



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA- ENSENADA

Estudio de pre-variables cataclísmicas con largos periodos orbitales

PARA OPTAR POR EL GRADO DE
DOCTOR EN CIENCIAS ASTROFÍSICA

Presentada por:

Diego Hernando González Buitrago

Director de tesis:

Dr. Gagik Tovmasian Asmarian

Instituto de Astronomía

Baja California - México

Agosto

2015



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



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
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

**Estudio de pre-variables cataclísmicas con largos
periodos orbitales**

PRESENTADA POR:
DIEGO HERNANDO GONZÁLEZ BUITRAGO

DIRECTOR (DE TESIS):
DR. GAGIK TOVMASIAN ASMARIAN

2015

Baja California
México

TESIS REVISADA Y APROBADA POR:

DR. GAGIK TOVMASIAN ASMARIAN
IA UNAM -ENSENADA

DR. SERGUEY ZHARIKOV LEBEDEVA
IA UNAM-ENSENADA

DR. JUAN MANUEL ECHEVARRÍA ROMÁN
IA UNAM-CU

DR. RONALD MENNICKENT
UNIVERSIDAD DE CONCEPCIÓN-CHILE

DR. RAÚL MICHEL MURILLO
IA UNAM-ENSENADA

DR. LESTER FOX MACHADO
IA UNAM-ENSENADA

Agradecimientos

Doy gracias al Dr. Gagik Tovmasian Asmarian mi amigo, tutor y guía durante mi trabajo de tesis doctoral, ya que este trabajo no habría sido posible sin su apoyo y estímulo durante todo este tiempo. También doy gracias al Dr. Serguey Zharikov por tener siempre las puertas abiertas para mis dudas, inquietudes, apoyo educativo y amistad. A cada uno de mis profesores del IA-UNAM sede Ensenada durante mi maestría y doctorado les doy las gracias por tener la paciencia y dedicación para brindarme los conocimientos que me ayudaron a crecer profesionalmente. A los sínodos Dr. Juan Echevarría, Dr. Lester Fox, Dr. Raúl Michel y al Dr. Ronald Mennickent por dedicar parte de su tiempo en la revisión, corrección y consejos para mejorar en la presentación de este trabajo. A todo el personal de IA-UNAM por su amistad, apoyo y palabras de aliento para continuar con mis estudios. Al personal del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, y a los observatorios PROMPT y SWIFT, por prestarme los instrumentos para realizar las observaciones que me permitieron realizar con éxito mi trabajo de tesis doctoral, así como otros trabajos de investigación. Al CONACYT por brindarme becas de maestría y doctorado ya que sin ellas no hubiese sido posible continuar con mis estudios. Doy gracias a mis padres, Pompilio González y Matilde Buitrago, por apoyarme siempre en mis decisiones y por estar presente en los buenos y malos momentos con sus oraciones y sonrisas que me brindan en cada segundo. Doy un especial agradecimiento a la Dra. Ma. Teresa García Díaz quien ha sido un gran bastón, guía y compañera durante estos cinco años, regalándome momentos felices y ánimos para continuar y dedico este trabajo a mi hijo Diego Hernando González García que, a partir del 16 de abril del 2014, ha sido mi motor para no desvanecer ni un segundo y para culminar este trabajo y me alienta a continuar con una carrera productiva que nos llene de orgullo a ambos.

Resumen

Las variables cataclísmicas (VCs) son el resultado de una amplia gama de binarias que han evolucionado dentro de una estructura de envoltente común, donde el resultado de dicha evolución es una enana blanca y una estrella de secuencia principal con una separación de pocos radios solares. La distancia entre las dos estrellas disminuye significativamente a causa de la pérdida de masa que sufre el sistema mediante los vientos estelares y la expulsión de la envoltente común que lleva consigo momento angular. De acuerdo al modelo canónico de las VCs son binarias interactuantes compuestas por una enana blanca que acreta material de una estrella tardía de secuencia principal que ha llenado su lóbulo de Roche y transfiere material a través del punto de Lagrange L_1 . Dependiendo de la intensidad del campo magnético de la enana blanca, el proceso de acreción se lleva a cabo mediante dos métodos lo cual divide a estos sistemas en dos clases: las no polares, donde el campo magnético de la enana blanca es tan débil que afecta de manera importante al sistema, por tanto el material proveniente de la estrella secundaria cae en espiral sobre la superficie de la enana blanca formando un disco de acreción alrededor de la zona ecuatorial de dicha estrella. Mientras que si la enana blanca tiene un fuerte campo magnético, mayor a 1 MG , este alterará la formación del disco de acreción, en este caso el material proveniente de la estrella compañera será capturado por las líneas del campo magnético redireccionándolo hacia los polos de la enana blanca cayendo en caída libre sobre su superficie produciendo emisión de rayos-x. A estos sistemas se les denomina polares. La pérdida de masa del sistema mediante la transferencia de masa y los vientos estelares de la donante se lleva consigo momento angular del sistema haciendo que las dos estrellas se acerquen y por ende se acorte su periodo orbital, manteniendo así que las dos estrellas estén en contacto mediante la transferencia de masa, repitiendo el proceso una y otra vez. Debido a este proceso cíclico los sistemas evolucionarán de periodos largos (~ 12 horas) a periodos cortos (~ 80 minutos), creando una distri-

bución de periodo orbital que describe el proceso evolutivo de este tipo de sistemas. Los agentes conductores de la pérdida de momento angular son el frenado magnético, que predomina en VCs con periodos mayores a 3 horas, mientras que la radiación gravitacional es la principal conductora de la pérdida de material en los sistema con periodos menores a 3 horas.

La distribución del periodo orbital (DPO) de las variables cataclísmicas describe muy bien el proceso de evolución de estos sistemas. Destaca tres características principales: un fuerte corte de sistemas alrededor de 80 minutos, una escasez de sistemas en la región de 2 a 3 horas conocido como el gap del periodo y un número cada vez menor de sistemas con largos periodos orbitales. La DPO también nos muestra que la mayoría de variables cataclísmicas con disco de acreción tiene periodos orbitales entre 2 - 12 horas, mientras que las polares se confinan entre la región de 2 y 8 horas. Las VCs que tienen largos periodos orbitales siempre presentan desafíos para su explicación: en el caso de sistemas no-magnéticos con periodos mayores a 12 horas la secundaria tiene que ser evolucionada para llenar su lóbulo de Roche, y en el caso de los sistemas magnéticos, además debe tener un campo magnético significativo para lograr la sincronización del sistema mediante el acoplamiento magnético de la enana blanca.

En la última década se ha venido estudiando un grupo de sistemas binarios que consisten en una enana blanca magnética y una estrella tardía tipo-M con periodos orbitales que oscilan entre 2 y 4 horas. En la actualidad su naturaleza todavía es debatible. Sin embargo, la mayoría de los investigadores están inclinados a pensar que en dichas binarias la estrella M no logra a llenar su lóbulo de Roche, pero el fuerte campo magnético de la enana blanca captura su viento estelar y lo dirige hacia sus polos (Schwope et al. 2006)[153], Schmidt et al. 2005[146]), teniendo una tasa de acreción del orden de $10^{-13}M_{\odot}$ por año. Estos sistemas muestran espectros y comportamientos diferentes a una VC normal o polar. A estos sistemas se les ha llamado pre-polares (Ferrario et al. 2015[42]).

En esta tesis presentamos los resultados del estudio de un par de sistemas binarios de largo periodo orbital con periodos mayores a 12. Hemos identificamos que tienen ciertas características de VCs pero también demostramos que probablemente son binarias separadas. Estos sistemas están compuestos por una enana blanca magnética y una estrella tipo-*K* temprana ligeramente evolucionada, también magnética y con una actividad cromosférica y por tanto con vientos estelares significativos. La estrella-

K no llena su lóbulo de Roche pero debido al acoplamiento de los campos magnéticos de las componentes, la enana blanca es capaz de acretar una gran fracción de la masa perdida por la estrella donante dirigiendo dicho material hacia sus polos. Estos sistemas binarios son similares a las binarias pre-polares de periodos cortos, pero con estrellas más masivas capaces de evolucionar en el tiempo de Hubble.

En este trabajo doctoral presentamos observaciones espectroscópicas y fotométricas de un estudio multi-longitud de onda desde rayos-x hasta el ultravioleta de los objetos V1082 Sgr y V479 And junto con la revisión y comparación de otro objeto con características similares. Además damos una nueva discusión de sus propiedades y proponemos un modelo cualitativo de su comportamiento y clasificación. A final brevemente discutimos posibles trayectorias de la evolución de estos objetos.

Índice general

Agradecimientos	4
Resumen	5
1. Introducción	11
1.1. Estrellas binarias interactuantes	13
1.2. Evolución de las estrellas binarias interactuantes	13
1.2.1. La envoltente común	13
1.2.2. Post-Envoltente común	14
1.3. Las Variables Cataclísmicas	15
1.4. El zoológico de las VCs	17
1.5. Variables cataclísmicas magnéticas	21
1.5.1. Pre-polares	22
1.6. Geometría de Roche	24
1.7. Transferencia de Masa	27
2. Evolución de las VCs	29
2.1. El frenado magnético interrumpido	30
2.2. Evolución de las polares	33
2.2.1. Reduccion del frenado magnético	37
2.3. Características espectrales de las VCs	38
2.3.1. Espectro de la enana blanca	39
2.3.2. Espectro de la estrella secundaria	39
2.3.3. El espectro del disco de acreción	39
3. Observaciones y Reducción de Datos	42
3.1. Datos ópticos	43

3.1.1. Instrumentos	43
3.1.2. Fotometría	45
3.1.3. Espectroscopía	46
3.2. Reducción de los datos ópticos	47
3.3. Rayos-X y UV	54
3.3.1. El telescopio Swift	54
3.3.2. El telescopio SUZAKU	56
3.4. Reducción de datos de rayos-x	59
4. V1082 Sgr y V479 And, VCs con un largo periodo orbital	64
4.1. Historia	64
4.2. Método de análisis de series de tiempo para la medición del periodo orbital	66
4.2.1. Características espectrales	68
4.2.2. Medición del periodo orbital mediante el análisis de los datos espectroscópicos	68
4.3. El periodo orbital	73
5. Características espectroscópicas y fotométricas	80
5.1. Clasificación espectrales	80
5.2. Características Fotométricas	87
5.3. Estimación de la distancia	92
5.4. Distribución de Energía Espectral	94
5.5. Espectro de rayos-x	99
6. V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni, con características similares	106
6.1. Introduccion	106
6.2. Similitudes entre V1082 Sgr, V479 And y EY Cyg	110
6.3. Interpretación	114
6.4. Discusiones	118
7. Conclusiones, trabajo futuro y adicional	123
7.1. Conclusiones	123
7.2. Trabajo Futuro	126
7.3. Trabajo Adicional	126

A. Técnicas aplicadas en esta tesis	129
A.1. Mediciones de la Velocidad Radial	129
A.1.1. Ajuste de una función al perfil de línea	130
A.1.2. Velocidades mediante cross-correlation	131
A.2. RVSAO un paquete de velocidades radiales de IRAF	133
B. Metodos de análisis de series de tiempo	134
B.1. La transformada de Fourier Discreta	134
B.2. El algoritmo CLEAN	135
B.3. Metodo de ajuste de minimos cuadrados	136
B.3.1. Metodo de Barning's	137
B.3.2. Metodo de Schoneich Lange's	137
B.4. El periodograma Lomb-Scargle	137
C. Pérdida de momento angular en VCs-magnéticas	139
D. EY Cygni	142

Índice de figuras

1.1.	En el panel izquierdo (a); se muestra una VC con una campo magnético muy débil o no magnética. Aquí se forma un disco de acreción alrededor de la enana blanca y la corriente que impacta al disco ya formado genera el punto brillante. En el panel derecho (b); se muestra una VC con un fuerte campo magnético, la cual inhibe la formación del disco de acreción, en contraste a esto la corriente se canaliza hacia los polos de la enana blanca.	16
1.2.	En el panel superior se muestra la distribución de todas las VCs conocidas dada por Ritter & Kolb (2003)[126], con un rango de periodos orbitales de ~ 1 hora a ~ 1 día. Las características notables en la distribución de periodos son: el periodo gap (línea punteada), un corte a ~ 80 minutos y un número cada vez menor de sistemas de largo periodo orbital. Los cuatro paneles inferiores ilustran las clases de VCs y su distribución de periodos orbitales.	18
1.3.	En la grafica se muestran los espectros ópticos de tres pre-polares que fueron descubiertas por SDSS, donde podemos ver prominentes hump cerca de 4300\AA y 7500\AA ., los espectros inferiores en cada panel corresponden al mismo espectro de las pre-polares pero se les ha restado una estrella estándar tipo $M3V$	25
1.4.	La gráfica muestra la superficie 3D proyectada en un plano 2D de la geometría de Roche. Allí podemos ver los puntos de Lagrange L_1 a L_5 para un sistemas binario con $\sim q = 0.2$. Los lóbulos de Roche de las estrellas se dibujan con la líneas más gruesas en la parte interna del dibujo. Representan las superficies equipotenciales que hacen contacto en el punto interno de Lagrange L_1	26
2.1.	La figura muestra la evolución de la tasa de transferencia de masa (línea solida) y el periodo orbital (línea punteada) de una VC, de acuerdo con el modelo de frenado magnético interrumpido. En un periodo de $P_{orb} \geq 3h$, el frenado magnético conduce de manera eficiente la transferencia de masa con una tasa de $\sim 10^{-9} - 10^{-8} M_{\odot} yr^{-1}$. A un periodo de $P_{orb} \leq 2h$, la tasa de transferencia de masa es mucho más baja $\sim 10^{-11} - 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$ la cual es causada por la radiación gravitacional. En el rango de periodos de 2 - 3 h, la transferencia de masa se apaga completamente. La gráfica fue tomada de Howell et al. (1997)[60]	32

2.2.	Panel superior: Muestra la distribución de periodos orbitales de las VCs conocidas con $P_{orb} < 2h$. Panel de en medio: Muestra la traza evolutiva de las VCs bajo la influencia de la perdida de momento angular a través de la radiación gravitacional. Los sistemas llegan a un periodo mínimo de ~ 65 minutos y nuevamente regresan hacia periodos largos. Panel inferior: Predice la distribución de VCs siguiendo la traza evolutiva del panel de en medio y muestra un pico en el periodo mínimo que esta ausente en la distribución observada. Tomada de Barker & Kolb (2003)[6]	34
2.3.	En la figura del panel izquierdo se muestra las líneas de campo en una sección transversal para una estrella secundaria con un campo dipolar. En el panel de en medio se muestra las líneas de campo del campo resultante de dos dipolos estelares. La estrella secundaria tiene un campo superficial de $0.014T$ y un radio de separación de 0.37. La primaria tiene un campo superficial de $5000T$ con un radio de separación de 0.01. Los dipolos están en la posición de equilibrio inestable considerado por Wickramasinghe, Li & Wu (1996) con dipolos anti-paralelos.	38
2.4.	Esquema de el espectro de una VC que se compone de una enana blanca caliente, una estrella donante fria y un disco de acreción. Las etiquetas UBVR e I muestran la región del espectro en las diferentes bandas de Johnson. La línea punteada es una aproximación del espectro del disco que es la suma de las radiaciones de cuerpo negro de diferentes temperaturas entre el interior y exterior del disco.	40
3.1.	La gráfica muestra la fuente y las áreas tomadas tanto para el background en rojo, como para la fuente en azul.	61
4.1.	Panel Derecho: Se muestra el espectro de V1082 Sgr observado en estado alto (color negro) con fuertes líneas de emisión , estado medio (color gris) donde la intensidad de las líneas ha disminuido y finalmente en estado bajo (color negro claro), donde las líneas de emisión desaparecen por completo. En el panel Izquierdo se muestra el espectro de V479 And con un zoom que resalta las líneas de absorción en el rango de 5050 a 5850 Å.	69
4.2.	En la figura se muestran los ajustes de los perfiles Gaussiano y Lorentziano realizados al perfil de l'ínea tanto de $H\beta$ como de $HeII$, como se puede observar el perfil Gausiano no ajusta muy bien en el perfil de línea especialmente en las alas de dicha línea. Mientras que el perfil Lorentziano se ajusta muy bien, tomando en cuenta las alas de las líneas de emisión.	70
4.3.	En la figura se muestran los ajustes de los perfiles Gaussiano y Lorentziano realizados al perfil de l'ínea tanto de $H\beta$ como de $HeII$, como se puede observar el perfil Gausiano no ajusta muy bien en el perfil de línea especialmente en las alas de dicha línea. Mientras que el perfil Lorentziano se ajusta muy bien, tomando en cuenta las alas de las líneas de emisión.	72

4.4.	En la figura se muestran los resultados obtenidos de las mediciones del corrimiento Doppler de las líneas espectrales utilizando diferentes métodos, doble-Gaussiana (color negro) para las líneas de absorción, perfil Gaussiano (color verde) y el perfil Lorentziano (color azul) ajustados a la línea de emisión $H\beta$	73
4.5.	Los paneles superiores de la figura muestra los espectro de potencias en un rango de frecuencia de 0 a $5 d^{-1}$ obtenidos mediante el análisis de Fourier de las velocidades radiales de la estrella secundaria realizado con los programas Period04 y CLEAN. Los paneles inferiores muestran los mismos resultados obtenidos con el análisis de Fourier en un rango de frecuencias más pequeño, donde se pueden observar un fuerte pico a $1.6832d^{-1}$ correspondiente a la frecuencia del periodo orbital de V479 And (panel izquierdo) y un fuerte pico a $1.1525d^{-1}$ reflejando la frecuencia del periodo de V1082 Sgr (panel derecho). La línea punteada corresponde a los resultados obtenidos con Period04, donde se pueden observar muchas frecuencias alias. Mientras que CLEAN (línea continua) elimina estas frecuencias alias y da preferencia al pico correspondiente a la periodicidad del sistema.	74
4.6.	La figura muestra las mediciones de las velocidades radiales obtenidas mediante cross-correlation realizado al as líneas de absorción y el ajuste de Lorentzianas a las líneas de emisión de $H\beta$ y HeII. En el panel izquierdo se muestran las VR de V479 And, Las velocidades radiales de $H\beta$ y HeII medidas con el metodo de doble Gaussiana son marcadas por los cuadros negros sólidos en el cuadro inferior y de en medio, Los cuadros abiertos en el cuadro de en medio muestran las mediciones realizadas a la línea de HeII con un ajuste Lorentziano y en el cuadro superior se muestra las mediciones de la VR de las líneas de absorción. En el panel derecho se muestran las VR de las líneas de V1082 Sgr, en los cuadros inferior y de en medio corresponden las VR realizadas con el ajuste Lorentziano tanto para $H\beta$ y HeII, el panel superior muestra las VR obtenidas de las mediciones del corrimiento Doppler de las líneas de absorción.	76
4.7.	La grafica muestra el diagrama $M_1 - M_2$ para el sisetma V479 And. Las líneas diagonales representan la diferente relación de masa. Nuestra mejor solución, consideramos que son las medidas de la línea de emisión de HeII que indica el mejor movimiento orbital de la estrella compacta con $q = 0.7$. Las mediciones de hidrogeno corresponde a $q = 0.54$. La curva punteada denota la inclinación orbital del sistema. El área sombreada corresponde al rango de masa de una estrella $K0$ de ZAMS de clase luminosidad IV.	78
4.8.	En la figura se muestra el esquema propuesto del comportamiento y origen de las líneas de emisión, la cual provienen del gas que que está en la línea que conecta las dos componentes del sistema y cerca del centro de masa.	79

5.1. Panel Derecho: se muestra el espectro de V479 And (negro) y las estrellas estándares. En el panel superior derecho se muestra el espectro de V479 And junto con la estrella K0 IV (línea roja, punteada), la cual fue escalada para ver la real contribución del flujo total de la estrella secundaria. La línea roja continua sobre la estrella K0 es un ajuste polinomial de alto orden realizado al espectro donde se excluyeron las fuertes líneas de absorción. En el panel inferior derecho, se muestra el residuo de V479 And menos la estrella estándar K0 IV, que está descrita por una ley de potencia que es graficada con una línea azul punteada. Esta ley de potencia se sumó con el ajuste realizado al espectro de la estrella secundaria y graficada en el panel superior con el objeto, para así ilustrar las coincidencias a través del continuo. Panel Izquierdo: En la figura se muestra un zoom de una porción del espectro de V479 And en los rangos de $\lambda 4220-4340\text{\AA}$ (panel inferior), y $\lambda 5100-5300\text{\AA}$ (panel superior). La línea gruesa negra corresponde al espectro de SPM, mientras que la línea punteada corresponde al espectro de SDSS. Las dos estrellas estándares se grafican en colores, en azul la estrella estándar G0 V y en rojo la estándar K0 IV. Los espectros de las estrellas estándares son escalados y sobre-lapados con el espectro de V479 And y graficados en cada intervalo del espectro. Los espectros obtenidos en SPM fueron combinados después de la corrección del movimiento orbital de la estrella secundaria con el objetivo de aumentar su señal a ruido

82

5.2. En la gráfica se muestra las características espectrales de V1082 Sgr, junto con estrellas de comparación de diferentes clases de luminosidad la cual fueron escaladas y sobrelapadas con referencia al espectro de V1082 Sgr. El espectro de color negro corresponde al espectro obtenido en OAN-SPM, el de color gris fue observado por Thorstensen. El espectro de color naranja pertenece a la estándar BSNS104, el de color azul oscuro corresponde a la estándar HD 197964 de clase espectral K2 IV. La profundidad de las líneas en la parte media del rango óptico se relacionaba mejor con HD197964, pero se desvía en el extremo rojo del espectro, la cual podría ser un problema de calibración de flujo.

85

- 5.3. En el panel superior izquierdo se muestra el espectro de V1082Sgr tanto en estado bajo (color verde) como en estado alto (color azul intenso), en color naranja corresponde al espectro de la estándar BSNS104 de tipo *K2 IV* y el espectro de color negro es el espectros residuales después de restar la estándar al espectro de V082Sgr en estado bajo. En el panel derecho superior se muestra el perfil de línea en estado alto y bajo. En estado alto (línea superior) las líneas son un poco simétricas, de un solo pico y relativamente angostas, pero en sus alas son un poco más anchas que un perfil Gaussiano. En estado bajo (línea inferior) solo se observa a $H\alpha$ con muy poca intensidad. En el panel inferior, se muestra el espectro residual entre el objeto y la estrella *K2IV-BSNS104* (color negro), donde podemos ver la línea de $H\alpha$, una pequeña línea de $H\beta$, $CaII$ probablemente la banda-*G*. El espectro de color gris es el residuo de un espectro tomado por Thorstensen, la cual tiene mayor resolución espectral pero no tiene una buena calibración en flujo, especialmente en la parte azul del espectro. 86
- 5.4. Los cuadros negros cerrados y abiertos en la figura muestran la curva de velocidad radial obtenida mediante las mediciones de las líneas de absorción. Los pentágonos corresponden a las mediciones de la velocidad radial de la línea de $H\alpha$ cuando V1082 Sgr se encuentra en estado bajo. 87
- 5.5. La figura muestra la curva de luz de V479 And en las bandas V & I. Los datos fueron doblados con el periodo orbital. Los diferentes símbolos corresponden a diferentes épocas, los números enteros del eje X en la parte superior corresponden al ciclo orbital en la cual se tomaron los datos, los decimales corresponden a la fase orbital. La magnitud del eje Y fue calibrada usando una estrella estándar en el campo del objeto. El panel inferior muestra la curva de luz de rayos-x doblada con el periodo orbital y la efemérides determinados a través de la espectroscopía. Los dos periodos fueron observados con Swift. Se observa un pico en el flujo alrededor de la fase 0.2, mientras parece verse un mínimo entre las fases 0.5 y 0.7. La curva de luz en el ultravioleta en los dos filtros (UVW1 cuadro azul y UVW2 triangulos rojos) presentados en el panel superior muestran un comportamiento similar al presentado en rayos-x, excepto que el máximo pico esta desplazado 0.2 fases orbitales al de rayos-x y alcanza el máximo a 0.4. En el panel inferior derecho se muestra la curva de luz tanto en rayos-x (parte superior) como en UV (parte inferior) de V1082Sgr, las letras W2, M2, U, W1 corresponden a los filtros con las que se realizaron las observaciones UV. 89

5.6. En el panel izquierdo se muestra el espectro de potencia obtenido del análisis de los datos de la curva de luz de V1082 Sgr de las observaciones realizadas con PROMT-Chile, donde se obtuvo un fuerte pico a una frecuencia de $0.035 d^{-1}$ correspondiente a un periodo de 28.33 d . El panel derecho muestra la curva de luz obtenida en estas observaciones. Las observaciones por noche son graficadas con puntos pequeños, los pentágonos corresponden al promedio de las observaciones de cada noche. La línea gris continua es la curva sinusoidal que muestra una posible periodicidad de $\sim 28,33$ días. 91

5.7. En la figura se muestra la SED tanto para V1082 Sgr como para V479 And que va del UV al IR (de derecha a izquierda). La SED del panel derecho corresponde al sistema V479 And donde los símbolos y colores corresponden a las observaciones realizadas con diferentes instrumentos, por ejemplo los cuadros son las mediciones del FUV y NUV del Galex, los triángulos son los datos obtenidos con UVOT-Swift, los círculos corresponden a las bandas *ugriz* del SDSS y las mediciones realizadas en OAN-SPM están marcadas con pentágonos. Las líneas roja continua y azul discontinua son los ajustes de cuerpo negro realizado a las observaciones, la cual corresponden a cuerpos negros con temperaturas de 5200 K , y 19000 K respectivamente. El cuerpo negro frío corresponde a la presencia de una estrella donante en el sistema binario y es representada por una estrella estándar tipo espectral K0 IV y G8 IV. La línea negra continua es la suma del espectro de K0 IV y el cuerpo negro de 19 000 K , la cual se ajusta muy bien a la mayoría de los datos observados. En el panel derecho se muestra la SED de V1082 Sgr donde todas las observaciones son marcadas con pentágonos de color negro, las del 2MASS, UVOT-Swift, la fotometría realizada con PROMT-Chile y los datos obtenidos en OAN-SPM. Los dos espectros a la mitad de la SED corresponden al estado bajo y alto. La línea amarilla es la estándar K3 IV. Las líneas cortadas corresponden a cuerpos negros, el de color rojo tiene una temperatura de 4800K, el azul tiene una temperatura de 17 000K y el violeta corresponden a un cuerpo negro de una temperatura de 30 000K. La línea gris es la suma de la estrella K3 IV y el cuerpo negro de 17 000 y la línea verde desvanecida y cortada corresponde a la diferencia en flujo entre los estados altos y bajos. 96

5.8. En la gráfica se muestran los espectros promedio extraídos de las observaciones de rayos-x tanto para V1082 Sgr (panel izquierdo) como para V479 And (panel derecho), la línea continua representa los ajustes realizado al espectro. El espectro de V1082 Sgr corresponde a las observaciones realizadas con XMM-Newton y Swift. El espectro de V479 And es el promedio de todas las observaciones realizadas con Swift. 100

- 5.9. En la figura se muestra la curva de luz de V1082 Sgr (panel izquierdo), obtenida con el telescopio espacial Swift. En el panel derecho se presentan los espectros extraídos de las observaciones realizadas en HJD2454700 y HJD 2456719 junto a sus ajustes correspondientes (línea continua color rojo-negro). Para este caso solo se extrajeron los espectros de las observaciones cuando el sistema estaba en estado bajo. 102
- 5.10. En la gráfica se muestran la curva de luz (panel izquierdo) y los espectros (panel derecho) de las tres visitas u observaciones realizadas a V479 And con el telescopio espacial Swift. Cada color de espectro corresponde al espectro extraído de cada visita individual donde podemos ver que el sistema presenta diferentes niveles de cuentas/s/keV correspondientes a diferentes luminosidades. Los ajustes realizados a cada espectro tiene su respectivo color, panel superior espectro+ajuste color negro, panel de en medio color rojo y panel inferior color verde. 103
- 6.1. En las figuras se muestra la distribución de sistemas binarios y sus periodos orbitales versus la clase espectral de la donante. Los puntos negros corresponden a VCs, los triángulos verdes son sistemas LMXB, los cuadros azules son sistemas RSCVn de corto periodo. El cuadro azul en panel izquierdo corresponde al sistema V479 And mientras que en el panel derecho los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni son marcados con grandes círculos rojos. La línea roja corresponden a estrellas donantes que han llenado su lóbulo de Roche, las líneas negras punteadas son trazas evolutivas que marcan las estrellas que están saliendo de ZAMS. Asumimos que en esta zona las estrellas donantes no han llenado su lóbulo de Roche y evolucionan como estrellas individuales. La línea azul en el panel izquierdo corresponden al periodo de bifurcación calculado para un sistema binario con una enana blanca de $0.6M_{\odot}$ y una secundaria entre $0.95-1.3M_{\odot}$. Las líneas punteadas-desvanecidas en el panel derecho corresponden a trazas evolutivas la cual fueron tomadas de Bertelli et al.(2008)[8] 108
- 6.2. En el panel izquierdo se muestra un ejemplo de un sistema binario compuesto por dos estrellas con campo magnéticos que entrelazan sus líneas magnéticas, la configuración dipolar de este sistema esta sugerida por King, Frank & Whitehurst (1990). En el panel derecho se presenta un diagrama que muestra las zonas muertas (dead zone) y las zonas de viento (wind zone) generado por la estructura del campo magnético de un sistema binario que entrelaza sus líneas magnéticas. 117
- 6.3. En la figura se muestra los requisitos para sincronizar el spin de la enana blanca con el periodo, en función de \mathbf{B} y la transferencia de masa. La línea gruesa y de rayas-puntos corresponden al límite de \mathbf{B} para sincronizar el sistema y para la formación de un disco de acreción. El área sombreada corresponde a la tasa de acreción de masa para V479 And. las líneas de rayas corresponden a las velocidades calculadas para la región de treading. 120

- A.1. La figura derecha muestra un breve ejemplo de un sistema binario, que rota respecto a un centro de masa. Donde A y B son las correspondientes objetos que componen el sistema. En el panel inferior vemos como al rotar el sistema, se van corriendo las líneas espectrales tanto al azul como al rojo y de esta manera formando la curva de velocidad radial. La imagen izquierda muestra las líneas espectrales del sistema corridas al azul y al rojo debido a la rotación del objeto binario. 130
- A.2. En la figura se muestra el perfil de línea realizado a $H\beta$ en el sistema V479 And. La línea punteada equivale a un ajuste senoidal, donde se ve claramente que la base de la línea es mas ancha que el perfil Gausiano 131
- C.1. En la figura *a* se ilustra la configuración de un sistema binario. Las dos flechas antiparalelas representan los momentos magnéticos de la enana blanca y una estrella-*M*. En la figura *b* es un esquema que muestra la zona muerta y la zona de viento de la estructura del campo magnético del sistema. 141
- D.1. En el panel derecho se muestra el espectro de potencia obtenido mediante la curva de velocidad radial de las líneas de absorción. En el panel izquierdo se muestran curvas de velocidades radiales tanto para las líneas de absorción como para $H\alpha$ dobladas con el periodo orbital 0.4593249 *d*. En la parte superior de la gráfica se muestra la curva de velocidad de las líneas de absorción del orcen 41, en el de en medio corresponden al del orden 42 y el inferior es la curva de RV de la línea de $H\alpha$ 144
- D.2. En el panel izquierdo de la figura parte superior se muestra el espectro de EY Cygni en baja resolución con estrellas estándares de comparación que van de una *K4–G8*. En el panel izquierdo se muestra el espectro de EY Cygni en un rango espectral de $\lambda 4200 - 4300\text{\AA}$ obtenido con el instrumento Echelle junto con estrellas de comparación de diferentes tipos espectrales. 145
- D.3. Panel izquierdo: se muestra las observaciones fotométricas realizadas a EY Cygni dobladas con el periodo orbital. En panel de en medio: se muestra las mediciones fotométricas realizadas en la temporada de Julio de 1999. En el panel derecho: se muestra la fotometría realizada en la temporada del 2005. cada smbolo corresponde a una noche diferente. Para mayor detalles de esta figuras y del sistema visitar Echevarría et al.(2007)[38]. 146

Índice de cuadros

3.1. Observaciones fotométricas de V479 And.	46
3.2. Observaciones polarimétricas de V479 And.	47
3.3. Observaciones fotométricas de V1082 Sgr.	48
3.4. Observaciones espectroscópicas de V479 And.	49
3.5. Observaciones espectroscópicas de V1082 Sgr.	50
3.6. Observaciones de rayos-x de V479 And y V1082 Sgr	60
4.1. Parámetros orbitales de la curva de velocidad radial.	77
5.1. Estrellas estandares.	83
5.2. Ajuste a espectros promedio de rayos-x.	101
5.3. Ajuste a los espectros individuales.	104
6.1. Parámetros característicos	111
D.1. Parámetros orbitales de la curva de VR de EY Cygni.	143

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas variables tienen una gran variedad de comportamientos en muchas escalas de tiempo, las cuales nos permiten realizar estudios detallados sobre la estructura, la física y el comportamiento de cada uno de estos sistemas. Un subconjunto de estas estrellas variables son el resultado de estrellas dobles, entre ellas están las variables cataclísmicas (VCs). Debido a su naturaleza interactuante, las VCs proporcionan un excelente laboratorio único que nos permite realizar estudios y análisis en todo el rango espectral desde rayos-x hasta radio; como el estudio de la física de discos de acreción incluyendo fenómenos viscosos y de marea que permiten estudiar la evolución de estrellas binarias en particular sus estudios tardíos que eventualmente desembocarían en supernovas. La posibilidad de estudiar la física del plasma en campos magnéticos muy fuertes de $\sim 10\text{-}200$ MG, que no se pueden crear en cualquier laboratorio terrestre. En la parte cosmológica son extremadamente interesantes, ya que están estrechamente relacionadas con las supernovas tipo Ia, la cual son producidas por la explosión violenta de la enana blanca que debido al acrecimiento de masa sobrepasa el límite de Chandrasekhar, utilizando estas explosiones como candelas estándares para medir distancias cosmológicas. Además las VCs pueden presentar muchos y diferentes fenómenos debido a sus dramáticos estallidos, las cuales se clasifican según sus propiedades físicas en; novas, novas recurrentes, novas enanas y novas-like. Estas propiedades físicas generalmente están bien entendidas o al menos en su mayoría.

A pesar del avance en el estudio de los estados evolutivos en variables cataclísmicas, algunas fases no son bien entendidas en la actualidad, como son la fase inicial de las VCs (donde nacen las VCs, después de salir de la fase de envoltente común)

la fase final (o muerte de las VCs) y una región intermedia de su fase evolutiva, cuando tiene un periodo comprendido entre 2 a 3 horas, llamado periodo 'gap'. Esto es debido a que no se conocían sistemas en estas regiones, ya que no existían los instrumentos adecuados para observar dichos sistemas que caen dentro de estas regiones, creando así los sesgos observacionales en la distribución evolutiva de las VCs y por tanto creando huecos en nuestro conocimiento acerca de las VCs.

En la actualidad contamos con nuevos estudios como los del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), ROSAT, Hamburg Quasar Survey, entre otros. Estos surveys han descubierto nuevos sistemas clasificados como variables cataclísmicas que caen dentro de los sesgos existentes en la distribución del periodo orbital, haciéndolas de gran importancia para poder entender las propiedades físicas y dinámicas de cada una de estos sistemas. Por ello nuestro interés es estudiar las nuevas VCs descubiertas por estos surveys, especialmente aquellas que tienen periodos mayores a 10 horas, ubicándolas en las fases tempranas de las VCs, ya que son muy pocos los sistemas conocidos en esta región. Y mediante su estudio obtener sus parámetros, tales como periodicidad, tipo espectrales de las componentes, masas y radios, que nos permitan conocer sus propiedades físicas y comportamiento.

Sabemos que la mejor característica (o problema) de estos objetos se trata de su individualidad. Tanto el comportamiento fotométrico como espectroscópico de las VCs es sustancialmente diferente de cualquier otro miembro de la misma categoría. Por tanto, es difícil dar una amplia descripción del comportamiento de cada categoría como un todo. Alternativamente, cada objeto individual debe estudiarse en gran detalle, realizar investigaciones observacionales en todo el rango del espectro, que abarquen un intervalo de tiempo tan grande como sea posible, así una sinopsis de varias investigaciones de diferentes objetos podría dar lugar de una característica típica de una clase, y de esta manera obtener una base de las diferencias observadas de los mecanismos físicos entre estos miembros de los sesgos existentes. Para continuar con este objetivo, hemos realizado un estudio observacional multi-longitud de onda y un análisis detallado de las VCs V479 And y V1082 Sgr, la cual están ubicadas en la fase inicial de la distribución de las VCs, con el fin de conocer, entender y comprender los parámetros físicos, su dinámica y evolución.

1.1. Estrellas binarias interactuantes

La mayoría de las estrellas de la galaxia como nuestro sol no existen solas, si no en grupos y muchos de ellos son sistemas binarios dinámicamente ligados. La mayoría de estos sistemas binarios tiene poca interacción durante su vida de secuencia principal, pero cuando llegan al final de la fase de secuencia principal sufren un cambio radical de una estrella enana a una estrella gigante, abriendo la posibilidad de que haya una interacción con su compañera. El producto final de la evolución estelar de estos sistemas binarios da como resultado algunos de los objetos más interesantes de la astronomía, tales como; las variables cataclísmica la cual consisten en una enana blanca que acreta material de su estrella compañera que viene siendo en su mayoría una estrella de secuencia principal de baja masa, binarias de rayos-x de alta y baja masa estos sistemas consisten en una estrella de neutrones o un agujero negro y una estrella de baja masa que llena su lóbulo de Roche y transfiere material a su estrella compañera. Algunos de estos sistemas binarios son progenitores de supernovas tipo Ia, que son el resultado del aumento de la masa de la enana blanca causada por la acreción del material proveniente de la estrella compañera, que hace que la enana blanca sobrepasa el límite de Chandrasekhar creando una explosión.

La fase evolutiva que lleva al sistema binario a una distancia menor entre sus componentes y por ende a un periodo orbital más corto se llama proceso de envoltente común. Donde muchos sistemas al salir de esta fase de envoltente común serán variables cataclísmicas (Paczynski 1976[108]).

1.2. Evolución de las estrellas binarias interactuantes

1.2.1. La envoltente común

El esquema evolutivo estándar para sistemas binarios cercanos interactuantes, consiste en un par de estrellas cercanas de secuencia principal (SP) con una separación moderada, que se ponen en una extrema cercanía a través del proceso de envoltente común llevándolas a estar en contacto. Durante esta corta fase, la estrella más masiva del sistema binario evoluciona llenando su lóbulo de Roche. Sin embargo, una vez el lóbulo de Roche de la estrella primaria está lleno, comienza

la transferencia de masa hacia la estrella secundaria. Esta acreción de masa de la estrella primaria hacia la secundaria hace que la separación orbital y el lóbulo de Roche se contraigan dando como resultado un aumento en la tasa de transferencia de masa. La tasa de transferencia de masa es tan grande que causa que la estrella secundaria llene su lóbulo de Roche. En última instancia, la atmósfera de la estrella primaria se expande cubriendo ambas componentes del sistema binario formando la fase de envoltente común (EC).

En el formalismo estándar desarrollado por Paczyński 1976 (1976)[108], la estrella secundaria ayuda a eyectar las capas exteriores de la EC con una eficiencia α , dando como resultado una binaria separada de post-EC. La binaria resultante suele consistir en una sub-enana o una enana blanca junto con una estrella de baja masa de secuencia principal, en una órbita mucho más estrecha con respecto a su estado anterior de pre-EC. Dependiendo de las condiciones iniciales, una segunda fase de EC puede ocurrir, cuando la estrella secundaria evoluciona saliendo de SP, formando un sistema binario doble degenerado. Cuando esto ocurre, la evolución de la estrella secundaria puede expulsar su envoltente, truncando su crecimiento antes de que el proceso de quemado de He se haya completado. El resultado de este proceso es una enana blanca degenerada de baja masa ($M_{core} < 0.47 M_{\odot}$) con un núcleo de He . Toda esta fase de envoltente común es muy corta, tal vez de cientos de años. Con una vida tan corta, es prácticamente imposible poder observar un sistema binario en la fase de EC.

Nuestro conocimiento de esta fase evolutiva clave depende de las observaciones de las estrellas que han pasado por el proceso de EC, tales como los sistemas binarios post-EC que nos proporcionen los límites necesarios para conocer con exactitud su comportamiento.

1.2.2. Post-Envoltente común

Las binarias de post-EC con periodos orbitales cortos y con relaciones de masas favorables se convertirán en binarias pre-variables cataclísmicas (pre-VCs). El remanente de la estrella primaria, es una enana blanca, la cual es mucho más masiva que la estrella secundaria, lo que implica que la transferencia de masa de la estrella secundaria a la primaria será estable aproximadamente durante toda su vida como VC. La separación y el periodo orbital deben ser suficientemente pequeño como para que el sistema binario entre en contacto. En las pre-VCs, los mecanismos que causan

la pérdida de momento angular son principalmente las ondas gravitacionales y el frenado magnético, son los causantes de que la separación orbital disminuya lentamente y por ende se contraiga el lóbulo de Roche hasta alcanzar la superficie de la estrella secundaria. Con el lóbulo de Roche de la estrella secundaria lleno, se establece la transferencia de masa hacia la estrella primaria, debido a esta transferencia de masa continua la pérdida de momento angular manteniendo al sistema en contacto, convirtiéndolo en una variable cataclísmica.

1.3. Las Variables Cataclísmicas

El modelo canónico de las VCs se compone de una estrella enana blanca que acreta material de una estrella enana roja de baja masa. La separación entre las dos estrellas es normalmente menos de unos pocos radios solares, por lo que la interacción entre las componentes es extrema, provocando que la enana roja se distorsione a causa de las fuerzas de marea y la rotación del sistema, tomando la forma de una lágrima conocida como lóbulo de Roche (ver Patterson 1984[107]; Smith & Dhillon 1998[145]). Los periodos orbitales de las VCs suelen oscilar entre 80 minutos y 10 horas, con unos pocos sistemas que tienen periodos más largos o más cortos. Las tasas típicas de acreción encontradas en las VCs están en el rango de $10^{-11} - 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Howell et al. 2001[59]). En estos sistemas el campo magnético de la enana blanca juega un papel importante en el material de acreción. Si el campo magnético de dicha estrella es débil menor a 1 MG, el material proveniente de la estrella secundaria caerá en espiral en el plano ecuatorial de la enana blanca girando alrededor de ella formando así un disco de acreción y en el lugar donde la corriente de materia golpea el disco de acreción ya formado generará una mancha o punto caliente (ver figura 1.1a), a estos sistemas se les denomina VCs - no magnéticas. En contraste a esto, si el campo magnético es lo suficientemente fuerte mayor a 10 MG, no permitirá la formación del disco de acreción, aquí el flujo de acreción principalmente Hidrogeno ionizado será capturado por el campo magnético y fluirá a lo largo de sus líneas magnéticas dirigiéndola hacia los polos de la enana blanca (ver figura 1.1b). Para un campo magnético moderado entre 1 y 10 MG, el material transferido puede formar un disco parcial, cuya parte interior del disco se interrumpirá en columnas de acreción llevando este material hacia los polos de la enana blanca, a estos sistemas se les denomina como VCs polares o polares intermedias según su campo magnético.

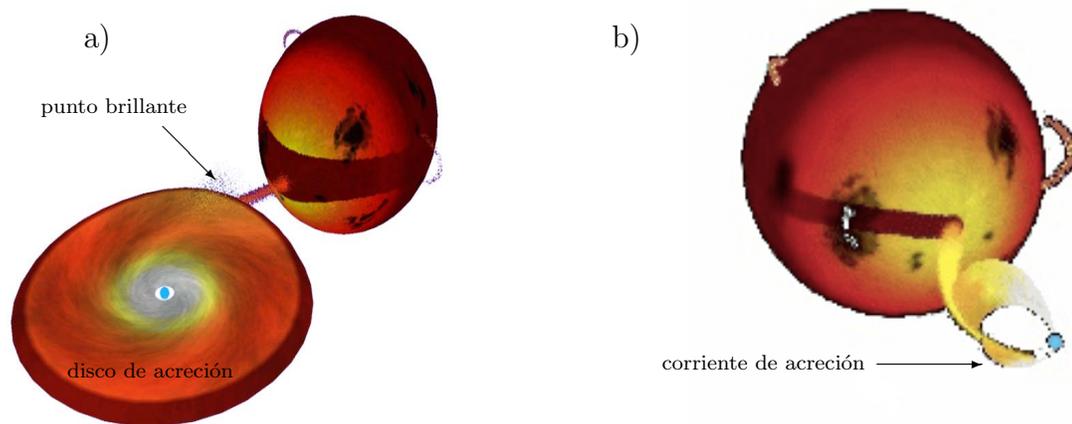


Figura 1.1: En el panel izquierdo (a); se muestra una VC con una campo magnético muy débil o no magnética. Aquí se forma un disco de acreción alrededor de la enana blanca y la corriente que impacta al disco ya formado genera el punto brillante. En el panel derecho (b); se muestra una VC con un fuerte campo magnético, la cual inhibe la formación del disco de acreción, en contraste a esto la corriente se canaliza hacia los polos de la enana blanca.

Como lo sugiere su nombre, un amplio rango de variabilidades se pueden observar en las VCs, que van desde flickering con tiempo de escalas de minutos hasta abrillantamientos dramáticos conocidos como outbursts. El mayor outburst son las novae: la estrella brilla por un factor más de 10 millones en un par de días y luego se desvanece gradualmente durante meses a años. No se han observado outbursts recurrentes, aunque se cree teóricamente que se repiten después de un intervalo de 10^4 a 10^5 años. Los menos dramáticos pero mucho más frecuentes son los outburst de novae enanas: aquí la estrella ilumina por un factor de hasta 100 en menos de un día y desaparece durante las próximas semanas, sin embargo se pueden observar recurrentemente en una escala de tiempo de pocas semanas a décadas. Algunos objetos comparten las mismas características de una nova, pero no han mostrado 'outburst'. Estos sistemas son conocidos como novae-like, la cual se cree que algunos sistemas pudieron haber tenido novae en tiempos históricos.

Historicamente, la morfología de sus curvas de luz en el óptico han sido la primera información en la que se basó la clasificación de las VCs. Sin embargo, desde una perspectiva más moderna, este esquema de clasificación de las VCs se divide en diferentes grupos debido a sus diferencias físicas. Los tres principales parámetros físicos que determinan una variable cataclísmica son: el periodo orbital, el cual es un indicador de la etapa evolutiva en que se encuentra la VC; la tasa de acreción y el fuerte campo magnético.

1.4. El zoológico de las VCs

Al dividir las VCs en diferentes tipos de acuerdo a sus propiedades físicas, tales como sus periodos orbitales, tasas de transferencia de masa y el fuerte campo magnético de la enana blanca, es probable que se crean submuestras con diferentes propiedades observables, por ejemplo, diferentes distribuciones de periodos orbitales. Debido a que la distribución de periodos orbitales de las VCs es una herramienta importante para evaluar la evolución de las VCs, se debe cuantificar los diferentes efectos de selección que se aplican a las diferentes submuestras de VCs, y así obtener una teoría de la evolución de la binaria que sea capaz de explicar las características que se encuentran en la distribución de periodo de las distintas subclases observadas.

La figura 1.2 presenta la distribución del periodo orbital para diferentes clases de VCs conocidas (Ritter & Kolb (2003)[126]). La distribución de periodos de todo el conjunto de sistemas muestra tres características llamativas: una escasez de sistemas en un rango de 2-3 horas, conocido como periodo gap, un corte de sistema en ~ 80 minutos y una disminución del número de sistemas en periodos largos. La distribución de las subclases individuales son muy diferentes, lo que en este momento se debe a una mezcla de efectos de selección de observación y las propiedades físicas subyacentes de los diferentes tipos de CV. Las principales clases de CVs se describen a continuación.

1. Novas Clásicas

Durante las explosiones de las novas clásicas, el brillo de estos sistemas aumenta entre 6 y 19 magnitudes, con una duración de semanas a años. Estos outbursts son causados por una reacción termonuclear de material rico en hidrógeno acumulado en la superficie de la enana blanca a un ritmo menor que $10^{-9} M_{\odot} yr^{-1}$ (Cassisi et al. 1998[27]). La capa de acreción crece hasta que es lo suficientemente caliente y densa para encender la combustión del hidrógeno, que se convierte en una reacción explosiva. Una estimación del tiempo de recurrencia de una nova clásica es del orden de $\sim 10^3 - 10^4 yr$ (Patterson 1984). Aproximadamente el 12 % de los sistemas de Ritter & Kolb (2003)[126] figuran como novas clásicas y sus periodos orbitales están entre 1.4 horas hasta más de 16 horas. Sin embargo, la mayoría de ellos se han encontrado entre periodos de 3 a 5 horas (Diaz & Bruch 1997[32]).

2. Novas Enanas

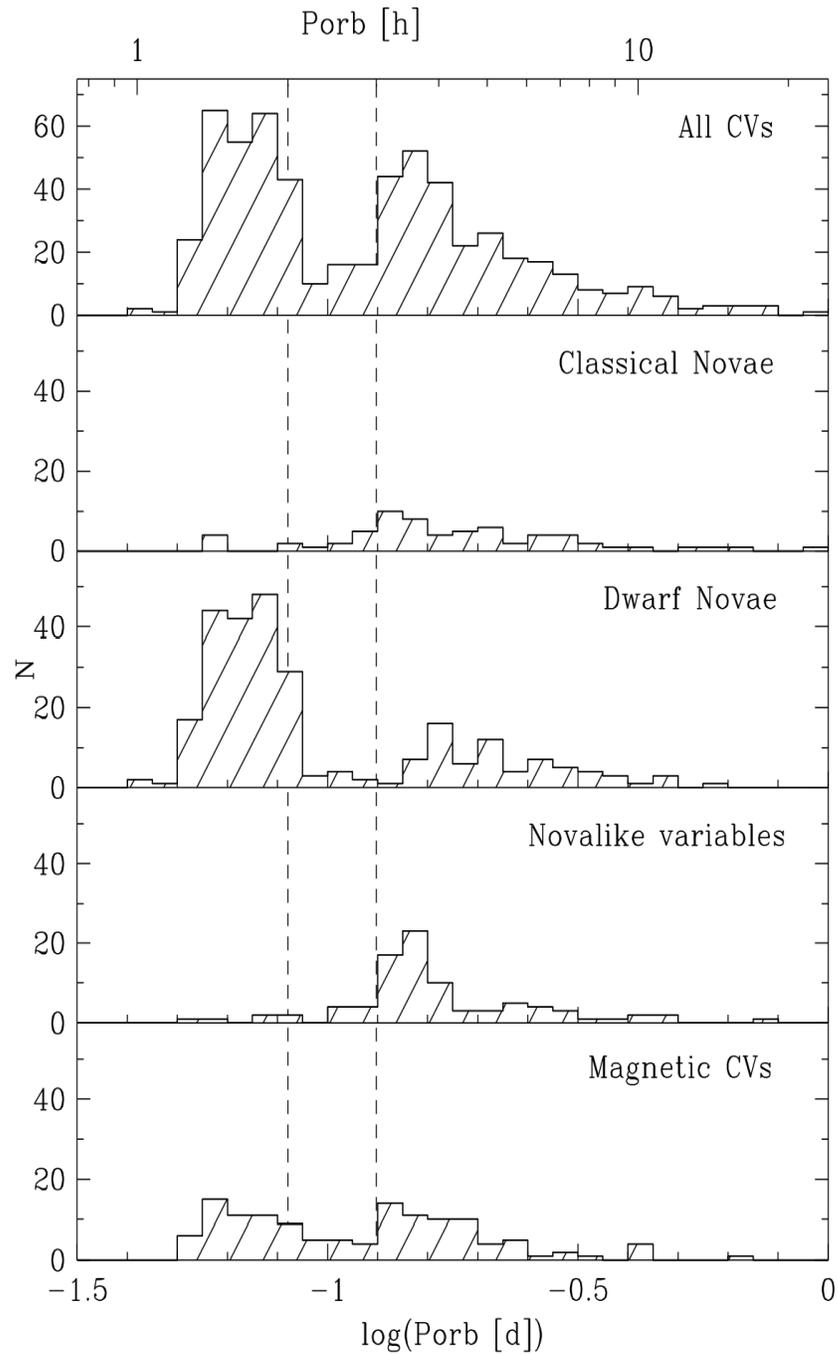


Figura 1.2: En el panel superior se muestra la distribución de todas las VCs conocidas dada por Ritter & Kolb (2003)[126], con un rango de periodos orbitales de ~ 1 hora a ~ 1 día. Las características notables en la distribución de periodos son: el periodo gap (línea punteada), un corte a ~ 80 minutos y un número cada vez menor de sistemas de largo periodo orbital. Los cuatro paneles inferiores ilustran las clases de VCs y su distribución de periodos orbitales.

Las novas enanas representan la mayor subclase de las VCs conocidas, aproximadamente un 45% de ellas. Son el tipo de sistemas de VCs que no tiene enanas blancas con fuertes campos magnéticos. En las novas enanas se observan que sufren outbursts regulares, en la cual el brillo aumenta de 2 a 5 magnitudes con una duración de días a semanas. El tiempo de recurrencia de los outbursts van desde semanas hasta años. La causa de los outbursts son las inestabilidades térmicas del disco de acreción, la cual ocurre alrededor de la temperatura de ionización del hidrógeno e implica que excita una tasa de transferencia de masa por encima de la cual los discos de acreción serian estables. Las novas enanas se subdividen en tres subclases distintas en función de sus propiedades de outbursts observados, son: UGem, ZCam y SU UMa.

- Las novas enanas tipo U Gem muestran outbursts regulares pero no tienen características como las estrellas ZCam y SU Uma. Se encuentran por encima del periodo gap.
- Las novas enanas tipo ZCam se caracterizan por rápidos outbursts intercalados con un brillo más o menos constante en un nivel intermedio entre el máximo y mínimo outbursts, llamados standstills. Los standstills son aproximadamente 0.7 magnitudes más débiles que el máximo brillo y duran entre 10 días a años. Se ha sugerido que las estrellas Z Cam están en el límite entre las variables nova-like y novas enanas (Smak 1983[144]). Con una transferencia de masa fluctuante alrededor del valor crítico que les cambia de un comportamiento a otro. Las estrellas Z Cam están por encima del periodo gap.
- Las novas enanas tipo SU Uma presentan súper-outbursts ocasionales, además presentan outbursts normales. Los súper-outbursts ocurren con menos frecuencia que los outbursts normales, pero los súper-outbursts son más brillantes y duran más tiempo. Durante un súper-outburst una modulación de la curva de luz aparece cerca del máximo súper-outbursts, llamado súper-hump, la cual es causada por deformaciones del disco por las mareas de la estrella donante (Whitehurst 1988[190]). En general, el periodo de súper-hump es un pequeño porcentaje más largo que el periodo orbital. El tiempo de recurrencia de los súper-hump son alrededor de unos pocos cientos de días. Sin embargo, los tiempo de recurrencia de los súper-

outbursts para las estrellas tipo ER UMa y WZ Sge son extremadamente largos o muy cortos. Las estrellas ER UMa tienen súper-outbursts cada 10-50 días, intercalados por una rápida sucesión de outbursts normales que ocurren cada pocos días. Las WZ Sge se caracterizan por presentar súper-outbursts poco frecuentes, de pocos años a décadas, y por lo general no sufren outbursts normales. Prácticamente, todas las estrellas SU UMa tiene periodos orbitales inferiores a dos horas.

3. Variables Novalike

Este grupo pertenece a las VCs no eruptivas, y contienen aproximadamente el 15% de los objetos de la lista dada por Ritter & Kolb[126]. Se caracteriza por un brillo más o menos constante, debido a una alta tasa de transferencia de masa, la cual excede el rango crítico de las inestabilidades del disco, que resulta en sistemas que tiene outbursts permanentes, llamado estado alto. Las variables novalike se subdividen en las siguientes subclases de acuerdo a sus características espectrocópicas y fotométricas.

- Las estrellas UX UMa presentan un amplio espectro con líneas de absorción de Balmer, típicas de un disco de acreción ópticamente grueso y con una relativamente baja inclinación.
- Las estrellas tipo RW Tri muestran un espectro con solo líneas de emisión y se cree que tiene una inclinación más elevada que los sistemas tipo UX UMa.
- Las estrellas tipo VY Scl pasan la mayor parte de su tiempo en estado brillante y baja de manera abrupta por más de una magnitud a un estado débil, que dura semanas a años. Cuando esta en estado bajo, se pueden parecer espectroscópicamente a las novae enanas en reposo, pero no muestran outbursts como las novae enanas (Warner 1995[185]). La causa de los estados débiles, se cree que es debido al cese temporal de la transferencia de masa de la estrella secundaria. Curiosamente, las estrellas tipo VY Scl aparecen casi por completo justo por encima del periodo gap en el rango de 3-4 horas.
- Las variables cataclísmicas tipo SW Sex fueron reportadas por Thorstensen et al.(1991)[166], como una subclase distinta de las variables novalike.

Las SW Sex se encuentran preferentemente en el rango de $3h \leq P_{orb} \leq 4h$ y son a menudo pero no siempre sistemas eclipsantes. Estos sistemas comparten una serie de características peculiares que no pueden ser fácilmente explicadas por el modelo del disco de acreción ópticamente grueso en estado estable: a) su eclipse tiene una forma de V inusual (en caso de sistemas de alta inclinación); b) su espectro óptico se caracteriza por líneas de emisión de un solo pico y muestran caídas de absorción en fases particulares; c) sus espectros contienen intensas líneas de emisión de HeII $\lambda 4686 \text{ \AA}$; d) sus velocidades radiales derivadas de sus líneas de emisión revelan fases corridas con respecto a la efemerides fotométrica. Las estrellas SW Sex representan aproximadamente el 40 % de la población total de las novalike/clásicas. Específicamente, representa la mitad de la población total de las variables novalikes en el rango de 3-4 horas.

A diferencia de las novae enanas, que se encuentran por debajo del periodo gap, donde la tasa de transferencia de masa es baja y conducida por la radiación gravitacional, casi todas las variables novalike se encuentran por encima del periodo gap, donde la transferencia de masa es mucho más alta debido a que es conducida por el frenado magnético. Sin embargo, un número de variables novalike y novae enanas se encuentran en un rango de periodos superpuestos, lo que indica que la tasa de transferencia de masa puede variar significativamente entre diferentes sistemas para el mismo periodo orbital.

1.5. Variables cataclísmicas magnéticas

Las VCs en esta clase tienen una enana blanca con un campo magnético intermedio a fuerte de $B \approx 1 - 200 \text{ MG}$, que afecta o controla la interacción de la enana blanca y el material acregado de la compañera que ha llenado su lóbulo de Roche. Estos sistemas se dividen en dos subclases diferentes de acuerdo a la intensidad del campo magnético de la enana blanca, en polares y polares intermedias. Se cree que el 22 % de todas las VCs conocidas (o listadas por Ritter & Kolb 2003[126]) son sistemas magnéticos.

- **Polares o AM Her**, contienen una enana blanca con un fuerte campo magnético de $10MG \leq B \leq 100MG$. En estos sistemas, el material acretado no puede formar un disco de acreción alrededor de la enana blanca. En lugar de ello, la enana blanca toma el control del flujo del gas, forzándolo a seguir las líneas del campo magnético hacia uno o ambos polos del campo magnético dipolar. Donde dicho flujo puede ser elevado del plano ecuatorial teniendo velocidades muy diferentes a las del sistema. Además este flujo de acreción pasa a través de un choque a la superficie de la enana blanca, convirtiendo a estos sistemas en fuentes de rayos-x intensos. El fuerte campo de la enana blanca en polares interactúa con el campo más débil de la estrella secundaria, resultando en una rotación sincrónica del spin de la enana blanca y el movimiento orbital, $P_{spin} = P_{orb}$ (Cropper 1990[30]; Warner 1995[185]). Los periodos orbitales conocidos hasta ahora para las polares se encuentran en un rango de ~ 80 minutos y unas pocas horas, con una preferencia para los sistemas por debajo del periodo gap.
- **Polares Intermedias (IP) o DQ Her**, tienen una enana blanca con un campo magnético débil, $1MG \leq B \leq 10MG$, que generalmente no es lo suficientemente tan fuerte como para suprimir la formación de un disco de acreción. En este caso, se puede formar un disco parcial, sin embargo la parte interna del disco es capturado por el campo magnético de la enana blanca y redirigido hacia los polos del campo magnético dipolar. Las IPs tienen altas tasas de transferencia de masa, el cual producen un espectro de rayos-x duros, que generalmente son observados en todas las polares. Debido al campo magnético débil, las enanas blancas en IPs no están sincronizadas con el periodo orbital del sistema, y en muchos sistemas la enana blanca rota con un periodo spin de $P_{spin} \sim 0.1 P_{orb}$ (Patterson 1994[121]). Hay aproximadamente unas 30 IPs confirmadas y sus periodos orbitales se encuentran por encima del periodo gap.

1.5.1. Pre-polares

Como se mencionó anteriormente una subclase de las VCs son las polares, la cual consisten de una estrella tardía de secuencia principal y una enana blanca fuertemente magnética (Warner 1995[185]). En esta subclase el spin de la enana blanca

esta sincronizado con el periodo orbital debido al bloqueo que existe entre el campo magnético y las fuerzas de marea que presenta el sistema. En las polares la acreción ocurre a través del desbordamiento del material que ha llenado el lóbulo de Roche de la estrella secundaria y traspasa hacia los polos de la enana blanca mediante el punto de Lagrange L_1 y las líneas del campo magnético. En este proceso el material acretante libera energía, principalmente radiación térmica de rayos-x, radiación ciclotrónica y una prominente emisión de rayos-x blandos.

En la actualidad se conocen cientos de VCs magnéticas y se han estudiado a detalle entendiéndose en gran parte su comportamiento. Pero aproximadamente hace más de diez años el survey HQS¹ descubrió dos objetos particulares WXLMI (Reimers et al. 1999[124]) y HS0922+1333 (Reimers & Hagen 2000[125]), los cuales fueron clasificados como VCs-magnéticas a pesar de carecer de algunas características típicas de las polares, como; fuertes líneas de emisión y emisión de rayos-x. En contraste a ello, sus espectros muestran dos componentes estelares que indican una tasa de acreción muy baja alrededor de $\dot{M} < 10^{-13} M_{\odot} yr^{-1}$, un factor de 100 a 1000 veces más bajo que los valores canónicos del desbordamiento del lóbulo de Roche para las polares y una o dos fuertes líneas de emisión ciclotrónicas aisladas. Además estos sistemas muestran que las componentes rotan sincrónicamente con el periodo orbital algo muy similar a las polares. En los siguientes años el SDSS² descubrió nuevos sistemas que presentan las mismas características que WXLMI y HS0922+1333.

Schmid et al. 2005[146] realizó un estudio detallado a los objetos descubiertos por el SDSS donde encuentra que son sistemas separados con poca presencia de emisión de rayos-x, pero si presentan una polarización circular causada por los armónicos de la emisión ciclotrónica, una evidencia de un sistema binario con una acreción magnética. Estas características sugieren que dichos sistemas poseen un plasma con temperatura muy baja y por consiguiente una tasa de acreción baja ($\sim 0.001-0.01 g cm^{-2} s^{-1}$). El enfriamiento del material acretado sobre la enana blanca magnética ocurre a través de la emisión ciclotrónica con una temperatura de $kT \sim 1 keV$, más baja que la temperatura obtenida mediante un fuerte choque. Debido a la baja tasa de acreción que presentan estos sistemas, Schwobe et al. (2002)[157] los nombra "polares de baja tasa de acreción" (LARP por su sigla en inglés) para resaltar su potencial importancia.

¹Hamburg Quasar Survey-<http://www.hs.uni-hamburg.de/EN/For/Exg/Sur/hqs/index.html>

² Sloan Digital Sky Survey-<http://www.sdss.org>

Una explicación para la baja tasa de acreción observada en las LARP es debido al estatus evolutivo, ya que se considera que la estrella secundaria no ha llenado su correspondiente lóbulo de Roche. Se ha demostrado que el tipo espectral de la estrella secundaria para estos sistemas está entre una $M3.5V < M_{sec} < M6V$, la cual tiene un radio 20 % más pequeño que su lóbulo de Roche para un periodo orbital entre ~ 2.8 a 4 horas (Schwarz et al. 2001[136]). Sin embargo, una parte del viento estelar de la estrella secundaria llegará a la superficie de la enana blanca, a través del acople del fuerte campo magnético de la enana blanca y las líneas magnéticas de la secundaria (Li et al. 1994[86]). Ya que esto hace que el material del viento de la secundaria sea centrifugado a grandes distancias terminando en la superficie de la enana blanca. Por otra parte, Li et al. encontró que por arriba del fuerte campo magnético crítico se formará un "sifón magnético" que es capaz de recoger todo el viento estelar de la secundaria y a la vez mostrar una serie de características en el espectro óptico, tales como las jorobas de la emisión ciclotrónica. En la figura 1.3 se muestra un ejemplo de los espectros ópticos de algunas LARP que fueron descubiertas por el SDSS, donde se pueden ver claramente jorobas o humo en la parte azul del espectro que están fuertemente polarizadas, más un continuo de una estrella M a grandes longitudes de onda. Para mayor detalle de estos sistemas ver apéndice C y el artículo de Schmidt et al.(2005)[146] y sus referencias.

1.6. Geometría de Roche

En sistemas binarios cercanos, las formas de las componentes estelares están definidas por las superficies equipotenciales, donde el potencial está dado por la suma del potencial gravitacional de las dos estrellas más el potencial rotacional. La forma de estas superficies equipotenciales solo dependen de la razón de masa (q) del sistema, y sus dimensiones absolutas dependen del periodo orbital o de la separación a . La figura 1.4 ilustra la sección transversal de las superficies equipotenciales en el plano orbital de un sistema binario de $q = M_2/M_1 = 0.2$, donde M_1 es la masa de la estrella primaria y M_2 es la masa de la estrella secundaria. Si las estrellas tienen radios relativamente pequeños, conlleva a que las estrellas tendrían formas aproximadamente esféricas y estarán bien separadas, como lo muestra las superficies equipotenciales cerca de M_1 y M_2 (figura 1.4). Pero si los radios de las estrellas son más grandes, la forma de las estrellas estarán más distorsionadas de una forma

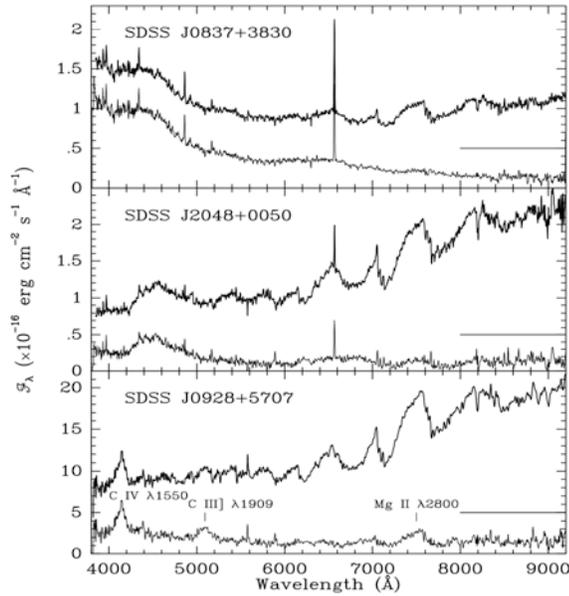


Figura 1.3: En la grafica se muestran los espectros ópticos de tres pre-polares que fueron descubiertas por SDSS, donde podemos ver prominentes hump cerca de 4300Å y 7500Å., los espectros inferiores en cada panel corresponden al mismo espectro de las pre-polares pero se les ha restado una estrella estándar tipo $M3V$.

esférica. Las dos superficies equipotenciales que se tocan en el punto L_1 , o punto interno de Lagrange, son llamados lóbulos de Roche. Los lóbulos de Roche definen el volumen máximo del material ligado gravitacionalmente a la estrella. Si una estrella llena su lóbulo de Roche, le transferirá material a su estrella compañera a través del punto L_1 . Un sistema en la cual una componente llena su lóbulo de Roche son llamados binarias semi-separadas, por ejemplo las VCs. Otro punto de Lagrange es etiquetado como L_2 , o punto exterior de Lagrange, es el punto más fácil a través de la cual la materia puede escapar del campo gravitatorio del sistema. Este punto toma importancia cuando la binaria entra en contacto, donde las dos estrellas llenan su lóbulo de Roche y están rodeadas por una envolvente común. Un potencial más alto que L_2 es L_3 , esta en el lado opuesto de L_2 . Los más altos potenciales están localizados en los puntos L_4 y L_5 . Los puntos de Lagrange L_1 a L_5 representan los puntos donde todas las fuerzas existentes en el sistema se anulan entre sí, y potencialmente el material se puede almacenar en dichos puntos (ver figura 1.4).

En las VCs, la estrella secundaria de baja-masa llena su lóbulo de Roche, lo que resulta en un sobre flujo que se desborda en el lóbulo de Roche de la enana blanca a través del punto L_1 . Una consecuencia inmediata del llenado del lóbulo de Roche

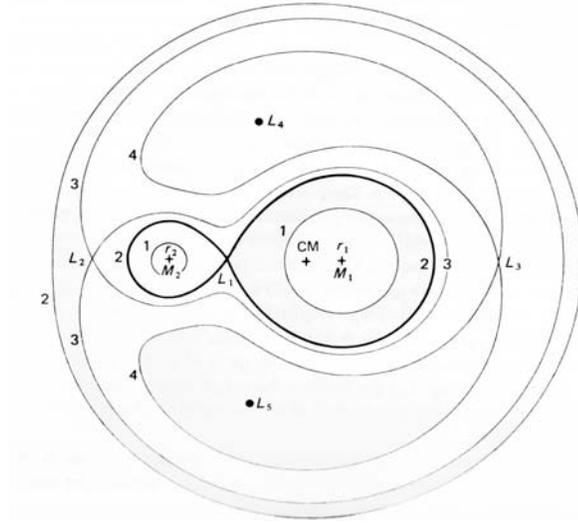


Figura 1.4: La gráfica muestra la superficie 3D proyectada en un plano 2D de la geometría de Roche. Allí podemos ver los puntos de Lagrange L_1 a L_5 para un sistemas binario con $\sim q = 0.2$. Los lóbulos de Roche de las estrellas se dibujan con la líneas más gruesas en la parte interna del dibujo. Representan las superficies equipotenciales que hacen contacto en el punto interno de Lagrange L_1

es que la estrella donante en las VCs es un anclaje mareal con el periodo orbital, ($P_{spin} = P_{orb}$). El radio de la estrella secundaria se define por el radio del volumen del lóbulo de Roche, R_{L_2} , de acuerdo con la aproximación de Eggleton (1983)[41] tenemos:

$$\frac{R_{L_2}}{a} = \frac{0,49q^{2/3}}{0,6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})} \quad (1.1)$$

La separación, a , entre el centro de masa de la binaria puede ser determinada de la tercera ley de Kepler;

$$P_{orb}^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M_1 + M_2)} \quad (1.2)$$

o

$$a = 3,35 \times 10^{10} \left(\frac{M_1}{M_2} \right)^{1/3} (1 + q)^{1/3} P_{orb}^{2/3} (h) \quad cm. \quad (1.3)$$

La densidad media del llenado del lóbulo de la estrella secundaria, se puede escribir como:

$$\rho_2 = 107 P_{orb}^{-2}(h) \text{ g cm}^{-3} \quad (1.4)$$

la cual implica que las VCs con $1h \leq P_{orb} \leq 10h$ tendrán compañeras de baja masa de secuencia principal con una densidad de $\rho \sim 1 - 100 \text{ g cm}^{-3}$.

1.7. Transferencia de Masa

El punto L_1 se puede ver como un punto de silla de montar y el potencial se puede visualizar como el punto más bajo en un paso de montaña entre los dos valles que representan los profundos pozos de potencial que contiene las dos estrellas (los lóbulos de Roche). El material en el punto L_1 está en equilibrio, pero la más ligera perturbación enviará este material a uno u otro lado de los lóbulos de Roche. En los sistemas semi-separados, cuando una estrella llena su lóbulo de Roche, existe una tendencia natural de fluir la materia sobre el punto de silla hacia el otro lóbulo de Roche. En las VCs, la enana blanca es muy pequeña en comparación a su lóbulo de Roche, por lo que el material de acreción fluirá de la estrella secundaria que ha llenado su lóbulo de Roche a la estrella primaria, este material tendrá un momento angular diferente de cero, por lo que el material no caerá directamente sobre la superficie de la enana blanca, caerá sobre ella en forma orbital. La colisión del flujo del material de acreción en las órbitas sucesivas se disiparán y formarán un disco de acreción (ver fig 1.1a). El material acretado se moverá en espiral hacia el interior del disco, y para conservar el momento angular una pequeña cantidad del gas también se moverá hacia el exterior, llevando momento angular a grandes radios, hasta que el crecimiento del disco es limitado por las fuerzas de marea de la estrella roja. El máximo radio del disco permitido por la interacción de las mareas es de aproximadamente 90% el radio del lóbulo de Roche de la enana blanca.

¿Que efectos tiene la transferencia de masa en la órbita de las estrellas? Esto depende de la relación de masa, q , como se puede ver por un argumento físico simple. Consideremos un sistema conservativo donde la masa total y el momento angular del sistema se conservan. Si la masa se transfiere de la estrella más masiva a la menos masiva, entonces la masa transferida se mueve más lejos del centro de masa del sistema. Esto tendría el efecto de aumentar el momento angular del sistema. Sin embargo si el sistema está aislado, el momento angular total debe conservarse, por

lo que la órbita debe reducirse para compensar la pérdida de momento angular, esto afecta a que la estrella este más sobre su lóbulo de Roche incrementando el rango de transferencia de masa. Está claro que este proceso es inestable conduciendo a la transferencia de masa en una escala de tiempo dinámico. Si, por otro lado, la estrella menos masiva es la que está perdiendo masa, entonces la pérdida de masa se mueve mas cerca del centro de masa del sistema y el radio orbital debe aumentar para conservar el momento angular total. Este proceso tiene el efecto de parar la transferencia de masa, por lo que este tipo de masa no persisten (por lo menos en un modo continuo) a no ser que o bien haya un aumento constante en el radio de la estrella (como sería el caso para una estrella en evolución) o el sistema no es conservativo. Ambos tipos de comportamientos se observan en las VCs.

Capítulo 2

Evolución de las VCs

Las VCs se cree que son descendientes de las binarias de post envoltente común (BPEC). Estos sistemas se han originado de binarias de gran periodo orbital que sustancialmente han perdido momento angular a través de la envoltente común (Paczynski 1976[108]; Iben & Livio 1994[61]). Las componentes estelares de los sistemas BPEC consisten de una estrella de masa intermedia de secuencia principal ($\sim 1 - 10 M_{\odot}$), llamada estrella primaria, y una compañera de baja masa de aproximadamente $\leq 1 M_{\odot}$, con periodo orbital de orden de años. La estrella primaria evoluciona más rápido, convirtiéndose en una gigante que se expande y llena su lóbulo de Roche, iniciando la transferencia de masa de la estrella más masiva a la menos masiva. Esta transferencia de masa es dinamicamente inestable. Como resultando de la alta tasa de transferencia de masa, que puede llegar a $0.1 M_{\odot} yr^{-1}$ (Webbink 1979[187]), la estrella secundaria sale de su equilibrio térmico, haciendo que se expanda y llene su lóbulo de Roche, produciendo un mayor rango de transferencia de masa, causando una envoltente de gas que se forma alrededor de las dos estrellas llevando al sistema a una fase de envoltente común. La fricción entre la envoltente común y las componentes estelares causa que las dos componentes transfieran momento angular a la envoltente mientras que ellas se acercan en espiral. Como resultado, la separación decrece de $\sim 100 R_{\odot}$ a $\sim 1 R_{\odot}$ dentro de 10^3 años. Si la energía depositada en la envoltente excede a la energía de la binaria, la envoltente común será expulsada. El sistema puede aparecer como una estrella central binaria de una nebulosa planetaria que comprende de una sub-enana y una estrella de baja masa de secuencia principal como compañera (Grauer & Bond 1983[50]). Cuando la nebulosa planetaria se ha dispersado, la primaria caliente se enfriará gradualmente y se

convertirá en una enana blanca. Al dispersarse la envoltura común se observará un sistema binario semi-separado con un periodo orbital de pocos días, compuesto por una enana blanca y una estrella de baja masa de secuencia principal. El sistema se convertirá en una configuración de VCs cuando se produzca la pérdida de momento angular a través del frenado magnético y/o de la radiación gravitacional, a causa de esta pérdida de momento angular disminuye la separación de la binaria lo suficiente para que la estrella secundaria entre en contacto con su lóbulo de Roche. El tiempo típico de la evolución del sistema binario hacia la configuración de VCs es de ~ 2 Gyr. (Schreiber & Gansicke 2003[134])

2.1. El frenado magnético interrumpido

El frenado magnético interrumpido fue propuesto como un modelo estándar de la evolución de las VCs con el objetivo fundamental de explicar tanto la pérdida de momento angular que sufre el sistema binario como la falta de sistemas en el rango de periodos de 2-3 horas conocida como el periodo gap (ver figura 1.2) (Rappaport et al. 1983[122]). La idea principal es que las VCs evolucionan hacia periodos más cortos debido a la pérdida del momento angular causado por el frenado magnético (Verbunt & Awaan 1981[180]) y la radiación gravitacional (Kraft et al. 1962[70]), con la naturaleza de una agente dominante que depende del periodo orbital del sistema. El frenado magnético es gobernado por los vientos estelares y el campo magnético estelar que se produce de la rápida rotación de la estrella secundaria, las fuerzas de marea causan que la rotación de la estrella secundaria este sincronizada con el periodo orbital. La pérdida de momento angular a través de la radiación gravitacional toma importancia en sistemas de corto periodo orbital, y el frenado magnético domina la pérdida de momento angular para sistemas con periodo más largos, aquellos que tienen periodos orbitales mayores a 3 horas, donde la estrella tiene su lóbulo de Roche lleno y un núcleo radiativo.

En $P_{orb} \geq 3 h$, la tasa de pérdida de masa es relativamente alta de aproximadamente $\sim 10^{-9} - 10^{-8} M_{\odot} yr^{-1}$, la cual conduce a la estrella secundaria fuera de su equilibrio termodinámico resultando en una ligera expansión. A un periodo 3 horas, la estrella secundaria se convierte totalmente en convectiva (a $\sim 0.2-0.3M_{\odot}$), causando que el frenado magnético cese totalmente o disminuya drásticamente (Rappaport et al. 1983[122]; Spruit & Ritter 1983[147]). Como consecuencia, la tasa de pérdida

de momento angular disminuya, y por tanto, la transferencia de masa disminuye. La baja tasa de transferencia de masa permite que la estrella secundaria se contraiga hasta su radio de secuencia principal (o equilibrio hidrodinámico), perdiendo contacto con su lóbulo de Roche, causando que la transferencia de masa pare completamente, dando lugar a la aparición del periodo gap a $P_{orb} \simeq 3h$. Las VCs se convierten en sistemas separados siendo demasiado débiles para ser encontrados. En esta fase, la radiación gravitacional hace que estos sistemas continúen evolucionando hacia periodos más cortos. Cuando el sistema tiene un periodo de $P_{orb} \simeq 2h$, el lóbulo de Roche se contrae lo suficiente hasta que nuevamente entra en contacto con la estrella secundaria, reiniciando la transferencia de masa. La transferencia de masa a $P_{orb} < 2h$ es conducido principalmente por el mecanismo de la radiación gravitacional, con una baja tasa de transferencia de masa de $10^{-11} - 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$. Esta tasa de transferencia de masa conducen al sistema a evolucionar a periodos más cortos en una escala de tiempo mucho más larga que el causado por el frenado magnético. El tiempo de escala para la pérdida de momento angular debido al frenado magnético, τ_{MB} y la radiación gravitacional, τ_{GR} , están dadas por (Kolb & Stehle 1996[76]):

$$\tau_{MB} = - \left(\frac{J}{\dot{J}} \right)_{MB} = 2,2 \times 10^9 \frac{M_1}{(M_1 + M_2)^{1/3}} R_2^{-4} P_{orb}^{10/3} yr. \quad (2.1)$$

y

$$\tau_{GR} = - \left(\frac{J}{\dot{J}} \right)_{GR} = 3,8 \times 10^{11} \frac{(M_1 + M_2)^{1/3}}{M_1} P_{orb}^{8/3} yr. \quad (2.2)$$

La escala de tiempo de la evolución típica de las VCs que evolucionan de $P_{orb} \simeq 10h$ a $P_{orb} \simeq 3h$ es de $\sim 10^8$ años, y $\sim 10^9$ años tardan para evolucionar a través del periodo gap. Kolb & Stehle (1996[76]) determinaron la estructura de edad para un modelo de población de VCs Galácticas, aplicando un modelo estándar de formación y evolución de VCs y encontraron que los sistemas por encima del periodo gap incluyen sistemas jóvenes que por lo general se formaron hace menos de 1.5×10^9 años. Mientras que los sistemas que está por debajo del periodo gap tiene una edad típica de $3 - 4 \times 10^9$ años. En la figura 2.1, se muestra la etapas evolutivas versus el periodo orbital y la transferencia de masa.

En $P_{orb} < 2h$, la separación orbital y la masa de la estrella donante decrecen. El tiempo de escala de la pérdida de masa aumenta, mientras que el tiempo de escala térmico aumenta mucho más rápido. Cuando el tiempo de escala de la pérdida de ma-

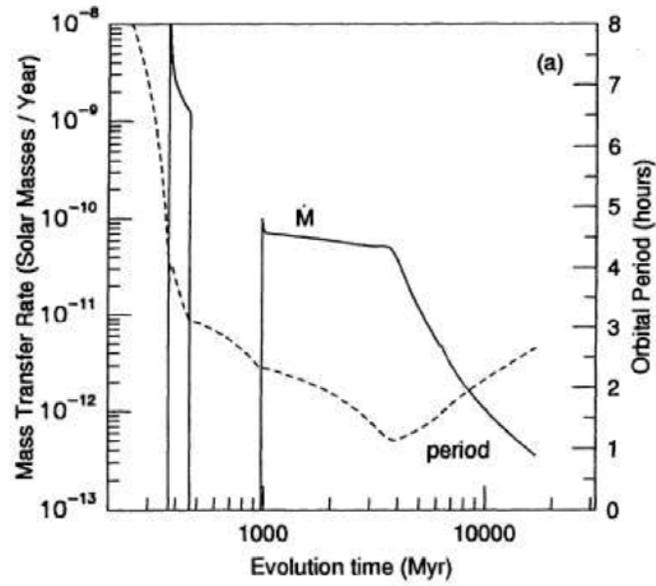


Figura 2.1: La figura muestra la evolución de la tasa de transferencia de masa (línea sólida) y el período orbital (línea punteada) de una VC, de acuerdo con el modelo de frenado magnético interrumpido. En un período de $P_{orb} \geq 3h$, el frenado magnético conduce de manera eficiente la transferencia de masa con una tasa de $\sim 10^{-9} - 10^{-8} M_{\odot} yr^{-1}$. A un período de $P_{orb} \leq 2h$, la tasa de transferencia de masa es mucho más baja $\sim 10^{-11} - 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$ la cual es causada por la radiación gravitacional. En el rango de períodos de 2 - 3 h, la transferencia de masa se apaga completamente. La gráfica fue tomada de Howell et al. (1997)[60]

sa se vuelve mucho más corto que el tiempo de escala térmico, la estrella secundaria no es capaz de reducirse con suficiente rapidez, convirtiéndose en una estrella de gran tamaño para su masa. Cuando la masa de la estrella secundaria es demasiado baja ($< 0.08 M_{\odot}$) la fusión de hidrogeno termina, la estrella secundaria evoluciona hacia un estado degenerado y comienza a comportarse como una enana blanca; su radio aumenta cuando disminuye su masa. Como consecuencia, las VCs alcanzan su periodo mínimo donde la escala de tiempo de la transferencia de masa es aproximadamente igual que la escala térmica (Paczynski(1971)[109]; King (1988)[72]) y evolucionan de nuevo a periodos más largos. La posición del periodo mínimo depende de la escala del tiempo térmico de la estrella secundaria y la escala de tiempo de transferencia de masa, que dependen en particular de la tasa de perdida de momento angular. De acuerdo al escenario estándar donde la radicación gravitacional es el mecanismo de la pérdida de momento angular que prevalece para los sistemas de corto periodo, el periodo mínimo calculado se coloca en ~ 65 minutos (Kolb & Ritter 1992[75]; Howell et al. 1997[60]). En la figura 2.2, panel central, vemos que la transferencia de masa cae dramáticamente de $\sim 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$ a $\sim 10^{-12} M_{\odot} yr^{-1}$, mientras las VCs evolucionan del periodo mínimo a $P_{orb} \sim 2 h$, dentro de un tiempo de evoluciono de $\sim 10^{10} yr$ (Howell et al. 1997[60]). La binaria se convierte en una sistema demasiado débil para ser detectada. En ultima estancia, la masa de la estrella secundaria se reduce a la de un objeto similar a la de una enana marron que orbita una enana blanca.

2.2. Evolución de las polares

Con el fin de describir la evolución del spin de las componentes de una VC es necesario determinar las condiciones iniciales para el sistema binario. Como se mencionó anteriormente la fase de envolvente común (EC) es la teoría existente que nos explica el nacimiento de una nueva VC. De acuerdo al conocimiento que se tiene hasta el momento de la fase EC se puede hacer algunas especulaciones. Por ejemplo, la rotación de la estrella secundaria provoca una reducción del periodo orbital y causa la expulsión de la envolvente, de allí emerge una enana blanca la cual tiene un periodo spin de días similar al que tenia antes de salir de la fase de envolvente común, mientras que la estrella secundaria sale de la fase de EC con un periodo de rotación cercano al periodo de spin de la enana blanca debido al dragado viscoso de

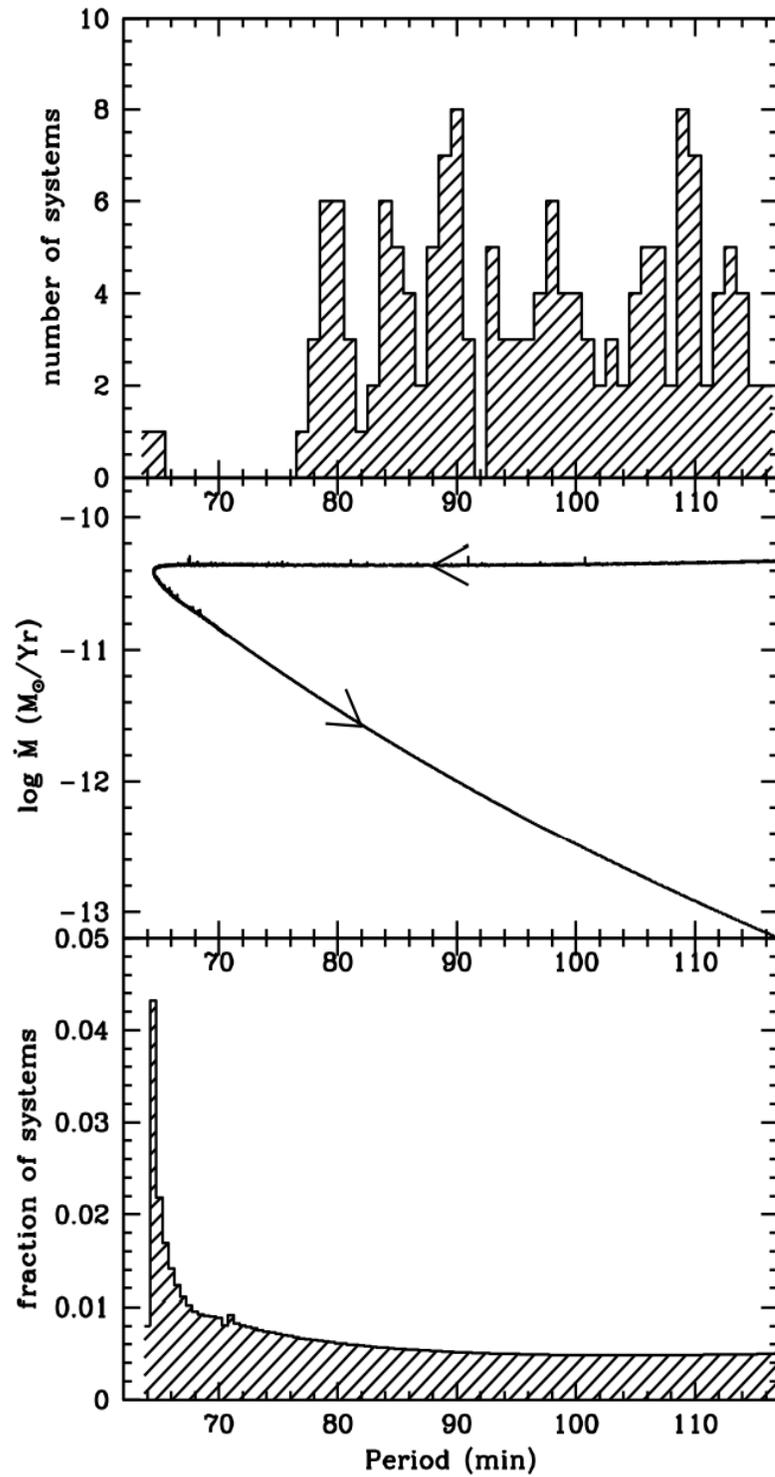


Figura 2.2: Panel superior: Muestra la distribución de periodos orbitales de las VCs conocidas con $P_{orb} < 2h$. Panel de en medio: Muestra la traza evolutiva de las VCs bajo la influencia de la perdida de momento angular a través de la radiación gravitacional. Los sistemas llegan a un periodo mínimo de ~ 65 minutos y nuevamente regresan hacia periodos largos. Panel inferior: Predice la distribución de VCs siguiendo la traza evolutiva del panel de en medio y muestra un pico en el periodo mínimo que esta ausente en la distribución observada. Tomada de Barker & Kolb (2003)[6]

la envoltura de la primaria. En la mayoría de las VCs magnéticas que nacen con un periodo orbital corto casi de inmediato se convertirán en polares. Pero aquellas que emergen con grandes periodos orbitales, son sistemas separados y evolucionan mediante el frenado magnético y la radiación gravitacional. La pérdida del momento angular se da cuando la secundaria entra en contacto con su lóbulo de Roche e inicia la transferencia de masa. Dependiendo del fuerte campo magnético de la enana blanca se formará un disco de acreción o el material es capturado por las líneas de dicho campo para luego ser acretado sobre la superficie de la enana blanca. En cualquiera de los casos, el periodo spin de la enana blanca se acortará y a medida que el sistema se mueve a periodos orbitales más cortos y las estrellas están más cerca entre si, otros torques comienzan a tener un papel importante para así bloquear o sincronizar las rotaciones del sistema y obtener una VC-polar. Abajo describiremos algunos de ellos.

- Fuerzas de marea:** La estrella secundaria en las VCs entra en rotación sincrónica con el periodo orbital a través de las interacciones de marea. El tiempo que se lleva para este proceso es de aproximadamente ${}^1t_t \sim 10^7 y$, si la secundaria emerge de una envoltura común lejos de la sincronización, pero si emerge cerca de la sincronización la interacción de marea es extremadamente eficiente operando en un tiempo de escala de tan solo $t_t \sim 10^2 y$ (Campbell & Papaloizou 1983[18]). Van Paradijs (1986)[178] muestra que el torque respecto al frenado de marea se puede escribir como:

$$\left(\frac{dJ_2}{dt}\right) = 1,46 \times 10^{28} M_2^4 (1 - \alpha)^{-1} kg m^2 s^{-2} \quad (2.3)$$

donde α es la relación de la frecuencia de spin de la secundaria (w_2), con la frecuencia orbital (Ω). Aunque formalmente el torque se anula con la rotación sincrónica, la fuerza de marea puede mantener a la estrella secundaria cerca de la rotación sincrónica con el periodo orbital.

- Disipación magnética:** Campbell (1983)[19] consideró el efecto en el spin de la enana blanca de su campo magnético siendo arrastrado a través de la envoltura de la secundaria. Resultando en la pérdida de momento angular del spin de la enana blanca y en la sincronización de sus periodos. La expresión que

¹ t_t - > corresponde al tiempo de marea o tidal time en inglés.

se ha derivado para explicar el torque es algo compleja. Pero el tiempo en que la enana blanca alcanza su rotación sincrónica se puede escribir; $t_{diss} = 6.5 \times 10^7 y$ para $\frac{|w_1 - \Omega|}{\Omega} > 10^2$ y $t_{diss} = 1.4 \times 10^2 y$ para $\frac{|w_1 - \Omega|}{\Omega} < 10^{-5,5}$, para los parámetros apropiados en los prototipos de las polares AM Her.

- **Dipolo-Dipolo:** Observaciones han puesto ciertas restricciones en la cantidad de asincronismo que puede estar presente en los sistemas polares. El hecho que tanto la disipación magnética como el torque de marea se disipan en la rotación sincrónica, implica que aunque son capaces de llevar al sistema cerca del sincronismo no son capaces de cumplir la condición de bloque implícita por las observaciones. Por tanto, el torque más obvio para mantener bloqueado al sistema es la interacción del campo magnético de las dos estrellas. Campbell (1985)[20] estudió el efecto del torque dipolo-dipolo, donde muestra que dicho torque es fuertemente dependiente de la separación ($\propto a^{-3}$) y en los sistemas polares típicamente opera en una escala de tiempo de $t_{dd} \sim 10^2 y$, mientras que en los sistema no-sincronizados el promedio del torque es cero en un periodo sinódico y por tanto no juega ningún rol en llevar al sistema hacia el sincronismo. Sin embargo, para pequeñas cantidades de asincronismo el torque dipolo-dipolo trata rápidamente a mover los dos dipolos magnéticos hacia la colinealidad. Esto podría ser la posición de equilibrio de dos dipolos aislados.

King, Frank & Whitehurst (1990)[73] estudiaron la combinación de los efectos de acreción, disipación magnética, frenado magnético, radiación gravitacional, disipación de marea y torque dipolo-dipolo. Ellos muestran que la configuración de equilibrio para el sistema era una en la que el sistema está sincronizado con ambos dipolos situada en el plano orbital. El dipolo de la enana blanca es forzado a estar en un ángulo que conecta la línea de los centros por el torque de acreción y la secundaria toma la misma configuración con sus polos cercanos a la enana blanca de tal manera que el dipolo de la enana blanca se conecta a lo largo del campo de la secundaria.

Este escenario se complica un poco al considerar las fuentes de los campos magnéticos de las componentes estelares. Por ejemplo, el campo magnético de la enana blanca es probable que sea un campo fósil intrínseco (Bhattacharya & Srinivasan 1995[4]). Mientras que la fuente del campo de la estrella secundaria es un poco más problemático, se asume que dicho campo se obtiene como resultado de alguna forma de acción de un dínamo que presenta la estrella (Tout & Pringle 1992[174]),

situado a lo largo de su eje de rotación. Si la escala de tiempo para la generación de este campo magnético es similar al tiempo t_{dd} , la competencia entre el torque dipolo-dipolo y la regeneración del campo puede resultar en un eje de dipolo efectivo acostado el campo en un ángulo cercano al plano orbital. Por tanto, la enana blanca tendría que asumir una posición de equilibrio en un ángulo correspondiente al plano.

2.2.1. Reduccion del frenado magnético

Wickramasinghe, Li & Wu (1996)[193] han sugerido que la presencia de un campo en la enana blanca en una polar podría reducir la eficiencia del frenado magnético al aumentar el tamaño de la zona muerta. En las figuras 2.3 se muestran ejemplos de las líneas de campo del campo resultante de una estrella secundaria con una compañera no-magnética y con una compañera magnética con dos orientaciones diferentes. Las líneas de campo inician desde la posición equidistante alrededor de cada estrella y siguen hasta que o bien abandonan el área graficada o cruzan una frontera estelar. Las líneas que se grafican en este ejemplo son para una secundaria con un campo de $0.014T$ y una primaria o enana blanca con un campo de $5000T$. Estudios precisos de la implicación de las zonas muertas se complican debido al radio de Alfvén, donde el material que se desacopla del campo depende de la densidad del viento del material. Sin embargo, es claro a partir de la comparación de la figura 2.3 (panel izquierdo y de enmedio) que el efecto del campo de la primaria en la configuración elegida por Wickramasinghe, Li & Wu es para aumentar drásticamente el tamaño de las zonas muertas. En la figura 2.3 (panel derecho) se muestra la estructura del campo en una configuración similar a la obtenida por Rey, Frank & Whitehurst (1990), donde las zonas muertas en esta configuración parecen ocurrir para un gran rango de latitudes magnéticas que el campo para una estrella secundaria aislada pero más pequeña que para la configuración tomada por Wickramasinghe, Li & Wu.

El esquema general adoptado por el modelo del radio de Alfvén asume que el material en las zonas muertas es atrapado permanentemente e incapaz de contribuir con el frenado magnético. Sin embargo, con el tiempo la densidad del material en las zonas muertas se incrementará y se podría esperar que con el tiempo la presión ejercida por este material sería suficiente para romper las líneas de campo y permitir que el material atrapado participe en el frenado magnético. La gran mayoría del material capturado por las zonas muertas es canalizado hacia la superficie de la enana blanca.

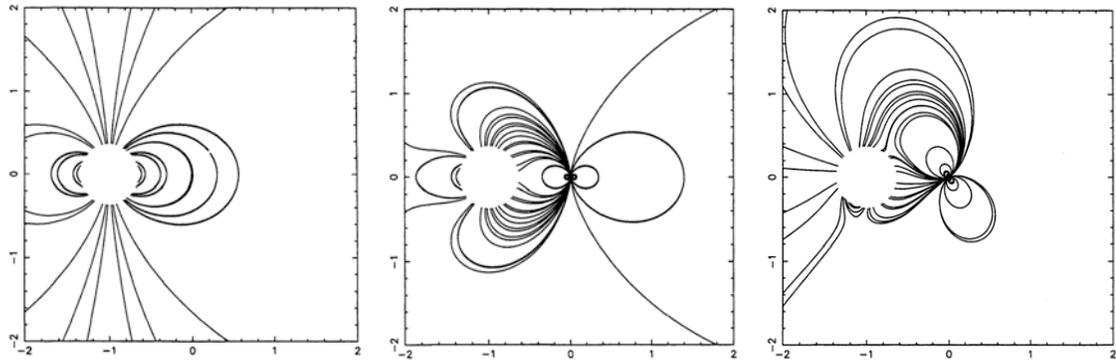


Figura 2.3: En la figura del panel izquierdo se muestra las líneas de campo en una sección transversal para una estrella secundaria con un campo dipolar. En el panel de en medio se muestra las líneas de campo del campo resultante de dos dipolos estelares. La estrella secundaria tiene un campo superficial de $0.014T$ y un radio de separación de 0.37 . La primaria tiene un campo superficial de $5000T$ con un radio de separación de 0.01 . Los dipolos están en la posición de equilibrio inestable considerado por Wickramasinghe, Li & Wu (1996) con dipolos anti-paralelos.

La eficiencia de la reducción del proceso de frenado magnético depende de varios factores. Las intensidades de campo relativos de las dos estrellas son importantes para determinar el rango del material que puede participan en el frenado magnético. El grado en que el material es forzado a fluir a lo largo de las líneas de campo también es importante. Si el material es capaz de deslizarse a través de las líneas de campo la eficacia de la canalización de material sobre la WD se reducirá.

2.3. Características espectrales de las VCs

Las VCs tiene un espectro que muestra alta excitación de líneas de emisión y un continuo caliente dominado en el azul y ultravioleta. A menudo, una combinación con espectros de absorción tipo tardío y un continuo de baja temperatura dominan en el rojo e infrarrojo. Además, el espectro cadente en particular exhibe una variabilidad de luz irregular. También estos objetos contenidos en cada clase son físicamente muy diferentes cuando los estudiamos en detalle.

Al estudiar las VCs en diferentes rangos del espectro electromagnético obtenemos información de diferentes regiones del objeto: las observaciones en rayos-x reflejan las regiones calientes donde ocurre interacciones entre el disco o chorro magnético de acreción y la estrella primaria, el ultravioleta es emitido principalmente por el disco de acreción, en el óptico obtenemos información alrededor del disco exterior

frío y acerca de la fotosfera de la envoltura de la estrella secundaria, el espectro infrarrojo provee información de la compañera y de una posible envoltura de polvo y gas ionizado, y finalmente, la radiación de radio es debido al gas ionizado y/o jets (si presenta).

En resumen, el espectro de una VC es la superposición de la emisión de la enana blanca, la estrella secundaria y el disco/corriente de acreción, con una relativa intensidad de estas tres componentes que varían dramáticamente entre los diferentes tipos de las VCs.

2.3.1. Espectro de la enana blanca

Las enanas blancas en variables cataclísmicas tienen temperaturas superiores a $11000K$ (Sion 1999[141]), como resultado el flujo de la enana blanca se eleva abruptamente hacia longitudes de onda UV. Los espectros de las enanas blancas se caracterizan por un continuo con un flujo creciente considerablemente en el azul, junto con amplias líneas de absorción de hidrógeno procedentes de la atmósfera de la enana blanca (ver figura 2.4). La anchura de las líneas resultantes es debido a la presión de la alta gravedad en la atmósfera de la enana blanca.

2.3.2. Espectro de la estrella secundaria

Como las estrellas donantes en las VCs son de baja masa de secuencia principal con temperaturas de $\sim 3000 K$ su máxima radiación se emite principalmente en longitudes de onda roja e infrarroja. A estas temperaturas tan bajas, se forman moléculas y por tanto el espectro de la estrella donante está dominada por bandas anchas de absorción (figura 2.4), siendo el óxido de titanio (TiO) el más notable, pero también se pueden observar líneas de Fe, Ti, CaI y CaII.

2.3.3. El espectro del disco de acreción

La principal contribución de la luminosidad en la mayoría de las VCs es el disco de acreción. La temperatura del disco varía en el intervalo de $\sim 3000 - 100\,000 K$ del borde exterior a la región interna del disco, calentado por la liberación de energía potencial gravitatoria. Una aproximación del espectro del disco se puede obtener por la suma de los espectros de cuerpo negro de la temperatura apropiada para cada

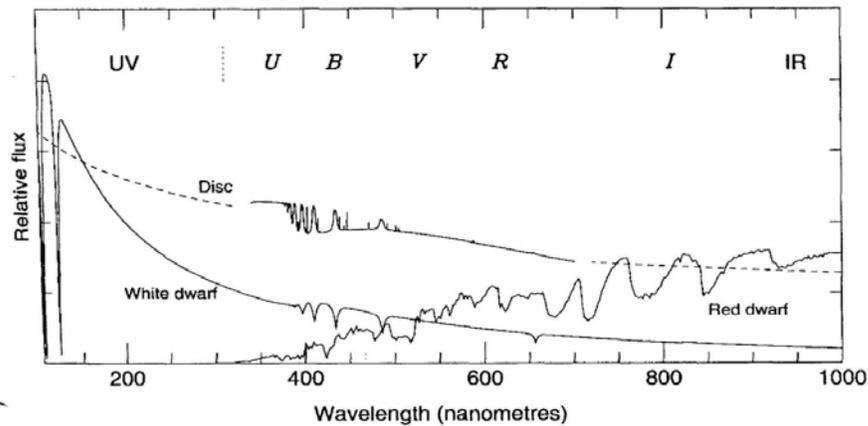


Figura 2.4: Esquema de el espectro de una VC que se compone de una enana blanca caliente, una estrella donante fría y un disco de acreción. Las etiquetas UBVRI muestran la región del espectro en las diferentes bandas de Johnson. La línea punteada es una aproximación del espectro del disco que es la suma de las radiaciones de cuerpo negro de diferentes temperaturas entre el interior y exterior del disco.

anillo la cual produce un espectro global más plano que el de la enana blanca (ver figura 2.4). Otra aproximación del espectro del disco se puede obtener, suponiendo que el disco irradia localmente como una estrella de la misma temperatura y gravedad superficial, y luego el espectro del disco se puede sintetizar mediante la adición de una serie de espectros estelares relativamente con el rango de parámetros. En la práctica, la mayoría de los espectros de las VCs se caracterizan por la emisión del disco en la cual el continuo alcanza un máximo en el ultravioleta y cae monótonicamente hacia longitudes de onda más largas, con la superposición de líneas prominentes de emisión/absorción de los estados de baja ionización tales como el hidrógeno (series de Paschen, Balmer y Lyman), helio (He I), calcio (CaII), hierro (Fe II) y oxígeno (O I). Además podemos ver líneas altamente ionizadas de HeII, así como características de la fluorescencia de Bowen a 4640 - 4660 Å, causadas por carbono ionizado (CIII) y nitrógeno (NIII), que pueden ser detectadas en sistemas que tienen altas tasas de acreción tales como novas likes y VCs magnéticas.

Los espectros de las variables cataclísmicas están dominados por las líneas de emisión en la fase de quietud o inactiva. Las líneas de emisión desaparecen sobre todo cuando la estrella secundaria eclipsa porciones del disco de acreción en las variables cataclísmicas visto casi de canto, lo que indica que el área de emisión de la línea de emisión está restringida a la región del disco de acreción. Existen por lo menos tres mecanismos que pueden explicar cómo las líneas de emisión se

emiten desde la región del disco. El primer de ellos es el mecanismo de emisión ópticamente delgado. En cualquier parte de un disco de acreción en el que el grosor óptico vertical en el continuo es < 1 , pero el grosor óptico en las líneas es significativa, se produce un espectro de emisión. La importancia de esta línea de emisión depende de la magnitud relativa de las regiones ópticamente delgadas y la región espectral que ha sido examinada. Tener una tasa de acreción en el régimen de baja masa, el espectro radiado por el modelo de disco de acreción consta de dos partes: La primera parte es un continuo térmico que se produce por la parte interna, más caliente y ópticamente gruesa del disco. El segundo es una serie de líneas de emisión procedentes de la parte más fría, en la parte exterior del disco donde el gas es ópticamente grueso en las líneas y delgado en el continuo (Williams 1980[194]), la cual es llamada emisión cromosférica. Hay muchos procesos que pueden calentar las capas superiores ópticamente delgadas de la atmósfera del disco. Por ejemplo, las posibilidades incluyen la turbulencia que escapan del disco o bucles magnéticos que se arquean hacia fuera del disco como consecuencia del calentamiento magneto-hidrodinámica de una corona y un flujo descendente de la energía para calentar una cromósfera (Shakura & Sunyaev (1973)[159]; Liang & Price (1977)[84]). El gas caliente, que puede llegar a $1 \times 10^8 K$, irradiará líneas de emisión (Haardt & Maraschi (1991)[53]).

Capítulo 3

Observaciones y Reducción de Datos

Nuestro principal objetivo en el estudio observacional de las VCs V1082 Sgr y V479 And, es encontrar sus periodos orbitales, conocer su etapa evolutiva y realizar un análisis detallado del comportamiento que muestra cada una de ellas, que nos brinden una mejor comprensión de las VCs en las etapas tempranas.

En el transcurso de esta tesis doctoral, se han realizado observaciones fotométricas y espectroscópicas, donde hemos utilizado diversos telescopios terrestres tales como los telescopios del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir - México (OAN-SP), el telescopio PROMT (por su sigla en inglés; Panchromatic Robotic Optical Monitoring and Polarimetry Telescope) ubicado en el Observatorio Inter-Americano del Cerro Tololo en Chile (CTIO) y los telescopios espaciales Suzaku y Swift. Los datos obtenidos, reducidos y analizados son parte de un trabajo sustancial y dedicación que hemos realizado con mi grupo de trabajo de tesis, la cual es dirigido por el Dr. Gagik Tovmasian.

Para realizar un mejor seguimiento observacional de los objetos V1082 Sgr y V479 Andy obtener mejores resultados se han obtenido diferentes campañas de observación durante diferentes años desde el 2010. En la siguiente sección daré una pequeña explicación general de las observaciones y reducción de datos, centrandome en las técnicas aplicadas a las observaciones presentadas aquí.

3.1. Datos ópticos

3.1.1. Instrumentos

- **El Observatorio Astronomico Nacional de San Pedro Mártir** esta situado en la sierra de San Pedro Mártir en Baja California - México, fue construido por la Universidad Nacional Autónoma de México. En 1971 se instalaron los telescopios de 84 cm y 1.5 m, y en 1979 se inaugura el telescopio de 2.1m. El OAN-SPM se trata del observatorio más importante de México y está ubicado a una altura de 2.830 m sobre el nivel del mar.

El telescopio de 84 cm es utilizado para hacer fotometría, cuenta con un espejo secundario de $f/15$ ($\sim 16.43''/mm$), y los instrumentos disponibles para este telescopios son: la rueda de filtros Mexman¹, el Fotómetro Danés², Polima (Polarizador óptico de imagen)³ y SOPHIA (Sistema óptico para hacer imágenes de campo amplio)⁴, junto a ellos se encuentran la rueda de filtros Ruca, la cámara IR y el CCD Esopo.

El telescopio de 1.5 m es utilizado para realizar observaciones fotométricas de manera robótica con el instrumento RATIR (ReIonization And Transients InfraRed camera) para imagen óptico/infrarroja. RATIR esta formado por cuatro cámaras dos ópticos y dos infrarrojos, con un filtro de división de dos colores directamente sobre cada detector para así permitir imágenes simultáneas en seis colores en dos ópticos y cuatro en el cercano infrarrojo.

El telescopio de 2.1 m es el mayor telescopio del OAN-SPM, es utilizado para realizar espectroscopía de alta, media y baja resolución. Los instrumentos

¹Mexman cuenta con dos ruedas de filtros con 8 posiciones cada una, pudiéndose usar 14 filtros en total

²El fotómetro Danés se emplea para hacer fotometría fotoeléctrica por conteo de fotones en dos modos de funcionamiento: modo UVBY (el sistema Stromgren) y modo $H\beta$ (el sistema Crawford). Un espejo plano inclinado, intercalado opcionalmente en el camino óptico permite al usuario cambiar de modo.

³POLIMA utiliza un prisma de Glan-Taylor que es un cubo de calcita que ha sido cortado a la mitad y ensamblado de manera que uno de los dos haces en el prisma es eliminado. El eje de polarización del prisma puede ser orientado respecto al plano de la imagen en intervalos de un grado. El sistema, además de un analizador de polarización, también tiene un cabezal metálico que contiene el obturador, una rueda de filtros ópticos, y un mecanismo de movimiento.

⁴Sophia es un sistema de adquisición de imágenes de gran campo, usando como cámara un lente Nikkor de 85mm de distancia focal ($F/1.4$) y un CCD como detector. El campo total resultante es circular de 30 minutos de arco de diámetro y una escala de placa 81.7 segundos de arco por mm. Para aprovechar esta ventaja, el desplazamiento de la cámara de guiado tiene movimiento polar.

disponibles para este telescopios son: **el espectrógrafo Boller & Chivens**, nos permite obtener espectros de rendija larga de resolución baja e intermedia a través de la utilización de diferentes rejillas de difracción como elemento de dispersor. El espectrógrafo esta montado sobre un foco $f/12$ Cassegrain del telescopio, esta equipado con un colimador y una cámara con longitud focal de 1080 mm y 465 mm respectivamente. Con la escala de placa de $8.185''/\text{mm}$, esta corresponde aproximadamente $0.463''/\text{pix}$ a lo largo de la dirección espacial en el TK1024 CCD como detector. El **espectrógrafo Echelle clásico** es un tipo de red de difracción que se caracteriza por presentar una densidad de líneas relativamente baja pero presenta mayor número de órdenes de difracción. Debido a esto, se obtiene una mayor eficiencia y menores efectos de polarización en rangos de longitudes de onda mayores. El **espectrógrafo Echelle** tiene una máxima resolución de $R = 18.000$ a 5000 \AA , ello da una resolución de 17 km/s con 2 pixeles. El **espectrógrafo Echelle nebulas (MES-SPM)**, Este espectrógrafo echelle nebulas de alta resolución, tiene como objetivo principal solucionar problemas astrofísicos donde se requiere estudiar con alta señal de ruido y alta resolución espectral perfiles de líneas resueltos espacialmente, provenientes de fuentes extendidas y usualmente débiles. Y el **interferómetro Fabry-Perot PUMA**, este instrumento se utiliza en el foco Cassegrain del Telescopio de 2.1 m en su configuración $f/7.5$. Está formado por un reductor focal (colimador y cámara objetivo) y está diseñado para permitir la integración, mediante un posicionador, en el haz colimado, de diversos elementos ópticos dispersivos (interferómetro, grismas, arreglos de microlentes, etc.). Actualmente funciona con un interferómetro Fabry-Perot de barrido (IFPB) ET-50 de Queensgate y su dispositivo de paralelización.

- **El telescopio PROMT (Panchromatic Robotic Optical Monitoring and Polarimetry Telescopes)**, esta ubicado en el observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo en Chile (CTIO). Consiste en seis telescopios Ritchey-Chrétien de 0.41 m de diámetro con un montaje rotatorio que gira rápidamente con el objetivo que responde en las alertas de GRB (Gamma ray burst) en segundos, cuando la luminosidad residual es potencialmente brillante. Cada espejo y cámara esta optimizada para cubrir una amplia gama de longitudes de onda, están compuestos por una cámara de imagen NIR, dos cámaras de rojo-optimizado, una cámara de azul optimizado, una cámara de UV optimizado y

un polarímetro óptico. PROMT es capaz de identificar los eventos con un alto corrimiento al rojo [123]. En conclusión se puede utilizar para realizar observaciones en el ultravioleta, óptico e infrarrojo, observaciones polarimétricas, técnicas de observación remotas, observaciones de fuentes de rayos-gama, estallidos de rayos-gama y observaciones cosmológicas.

3.1.2. Fotometría

La fotometría es una técnica de medición del flujo de un número de estrellas en un campo de visión. La Fotometría absoluta requiere de muy buenas condiciones atmosféricas y calibraciones detalladas. La fotometría diferencial mide la variación de brillo de una estrella dada relativamente a una o más estrellas de comparación y se puede llevar a cabo bajo condiciones no fotométricas. Las mediciones de la variabilidad fotométrica de V479 And y V1082 Sgr se realizaron mediante la fotometría diferencial. En nuestras observaciones utilizamos diferentes CCDs. Un CCD es un dispositivo semiconductor en el que los fotones entrantes crean electrones libres a través del efecto fotoeléctrico⁵. Al final de una exposición estas cargas son leídas al ser desplazadas electrónicamente de píxel a píxel hacia el final del dispositivo. La señal de salida será convertida electrónicamente de un voltaje analógico a cuentas digitales y se introducirán en un ordenador, produciendo una imagen de dos dimensiones.

En la fotometría realizada a V479 And y V1082 Sgr se utilizaron los telescopios de 0.84 y 1.5 m del OAN-SPM, junto con los instrumentos RUCA, CAMILA y el CCD ESOPPO, con sus respectivas ruedas de filtros, donde utilizamos los filtros de Johnson U-B-V-R-I para el óptico y los filtros I y J para la fotometría de cercano infrarrojo. Además para V479 And se realizó polarimetría lineal con el telescopio de 0.84 m junto con el instrumento POLIMA. Para V1082 Sgr también se utilizó el telescopio robótico PROMT donde realizamos fotometría diferencial con el filtro V.

Ver las tablas 3.1, 3.2 y 3.3 para ver detalle de las observaciones fotométricas y de polarimetría de estos dos objetos.

⁵El efecto fotoeléctrico consiste en la emisión de electrones (corriente eléctrica) que se produce cuando la luz incide sobre una superficie metálica en determinadas condiciones. Si la luz es una corriente de fotones y cada uno de ellos tiene una energía $h\nu$, esta energía podría ser capaz de arrancar un electrón de la red cristalina del metal y comunicarle una energía cinética. La expresión matemática que lo explica sería la siguiente: $h\nu = h\nu_o + Ec$. $h\nu_o$ es la energía mínima que ha de tener el fotón para arrastrar el electrón. Ec es la energía cinética comunicada al electrón una vez arrancado.

Cuadro 3.1: Observaciones fotométricas de V479 And.

Date	Fotometría óptica, IR y UV				
	Exp. sec	Filter	Telescope Instrument	N of images	Total hours
*	176	FUV	<i>GALEX</i>	2	
*	176	NUV	<i>GALEX</i>	2	
26/11/10 [†]	553-1691	UVM2	SWIFT	8	11
27/11/10 [†]	927-1636	UVW1	SWIFT	11	16
06/09/10	300	I	1.5m/RUCA	52	6
07/09/10	300	I	1.5m/RUCA	60	7
08/09/10	300	I	1.5m/RUCA	42	6
09/09/10	300	I	1.5m/RUCA	45	6
05/10/10	300	I	1.5m/RUCA	67	7
06/10/10	30	I	1.5m/RUCA	100	4
07/10/10	300	I	1.5m/RUCA	93	9
29/10/10	480	J	1.5m/Camila	35	4
30/10/10	480	J	1.5m/Camila	53	6
31/10/10	480	J	1.5m/Camila	51	6

* Observed by *SDSS*.

* Observed by *GALEX*. ObjID # 6372252849676485379

† Observed by *SWIFT/UVOTA* OBS_ID # 00031872

3.1.3. Espectroscopía

Un método eficaz para determinar los periodos orbitales de las VCs es mediante la medición de la variación de las velocidades radiales de las líneas espectrales de una serie de espectros. Estos desplazamientos Doppler de las líneas espectrales resultan del movimiento orbital del material emitido y absorbente que esta dentro del sistema (ver apéndice A). Dichos espectros se pueden obtener a través de la técnica de espectroscopía, la cual mide la dependencia de longitud de onda y del flujo emitido por una estrella usando un espectrógrafo. En principio, el espectrógrafo permite una imagen a traves de una abertura que es dispersada para luego volver a crear una imagen dentro del detector del CCD. Un espectrógrafo astronómico típico comprende de una rendija de entrada situada en el plano focal del telescopio, una fuente interna de luz para los campos planos, una lampara de arco para la calibración en

Cuadro 3.2: Observaciones polarimétricas de V479 And.

Date	Polarimetría líneal / 0.84m				
	Exp. sec	Filter	Telescope Instrument	N of images	Total hours
30/09/10	300	V	POLIMA	67	7
01/10/10	300	V	POLIMA	43	4
30/10/10	300	V	POLIMA	64	6
31/10/10	300	V	POLIMA	60	6
01/11/10	300	V	POLIMA	43	4

longitud de onda, un colimador, un elemento dispersivo, y un dispositivo de imagen o una cámara óptica para llevar el espectro a un foco dentro del detector del CCD. El colimador y el espectro de imagen puede ser de forma de lentes o espejos. El elemento de dispersión es normalmente un prisma de cristal, una red de difracción o un grisma. En nuestras observaciones espectroscópicas usamos varias rejilla (o red de difracción) con diferentes ángulos para cubrir diferentes resoluciones y rangos espectrales.

Para la espectroscopía realizada a V479 And se utilizó el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM, en 2008 y 2009 usamos el espectrógrafo Boller & Chivens, con una rejilla de 600 l/mm y un CCD SITE de 1024×1024 píxeles con una resolución espectral de 4.1 Å. En las observaciones del 2010 usamos nuevamente el espectrógrafo Boller & Chivens pero esta vez con una rejilla de 1200 l/mm con el CCD Thomson de 2048×2048 píxeles y una resolución espectral de 1.8 Å (ver tabla 3.4). También para la espectroscopía de V1082 Sgr utilizamos el telescopio 2.1 m del OAN-SPM equipado con el Boller & Chiven y el CCD Marconi de 2048×2048 píxeles, además se usaron rejillas de 300, 600 y 1200 l/mm con diferentes ángulos para cubrir diferentes rangos espectrales y obtener mejor resolución espectral (ver tabla 3.4 y 3.5 para mayor detalle de las observaciones espectroscópicas).

3.2. Reducción de los datos ópticos

Tanto para las observaciones fotométricas como espectroscópicas se necesita tomar imágenes bias y campos planos durante la noche de observación, para corregir

Cuadro 3.3: Observaciones fotométricas de V1082 Sgr.

Date	Fotometría óptica, IR y UV				
	Exp. sec	Filter	Telescope Instrument	N of images	Total hours
05/30/12 †	553-1691	UVM2	SWIFT	09	0.8
22/02/14 †	927-1636	UVM2	SWIFT	09	0.8
01/03/14 †	927-1636	UVW2	SWIFT	06	0.8
08/03/14 †	927-1636	UUUU	SWIFT	05	0.8
15/03/14 †	927-1636	UVW1	SWIFT	09	0.8
01-02-03-04-06-07/06/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
09-11-13-15-17-19/06/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
20-21-22-25-36-29/06/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
30/06/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
02-03-04-07-10-11/07/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
12-13-16-17-18-19/07/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
21-23-24-25-27-29/07/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
04-05-06-07-09-12/08/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
13-19-21-22-26-27/08/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
28-29-30/08/13	180	V	0.41m/APOGEE	40	02
03-04-08-10-11-12/09/13	180	V	0.41m/APOGEE	60	03
15-16-19-20-22-25/09/13	180	V	0.41m/APOGEE	60	03
28-30/09/13	180	V	0.41m/APOGEE	60	03
03-05-10-16-17-19/10/13	180	V	0.41m/APOGEE	20	01
21-26/10/13	180	V	0.41m/APOGEE	20	01
11/11/13	180	V	0.41m/APOGEE	20	01

† Observed by *SWIFT/UVOTA* OBS_ID # 00031252

Cuadro 3.4: Observaciones espectroscópicas de V479 And.

Date	Spectroscopy / 2.1m				
	Exp. sec	FWHM Å	Range Å	N of spectra	Total hours
24/12/03*	5400	3	3800-9200	1	0.013
06/11/08	1200	4.1	3900-5950	22	8
07/11/08	1200	4.1	3900-5950	19	7
08/11/08	1200	4.1	3900-5950	25	9
09/11/08	1200	4.1	3900-5950	10	4
11/11/08	1200	4.1	6050-8100	10	4
06/12/08	1200	4.1	3825-5875	22	8
07/12/08	1200	4.1	3850-5900	9	3
28/08/09	1200	4.1	3825-5875	17	7
29/08/09	1200	4.1	3825-5875	10	4
29/09/09	1200	4.1	3850-5900	22	8
07/09/10	1200	2.1	4550- 5900	6	2
08/09/10	1200	2.1	4550- 5900	18	8
05/10/10	1200	2.1	4550- 5900	8	3
07/10/10	1200	2.1	4550- 5900	12	6

* Observed by *SDSS*.

Cuadro 3.5: Observaciones espectroscópicas de V1082 Sgr.

Date	Spectroscopy / 2.1m				
	Exp. sec	FWHM Å	Range Å	N of spectra	Total hours
19/02/12	600	2.05	4250-5500	12	2.0
22/07/12	600	2.05	4750-6000	12	2.0
23/07/12	600	2.05	4750-6000	13	2.0
24/07/12	600	2.05	4750-6000	12	2.0
25/07/12	600	2.05	4250-5500	02	0.3
27/07/12	600	2.05	4250-5500	06	1.0
28/06/13	600	2.05	4500-5750	03	0.5
29/06/13	600	2.05	4500-5760	04	0.6
07/08/13	600	4.11	3690-7000	05	0.8
08/08/13	600	4.11	3690-7000	03	0.5
09/08/13	600	4.11	3690-7000	03	0.5
10/08/13	600	4.11	3690-7000	04	0.6
11/08/13	600	4.11	3690-7000	11	1.8
12/08/13	900	2.05	4500-5750	06	1.5
13/08/13	600	2.05	4540-5750	05	0.8
14/08/13	720	2.05	4500-5650	14	2.8
15/08/13	600	2.05	4400-5650	08	1.3
16/08/13	600	2.05	4400- 5650	11	1.8

las imágenes en dos dimensiones de los errores del instrumento. Además para espectroscopía se requieren tomar lámparas de comparación durante cada observación para realizar la calibración en longitud de onda y observar una estrella estándar que nos permita calibrar en flujo.

El objetivo de la reducción de los datos es eliminar los efectos indeseables inherentes en la estructura del CCD en las imágenes obtenidas originalmente (o en bruto) y así poder traducir los datos bidimensionales de una forma limpia a una sola dimensión (es decir en un espectro) o en datos de dimensión cero es decir en magnitud. En general, el proceso de reducción de datos ópticos se lleva a cabo en los siguientes pasos que se pueden aplicar tanto a observaciones fotométricas como espectroscópicas; substracción de bias, substracción de corriente oscura (si es necesario) y corrección de los campos planos (especialmente en fotometría).

1. **Imagen de Bias:** Imágen obtenida con la cámara CCD completamente a oscuras, con el obturador cerrado o sencillamente con el telescopio tapado con su tapa del objetivo, y con un tiempo de exposición cero o con un tiempo de exposición mínimo posible (0.001 seg). La imagen Bias se utiliza para corregir el efecto de la corriente de polarización, que consiste en un nivel mínimo de cuentas añadido intencionadamente por la electrónica de la cámara durante el proceso de lectura para evitar que el ruido de lectura produzca cuentas negativas en las zonas de baja intensidad.
2. **Imagen DARK o toma oscura** esta imágen se obtiene también con la cámara CCD a oscuras pero con tiempo de exposición del orden del tiempo de las imágenes del objeto. Estas imágenes corrigen el efecto de la corriente de oscuridad, lecturas espúreas debidas a agitaciones térmicas de los electrones que hacen que cierto número de ellos lleguen a los electrodos del chip sin haber sido excitados por la llegada de un fotón. El número de imágenes obtenidas por noche de observación depende de cada observador. Para nuestras observaciones no tomamos imágenes de Dark debido a que el CCD se enfría la corriente oscura no tiene mayor efecto.
3. **Imagen Flat field** Son imagenes que se obtienen de una fuente brillante y extensa de modo que llegue la misma intensidad a cada pixel del chip y que a ser posible tenga un perfil espectral idéntico al de la estrella u objeto a observar. En la practica se suelen obtener campos planos de zonas brillantes

del cielo durante el crepúsculo o bien de una pantalla dentro del observatorio iluminada por luz artificial. La principal utilidad de estas imágenes radica en corregir el efecto producido por la diferente sensibilidad a la luz de cada píxel y el de posibles motas de polvo que se encuentren cerca del foco del telescopio. Para nuestras observaciones solo tomamos campos planos cuando realizamos fotometría la cual se hicieron mediante una zona brillante del cielo.

Ahora daré una pequeña explicación sobre los pasos de reducción tanto para la fotometría y espectroscopía que he realizado para mis datos:

- El primer paso a realizar es identificar la región de la imagen que contiene buena información y la región correspondiente al overscan. Esto lo podemos hacer examinando una imagen utilizando la tarea **implot**, mediante esta tarea podemos hacer en la gráfica cortes tanto en líneas y columnas para encontrar dichas regiones. La región del *overscan* viene definida por el campo **BIASSEC** en el header de la imagen, esta región contiene la información del valor del pedestal que será removido de todas las imágenes. La región que contiene la buena información, como el espectro en el caso de espectroscopía o la imagen en el caso de fotometría se denomina **TRIMSEC** en el header de la imagen, por tanto cortaremos la imagen en dicha región y conservaremos dicha parte.
- El siguiente paso es combinar las imágenes **Bias** utilizando la tarea **zero-combine**, con el objetivo de obtener una imagen llamada Zero combinada y promediada, para así restar los errores instrumentales, esto lo hacemos tanto para la fotometría como para espectroscopia.
- Debido a que en la fotometría hemos tomado **flat**, debemos combinar las imágenes de los flat para sus respectivos filtros. Esto lo hacemos utilizando la tarea **flatcombine**.
- Ahora utilizaremos la tarea **ccdproc**, con el fin de remover la región del *overscan*, recortar la imagen o *triming* y procesar las imágenes tanto por Bias (o Zero) y flat (para el caso de fotometría). Dare un ejemplo de la tarea **ccdproc**:


```
cl > ccdproc @listobj output=b@listobj overscan=yes trim=yes zerocor=yes
darkcor=no flatcor=yes biassec=[1:2,1:1024] trimsec=[3:1024,1:1024] zero=Zero
flat=Flat
```

Caso 1: Espectroscópico; Extracción y calibración de espectros:

Ahora comentaré brevemente los pasos requeridos para la extracción y procesamiento de los espectros.

- Primero debemos definir las ventanas de extracción y de cielo, regiones en pixeles definidas a ambos lados del centro del perfil espacial del espectro de donde se extraerá el perfil del objeto y los valores de fondo de cielo respectivamente.
- El siguiente paso es editar los parámetros en **apall**, para extraer el espectro unidimensional de las imágenes bidimensionales. Esto lo hacemos tanto para los espectros de los objetos observados como para las lámparas de comparación.
- Ahora estamos listos para determinar una calibración en longitud de onda para nuestras lámparas de arco. Con la tarea **identify** podemos identificar las líneas espectrales de las lámparas de comparación, para ello es necesario tener un archivo con las coordenadas de las líneas espectrales correspondiente a la lámpara de comparación. En nuestro caso usamos la lámpara Cu-He-Ne-Ar.
- Ahora editaremos los parámetros de la tarea **refspectra**, la cual asignará una lámpara de comparación a un espectro, tomando como referencia el **hjd** más cercano de la lámpara y el espectro. Esta información la adjuntará en el header de la imagen.
- Finalmente utilizamos la tarea **dispcor**, esta tarea esta encargada de reagrupar los datos, esto significa que **dispcor** asigna a cada pixel el mismo valor delta de λ y de esta manera tendremos el espectro calibrado en longitud de onda.

Caso 2: fotometría

Al obtener las imágenes de la fotometría limpias, esto quiere decir sin bias y flats, pasamos a extraer la magnitud de nuestras estrellas. Pero primero que todo debemos alinear nuestras imágenes, esto lo hacemos mediante la tarea **imaling**. Luego de alinear nuestras imágenes debemos realizar los siguientes pasos para obtener la magnitud instrumental de nuestra estrella:

- Primero se debe decidir el tamaño de la apertura, la cual se desea usar para medir la magnitud instrumental de nuestras estrellas, al mismo tiempo se tomará el cielo, la cual será restado de las imágenes, esto lo hacemos formando un

anillo alrededor de la estrella con los comandos **annulus** y **dannulus**, (annulus es la parte interna del anillo, y dannulus es la parte externa del anillo).

- Luego debemos identificar la estrella o estrellas del campo y usando el curso podemos señalar las estrellas a la cual obtendremos la magnitud instrumental.
- Y finalmente corremos la tarea **qphot** y **aphot** para obtener nuestros resultados.

3.3. Rayos-X y UV

Además de las observaciones terrestres, también se utilizaron los telescopios espaciales **SWIFT** y **SUZAKU** para observar nuestros objetos.

3.3.1. El telescopio Swift

Swift es el primer observatorio espacial multi-longitud de onda dedicado a estudiar la ciencia de los estallidos de rayos gama (RGB por su sigla en inglés). Sus tres instrumentos trabajan juntos para observar los RGB en las longitudes de onda de: rayos-gama, rayos-x, ultravioleta y óptico. Los principales objetivos de la misión del telescopio Swift son las siguientes:

- Determinar el origen de los estallidos de rayos-gama.
- Clasificar los estallidos de rayos-gama y buscar nuevos tipos.
- Determinar como evoluciona el estallido y su interacción con el medio.
- Usar los estallidos de rayos-gama para estudiar el universo temprano.

Junto a estos objetivos también ha abierto una gran oportunidad de observar, estudiar y entender diversos objetos como supernovas, galaxias, variables cataclísmicas, entre otros. Haciendo a Swift de gran interés en la comunidad astronómica y de esta manera siendo utilizado en diversos proyectos en un amplio rango de investigación. El telescopio Swift se compone de tres instrumentos que trabajan conjuntamente para proporcionar una identificación rápida y un seguimiento de multilongitud de onda en cada proyecto a observar y de esta manera obtener la máxima información posible de cada proyecto observado.

Los instrumentos que componen el telescopio SWIFT son:

1. **Burt Alert Telescope (BAT):** 15 - 150 keV

BAT es el primero en detectar los GRB y localizar el estallido con una precisión de 1-4 arco minutos dentro de los 20 segundos después de iniciar el evento. BAT tiene un campo de vision (FOV field-of-view) de 1.4 *sr*, un instrumento de apertura codificada con un detector plano CdZnTe⁶. El detector plano esta compuesto de 32.768 piezas de CdZnTe ($4 \times 4 \times 2mm$) y una mascara de apertura codificada que esta compuesta de ~ 52.000 piezas de ($5 \times 5 \times 1mm$) con un metro de separación entre la mascara y el plano del detector. BAT opera en el rango de energía de 15 a 150 *keV* con una resolución de ~ 7 *keV*, una sensibilidad de $10^{-8} ergs^{-1} cm^{-2}$ y un FOV de 1.4 *sr*. Barthelmy et al.(2005)[9].

2. **UV/Optical Telescope (UVOT):** 170 - 600 nm

UVOT esta diseñado para capturar los primero fotones tanto en UV y óptico de los GRB como de los resplandores en un minuto, en la banda de 170-600 nm, así como las observaciones de largo plazo de estos resplandores. UVOT tiene una configuración óptica modificada de Titchey-Chrétien con un espejo primario de 30 cm y un numero focal de 12.7. Además tiene 11 filtros, un detector de intensidad CCD MCP, un detector operacional para conteo de fotones, tiene una sensibilidad de $m_B = 24.0$ en luz blanca en 1000 segundos, con un campo de visión de $17 \times 17 arcmin^2$, un detector elemental de 256×256 pixeles y una escala de placa de 0.5 *arcsec*. (Romig et al. (2005)[120])

3. **X-ray telescope (XRT)**

El principal objetivo del XRT es medir la posición, flujo, espectro, y curva de luz de los GRB en amplio rango dinámico de flujo. Estudia la contraparte de los GRB a partir de unos 70 segundos después de ser descubierto por el BAT, y da el posicionamiento del GRB con una precisión de 5 segundos de arco dentro de los 10 segundos de la adquisición del blanco. El XRT es un telescopio de rayos-x que opera en la banda de energia de 0.2-10 *keV*. El foco del XRT de rayos-x tiene solo un detector E2V CCD-22 en el plano focal, similar al EPIC MOS de la mision del XMM-Newton. El plano focal cubre un campo de visión de

⁶CdZnTe es el material del detector, la cual esta compuesto por cadmio, zinc y telurio, o hablando más estrictamente, una aleación de telurio de cadmio y telurio de zinc.

23 arco-minutos de diametro y esta equipado con cuatro fuentes de calibración situadas en cada esquina del detector. El telescopio está caracterizado por una función de dispersion de punto (PSF Point Spread Function) con 18 arc-segundos y 22 arc-segundos a la mitad del diámetro de potencia a 1.5 keV y 8.1 keV, respectivamente. El area efectiva es de $\sim 132 \text{ cm}^2$ a 1.5 keV y disminuye a $\sim 70 \text{ cm}^2$ a 8.1 keV. Cusumano et al.(2005)[31]

3.3.2. El telescopio SUZAKU

Suzaku es la quinta misión de rayos-x Japonesa, fue lanzada el 10 de julio del 2005 exitosamente. Fue desarrollado en el instituto de Ciencia Espacial y Astronáutica de la Agencia Japonesa de Exploración Aeroespacial (ISAS/JAXA por sus siglas en ingles) en colaboración con EE.UU (NASA/GSFC⁷, MIT), e instituciones Japonesas. Suzaku cubre una rango de energía de 0.2-600 keV con dos instrumentos: el CCDs de rayos-x (x-ray imaging spectrometer, XIS) y el detector de rayos-x duros (HXD). Suzaku tambien lleva un tercer instrumento, el micro-colarímetro (x-ray spectrometer, XRS), pero el XRS ha perdido todo su criogeno antes de iniciar las observaciones científicas.

Suzaku ha hecho una serie de contribuciones fundamentales a la astronomía que no se habían desarrollado anteriormente con observaciones de rayos-x como estudios espectrales de amplia-banda de AGNs y binarias de rayos-x (entre ellas las VCs), ya que al utilizar los instrumentos XIS y HXD proporcionan una mayor sensibilidad que los telescopios Chandra y XMM-Newton. Las mediciones precisas de la abundancia de metales en SNR y el IMS caliente, así como el diagnostico de la banda de Fe-K, se lograron debido a la resolución espectral superior de XIS comparado con otros detectores CCD de rayos-x en orbita. La combinación de bajo fondo y gran área efectiva de XIS permitió los estudios de brillo de la superficie con una precisión sin igual, y posibilitó las primeras mediciones de las propiedades de los cúmulos de galaxias más allá del radio virial. (Petre et al.(2012)[110])

■ XRT

Los cinco conjuntos de los telescopios de rayos-x (XRT) fueron desarrollados conjuntamente por (NASA/GSFC), la universidad de Nagoya, la Universidad

⁷National Aeronautics and Space Administration/ Goddard Space Flight Center

Metropolitana de Tokyo y ISAS/JAXA. La resolución de los XRTs van desde $1',8$ a $2',3$, expresados en términos del diámetro medio de energía, la cual es el diámetro en el que la mitad de los rayos-x enfocada está encerrada. La resolución angular no depende significativamente de la energía de los rayos-x incidentes en el rango de energía de SUZAKU, $0,1 - 12 keV$. Las áreas efectivas son típicas de $440 cm^2$ a $1,5 keV$ y $250 cm^2$ a $8 keV$ por telescopio. Las distancias focales son $4,75 m$ para el XRT-Is. Los cuadrantes individuales del XRT tienen sus propias distancias focales desviadas de los valores de diseño por unos pocos centímetros. Los ejes ópticos de cada cuadrante XRT están alineados dentro de $2'$ entre sí. El campo de visión para XRT-Is está alrededor de $17'$ a $1,5 keV$ y $13'$ a $8 keV$. (Mitsuda et al.(2007)[100].)

■ XIS

El espectrómetro de imagen de rayo-x (XIS) emplea un dispositivo de silicio sensible a los rayos-x acoplado al CCD, la cual opera como un modo de conteo de fotones, similar al usado en ISCA SI, Chandra ACIS y XMM-Newton EPIC. En general, un CCD de rayos-x convierte un foton incidente de rayos-x en una nube de carga, con la magnitud de la carga proporcional a la energía de los rayos-x absoluta. Esta carga es desplazada hacia afuera sobre la puerta de un transistor de salida a través de una aplicación electrónica variable con el tiempo. Esto resulta con un nivel de voltaje (altura de pulso) que proporciona la energía del foton de rayos-x.

Los cuatro conjuntos de XIS de Suzaku se designan, XIS0, XIS1, XIS2 XIS3, cada uno localizado en el plano focal de un telescopio de rayos-x; XRT-I0, XRT-I1, XRT-I2 Y XRT-I3. Cada cámara de CCD tiene un solo chip con un tamaño 1024×1024 pixeles y cubre una región del cielo de $17',8 \times 17',8$, cada pixel es de $24 \mu m$ cuadrados. Y el tamaño del CCD es de $25 mm \times 25 mm$. Un juego de XIS, XIS1 utiliza un CCD con iluminación trasera, mientras que los otros tres CCDs utilizan iluminación frontal.

XIS tiene un campo de visión de $17',8 \times 17',8$ con un rango de energía de $0,2 - 12 keV$, una resolución de energía de $\sim 130 eV$ a $6 keV$ (FWHM), una área efectiva de $330 cm^2(FI)$, $370 cm^2(BI)$ a $1,5 keV$, $160 cm^2(FI)$, $110 cm^2(BI)$ a $8 keV$ y un tiempo de resolución de 8 segundos (modo normal), $7,8 ms$ (modo suma). (Mitsuda et al.(2007)[100].)

- **HXD**

El detector de rayos-x duros (HXD) es un colimador brillante de rayos-x duro sensible a la banda de $\sim 10 \text{ keV}$ a $\sim 600 \text{ keV}$. Fue desarrollado conjuntamente por la Universidad de Tokyo, la Universidad de Aoyama Gakuin, la Universidad de Hiroshima, ISAS/JAXA, la universidad de Kanazawa, entre otras. Su principal objetivo es extender la banda de observación del telescopio para energías más altas posible, permitiendo así poder estudiar los objetos celestes en una banda más ancha.

El sensor HXS es un instrumento compuesto de ojo-detector, consiste de 16 principales detectores (arreglados como una matriz de 4×4) y alrededor 20 cristales para un blindaje activo. El HXD cuenta con una área efectiva de $\sim 160 \text{ m}^2$ a 20 keV y $\sim 260 \text{ cm}^2$ a 100 keV . La resolución de energía es de $\sim 3.0 \text{ keV}$ (FWHM) para los diodos del PIN, y $7.6/\sqrt{E} \%$ (FWHM) para los centilladores, donde E es la energía en MeV . El HXD tiene una resolución de $61 \mu\text{s}$. Los centilladores anti-coincidencia exteriores pueden utilizarse como un detector de rayos-x duros de gran campo, que se conoce como el ancho de banda del monitor de todo el cielo (WAM). Esto puede ser usado para detectar transitorios brillante de rayos-x, los estallidos de rayos γ , y las llamaradas solares. (Mitsuda et al.(2007)[100])

Nuestras observaciones de rayos-x y UV

Tanto **V479 And** y **V1082 Sgr** fueron observadas con el telescopio espacial **Swift**. Para V479 And se realizaron las observaciones en noviembre 26 y 27 del 2010 con número de observación ID: 31872, con un tiempo de exposición total de 26.7 ks . Mientras que para V1082 Sgr se observó el 19 de junio del 2012 con un tiempo de observación de 10.8 ks , luego se repitieron las observaciones para este mismo objeto cubriendo un total de tiempo de observación de $\sim 26.37 \text{ ks}$, la cual se dividieron en cuatro temporadas de observación separadas una de otra por ocho días y tratando de cubrir un tiempo de exposición de aproximadamente 8 ks por temporada, el número de identificación de observación para V1082 Sgr es 31252 (ver tabla 3.3). En estas observaciones hemos utilizado los instrumentos; el telescopio de rayos-x (XRT, Burrows et al. (2005)[17]) y el telescopio Ultravioleta/óptico (UVOT, Roming et al. (2005)[120]) que pertenecen al telescopio espacial Swift. El procesamiento standard

de los datos se realizaron en el centro científico de Swift. Los resultados presentados aquí, se basan en los datos recogidos cuando el XRT estaba operando en el modo PC, en el que se conserva la totalidad de la imagen y la resolución espectral, pero la resolución temporal esta limitada por 2.5 s.

Junto a estas observaciones también se observó a V1082Sgr con el telescopio espacial SUZAKU con número de identificación #406042010, la cual se realizaron el 23 de marzo del 2012 con un tiempo de exposición de ~ 40 ks, tanto para la banda de rayo-x suave (con el telescopio XIS), como para la banda de rayos-x duros (HXD). Los datos de la cámara XIS fueron observados de modo normal.

Simultáneamente a las observaciones de rayos-x se tomaron imágenes de V479 And y V1082 Sgr en UV con el instrumento UVOT y los filtros UVW1, UVM2 y UUU centradas a 2600, 2246 y 3465 Å. Esto se hizo con el telescopio espacial SWIFT. Para V479 And se cubrió un ciclo orbital entero, en la cual se obtuvieron once imágenes con el filtro UVW1 y ocho imágenes con el filtro UVM2. Para V1082 Sgr se trato de cubrir un total de observación de dos horas, con el objetivo de obtener el periodo de spin de la enana blanca y se repitió cada observación por 8 dias para encontrar una posible variabilidad de 28 días.

En cuanto a la reducción de las imagenes obtenidas por UVOT se realizaron utilizando la fotometría de apertura, siguiendo los pasos descritos arriba para la fotometría óptica terrestre y a través de la tarea uvotmaghist especializada en reducción de los datos de UVOT. Ver tabla 3.1, 3.3 y 3.6 para mayor detalle de estas observaciones. Los datos de rayo-x tanto del telescopio espacial Swift como de Suzaku fueron reducidos y analizados con el paquete XSELECT (versión V2.4b), FTOOLS y XSPEC (ver sección 3.4)

3.4. Reducción de datos de rayos-x

En esta sección se describen los pasos y las tareas involucradas en el proceso de reducción y análisis de los datos de rayos-x tomados con los telescopios espaciales Swift y Suzaku. Por reducción, nos referimos a la preparación de los datos para su análisis, un proceso que implica la calibración y la detección de los datos. Para ello es necesario seleccionar la parte a estudiar donde extraeremos los datos como; la imagen, curva de luz y espectro.

Los productos como la imagen, curva de luz y espectro fueron leídos por varios

Cuadro 3.6: Observaciones de rayos-x de V479 And y V1082 Sgr

Secuencia	fecha	Pointing	Detector	Mode	Exposure
V479 And					
Swift					
000031872	2010-11-26		XRT	PC	10.6 ksec
	2010-11-27		XRT	PC	16.1 ksec
V1082 Sgr					
Suzaku					
406042010	2012-03-23	2012-03-24	HXD	XIS	Normal 40 ksec
				HXD PIN	Normal 40 ksec
Swift					
000031252	2012-05-21		XRT	PC	6.4 ksec
	2014-02-23		XRT	PC	5.5 ksec
	2014-03-01		XRT	PC	6.1 ksec
	2014-03-08		XRT	PC	6.5 ksec
	2014-03-15		XRT	PC	8.0 ksec

programas de análisis de datos como; **XSPEC**, **XRONOS** y **XIMAGE**, respectivamente. En la siguiente sección mostraré como utilizar XSELECT, como extraer los datos y prepararlos para su posterior análisis⁸.

1. Primero que todo debemos cargar los programas con *heainit* y entra a **xselect**, esto lo hacemos en una terminal.
2. Una vez en xselect leemos el archivo o evento que trae la información, esto lo hacemos de la siguiente forma:

```
xselec → read event nombre_archivo.po_cl.evt.gz
```

3. ahora extraemos la imagen y la guardamos con extensión *img*

```
xselec → extract image
```

```
xselec → save image image.img
```

```
xselec → plot image
```

4. el *plot image* nos despliega la imagen en **ds9**, donde debemos realizar una serie de pasos:

⁸Se debe verificar que se tienen instalados los programas que se requieren para la reducción y análisis de los datos. Para mayor información visitar <http://swift.gsfc.nasa.gov> tanto para instalar los programas como para mayor información sobre la reducción de los datos.

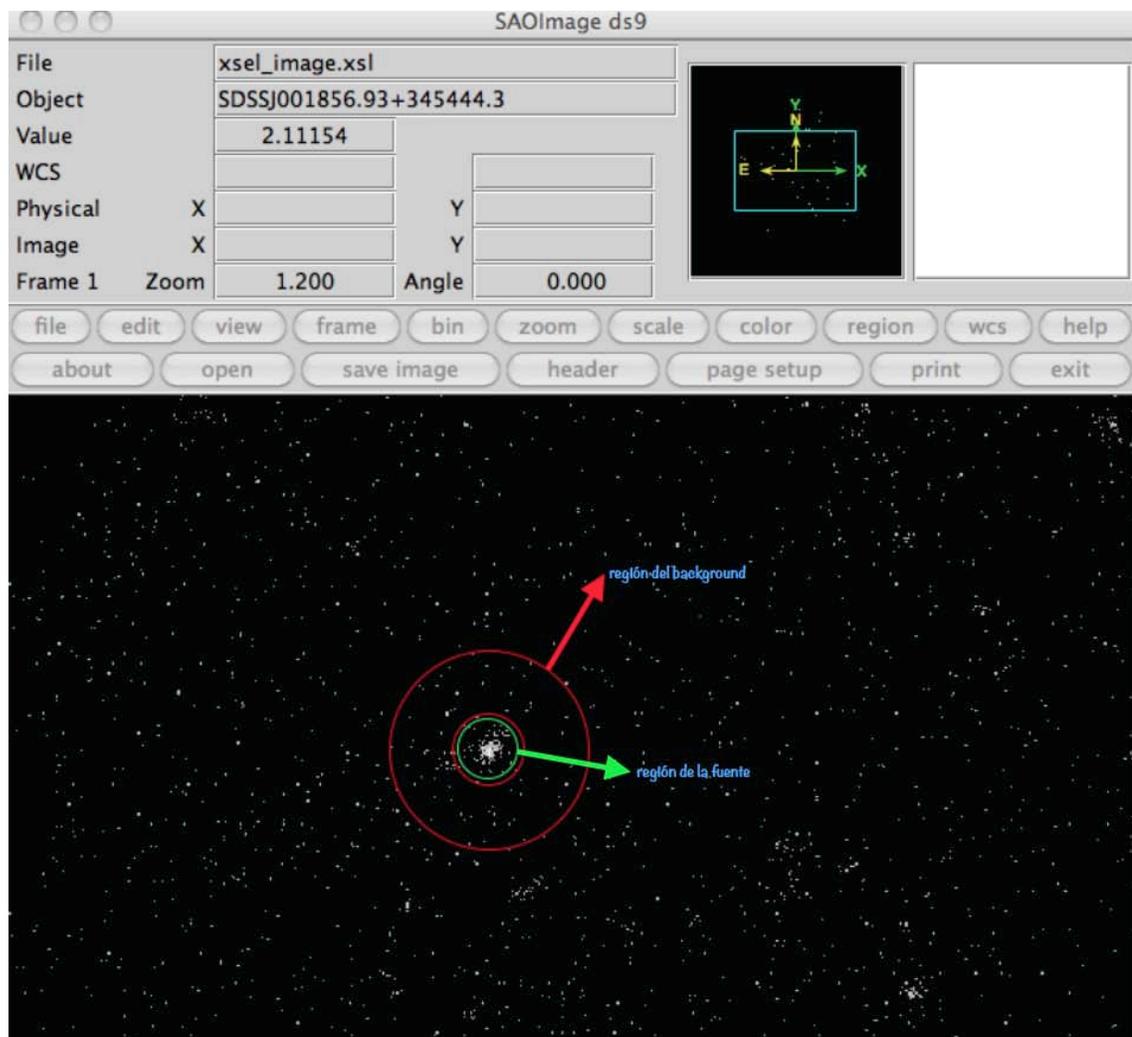


Figura 3.1: La gráfica muestra la fuente y las áreas tomadas tanto para el background en rojo, como para la fuente en azul.

- Tomamos la región de la fuente haciendo un círculo sobre ella. Con doble click sobre el círculo podemos corregir las coordenadas del objeto y ajustar el tamaño del círculo. Lo ideal es obtener todos los fotones de la fuente.
- Guardamos la región o círculo tomado de la fuente con extensión *reg* (ejemplo *source.reg*). Hacemos lo mismo para el background, solo que acá tomamos un anillo. Lo ideal es que sea sobre el área ya tomada para la fuente (ver figura 3.1)

5. Ahora filtramos las regiones a la cual deseamos extraer tanto el espectro como

la curva de luz, hacemos:

```
xselect → filter region source.reg (o back.reg)
```

6. El siguiente paso es extraer tanto la curva como el espectro y debemos guardar la curva y espectro extraído para la fuente y background.

```
xselect → extract curve/spectrum binsize=250
```

binsize se utiliza solo para extraer la curva de luz y puede cambiar según el caso.

```
xselect → plot curve (o spectrum)
```

```
xselect → save curve curve_source.lc (o save spectrum spec_source.pha)
```

y para el background

```
xselect → save curve curve_back.lc (o save spectrum spec_back.pha)
```

7. Ahora debemos obtener los archivos RMF y ARF. El RMF lo podemos obtener de <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/data/swift/>. El ARF lo podemos generar de la siguiente manera; nos salimos de **XSELECT** y realizamos los siguientes pasos.

para ARF:

```
home → plist xrtmkarf
```

```
home → punlearn xrtmkarf
```

```
home → xrtmkarf
```

```
Name of the input PHA FITS file [ ] → spec_source.pha
```

```
.
```

```
.
```

```
Name of the output ARF FITS file [ ] → obs.arf
```

```
Source X coordinate : [ ] → 4.7052
```

```
Source Y coordinate : [ ] → 34.9075
```

8. Ahora debemos restar el background y agregar los ARF y RMF al espectro *spec_source.pha*, esto lo hacemos:

```
home → grppha spec_source.pha spec_source_back.pha
```

```
GRPPHA [ ]→ chkey ANCRFILE obs.arf
```

```
GRPPHA [ ]→ chkey RESPFILE swxpXXXXXX.rmf
```

```
GRPPHA [ ]→ chkey BACKFILE spec_back.pha
```

```
GRPPHA [ ]→ exit
```

Finalmente tenemos el archivo `spec_source_back.pha` listo para su análisis espectral con **XSPEC**, para mayor información visitar la pagina

<http://heasarc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/manual/XspecWalkthrough.html>.

Capítulo 4

V1082 Sgr y V479 And, VCs con un largo periodo orbital

El modelo que describe el proceso de evolución de las variables cataclísmicas, se basa en la predicción de sus parámetros físicos obtenidos mediante el análisis de datos observacionales, tales como: el periodo orbital, relación de masa, la masa y tipos espectrales de las componentes del sistema. Por tanto, al medir estos parámetros en V1082 Sgr y V479 And, nos pueden dar información de interés que nos describa en que etapa evolutiva se encuentra el sistema y además nos puede ayudar a entender los procesos de acreción que dominan estas estrellas. En este capítulo presentamos el análisis del estudio observacional multi-longitud de onda que realizamos a los sistemas V1082 Sgr y V479 And clasificados como variables cataclísmicas. Aquí mostramos las características particulares del comportamiento de cada objeto, la determinación del periodo orbital, variabilidades fotométricas que presenta cada uno de ellos desde el UV hasta el IR, los tipo espectrales de las estrellas secundarias, masas, radios de las componentes, emisión de rayos-x y un estudio de todas las observaciones realizadas a cada objeto mediante un análisis de la distribución de energía espectral.

4.1. Historia

Tanto V1082 Sgr y V479 And han sido estudiados por diferentes autores. Por ejemplo, las primeras personas en estudiar a V1082 Sgr fue Cieslinski et al.(1998)[29], quienes realizaron un estudio observacional de 168 variables cataclísmicas entre ellas

V1082 Sgr. Ellos encuentran que V1082 Sgr tiene dos estados de brillo y al pasar de un estado a otro sus propiedades tanto fotométricas como espectroscópicas cambian. Cuando V1082 Sgr esta en estado alto presenta flickering, un exceso de UV y un espectro con prominentes líneas de emisión de Balmer, He I, y He II, pero cuando esta en estado bajo, no se observa el flickering y las prominentes líneas de emisión de He desaparecen casi por completo. Thorstensen et al.(2010)[168] continuó con el estudio observacional de V1082 Sgr donde muestra que el espectro presenta líneas de absorción características de una estrella tipo *K* y a través de estas líneas encontraron un periodo orbital de 0.868 días, lo cual sugiere que este periodo es muy corto para una estrella simbiótica, pero sí es consistente con el periodo de una novalike. Nosotros (Bernardini et al.(2013)[10]) realizamos un extenso estudio observacional donde revelamos que V1082 Sgr es una fuente de rayos-x altamente variable, que tiene tanto variabilidades cortas de horas a variabilidades largas de meses a años, también concluimos que posiblemente V1082 Sgr sea una VC magnética. Entre las variabilidades cortas se observa una variabilidad de dos horas tanto en rayos-x¹ como en el óptico, pero la posibilidad que dicha variabilidad corresponde al spin de la enana blanca es poco probable ya que esta variabilidad tiende a cambiar significativamente con el tiempo, pero si esta cerca al tiempo de caída libre del punto de Lagrange L_1 . Thorstensen et al.(2010)[168] sugirió que el sistema podría estar compuesto por una enana blanca de masa $0.64 M_{\odot}$, una secundaria con una masa de $0.8 M_{\odot}$ y una relación de masa de $q = M_{sec}/M_{WD}=1.3$, Lo que conlleva a que el radio de la enana blanca podría ser de $1.8 \times 10^{-11} cm$ obteniendo un tiempo de caída libre de $\sim 5900 s$ muy cercano al tiempo de escala de la variabilidad de 2 horas.

En cuanto a V479 And fue la Dra. Szkody y su grupo de trabajo (Szkody et al. 2005[162]) quien realizó su primer estudio observacional. Ellos a través del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) observaron a V479 And por aproximadamente dos horas mostrando que posiblemente podría ser una VC polar. También, Dillon et al. (2008) continuó con su estudio observacional, donde hizo espectroscopía por aproximadamente dos horas, fotometría por cuatro horas y polarimetría por dos horas. Dillon no encontró la periodicidad del sistema ni a través de la espectroscopía ni la fotometría. Pero en la fotometría obtuvieron una variabilidad no periódica con un cambio en magnitud de ~ 0.1 en una escala de $\sim 20-40$ minutos y de noche a noche

¹ Las variabilidades de V1082 Sgr se detectaron con los telescopios espaciales XMM-Newton, Suzaku y Swift, para conocer más de sus variabilidades de rayos-x pueden ver el artículo de Bernardini et al.(2013)[10]

una variación de ~ 0.3 mag, correspondiente esta variabilidad al flickering. En la polarimetría solo encontró una polarización menor al 2%. Nosotros (Gonzalez et al. 2010[52]) realizamos una extensa campaña de observación a este objeto en el 2008 y 2009, donde hicimos espectroscopía de baja - media resolución (ver capítulo 3), y a través de esta espectroscopía se hizo un análisis de Fourier con el objetivo de calcular el periodo orbital del sistema mediante el corrimiento espectral de las líneas de emisión y absorción. Pero los resultados obtenidos tanto de las líneas de emisión como de absorción no concordaron, causando una pequeña confusión donde asumimos que V479 And podría ser una polar asincrónica.

Estos resultados y la falta de entendimiento del comportamiento de V479 And nos motivaron a continuar con el estudio detallado de dicho sistema, junto a objetos candidatos a tener un periodo orbital mayor a 10 horas y que mostraran un comportamiento similar, encontrando entre un grupo de sistemas que observamos en OAN-SPM a V1082 Sgr. Y con el objetivo de mejorar nuestra comprensión del comportamiento tanto de V1082 Sgr como de V479 And realizamos un nuevo estudio multi-longitud de onda con diferentes telescopios e instrumentos, donde hicimos espectroscopía de alta y media resolución en el óptico, fotometría en el óptico, UV e IR, polarimetría en el óptico y observaciones de rayos-x. Las observaciones ópticas se realizaron con los telescopios del OAN-SPM y las observaciones de rayos-x y UV se realizaron con el telescopio espacial SWIFT y SUZAKU (Para mayor detalles ver capítulo 3). Con estos nuevos datos hicimos un nuevo análisis con el objetivo de conocer sus propiedades físicas con mayor precisión, entender su comportamiento y clasificación. El estudio y análisis de estos objetos fue la base de mi investigación doctoral.

4.2. Método de análisis de series de tiempo para la medición del periodo orbital

El objetivo principal de las observaciones u obtención de los espectros y/o fotometría con resolución temporal es medir el periodo orbital de los objetos V1082 Sgr y V479 And, por medio de la determinación de señales periódicas de sus variaciones de velocidad radial y/o variaciones fotométricas utilizando análisis de series de tiempo (ver apéndice B). Las técnicas del análisis de la variabilidad y periodicidad

en datos de series de tiempo se pueden dividir en dos metodos generales: el método tipo Fourier y el método de doblamiento de fase. El método desdoblamiento de fase es efectivo para las variaciones que muestran cambios abruptos como curvas de luz de binarias eclipsantes. Mientras que el metodo tipo Fourier esta bien adaptado para señales sutiles.

El análisis de Fourier en términos generales consiste en un método de análisis de series temporales que transforman los datos de series de tiempo a partir de información de dominio de tiempo, es decir el cambio de una cantidad observable como una función del tiempo en el dominio de frecuencia. En este proceso las variabilidades del tiempo se descomponen en un número infinito de ondas senosoidales con frecuencias que van desde cero a infinito. La amplitud de cada onda senusoidal se determina por su contribución relativa a la señal variable en el tiempo observado y la gráfica de estas amplitudes de frecuencia se les denomina espectro de potencia o periodogram. En el caso más simple de una larga observación de una señal de tiempo variable consiste de una onda sinusoidal pura, el espectro de potencias contendrá un solo pico en una forma de función- δ a la frecuencia de la variabilidad. En una onda más compleja con la misma frecuencia se traducirá en un espectro de potencia con picos en las frecuencias fundamentales y en sus armónicos. Similarmente, si la señal variable en el tiempo es la superposición de dos o mas señales con diferentes frecuencias, el espectro de potencia resuelve la variabilidad en diferentes picos.

Para lograr una mayor precisión en la determinación del periodo, es necesario acumular datos durante varias noches y en diferentes temporadas con el objetivo de obtener mayor cubrimiento en fase y de esta manera poder aplicar un análisis periódico como Fourier. En el caso en que los datos no sean continuos en observación si no que contengan brechas, el resultado del análisis de Fourier obtendrá frecuencias alias o espurias, donde varios picos a diferentes frecuencias aparecen alrededor del pico real. Estos picos alias son separados de la frecuencia verdadera por múltiples integraciones de la frecuencia de las observaciones.

Para realizar el análisis de tiempo a nuestros datos hemos utilizado los programas Period04² y CLEAN (Schwarz 1978[155])³ la cual ofrecen las herramienta para extraer las frecuencias individuales de los contenidos periódicos de múltiples series de tiempo mediante una transformada discreta de Fourier, sin embargo CLEAN eli-

²<http://www.univie.ac.at/tops/period04/>

³Para mayor detalle del funcionamiento de CLEANed ver apéndiceB

mina las frecuencias alias que se originan de la distribución de datos. También se hizo una análisis de la curva de velocidad radial a través de mínimos cuadrados de Scargle-Lomb un análisis muy similar al de Fourier, pero elimina las frecuencias alias y permite identificar las señales reales de una periodicidad (ver apéndiceB).

4.2.1. Características espectrales

En los espectros ópticos de V1082 Sgr y V479 And obtenidos con el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM se cubrió un rango espectral de ~ 4000 a 7000\AA , allí se observan fuertes y angostas líneas de emisión de Balmer, líneas de emisión de HeI y HeII, las cuales son de pico sencillo y simétricas. Además podemos ver líneas de absorción alrededor de $5050 - 5850\text{\AA}$ posiblemente provenientes de la estrella secundaria. En el panel izquierdo de la figura 4.1 se muestra el espectro de V479 And, donde se realizó un zoom para resaltar las líneas de absorción presentadas por estos dos objetos.

Una peculiaridad de estos sistemas es que presentan cambios en su luminosidad, teniendo estados altos y bajos. Especialmente V1082 Sgr muestra cambios en su luminosidad muy pronunciados, donde sus características espectrales cambian drásticamente al pasar de un estado a otro. En estado alto se observan fuertes líneas de emisión como $H\gamma$, $H\beta$ y $H\alpha$, junto a líneas de emisión de HeI y HeII. La línea de HeII $\lambda 4686\text{\AA}$ alcanza la misma intensidad que $H\beta$ en este mismo estado. También se observa una mezcla de líneas fluorescentes de NIII y CIII alrededor de $\lambda 4645\text{\AA}$. Cuando el brillo comienza a disminuir también lo hacen sus líneas espectrales de emisión, al llegar a estado bajo las líneas de emisión desaparecen totalmente llamando de inmediato la atención, ya que es muy inusual ver un espectro de una variable cataclísmica que contenga principalmente radiación de la estrella secundaria. En el panel derecho de la figura 4.1 se muestra el espectro de V1082 Sgr en estado alto, medio y bajo.

4.2.2. Medición del periodo orbital mediante el análisis de los datos espectroscópicos

Con el objetivo de determinar el periodo orbital de los sistemas V1082 Sgr y V479 And, se midieron las variaciones de la velocidad radial obtenidas del corrimiento Doppler de sus líneas espectrales tanto de emisión y absorción. Sin embargo, el periodo orbital calculado a través de las líneas de absorción tienen una mayor exac-

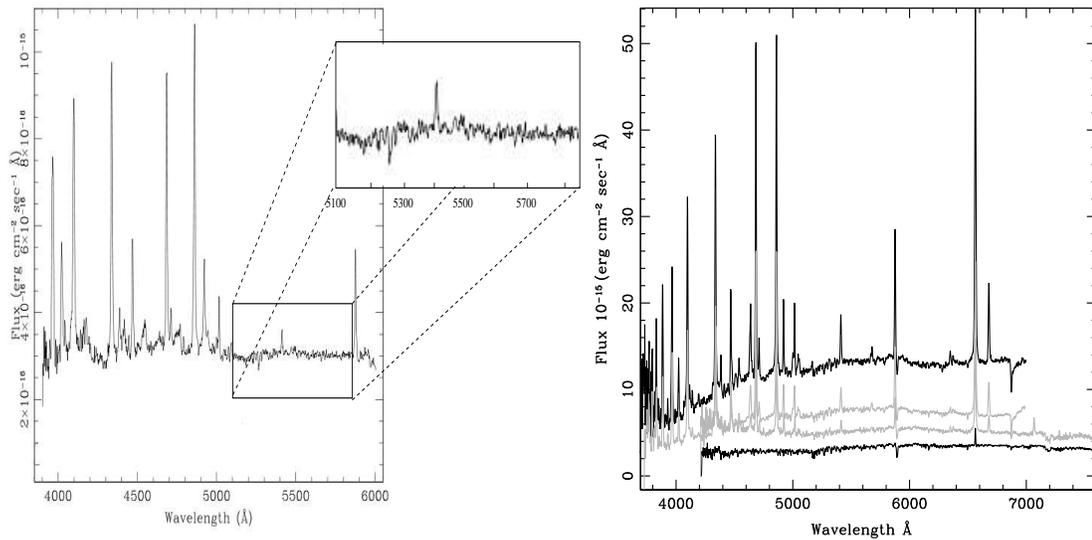


Figura 4.1: Panel Derecho: Se muestra el espectro de V1082 Sgr observado en estado alto (color negro) con fuertes líneas de emisión, estado medio (color gris) donde la intensidad de las líneas ha disminuido y finalmente en estado bajo (color negro claro), donde las líneas de emisión desaparecen por completo. En el panel Izquierdo se muestra el espectro de V479 And con un zoom que resalta las líneas de absorción en el rango de 5050 a 5850 Å.

titud ya que provienen de la estrella secundaria y dicha estrella refleja el periodo orbital del sistema, mientras que las líneas de emisión se pueden originar en cualquier parte del sistema y en algunos casos no muestran correctamente la variación de la velocidad radial en fase con el periodo orbital.

En la búsqueda del periodo orbital a través del corrimiento Doppler de las líneas espectrales de absorción hemos utilizado el método cross-correlation o correlación cruzada (ver apéndice A). Este método permite medir la velocidad radial directamente del desplazamiento de un espectro observado respecto de un espectro de referencia, con el objetivo de evitar la dependencia de la longitud de onda en reposo. Dicha función alcanza el valor máximo en el punto donde el desplazamiento del espectro de referencia se correlaciona mejor con el espectro observado, obteniendo así el desplazamiento en unidades de velocidad. El método de cross-correlation trabaja sobre un determinado rango espectral que es elegido en función del tipo espectral. Cuanto mayor es el rango espectral, más características del espectro se están comparando con el espectro de referencia y mayor exactitud tendrá la velocidad radial calculada. Para las estrellas *K*-tempranas su mayor contribución espectral se encuentra en el rango de 5000 a 6000 Å, con fuertes líneas de absorción que permiten su clasificación.

Teniendo esto en mente y con la posibilidad que la estrella donante fuese una tipo-*K*, hemos dirigido nuestras observaciones cubriendo un rango espectral de 4000 a 7000Å tanto para V1082 Sgr como V479 And. En sus espectros se pueden observar líneas de absorción en el rango de 5050-5850 Å proveniente de la estrella donante. Por tanto, utilizamos este rango espectral para realizar cross-correlation junto a espectros de referencia de tipos espectrales que varían entre estrellas G-tardías y K-tempranas con luminosidades que van de *V* a *VI*, la cual presentan características muy similares a las mostradas en los espectros de los dos sistemas a estudiar. Las mediciones de cross-correlation fueron hechas con el paquete xcsao de IRAF.

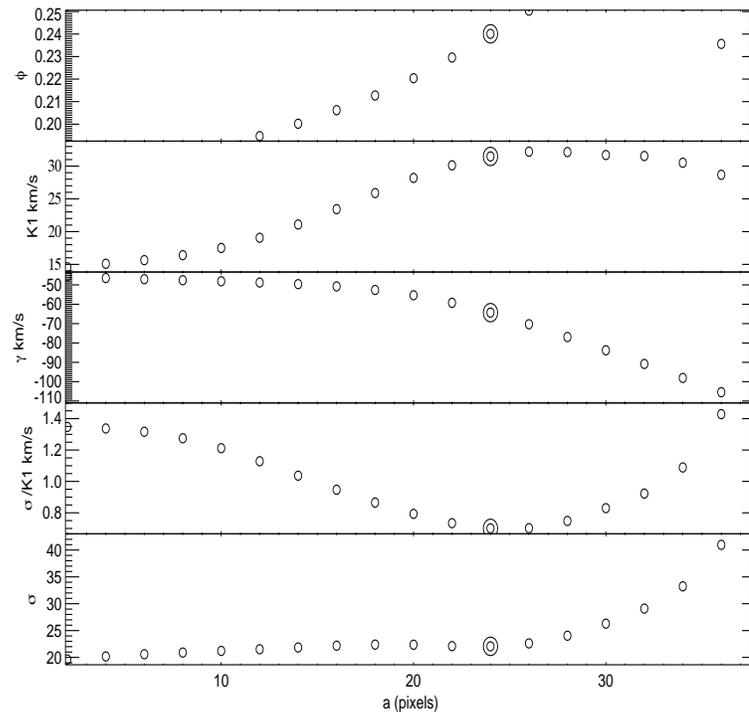


Figura 4.2: En la figura se muestran los ajustes de los perfiles Gaussiano y Lorentziano realizados al perfil de línea tanto de $H\beta$ como de $HeII$, como se puede observar el perfil Gaussiano no ajusta muy bien en el perfil de línea especialmente en las alas de dicha línea. Mientras que el perfil Lorentziano se ajusta muy bien, tomando en cuenta las alas de las líneas de emisión.

En cuanto a las líneas de emisión las variabilidades de la velocidad radial se

obtuvieron de las líneas más intensas que muestran los espectros ópticos de V1082 Sgr y V479 And, tales como $H\beta$ y $HeII \lambda 4686\text{\AA}$ (ver figura 4.1), ya que además de ser las líneas más intensas están presentes en los rangos observados en la mayoría de las temporadas de observación. Si consideramos variables cataclísmicas no magnéticas, estas líneas de emisión deberían formarse en un disco de acreción y mostrar un perfil de doble pico, causado por el corrimiento Doppler de la superficie de un disco Kepleriano. Donde las altas velocidades de las alas de dichas líneas se forman cerca de la enana blanca, de esta manera el movimiento de las alas puede mostrar el movimiento de la enana blanca.

Para realizar las mediciones de las alas de las líneas de emisión Schneider & Young (1980) [150] propusieron el método de doble-Gaussiana. De acuerdo a Shafter (1983)[130], este método consiste en la convolución de los datos con dos Gaussianas con anchos idénticos ubicadas en las alas de la línea y separadas con una distancia a . La elección tanto de la separación (a) como de los anchos (σ) de las Gaussianas dependen de las características del análisis espectral, como el ancho de la línea de emisión y la relación de la señal o ruido de los datos. Los resultados obtenidos mediante este método son dependientes del valor de a . Por tanto, es común calcular un conjunto de resultados con diferentes valores de a , y por medio de un diagrama de diagnóstico se obtiene la información cinemática fiable de las mediciones realizadas.

El diagrama de diagnóstico es una técnica usada para seleccionar el valor de K_1 de una serie de valores obtenidos mediante el método de doble-Gaussiana para un rango de diferentes valores de a . Para ver el mejor resultado, se grafica K , la fracción de error σ/K , γ y ϕ Vs a , el mejor resultado de K se obtiene cuando σ/K aumenta abruptamente (Shafter(1983) [130]). En la figura 4.2 se muestra el diagrama de diagnóstico para la línea $H\beta$ de V479 And, donde se obtienen los mejores resultados con anchos de Gaussianas de $\sigma = 5.3\text{\AA}$ con una separación de $a = 16 - 17\text{\AA}$. Sin embargo, los resultados obtenidos no concuerdan con el periodo orbital encontrado a través de las líneas de absorción, produciendo confusiones en su interpretación, donde asumimos equivocadamente que el sistema era asincrónico (Gonzalez et al. 2010[52]). Mientras que para V1082 Sgr se realizaron mediciones con diferentes anchos y separaciones, pero no se logró encontrar una correlación con el periodo orbital del sistema.

Debido a que las líneas de emisión que se observan en V1082 Sgr y V479 And son relativamente angostas para una variable cataclísmica, de pico sencillo y simétricas,

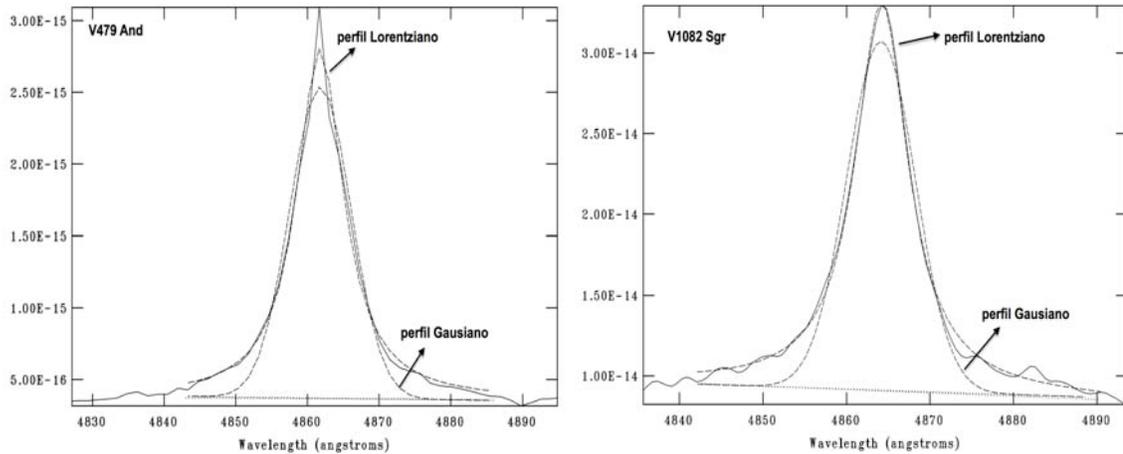


Figura 4.3: En la figura se muestran los ajustes de los perfiles Gaussiano y Lorentziano realizados al perfil de l'ínea tanto de $H\beta$ como de $HeII$, como se puede observar el perfil Gaussiano no ajusta muy bien en el perfil de línea especialmente en las alas de dicha línea. Mientras que el perfil Lorentziano se ajusta muy bien, tomando en cuenta las alas de las líneas de emisión.

realizamos nuevas mediciones de la velocidad radial, usando el ajuste de una función Gaussiana al perfil de línea de emisión. Este método nos permite calcular el desplazamiento sufrido por la línea desde su posición de reposo y calcular la velocidad radial de dicha línea a través del efecto Doppler. Sin embargo, al realizar el ajuste Gaussiano a la línea estudiada nos dimos cuenta que no tiene un buen ajuste al perfil de línea. Las líneas de emisión son anchas en las alas y no son bien descritas mediante un perfil Gaussiano, como se puede ver en la figura 4.3. Por tanto, repetimos las mediciones pero ahora utilizando un ajuste Lorentziano al perfil de línea, ya que este perfil se ajusta muy bien a toda la línea incluyendo sus alas (ver figura 4.3).

En la figura 4.4 se muestra una comparación de las velocidades radiales de V1082 Sgr obtenidas con los tres métodos. El método doble-Gaussiana (color negro) usando en las mediciones de las alas de la línea de $H\beta$, el ajuste Gaussiano (color verde) y ajuste Lorentziano (color azul) realizados al perfil de la misma línea. Allí podemos ver que las mediciones realizadas con el método de doble Gaussiana (cuadros color negro) son desordenadas, no pudiendo calcular una periodicidad. Mientras que las mediciones con una Gaussiana y Lorentziana muestran una correlación periódica, sin embargo la curva de velocidad radial obtenida con el ajuste Lorentziano tiene una mejor definición senosoidal, por tanto concluimos que el ajuste Lorentziano es el que mejor describe el movimiento orbital del sistema.

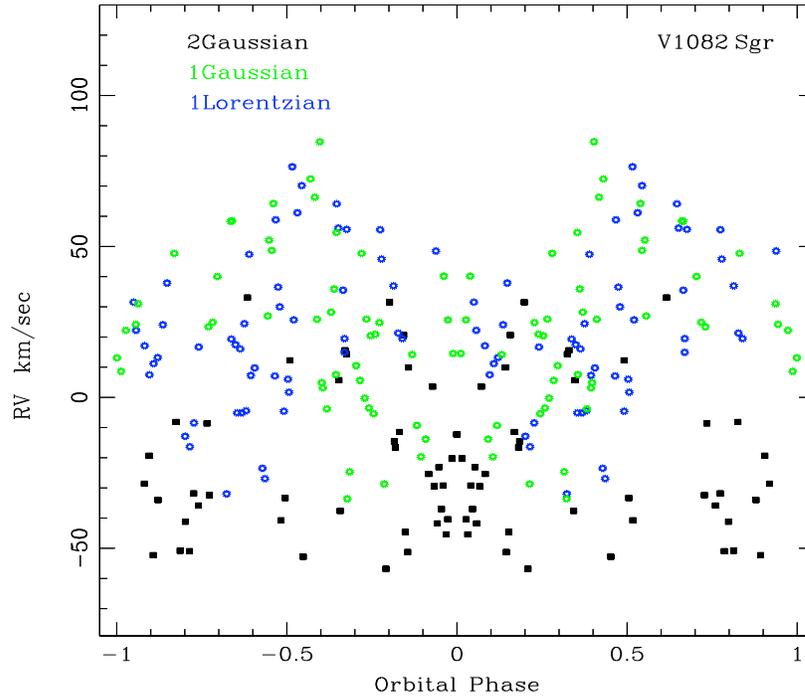


Figura 4.4: En la figura se muestran los resultados obtenidos de las mediciones del corrimiento Doppler de las líneas espectrales utilizando diferentes métodos, doble-Gaussiana (color negro) para las líneas de absorción, perfil Gaussiano (color verde) y el perfil Lorentziano (color azul) ajustados a la línea de emisión $H\beta$

4.3. El periodo orbital

Los resultados del periodogram o espectro de potencia obtenidos del análisis de Fourier realizados a las mediciones de las variaciones de la velocidad radial de las líneas de absorción son mostrados en la figura 4.5. En el panel izquierdo se presenta el periodogram de V479 And, donde se pueden observar dos fuertes picos de igual tamaño en las frecuencias 1.6803 y $1.6832 d^{-1}$ rodeados de frecuencias alias. Con el objetivo de extraer las frecuencias alias se repitió el análisis de Fourier pero en este caso utilizando el programa CLEAN, donde se obtuvo una clara preferencia a la frecuencia de $1.6832 d^{-1}$, como se puede ver en la parte superior del panel izquierdo de la figura 4.5. Por tanto, hemos tomado este valor como la frecuencia correspondiente al periodo orbital de V479 And, obteniendo un periodo de $0.5940(4) d$ ó 14.258 horas. Sin embargo, si consideramos la frecuencia $1.6803 d^{-1}$ obtenemos un periodo de 14.283 horas, solo una diferencia de ~ 0.025 horas con el periodo de

14.258 horas, mostrándonos así que no es tan relevante cual frecuencia de estas dos corresponda exactamente al periodo orbital del sistema, V479 And sigue siendo un sistema de largo periodo orbital con un periodo mayor a 14 horas. En el panel derecho de la misma figura se muestra el periodogram de V1082 Sgr, donde se repitió el mismo análisis realizado al sistema V479 And. En el periodogram de V1082 Sgr se observa un fuerte pico a una frecuencia de $1.15267 d^{-1}$, tanto en el análisis realizado con Period04 y CLEAN (panel derecho superior de la figura 4.5), obteniendo un periodo orbital de $0.8675 d$ ó 20.820 horas corroborando el resultado encontrado por Thorstensen et al.(2010)[168] .

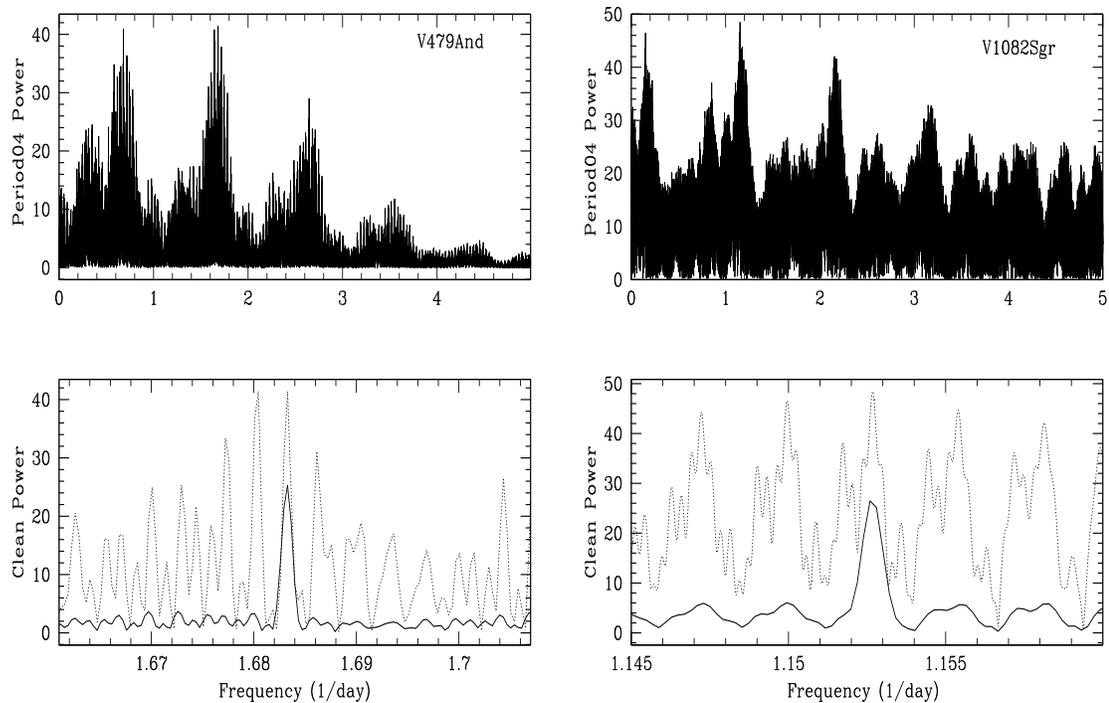


Figura 4.5: Los paneles superiores de la figura muestra los espectro de potencias en un rango de frecuencia de 0 a $5 d^{-1}$ obtenidos mediante el análisis de Fourier de las velocidades radiales de la estrella secundaria realizado con los programas Period04 y CLEAN. Los paneles inferiores muestran los mismos resultados obtenidos con el análisis de Fourier en un rango de frecuencias más pequeño, donde se pueden observar un fuerte pico a $1.6832d^{-1}$ correspondiente a la frecuencia del periodo orbital de V479 And (panel izquierdo) y un fuerte pico a $1.1525d^{-1}$ reflejando la frecuencia del periodo de V1082 Sgr (panel derecho). La línea punteada corresponde a los resultados obtenidos con Period04, donde se pueden observar muchas frecuencias alias. Mientras que CLEAN (línea continua) elimina estas frecuencias alias y da preferencia al pico correspondiente a la periodicidad del sistema.

En la figura 4.6 se muestran las curvas de velocidad radial obtenidas del corri-

miento espectral de las líneas de absorción, para V479 And (panel superior-izquierdo) y para V1082 Sgr (panel superior-derecho), la cual fueron dobladas con sus correspondientes periodos orbitales. La línea roja en las gráficas corresponde a los ajustes sinusoidales que se realizaron a estas curvas de velocidad radial, la cual pueden ser descritas mediante la siguiente ecuación:

$$RV(t) = \gamma + K_d \times \sin\left(\frac{2\pi(t - HJD_o)}{P}\right) \quad (4.1)$$

Donde K_d , γ y P se obtuvieron del ajuste de minimos cuadrados y Fourier. HJD_o en el caso de V479 And se tomó de las efemérides calculadas de las observaciones realizadas durante la temporada del 2008 al 2010 (ver ecuación 4.2). Y HJD_o para V1082 Sgr se tomó de las efemérides calculadas por Thorstensen et al.(2010)[168] (ver ecuación 4.3). Los parámetros orbitales del ajuste sinusoidal están resumidos en la tabla 4.1

$$HJD_{V479 And} = 2454776,3479 + 0^d,594093(4) \times E_{V479 And} \quad (4.2)$$

$$HJD_{V1082 Sgr} = 2453562,065 + 0^d,86755(19) \times E_{V1082 Sgr} \quad (4.3)$$

Tanto $HJD_o = 2454776.3479$ para V479 And como 2453562.065 para V1082 Sgr son los tiempo correspondiente de la fase donde los valores de la velocidad radial pasa de valores positivos a valores negativos y $E = 0$ se refiere a la conjunción inferior de la estrella secundaria.

En la figura 4.6 se muestran los resultados de las mediciones de la velocidad radial de las líneas de emisión de $H\beta$ (panel inferior) y la línea de HeII (panel de en medio), la cual fueron dobladas con el periodo orbital correspondiente a cada sistema encontrado mediante las mediciones de las velocidades radiales de las líneas de absorción. Las velocidades radiales muestran un comportamiento modular con el periodo orbital y están desfasadas exactamente 0.5 (dentro de los errores de medición) respecto a la curva de velocidad de las líneas de absorción (paneles superiores de la figura 4.6), con semi-amplitudes en velocidad radial diferentes entre $H\beta$ y HeII. También se observa que sus semi-amplitudes son un $\sim 30-40\%$ menores que las semi-amplitudes obtenidas con las líneas de absorción. El resumen del ajuste sinusoidal de las mediciones de las variaciones de la velocidad radial se presentan en la tabla 4.1.

El desplazamiento 0.5 en fase de las velocidades radiales de las líneas de emisión

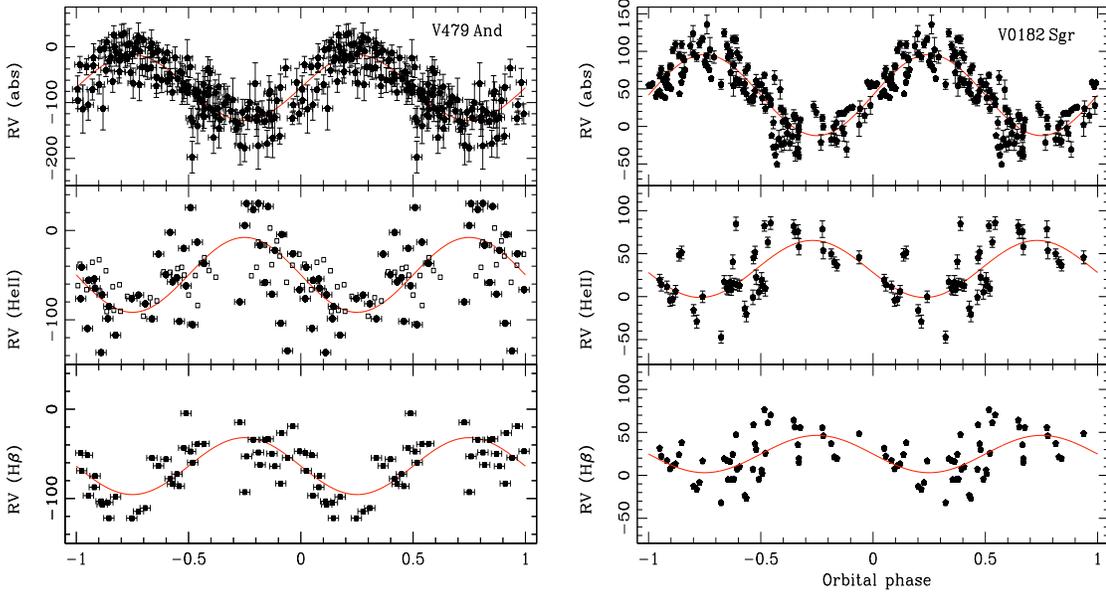


Figura 4.6: La figura muestra las mediciones de las velocidades radiales obtenidas mediante cross-correlation realizado al as líneas de absorción y el ajuste de Lorentzianas a las líneas de emisión de $H\beta$ y HeII. En el panel izquierdo se muestran las VR de V479 And, Las velocidades radiales de $H\beta$ y HeII medidas con el metodo de doble Gaussiana son marcadas por los cuadros negros sólidos en el cuadro inferior y de en medio, Los cuadros abiertos en el cuadro de en medio muestran las mediciones realizadas a la línea de HeII con un ajuste Lorentziano y en el cuadro superior se muestra las mediciones de la VR de las líneas de absorción. En el panel derecho se muestran las VR de las líneas de V1082 Sgr, en los cuadros inferior y de en medio corresponden las VR realizadas con el ajuste Lorentziano tanto para $H\beta$ y HeII, el panel superior muestra las VR obtenidas de las mediciones del corrimiento Doppler de las líneas de absorción.

respecto a las líneas de absorción, sugieren que posiblemente las líneas de emisión provengan de un disco de acreción como en la mayoría de las variables cataclísmicas. Sin embargo, si consideramos que las líneas de emisión reflejan el movimiento de la enana blanca y con una estrella donante K -temprana como compañera con masas entre 0.75 a $1.2 M_{\odot}$, se realizo el análisis de cociente de masas versus el cociente de velocidades ($M_2/M_1 = K_2/K_1$), donde obtuvimos que el sistema debe ser de baja inclinación ($> 20^{\circ}$) con una estrella receptora o enana blanca muy masiva ($\sim 1.2M_{\odot}$) como lo muestra la figura 4.7. La probabilidad que dos objetos con largos periodos orbitales con características similares tengan baja inclinación y una enana blanca masiva es muy baja o improbable. Además, la estratificación de las velocidades radiales de las líneas de emisión según sus niveles de excitación, muestran que dichas líneas no se generan un la misma zona como en un disco de acreción.

Cuadro 4.1: Parámetros orbitales de la curva de velocidad radial.

Line ID	γ km sec ⁻¹	Velocity km sec ⁻¹	Phase shift relative to HJD ₀
V479 And			
abs. lines	-73.3 ± 2.9	58.9 ± 4.0	0.0 [†]
H _β	-63.7 ± 3.5	31.8 ± 5.5	0.49
He II λ4686 Å	-49.7 ± 5.9	41.9 ± 9.2	0.51
V1082 Sgr			
abs. lines	41.8 ± 3.5	54 ± 4.2	0.0 ^{††}
H _β	24.8 ± 3.5	21.7 ± 5.5	0.50
He II λ4686 Å	32.2 ± 4.5	33.2 ± 7.5	0.52

[†] P_{orb} se tomó de las efemérides de V479 And.

^{††} P_{orb} se tomó de las efemérides calculadas por Thorstensen.

También cabe notar que las líneas de emisión de V1082 Sgr y V479 And no tiene las características de una variables cataclísmicas con un disco de acreción. Las líneas de emisión producidas por un disco de acreción tienden a ser amplias, con semi-amplitudes en velocidad radial mayores a las mostradas por V1082 Sgr y V479 And. Y en algunos objetos particularmente donde la inclinación es alta, las líneas de emisión muestran una doble estructura causada por las velocidades orbitales del gas en el disco (Warner 1976[183] & Robinson 1976[127]). Un disco de acreción casi nunca produce fuertes líneas de HeII. Y si lo hace, la emisión normalmente proviene de una región más pequeña como un punto caliente. Y si existiera dicho punto, la línea de HeII sería angosta con una variación en velocidad radial con diferente fase al resto del disco y es detectada como una onda-S dentro de la amplia emisión formada en el bulbo del disco (Warner y Nather 1971[184]). Por tanto, rechazamos que las líneas de emisión se generen en un disco de acreción.

Otra alternativa puede ser que las líneas de emisión provengan de un chorro como en las polares. En este caso, las líneas de emisión normalmente tienen múltiples componentes, son angostas y de pico sencillo. Pero por tener velocidades intrínsecas al chorro de transferencias de masa, tienen altas velocidades que pueden llegar alcanzar hasta cientos de kilómetros por hora y con diferentes fases respecto a las líneas de absorción. Y en sistemas con baja inclinación las líneas de emisión fácilmente superarían la velocidad orbital de cualquier componente estelar (Szkody(1998)[161], Warner 1995[185]).

Los sistemas V1082 Sgr y V479 And muestran un comportamiento peculiar para

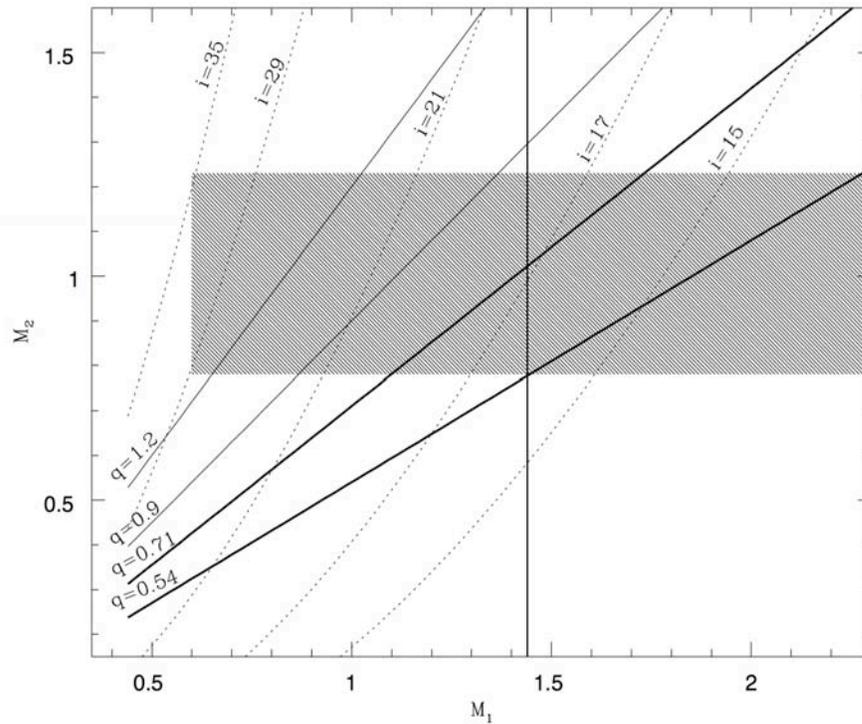


Figura 4.7: La grafica muestra el diagrama $M_1 - M_2$ para el sisetma V479 And. Las líneas diagonales representan la diferente relación de masa. Nuestra mejor solución, consideramos que son las medidas de la línea de emisión de HeII que indica el mejor movimiento orbital de la estrella compacta con $q = 0.7$. Las mediciones de hidrogeno corresponde a $q = 0.54$. La curva punteada denota la inclinación orbital del sistema. El área sombreada corresponde al rango de masa de una estrella $K0$ de ZAMS de clase luminosidad IV.

una variable cataclísmica típica. Por tanto, proponemos que las líneas de emisión no provienen de un disco de acreción y mucho menos de un flujo de material como lo muestran las polares, la cual no pueden ser descritas por el modelo estándar, que nos dice que al llenar el lóbulo de Roche la estrella donante tendrá un flujo de la transferencia de masa hacia la estrella primaria a través del punto de Lagrange L_1 . En contraste a esto, las evidencias observacionales de V1082 Sgr y V479 And indican que las líneas de emisión se originan en el plano a lo largo de la línea geodésica que conecta las dos componentes estelares (figura 4.8). Las líneas de alta excitación surgen más cerca de la enana blanca, mientras que las líneas de baja excitación como las líneas de $H\alpha$ y $H\beta$ se generan cerca al centro de masa del sistema, mostrando bajas velocidades radiales. Además, la dispersión de las velocidades radiales respecto a la curva sinusoidal que describe el movimiento orbital del sistema (figura 4.6), indica que las velocidades del gas están dispersas, no confinadas a un gas colimado.

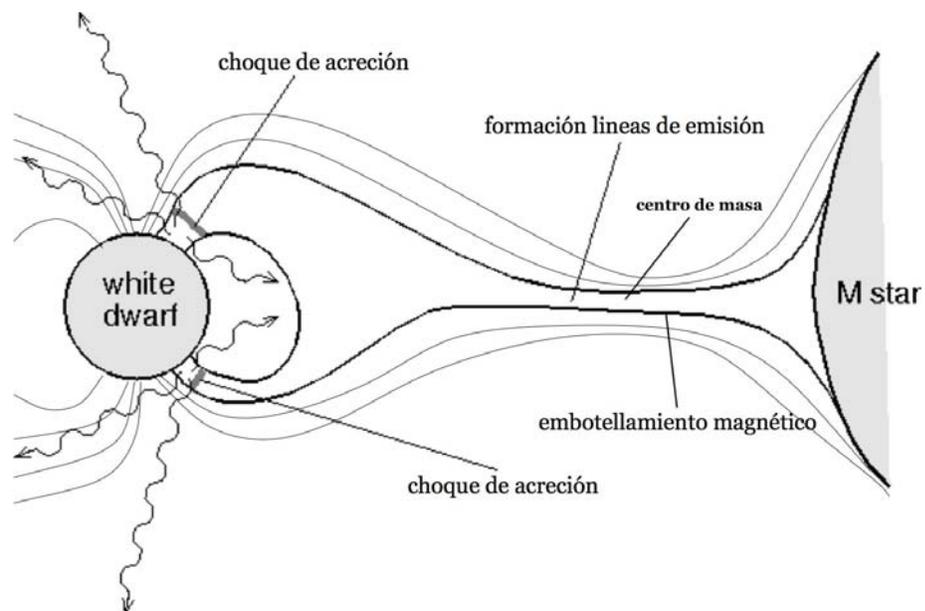


Figura 4.8: En la figura se muestra el esquema propuesto del comportamiento y origen de las líneas de emisión, la cual provienen del gas que está en la línea que conecta las dos componentes del sistema y cerca del centro de masa.

Capítulo 5

Características espectroscópicas y fotométricas

5.1. Clasificación espectrales

Los espectros de las variables cataclísmicas usualmente en el rango óptico, no permiten obtener información de las propiedades intrínsecas de las componentes del sistema, debido a que el disco o chorro de acreción son los más brillantes en estos sistemas. Sin embargo, en variables cataclísmicas con largos periodos orbitales la secundaria es bastante brillante y su contribución se puede ver en la parte óptica del espectro, permitiendo conocer su tipo espectral.

En la actualidad existen estudios que describen la relación entre el periodo orbital y la estrella secundaria (Echevarria 1983[40], Warner 1995[185]). Donde nos muestran que en variables cataclísmicas con periodos entre $1.3 \text{ hrs} \leq P_{orb} \leq 9 \text{ hrs}$, la estrella secundaria puede ser una *M* o *K* de secuencia principal, mientras que para las variables cataclísmicas con periodos más largos sus secundarias podrían ser *K* o *G* evolucionadas (Smith & Dhillon 1998[145]). La cual tiene sus principales líneas indicadoras de su luminosidad en la parte azul del espectro óptico, como; CaII K, CaII H, MnI(4030Å), FeI (4045Å) y SrII (4077Å). Pero dichas líneas están mezcladas o contaminan con las líneas de emisión de Balmer, helio e incluso contaminadas con el continuo del flujo de acreción. Por tanto, para estos casos es difícil realizar un estudio detallado mediante cocientes de líneas que determinen el tipo espectral y luminosidad de la estrella. Por tanto, nos hemos concentrado en realizar una comparación de las características de las líneas de absorción provenientes de la estrella donante

con estrellas estándares que presentan particularidades espectrales similares, con el objetivo de obtener una aproximación al tipo espectral de la estrella. Esto lo hicimos ajustando los espectros de las estrellas estándares a la resolución espectral y flujo de nuestros objetos.

Para V479 And se hizo la clasificación de la estrella donante mediante la comparación de estrellas estándares tipo $G0 V$ a $K0 IV$, ya que presentan características similares al espectro de V479 And. Estos espectros estándares fueron seleccionadas del archivo de ELODE (Baranne et al. 1996[5]) y degradados a una resolución espectral, para que sus espectros concordaran con nuestras observaciones. En la figura 5.1 (panel izquierdo) mostramos dos intervalos espectrales del espectro de V479 And y las estrellas de comparación, la cual corresponden a los rangos espectrales de $\lambda 4220 - 4340 \text{ \AA}$ (panel inferior) y $\lambda 5100 - 5300 \text{ \AA}$ (panel superior), donde revelan una cantidad de características de líneas de absorción de una estrella tardía. En la región de 5100 a 5300 \AA podemos ver líneas complejas de FeI + MgI ($\lambda 5173 \text{ \AA}$), FeI + CaI ($\lambda 5270 \text{ \AA}$) y una cantidad considerable de líneas de absorción alrededor de $\lambda 5000 - 5800 \text{ \AA}$, la cual dan una amplia gama de tipos espectrales que pudieran corresponder a la estrella secundaria de V479 And, que pueden ir de una $G0$ a una $K4$. En la región de 4220 a 4340 \AA , se observan líneas adicionales tales como; CaI ($\lambda 4226 \text{ \AA}$), CrI ($\lambda 4254$, $\lambda 4290 \text{ \AA}$) y FeI ($\lambda 4271$), que al realizar la comparación con las líneas espectrales de las estrellas estándares, muestran una cuasi igual profundidad, pero están contaminadas por las líneas de emisión y el continuo del flujo de acreción, no permitiendo obtener una mejor clasificación de la donante.

Adicionalmente se realizó una comparación de los continuos de los espectros de las estándares y V479 And. Esto se hizo mediante un ajuste polinomial de alto orden tanto al continuo V479 And como al continuo de las estrellas estándares que mostraban características muy similares a las líneas de absorción provenientes de V479 And, tomando en cuenta especialmente aquellas sugeridas por el estudio de comparación realizado y mencionado anteriormente. Al obtener el ajuste para los dos sistemas, se procedió a restar la estrella estándar al espectro de V479 And, donde se espera que el residuo del espectro de V479 And tenga una pendiente, la cual representa la contribución de la acreción, mostrándonos así que dicha estándar restada puede corresponder al tipo espectral de la secundaria. En la figura 5.1 (panel derecho) se muestra los mejores resultados obtenidos para la clasificación espectral mediante este método, la cual se obtuvieron con el espectro de la estrella estándar $K0 IV$. En la

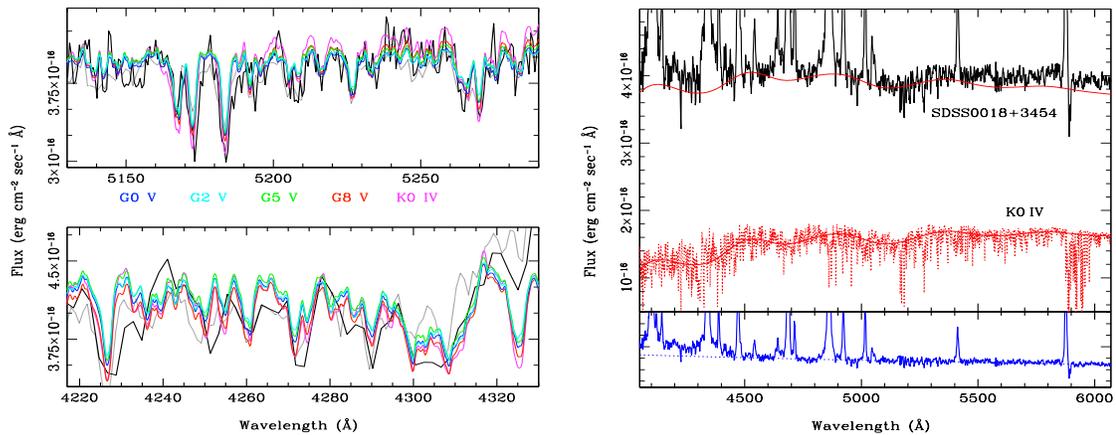


Figura 5.1: Panel Derecho: se muestra el espectro de V479 And (negro) y las estrellas estándares. En el panel superior derecho se muestra el espectro de V479 And junto con la estrella K0IV (línea roja, punteada), la cual fue escalada para ver la real contribución del flujo total de la estrella secundaria. La línea roja continua sobre la estrella K0 es un ajuste polinomial de alto orden realizado al espectro donde se excluyeron las fuertes líneas de absorción. En el panel inferior derecho, se muestra el residuo de V479 And menos la estrella estándar K0IV, que esta descrita por una ley de potencia que es graficada con una línea azul punteada. Esta ley de potencia se sumo con el ajuste realizado al espectro de la estrella secundaria y graficada en el panel superior con el objeto, para así ilustrar las coincidencias a través del continuo. Panel Izquierdo: En la figura se muestra un zoom del una porción del espectro de V479 And en los rangos de $\lambda 4220 - 4340\text{\AA}$ (panel inferior), y $\lambda 5100 - 5300\text{\AA}$ (panel superior). La línea gruesa negra corresponde al espectro de SPM, mientras que la línea punteada corresponde al espectro de SDSS. Las dos estrellas estándares se grafican en colores, en azul la estrella estándar G0 V y en rojo la estándar K0IV. Los espectros de las estrellas estándares son escalados y sobre-lapados con el espectro de V479 And y graficados en cada intervalo del espectro. Los espectros obtenidos en SPM fueron combinados después de la corrección del movimiento orbital de la estrella secundaria con el objetivo de aumentar su señal a ruido

figura podemos ver que el continuo observado en la estrella estándar (color rojo), también es visible en el espectro de V479 And. En el panel derecho inferior de la misma figura se muestra el espectro residual después de substraer la estrella K0IV. La línea discontinua sobre la gráfica representa una ley de potencia que muestra la diferencia en el continuo del objeto observado de la estrella donante. Al realizar el mismo ajuste con otros tipos espectrales se requieren de una contribución más compleja que una simple ley de potencia y al substraer una estrella estándar más temprana que una G8 o una más tardía que una K2 produce un continuo extraño, muy diferente al de una ley de potencia suave esperada para una radiación de acreción. Esto muestra que la estrella secundaria de V479 And puede ser una K0IV, la cual contribuye alrededor de un 45% del flujo total de la luminosidad a 5000\AA .

La clasificación de la estrella donante de V1082 Sgr se realizó cuando V1082 Sgr

estaba en estado bajo, ya que en dicho estado el espectro óptico no muestra líneas de emisión y está dominado por la contribución de la estrella donante que se asemeja a una estrella aislada tipo-K cromosféricamente activa (ver figura 5.3 panel izquierdo superior). Thorstensen et al.(2010)[168] sugiere que el tipo espectral de la estrella secundaria es una $K4$, pero menciona que en sus mediciones hay una gran incertidumbre. Tomando esto como base, hemos realizado una nueva comparación con los espectros obtenidos en OAN-SPM con espectros estándares tomados del catalogo de Jacoby et al.(1984)[64], consiguiendo un buen ajuste con la estrella estándar HD283916=SAO76803 catalogada como una $K5$. Pero buscando más información sobre la estrella estándar se encontró que la misma estrella SAO76803 esta catalogada como una estrella tipo- $K2III$ por Malyuto et al.(1997)[95], creando dudas en su verdadera clasificación y por ende en la clasificación de la estrella donante de V1082Sgr. Por tanto, se realizaron nuevas observaciones con el telescopio 2.1m del OAN-SPM, donde utilizamos la rendija de 600l/mm abierta a 350 micras (4 arcsec), cubriendo un rango espectral de 4000 a 7000Å, con el objetivo de tener una alta señal a ruido y evitar la perdida de flujo por rendija angosta. También se observaron estrellas estándares con tipos espectrales entre $K2$ a $K4$ utilizando la misma configuración. La lista de las estrellas estándares se muestra en la tabla 5.1

Cuadro 5.1: Estrellas estandares.

Nombre	tipo-espectral	referencia
HD122064	$K3V$	Mersch & Heck (1980)[98]
HD197964	$K1IV$	Glebocki et al. (1980)[49]
BSNS104	$K2IV$	Boyle et al.(1992)[16]
HR8088	$K2IV$	assau & Macrae (1955)[102]
HD235777	$K2IV$	Mazeh & Zucker (1994)[96]
HD224116	$K2IV$	Yoss (1961)[199]
HD046377	$K4III$	Mahdi (2008)[92]
HD161074	$K4III$	Mahdi (2008)[92]
HD250308	$K2III$	Jacoby et al. (1984)[64]

La comparación espectral se hizo con cada una de las estrellas estándares observadas la misma noche y que están listadas en la tabla 5.1. Se encontró que el mejor ajuste obtenido para el espectro de V1082Sgr en estado bajo es una $K2V$. Sin embargo, no todas las líneas de absorción de la estándar se ajustan muy bien a las líneas de absorción de V1082Sgr, especialmente la banda azul de MgH del

triple de Mgb tiene un ajuste muy pobre y las características de MgH alrededor de $\lambda 4770 \text{ \AA}$ no son compatibles con la clase de luminosidad V . Al realizar una nueva comparación con otros espectros de otras clases de luminosidad, nos hemos dado cuenta que la estrella BSNS104 de tipo espectral $K2IV$ (Boyle et al. 1992[12]) tiene un mejor ajuste.

En la figura 5.2 se grafican las características de las líneas de absorción en diferentes rangos espectrales junto con estrellas estándares tipo- $K2IV$. En el panel izquierdo se muestra el espectro de V1082 Sgr en estado bajo obtenido en OAN-SPM en baja resolución (negro), el espectro de color gris es el observado por Thorstensen y los espectros rojo y azul son los espectros de la estrellas estándares BSNS104 y HD197964 respectivamente (Cenarro et al. 2007[21]). Todos los espectros fueron escalados y sobre-graficados con respecto al espectro obtenido en OAN-SPM. Como se ha demostrado en la figura 5.2 (panel izquierdo), el espectro de BSNS104 (rojo) se ajusta perfectamente con el espectro de V1082 Sgr, mientras que el espectro de HD197964 (azul) es un poco más débil hacia longitudes de onda mayores de $\lambda 6500 \text{ \AA}$. Sin embargo, en los espectros de alta resolución (de 2.1 \AA) la cual fueron obtenidos la noche siguiente, vemos que reaparecen las líneas de emisión de HeI, HeII y $H\beta$, los niveles de continuo no cambian notablemente, el espectro esta dominado por la contribución de la estrella donante y el espectro de HD197964 da un mejor ajuste que el espectro de BSNS104 especialmente en la profundidad de las líneas de absorción (ver figura 5.2), teniendo una estrecha semejanza entre los espectros de Thorstensen, el obtenido en OAN-SPM y HD197964.

En la figura 5.3 (panel superior derecho) se presenta el espectro de V1082 Sgr tanto en estado alto (parte superior de la figura-espectro azul intenso), como en estado bajo (parte inferior de la figura-espectro verde) con una escala de flujo diferente con el objetivo de enfatizar la contribución de la estrella donante. El espectro de color azul claro ubicado en la parte inferior de la misma figura fue obtenido por Thorstensen, mientras que el espectro de color verde oscuro ubicado en la parte intermedia se obtuvo en OAN-SPM¹, ambos corresponden a estado bajo. Como se puede observar existe una discrepancia en flujo entre los dos espectros aun cuando aparentemente están en un estado similar. El espectro obtenido por Thorstensen es un promedio alrededor de 50 espectros tomados en diferentes épocas con rendija angosta, ya que su objetivo principal no era obtener un espectro con una correcta calibración en flujo.

¹OAN-SPM Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir

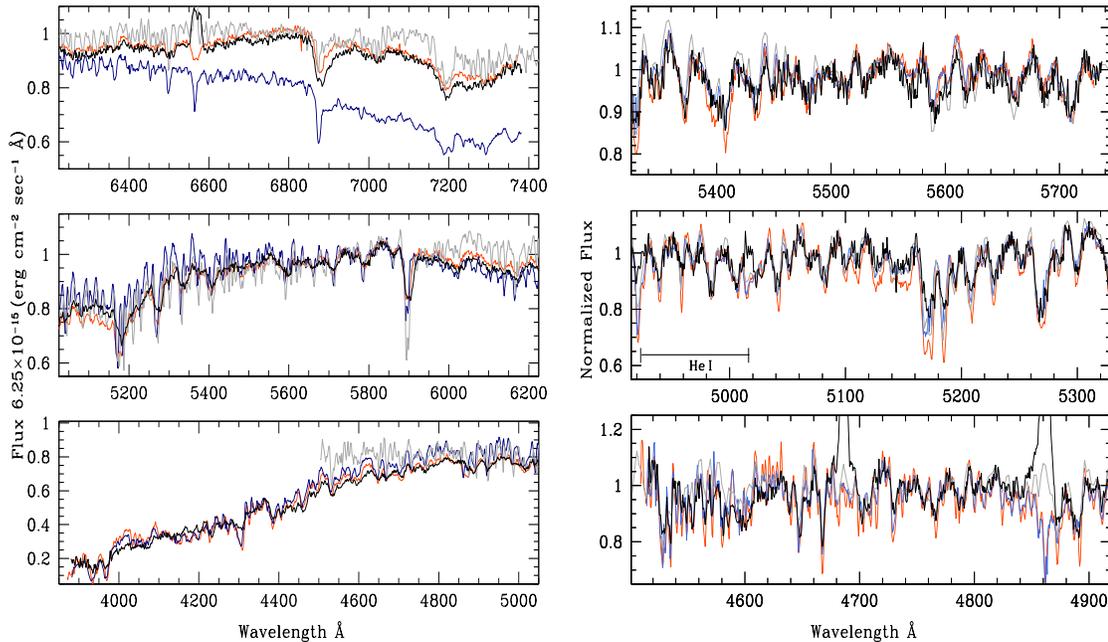


Figura 5.2: En la grafica se muestra las características espectrales de V1082 Sgr, junto con estrellas de comparación de diferentes clases de luminosidad la cual fueron escaladas y sobrelapadas con referencia al espectro de V1082 Sgr. El espectro de color negro corresponde al espectro obtenido en OAN-SPM, el de color gris fue observado por Thorstensen. El espectro de color naranja pertenece a la estándar BSNS104, el de color azul oscuro corresponde a la estándar HD 197964 de clase espectral $K2 IV$. La profundidad de las líneas en la parte media del rango óptico se relacionaba mejor con HD197964, pero se desvía en el extremo rojo del espectro, la cual podría ser un problema de calibración de flujo.

Los puntos rojos en la figura son los resultados fotométricos realizados a V1082 Sgr, el cual representan el estado alto y bajo del sistema. Esto nos indica, que cuando se obtuvo el espectro en OAN-SPM (espectro verde), V1082 Sgr no estaba totalmente en estado bajo, iba camino a estado alto, ya que en la siguiente noche de observación su espectro mostraba líneas débiles de emisión. Mientras, que el espectro obtenido por Thorstensen (espectro azul claro) está por debajo del estado bajo. Por tanto no se descarta que la calibración del flujo no sea muy precisa y el flujo este sobre-estimado.

En la figura 5.3 (panel inferior) se presenta el espectro residual después de restar la estrella estándar $K2 IV$ al espectro de V1082 Sgr (en color negro), con una línea roja punteada se gráfica el flujo cero. En el espectro residual vemos que el doblete de CaII H&K es visible junto con una angosta línea de emisión de $H\alpha$, la cual son claramente de una naturaleza cromosférica. La presencia de una línea débil de $H\beta$ es una evidencia de una mayor actividad. También se observa la banda-G con un exceso

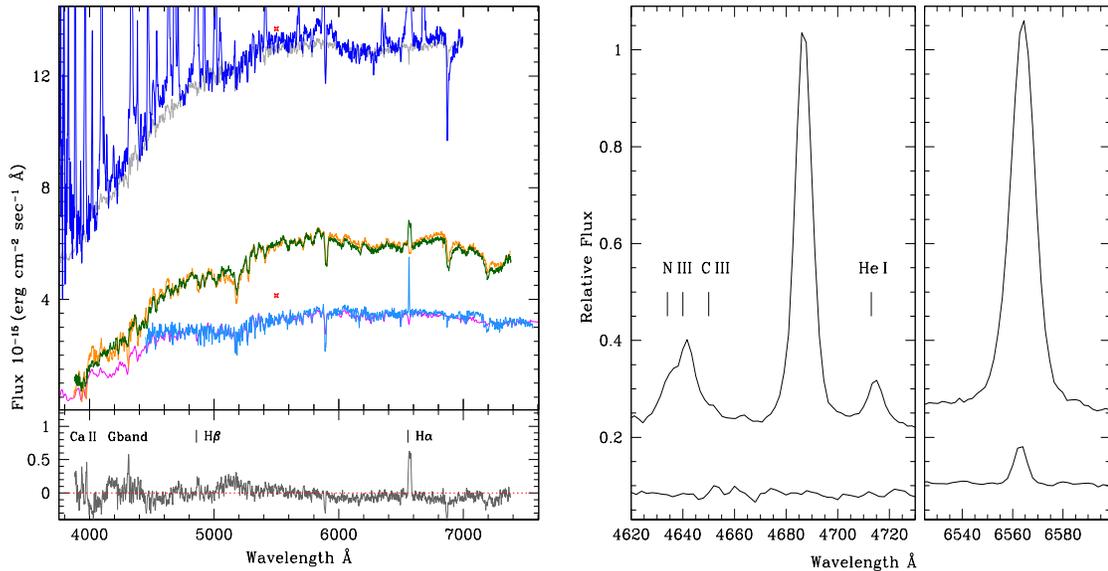


Figura 5.3: En el panel superior izquierdo se muestra el espectro de V1082 Sgr tanto en estado bajo (color verde) como en estado alto (color azul intenso), en color naranja corresponde al espectro de la estándar BSNS104 de tipo $K2 IV$ y el espectro de color negro es el espectros residuales después de restar la estándar al espectro de V082 Sgr en estado bajo. En el panel derecho superior se muestra el perfil de línea en estado alto y bajo. En estado alto (línea superior) las líneas son un poco simétricas, de un solo pico y relativamente angostas, pero en sus alas son un poco más anchas que un perfil Gausiano. En estado bajo (línea inferior) solo se observa a $H\alpha$ con muy poca intensidad. En el panel inferior, se muestra el espectro residual entre el objeto y la estrella $K2IV$ -BSNS104 (color negro), donde podemos ver la línea de $H\alpha$, una pequeña línea de $H\beta$, CaII probablemente la banda-G. El espectro de color gris es el residuo de un espectro tomado por Thorstensen, la cual tiene mayor resolución espectral pero no tiene una buena calibración en flujo, especialmente en la parte azul del espectro.

en dicha banda con respecto a la estrella estándar, lo que puede indicar que existe una desviación metálica de la estrella donante. También se observa que cuando V1082 Sgr esta en estado muy bajo $H\alpha$ es la línea más intensa que presenta el espectro, teniendo una Gausiana con un $FWHM \approx 6\text{\AA}$ en una resolución espectral de $2\text{\AA}/\text{pixel}$. El ancho equivalente en estado bajo alcanza $EW = -2.5\text{\AA}$, mientras que en estado alto tiene un rango de -30 a -40\AA . Al medir la velocidad radial de la línea de $H\alpha$ en estado bajo se obtiene una curva de velocidad radial (puntos azules en la figura 5.4) en fase con la curva de velocidad radial obtenida de las líneas de absorción (puntos negros de figura 5.4), indicando que sigue el movimiento de la estrella secundaria. Esto no es una sorpresa si asumimos que proviene de un origen cromosférico. Sin embargo, se necesitan más observaciones para confirmar lo dicho.

Al realizar un análisis espectral cuando V1082 Sgr esta en estado alto, vemos

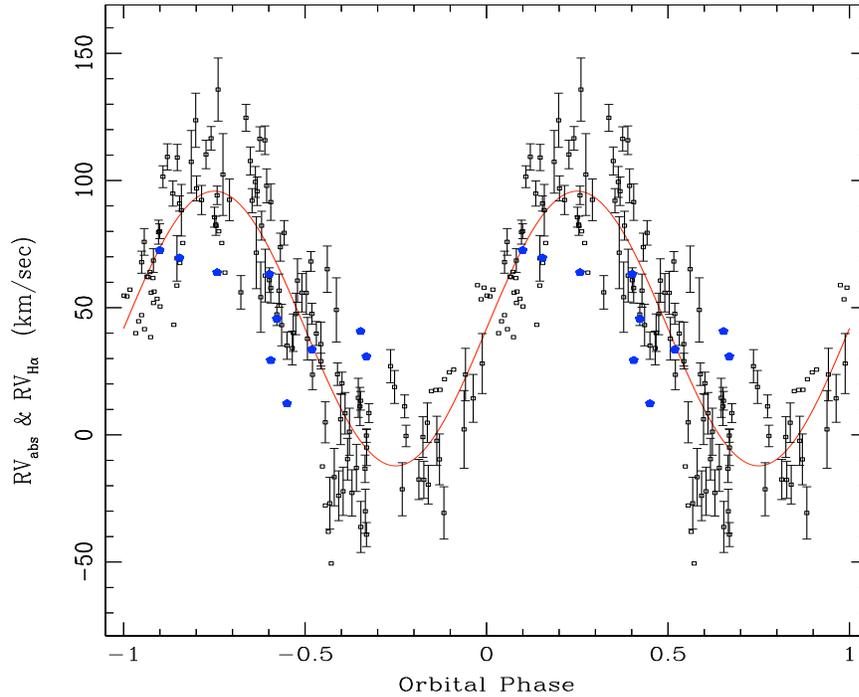


Figura 5.4: Los cuadros negros cerrados y abiertos en la figura muestran la curva de velocidad radial obtenida mediante las mediciones de las líneas de absorción. Los pentágonos corresponden a las mediciones de la velocidad radial de la línea de $H\alpha$ cuando V1082Sgr se encuentra en estado bajo.

que las líneas de emisión son intensas, donde dicha intensidad es altamente variable pero no sufren ningún cambio durante su variabilidad, siguen siendo relativamente angostas ($FWHM \sim 8-9\text{\AA}$) y de pico sencillo. La línea de HeII está presente siempre y cuando el sistema no está en estado bajo y cuando está totalmente en estado alto su intensidad es comparable con la línea de $H\beta$. En la figura 5.3 (panel superior derecho) se muestra el perfil tanto de línea de HeII y $H\alpha$. Además en esta figura podemos ver un prominente doblete de NIII y CIII alrededor de 4645\AA , la cual está formada por una serie de fluorescencias como argumenta Williams & Ferguson(1983)[195]. La deficiencia de la banda-G y el perfil de NIII/CIII son probables evidencias de la peculiar composición química de la estrella donante.

5.2. Características Fotométricas

La fotometría realizada a V479 And como a V1082 Sgr se hizo mediante varios telescopios tanto espaciales y terrestres e instrumentos utilizando diferentes filtros (ver capítulo 3). La calibración en magnitud correspondiente a cada filtro se hizo mediante una estrella de Landolt (1992)[82] y definida mediante una estrella de referencia de cada campo.

En la figura 5.5 (paneles superiores) se muestra la curva de luz obtenida de la fotometría realizada a V479 And tanto en la banda V (panel superior izquierdo) como en banda I (panel superior derecho). Allí podemos ver que la curva de luz presenta una variabilidad irregular superior a 0.5 magnitudes en las dos bandas, la cual fue doblada con el periodo orbital encontrado a través de las líneas de absorción, no mostrando una clara evidencia de una modulación orbital. Los eje x inferior y de en medio de la figura corresponde al ciclo orbital $E_{V479 And}$ dado por las efemérides (ver ec. 4.2), la fase esta en el eje x superior, mientras que el eje y muestra la magnitud en cada filtro observado. Los diferentes símbolos de la figura corresponden a los ciclos orbitales que se observaron en diferentes temporadas de observación.

En el ciclo 1217 para el filtro V y en el ciclo 1175 para I de la figura 5.5 paneles superiores, hay una gran variabilidad irregular similar a una curva de doble joroba, típica de una binaria cercana con una secundaria irradiada. Pero en el ciclo 1167 para V y 1175 para I la curva de luz es bastante plana. Estos resultados son muy parecidos a los reportados por Dillon et al. (2008)[33]. Los datos en infrarrojo en la banda J que fueron obtenidos en OAN-SPM son ruidosos y solo cubren una fracción de la órbita de la binaria, no pudiendo obtener información confiable. Sin embargo se estimaron los flujos promedios donde obtuvimos un valor de $J = 16.25(25)$, una magnitud diferente a la reportada por el $2MASS$, donde $J = 15.77(8)$, $H = 15.22(10)$ y $K = 15.29(16)$. Esta diferencia en magnitud del $2MASS$ y OAN-SPM muestran una variabilidad en el infrarrojo. Respecto a la polarimetría realizada en la banda V no se detectó una polarización por arriba del 2%.

En las observaciones realizadas en rayos-x con el telescopio espacial Swift se observo a V479 And por aproximadamente dos periodos orbitales (ver capítulo 3). Al extraer la curva de luz de estos datos se encontró un patrón sistemático, donde dicha curva muestra dos eventos como pulsos. Debido a que solo se cubrieron dos ciclos orbitales y a una resolución limitada de tiempo dada por la órbita del telescopio

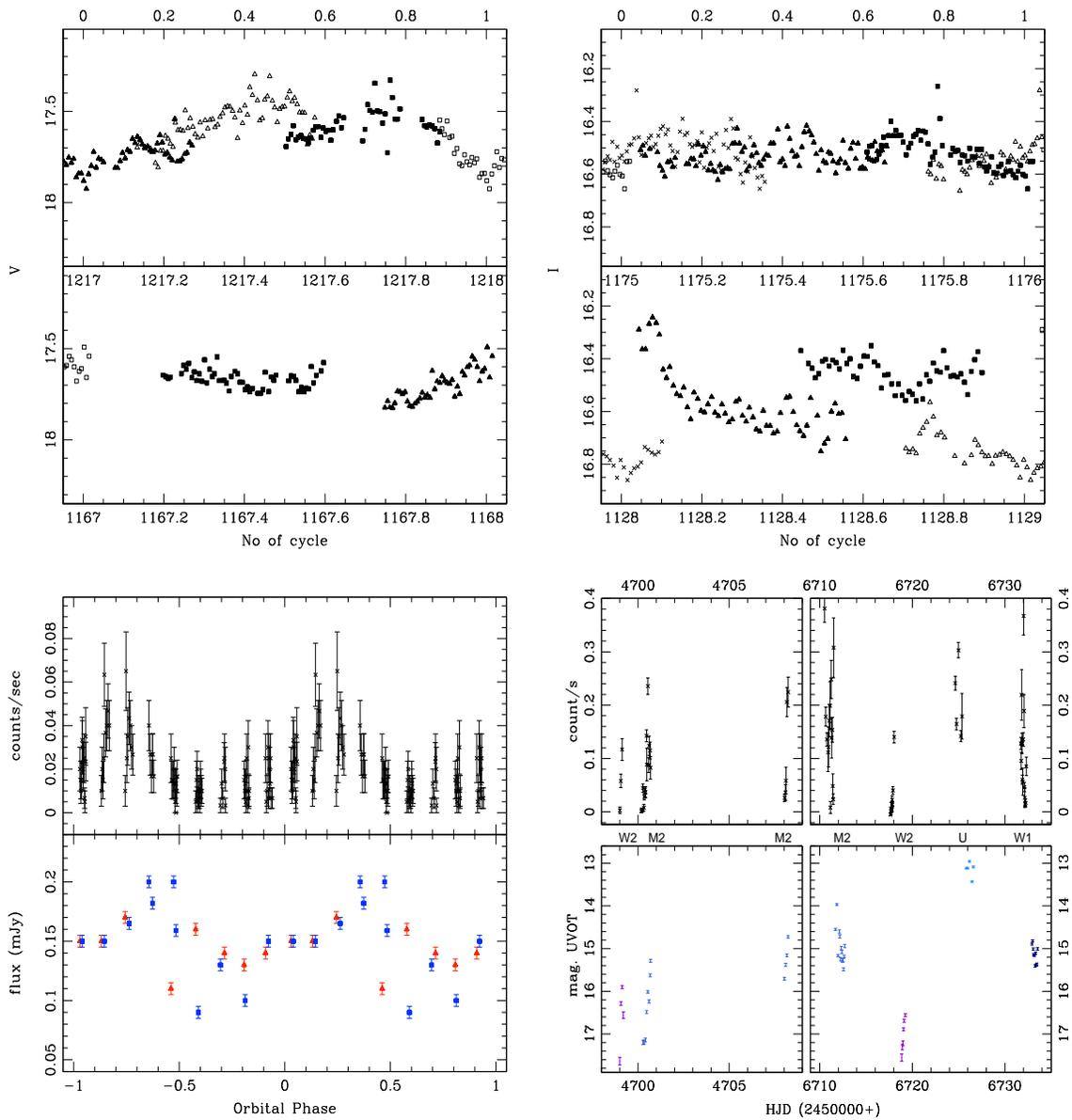


Figura 5.5: La figura muestra la curva de luz de V479 And en las bandas V & I. Los datos fueron doblados con el periodo orbital. Los diferentes símbolos corresponden a diferentes épocas, los números enteros del eje X en la parte superior corresponden al ciclo orbital en la cual se tomaron los datos, los decimales corresponden a la fase orbital. La magnitud del eje Y fue calibrada usando una estrella estándar en el campo del objeto. El panel inferior muestra la curva de luz de rayos-x doblada con el periodo orbital y la efemérides determinados a través de la espectroscopía. Los dos periodos fueron observados con Swift. Se observa un pico en el flujo alrededor de la fase 0.2, mientras parece verse un mínimo entre las fases 0.5 y 0.7. La curva de luz en el ultravioleta en los dos filtros (UVW1 cuadro azul y UVW2 triángulos rojos) presentados en el panel superior muestran un comportamiento similar al presentado en rayos-x, excepto que el máximo pico está desplazado 0.2 fases orbitales al de rayos-x y alcanza el máximo a 0.4. En el panel inferior derecho se muestra la curva de luz tanto en rayos-x (parte superior) como en UV (parte inferior) de V1082 Sgr, las letras W2, M2, U, W1 corresponden a los filtros con las que se realizaron las observaciones UV.

Swift, no es posible realizar un análisis de periodicidad. Sin embargo, al doblar la curva de luz de rayos-x con el periodo orbital de $0.594093(4) d$ obtenido mediante el análisis espectral de las líneas de absorción que presenta el espectro en el óptico, la curva de luz de rayos-x nos muestra una curva con una joroba, donde se sobrelapan los pulsos de los dos ciclos orbitales observados (ver figura 5.5 panel inferior izquierdo - color negro). Junto a las observaciones de rayos-x hechas a V479 And se realizaron simultáneamente observaciones en el UV con el detector UVOT utilizando filtros diferentes en cada ciclo de observación tales como UVW1($\lambda 2600\text{\AA}$) y UVW2($\lambda 1928\text{\AA}$) respectivamente. La curva de luz obtenida del UV se muestra en la figura 5.5 (panel inferior), los puntos de color rojo corresponde a los datos obtenidos con el filtro UVW1 y los puntos de color azul fueron obtenidos con el filtro UVW2. Al doblar los datos-UV con el periodo orbital del sistema muestra claramente una tendencia muy similar a los resultados de rayos-x. Sin embargo, la fase del pico de los datos del UV están desfasados aproximadamente ~ 0.1 de la fase del pico de rayos-x.

A V1082 Sgr se le realizó un seguimiento fotométrico continuo en el óptico por aproximadamente cinco meses con el telescopio PROMT que esta ubicado en el observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo en Chile (CTIO) (ver capítulo 3 para mayor detalles). En la figura 5.6 (panel derecho) se muestra la curva de luz obtenida durante este tiempo de observación, donde exhibe una alta variabilidad alrededor de 1.5 magnitudes que va de 13.6 cuando esta en el máximo a una magnitud de 14.8 al llegar al mínimo en el filtro v. También el sistema muestra variaciones frecuentes durante la noche con variaciones que pueden ir desde 0.5 hasta 1 magnitud la cual están representadas con puntos desvanecidos. A estos datos los hemos doblado con el periodo orbital del sistema y realizado un análisis de Fourier con Period04, donde no encontramos una variabilidad relacionada al periodo orbital del sistema, pero si se encontró una posible variabilidad periódica con una frecuencia de $\sim 0.03529 d^{-1}$ (ver figura 5.6 panel izquierdo) dando un periodo de aproximadamente 28.33 días, la cual consideramos que es el periodo en el que V1082 Sgr pasa de estado alto a estado bajo o viceversa. Los puntos desvanecidos de la figura 5.6 (panel derecho) corresponden a las observaciones individuales, cada línea formada por los puntos desvanecidos corresponden a las variaciones que presenta el sistema en una noche de observación, los pentágonos de color negro corresponden al promedio de la magnitud de las observaciones realizadas durante la noche. La línea sinusoidal graficada sobre las observaciones corresponde al posible ciclo periódico obtenido para esta variabilidad

que es de aproximadamente ~ 28.33 días, sin embargo solo observamos seis ciclos y no queda claro que tan estable podrían ser esta periodicidad.

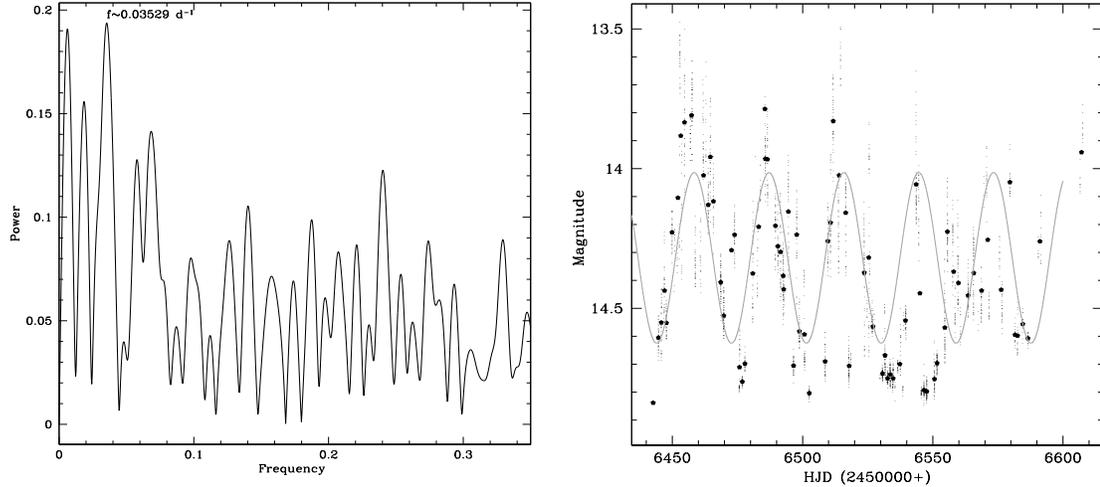


Figura 5.6: En el panel izquierdo se muestra el espectro de potencia obtenido del análisis de los datos de la curva de luz de V1082 Sgr de las observaciones realizadas con PROMT-Chile, donde se obtuvo un fuerte pico a una frecuencia de $0.035 d^{-1}$ correspondiente a un periodo de $28.33 d$. El panel derecho muestra la curva de luz obtenida en estas observaciones. Las observaciones por noche son graficadas con puntos pequeños, los pentágonos corresponden al promedio de las observaciones de cada noche. La línea gris continua es la curva sinusoidal que muestra una posible periodicidad de $\sim 28,33$ días.

También se realizaron observaciones de rayos-x y UV a V1082 Sgr en los diferentes estados de luminosidad que presenta el sistema. En la figura 5.5 (panel inferior-derecho) se muestra la curva de velocidad radial obtenida de las observaciones de rayos-x con la cámara XRT del telescopio espacial Swift, y en la misma figura (paneles derecho-inferior) se muestra las mediciones fotométricas realizadas con los cuatro filtros (UVM2-UVW2-UVW1 y UUU) de la cámara UVOT del mismo telescopio espacial². Lamentablemente las observaciones con la cámara UVOT no nos ayuda a obtener detalles más precisos del objeto con respecto a sus cambios de luminosidad, debido a que se observó a V1082 Sgr con un filtro diferente en cada visita. Sin embargo, en la figuras 5.5 (panel derecho inferior) podemos ver la gran variabilidad que prestan V1082 Sgr tanto en el óptico como en rayos-x, lo cual lo reportamos en Bernardini et al. (2013)[10]. Al hacer una comparación de las observaciones realizadas con los filtros UVM2, UVW2 y la curva de luz de rayos-x, se puede ver que alrededor

²para mayor detalles de las observaciones ver capítulo 3

de HJD 24456711, V1082 Sgr se encontraba en un estado intermedio de su luminosidad, ya que venía de estado alto a estado bajo. Mientras que en HJD 24456719 ocurría lo contrario, iba del estado mínimo a su máximo estado de brillo. Pero en la observación de HJD 24456725 la cual fue observada con el filtro U nos muestra que el sistema estaba totalmente en estado alto, indicando que posiblemente el sistema tenía activo el proceso de acreción, como lo garantiza la curva de luz de rayos-x (figura 5.5 panel inferior-derecho).

Estas variabilidades semi-cíclicas irregulares se han observado en otras variables cataclísmicas de largo periodo orbital (Tovmassian et al. 2002[171], Echeverría et al. 2007[38]; González-Butrago et al. 2013[51]). En estos sistemas con periodos mayores a 12 horas usualmente tienen una estrella temprana tipo- K que ha salido de secuencia principal y contribuye aproximadamente con la mitad del flujo de la binaria en el óptico. Además, son estrella cromosféricamente activas y se conocen por tener una superficie irregular mostrando una variabilidad causada por las grandes manchas que cruzan el disco estelar. Y si la estrella tiene un campo magnético fuerte (es magnéticamente activa) aumentará dichas variabilidades. Una de las posibles razones de las variaciones cíclicas que presentan estos sistemas binarios es debido a la rotación diferencial que tiene la estrella K . En sistemas binarios incluyendo a los sistemas RS CVn, la estrella donante están acopladas con el periodo orbital de tal manera que giran sincrónicamente con este periodo, esto es debido a las fuerzas de marea que presenta el sistema, causando así que aumente el efecto dínamo y la actividad cromosférica de la estrella donante. Hill et al. (2014)[58] demostró observacionalmente que la estrella donante de AE Aqr, otra variable cataclísmica con un largo periodo orbital y con estrella secundaria $K4V$ con grandes manchas en sus superficie co-rota a grandes periodos. También discuten la influencia de estas manchas sobre la tasa de transferencia de masa, algo muy similar observado en nuestros sistemas.

5.3. Estimación de la distancia

El método del brillo superficial es una de las principales vías para medir la distancia a variables cataclísmicas mediante la relación del flujo (F_λ) espectral de la superficie estelar con el flujo (f_λ) observado corregido por extinción, representado mediante la ecuación:

$$\frac{F_\lambda}{(f_\lambda)} = \left(\frac{d}{R}\right)^2 \quad (5.1)$$

donde d es la distancia a la estrella y R es el radio estelar. En una escala de magnitud, F_λ se conoce como brillo superficial, donde tenemos que:

$$S_\lambda = -2,5\log(F_\lambda/f_0) + const = M_\lambda + 5\log(R/R_\odot) \quad (5.2)$$

$$= m_\lambda + 5\log(R/R_\odot) - 5\log(d/10pc) \quad (5.3)$$

$$= m_\lambda + 5\log\phi_{mas} + 0,1564 \quad (5.4)$$

donde f_0 es el flujo constante a una longitud de onda λ para una magnitud cero, $m_\lambda = 2,5\log(f_\lambda/f_0)$ es la magnitud aparente corregida por extinción, R_\odot el radio del sol y ϕ_{mas} es el diámetro angular. Teóricamente, F_λ es una función de la temperatura efectiva de la estrella con cierta dependencia en metalicidad y gravedad. Esta es la base de la física para la calibración empírica del brillo superficial de la estrella con mediciones de diámetros angulares en función del color (Barnes & Evans 1976[7], Bailey 1981[1]). A través de esta relación nos permite determinar a que distancia se encuentra la estrella si se conoce su radio o viceversa.

El radio de la estrella secundaria en una binaria se puede conocer mediante el llenado de su lóbulo de Roche a través la geometría de Roche (Harrison et al. 1999[57], 200, Thorstensen 2003[167]). El flujo observado del llenado del lóbulo de Roche de estrellas secundarias en variables cataclísmicas esta relacionado con su radio de acuerdo a la ecuación 5.3 - 5.4 y el radio del volumen equivalente del llenado del lóbulo de Roche de la secundaria esta representado por la relación $R_{L_2} \propto q$ de acuerdo a la ecuación de Eggleton (1983 [41]- ecuación 1.1) o mediante la relación dada por Kopal (1959)[77]:

$$\frac{R_2}{R_\odot} = 0,234 \left(\frac{M_2}{M_\odot}\right)^{1/3} P^{2/3} f(q) \quad (5.5)$$

Donde M_2 es la masa de la secundaria, P es el periodo orbital en horas y $f(q)$ varia entre 0.980 - 1.031 para $q \leq 1.0$. De acuerdo a la ecuación 5.4 podemos obtener la distancia a la estrella de la forma:

$$\log d = \frac{m_\lambda - A_\lambda - S_\lambda}{5 + 1 + \log(R_{eff}/R_\odot)} \quad (5.6)$$

m_λ es la magnitud observada de la secundaria, A_λ es la extinción, $R_{eff} = (A/\pi)^{1/2}$ y A es la sección transversal presentada por la estrella secundaria en la fase orbital de la observación.

Para encontrar la distancia a los sistemas V1082 Sgr y V479 And se realizó la siguiente analogía. Si las líneas de emisión reflejan el movimiento de la enana blanca se obtienen una razón de masa entre $0.54 < q < 0.7$ y un radio del lóbulo de Roche de la secundaria de $1.29 < R_2/R_\odot < 1.40$ para un rango de masa de la primaria de 1.1 a $1.4 M_\odot$ en el caso de V479 And. Mientras que para V1082 Sgr se tiene una razón de masa de $0.40 < q < 0.61$ equivalente a un radio del tamaño del lóbulo de Roche de $1.6 < R_2/R_\odot < 2.0$, para una enana blanca entre 0.5 y $1.2 M_\odot$. Por tanto, para una estrella tipo- K de secuencia principal es difícil que llene su lóbulo de Roche ya que sus radios son aproximadamente de $0.8 R_\odot$. Sin embargo, si se considera que la estrella está en secuencia principal se obtiene una distancia de 550 pc para V1082 Sgr y 3.0 kpc para V479 And. Pero si esta fuera de secuencia principal como se ha demostrado anteriormente y cerca de llenar su lóbulo de Roche se tiene una distancia de 1.4 kpc para V1082 Sgr y 4 kpc para V479 And. A las observaciones terrestres se les hizo una corrección por extinción interestelar de $E(B-V)=0.056$ en la dirección de V479 And y $E(B-V)=0.15$ en la dirección de V1082 Sgr (Schlegel et al. 1998 [149]).

5.4. Distribución de Energía Espectral

Debido a que tenemos observaciones en un amplio rango de longitud de onda que va desde el Ultravioleta hasta el Infrarrojo tanto para V1082 Sgr como para V479 And, hemos realizado un análisis de energía espectral (SED por su sigla en inglés) a cada sistema.

En la figura 5.7 (panel izquierdo) se presenta la SED para V479 And, donde se muestran las observaciones con diferentes símbolos y colores. Los cuadros negros son las mediciones del FUV y NUV obtenido con el Galex, los triángulos son los datos obtenidos con el telescopio Swift con los filtros UVM2 y UVW1, los círculos negros

corresponden a las bandas *ugriz* del SDSS³, los cuadros abiertos de color negro son los datos del *2MASS* observados en las bandas *JHK* y nuestras mediciones realizadas en el OAN-SPM en las bandas *BVRIJ* son marcadas con pentágonos. Las líneas verticales que se muestran en algunos datos no son errores, corresponden a la variabilidad de V479 And detectada en el filtro correspondiente que fue observada. Los pentágonos de color azul corresponden a la corrección interestelar $E(B - V) = 0.056$ y el espectro azul fue obtenido con el SDSS, al cual se le realizó un desenrojecimiento. Debido a las características espectrales en el óptico que muestra el sistema y que fueron discutidas en la sección 5.1, consideramos que la secundaria podría ser una estrella *G* tardía o una estrella *K* temprana. Por tanto, junto a los datos de V479 And se grafica una estrella tipo *K0 IV* (espectro color rojo) y una sub-gigante *G8* (espectro color cyan).

En la figura 5.7 (panel derecho) se muestra la SED de V1082 Sgr tanto para las observaciones en estado bajo y alto. La espectroscopía y fotometría fueron corregidas por el enrojecimiento interestelar asumiendo a $E(B - V) = 0.15$ y $R_v = 3.1$ (Schlegel et al. 1998[149]), y se re-calcularon para otras longitudes de onda mediante la parametrización de Fitzpatrick (1999)[43]. La densidad columnar de hidrogeno $N_H = 9 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$ usada en el análisis del espectro de rayos-x corresponde a esta misma extinción. Las mediciones en el IR del *2MASS*, los espectros ópticos obtenidos en OAN-SPM y las observaciones en el UV realizadas con Swift, están representadas en la gráfica mediante estrellas y espectros de color negro. El espectro de color amarillo corresponde a una estándar tipo *K3 IV* (Pickles 1998[111]). La línea roja punteada corresponde a un cuerpo negro de $4800K$, la línea azul de trazos largos a un cuerpo negro de $17000K$ y la línea violeta a uno de $30000K$. La línea gris es la suma de la estrella *K3 IV* y el cuerpo negro de $17000K$. La línea verde punteada es el flujo diferencial entre los estados altos y bajos.

Al realizar el análisis de la SED para V479 And vemos que la estrella secundaria se puede ajustar con un cuerpo negro de una temperatura de $\sim 5000K$ (línea roja continua). Sin embargo, la estrella secundaria no puede explicar todo el flujo infrarrojo, solo contribuye entre un 40 a un 45% del flujo total alrededor de $\sim 5000\text{\AA}$, aunque dicha discrepancia entre los datos ópticos e infrarrojos es causada por la variabilidad del objeto. También vemos en la SED hay un exceso de radiación ultravioleta, la cual se puede ajustar con un segundo cuerpo negro de una temperatura

³SDSS es Sloan Digital Sky Survey o exploración digital del espacio

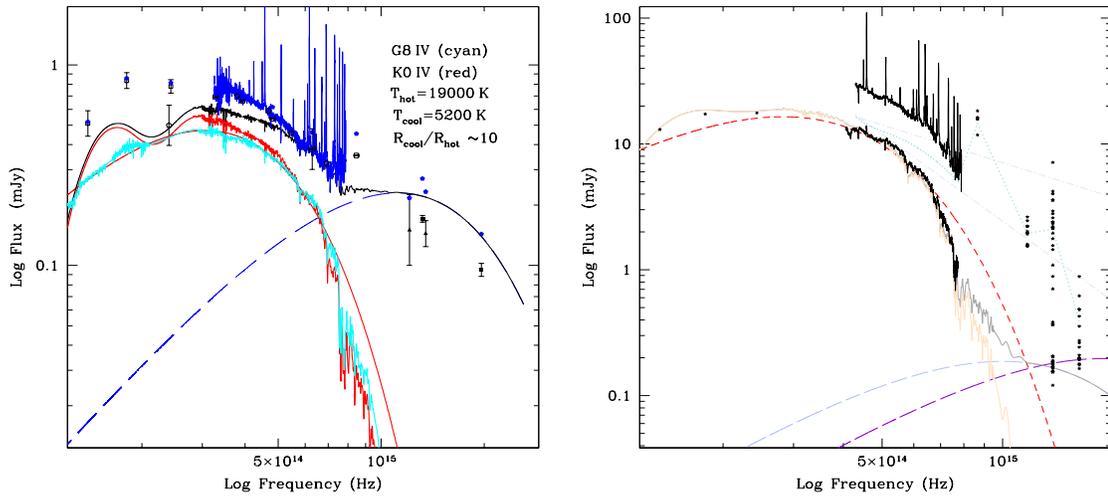


Figura 5.7: En la figura se muestra la SED tanto para V1082 Sgr como para V479 And que va del UV al IR (de derecha a izquierda). La SED del panel derecho corresponde al sistema V479 And donde los símbolos y colores corresponden a las observaciones realizadas con diferentes instrumentos, por ejemplo los cuadros son las mediciones del FUV y NUV del *Galex*, los triángulos son los datos obtenidos con *UVOT-Swift*, los círculos corresponden a las bandas *ugriz* del *SDSS* y las mediciones realizadas en *OAN-SPM* están marcadas con pentágonos. Las líneas roja continua y azul discontinua son los ajustes de cuerpo negro realizado a las observaciones, la cual corresponden a cuerpos negros con temperaturas de 5200 K, y 19000 K respectivamente. El cuerpo negro frío corresponde a la presencia de una estrella donante en el sistema binario y es representada por una estrella estándar tipo espectral K0 IV y G8 IV. La línea negra continua es la suma del espectro de K0 IV y el cuerpo negro de 19000 K, la cual se ajusta muy bien a la mayoría de los datos observados. En el panel derecho se muestra la SED de V1082 Sgr donde todas las observaciones son marcadas con pentágonos de color negro, las del 2MASS, *UVOT-Swift*, la fotometría realizada con *PROMT-Chile* y los datos obtenidos en *OAN-SPM*. Los dos espectros a la mitad de la SED corresponden al estado bajo y alto. La línea amarilla es la estándar K3 IV. Las líneas cortadas corresponden a cuerpos negros, el de color rojo tiene una temperatura de 4800K, el azul tiene una temperatura de 17000K y el violeta corresponden a un cuerpo negro de una temperatura de 30000K. La línea gris es la suma de la estrella K3 IV y el cuerpo negro de 17000 y la línea verde desvanecida y cortada corresponde a la diferencia en flujo entre los estados altos y bajos.

de $\sim 19000 K$ como lo muestra la línea azul discontinua. Al realizar la suma de los dos cuerpos negros se ajusta perfectamente a los datos. Sin embargo, el origen del exceso de radiación UV no es obvia, no sabemos exactamente de donde proviene, una primera idea es que este flujo UV provenga de la estrella primaria, pero al considerar el balance de energía, la componente caliente o enana blanca debería tener un radio diez veces más pequeño que la componente fría para producir el suficiente flujo UV como el observado en la figura 5.7, la cual es incompatible con el tamaño de la enana blanca. También se debe excluir que dicha radiación provenga de un disco de acreción, ya que el disco de acreción tiene temperaturas mucho más altas especialmente en la parte interna del disco y la emisión obtenida del disco se puede ajustar en la SED mediante una simple ley de potencia plana.

En la SED de V1082 Sgr no es posible establecer exactamente en que estado de luminosidad se encontraba el objeto cuando se realizaron las observaciones fotométricas. Sin embargo, en la fotometría UV aparentemente el objeto muestra los múltiples estados de luminosidad. En la banda-UVM2 de los datos obtenidos de Swift-UVOT especialmente los que están alrededor de HJD2456717 según la figura 5.6 (panel derecho), muestran que el objeto se encontraba en estado bajo. Lo cual indica que V1082 Sgr durante ese tiempo no presentaba un proceso de acreción. En ese mismo periodo de estado bajo, también se obtuvieron espectros en el óptico cuando predomina la estrella secundaria, llegando así a la conclusión de que el flujo UV en estado bajo esta dominado por la enana blanca. La temperatura de la enana blanca no se puede conocer con precisión con nuestros datos. Sin embargo, podemos hacer una estimación a través del balance de energía.

Pero para poder hacer este balance de energía primero debemos hacer la siguiente suposición: El tamaño de lóbulo de Roche para una estrella $K2$ de un sistema binario con un periodo de 20 horas está entre $1.6 < R/R_{\odot} < 2.0$ con una enana blanca de masa entre 0.5 a $1.2M_{\odot}$. Pero una estrella $K2V$ la cual tiene un radio de $\sim 0.83R_{\odot}$ con una enana blanca de $\sim 0.65M_{\odot}$ ⁴ como compañera, es muy difícil que llene la mitad de su lóbulo de Roche. Por tanto, Si la estrella donante esta en secuencia principal el radio de la enana blanca podría ser de $R_{wd} \approx 0.01R_{sec}$ y dos veces más pequeña si la donante esta cerca de llenar su lóbulo de roche. En la figura 5.7 (panel derecho) se muestran dos cuerpos negros con temperaturas efectivas de 17 000

⁴La masa de la enana blanca fue estimada mediante la luminosidad de rayos-x obtenidos de las observaciones con el telescopio espacial Suzaku, el cual lo publicamos en Bernardini et al.(2013)[10]

(líneas azules-cortadas) y 30 000 K (líneas violetas-cortadas), las cuales representan la contribución de la enana blanca. También se muestra un cuerpo negro con una temperatura efectiva de 4800K (líneas roja cortas) que representa la la contribución de la estrella secundaria. La combinación de los valores del radio de la enana blanca, junto con la temperatura derivada de la relación $L \sim T_{eff}^4 R_{WD}^2 (D/1kpc)^2$, donde D^5 es la distancia del objeto, nos confirma que en estado bajo, las características espectrales observadas son puramente de las componentes estelares.

La línea verde-clara punteada de la figura 5.7 (panel derecho) corresponde a la diferencia de flujo entre los estados altos y bajos que presenta V1082 Sgr. Las líneas grises de rayas y puntos corresponden a una ley de potencia $F_\lambda \sim \lambda^{-\alpha}$ con índices $\alpha = 1$ y 2.33. En la mayoría de las variables cataclísmicas la radiación emitida en el UV se puede ajustar mediante una ley de potencia con índices muy similares a los ajustados acá y es fácil encontrar observaciones en esta región que puede ser ajustada por una sola ley de potencia. Sin embargo, en la figura se observan claramente como algunas mediciones están fuera de la línea recta, y la emisión en UV cuando el sistema está en estado alto no se puede ajustar ni por una ley de potencias ni por un cuerpo negro. La cual es una evidencia más de que el exceso de radiación no se debe a un disco de acreción o una corriente de material a través del punto de Lagrange L_1 .

El exceso de emisión que presentan los dos sistemas no puede ser descrito por una simple ley de potencias correspondiente a un disco de acreción. Esta emisión puede provenir de una radiación ciclotrón, ya que en el caso de una baja tasa de acreción el mecanismo de enfriamiento es una radiación ciclotrónica. Esta radiación ha sido observada especialmente en el óptico en sistemas pre-polares o polares con periodos menores a 8 horas, la cual están compuestos por una enana- M como estrella secundaria. En nuestro caso, no se pudo encontrar una evidencia o señal de las líneas ciclotrónicas en el espectro óptico, debido a que en el rango óptico la estrella donante es al menos ~ 100 veces más brillante que una $M4V$, ya que la donante posiblemente no esta en secuencia principal. Si la estrella esta fuera de secuencia principal y esta cerca de llenar su lóbulo de Roche, su contribución en el óptico puede ser significativamente grande. Debido a que no tenemos suficientes datos en el UV para realizar un buen ajuste que nos de información de la emisión ciclotrón, algo que debemos hacer

⁵La distancia a V1082 Sgr podría ser de 550pc si la estrella esta en ZAMS y de 1400pc si está cerca de llenar su lóbulo de Roche, esto asumiendo que el promedio de la magnitud en el V es de $m_v = 14.7$ en estado bajo donde la estrella donante predomina.

es realizar una comparación con otros objetos conocidos que tenga características particulares con nuestro objeto. Por ejemplo, RX J1554.2+2721 un sistema clasificado como polar ubicado en el centro del periodo gap (entre dos a tres horas) y con una tasa de acreción muy baja, compuesto por una enana roja $M4.5V$ y una enana blanca con una temperatura de $\approx 20000 K$ (Schwope et al. 2006[153]) muestra un exceso de radiación en el UV y una prominente línea ciclotrónica centrada alrededor de 5000\AA , que posiblemente es causada por una enana blanca con un campo magnético alrededor de $110MG$. En los sistemas de nuestro caso como V1082 Sgr y V479 And, la cual contiene una enana blanca altamente magnética y una temperatura parecida a la enana blanca de RX J1554.2+2721, deberíamos ver similares características del exceso de UV y de la emisión de ciclotrón en el óptico, sin embargo recordemos que las estrellas donantes son al menos 100 veces más luminosa que una estrella $M4.5V$ en el óptico y es casi imposible ver la joroba de ciclotrón alrededor de 5000\AA .

5.5. Espectro de rayos-x

Las observaciones de rayos-x se realizaron con el telescopio espacial Swift, cubriendo un total de $39 ks$ para V1082 Sgr y $27.6 ks$ para V479 And. También V1082 Sgr fue observado con los telescopios espaciales Suzaku por $39 ks$ y XMM-Newton por $\sim 38 ks$ respectivamente. Los resultados de este segundo objeto fueron publicados en Bernardini et al. (2013)[10].

Los espectros de rayos-x fueron extraídos de un radio de $3.50'$ para V1082 Sgr y $9.8''$ para V479 And, centrados alrededor de la fuente. El background se extrajo de un anillo que rodea la misma imagen de la fuente. El radio inferior del anillo es casi igual al tamaño del radio de la fuente y el radio exterior es ~ 2 veces mayor al radio del círculo que rodea la fuente. Esto se hizo utilizando el software XSELECT V2.4c de HEASOFT V6.8 (ver sección 3.4), también se utilizó la página www.swift.ac.uk/user_objects/ para extraer los espectros de regiones limitadas de acuerdo a la curva de luz de rayos-x, especialmente la región cuando el sistema se encuentra en estado bajo⁶. El análisis espectral se hizo tanto para el promedio de los espectros obtenidos del conjunto de observaciones realizadas a cada sistema, como para los espectros individuales. Para V1082 Sgr se hizo la combinación de los

⁶para más detalles de los pasos de la extracción del espectro de rayos-x utilizando XSELECT ver sección 3.4.

espectros obtenidos de los telescopios XMM-Newton, Swift y Suzaku.

Los datos de rayos-x particularmente son importantes para determinar las propiedades de las regiones que los emiten, tales como: la temperatura del plasma ópticamente delgado, la presencia de absorción interestelar y/o circumestelar y el procesamiento de la emisión de rayos-x en la superficie de la enana blanca. Los modelos que hemos adoptado y mejor se han ajustado a los espectros de rayos-x de V1082 Sgr y V479 And de acuerdo al menor χ^2 son; un cuerpo negro (kT_{BB}), bremsstrahlung (kT_{Brems}), una ley de potencia fotónica (pow) y un plasma ópticamente delgado (MEKAL). Los ajustes realizados a los espectros se hicieron mediante el código XSPEC V12.8.1g. Los resultados de los ajustes espectrales incluyendo constantes de calibración y χ^2 son mostrados en las tables 5.2 y 5.3, los espectros y residuos con respecto al mejor modelo ajustado se muestran en las figuras 5.8 y 5.9.

El menor χ^2 obtenido del ajuste de modelos al espectro de V1082 Sgr consiste de dos componentes MEKAL⁷, con temperaturas de 0.12 ± 0.01 y 13.2 ± 0.6 keV, más una componente ópticamente delgada (black body) con una temperatura de 61 ± 5 eV y una Gaussiana a una longitud de onda de 6.4 keV. Mientras que para V479 And se obtuvo el mejor ajuste con una ley de potencia de fotones (o powerlaw), debido a la baja señal a ruido no se probó con modelos más sofisticados. Los espectros con sus respectivos modelos ajustados se presentan en la figura 5.8. El espectro de rayos-x de V1082 Sgr fue tomado del artículo de Bernardini et al. (2013)[10]. El resumen de los parámetros se muestran en la tabla 5.2.

El análisis espectral del promedio de los espectros revela que la región que emite los rayos-x es pequeña con un plasma de temperatura típica alcanzada por la magnetósfera de un flujo de acreción que choca con los polos de la estrella compacta. También de acuerdo a la temperatura del gas obtenida del ajuste de los espectros de XMM-Newton EPIC y Swift BAT para un rango de energía mayor a 3 keV se obtuvo una masa de $M = 0.64_{-0.04}^{+0.03} M_{\odot}$ ($\sigma_v^2 = 1.48$, 636 dof) para la enana blanca de V1082 Sgr y un flujo promedio de $2.3 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en la región de 0.3 a 10 keV correspondiente a una luminosidad de $L_x = 2.75 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ para una distancia de 1 kpc. En el caso de V479 And se obtuvo un flujo de $\sim 2.7 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ para un rango de 0.3 - 7.0 keV correspondiente a una luminosidad de $L_x = 2.90 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ para una distancia de 3 kpc. Para este sistemas no se pudo obtener la masa de la enana

⁷El modelo MEKAL es un espectro de un gas caliente difuso basado en el modelo de Mewe-Kaastra-Liedahl (Mewe et al. 1985 [99], Liedahl et al. 1995 [87]), el modelo incluye líneas de emisión de varios elementos entre ellos *Fe L*.

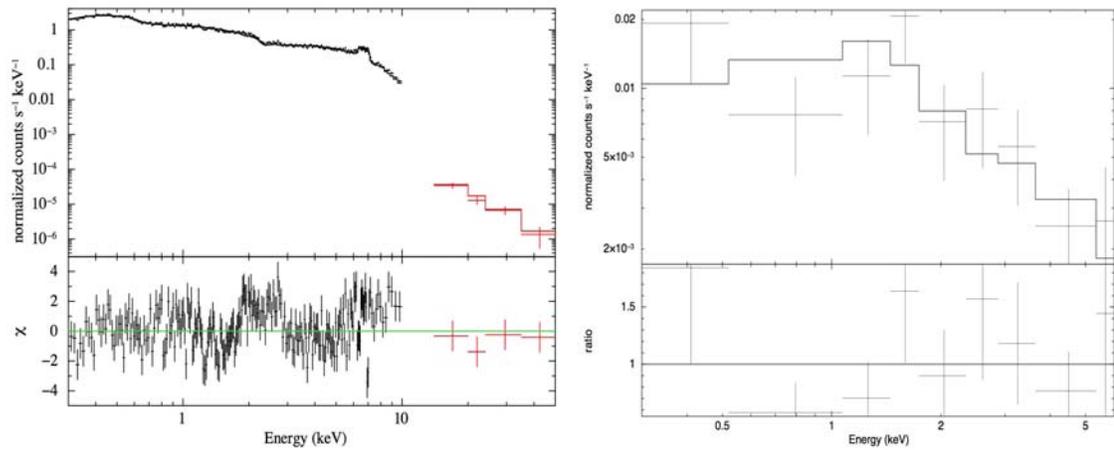


Figura 5.8: En la gráfica se muestran los espectros promedio extraídos de las observaciones de rayos-x tanto para V1082 Sgr (panel izquierdo) como para V479 And (panel derecho), la línea continua representa los ajustes realizado al espectro. El espectro de V1082 Sgr corresponde a las observaciones realizadas con XMM-Newton y Swift. El espectro de V479 And es el promedio de todas las observaciones realizadas con Swift.

blanca debido a la baja señal a ruido de su espectro.

También se extrajeron los espectros de rayos-x de las observaciones individuales para los dos sistemas. Para V1082 Sgr se extrajeron especialmente aquellas que están en HJD2454700+ y HJD2456719+ de acuerdo a la curva de luz de rayos-x (figura 5.5 panel derecho inferior), ya que en estas observaciones el sistema estaba en estado bajo. Para ello, hemos extraído el espectro de la curva de luz de la región de no más de 0.06 cuentas/segundo como se puede ver en la figura 5.9, de esta manera estamos seguros que el espectro obtenido no tiene mayor contribución de emisión cuando el sistema comienza a subir hacia estado alto. Cada espectro fue analizado separadamente, debido a que en las observaciones realizadas en HJD2454700+ para V1082 Sgr el sistema iba rumbo a estado alto, con posibilidades de haber iniciado la transferencia de masa. Mientras que en las observaciones de HJD2456719+ el sistema se encontraba totalmente en estado bajo, como lo muestra la curva de luz de rayos-x (figura 5.9 panel izquierdo).

Para V479 And se extrajeron los espectros de las tres observaciones realizadas con el telescopio espacial Swift como se muestra en la figura 5.10. Donde podemos ver de acuerdo a su curva de luz de rayos-x, que en la observación MJD55526+ (fig 5.10 panel de en medio) el sistema tenía una baja emisión de rayos-x menor a 0.04 cuentas/segundo, mientras que las observaciones MJD55520+ y MJD55527+ (paneles superior e inferior) tenía o iba rumbo a su máxima emisión de rayos-x.

Cuadro 5.2: Ajuste a espectros promedio de rayos-x.

V1082 Sgr BB+2 MEKAL			V479 And Power-Law		
N_{HW}^*	10^{22} cm^{-2}	0.103 ± 0.006	N_H	10^{20} cm^{-2}	5.49 ± 0.003
N_{HPc}^*	10^{22} cm^{-2}	9.6 ± 0.5	Γ^\dagger		1 ± 0.3
cvf	%	67 ± 1	norm_Γ		1
kT_{BB}	eV	61 ± 5	$F_{0,3-7,0}^{\dagger\dagger}$	10^{-12}	2.7 ± 0.03
kT_c	keV	0.12 ± 0.02	$L_{x_{3kpc}}$	$10^{33} \text{ erg s}^{-1}$	2.90
kT_h	keV	13.2 ± 0.6	$\chi_v^2 (dof^{\dagger\dagger\dagger})$		1.15(39)
R_{BB}	km	40_{-10}^{+20}			
norm_c	10^{-3}	$5_{-0,9}^{+0,3}$			
norm_h	10^{-3}	20.1 ± 0.5			
A_Z		0.70 ± 0.05			
EW^{**}	keV	0.15 ± 0.01			
$F_{0,3-10}$	10^{-11}	2.45 ± 0.05			
F_{15-100}	10^{-11}	1.3 ± 0.1			
F_{bol}^{BB***}	10^{-11}	~ 2.9			
$F_{bol}^{c+h****}$	10^{-11}	~ 12			
$\chi_v^2 (dof)$		1.15(995)			

*Densidad columnar

** Ancho equivalente de la Gaussiana ajustada a 6.4keV.

*** Flujo bolométrica no absorbido de la componente del cuerpo negro.

**** Flujo bolométrica no absorbida de las dos componentes ópticamente delgadas.

† Índice de fotones.

†† Flujo en el rango de energía de 0.3 a 7.0 keV.

††† Grados de libertad o degrees of freedom.

Los mejores ajustes realizados a los espectros individuales tanto de V1082 Sgr como de V479 And se obtuvieron con una ley de potencias (powerlaw) como se muestra en la figura 5.9 y 5.10 (paneles derechos), en la tabla 5.3 se muestran los parámetros de los ajustes realizados a cada espectro.

En el caso de V1082 Sgr los flujos encontrados en los espectros de la observación de HJD2454700 (espectro color rojo figura 5.9) y HJD2456719 (espectro color negro figura 5.9) son de $6.8272 \times 10^{-12} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ correspondientes a una luminosidad de $L_x = 8.1651 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ y $3.4942 \times 10^{-12} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ obteniendo una luminosidad de $4.1789 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$. Estas luminosidades se calcularon para una distancia de 1 kpc y para un rango de energía de 0.3 a 10.0 keV. Las luminosidades son muy similares para los dos espectros y tienen una orden de magnitud menor a la luminosidad

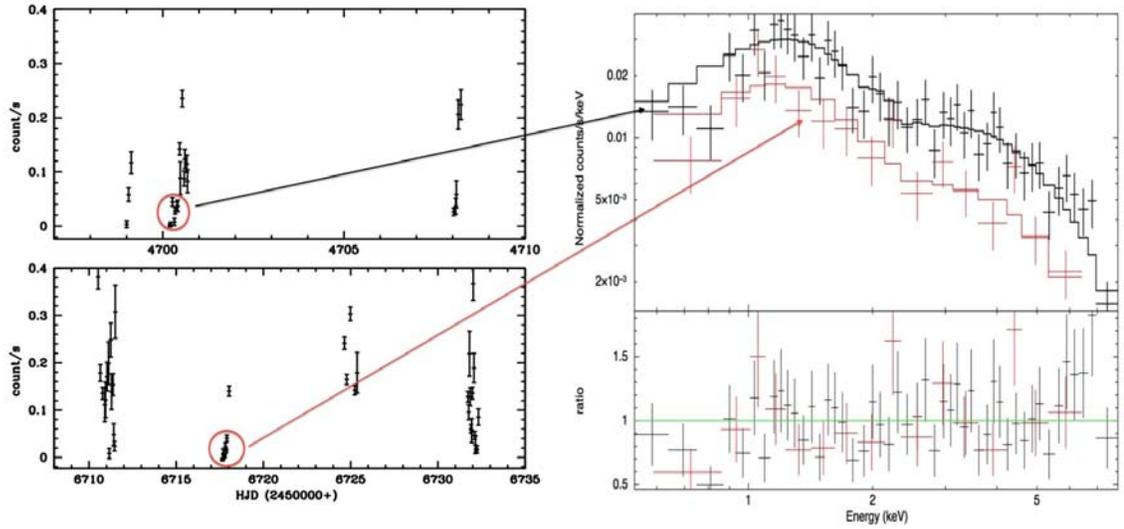


Figura 5.9: En la figura se muestra la curva de luz de V1082 Sgr (panel izquierdo), obtenida con el telescopio espacial Swift. En el panel derecho se presentan los espectros extraídos de las observaciones realizadas en HJD2454700 y HJD 2456719 junto a sus ajustes correspondientes (línea continua color rojo-negro). Para este caso solo se extrajeron los espectros de las observaciones cuando el sistema estaba en estado bajo.

obtenida del promedio de todas las observaciones donde se incluye el estado alto del sistema. Como sabemos, en bajo estado el flujo de V1082 Sgr en la parte óptica está dominado por la contribución de la estrella donante, la cual muestra muy poca evidencia de un proceso de acreción en dicho estado. Por tanto, suponemos que el flujo de rayos-x en estado bajo puede provenir de la estrella donante-*K*.

Para V479 And se obtuvieron flujo de $1.866 \times 10^{-12} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ espectro color negro, $8.989 \times 10^{-13} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ espectro rojo y $9.2587 \times 10^{-13} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ espectro verde de la figura 5.10 (panel derecho), con luminosidades de $L_x = 2.009 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$, $L_x = 9.680 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ y $L_x = 9.970 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ respectivamente, estas luminosidades se calcularon para un rango de energía entre 0.3 - 7.0 keV y una distancia de 3 kpc. Al realizar una comparación entre las luminosidades obtenidas en la máxima y mínima emisión de rayos-x, se encuentra que la luminosidad máxima es dos veces mayor a la luminosidad de mínima emisión ($L_{x_{max}} \sim 2L_{x_{min}}$). La luminosidad máxima es consistente con las propiedades de la tasa de acreción para polares en estado alto. Mientras que el espectro de mínima emisión puede ser el resultado de la contribución de una parte extendida alrededor del mismo polo magnético que esta siendo eclipsada por la misma enana blanca, o puede ser una emisión que provenga de la estrella

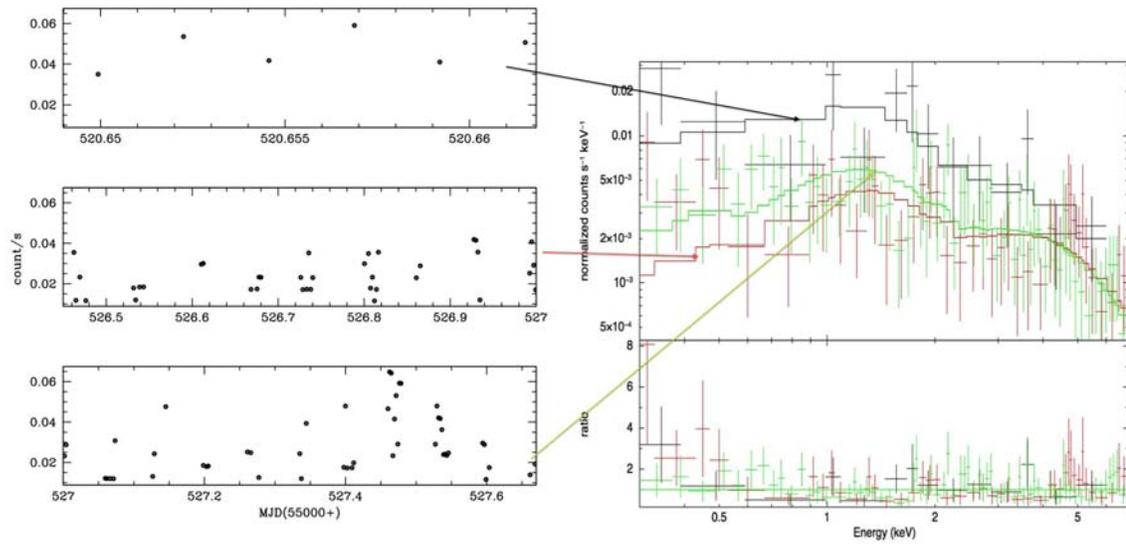


Figura 5.10: En la gráfica se muestran la curva de luz (panel izquierdo) y los espectros (panel derecho) de las tres visitas u observaciones realizadas a V479 And con el telescopio espacial Swift. Cada color de espectro corresponde al espectro extraído de cada visita individual donde podemos ver que el sistema presenta diferentes niveles de cuentas/s/keV correspondientes a diferentes luminosidades. Los ajustes realizados a cada espectro tiene su respectivo color, panel superior espectro+ajuste color negro, panel de en medio color rojo y panel inferior color verde.

secundaria. Sin embargo, la luminosidad de secundarias en polares se considera del orden de $\text{pocos} \times 10^{29} \text{ ergs s}^{-1}$. En nuestro caso, tenemos luminosidades de mínima emisión que son varias ordenes de magnitud más altas tanto en V479 And como en V1082 Sgr, pero las secundaria en estos sistemas son más masivas y más evolucionadas que las secundarias en polares y además el flujo de rayos-x puede aumentar en función de su rotación y/o radio como lo ha demostrado Fleming et al. (1989). Sin embargo, se necesita un mayor seguimiento observacional o un espectro en rayos-x con mayor resolución especialmente para V479 And para tener una conclusión más firme.

Cuadro 5.3: Ajuste a los espectros individuales.

	V1082 Sgr			V479 And	
figure 5.9	Power-Law		figura 5.10	Power-Law	
spec-negro			espec-negro		
N_H	10^{21} cm^{-2}	1.3 ± 0.001	N_H	10^{20} cm^{-2}	5.49 ± 0.003
Γ		0.60 ± 0.09	Γ		1.017 ± 0.3
norm $_{\Gamma}$	10^{-4}	2.45	norm $_{\Gamma}$		1
$F_{0,3-10,0}$	10^{-12}	6.827	$F_{0,3-7,0}$	10^{-12}	1.866
$L_{x_{1kpc}}$	$10^{32} \text{ erg s}^{-1}$	8.156	$L_{x_{3kpc}}$	$10^{33} \text{ erg s}^{-1}$	2.009
spec-rojo			espec-rojo		
Γ		0.77 ± 0.1	Γ		0.428 ± 0.1
norm $_{\Gamma}$	10^{-4}	1.67	norm $_{\Gamma}$		1
$F_{0,3-10,0}$	10^{-12}	3.49	$F_{0,3-7,0}$	10^{-13}	8.989 ± 0.001
$L_{x_{1kpc}}$	$10^{32} \text{ erg s}^{-1}$	4.178	$L_{x_{3kpc}}$	$10^{32} \text{ erg s}^{-1}$	9.680
			espec-verde		
			Γ		0.703 ± 0.08
			norm $_{\Gamma}$		1
			$F_{0,3-7,0}$	10^{-13}	9.258 ± 0.002
			$L_{x_{3kpc}}$	$10^{32} \text{ erg s}^{-1}$	9.970
$\chi_v^2 (dof)$		0.82(60)	$\chi_v^2 (dof)$		0.9413(369)

Capítulo 6

V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni, con características similares

6.1. Introduccion

El primero objeto que estudiamos y analizamos fue V479 And, sus resultados están publicados en González-Buitrago et al.(2013)[51]. Para este objeto se encontró un periodo orbital de 14.25 horas y de acuerdo a sus características mostradas en las observaciones, este sistema está compuesto por una enana blanca altamente magnética y una estrella *G*-tardía o *K*-temprana ligeramente evolucionada. También el periodo spin de la enana blanca esta sincronizado con el periodo orbital del sistema. De acuerdo a estas peculiaridades, en González-Buitrago et al.(2013)[51] sugerimos un escenario polar para su clasificación. De esta manera, se puede explicar la curva modulada de rayos-x que presenta el sistema, el exceso de emisión en el UV e IR producido por la emisión ciclotrónica del campo magnético de la enana blanca y la presencia de la intensa línea de emisión de HeII en el óptico.

Un escenario polar supone una transferencia de masa de la estrella donante a la enana blanca a través del punto de Lagrange L_1 . El flujo de material que alcanza la magnetósfera de la enana blanca es capturado en la región treading (o recorrida) y es canalizada a los polos de la enana blanca mediante sus líneas magnéticas. Las líneas de emisión en este caso se originan en su mayoría en el flujo en la parte balística y/o magnética y algunas veces en la cara irradiada de la estrella donante. Como resultado las líneas de emisión generalmente son asimétricas, multicomponentes, todas moduladas con el periodo orbital del sistema pero con diferentes fases. Ninguna

de estas características se observa en V479 And. Por tanto, propusimos la hipótesis que la transferencia de masa en este sistema no ocurre a través de un flujo, si no mediante vientos estelares que presenta la estrella donante, el cual son capturados por los campos gravitacionales y magnéticos de la enana blanca y canalizados hacia sus polos. Este viento ionizado produciría la mayoría de las líneas de emisión, la cual son simétricas, con velocidad intrínsecas y anchas especialmente en sus alas. Además, concluimos que este objeto tiene un comportamiento similar a un pequeño grupo de sistemas llamados polares de baja tasa de acreción o pre-polares (Schmidt et al. 2005[146], ver sección 1.5.1).

En la figura 6.1 se presenta el diagrama de la relación periodo orbital - tipo espectral y temperatura efectiva de donantes en variables cataclísmicas. La línea roja representa la relación empírica masa-radio para estrellas de secuencia principal basada en la ecuación (2.87) de Warner (1995)[185]. Las estrellas donantes de baja masa que no están evolucionadas nuclearmente, que aún se encuentran en secuencia principal se ubican cerca de la línea roja. Mientras que para las variables cataclísmicas con estrellas donantes entre $0.95 \leq M_1/M_\odot \leq 1.3$, la cual posiblemente hayan quemado una fracción significativa de hidrogeno en su núcleo antes de llenar su lóbulo de Roche, se ubican lejos de la línea roja. Con un periodo orbital de ~ 14.25 horas, V479 And se ubica dentro del escenario de variables cataclísmicas con una donante evolucionada. Como se puede ver en la figura 6.1 (panel izquierdo) representada con un cuadro azul.

En variables cataclísmicas con donantes evolucionadas, su evolución puede diferir notablemente de la descripción canónica dada para estos sistemas. Si la escala de tiempo nuclear de la secundaria es menor o aproximadamente igual a la escala de tiempo de la perdida de masa, el periodo orbital del sistema diverge y puede incluso formar un núcleo degenerado. Pero para el caso contrario, donde el tiempo nuclear es mayor a la escala de tiempo de la perdida de masa, el periodo orbital converge hasta periodos muy cortos (70-80 minutos) e incluso puede tener un periodo de rebote (bounce period). Esta líneas divisora entre estos dos comportamientos evolutivos radicalmente diferentes se conoce como el limite de bifurcación o periodo de bifurcación (P_{bif}) (Tutukov et al. 1985[175], 1987[176]). El periodo de bifurcación calculado para sistemas con una enana blanca de $0.6M_\odot$ y una estrella donante entre $0.95 - 1.3M_\odot$ se muestra en la figura 6.1 (panel izquierdo) mediante una líneas azul. Los sistemas que llenan su lóbulo de Roche y tienen un periodo menor al P_{bif} evolu-

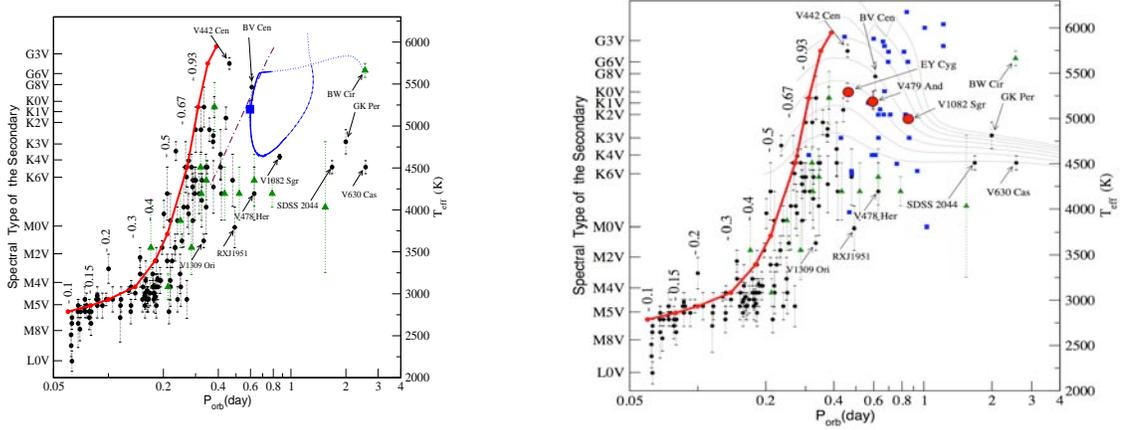


Figura 6.1: En las figuras se muestra la distribución de sistemas binarios y sus periodos orbitales versus la clase espectral de la donante. Los puntos negros corresponden a VCs, los triángulos verdes son sistemas LMXB, los cuadros azules son sistemas RS CVn de corto periodo. El cuadro azul en panel izquierdo corresponde al sistema V479 And mientras que en el panel derecho los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni son marcados con grandes círculos rojos. La línea roja corresponden a estrellas donantes que han llenado su lóbulo de Roche, las líneas negras punteadas son trazas evolutivas que marcan las estrellas que están saliendo de ZAMS. Asumimos que en esta zona las estrellas donantes no ha llenado su lóbulo de Roche y evolucionan como estrellas individuales. La línea azul en el panel izquierdo corresponden al periodo de bifurcación calculado para un sistema binario con una enana blanca de $0.6M_{\odot}$ y una secundaria entre $0.95-1.3M_{\odot}$. Las líneas punteadas-desvanecidas en el panel derecho corresponden a trazas evolutivas la cual fueron tomadas de Bertelli et al.(2008)[8]

cionaran a periodos menores a 80 minutos, mientras que los sistemas que están por arriba del P_{bif} y la secundaria ha llenado su lóbulo de Roche (con núcleos de masas de $\text{He} \leq 0.01M_{\odot}$), deambulan cerca del periodo de bifurcación antes de evolucionar a periodos largos. Estos sistemas pueden llegar a pasar hasta $100 Myr$ con periodos de ~ 1 día en el rango de variables cataclísmicas.

La línea azul de la figura 6.1 (panel izquierdo) muestra la traza evolutiva de un sistema binario con un masas inicial de $1M_{\odot}$ tanto para la estrella donante como para la estrella acretante. La cual fue calculada bajo la suposición que la pérdida de momento angular sigue la ley empírica de Knigge et al. (2011)[69]. El periodo inicial del sistema es de 2.5 días, aquí el sistema es semi-separado con una baja tasa de transferencia de masa. Sin embargo, esta pérdida de materia hace que el sistema pierda momento angular y reduzca su distancia y sus lóbulos de Roche. A medida que el sistema binario disminuye su periodicidad, la estrella donante sigue evolucionando y alcanza a llenar su lóbulo de Roche cuando ha quemado prácticamente todo su hidrógeno en su centro ($X_c \approx 10^{-12}$), esto sucede cuando tiene un periodo aproxi-

mado de 0.68 días (línea azul continua). En este momento inicia la transferencia de masa a través del punto de Lagrange L_1 . Debido a la pérdida de material el sistema sigue evolucionando hacia periodos más cortos y cuando llega a un periodo de 0.59 días, correspondiente al periodo orbital de V479 And (cuadro azul-figura 6.1 panel izquierdo), el sistema inicial tiene una donante de $\sim 0.8M_{\odot}$ y una tasa de pérdida de masa de $1.7 \times 10^{-9} M_{\odot} yr^{-1}$, características muy similares a las presentadas por V479 And. Esto lo alcanza en un tiempo de $\sim 80 Myr$ después de haber llenado su lóbulo de Roche.

Mediante la ecuación 6.1 podemos calcular la luminosidad de rayos-x en variables cataclísmicas

$$L_x = \frac{GM_a \dot{M}_a}{R_a} \quad (6.1)$$

tomando el rango espectral de 0.2 a 10 keV en rayos-x y una distancia de $R_a = 10^9 cm$, se obtiene una luminosidad de $L \approx 10^{33} erg s^{-1}$, la cual esta de acuerdo con las observaciones de V479 And. La tasa de transferencia de masa cae abajo de $10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$ poco después de que el periodo orbital regrese a periodos más largos y el sistema probablemente será difícilmente observable.

De acuerdo al análisis evolutivo dado en la figura 6.1 (panel izquierdo) y a las características observadas, concluimos en González-Buitrago et al.(2013)[51] que la posible clasificación de V479 And sería un escenario polar, siendo la polar con el periodo orbital más largo conocido hasta entonces. También consideramos que la enana blanca tiene una estructura multipolar compleja con bajas y altas intensidades magnéticas. Sin embargo en nuestras observaciones no se detecto directamente la presencia del campo magnético. De acuerdo a las evidencias observacionales mostramos que la estrella donante tiene que ser significativamente evolucionada con un campo magnético y más grande que una estrella de secuencia principal del mismo tipo espectral. Por tanto especulamos que tanto el campo megéntico de la enana blanca y la secundaria están acoplados provocando la sincronización del sistema y la captura del viento estelar de la donante, que lo dirige hacia los polos de la enana blanca produciendo emisión de rayos-x, emisión ciclotrón y el exceso de emisión en el UV e IR.

Al analizar los datos observados de V1082 Sgr, el cual tiene un periodo orbital de 0.86 días nos muestra que este objeto tiene múltiples estados de luminosidad. Cuando

está en estado alto su espectro óptico tiene características particulares de una variable cataclísmica. Pero cuando está en estado bajo, en el espectro óptico solo se observa la contribución de la estrella donante-*K*, la cual presenta señales de una actividad cromosférica. De acuerdo a la relación del flujo, a los perfiles de línea, anchos de las líneas de emisión, a las semi-amplitudes de las velocidades radiales del corrimiento Doppler de sus líneas espectrales, a sus fases orbitales y a una repentina desaparición de sus líneas de emisión a medida que su luminosidad cambia de estado, argumentan que el objeto no presenta un disco de acreción o una corriente de acreción como se observa en las variables cataclísmicas ordinarias (Williams 19090). La emisión de rayos-x, el exceso de emisión en el UV e IR y la intensa línea de emisión de HeII, nos muestra que el sistema tiene una enana blanca magnética que acreta material de la estrella donante. Y con un periodo orbital tan largo, una estrella *K* de secuencia principal no puede llenar su lóbulo de Roche. Por tanto, estas características nos revelan que V1082 Sgr puede ser un sistema binario separado compuesto por una enana blanca masiva y magnética con una estrella *K* ligeramente evolucionada, con un comportamiento muy similar al presentado por V479 And.

Al revisar la literatura nos encontramos con el sistema EY Cygni (Echevarría et al. 2007[38], ver apéndice D). Este sistema muestra características muy similares a los objetos V1082 Sgr y V479 And. Como un periodo orbital mayores a 10 horas, las semi-amplitudes de las velocidades radiales de las líneas de absorción y emisión son bajas, desfasadas exactamente 0.5 una respecto a la otra, con inclinaciones menores a 20° (ver tabla 6.1), compuestos por una enana blanca masiva y magnética junto a una estrella donante evolucionada como compañera. Estas peculiaridades llaman de inmediato la atención, ya que la probabilidad que tres objetos tengan características similares, especialmente una baja inclinación y una enana blanca masiva ($\sim 1M_{\odot}$) es muy improbable. Por tanto se debe analizar el comportamiento de estos objetos como un grupo más no como sistemas individuales.

6.2. Similitudes entre V1082 Sgr, V479 And y EY Cyg

Los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni muestran características muy similares tales como periodos orbitales mayores a 10 horas, están compuestos por una enana blanca magnética y muy masiva (entre 0.85 - 1.3 M_{\odot}), sus estrellas secundarias están entre un rango de tipo espectral de una *G*-tardía a una *K*-temprana ligera-

mente evolucionadas, sus líneas de emisión en el espectro óptico son relativamente angostas, simétricas y de pico sencillo, muestran líneas de absorción provenientes de la estrella secundaria, la cual nos permiten determinar el tipo espectral de la estrella secundaria y el periodo orbital del sistema. Al medir la velocidad radial del corrimiento Doppler de las líneas de emisión se obtienen amplitudes muy bajas, sugiriendo que los sistemas son de baja inclinación menores a 20° , las velocidades radiales de las líneas de emisión no reflejan el movimiento orbital de la estrella compacta, a pesar de que se modula con el periodo orbital del sistema y están desfasadas aproximadamente 0.5 con respecto a las líneas de absorción. En la tabla 6.1 se hace un resumen de las características particulares de cada sistema.

Todas estas características sugieren que tanto V1082 Sgr como V479 And no tienen un disco de acreción, sin embargo EY Cygni muestra outbursts poco frecuentes aproximadamente cada 2000 días, siendo esto una clara evidencia de un disco de acreción (de acuerdo a Echevarría et al.(2007)[38]). Por otro lado, Sion et al. (2004)[142] encontró un cinturón caliente alrededor de la enana blanca, la cual es suficiente para explicar el ajuste del espectro en el UV de EY Cygni más que un disco de acreción. Ya que si se considera un disco de acreción es muy luminoso haciendo más grande la distancia del sistema. Por tanto, la presencia de un disco de acreción en EY Cygni aun sigue en debate.

Cuadro 6.1: Parámetros característicos .

Nombre	P_{orb} d	V_{abs} km sec^{-1}	V_{em} km sec^{-1}	Φ resp. linea abs.	i
V1082 Sgr	0.8675	54 ± 4.2	$21.7 \pm 5.5_{H\beta}$ $33.2 \pm 7.5_{HeII}$	0.50 0.52	20°
V479 And	0.5940	58 ± 4.0	$31.8 \pm 5.5_{H\beta}$ $41.9 \pm 9.2_{HeII}$	4.90 0.51	17°
EY Cygni	0.4593	54 ± 2.0	$24.0 \pm 4.0_{H\alpha}$	0.50	14°

Las V_{abs} y V_{em} corresponden a las amplitudes de velocidad radial obtenidas del ajuste senosoidal realizado a las mediciones de velocidad de las líneas de emisión y absorción.

Otras características importantes que tienen estos sistemas, es que todos ellos muestran fluctuaciones en su brillo y presentan estados altos y bajos. En V1082 Sgr y V479 And las variabilidades fotométricas no muestran una modulación con el periodo orbital y son bastante desordenadas. Mientras que en EY Cygni tiene variabilidades que se pueden doblar con el periodo orbital del sistema, sin embargo la curva de luz

cambia de forma de época a época de una menear esporádica, algo muy diferente de lo que se espera de una variable cataclísmica (ver apéndice D). Particularmente las variabilidades que se observan en una variable cataclísmica son debido a eclipses o manchas. Por tanto consideramos que estas variaciones irregulares que presentan los tres sistemas son causadas por las variabilidades cíclicas de la actividad cromosférica de estrellas G o K con superficies irregulares. Ya que al tener una estrella secundaria con actividad cromosférica producirá manchas solares que aparecen aleatoriamente y pueden influir tanto en el brillo de la estrella como en en la tasa de transferencia de masa.

Cuando dichos sistemas pasan de estado bajo a estado alto o viceversa, sus líneas de emisión tienen cierto cambio en su intensidad, debido a que se forman en un gas ópticamente delgado. Las fases orbitales de las líneas de emisión, las bajas velocidades y la estratificación de la velocidades radiales indican que este gas está localizado en la línea que conecta las componentes de la binaria, cerca al centro de masa, pero no está asociado con un disco de acreción alrededor de la enana blanca (como se puede ver en el esquema mostrado en la figura 4.8). Sin embargo, la línea de emisión del gas ionizado debe estar dentro del lóbulo de Roche de la enana blanca, ya que sus velocidades radiales están en anti-fase de las velocidades radiales de las líneas de absorción provenientes de la estrella secundaria. Pero si se consideran que se forman en otro lugar no cerca del centro de masa se obtendrían velocidades mucho más altas que las que muestran las líneas de emisión de estos tres sistemas.

Una característica más que comparten los tres sistemas binarios es la fuentes de emisión de rayos-x, la cual es variable y esta modulada con el periodo orbital, especialmente en los sistemas V1082 Sgr y V479 And. En la curva de luz obtenida de la emisión de rayos-x se observan pulsos tanto para V1082 Sgr como para V479 And, la cual pueden ser producidas por emisión ciclotrón, sin embargo las observaciones de rayos-x no son suficiente para confirmar esto. Los espectro óptico de V1082 Sgr y V479 And muestran intensas líneas de HeII, un indicador de que la enana blanca es altamente magnética, por tanto la enana blanca acretará material a través de las líneas del campo magnético dirigiéndolo hacia sus polos generando un fuerte choque con su superficie, esto crea un haz colimado de rayos-x que ioniza el material acretante emitiendo la línea de HeII. En VCs no-magnéticas con una alta tasa de acreción se puede ver la línea de HeII, producida por el punto caliente que se forma en el borde exterior del disco de acreción, o por las capas exteriores del grueso disco

de acreción, pero en estos casos la línea de HeII no es tan intensa como $H\beta$. En nuestro caso la línea de HeII tanto en V1082 Sgr como en V479 And es ligeramente más angosta que $H\beta$ y el full-width depende de la fase orbital, excluyendo de esta manera que dicha línea se forme en las capas exteriores de un disco de acreción.

En las variables cataclísmicas polares en lugar que el material acretante genere un disco de acreción alrededor de la enana blanca, este se llevará a cabo a través de dos flujos interconectados; los balísticos y los magnéticos que dirigen el material hacia el/los polos de la enana blanca. Las líneas generadas en este flujo usualmente son multi-componentes, muestran perfiles complejos y corrimiento en fase. Algo que no se observa en los tres sistemas que estamos estudiando. Las características que presenta V1082 Sgr en estado bajo, donde desaparece por completo la radiación relacionada a un proceso de acreción, excluyen totalmente que las líneas de emisión sean generadas en un disco de acreción. También muestra que la transferencia de masas no se lleva mediante el escenario donde la secundaria llena su lóbulo de Roche y traspasa el material a través del punto de Lagrange L_1 . En los otros dos sistemas V479 And y EY Cygni no muestran exactamente el mismo comportamiento que V1082 Sgr pero nos puede dar una idea de la naturaleza de los sistemas con largos periodos, especialmente aquellos que contengan una enanas blanca altamente magnética.

En la distribución de energía espectral de los sistemas V1082 Sgr y V479 And tiene grandes similitudes y una importante diferencia. La diferencia es que V1082 Sgr ha sido observado en estado bajo donde la estrella secundaria no está contaminada por radiación adicional y podemos ver la enana blanca en el UV. En cambio V479 And nunca ha sido observado en estado bajo. Las similitudes se observan en estado alto, donde la SED coinciden notablemente tanto en forma como en el nivel de radiación adicional. Además el exceso de emisión como las variabilidad en el flujo UV que se observan es muy probable que sea originado por una radiación ciclotrón. Pero para obtener mayor información de la contribución tanto de la enana blanca, como de la emisión ciclotrón es importante continuar con extensas observaciones simultáneas multi-longitudes de onda. En el caso de V1082 Sgr y EY Cygni muestran una peculiar abundancia química. Sion et al. (2004)[142] sugirió que esto podría ser una consecuencia de explosiones de novas, pero también puede ser el resultado de un sobre flujo de la envoltante de la estrella donante.

6.3. Interpretación

El número de sistemas con características de una variable cataclísmica es cada vez menor si nos acercamos a periodos grandes mayores a 10 horas (Southworth et al. 2012[143]; Knigge et al. 2011[69]). Por tanto, nuestro interés es estudiar, entender y analizar los resultados obtenidos de estos tres sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni y concluir si son verdaderas variables cataclísmicas o no. Para ello, nuevamente hicimos el análisis de la distribución de sistemas binarios cercanos representados mediante el tipo espectral - temperatura efectiva de la estrella donante versus el periodo orbital de los sistemas (ver figura 6.1 panel derecho). Las variables cataclísmicas son marcadas con puntos negros, los sistemas binarios de baja masa de rayos-x con una estrella de neutrones son marcados con triángulos verdes, los cuadros azules corresponden a los sistemas RS CVn compuestos por estrellas no muy evolucionadas y los tres círculos grandes rojos son los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni. La línea roja conecta los puntos de estrellas secundarias con diferentes masas, obtenidas mediante la ecuación 2.87 de Warner (1995)[185], la cual asume que la secundaria sigue la relación empírica masa-radio de las estrellas de secuencia principal. Los tipos espectrales y las temperaturas efectivas están basadas en los datos de Knigge (2006)[68] y Malkov (2007)[93]. La mayoría de los sistemas con donantes de baja masa están cerca de la línea roja debido a que las donantes no están nuclearmente evolucionadas.

De acuerdo con la figura 6.1 (panel derecho) los tres objetos V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni caen dentro de la región de los sistemas RS CVn y si V1082 Sgr presentará solo el estado bajo, sería uno más de estos sistemas. La gran diferencia con los objetos RS CVn es que son sistemas binarios separados compuestos por dos estrellas que están ligeramente evolucionadas y no contienen un objeto compacto como una enana blanca. Mientras que V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni tienen características particulares en sus espectros que nos indican que están compuestos por una enana blanca altamente magnética y una estrella *K* magnéticamente activa y ligeramente evolucionada, conectadas entre si mediante las fuerzas de marea y sus líneas magnéticas, como está representado en la figura 6.2 (panel izquierdo), con un comportamiento muy parecido a las estrellas RS CVn con ausencia de acreción. Pero si se activa el proceso de acreción, este se llevaría a cabo a través de las líneas del campo magnético de la enana blanca, dirigiendo el material hacia su o sus polos generando

un fuerte choque sobre su superficie, ionizando el material y activando los procesos de enfriamiento especialmente emisi3n ciclotr3n, algo muy similar a lo que ocurre en las polares.

Pero existen otro grupo de sistemas los llamados pre-polares (ver secci3n 1.5.1), con los que podemos hacer una mejor comparaci3n, ya que ellas son considerados como sistemas binarios separados compuestos por una enana blanca magn3tica, la cual acreta material de los vientos estelares de una estrella enana- M , con una baja tasa de acreci3n de $\dot{M} \leq 10^{-13} M_{\odot} yr^{-1}$ (Schmidt et al. 2005[146]). Las pre-polares primero fueron llamadas polares de baja tasa de acreci3n, debido a que la tasa de acreci3n es mucho menor que las polares, aproximadamente dos ordenes de magnitud m3s baja que las polares y como consecuencia el enfriamiento tiene lugar exclusivamente a trav3s de la radiaci3n ciclotr3n (Schwope et al. 2002[157]). Adem3s en estas pre-polares la estrella donante es claramente visible e identificada como una estrella- M , esto conlleva que debido a los periodos orbitales observados en estos sistemas, la estrella M no llena su correspondiente l3bulo de Roche, considerando as3 a estos sistemas como separados. Donde la acreci3n se lleva a cabo a trav3s de los vientos estelares de la estrella donante, ya que el viento estelar es capturados por el fuerte campo magn3tico y desviados hacia la superficie de la enana blanca (Schmidt et al. 2005). Sin embargo, existen algunas diferencias entre las pre-polares y nuestros objetos. En V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni se observan intensas l3neas de emisi3n en el espectro 3ptico, la cual est3n ausentes en las pre-polares. Nuestros objetos son fuentes de emisi3n de rayos-x, las pre-polares no tienen emisi3n de rayos-x. Las pre-polares presentan emisi3n ciclotr3n mediante jorobas (o hump) en la regi3n 3ptica, mientras que en nuestros objetos no se observa dicha emisi3n, debido a que la estrella secundaria de V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni es mucho m3s brillante que una estrella- M .

Una diferencia m3s entre estas dos clases de sistemas es causada por las estrellas enanas- M , ya que ellas no evolucionan lejos de ZAMS en un tiempo de Hubble, mientras que las estrellas G 3 K evolucionar3an m3s r3pido y saldr3an mas lejos de ZAMS. Si despu3s de la primera fase de la envoltente com3n, la separaci3n de la binaria llega al punto en que la estrella secundaria llena su l3bulo de Roche, esto podr3a alterar el proceso de evoluci3n del sistema (Kopal 1959; Ivanova et al. 2013). En el caso de V479 And consideramos que la estrella secundaria ha llenado su correspondiente l3bulo de Roche y calculamos la posible traza evolutiva de la binaria

(González-Buitrago et al. 2013 o sección 6.1). Sin embargo, si la estrella donante es más pequeña que el lóbulo de Roche, su proceso de evolución es como una estrella aislada. En el plano $P_{orb} \sim SpT_2$ de la figura 6.1 (panel derecho) graficamos las trazas evolutivas de estrellas con diferentes masas en función de su radio. Allí podemos ver como una estrella donante de un sistema binario con cierto periodo debería haber evolucionado tanto para llenar su lóbulo de Roche en cualquier punto a lo largo de su traza evolutiva. V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni junto con otros sistemas que también son de periodo largos se encuentran dentro de estas trazas evolutivas. Entre más lejos este una estrella de la línea roja (que corresponde a estrellas que están en ZAMS) la cual indica el correspondiente radio del lóbulo de Roche, más debería estar evolucionada, para así alcanzar el contacto con su lóbulo de Roche. En nuestro caso es difícil evaluar que tan lleno está el volumen del lóbulo de Roche de las estrellas donantes. Las estrellas donantes que están en secuencia principal tienen masas entre $0.7 - 0.9 M_{\odot}$ y en las pre-polares con la estrella donante M posiblemente no alcancen a llenar su correspondiente lóbulo de Roche. El tamaño de la enana blanca en sistemas binarios es de aproximadamente $0.65 M_{\odot}$ mediante la estimación del lóbulo de Roche.

En los sistemas binarios con largos periodos orbitales compuestos por una estrella temprana- K que esta ligeramente evolucionada pierden mayor cantidad de material a través de los vientos estelares que una estrella enana- M . Wood et al. (2002)[197] han argumentado que la pérdida de masa mediante vientos estelares en estrellas activas K , es causada por la rápida rotación que tiene la estrella y que puede perder materia hasta 10^3 veces más que en aquellas que tienen rotaciones bajas. Ignace et al. (2010)[62] estima que para algunas estrellas $K1 IV$ la pérdida de masa es de aproximadamente $\dot{M} \approx 1.2 \times 10^{-11} M_{\odot}$. Si aplicamos un coeficiente de 0.3 a este valor, se obtiene una estrella menos evolucionada y con un radio tres veces más pequeño y aun así la pérdida de masa es todavía más alta que en las estrellas- M . Por tanto, en binarias con estrellas K como donantes con tasas de acreción altas, su campo magnético se entrelazará con las líneas del fuerte campo de la enana blanca, conectando así sus movimientos orbitales y sincronizando sus periodos y a la vez generando zonas muertas y zonas de viento (ver figura 6.2 panel derecho)¹. En la zona de viento el material se moverá libremente pero será atrapado por la zona muerta creando un embotellamiento magnético el cual captura el material del

¹La zona muerta corresponde a la región donde la presión magnética es más grande que la presión térmica, el caso contrario corresponde a la zona de viento.

viento estelar y lo conduce directamente del polo magnético de la estrella-*K* al polo magnético de la enana blanca (para mayores detalles ver Li et al. (1994)[86]; Webbink & Wickramasinghe (2005)[188] y Wheeler (2012)[190]), formado un haz colimado de rayos-x que caerá sobre el polo de la enana blanca ionizando el material y creando emisión ciclotrón.

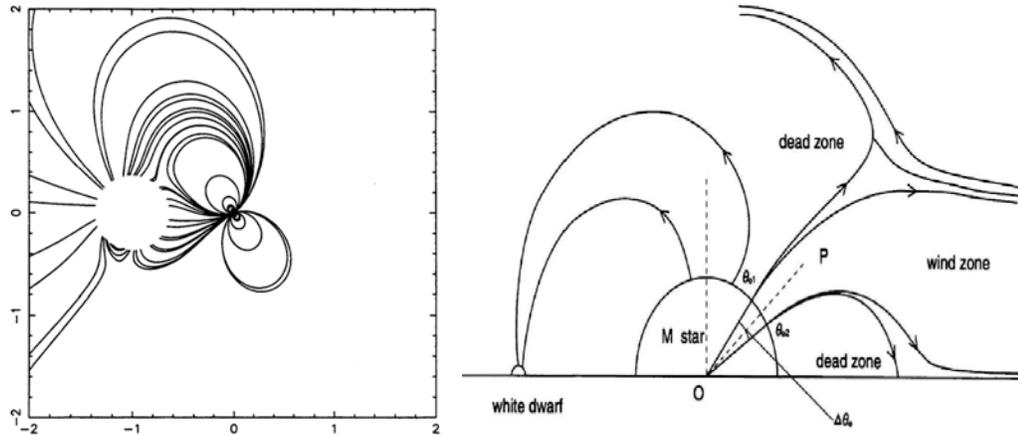


Figura 6.2: En el panel izquierdo se muestra un ejemplo de un sistema binario compuestos por dos estrellas con campo magnéticos que entrelazan sus líneas magnéticas, la configuración dipolar de este sistema esta sugerida por King, Frank & Whitehurst (1990). En el panel derecho se presenta un diagrama que muestra las zonas muertas (dead zone) y las zonas de viento (wind zone) generado por la estructura del campo magnético de un sistema binario que entrelaza sus líneas magnéticas.

Si nuestra suposición es correcta debido a que los tres sistemas estudiados son binarias separadas con una enana blanca altamente magnética, entonces podemos concluir que estos sistemas son muy similares en apariencia a las variables cataclísmicas, pero no son variables cataclísmicas. Por lo tanto, se eluden de la lista de sistemas wd+K introduciendo un sesgo en las estadísticas. Hasta ahora los intentos de encontrar sistemas binarios separados con enana blancas magnéticas y estrellas tardías como compañeras ha sido infructuoso, con solo un objeto firmemente identificado por Parsons et al. (2013)[106]. Las pre-variables cataclísmicas con periodos cortos ($P_{orb} \leq 8h$) con estrellas secundarias enanas-*M*, tienen un espectro óptico distinto y pueden ser relativamente fácil de identificar. En los sistemas con largos periodos orbitales que tienen una estrella masiva y brillante *G* ó *K* como compañera, sus espectros tendrán líneas de emisión formadas debido al estado de alta tasa de transferencia de masa, convirtiéndolas en sistemas muy diferentes de una variable cataclísmica normal, mientras que en estado bajo se asemejan a una estrella aislada *G* ó *K*.

La última pero no menos importante cuestión es la diferencia entre estos tres objetos. V1082 Sgr se ha observado en repetidas ocasiones en estado bajo, cuando aparece como un sistema separado carente de cualquier interacción. V479 And también cuenta con estados bajos, pero todavía no se ha observado cuando sus líneas de emisión desaparecen por completo. EY Cygni permanentemente presenta rasgos característicos de variables cataclísmicas. Los tres sistemas tienen largos periodos orbitales mayores a 10 horas, y sus diferencias observacionales pueden ser causadas por factores físicos, como la orientación, la ubicación de dipolos magnéticos y la velocidad de rotación de la estrella secundaria. Si la rotación de la estrella donante está sincronizada con el periodo, entonces los campos magnéticos de las componentes estelares pueden estar acoplados más o menos con la misma configuración. La rotación diferencial puede causar interrupciones en la tasa de transferencia de masa y producir patrones cíclicos de brillo, tales como los que se observan en V1082 Sgr. Otro factor importante, cual es la fracción del lóbulo de Roche que ha sido llenada por la estrella donante. Debido a que EY Cygni es el sistema con el periodo orbital más corto de los tres objetos estudiados acá, sospechamos que está más cerca de ser un sistema semi-separado, por tanto su apariencia es algo diferente a los otros dos objetos.

6.4. Discusiones

Resumiendo lo aprendido sobre los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni; tenemos periodos orbitales mayores a 10 horas, sus estrellas secundarias son estrellas *G* ó *K* temprana ligeramente evolucionada, las fuertes líneas que se observan en el espectro óptico sugieren que los sistemas están interactuando con una transferencia de masa de la estrella secundaria a una compañera compacta. La alta tasa de ionización del plasma no solo emite líneas de hidrógeno y helio neutro, también emite líneas intensas de HeII la cual es comparable con la intensidad de la línea de $H\beta$, especialmente en los sistemas V1082 Sgr y V479 And. La amplitud de la velocidad radial y las fases orbitales de las líneas de hidrógeno y helio afirman que existe un plasma caliente y que está estrechamente asociado con la componente estelar acretante. En un sistema binario interactuante clásico, la transferencia de masa de la estrella donante a la más masiva forma un disco de acreción, la cual es la causante de las líneas de emisión y de un continuo caliente. Sin embargo, el disco de acreción

casi nunca produce líneas de HeII e incluso si se producen normalmente provienen de un área más pequeña como el punto caliente. Si existe este punto caliente, la líneas de emisión son componentes angostas que varían con una diferente fase que el resto del disco y son detectadas como ondas-S dentro de las amplias líneas de emisión formadas en el disco. También es importante remarcar, que estas líneas de emisión son simétricas, angostas y probablemente carecen de variabilidad de velocidad radial. Algo muy diferente a lo observado en los objetos V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni. Todas estas características junto con el decremento plano de Balmer que muestran los espectros ópticos, sugieren que las líneas de emisión provienen de un gas difuso y estático más que de un disco de acreción. La forma de la SED en el UV no corresponde a un disco de acreción, por tanto concluimos que la acreción en estos objetos no ocurre a través del chorro que sale de la secundaria a mediante el punto de Lagrange L_1 y forma un disco.

Consideramos que V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni son sistemas altamente magnéticos con una acreción que cae dentro de la superficie de la enana blanca. Por tanto, para estos sistemas proponemos un escenario con un comportamiento muy similar a las polares, ya que mediante este comportamiento se puede explicar la emisión de rayos-x y su curva de luz, el exceso de emisión en el UV e IR provocada por la emisión ciclotrón causada por los fuertes campos magnéticos de la enana blanca y la fuerte línea de emisión de HeII. El descubrimiento de V1309 Ori una variable cataclísmica polar con un periodo orbital de 8 horas (Garnavich et al. 1994[48]), dos veces más grande que las polares de largo periodo orbital conocidas hasta ahora, provocó una confusión, ya que para mantener la sincronización del periodo orbital del sistema con el spin de la enana blanca con este periodo de 8 horas, el campo magnético debe ser extremadamente intenso o la tasa de acreción debe ser pequeña, lo cual no se observa (Shafter et al 1995[131], Beuerman et al. 1996[15]). Para resolver este paradigma Frank, Lasota & Chanmugam (1995)[44] sugirieron que la estrella secundaria la cual fue identificada como una enana- M debe estar ligeramente evolucionada, tener un campo magnético intenso y un viento estelar que garantice la tasa de acreción y la sincronización de las componentes magnéticas. En el caso de V1309 Ori la estrella secundaria no puede ser una estrella evolucionada, debido a que las estrellas tipo $M0 - M1$ no pueden estar evolucionadas, ya que este tipo de estrellas toma un tiempo de escala nuclear de $\sim 10^{11}$ años para expandirse lo suficiente. En el caso de V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni sus periodos son casi

dos veces más grandes que el de V1309 Ori, pero sus estrellas secundarias son más masivas y la posibilidad de que estas estrellas este evolucionadas es muy alta.

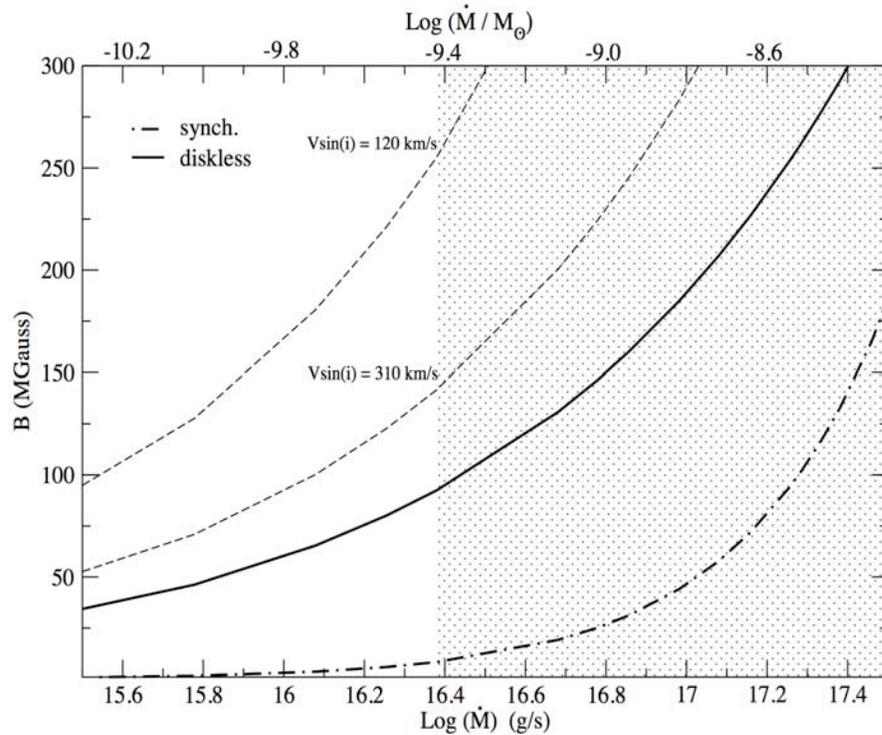


Figura 6.3: En la figura se muestra los requisitos para sincronizar el spin de la enana blanca con el periodo, en función de B y la transferencia de masa. La línea gruesa y de rayas-puntos corresponden al límite de B para sincronizar el sistema y para la formación de un disco de acreción. El área sombreada corresponde a la tasa de acreción de masa para V479 And, las líneas de rayas corresponden a las velocidades calculadas para la región de treading.

No tenemos una medida del campo magnético, solo tenemos una estimación de la tasa de acreción de aproximadamente de $\dot{M} \approx 10^{-16,4} \text{ gr cm}^{-1}$ para V479 And y $\dot{M} \sim 10^{-13} \text{ gr cm}^{-1}$ para V1082 Sgr. Pero de acuerdo a lo observado en estos sistemas suponemos que la intensidad del campo magnético es lo suficiente para evitar la formación del disco de acreción y para sincronizar la rotación de la enana blanca con el periodo orbital. Hemos hecho un análisis para conocer el lugar de V479 And en el plano $\dot{M} - B$, mediante la prescripción dada por Warner (1996)[186], donde considera que solo se necesita que la estrella secundaria tenga un modesto campo magnético al rededor $\sim 100G$ para evitar la formación de un disco de acreción, e incluso un campo magnético más débil para sincronizar el sistema. En la figura 6.3 se muestra el plano $\dot{M} - B$, donde podemos ver una línea gruesa que corresponde al radio de la

magnetósfera en la cual se impide la formación de un disco de acreción, la línea de puntos y rayas muestra el límite del campo magnético en el cual se sincroniza el spin de la enana blanca y el periodo orbital del sistema, el área sombreada corresponde a la tasa de acreción obtenida en nuestros sistemas de estudio y las líneas punteadas son las velocidades calculadas de la región de treading, la cual es la velocidad máxima alcanzada por la corriente del material de la estrella donante al radio treading, especialmente cuando la magnetósfera de la enana blanca captura el material y lo desvía hacia su superficie. La cual es la velocidad radial de las componentes de las líneas de emisión que se espera que emita la corriente y particularmente en la zona de acoplamiento cuando esta ionizado el material. De acuerdo con lo predicho por Warner con una tasa de acreción de $\dot{M} > 16.4 \text{ gr s}^{-1}$ se necesita de un campo magnético de $B > 80 \text{ MG}$ para evitar la formación de un disco y al mismo tiempo sincronizar el spin de la enana blanca, con estos campos magnéticos también se generan emisión ciclotrónica en el UV.

En un escenario polar se asume que la transferencia de masa se da mediante una corriente de materia que sale del punto de Lagrange L_1 y cae balísticamente hacia la enana blanca. Dicha corriente de materia alcanza la magnetósfera de la enana blanca y es capturado por la región llamada treading y canalizada hacia el/los polos de la enana blanca mediante las líneas magnéticas. En ausencia del disco de acreción, las líneas de emisión en las polares se originan principalmente en la corriente balística y/o parte magnética y algunas veces de la cara irradiada de la estrella donante. Como resultado, las líneas de emisión en polares usualmente son multi-componentes, asimétricas, algunas de ellas con grandes amplitudes de velocidad y todas moduladas con el periodo orbital pero con distintas fases. Muy pocas de estas características se observan en los sistemas V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni, sin embargo si las líneas de emisión emitidas por estos tres sistemas se originan en la corriente de material, serían líneas asimétricas con doble Gaussiana que no convolucionan con las fases orbitales. De acuerdo a esto y a lo predicho en la sección 6.3 asumimos que la transferencia de masa en estos sistema no ocurre a través de una corriente, si no mediante un viento estelar de la estrella donante atrapada en una expansión evolutiva. Especulamos además que la mayor parte de las líneas de emisión son radiadas por la materia del viento ionizado, la cual es capturada por el campo magnético y gravitacional de la enana blanca y finalmente canalizado hacia el polo magnético de la enana blanca. Este material canalizado tiene una velocidad intrínseca que amplia

la línea y es mas significativa en las alas de dichas líneas. Por esta razón, las líneas de emisión se hacen más estrechas cuando la línea de visión del observador esta alineada con la corriente de materia, es decir, cerca de la fase cuando el polo magnético brilla hacia el observador y la intensidad del flujo de rayos-x alcanza el máximo.

Como se menciona anteriormente los objetos V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni son similares a un pequeño grupo de sistemas que fueron llamados polares de baja acreción (LAEP por su sigla en ingles), la cual fueron descubiertos por primera vez por (Reimers et al. 1999[124]; Reimers & Hagen 2000[125]), y más tarde fueron renombradas como pre-polares (Schmidt et al. 2005[146]). Vogel et al. (2011) argumenta que las enana blancas magnéticas en estas variables cataclísmicas capturan materia de hasta $10^{-13} M_{\odot} yr^{-1}$ provenientes del viento débil que presentan sus estrellas secundarias que por lo general son enanas rojas de pre-secuencia principal. En V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni la tasa de acreción es por lo menos 10^3 veces más alta que en las pre-polares, y produce un viento 100 veces más alto que el de una estrella tipo-*M*. De acuerdo a todas las características observadas y discutidas anteriormente nos inclinamos a que nuestros objetos estudiados en esta tesis tienen un comportamiento muy parecido a las pre-polares. Donde V1082 Sgr, V479 And y EY Cygni son sistemas binarios separados compuestos por una enana blanca altamente magnética con una estrella-*K* magnética, ligeramente evolucionada y cromosféricamente activa como compañera. Aunque la estrella secundaria/compañera no ha alcanzado a llenar su lóbulo de Roche, una gran parte o la mayoría del viento estelar que presenta la estrella-*K* llega a la superficie de la enana blanca. Esto se da mediante el acoplamiento del fuerte campo magnético de la enana blanca con las líneas magnéticas de la estrella secundaria (Li et al. 1994[86]), la cual crean un sifón magnético que captura el viento estelar de la estrella secundaria re-dirigirlo hacia los polos de la enana blanca. Además a causa del acoplamiento del campo magnético hace que el spin de la enana blanca este sincronizado con el periodo orbital del sistema.

Capítulo 7

Conclusiones, trabajo futuro y adicional

7.1. Conclusiones

Hemos realizado un estudio observacional multi-longitud de onda desde rayos-x hasta el IR a los sistemas V1082 Sgr y V479 And, esto se hizo utilizando diferentes telescopios tanto terrestres como espaciales. También se hizo un análisis de las similitudes entre estos dos sistemas, junto al sistema EY Cygni, ya que EY Cygni presenta características muy particulares que nos hacen pensar que su comportamiento es similar al de V1082 Sgr y V479 And.

En los espectros ópticos obtenidos con el telescopio 2.1m del OAN-SPM se observa que tanto V1082 Sgr como V479 And muestran fuertes líneas de emisión Balmer, de HeI y HeII, junto a un conjunto de líneas de absorción en un rango espectral de 5100 a 5850Å. En el caso de V1082 Sgr se observa claramente que presenta estados altos y bajos, y al cambiar de un estado a otro la intensidad de sus líneas de emisión cambian drásticamente, desapareciendo por completo al llegar a estado bajo. Cuando V1082 Sgr está en estado alto su espectro óptico se asemeja a una variable cataclísmica, mientras que en estado bajo sus características son las de una estrella-*K* aislada con señales de una actividad cromosférica.

A través del conjunto de líneas de absorción que presentan estos dos sistemas y mediante la comparación de un grupo de estrellas estándares hemos aplicado cross-correlation con el paquete xcsao-rvsao de IRAF, con el objetivo de obtener la curva de velocidad radial que nos permita realizar un análisis de periodicidad de cada

sistema. Al realizar un análisis de Fourier a estos datos se encontró que V479 And tiene un periodo orbital de 0.5940 días y V1082 Sgr un periodo de 0.8675 días. Estos resultados ubican a estos sistemas entre las siete variables cataclísmicas con los periodo orbital más largos conocidos hasta ahora.

De acuerdo a los perfiles de las líneas de emisión que presentan los sistemas V1082 Sgr y V479 And, que son de pico sencillo, simétricos y anchos en sus alas, demostramos que la mejor función que se ajusta al perfil de línea es una Lorentziana y a través de esta ajuste calculamos el corrimiento Doppler a las líneas de H β y HeII ($\lambda 4685\text{\AA}$), de esta manera calculamos sus velocidades radiales, donde se encontró que la semi-amplitud de la velocidad radial de esta línea son menores de 42 km/s y alrededor de un 30 al 40 % más baja que la semi-amplitud de la velocidad radial de las líneas de absorción y al doblarlas con el periodo orbital del sistema muestran que están desfasadas exactamente 0.5 de la fase de las líneas de absorción. También utilizando las características espectrales que presentan V479 And y V1082 Sgr, especialmente las líneas de absorción, se realizó una comparación con estrellas estándares que van de una $G0V$ a $K0IV$. Concluyendo que posiblemente la estrella secundaria sea una estrella tipo K que esta ligeramente evolucionada la cual ha dejado secuencia principal y mediante la presencia del doblete de CaII & K , NaI D1 y MgIb especialmente en el espectro óptico de V1082 Sgr concluimos que la estrella secundaria tiene una actividad cromosférica activa.

Al realizar un análisis de cocientes de masas versus cocientes de velocidades se obtuvo inclinaciones menores a 20° para los dos sistemas con una enana blanca masiva ($\sim 1.2 M_\odot$), características muy improbables para ser detectadas en variables cataclísmicas de largo periodo orbital. Además, debido a la estratificación de las velocidades radiales obtenidas de las líneas de emisión, se demostró que dichas líneas no se generan en un disco de acreción ni en un chorro de corriente como en las polares. Por tanto, se sugiere que las líneas de emisión mostradas en los espectros ópticos de V1082 Sgr y V479 And, provienen cerca del centro de masa especialmente del gas que se ubica en la línea geodésica que conecta las dos componentes, produciendo líneas simétricas, anchas en sus alas y carentes de velocidad radial.

En la fotometría estos sistemas son altamente variables. En V479 And podemos ver una variabilidad irregular en las bandas ópticas V e I superior a 0.5 magnitudes, pero dicha variabilidad no muestra una modulación orbital. Sin embargo en la banda-V se observa una curva de luz de doble joroba, muy típica de una binaria cercana con

una secundaria irradiada. En la curva de luz tanto de rayos-x y UV se observa dos eventos como pulsos, que al doblarlas con el periodo orbital del sistema nos muestra una curva con una joroba y a la vez se sobrelapan los pulsos de los dos ciclos orbitales observados. V1082 Sgr muestra una amplia variabilidad desde rayos-x hasta IR y presenta claramente los estados altos y bajo que tiene el sistema. También se detecto que posiblemente cada 29 días el sistema tenga cambios de mínimo en brillo a un máximo, yendo de ~ 14.8 a ~ 13.6 magnitudes y durante la noche presente variaciones frecuentes que pueden ir desde 0.5 hasta 1 magnitud, ninguna de estas variabilidades que presenta V1082 Sgr no muestran una modulación con el periodo orbital. Por tanto se concluye que la causante de estas variabilidades irregulares es debido a las manchas solares que presenta la estrella secundaria causadas por la actividad cromosférica y a la rotación diferencial de la estrella-*K*.

Combinando todos estos factores que presentan los sistemas V1082 Sgr, V479 And e incluso EY Cygni, argumentamos que estos sistemas no presentan un disco o un flujo de acreción como se observa en una variable cataclísmica ordinaria o en una polar clásica. En contraste a esto sugerimos la hipótesis que todos ellos son sistemas binarios separados compuestos por una enana blanca y una estrella-*K* ligeramente evolucionada, ambas con una actividad magnética. La enana blanca con un fuerte campo magnético muy similar a las polares, mientras que la enana-*K* muestra una actividad cromosférica algo muy similar a las estrellas encontradas en los sistemas RS CVn. En este caso las magnetosfera o campo magnéticos de las componentes estelares se pueden acoplar generando un sifón magnético que captura el material del viento estelar de la secundaria y lo conduce hacia la superficie de la enana blanca, algo muy similar al proceso de acreción en las polares. La gran diferencia con las polares, es que en nuestros sistemas el material transferido no ocurre a través de una trayectoria balística, si no mediante un embotellamiento que es formado por las líneas magnéticas de las componentes que se entrelazan y capturan el material del viento estelar de la secundaria y lo re-dirige hacia el/los polos de la enana blanca, generando un chorro de material que golpea la superficie de la enana blanca provocando emisión de rayos-x y emisión ciclotrón el principal mecanismo de enfriamiento en dicha emisión. Además esta transferencia de materia a través del embotellamiento magnético nos ayuda a explicar las amplitudes de la velocidad radial, la composición del sistema y los perfiles de las líneas de emisión.

7.2. Trabajo Futuro

Con el fin de continuar con el análisis de los sistemas V1082 Sgr y V479 And se requieren de nuevos estudios que nos permitan conocer en detalle su comportamiento, por ejemplo:

Para V479 And se requiere de observaciones de rayos-x con mayor resolución, estas observaciones se pueden llevar a cabo con los telescopios XMM-Newton, Suzaku y/o Chandra, de esta manera obtendremos un espectro que nos permita ajustar los modelos adecuados que nos muestren los procesos físicos que tiene el sistema, como emisión ciclotrón, emisión Bremsstrahlung y/ blackbody. También con dichas observaciones se obtendría la masa de la enana blanca a través de la relación $kT_{x,max} \propto GM_{WD}/R_{WD}$ y $L_x < (GM_{WD}/R_{WD})\dot{m}$.

Para V1082 Sgr se requieren de observaciones fotométricas continuas en el óptico por 2 a 3 meses, con el objetivo de corroborar la periodicidad de ~ 29 días correspondiente a los posibles cambios que sufre el sistema al pasar de estado alto a estado bajo o viceversa.

También se requiere de observaciones que nos permitan medir el campo magnético del sistema, como espectroscopia Zeeman y/o espectropolarimetría Zeeman. Sin embargo para ello se requiere de un telescopio mas grande que el 2.1 m del OAN-SPM.

Seria interesante realizar un modelo que nos describa las trazas evolutivas tanto de V479 And como de V1082 Sgr, la cual se puede realizar con el código MESA .

Se desea continuar con observaciones de nuevos objetos que muestran características similares a V1082 Sgr y V479 And, con el objetivo de reafirmar o desmentir la clasificación que estamos proponiendo para estos sistemas. Para cumplir con este objetivo, contamos con dos nuevos candidatos la cual uno de ellos ha sido observado por varias temporadas con los telescopios del OAN-SPM tanto en espectroscopía y fotometría. Mientras que para el otro objeto se tienen planes de realizar observaciones en la temporada que se nos fue otorgada en septiembre de este año.

7.3. Trabajo Adicional

El estudio observacional óptico que se hizo para mi trabajo de grado se realizó en gran parte con los telescopios del OAN-SPM donde se cubrieron alrededor de 4 a 5

temporadas de observación por año desde el 2010 aproximadamente. Donde obtuve la experiencia de realizar las propuestas de tiempo de telescopio, realizar observaciones fotométricas y espectroscópicas, sus respectivas reducciones con el paquete IRAF, sus análisis espectrales y búsqueda de variabilidades.

Mediante estas temporadas de observación se obtuvieron resultados importantes como la publicación del artículo **Multiwavelength observations of V479 Andromedae: a close compact binary with an identity crisis** (Gonzalez et al. (2010)[52]) y **Bottleneck accretion in long-period, magnetic pre Cataclysmic Variables** (actualmente ha sido enviado a la revista), La cual hacen parte de mi tesis doctora. También se ha observado el sistema HS2205 el cual es un candidato a tener las mismas características presentadas por V1082 Sgr y V479 And. Además, se han observado varios objetos que eran candidatas a ser variables cataclísmicas de largo periodo orbital pero resultaron ser de periodos orbitales menores a 6 horas, siendo no relevante para el estudio de mi tesis doctoral pero si para su estudio particular. Entre estos objetos esta SDSS0756+0858 el cual hizo parte de la tesis de maestría de Stephania Hernandez y en la publicación del artículo **On the SW Sex-type Eclipsing Cataclysmic Variable SDSS0756+0858** (Tovmassian et al. 2014[173]) y los objetos PBCJ0325, PBCJ076-16, PBCJ2124+05, Swift0525, SYCnc, IGRJ1955+44, IGRJ0627, ASASSN14mv entre otros, dichos sistemas están siendo analizados para su pronta publicación.

También he participe en otros proyectos con fructíferas publicaciones, como: **The accretion disk in the post period-minimum cataclysmic variable SDSS J080434.20 + 510349.2** (Zharikov et al. 2013[200]), **Periodic Radio Continuum Emission Associated with the beta Cephei Star V2187 Cyg** (Tapia et al. 2014[164]) y **A Spectroscopic and Photometric Study of the Planetary Nebulae Kn 61 and Pa 5** (García-Díaz et al. 2014[47]). Y en otros proyectos que están siendo estudiados, como los sistema PNV J19150199+0719471, **ROTSEIJ16+25** y **AH Herculis**.

También e pedido tiempo para realizar observaciones en el UV y rayo-x con el telescopio espacial Swift y e realizado su respectivas reducciones para las variables cataclísmicas que e observado y son probables candidatos a tener emisión de rayos-x. Además he reducido los datos de rayos-x del telescopio espacial Suzaku para el sistema V1082 Sgr la cual fue el resultado de una colaboración internacional y la publicación del artículo: **On the nature of the hard X-ray sources SWIFT**

J1907.3-2050, IGR J12123-5802 and IGR J19552+0044 (Bernardini et al. 2013[10]) que hace parte de mi tesis doctoral.

Apéndice A

Técnicas aplicadas en esta tesis

A.1. Mediciones de la Velocidad Radial

En un sistema binario su duplicidad es detectada por la superposición de dos espectros estelares normales, con desplazamientos periódicos de las líneas espectrales. Este desplazamiento se debe al movimiento orbital de ambas estrella en torno al centro de masa. Las velocidades radiales se obtienen mediante la medición del desplazamientos espectral de las líneas de emisión y/o absorción según el caso a estudiar, la cual se representan en función de la fase orbital formando la llamada curva de velocidad radial, en la figura A.1 se da un ejemplo del calculo de las velocidades radiales a través del corrimiento espectral. Estas velocidades radiales se obtienen a través del efecto Doppler, descrito en la siguiente ecuación;

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \left(\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}} \right)^2 - 1 \approx \frac{v}{c} \quad \text{para } v \ll c \quad (\text{A.1})$$

siendo λ la longitud de onda de la linea espectral a medir, λ_0 la longitud de onda en reposo, v la velocidad y c la velocidad de la luz. Dado que la velocidad depende de la longitud de onda en reposo, se procede a realizar una transformación de escala lineal a una escala logarítmica de la longitud de onda, como se describe en la siguiente ecuación;

$$\ln \frac{\lambda}{\lambda_0} = \ln \lambda - \ln \lambda_0 = \frac{1}{2} \left(\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}} \right) \approx \left(1 + \frac{v}{c} \right) \quad \text{para } v \ll c \quad (\text{A.2})$$

Así la longitud de onda que esta en reposo permanecerá sin cambios en el espacio

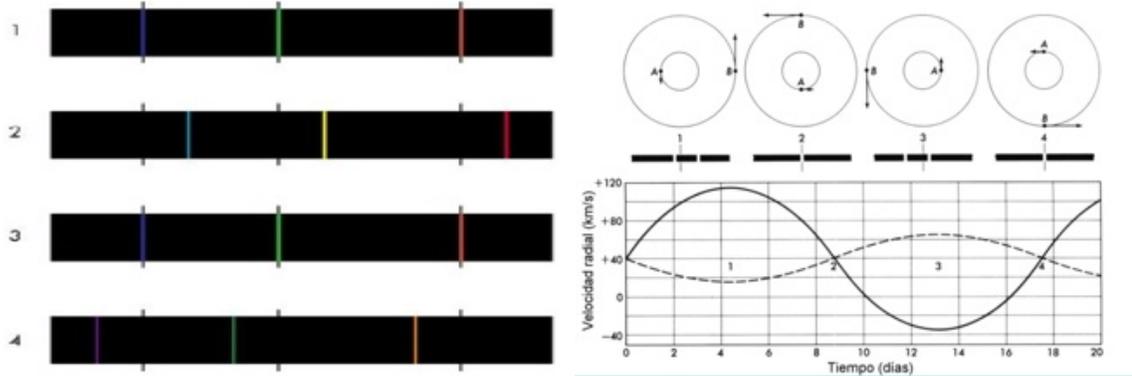


Figura A.1: La figura derecha muestra un breve ejemplo de un sistema binario, que rota respecto a un centro de masa. Donde A y B son las correspondientes objetos que componen el sistema. En el panel inferior vemos como al rotar el sistema, se van corriendo las líneas espectrales tanto al azul como al rojo y de esta manera formando la curva de velocidad radial. La imagen izquierda muestra las líneas espectrales del sistema corridas al azul y al rojo debido a la rotación del objeto binario.

de $\ln\lambda$ y es simplemente desplazado a lo largo del eje por una cantidad que es directamente proporcional a la diferencia en velocidad radial entre la fuente y el observador.

A.1.1. Ajuste de una función al perfil de línea

La aplicación directa del efecto Doppler es conocer exactamente la ubicación y determinar el centro del perfil de la línea espectral a la cual se le va a medir la velocidad, y la manera más directa de hacerlo es a través del ajuste de una función al perfil de la línea. Al conocer el desplazamiento que tiene la línea espectral desde su posición en reposo nos permitirá calcular la velocidad radial mediante la ecuación A.1. Las funciones elegidas que se ajusta al perfil de la línea espectral son: la función Gaussiana, Lorentziana y Voigt, ya que son funciones simétricas que se ajustan muy bien al perfil de la línea. En nuestro caso debido a que las líneas de emisión son anchas en las alas hemos utilizado un perfil Lorentziano ya que este toma en cuenta dichas alas. En la figura A.2 mostramos un ejemplo de un ajuste Gaussiano realizado al perfil de línea de $H\beta$, donde se puede ver claramente como no ajusta en las alas de la línea ya que es muy angosto.

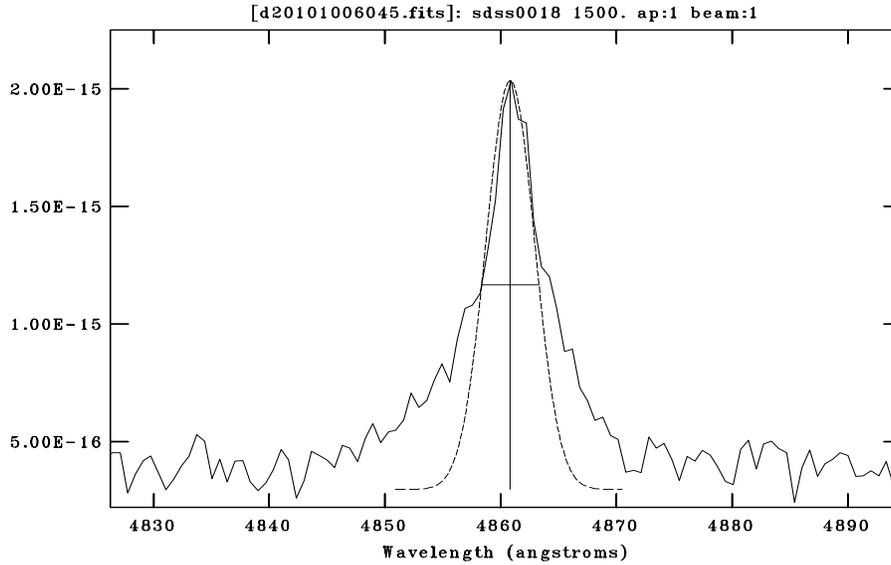


Figura A.2: En la figura se muestra el perfil de línea realizado a H_{β} en el sistema V479 And. La línea punteada equivale a un ajuste senoidal, donde se ve claramente que la base de la línea es mas ancha que el perfil Gaussiano

A.1.2. Velocidades mediante cross-correlation

Para evitar la dependencia de la longitud de onda en reposo en la determinación de la velocidad radial, se debe utilizar la transformación lineal de la longitud de onda a la función logarítmica de la longitud de onda (ver ec. A.2). A partir de esta transformación, la función de cross-correlation permitirá medir directamente los desplazamientos de un espectro observado respecto a un espectro de referencia. Dicha función alcanza el valor máximo en el punto donde el desplazamiento del espectro de referencia se correlaciona mejor con el espectro observacional. De esta manera se obtendrá directamente el desplazamiento en unidades de velocidad, de las mediciones del espectro observado respecto al espectro de referencia que se encuentra en reposo.

Para utilizar el método de cross-correlation se debe tomar un rango espectral que será elegido en función del tipo espectral, o de las características que presenta el espectro observado. Entre mayor es el rango espectral, más características del espectro se están comparando con el espectro de referencia. Para realizar el método de cross-correlation se necesitan espectros de referencia que sean lo más parecidos morfológicamente al tipo espectral de la estrella binaria que está siendo estudiada. Uno de los métodos es seleccionar espectros de referencia a través de espectros sintéticos derivados de modelos atmosféricos, o mediante estrellas de la

misma clase espectral que presenta el sistema y que sean observadas durante la misma noche que el objeto como fue en nuestro caso. Debido a que los sistemas presentan un rango de líneas de absorción entre 5050 a 5850 Å provenientes de la estrella secundaria y esta se mueve con respecto al periodo orbital del sistema, hemos tomado esta región para realizar cross-correlation con estrellas estándares de diferentes tipos espectrales que concuerdan con dichas líneas de absorción (ver sección 4.2).

Cross-Correlation

La aplicación de la técnica de cross-correlation para medir los corrimientos de velocidades tiene una gran historia (Simkin 1972, 1974[139]), y con la llegada de nuevos surveys especialmente de espectroscopia digital tanto de galaxias como de estrellas, la cross-correlation ha tomado un gran inters en la comunidad Astronómica. Por ejemplo, El Sloan Digital Sky Survey (SDSS) ha coleccionado mas de 60.000 espectros de galaxias y 90.000 espectros de cuasares (York et al. 2000[198]). El SDSS tambien ha obtenido alrededor de 200.000 estrella galácticas, y ahora ha comenzado a extender su estudio a latitudes galácticas bajas para el entendimiento galáctico y exploración (Rockosi 2005[128]). Otro gran survey es el experimento de velocidades radiales, que toma espectros de alta resolución espectral para millones de estrellas (Steinmetz et al. 2006[148]), y el satélite GAIA que incluirá mediciones de velocidades radiales para 10^8 estrellas (Katz et al. 2004[67]). La extracción de la maxima información posible de estos proyectos requiere cuidadosamente de estrategias bien siseñadas.

Cross-correlation ha sido objetivo de numerosos avances en los últimos años (Mazeh & Zucker 1994[96]), obteniendo muchas aplicaciones en diferentes aspectos científicos, como en la selección de templates o muestras, por ejemplo en datos observados Vs bibliotecas sintéticas, como combinar las mediciones de múltiples templates, el metido para determinar el máximo de la función de cross-correlation, el filtro de datos y la determinacin de errores, (para mayor información ver Zucker & Mazeh 2006[202])

A.2. RVSAO un paquete de velocidades radiales de IRAF

RVSAO es un paquete externo de **IRAF**, fue desarrollado en el observatorio astrofísico Smithsonian (Smithsonian Astrophysical Observatory), para calcular los desplazamientos tanto al rojo como al azul de los espectros de una manera tan automática como sea posible. RVSAO se ha utilizado para varios estudios de grandes corrimientos al rojo y también se utiliza para trabajar velocidades radiales estelares (Douglas J. et al. 1998 [?]). Hay dos tareas principales en el paquete, **XCSAO** y **EMSAO**

1. **XCSAO** Correlaciona la transformada de Fourier de un objeto contra el espectro de la transformaciones de un conjunto de plantillas de espectros con cambios espectrales conocidos para así obtener la velocidad y su error correspondiente.
2. **EMSAO** encuentra líneas de emisión en un espectro y calcula los centros observados, consiguiendo cambion individuales y los errores para cada línea, así como una velociad unica combinando todas las líneas.

Una versión anterior de la tarea XCSAO, que calcula las velocidades radiales de los espectros corridos al rojo con cross-correlation, ha sido descrito por Kurtz et al. (1995). Y la tarea EMSAO, que identifica automáticamente las líneas de emisión en un espectro calcula su corrimiento al rojo ha sido descrito por Mink & Watt (1992). Mink & Wyatt (1992) describió cómo estas tareas de IRAF podrian combinarse para reducir grandes cantidades de datos en una fuente de información.

Apéndice B

Metodos de análisis de series de tiempo

En este trabajo de tesis doctoral hemos analizado una serie de datos con el objetivo de investigar la presencia de periodicidades para los objetos V479 And y V1082 Sgr (ver capítulo 4). En este apéndice damos una breve explicación de los métodos aplicados a los datos obtenidos para nuestros objetos, para mayor información damos las referencias a los artículos que dan mayor explicación sobre estos temas. Los métodos utilizados fueron la transformada de Fourier y la técnica de mínimos-cuadrados.

B.1. La transformada de Fourier Discreta

La transformada discreta de Fourier (o TDF), es un metodo que permite analizar la presencia de periodicidad sinuosidades , contenidas dentro de una serie de datos, gracias al estudio del espectro de potencia obtenido al aplicar la transformada de Fourier a los datos a analizar.

De acuerdo con la teoría, no es posible obtener la TDF de una función de muestreo $f(t)$ en un numero finito de N puntos: lo que realmente se puede calcular es solo la convolución $D(v)$ de una verdadera TDF. La ventana espectral es una TDF de la función muestreada $s(t)$; esta función es igual a 1 en correspondencia al tiempo en el cual las mediciones fueron hechas, y 0 en otro lugar. En la practica, por lo tanto, el problema es debido al hecho de que la función $f(t)$ es un numero finito y limitado por solo puntos. Esto produce los siguientes efectos:

- Si T es el intervalo de tiempo de toda la observación, la resolución del tiempo de frecuencia en la TDF será del orden de $\Delta v \sim 1/T$.
- El muestreo discreto producido por los datos permite identificar periodicidades con frecuencias superiores a la frecuencia crítica de Nyquist v_c , la cual es igual a $1/(2D)$, donde D es el tiempo que separa dos puntos de datos consecutivos.
- El tiempo de muestreo finito (que es el tiempo total de observación) T y el muestreo discreto produce frecuencias espureas en la ventana espectral $W(v)$: esto también induce a la creacin de picos de frecuencias espurias en el espectro rae $D(v)$. Estos picos pueden ser alias o armónicos de alto orden de periodicidades verdaderas.

Todo esto por tanto define un espectro $D(v)$, en la que ademas de mostrar el pico correspondiente a la frecuencia de la modulación real del fenómeno, se puede encontrar sus armónicos, es decir, señales con frecuencia $v = v_{true} \pm k$, y alias, la cual son picos con frecuencias v igual a $k - v_{true}$, donde k es en ambos casos un numero entero positivo. A esto hay que añadir, si la señal no es sinusoidal, los armónicos con frecuencias substancialmente diferentes con respecto a la intensidad del periodo verdadero y por otra parte, si el flickering esta presente en la curva de luz, los picos de baja-frecuencia se incrementan (esto es llamado red noise effect). Ademas, si el numero de dato de puntos no es alto, la ventana espectral estada sesgada en todo el espectro raw. También hay que notar que la presencia de mas periodicidades in el mismo conjunto de datos produce un nuevo aumento en el ruido de $D(v)$. Por tanto, si el muestreo de la curva de luz no es densa y suficientemente precisa, el espectro raw parece bastante compleja.

Una descripción mas exhaustiva y completa de la transformada de Fourier puede ser encontrado en Press et al. (1992)[113].

B.2. El algoritmo CLEAN

No es fácil substraer la ventana espectral $W(v)$ del espectro raw: esto se puede hacer usando el metodo CLEAN (Roberts et al. 1987[118]), la cual fue creado originalmente para ser aplicado a los datos astronómicos de radio para reducir el fondo de los mapas de radio (Hogbom 1979[56]); substancialmente, ha sido modificado para

poder ser aplicado in el campo monodimensional de series de tiempo. La cual consiste en la limpieza de los espectros de potencia de los picos secundarios debido a la incompleto temporal del conjunto de datos, de ahí su nombre.

El algoritmo, una vez que las funciones $D(v)$ y $W(v)$ son conocidas, trabaja de acuerdo a las siguientes pautas: primero; se determina en el espectro de potencia raw, la frecuencia la cual esta asociada con el pico de mayor potencia, entonces se multiplica la ventana espectral $W(v)$ por un factor de ganancia g , cuyo valor oscila entre 0 y 2, y se superpone en el pico mencionado arriba y resta esta ventana espectral modificada a $D(v)$. Por tanto, los picos secundarios asociados a alias se cancelan. Todo el procedimiento se aplica N_c veces, y cada vez que se substraen frecuencias el potencial asociado a él se enumeran en el espectro CLEANed $B(v)$. Al final de las N_c interacciones, lo que queda de $D(v)$ es un espectro residual $R(v)$, en la que el pico mas alto R_{max} (que es el parámetro dado en la salida del programa) indica la buena calidad del procedimiento de limpieza (CLEANing) del espectro raw. El usuario por tanto, dando los parámetros N_c y g de entrada en el programa (se debe recordar que el producto de $g \cdot N_c$ tiene que ser menor que el numero total de frecuencias de la muestra), se pude caracterizar el mejor espectro CLEANed $B(v)$ correspondiente al bajo valor de R_{mas} .

El parámetro g no debe ser mayor que 1, de tal manera que el trabajo del algoritmo es mas gradual. Hay que subrayar en que los resultados obtenidos con el algoritmo CLEAN se debe comparar con el uso de otros métodos, especialmente si mas periodicidades están presentes en los datos o si los efectos del ruido son fuertes con respecto a los diferentes efectos naturales de la ventana espectral, (por ejemplo, flickering, muestreo pobre de datos, etc).

B.3. Metodo de ajuste de minimos cuadrados

Los métodos descritos en este párrafo están basados en la evaluación de la raíz cuadrada medida entre los datos observados y una curva teórica del periodo P . De este modo, un parámetro de error Θ es asociado con cada periodo que figura en el intervalo $[P_1, P_2]$: con Θ pequeño, se da el mejor ajuste realizado a los datos asumiendo la periodicidad correspondiente $P(\Theta)$. Por tanto, es posible evaluar cual es el periodo que mejor describe el análisis de la serie de tiempo.

En esta sección daré una breve descripción de algunos netos que utilizan mínimos

cuadrados.

B.3.1. Metodo de Barning's

Este metodo consiste in ajustar al serie de tiempo una combinación lineal de un seno y coseno, ambos con frecuencia $f = 2/P$, donde P es el periodo de prueba. Por tanto, una vez calculado los errores del ajuste de mínimos cuadrados para cada frecuencia de prueba, estos errores se transforman en un porcentaje de probabilidad que cada frecuencia tiene de ser la verdadera. Entonces, una vez que se calcula tanto la frecuencia y la amplitud de la modulación que mejor se ajustan a los datos, es restada de la serie temporal; de esta manera es posible estudiar la existencia de otras periodicidades, posiblemente ocultas y que están mas débiles que la periodicidad principal. Este método por tanto, permite realzar una serie de modulaciones periódicas con diferentes amplitudes dentro del mismo conjunto de datos, asumiendo que tiene características sinusoidales. Con este método, la cantidad a ser minimizada es la distancia entre los puntos adyacentes de la curva doblada con cada periodo de prueba P ; esto es llamado método de string-length.

B.3.2. Metodo de Schoneich Lange's

Este metodo (Schoneich & Lange 1981[133]) Barning's, en el sentido que utiliza una función de prueba con forma sinusoidal y con un periodo P ; sin embargo, este periodo no se considera en su totalidad, si no que se divide en N fases con sub-intervalos, y un parámetro de error es calculado para cada una de los sub-intervalos. La mejor periodicidad será la única donde el error del procedimiento de los ajustes resulta ser la mas baja. El algoritmo no esta indicado para modulaciones cuya forma es sustancialmente diferente de una senoide.

B.4. El periodograma Lomb-Scargle

El periodograma Lomb-Scargle generalizado se encarga de realizar una estadística para estimar frecuencias únicas en una amplia clases de problemas que van desde la estimación de la frecuencia estacionaria en un muestreo de datos uniformemente reales, a frecuencias estacionarias para una sola senoide que tiene exponencial,

Gausiana o decaimiento arbitrario, ya se para los datos reales o una muestra de datos uniformes o no uniformes.

El periodograma de Lomb-Scargle fue derivado por Lomb[91] usando el modelo

$$d(t_i) = A \cos(2\pi f t_i - \theta) + B \sin(2\pi f t_i - \theta) + n_i \quad (\text{B.1})$$

donde $d(t_i)$ es el elemento de datos adquiridos en el tiempo t_i , A y B son las amplitudes del seno y coseno, f es la frecuencia estimada, n_i representa el ruido en el tiempo t_i , y θ fue elegido por Lomb para hacer que los senos y cosenos funcionen con el modelo ortogonal en los tiempo discretamente muestreados. Para obtener su periodogram, Lomb restringió las amplitudes A y B a su valor de mínimos -cuadrados, se obtiene:

$$P_{LS}(f) = \frac{R_{LS}(f)^2}{C} + \frac{I_{LS}(f)^2}{S} \quad (\text{B.2})$$

para el valor de chi-cuadrado, tenemos:

$$R_{LS}(f) \equiv \sum_{i=1}^N d(t_i) \cos(2\pi f t_i - \theta), \quad (\text{B.3})$$

$$I_{LS}(f) \equiv \sum_{i=1}^N d(t_i) \sin(2\pi f t_i - \theta), \quad (\text{B.4})$$

$$C \equiv \sum_{i=1}^N \cos^2(2\pi f t_i - \theta), \quad (\text{B.5})$$

$$S \equiv \sum_{i=1}^N \sin^2(2\pi f t_i - \theta), \quad (\text{B.6})$$

con θ dado por

$$\theta = \frac{1}{2} \tan^{-1} \left(\frac{\sum_{i=1}^N \sin[4\pi f t_i]}{\sum_{i=1}^N \cos[4\pi f t_i]} \right) \quad (\text{B.7})$$

Este modelo fue ampliamente re-analizado por Jeffrey Scargle y debido a la extensión de dicho análisis, este periodograma ahora lleva el nombre tanto de Lomb's y Scargle's.

Apéndice C

Pérdida de momento angular en VCs-magnéticas

Como se ha discutido en el capítulo 1, la evolución de las VCs de acuerdo al modelo convencional, se da principalmente mediante el llenado del lóbulo de Roche de la estrella secundaria y el paso de dicho material hacia la enana blanca a través del punto de Lagrange L_1 , llevando consigo momento angular el cual es restado del sistema haciendo que la VCs reduzca su periodicidad. El material transferido es conducido por el frenado magnético que se origina en la estrella compañera, esto se da principalmente en sistemas con periodos orbitales mayores a 3 horas, mientras que para las VCs con periodos menores a 3 horas la conducción de la transferencia de masa y/o pérdida de momento angular es conducida mediante la radiación gravitacional (Verbunt & Zwaan(1981)[180]). Este modelo explica muy bien las características de las VCs, en particular la presencia del periodo gap entre 2-3 horas que existe en la distribución del periodo orbital (Rappaport et al. 1983[122], Spruit & Ritter 1983[147]). También se cree que el frenado magnético es más eficiente en las VCs-polares, donde la enana blanca tiene un fuerte campo magnético que es capaz de bloquear o sincronizar la rotación de la enana blanca con el periodo orbital, acelerando su proceso de evolución. Sin embargo, Wickramasingh & Wu (1994a) sugieren que la presencia de una enana blanca altamente magnética en sistemas que rotan sincrónicamente no pueden explicar bien la eficiencia del frenado magnético, ya que dicha eficiencia se reduce en vez de aumentar. Esta suposición se basa en que las polares no presentan un periodo gap entre 2 a 3 horas como lo hacen las otras VCs. Otra característica más de estos sistemas es dada por Li et al.(1994)[86] donde

muestran que los vientos de materia que presentan las estrellas secundarias en estos sistemas no pueden escapar fácilmente, ya que este viento es atrapado dentro de una zona muerta de la estrella secundaria y canalizado hacia la enana blanca, disminuyendo dramáticamente la eficiencia del frenado magnético. Ellos sugieren que los campos magnéticos tanto de la estrella primaria como de la secundaria son dipolares, con momentos dipolares anti-paralelos y orientados perpendicularmente al plano orbital. También asumen que los campos están libres y pueden ser descritos por una propia función potencial.

En la grafica C.1 se ilustra la configuración de un sistema binario con las zonas muertas y de viento. La zona muerta en el plano R corresponde a la región donde la presión magnética es más grande que la presión térmica y donde la presión magnética es menor que la presión termica se formará la zona de viento. En el panel superior de la figure C.1 se representa el campo magnético antiparalelo de las componentes, tanto de la enana blanca como de la estrella secundaria. En el panel inferior se muestra el diagrama del campo magnético donde el sistema se divide por zonas de acuerdo al rompimiento del equilibrio magnetohidrostático. Este rompimiento da lugar a dos regiones C_1 y C_2 , que a la vez divide el espacio en cuatro zonas: la zona de viento de la primaria W_1 , la zona de viento de la secundaria W_2 , y las zonas muertas D_1 y D_2 . La zona muerta D_1 es diferente a la zona D_2 ya que debido al flujo que existe en esta región hay un intercambio del momento angular entre las estrellas. Sin embargo, las dos zonas muertas juegan un papel importante en el proceso de pérdida de momento angular del sistema. Se asume que la zona de viento W_1 está vacía ya que no se observa una significativa actividad coronal en la enana blanca, la temperatura del gas en D_1 es más alta que en W_2 debido a que el gas en la zona de viento se puede expandir libremente y en la región de la zona muerta D_1 cerca de la estrella secundaria la salida del viento es sub-magnetosónica y domina la presión térmica. También se asume que las líneas cerradas de campo se rompen en líneas abiertas de campo conforme la presión térmica en la zona muerta excede la presión magnética en la zona de viento. Además, en estos sistemas binarios magnéticos donde las componentes rotan sincrónicamente, la magnetósfera de la estrella secundaria es modificada por el campo magnético de la enana blanca y si no se cierran las líneas magnéticas del campo de la primaria, entonces se conectarán con las líneas del campo de la secundaria, produciendo una reducción en el flujo magnético en las líneas abiertas del campo de la secundaria.

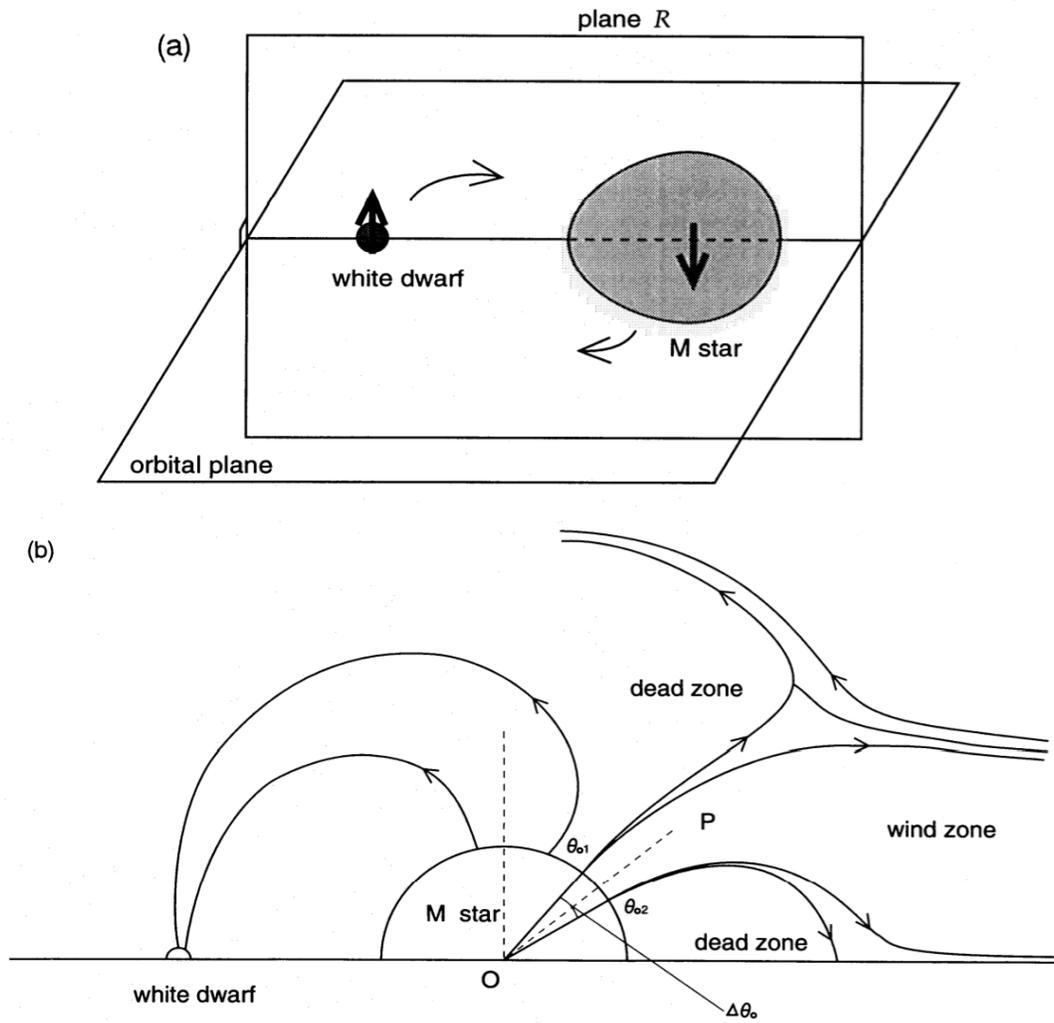


Figura C.1: En la figura *a* se ilustra la configuración de un sistema binario. Las dos flechas antiparalelas representan los momentos magnéticos de la enana blanca y una estrella-*M*. En la figura *b* es un esquema que muestra la zona muerta y la zona de viento de la estructura del campo magnético del sistema.

Apéndice D

EY Cygni

EY Cygni ha sido estudiada por varios autores donde han encontrado características particulares haciendo a este objeto muy interesante. EY Cygni ha sido clasificada como una variable cataclísmica de la subclase de las nova enana U Geminorum, la cual presenta outbursts cada 240 días con una duración de 30 días aproximadamente (Kholopov & Efremov 1976[74], Piening 1978[112]). Tovmassian et al. 2002[171] muestra que este sistema presenta outbursts impares aproximadamente cada 2000 días. Además se le ha detectado emisión de rayos-x con un flujo de $F \sim 3 \times 10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en un rango de 0.4 a 2.2 keV (Orio & Ogelman(1992)[104]) y Richman (1996)[117] encontró un flujo de $1.19 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en un rango de 0.1-2.4 keV. En la fotometría realizada por Echevarria et al.(1993)[39] donde hace un análisis de índice de color, sugiere que el tipo espectral de la estrella secundaria puede ser una *K* y que EY Cygni tiene un periodo orbital muy grande. En la espectroscopía óptica que realizó Kraft (1962)[78] reporta que el espectro contiene líneas de emisión de Balmer y líneas de absorción de FeI $\lambda 4045$ y CaI $\lambda 4226$ y clasifica a la estrella secundaria como una *K0V*, también reporta que las velocidades radiales del sistema pueden ser bajas indicando que el sistema es visto de forma pole-on. Luego, Smith et al. (1997) con observaciones espectroscópicas reportó que el espectro muestra líneas débiles de Balmer y HeI, un fuerte continuo rojo, muchas líneas de absorción características de una enana roja, una banda débil de *TiO* y una línea débil de CN. Con estas características muestra que la clasificación de la secundaria puede estar entre una *K5 – M0*. También Sarna et al.(1995)[129] reportó que EY Cygni podría tener un periodo orbital con valores entre 0.2630 o 0.2185 días, pero años más tarde Costero et al (1998)[24] muestra que el sistema puede tener un periodo mucho mayor

de aproximadamente 0.45 días.

Finalmente Echevarría et al.(2007)[38] llevo a cabo un extenso estudio observacional donde realizó observaciones simultáneas tanto de espectroscopía de alta, media y baja resolución con los instrumentos Boller & Chivens y Echell, y fotometría en los filtros VRI, esto lo hizo utilizando los telescopios 2.1m y 1.5m del OAN-SPM. En estos nuevos datos J. Echevarría obtuvo un espectro de EY Cygni que muestra una angosta línea de emisión de $H\alpha$, una muy débil línea de $H\beta$, una líneas de emisión de $HeI \lambda 5875\text{\AA}$, una línea de absorción de NaI alrededor de $\lambda 5890\text{\AA}$, junto a muchas más líneas de absorción tales como hierro, calcio y cromo neutro.

Para medir las velocidades radiales de las líneas espectrales utilizaron los dos métodos descritos en la sección 4.2, la cual también hemos utilizado nosotros para medir las velocidades radiales de V1082 Sgr y V479 And. Las velocidades radiales de las líneas de absorción las obtuvo mediante cross-correlation tomando dos rangos espectrales de $\lambda\lambda 5200 - 5400\text{\AA}$ y $\lambda\lambda 5350 - 5550\text{\AA}$. Mientras que para las velocidades radiales de las líneas de emisión fueron obtenidas a través de ajustes de doble Gaussiana hechos a las alas de la línea de emisión de $H\alpha$, esto lo hicieron usando la rutina *convolve* del paquete rvsao de IRAF. El periodo orbital del sistema lo determinaron con los resultados de la curva de velocidad radial obtenida de las líneas de absorción corriendo un periodograma de espectro de potencias, su resultado se muestra en la figura D.1¹ (panel izquierdo). En el espectro de potencias se observa un pico a una frecuencia de $2.177105(80) d^{-1}$, la cual corresponde al periodo orbital del sistema de $0.459333(2) d$ u 11.0239 horas. Las mediciones de las velocidades radiales tanto de las líneas de emisión como de absorción dobladas con este periodo y con el ajuste sinusoidal se muestra en la figura D.1 (panel derecho). Los parámetros orbitales se muestran en la tabla D.1.

Cuadro D.1: Parámetros orbitales de la curva de VR de EY Cygni.

Line ID	γ km sec ⁻¹	Velocity km sec ⁻¹	Phase shift relative to HJD ₀
abs. lines	-33 ± 2.0	54 ± 2.0	0.0^\dagger
$H\alpha$	-28 ± 4.0	24 ± 4.0	0.5

$P_{orb-absortion} \approx 0.4593249(1)$
 $P_{orb-H\alpha} \approx 0.459323(3)$

¹Las figuras de EY Cygni fueron tomadas del artículo de Echevarría et al.(2007)[38]

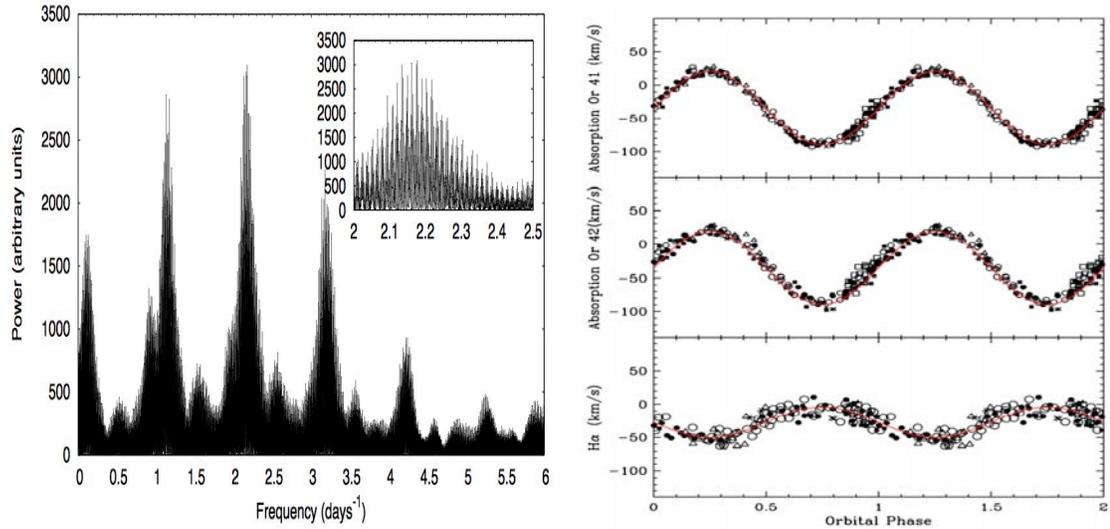


Figura D.1: En el panel izquierdo se muestra el espectro de potencia obtenido mediante la curva de velocidad radial de las líneas de absorción. En el panel derecho se muestran curvas de velocidades radiales tanto para las líneas de absorción como para $H\alpha$ dobladas con el periodo orbital $0.4593249 d$. En la parte superior de la gráfica se muestra la curva de velocidad de las líneas de absorción del orden 41, en el de en medio corresponden al del orden 42 y el inferior es la curva de RV de la línea de $H\alpha$.

Con el objetivo de encontrar el tipo espectral de la estrella secundaria han realizado una comparación del espectro de *EY Cygni*, tanto en alta y baja resolución con espectros de estrellas estándares de tipo espectral que van de una *G8* a una *K5*. En la figura D.2 se muestra el espectro de *EY Cygni* junto a los espectros de las estrellas de comparación. Sus resultados o conclusiones se basan especialmente en las relación de las líneas de FeI $\lambda 4250$, $\lambda 4260$, $\lambda 4271 \text{ \AA}$ y las líneas de CrI $\lambda 4254$, $\lambda 4274$ y CaI $\lambda 4226 \text{ \AA}$. Una característica que tomaron en cuenta para limitar el tipo espectral de la estrella secundaria es mediante la intensidad de la línea de CaI , la cual aumenta de acuerdo como avanza el tipo espectral, como se puede ver en la figura D.2. Otra característica importante es causada por la línea de CrI que también aumenta su intensidad con respecto a la línea de FeI con el tipo espectral. Tomando en cuenta estas dos características ellos sugieren que el tipo espectral de la estrella secundaria esta entre una *G8* y *K0*. Sin embargo ellos se inclinan más por una tipo *K0*. También argumentan que la estrella secundaria podría ser más grande que una estrella de la misma masa que está en ZAMS. Ya que si asumen que la secundaria está en ZAMS, entonces debería tener una masa de $M_2 = 0.87 M_\odot$ con un radio de $\sim 0.80 R_\odot$. Sin embargo, considerando la ecuación 4 de Echevarría et al.(1983), para una masa

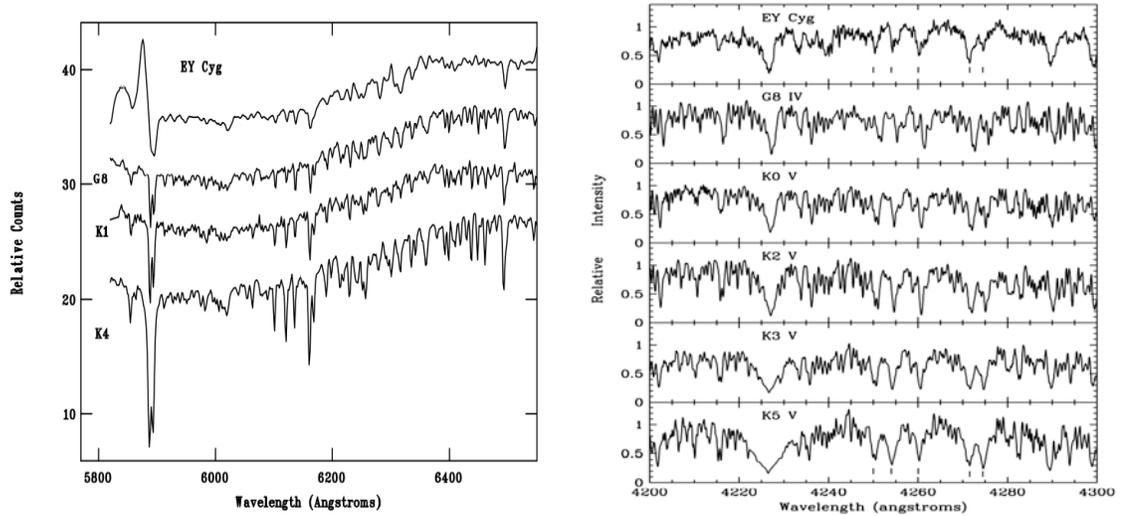


Figura D.2: En el panel izquierdo de la figura parte superior se muestra el espectro de EY Cygni en baja resolución con estrellas estándares de comparación que van de una $K4 - G8$. En el panel izquierdo se muestra el espectro de EY Cygni en un rango espectral de $\lambda 4200 - 4300 \text{ \AA}$ obtenido con el instrumento Echelle junto con estrellas de comparación de diferentes tipos espectrales.

de $0.87M_{\odot}$ y un periodo orbital de 11.02 h, el radio de la secundaria es $1.13R_{\odot}$, obteniendo una diferencia de un factor de 1.4. Y si derivan la masa de la secundaria mediante la curva de velocidad radial y de la inclinación del sistema obtiene una masa de $M_2 \sim 0.52M_{\odot}$, y radio de $0.46R_{\odot}$, pero ahora el radio de la secundaria de acuerdo a la ecuación de Echevarría es de $0.96R_{\odot}$ obteniendo un factor de diferencia de 2.1. Por tanto el incremento del radio de la secundaria podría estar en un factor entre 1.4 y 2.1.

En la figura D.3 (panel izquierdo) se muestra la fotometría realizada en los filtros VRI, la cual fue doblada con el periodo orbital obtenido mediante las líneas de absorción (11.0238 h). En la curva de luz se observan modulaciones de aproximadamente 0.08 magnitudes con estados altos y bajos. También se observa como el brillo del sistema varía entre una fecha a otra, esto lo podemos ver claramente en la curva de luz del filtro V (panel izquierdo-superior). En estado alto la curva de luz muestra un particular comportamiento, por ejemplo la curva de luz tiene un mínimo alrededor de la fase orbital 0.5 y comienza a aumentar lentamente hasta alcanzar un máximo cerca a la fase 0.25, para luego decaer rápidamente (ver figura D.3 panel de en medio). En estado bajo la curva de luz (figura D.3 panel derecho) muestra una modulación de la estrella secundaria. También se observa un máximo en la fase 0.25

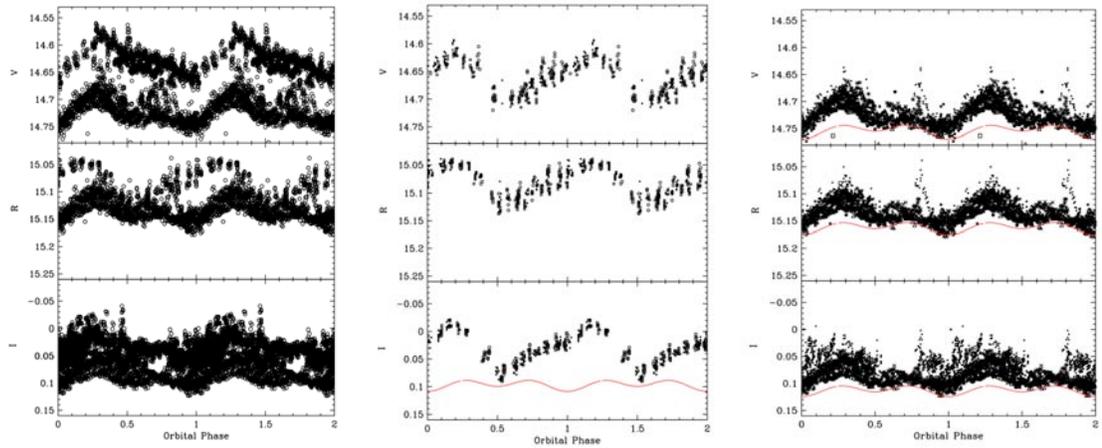


Figura D.3: Panel izquierdo: se muestra las observaciones fotométricas realizadas a EY Cygni dobladas con el periodo orbital. En panel de en medio: se muestra las mediciones fotométricas realizadas en la temporada de Julio de 1999. En el panel derecho: se muestra la fotometría realizada en la temporada del 2005. cada smbolo corresponde a una noche diferente. Para mayor detalles de esta figuras y del sistema visitar Echevarría et al.(2007)[38].

y en la envoltente inferior se observan máximos similares en las fases 0.25 y 0.75, excepto para el filtro V, pero diferentes mínimos en las fases 0.0 y 0.5, la cual es una característica de la iluminación trasera de la estrella secundaria alargada.

En conclusión, EY Cygni presenta tanto líneas de emisión como de absorción en su espectro óptico y al medir las velocidades radiales de dichas líneas encontraron semi-amplitudes de $K_{em} = 24 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ para las líneas de emisión y $K_{abs} = 54 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ para las líneas de absorción. Al realizar el análisis de las curvas de velocidad radial obtuvieron el periodo orbital de 0.4593249 d . Y a través de las características de las líneas de absorción sugieren que el tipo espectral de la secundaria puede ser una K0, la cual contribuye a un 40% de total del flujo del sistema y además tiene un radio más grande que una estrella de secuencia principal de la misma masa. Con respecto a la fotometría encuentran que el sistema cuenta con estados altos y bajos. Se observa una modulación de fase dos veces la frecuencia de la fase orbital, la cual puede ser el resultado de la elongación del lóbulo de Roche de la estrella secundaria. Y muestran que el sistema puede tener un ángulo de inclinación de 14° , con masas $M_1 = 1.1 \pm 0.09 M_\odot$, $M_2 = 0.49 \pm 0.09 M_\odot$ y una separación de $a = 2.9 \pm 0.1 R_\odot$.

Bibliografía

- [1] Bailey, J. 1981, MNRAS, 197, 31
- [2] Baliunas, S. L., & Dupree, A. K. 1982, ApJ, 252, 668
- [3] Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., et al. 1995, ApJ, 438, 269
- [4] Bhattacharya, D. Sz Srinivasan, G. X-ray Binaries, chapter 12, 495. C.U.P., 1995.
- [5] Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
- [6] Barker, J., & Kolb, U. 2003, MNRAS, 340, 623
- [7] Barnes, T. G., & Evans, D. S. 1976, MNRAS, 174, 489
- [8] Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, A&A, 484, 815
- [9] Barthelmy, S. D., Barbier, L. M., Cummings, J. R., et al. 2005, SSR, 120, 143
- [10] Bernardini, F., de Martino, D., Mukai, K., et al. 2013, MNRAS, 435, 2822
- [11] Bohlin, J. D., Vogel, S. N., Purcell, J. D., et al. 1975, ApJ, 197, L133
- [12] Boyle, R. P., Dasgupta, A. K., Smriglio, F., Straizys, V., & Nandy, K. 1992, A&AS, 95, 51
- [13] Burwitz, V., Reinsch, K., Beuermann, K., & Thomas, H.-C. 1996, Astronomische Gesellschaft Abstract Series, 12, 188
- [14] Beuermann, K., Baraffe, I., Kolb, U., & Weichhold, M. 1998, A&A, 339, 518
- [15] Beuermann, K., Euchner, F., Reinsch, K., Jordan, S., & Insicke, B. T. 2007, A&A, 463, 647

-
- [16] Boyle, R. P., Dasgupta, A. K., Smriglio, F., Straizys, V., & Nandy, K. 1992, *A&AS*, 95, 51
- [17] Burrows, D. N., Hill, J. E., Nousek, J. A., et al. 2005, *SSR*, 120, 165
- [18] Campbell, C. G., & Papaloizou, J. 1983, *MNRAS*, 204, 433
- [19] Campbell, C. G. 1983, *MNRAS*, 205, 1031
- [20] Campbell, C. G. 1985, *MNRAS*, 215, 509
- [21] Cenarro, A. J., Peletier, R. F., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2007, *MNRAS*, 374, 664
- [22] Chabrier, G., & Baraffe, I. 1997, *A&A*, 327, 1039
- [23] Cohen, O., Drake, J. J., & Kashyap, V. L. 2012, *ApJ*, 746, L3
- [24] Costero, R., Echevarria, J., & Pineda, L. 1998, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 30, 1156
- [25] Campbell, R. K., Harrison, T. E., Schwobe, A. D., & Howell, S. B. 2008, *ApJ*, 672, 531
- [26] Cash, W. 1979, *ApJ*, 228, 939
- [27] Cassisi, S., Iben, I., Jr., & Tornambe, A. 1998, *ApJ*, 496, 376
- [28] Chugainov, P. F. 1971, *Information Bulletin on Variable Stars*, 520, 1
- [29] Cieslinski, D., Steiner, J. E., & Jablonski, F. J. 1998, *A&AS*, 131, 119
- [30] Cropper, M. 1990, *SSR*, 54, 195
- [31] Cusumano, G., Mangano, V., Mineo, T., et al. 2005, *SPIE*, 5898, 377
- [32] Diaz, M. P., & Bruch, A. 1997, *A&A*, 322, 807
- [33] Dillon, M., Gänsicke, B. T., Aungwerojwit, A., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 1568
- [34] Dorren, J. D., & Guinan, E. F. 1982, *AJ*, 87, 1546
- [35] Drake, S. A., Simon, T., & Linsky, J. L. 1989, *ApJS*, 71, 905

-
- [36] Durney, B. R., & Latour, J. 1978, *Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics*, 9, 241
- [38] Echevarría, J., Michel, R., Costero, R., & Zharikov, S. 2007, *A&A*, 462, 1069
- [38] Echevarría, J., Michel, R., Costero, R., & Zharikov, S. 2007, *A&A*, 462, 1069
- [39] Echevarria, J., Costero, R., & Michel, R. 1993, *A&A*, 275, 201
- [40] Echevarria, J. 1983, *RMxAA*, 8, 109
- [41] Eggleton, P. P. 1983, *ApJ*, 268, 368
- [42] Ferrario, L., de Martino, D., & Gaensicke, B. 2015, [arXiv:1504.08072](https://arxiv.org/abs/1504.08072)
- [43] Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, 111, 63
- [44] Frank, J., Lasota, J.-P., & Chanmugam, G. 1995, *ApJ*, 453, 446
- [45] Fleming, T. A., Gioia, I. M., & Maccacaro, T. 1989, *ApJ*, 340, 1011
- [46] Friend, M. T., Martin, J. S., Connon-Smith, R., & Jones, D. H. P. 1990, *MNRAS*, 246, 654
- [47] García-Díaz, M. T., González-Buitrago, D., López, J. A., et al. 2014, *AJ*, 148, 57
- [48] Garnavich, P. M., Szkody, P., Robb, R. M., Zurek, D. R., & Hoard, D. W. 1994, *ApJ*, 435, L141
- [49] Glebocki, R., Musielak, G., & Stawikowski, A. 1980, *AcA*, 30, 453
- [50] Grauer, A. D., & Bond, H. E. 1983, *ApJ*, 271, 259
- [51] González-Buitrago, D., Tovmassian, G., Zharikov, S., et al. 2013, *A&A*, 553, A28
- [52] Gonzalez, D., Tovmassian, G., Zharikov, S., Aviles, A., & Echevarria, J. 2010, [arXiv:1009.5803](https://arxiv.org/abs/1009.5803)
- [53] Haardt, F., & Maraschi, L. 1991, *ApJ*, 380, L51
- [54] Hall, J. C. 2008, *Living Reviews in Solar Physics*, 5, 2

- [55] Hall D.S., 1976, in Multiple Periodic Variable Stars, IAU Coll. No: 29, (ed. W.S. Fitch), D. Reidel Publ. p.287.
- [56] Högbom, J. A. 1974, A&AS, 15, 417
- [57] Harrison, T. E., McNamara, B. J., Szkody, P., et al. 1999, ApJ, 515, L93
- [58] Hill, C. A., Watson, C. A., Shahbaz, T., Steeghs, D., & Dhillon, V. S. 2014, MNRAS, 444, 192
- [59] Howell, S. B., Nelson, L. A., & Rappaport, S. 2001, Apj, 550, 897
- [60] Howell, S. B., Rappaport, S., & Politano, M. 1997, MNRAS, 287, 929
- [61] I. Iben, Jr. The life and times of an intermediate mass star ? in isolation/in a close binary. Q. J. Roy. Astron. Soc., 26:1:39, 1985.
- [62] Ignace, R., Giroux, M. L., & Luttermoser, D. G. 2010, MNRAS, 402, 2609
- [63] Iben, I., Jr., & Livio, M. 1993, PASP, 105, 1373
- [64] Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A. 1984, ApJS, 56, 257
- [65] Kalberla, P. M. W., Dedes, L., Arnal, E. M., et al. 2005, Extra-Planar Gas, 331, 81
- [66] Kalberla, P. M. W. 2009, Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A, 604, 119
- [67] Katz, D., Munari, U., Cropper, M., et al. 2004, MNRAS, 354, 1223
- [68] Knigge, C. 2006, MNRAS, 373, 484
- [69] Knigge, C., Baraffe, I., & Patterson, J. 2011, ApJS, 194, 28
- [70] Kraft, R. P., Mathews, J., & Greenstein, J. L. 1962, ApJ, 136, 312
- [71] King, A. R., & Lasota, J. P. 1979, MNRAS, 188, 653
- [72] King, A. R. 1988, GIRAS, 29, 1
- [73] King, A. R., Whitehurst, R., & Frank, J. 1990, MNRAS, 244, 731

- [74] Kholopov, P. N., & Efremov, Y. N. 1976, *Peremennye Zvezdy*, 20, 277
- [75] Kolb, U., & Ritter, H. 1992, *A&A*, 254, 213
- [76] Kolb, U., & Stehle, R. 1996, *MNRAS*, 282, 1454
- [77] Kopal, Z. 1959, *The International Astrophysics Series*, London: Chapman AMP Hall, 1959,
- [78] Kraft, R. P. 1962, *ApJ*, 135, 408
- [79] Kron, G. E. 1952, *ApJ*, 115, 301
- [80] Kuijpers, J., & Pringle, J. E. 1982, *A&A*, 114, L4
- [81] Lamb, D. Q., & Masters, A. R. 1979, *ApJ*, 234, L117
- [82] Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- [83] Lehtinen, J., Jetsu, L., Hackman, T., Kajatkari, P., & Henry, G. W. 2012, *A&A*, 542, A38
- [84] Liang, E. P. T., & Price, R. H. 1977, *ApJ*, 218, 247
- [85] Li, J., Wickramasinghe, D. T., & Wu, K. 1995, *MNRAS*, 276, 255
- [86] Li, J. K., Wu, K. W., & Wickramasinghe, D. T. 1994, *MNRAS*, 268, 61
- [87] Liedahl, D. A., Osterheld, A. L., & Goldstein, W. H. 1995, *ApJ*, 438, L115
- [88] Linsky, J. L., & Haisch, B. M. 1979, *ApJ*, 229, L27
- [89] Linsky, J. L., & Avrett, E. H. 1970, *PASP*, 82, 169
- [90] Lockwood, G. W., Thompson, D. T., Radick, R. R., et al. 1984, *PASP*, 96, 714
- [91] Lomb, N. R. 1976, *Ap&SS*, 39, 447
- [92] Mahdi, B. 2008, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 36, 1
- [93] Malkov, O. Y. 2007, *MNRAS*, 382, 1073
- [94] Martinez-Arnaiz, R. M., Maldonado, J., Montes, D., Eiroa, C., & Montesinos, B. 2011, *Highlights of Spanish Astrophysics VI*, 539

- [95] Malyuto, V., Oestreicher, M. O., & Schmidt-Kaler, T. 1997, *MNRAS*, 286, 500
- [96] Mazeh, T., & Zucker, S. 1994, *Ap&SS*, 212, 349
- [97] McCuskey, S. W. 1955, *ApJS*, 2, 75
- [98] Mersch, G., & Heck, A. 1980, *A&A*, 85, 93
- [99] Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M., & van den Oord, G. H. J. 1985, *A&AS*, 62, 197
- [100] Mitsuda, K., Bautz, M., Inoue, H., et al. 2007, *PASJ*, 59, 1
- [101] Narain, U., & Ulmschneider, P. 1996, *Space Sci. Rev*, 75, 453
- [102] Nassau, J. J., & Macrae, D. A. 1955, *ApJ*, 121, 32
- [103] Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- [104] Orio, M., & Ogelman, H. 1992, *IAU Circ*, 5680, 2
- [105] Pallavicini, R., Golub, L., Rosner, R., et al. 1981, *ApJ*, 248, 279
- [106] Parsons, S. G., Marsh, T. R., Gänsicke, B. T., et al. 2013, *MNRAS*, 436, 241
- [107] Patterson, J. 1984, *ApJS*, 54, 443
- [108] Paczynskii, B. 1976, *BAAS*, 8, 442
- [109] Paczyński, B. 1971, *ARA&A*, 9, 183
- [110] Petre, R., Mitsuda, K., & Angelini, L. 2012, *American Institute of Physics Conference Series*, 1427, 1
- [111] Pickles, A. J. 1998, *PASP*, 110, 863
- [112] Piening, A. T. 1978, *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, 6, 60
- [113] Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992 *Numerical Recipes*. Cambridge Univ. Press, Cambridge.

- [125] Reimers, D., & Hagen, H.-J. 2000, *A&A*, 358, L45
- [124] Reimers, D., Hagen, H.-J., & Hopp, U. 1999, *A&A*, 343, 157
- [116] Reid, I. N., & Hawley, S. L. 2000, *New Light on Dark Stars* (New York: Springer)
- [117] Richman, H. R. 1996, *ApJ*, 462, 404
- [118] Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, *AJ*, 93, 968
- [119] Roberts, W. O. 1945, *ApJ*, 101, 136
- [120] Roming, P. W. A., Kennedy, T. E., Mason, K. O., et al. 2005, *SSR*, 120, 95
- [121] Patterson, J. 1994, *PASP*, 106, 209
- [122] Rappaport, S., Verbunt, F., & Joss, P. C. 1983, *ApJ*, 275, 713
- [123] Reichart, D., Nysewander, M., Moran, J., et al. 2005, *Nuovo Cimento C Geophysics Space Physics C*, 28, 767
- [124] Reimers, D., Hagen, H.-J., & Hopp, U. 1999, *A&A*, 343, 157
- [125] Reimers, D., & Hagen, H.-J. 2000, *A&A*, 358, L45
- [126] Ritter, H. & Kolb, U. 2003, *A&A*, 404, 301
- [127] Robinson, E. L. 1976, *ARA&A*, 14, 119
- [128] Rockosi, C. M. 2005, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 37, #147.01
- [129] Sarna, M. J., Pych, W., & Smith, R. C. 1995, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4165, 1
- [130] Shafter, A. W. 1983, *ApJ*, 267, 222
- [131] Shafter, A. W., Reinsch, K., Beuermann, K., et al. 1995, *ApJ*, 443, 319
- [146] Schmidt, G. D., Szkody, P., Vanlandingham, K. M., et al. 2005, *ApJ*, 630, 1037
- [133] Schoneich W., Lange D., 1981, *AJ*, 93, 968

-
- [134] Schreiber, M. R., Gänsicke, B. T. 2003, *A&A*, 406, 305
- [155] Schwarz, U. J. 1978, *A&A*, 65, 345
- [136] Schwarz, R., Schwobe, A. D., & Staude, A. 2001, *A&A*, 374, 189
- [137] Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- [138] Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835
- [139] Simkin, S. M. 1972, *Nature*, 239, 43
- [140] Simkin, S. M. 1974, *A&A*, 31, 129
- [141] Sion, E. M. 1999, *PASP*, 111, 532
- [142] Sion, E. M., Winter, L., Urban, J. A., et al. 2004, *AJ*, 128, 1795
- [143] Southworth, J., Gänsicke, B. T., & Breedt, E. 2012, *IAU Symposium*, 282, 123
- [144] Smak, J. 1983, *ApJ*, 272, 234
- [145] Smith, D. A., & Dhillon, V. S. 1998, *MNRAS*, 301, 767
- [146] Schmidt, G. D., Szkody, P., Vanlandingham, K. M., et al. 2005, *ApJ*, 630, 1037
- [147] Spruit, H. C., & Ritter, H. 1983, *A&A*, 124, 267
- [148] Steinmetz, M., Zwitter, T., Siebert, A., et al. 2006, *AJ*, 132, 1645
- [149] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- [150] Schneider, D. P., & Young, P. 1980, *ApJ*, 238, 946
- [151] Schmidt, G. D., Stockman, H. S., & Grandi, S. A. 1983, *ApJ*, 271, 735
- [152] Schwobe, A. D. 1995, *Reviews in Modern Astronomy*, 8, 125
- [153] Schwobe, A. D., Schreiber, M. R., & Szkody, P. 2006, *A&A*, 452, 955
- [154] Schwarz, R., Reinsch, K., Beuermann, K., & Burwitz, V. 2005, *A&A*, 442, 271
- [155] Schwarz, U. J. 1978, *A&A*, 65, 345

- [156] Schwobe, A. D., Mantel, K.-H., & Horne, K. 1997, *A&A*, 319, 894
- [157] Schwobe, A. D., Brunner, H., Hambaryan, V., & Schwarz, R. 2002, *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, 261, 102
- [158] Schwarzschild, M. 1948, *ApJ*, 107, 1
- [159] Shakura, N. I., & Sunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- [160] Solanki, S. K., Livingston, W., & Ayres, T. 1994, *Science*, 263, 64
- [161] Szkody, P. 1998, *Wild Stars in the Old West*, 137, 18
- [162] Szkody, P., Henden, A., Fraser, O. J., et al. 2005, *AJ*, 129, 2386
- [163] Szkody, P., Harrison, T. E., Plotkin, R. M., et al. 2006, *ApJ*, 646, L147
- [164] Tapia, M., Rodríguez, L. F., Tovmassian, G., et al. 2014, *RMxAA*, 50, 127
- [165] Traulsen, I., Reinsch, K., Schwobe, A. D., et al. 2011, *A&A*, 529, A116
- [166] Thorstensen, J. R., Davis, M. K., & Ringwald, F. A. 1991, *AJ*, 102, 683
- [167] Thorstensen, J. R. 2003, *AJ*, 126, 3017
- [168] Thorstensen, J. R., Peters, C. S., & Skinner, J. N. 2010, *PASP*, 122, 1285
- [169] Torres, G., Andersen, J., & Gimenez, A. 2010, *A&A Rev.*, 18, 67
- [170] Tovmassian, G. H., Szkody, P., Greiner, J., et al. 1999, *Annapolis Workshop on Magnetic Cataclysmic Variables*, 157, 133
- [171] Tovmassian, G., Orío, M., Zharikov, S., et al. 2002, *Classical Nova Explosions*, 637, 72
- [172] Tovmassian, G. H., & Zharikov, S. V. 2007, *A&A*, 468, 643
- [173] Tovmassian, G., Stephania Hernandez, M., González-Buitrago, D., Zharikov, S., & García-Díaz, M. T. 2014, *AJ*, 147, 68
- [174] Tout, C. A., & Pringle, J. E. 1992, *MNRAS*, 256, 269

- [175] Tutukov, A. V., Fedorova, A. V., Ergma, E. V., & Yungelson, L. R. 1985, *Soviet Astronomy Letters*, 11, 52
- [176] Tutukov, A. V., Fedorova, A. V., Ergma, E. V., & Yungelson, L. R. 1987, *Soviet Astronomy Letters*, 13, 328
- [177] Uchida, Y., & Sakurai, T. 1982, *Magnetospheric Phenomena of Celestial Bodies*, 77
- [178] van Paradijs, J. 1986, *MNRAS*, 218, 31P
- [179] Vaughan, A. H., Preston, G. W., Baliunas, S. L., et al. 1981, *ApJ*, 250, 276
- [180] Verbunt, F., & Zwaan, C. 1981, *A&A*, 100, L7
- [181] Vennes, S. 1999, *ApJ*, 525, 995
- [182] Vilhu, O. 1984, *A&A*, 133, 117
- [183] Warner, B. 1976, *Structure and Evolution of Close Binary Systems*, 73, 85
- [184] Warner, B., & Nather, R. E. 1971, *MNRAS*, 152, 219
- [185] Warner, B. 1995, *Cataclysmic Variable Stars* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [186] 1996, *Ap&SS*, 236, 301
- [187] Webbink, R. F. 1979, *IAU Colloq. 53: White Dwarfs and Variable Degenerate Stars*, 426
- [188] Webbink, R. F., & Wickramasinghe, D. T. 2005, *The Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, 330, 137
- [189] Wheeler, J. C. 2012, *ApJ*, 758, 123
- [190] Whitehurst, R. 1988, *MNRAS*, 232, 35
- [191] Wilson, O. C. 1978, *ApJ*, 226, 379
- [192] Wilson, O. C. 1963, *ApJ*, 138, 832
- [193] Wickramasinghe, D. T., Li, J., & Wu, K. 1996, *PASA*, 13, 81

-
- [194] Williams, R. E. 1980, *ApJ*, 235, 939
- [195] Williams, R. E., & Ferguson, D. H. 1983, *IAU Colloq. 72: Cataclysmic Variables and Related Objects*, 101, 97
- [196] Woelk, U., & Beuermann, K. 1996, *A&A*, 306, 232
- [197] Wood, B. E., Müller, H.-R., Zank, G. P., & Linsky, J. L. 2002, *ApJ*, 574, 412
- [198] York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- [199] Yoss, K. M. 1961, *ApJ*, 134, 809
- [200] Zharikov, S., Tovmassian, G., Aviles, A., et al. 2013, *A&A*, 549, A77
- [201] Zhilkin, A. G., Bisikalo, D. V., & Boyarchuk, A. A. 2012, *Physics Uspekhi*, 55, 115
- [202] Zucker, S., & Mazeh, T. 2006, *MNRAS*, 371, 1513