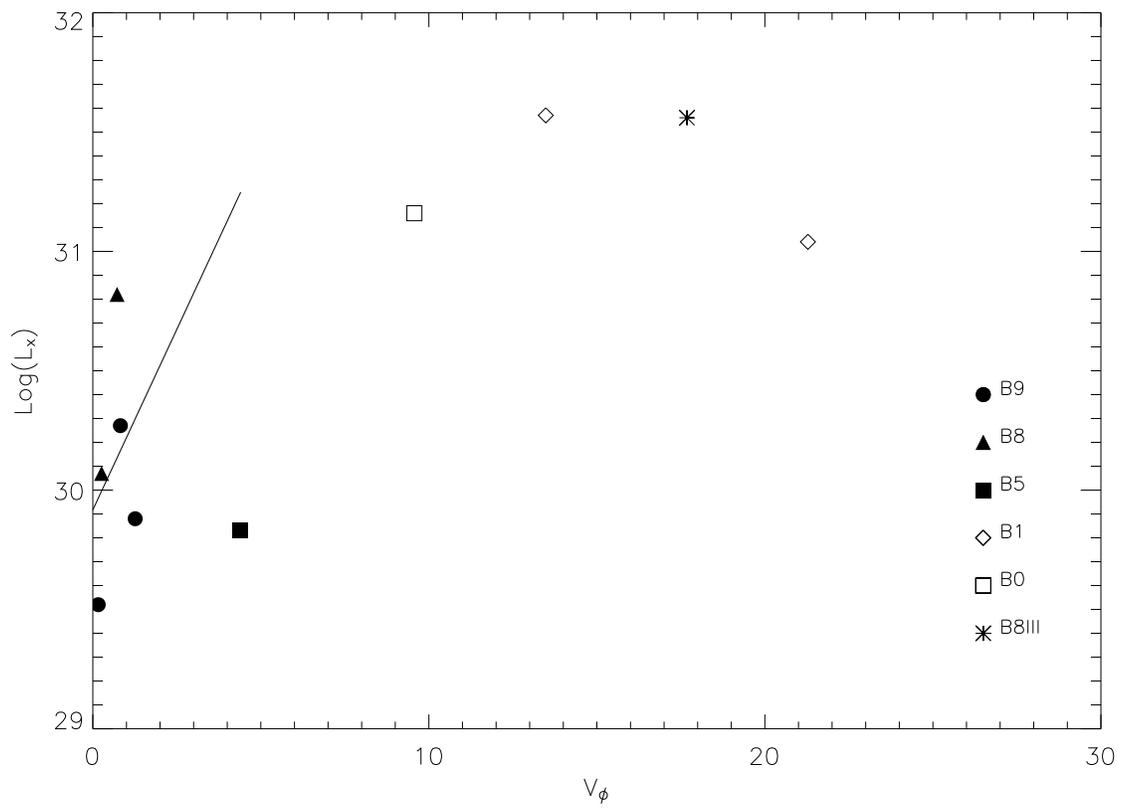


Figura 3.9 La luminosidad de rayos-X como función de la velocidad azimutal.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

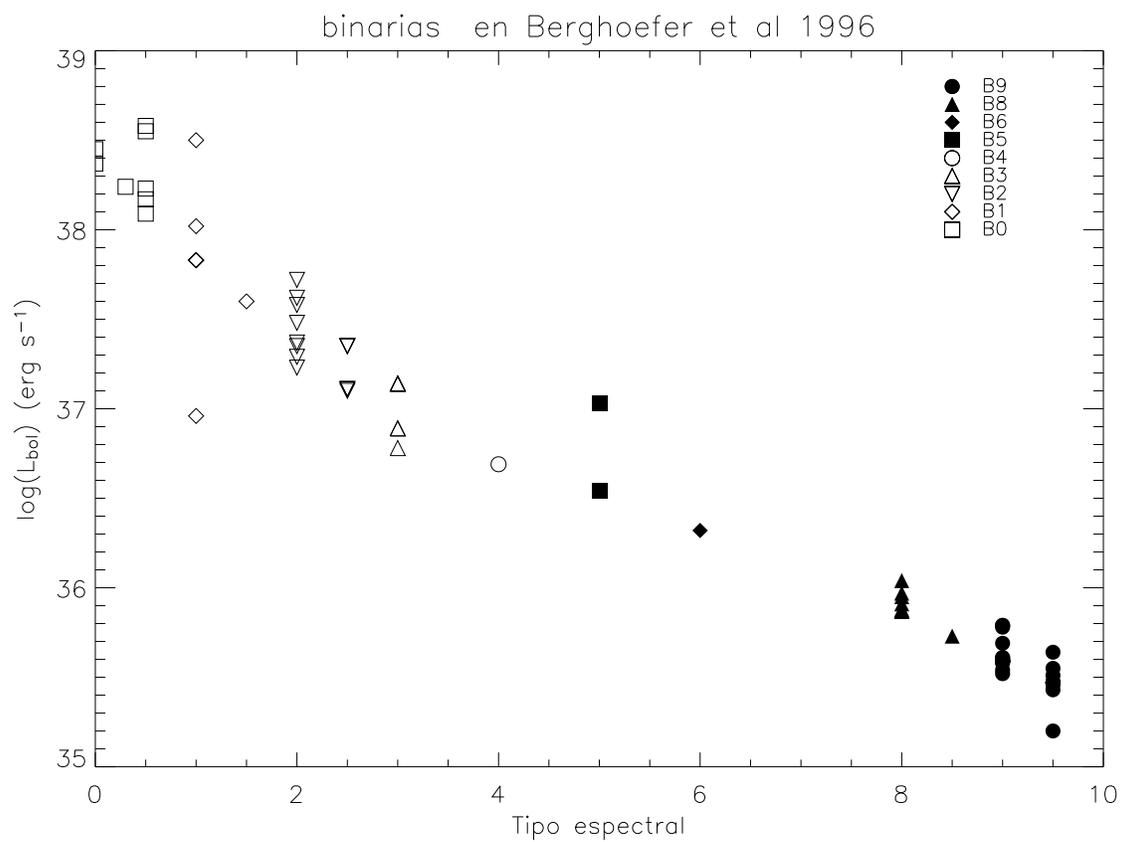


Figura 3.10 La luminosidad bolométrica como función del tipo espectral.

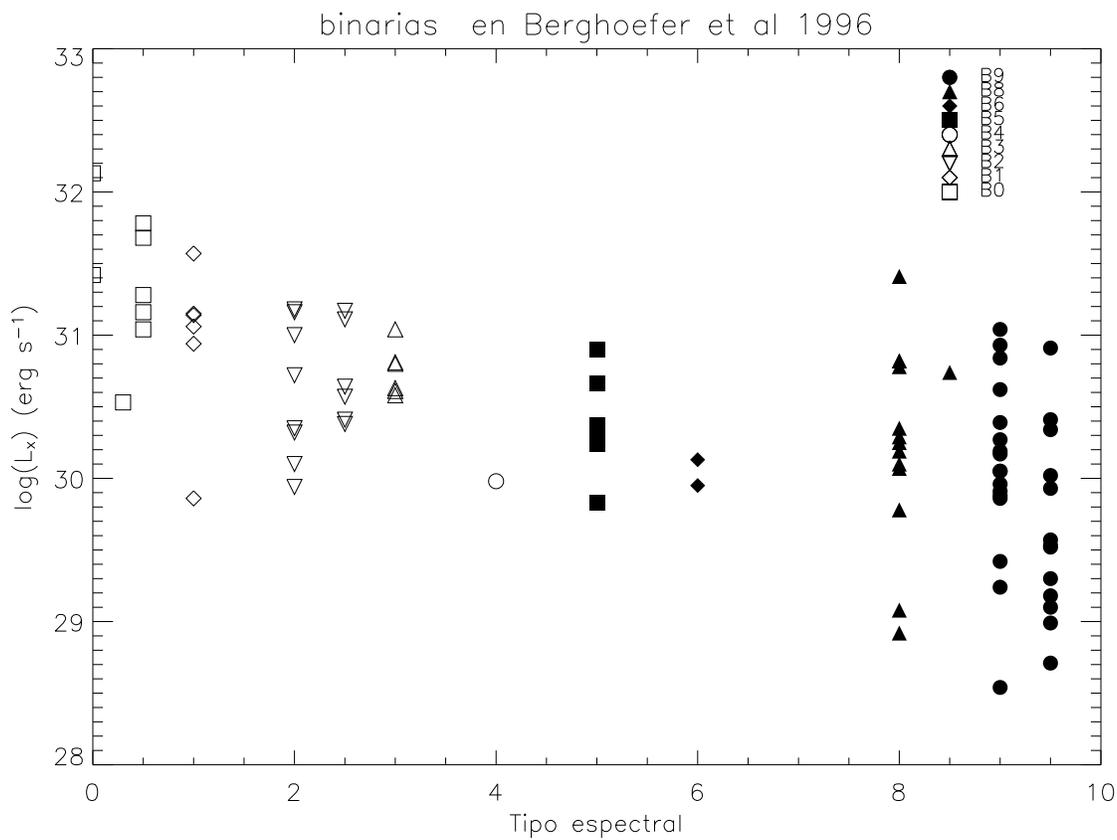


Figura 3.11 La luminosidad de rayos-X como función del tipo espectral.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

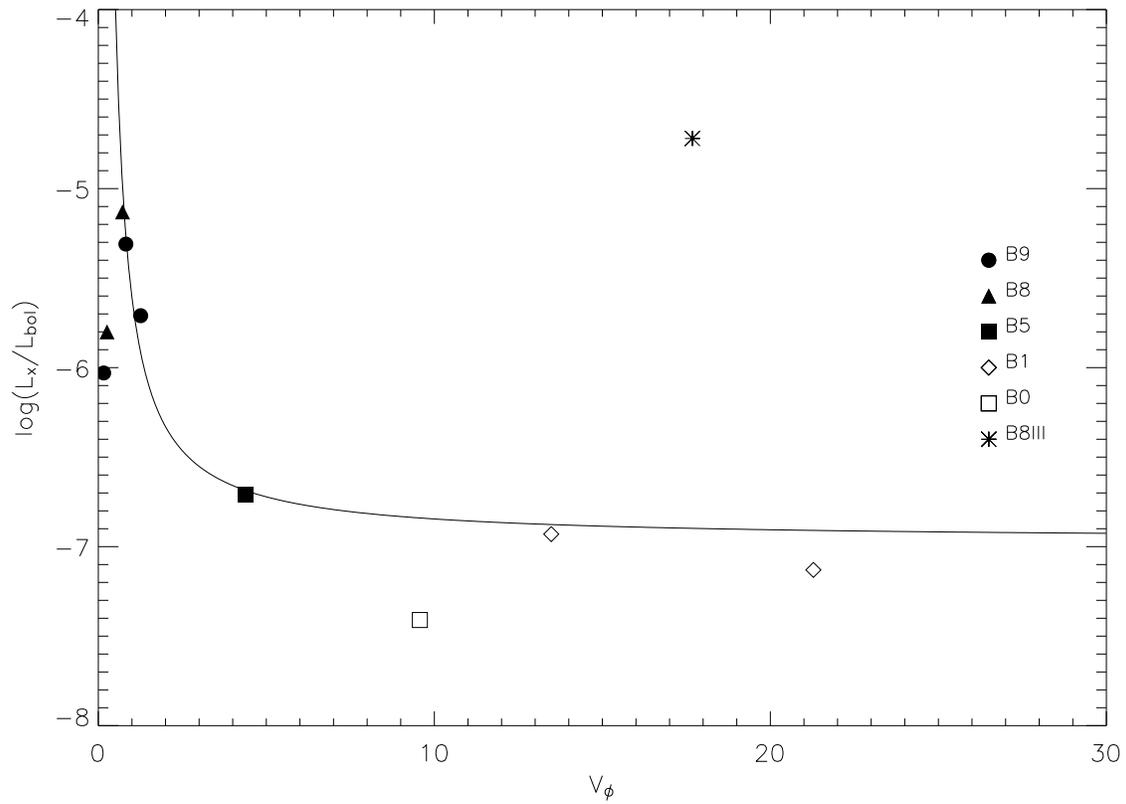


Figura 3.12 $\log(L_x/L_{bol})$ vs. Velocidad azimutal con el ajuste de la función $\frac{a}{x^2} + \frac{b}{x} + c$ a los datos, excepto a la estrella B8III.

CAPÍTULO 3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X)$ Y ROTACIÓN ASÍNCRONA
3.3. RELACIÓN ENTRE $\text{LOG}(L_X/L_{BOL})$ Y V'_ϕ

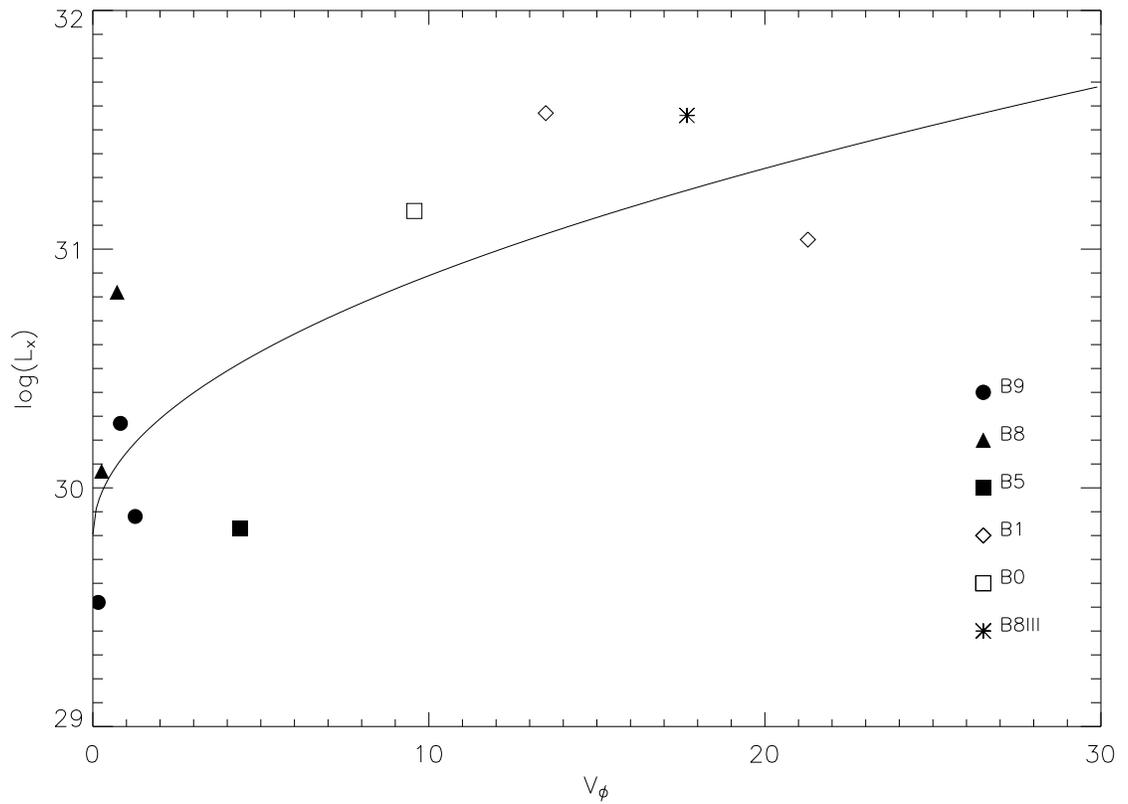


Figura 3.13 $\log(L_x)$ vs. Velocidad azimutal con el ajuste de la función $a * \sqrt{x} + b$ a todos los datos.

Capítulo 4

Conclusiones

- 1) Se elaboró un catálogo de 46 objetos con los P , e , $V \sin i$, β , R_* y una segunda tabla con parámetros incompletos para trabajo futuro.
- 2) Encontramos una gran deficiencia de estrellas de los tipos espectrales B3-B7 entre los sistemas binarios fuentes de Rayos-X de la muestra, la cual se encuentra poblada principalmente por los tipos espectrales B0-3 y B8-B9. Entre las estrellas aisladas fuentes de Rayos-X seleccionadas de la misma manera que nuestras binarias no se encuentra esta característica.
- 3) Se encuentra que los ajustes hechos entre los radios de estrellas aisladas y estrellas binarias del catálogo de Pasinetti-Francassini et al. (2001), no son muy diferentes, por lo que el comportamiento es muy parecido.
- 4) Se encuentra una ramificación en las gráficas de $\log(L_x/L_{bol})$ y $V \sin(i)$ en el sentido de que las estrellas binarias B8-B9 tienen en promedio un mayor valor de $\log(L_x/L_{bol})$ para la misma $V \sin i$ que las binarias B0-B1. Sin embargo, esta ramificación no se presenta en la gráfica de $\log(L_x)$ y $V \sin i$, lo cual implica que la ramificación se debe al valor proporcionalmente más grande de L_{bol} de las estrellas B0-B1 comparado con el de las estrellas B8-B9.
- 5) No es posible constatar la existencia o no de una correlación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y β debido a las incertidumbres en los valores de β que deducimos. Estas incertidumbres provienen principalmente de las incertidumbres en los radios y $V \sin(i)$. Así mismo, a pesar del gran número de sistemas para los cuales se conocen con cierta precisión los valores de P , e , $V \sin i$, i , R , $\log(L_x/L_{bol})$ es muy limitada la muestra que se utiliza para el análisis. Sólo algunos de los sistemas resultaron útiles ya que una gran parte de los

sistemas tienen grandes excentricidades y períodos muy largos. Por lo tanto es imprescindible ampliar la muestra de sistemas para poder determinar si existe o no una correlación entre $\log(L_x/L_{bol})$ y β .

6) Se encuentra evidencia a favor de una correlación entre $\log(L_x)$ vs. $V_{\phi'}$ en el sentido que aquellos sistemas para los cuales el modelo predice valores grandes de $V_{\phi'}$, tienen valores grandes de $\log(L_x)$. Esto implica una posible conexión entre las oscilaciones inducidas por rotación asincrona y la emisión de Rayos-X.

Bibliografía

- [1] Abt, H.A., Gomez, A.E., & Levy, S.G. 1990, ApJS 74, 551. (AGL90)
- [2] Abt, H.A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, ApJ 573, 359. (ALG02)
- [3] Abt, H.A., & Morrell, N. (1995) ApJSS 99, 135. (AM95)
- [4] Balona, L. A. & Cuypers, J., 1993, MNRAS, 261, 1B.
- [5] Bernacca P.L. & Perinotto M., A catalogue of stellar rotational velocities, Contr. Oss. Astrof. Padova in Asiago, 239 (1970) (BP70)
- [6] Bernacca P.L. & Perinotto M., A catalogue of stellar rotational velocities. III. Stars with peculiar spectrum, Contr. Oss. Astrof. Padova in Asiago, 250, 1 (1971) (BP71)
- [7] Bernacca P.L., A catalogue of stellar rotational velocities. IV. Evolved stars, Contr. Oss. Astrof. Padova in Asiago, 294, 1 (1973) (B73)
- [8] Batten, A.H., Fletcher, J.M., & MacCarthy, D.G. 1989, Eighth Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems (Publ. Dom Astrophys. Obs. Victoria 17; Victoria:DOA). (BFM89)
- [9] Barba, Rodolfo H.; Niemela, Virpi S.; Baume, Gustavo; Vazquez, R. A., 1995, ApJ, 446L, 23B.
- [10] Berghoefer, T.W., Schmitt, J.H.M.M., Cassinelli, J.P. 1996, A&AS 118, 481. (BSC96)
- [11] Canto, J.; Raga, A. C.; Wilkin, F. P., 1996, ApJ, 469, 729C
- [12] Carroll, B.W., & Ostlie, D.A. 1996, *Modern Astrophysics*, Addison-Wesley Pub. Company, Inc., pp. A-13 (CO96)
- [13] Cassinelli, J. P., 1979, Ann. Rev. Astr. Ap., 16, 371
- [14] Castor J. I., Abbott D. C., Klein, R. I, 1975, ApJ, 195, 157. (CAK75)
- [15] Cervantes, F., Tesis de maestria, 2001 (C01)
- [16] Chandrasekhar S., Lebovitz N.R, 1963, ApJ 138, 185. (CL63)
- [17] Cherepashchuk A. M., 1976, Soviet Astronomy Letters, 2, 138-139.

- [18] Chlebowski, T.; Harnden, F. R., Jr.; Sciortino, S., 1989, *ApJ*, 341, 427.
- [19] Conti, P. S. 1978, *Ann. Rev. Astr. Ap.*, 18, 428.
- [20] Cooper, R. G., 1994, PhD Dissertation, Delaware Univ. Wilmington, DE United States, 22C
- [21] Crowther, P.M. & Dessart, L. 1998, *MNRAS* 296, 622. (CD98)
- [22] Denis J, 1972, *A & A*, 20, 151. (D72)
- [23] Gies, D. 2002, in *IAU Symposium # 212*, (eds.) van der Hucht K, Herrero A., and César E. Herrero & Esteban (ed.),
- [24] Feldmeier, A., 1995, *A&A*, 299, 523F
- [25] Giuricin et al. 1984a, *A&A* 131, 152 (G84a)
- [26] Giuricin et al. 1984b, *A&A* 135, 393 (G84b)
- [27] Glebocki R., Gnacinski P., Stawikowski A., 2000, *Acta Astron.*, 50, 509. (GGS00)
- [28] Harnden, F. R., Jr.; Golub, L.; Rosner, R.; Seward, F.; Topka, K.; Vaiana, G. S., 1979, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 12, 775
- [29] Haro, S., Juárez, J.A., Koenigsberger, G. 2004, in *Stellar Rotation, Proceedings of IAU Symposium #215*, (eds.) Maeder A. & Eenens, P., ASP-CS, San Francisco, p. 163.
- [30] Hilditch, Bell, 1987, *MNRAS* 229, 529. (HB87)
- [31] Hoffleit, D.; Jaschek, C., 1982, *The Bright Star Catalogue*, New Haven: Yale University Observatory (4th edition).
- [32] Hut, P. 1980, *A&A*, 92, 167.
- [33] Hut, P. 1981, *A&A*, 99, 126.
- [34] Kraft, R. P. 1967a, *Ap.J*, 150, 551.

- [35] Koch, R. H., Olson, E. C., and Yoss, K.M. 1965, *Ap.J.*, 141,955. (KOY65)
- [36] Koenigsberger, G, Moreno, E, 2002, in *Proceedings of the International Conference held in Puerto Vallarta, México, Astrophysics and Space Science Library*, vol 274, 135-138
- [37] Koenigsberger, G; Moreno, E; Cervantes, F,2002, *Interacting Winds from Massive Stars. ASP Conference Proceedings, Vol. 260.* Edited by Anthony F. J. Moffat and Nicole St-Louis. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2002., p.507.
- [38] Koenigsberger, Gloria; Moreno, Edmundo; Cervantes, Fausto, 2003, in *A Massive Star Odyssey: From Main Sequence to Supernova, Proceedings of IAU Symposium #212, held 24-28 June 2001 in Lanzarote, Canary island, Spain.* Edited by Karel van der Hucht, Artemio Herrero, and Esteban, César. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2003., p.101
- [39] Koenigsberger, G. 2004, *IAU Symp. in Stellar Rotation, Proceedings of IAU Symposium #215, (eds.) Maeder A. & Eenens, P., ASP-CS, San Francisco, p. 156. ASP-CS, San Francisco,p. 101.*
- [40] Kudritzki, R.P. 1992, *A&A* 266, 395. (K92)
- [41] Lamers, H. J. G. L. M.; 1981, *ApJ*, 245, 593.
- [42] Lamers, H. J. G. L. M.; Snow, T. P.; Lindholm, D. M., 1995, *ApJ*, 455,269
- [43] Levato, H. 1974, *Astr. and Ap.*, 35, 259 (L74)
- [44] Levato, H. 1975, *Astr. and Ap. Suppl.* 11,119. (L75)
- [45] Levato, H. 1976, *ApJ* 203, 680. (L76)
- [46] Linsky, J. L; 1980, in *Cool Stars, Stellar System and the sun*, ed. A. K Dupree (Smithsonian Astrophys. Obs. Special Rept, No. 389), 217
- [47] Long, K. S.; White, R. L., 1980, *ApJ*, 239, 65.
- [48] Lucy L.B. & Solomon P.M, 1970, *ApJ*, 159, 879. (LS70)

- [49] Lucy L.B. & White R.L., 1980, ApJ, 241, 300. (LW80)
- [50] Massa D., Shore, S.S., Wynne D. 1992, A&A 264, 169. (MSW92)
- [51] Massey, P. M., Parker, J.W., & Garmany, C. 1989, AJ, 98, 1305. (MPG89)
- [52] Massey, P.M., Penny, L.R., & Vukovich, J. 2002 ApJ, 565, 982. (MPV02)
- [53] Moreno, E., Koenigsberger, G. y Toledano, O., 2005, A&A, 437,641
- [54] Olson, E.C., 1968 , Pub. A.S.P.80, 185. (O68)
- [55] Orlov, V. V. and Petrova, A. V., 2000, Astronomy Letters, 26, 4.
- [56] Owocki, S. P., Castor, J. L., Rybicki, G. B. 1998, ApJ, 335,914.
- [57] Owocki, S. P., 1998, in Cyclical Variability in Stellar Winds, Proceedings of the ESO Workshop. (O98)
- [58] Pallavicini, R.; Golub, L.; Rosner, R.; Vaiana, G. S.; Ayres, T.; Linsky, J. L., 1981, ApJ, 248, 279.
- [59] Pan K., Tan, H. & Wang, X. 1994, Chin. Astron. Astrophys. 18, 415. (PW94)
- [60] Parker, E.N. 1979, Cosmical Magnetic Fields (Oxford: Clarendon Press).
- [61] Pasinetti-Francassini L. E., Pastori, L., Covino S. and Pozzi A., 2001, A&A, 367, 521-524.
- [62] Plaut, L. 1959, Pub. A.S.P., 71, 167. (P59)
- [63] Plavec, M. 1970, in Stellar Rotation, ed. A. Slettebak. (P70) (Dordrecht: Reidel), p. 133.
- [64] Prinja R. K., Massa D., Fullerton A. W., Howarth I. D., Pontefract M., 1997, A & A, 318, 157. (PMFHP97)
- [65] Prilutskii, O. F.; Usov, V. V.,1976,Soviet Astronomy,20,2.
- [66] Pollock, A. M. T. 1987, A&A 171,135

- [67] Raga, A. C., Cantó, J., 1996, MNRAS, 280, 567.
- [68] Robe H, 1969, MSRSL, 18, 1. (R69)
- [69] Rosendhal, J. D. 1970, ApJ, 159, 107.
- [70] Skumanich, A., 1972, ApJ, 171, 565.
- [71] Shajn and Struve, M. N., 89, 222, 1929
- [72] Schmitdt-Kaler, Th., 1982, "Physical Parameters of the Stars", Springer-Verlag, Berlin. (S82)
- [73] Slettebak, A., 1949, ApJ, 109, 547. (S49)
- [74] Slettebak, A. and Howard, R. F. 1955, Astrophys. J. 121, 102. (SH55)
- [75] Slettebak, A., 1976, in Be and Shell Stars, IAU Symposium no. 70 (Merrill-McLaughlin Memorial Symposium) held at Bass River, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975. Edited by Arne Slettebak. International Astronomical Union. Symposium no. 70, Dordrecht, Holland; Boston: D. Reidel Pub. Co., p.123
- [76] Stothers, R., 1973, Pub. A.S.P., 85, 363. (S73)
- [77] Tassoul J. L. 1978, Theory of Rotating Stars (Princeton: Princeton University Press)
- [78] Tassoul M., Tassoul J. L. 1967, ApJ, 150, 213. (TT67)
- [79] Toledano in press
- [80] Thomas, R. N. 1981, in the Stellar Atmosphere, NASA-CNRS Monograph on nonthermal Structure of the Solar and Stellar Atmospheres.
- [81] Tokovinin, A. A., 1997, A&AS, 124, 75T.
- [82] Uesugi, A. and Fukuda, I. 1982, Revised Catalog of Rotational Velocities Department of Astronomy, Kyoto Univ., Japan. (UF82)
- [83] Vaiana, G. S.; 1980b, in Cool Stars, Stellar System and the sun, ed. A. K Dupree (Smithsonian Astrophys. Obs. Special Rept, No. 389), 195

- [84] Vaiana, G. S.; Cassinelli, J. P.; Fabbiano, G.; Giacconi, R.; Golub, L.; Gorenstein, P.; Haisch, B. M.; Harnden, F. R., Jr.; Johnson, H. M.; Linsky, J. L.; Maxson, C. W.; Mewe, R.; Rosner, R.; Seward, F.; Topka, K.; Zwaan, C., 1981, *ApJ*, 245, 163.
- [85] Vaiana, G. S. and Rosner, R., 1978, *Ann, Rev, Astr. Ap.*, 16, 393.
- [86] Vardya, M. S, 1985, *ApJ*, 299, 255-264.
- [87] Walter, F. M., Charles, P. and Bowyer, S. 1980, in *Cool stars, Stellar Systems, and the Sun*, ed. A. K. Dupree (Smithsonian Astrophys. Obs. Special Rept. No. 389), p35
- [88] Westgate, Ch. 1933, *ApJ*,77, 141.
- [89] Westgate, Ch. 1933, *ApJ*,78, 46.
- [90] Westgate, Ch. 1934, *ApJ*,79, 357.
- [91] Wilson, O. C., 1966, *ApJ*, 144, 695.
- [92] Zahn, J.-P. 1989, *A&A* 220, 11.
- [93] Zwaan, C. 1977, in *The Sun, A tool for Stellar System*, ed. B. Caccin and M Rigutti (Erice Summer School), 525.