

Cataclysmic Variables Part 2 – Variability, Superoutbursts and Magnetism

Mauro Jélvez

1. Introducción

Las Variables Cataclísmicas (CVs) son sistemas binarios cerrados donde una enana blanca (WD) acreta material de una estrella compañera, típicamente una enana de secuencia principal. Este documento analiza fenómenos de variabilidad a corto y largo plazo, así como las propiedades de los sistemas magnéticos.

2. Fenómenos de Corto Plazo

2.1. Flickering (Parpadeo)

El *flickering* representa variaciones estocásticas de luz con escalas temporales desde segundos hasta aproximadamente 1 hora.

2.1.1. Origen Físico

El origen del flickering está asociado con turbulencias en el proceso de transferencia de masa y acreción. Los estudios observacionales han revelado información crucial sobre su localización:

- **Warner & Nather (1971)** - Estudio de U Gem:
 - Observaron que no hay flickering durante el eclipse del punto brillante (*bright spot*)
 - Conclusión: La ubicación del flickering coincide con el punto brillante
 - El punto brillante es la región donde el flujo de gas impacta el disco de acreción

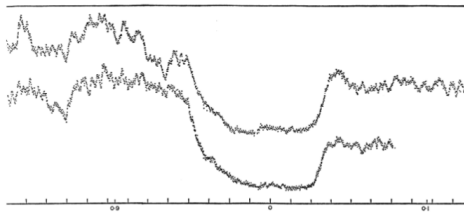
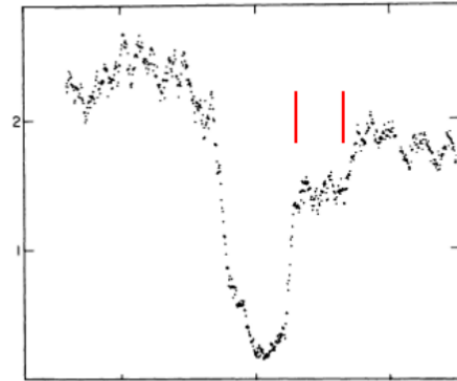


Fig. 1.

- **Patterson (1981)** - Estudio de HT Cas:
 - El flickering se reinicia antes del egreso del punto brillante
 - Conclusión: El flickering también se origina en el disco interno
- **Bruch (1996)** - Estudio de Z Cha:
 - Ambas localizaciones (punto brillante y disco interno) pueden contribuir al flickering
 - Esto sugiere múltiples regiones de turbulencia activa

2.2. Oscilaciones Cuasi-Periódicas (QPOs)

Las oscilaciones cuasi-periódicas representan variaciones de brillo con periodicidades características pero no estrictamente regulares. Se clasifican en tres tipos principales:



Patterson (1981)

Fig. 2.

2.2.1. Oscilaciones de Enanas Novas (DNOs)

Propiedades observacionales:

- Período: $P \sim 5 - 40$ s
- Dependencia con luminosidad: $P = P_{\min}$ cuando $L = L_{\max}$
- Observadas en rayos X blandos y EUV (ultravioleta extremo)
- Solo en CVs con alta tasa de acreción \dot{M}
- Presentes en: Enanas novae durante explosión y sistemas tipo Nova-Like (NLs)

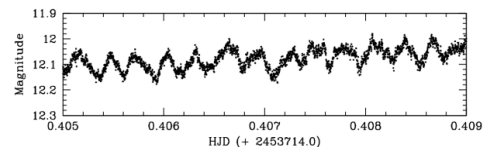


Fig. 3.

2.2.2. DNOs de Período Largo (lpDNOs)

Características distintivas:

- Período: $P \sim 50$ s
- No dependen de la luminosidad: $P \neq P(L)$
- También solo en CVs con alta \dot{M}

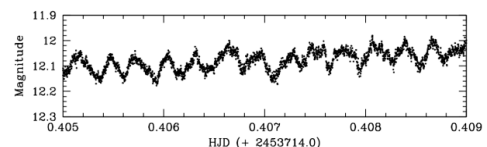


Fig. 4.

2.2.3. Oscilaciones Cuasi-Periódicas (QPOs)

Propiedades:

- Período: $P \sim 30 - 300$ s
- Probablemente dependientes de luminosidad: $P = P(L)$
- Pueden ocurrir en CVs con alta o baja \dot{M}

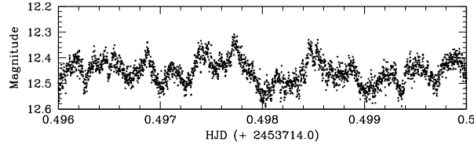


Fig. 5.

2.2.4. Relaciones Entre Períodos

Aproximadamente se cumple:

$$P_{\text{DNO}} \sim \frac{1}{4} P_{\text{IpDNO}} \sim \frac{1}{16} P_{\text{QPO}} \quad (1)$$

Ejemplos observacionales:

- VZ Pyx durante explosión: DNOs y QPOs presentes simultáneamente (también IpDNOs)

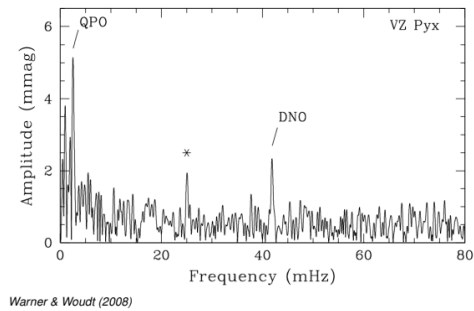


Fig. 6.

- VW Hyi: Durante la explosión, $P_{\text{DNO}} \rightarrow P_{\text{IpDNO}}$, y se mantiene $P_{\text{DNO}} \sim \frac{1}{16} P_{\text{QPO}}$

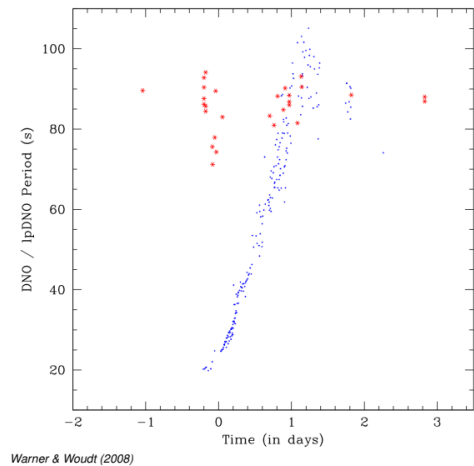


Fig. 7.

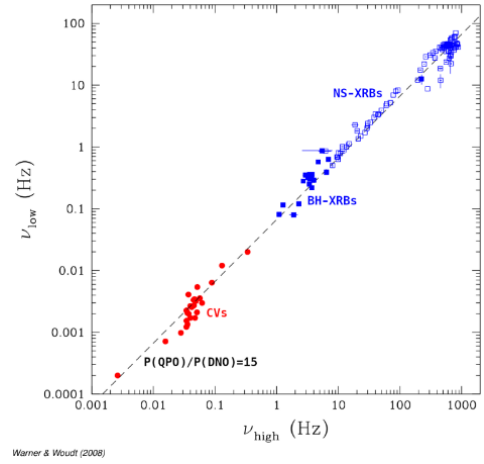


Fig. 8.

2.2.5. Interpretación Física (Warner & Woudt 2008)

El modelo propuesto para explicar estas oscilaciones involucra:

- Proceso de acreción sobre la WD:**
 - Requiere campo magnético débil/intermedio: $B \leq 10^5$ G
 - A esta intensidad de campo, la WD no rota como un cuerpo rígido sólido
 - Condición: $P_{\text{rot,outer}} \neq P_{\text{rot,core}}$
- Formación de cinturón ecuatorial:**
 - La diferencia en velocidad angular permite acumulación de material en un cinturón ecuatorial
 - Este cinturón acelera y desacelera durante la explosión debido a $\Delta \dot{M}$
- Dinámica del cinturón:**
 - El cinturón se mueve demasiado rápido para su masa
 - Impulsa material hacia el disco
 - Pérdida de momento angular: $\dot{J} < 0$
 - Resultado: $P_{\text{DNO}} \rightarrow P_{\text{IpDNO}}$
- Origen de los QPOs:**
 - Reprocesamiento de la señal DNO en el borde interno del disco
 - Mecanismo: onda viajera

Conexión con sistemas de rayos X binarios: Warner & Woudt sugieren que puede haber un proceso relacionado en XRBs (sistemas binarios de rayos X), tema desarrollado en la revisión de Ingram & Motta (2020).

2.3. WDs Pulsantes en CVs

2.3.1. Condiciones para Pulsaciones

Las pulsaciones en enanas blancas dentro de CVs requieren condiciones específicas:

- **Tasa de acreción muy baja:** \dot{M} muy pequeño
- La WD domina en el rango óptico (azul)
- Temperatura: $T_{\text{WD}} \sim 12,000$ K
- Esta temperatura corresponde a la *franja de inestabilidad ZZ Ceti*

2.3.2. Observaciones y Peculiaridades

Solo se conocen unos pocos sistemas con estas características. El estudio de Szkody et al. (2010) reveló hallazgos importantes:

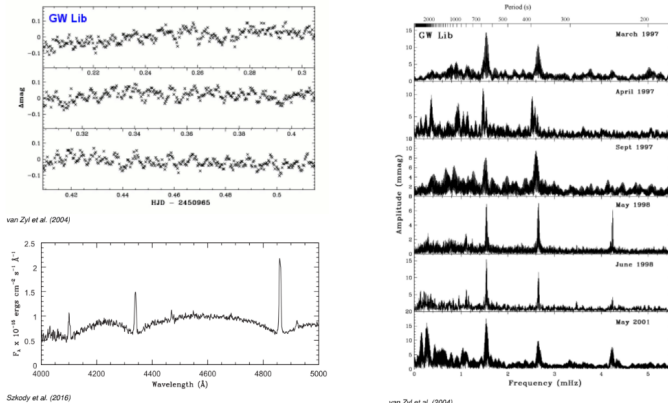


Fig. 9.

1. No todas las WDs en el rango de temperatura correcto pulsan:

- Además de las CVs de disco en la tabla del estudio
- Hay 11 WDs en CVs magnéticas en ese rango (Townsend & Gänsicke 2009)
- Ninguna de las CVs magnéticas muestra pulsaciones

2. Cesación de pulsaciones:

- Algunas WDs que pulsaban dejaron de hacerlo
- Un caso explicable: una explosión calentó la WD a 17,000 K
- Casos sin explicación: SDSS0919, SDSS1339

2.4. La Secundaria en la Curva de Luz

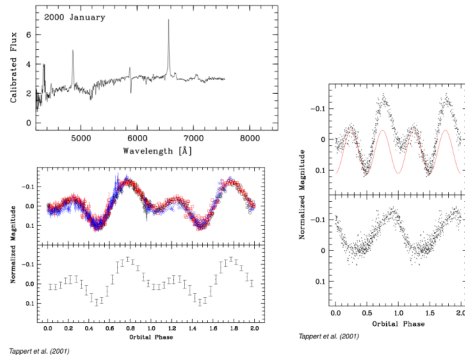


Fig. 10.

2.4.1. Caso: LY UMa

Sistema con $P_{\text{orb}} = 6.51$ h estudiado por Tappert et al. (2001):

Características observacionales:

- Disco débil + secundaria brillante
- Las variaciones elipsoidales se vuelven visibles
- La curva de luz está dominada por:
 1. La secundaria deformada (variaciones elipsoidales)
 2. El sitio de impacto del flujo de gas (punto brillante)

Análisis: Al restar una función sinusoidal que representa la variación elipsoidal, aparece una joroba típica del punto brillante, confirmando que la curva de luz combina ambos efectos.

3. Supersalidas (Superoutbursts)

3.1. Estrellas SU UMa

Las estrellas SU UMa representan una subclase importante de enanas novae caracterizadas por supersalidas periódicas además de las explosiones normales.

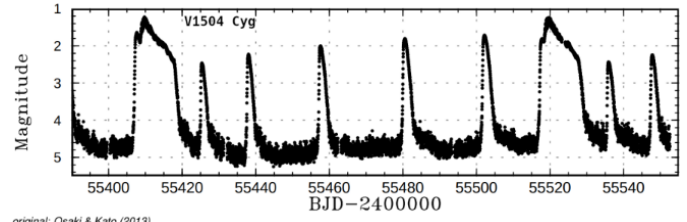


Fig. 11.

3.1.1. Propiedades de las Supersalidas

Parámetros observacionales:

- $\Delta m_S \sim 5 - 8$ mag (amplitud de brillo) (2)
- $\Delta t_S \sim 10 - 20$ días (duración) (3)
- $\Delta t_{r,S} \sim 200 - 300$ días (tiempo de recurrencia) (4)
- $P_{\text{orb}} \sim 1.3 - 2.8$ h (período orbital) (5)
- $\dot{M} \sim 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (tasa de acreción) (6)

3.1.2. Superjorobas (Superhumps)

Característica definitoria:

- Todas las estrellas SU UMa muestran superjorobas durante supersalidas
- Período de superjorobas: $P_{\text{sh}} \sim 2 - 3\%$ más largo que P_{orb}
- Esta diferencia es crucial para entender la física del sistema

3.2. Estrellas ER UMa

Las estrellas ER UMa ocupan el extremo de tiempo de recurrencia corto del espectro de sistemas SU UMa. **Propiedades:**

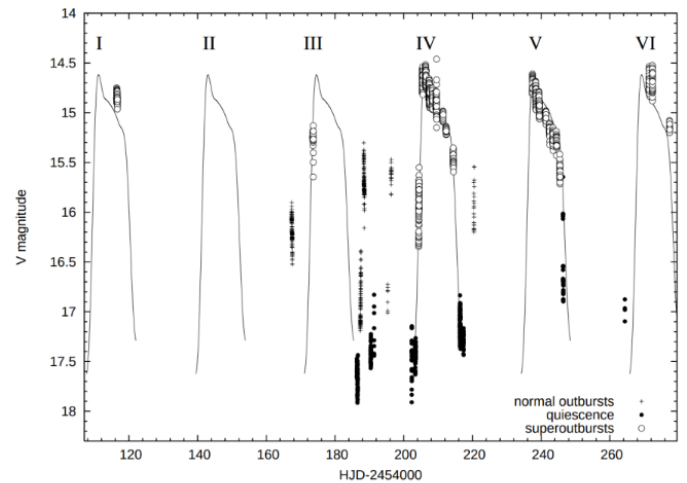


Fig. 12.

$$\Delta t_{r,S} \sim 20 - 50 \text{ días} \quad (7)$$

$$\dot{M} \sim 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (8)$$

Mayor tasa de acreción \Rightarrow supersalidas más frecuentes.

3.3. Estrellas WZ Sge

Representan el extremo opuesto: tiempo de recurrencia extremadamente largo. **Características:**

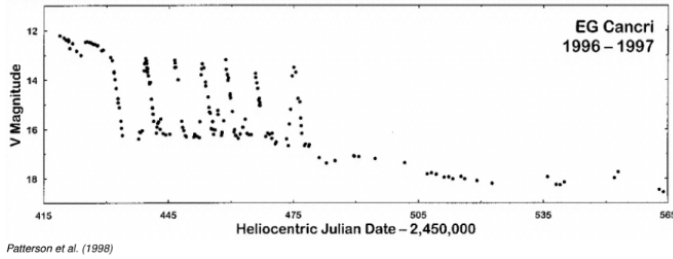


Fig. 13.

$$\Delta t_{r,S} \geq 10 \text{ años} \quad (9)$$

$$\dot{M} \leq 10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (10)$$

Peculiaridades:

- No muestran explosiones normales
- Presentan "explosiones eco" (*echo outbursts*)
- Estas son explosiones secundarias que siguen a la supersalida principal

Fig. 14.

3.4. Modelo de Supersalidas (Osaki 1989)

El modelo de Osaki combina dos tipos de inestabilidades para explicar las supersalidas.

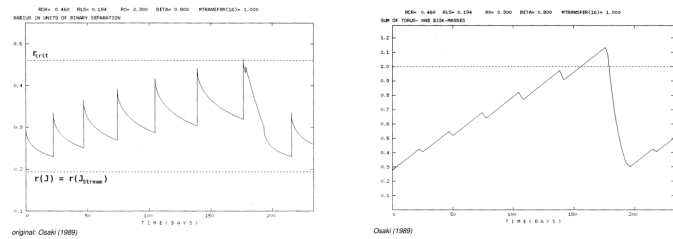


Fig. 15.

3.4.1. Componentes del Modelo

1. Inestabilidad normal del disco + inestabilidad mareal

Las estrellas SU UMa tienen discos con viscosidad muy baja, lo que implica:

- Transferencia lenta de masa a través del disco
- Durante explosiones normales:
 - El radio exterior del disco crece
 - La masa dentro del disco aumenta

2. Condición crítica:

Eventualmente, el radio del disco excede el radio crítico para inestabilidad mareal:

$$r_{\text{disco}} > r_{\text{crítico, mareal}}$$

3.4.2. Dinámica de la Supersalida

Secuencia de eventos:

1. **Formación de disco elíptico:**
 - Inestabilidad axisimétrica
 - Se forma un disco exterior elíptico y precesante
2. **Torque mareal adicional:**
 - La secundaria ejerce torque adicional sobre el disco elíptico
 - Remoción de momento angular: $\Delta J < 0$
 - El material es barrido hacia el interior
3. **Aumento de parámetros del disco:**
 - Densidad superficial: $\Sigma \uparrow$
 - Temperatura: $T \uparrow$
 - Viscosidad cinemática: $\nu_K \uparrow$
4. **Resultado:**
 - Evolución viscosa del disco
 - Material es depositado sobre la WD
 - Supersalida más brillante y duradera que explosión normal

3.5. Resonancias Mareales

Las resonancias mareales son fundamentales para entender la física de las supersalidas.

3.5.1. Definición de Resonancia

Período de una partícula a radio r : P_p

Condición de resonancia:

$$P_p = \frac{1}{n} P_{\text{orb}}, \quad n = 1, 2, 3, \dots \quad (11)$$

3.5.2. Derivación del Radio de Resonancia

Tercera Ley de Kepler para el sistema binario:

$$a^3 = \frac{P_{\text{orb}}^2 M_1 (1 + q) G}{4\pi^2}, \quad q = \frac{M_2}{M_1} \quad (12)$$

Órbita de partícula en el disco a radio r :

$$r^3 = \frac{P_p^2 M_1 G}{4\pi^2} \quad (13)$$

Razón de radios:

$$\frac{r}{a} = \left(\frac{P_p}{P_{\text{orb}}} \right)^{2/3} (1 + q)^{-1/3} \quad (14)$$

3.5.3. Radio Mareal Límite

Simulaciones numéricas muestran que el radio máximo del disco está determinado por el límite mareal:

$$\frac{r_{\text{tidal}}}{a} = \frac{0.6}{1 + q} \quad (15)$$

Este es el radio donde el disco externo es truncado por interacción mareal con la secundaria.

3.5.4. Condición para Resonancias en el Disco

Para que exista una resonancia dentro del disco:

$$r < r_{\text{tidal}} \Rightarrow \frac{r}{r_{\text{tidal}}} = \frac{5}{3} \left(\frac{P_p}{P_{\text{orb}}} \right)^{2/3} (1+q)^{2/3} < 1 \quad (16)$$

Resonancia 2:1 ($P_p = \frac{1}{2}P_{\text{orb}}$):

$$\frac{5}{3} \left(\frac{1+q}{2} \right)^{2/3} < 1 \Rightarrow q < \left(\frac{3}{5} \right)^{3/2} \times 2 - 1 = -0.07 \quad (17)$$

Físicamente imposible (q debe ser positivo).

Resonancia 3:1 ($P_p = \frac{1}{3}P_{\text{orb}}$):

$$q < \left(\frac{3}{5} \right)^{3/2} \times 3 - 1 = 0.39 \quad (18)$$

Cálculos más precisos: Incluyendo perturbaciones de la secundaria: $q \leq 0.34$

Resonancias superiores:

- Resonancias $n \geq 4$ también se realizan
- La fuerza de la resonancia disminuye con n creciente

3.5.5. Razones de Masa en CVs

Las observaciones muestran que las estrellas SU UMa tienen típicamente:

$$q \lesssim 0.3$$

Esto es consistente con la existencia de la resonancia 3:1 en sus discos, validando el modelo de Osaki.

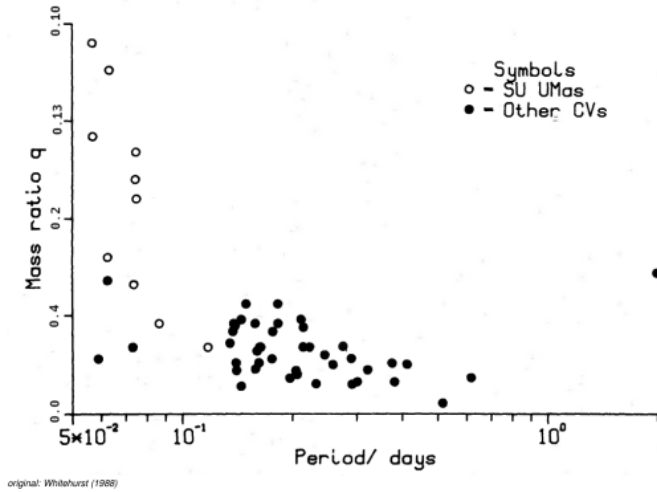


Fig. 16.

3.6. Física de las Superjorobas

3.6.1. Mecanismo de Precesión

Modelo de Whitehurst (1988):

1. La interacción mareal con la secundaria genera un disco ex-céntrico
2. Las resonancias mareales causan precesión del disco
3. La precesión tiene período P_{prec}

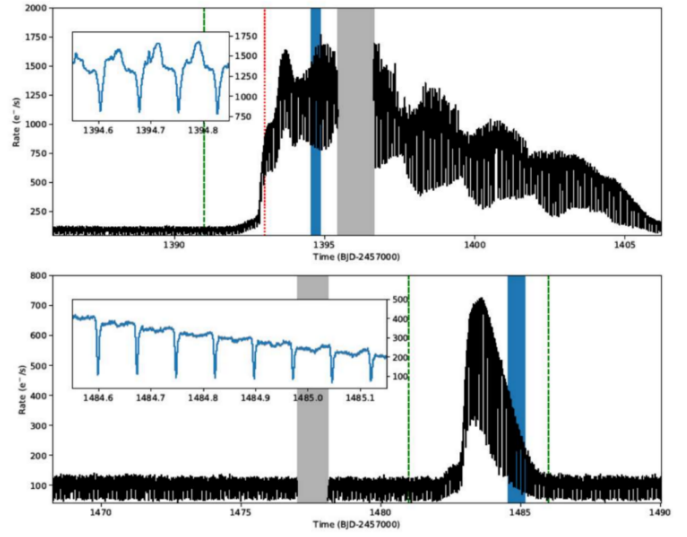
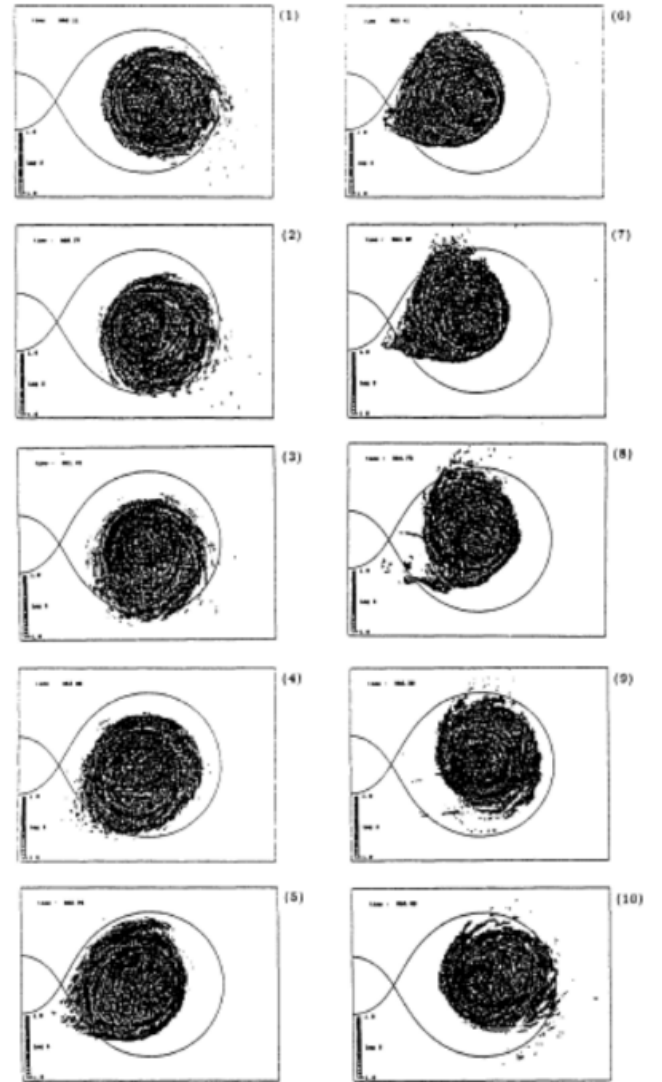


Fig. 17.



Whitehurst (1988)

Fig. 18.

3.6.2. Origen de las Superjorobas

¿Por qué se observan superjorobas?

- La interacción del disco elíptico exterior con la secundaria produce:
 - Disipación de energía
 - Radiación observada como variación periódica
- Debido a la precesión:
 - En diferentes órbitas, la secundaria y el disco elíptico se alinean en diferentes fases orbitales
 - Esto produce una modulación con período diferente al orbital

3.6.3. Relación de Períodos (Período de Batido)

P_{sh} es un período de batido entre P_{prec} y P_{orb} :

$$P_{sh} = \frac{P_{prec}}{P_{orb}} - 1 \quad (19)$$

O equivalentemente:

$$\frac{1}{P_{sh}} = \frac{1}{P_{orb}} - \frac{1}{P_{prec}} \quad (20)$$

Ejemplo: IY UMa

$$P_{orb} = 106 \text{ min} \quad (21)$$

$$P_{sh} = 109 \text{ min} \quad (22)$$

$$\Rightarrow P_{prec} = 2.7 \text{ días} \quad (23)$$

El disco completa una precesión en aproximadamente 2.7 días.

3.7. Superjorobas Negativas

Las superjorobas negativas son una variante menos común pero igualmente importante.

3.7.1. Características

- "Negativas" porque: $P_{SH} < P_{orb}$
- Pueden coexistir con superjorobas positivas

3.7.2. Origen Físico

Según Wood & Burke (2007):

- Origen: Sitio de impacto del flujo de acreción sobre un disco inclinado y precesante
- El disco tiene una inclinación respecto al plano orbital
- La precesión del disco inclinado modula la visibilidad del punto de impacto

4. CVs Magnéticas

4.1. Polares (Estrellas AM Her)

Los polares representan el caso extremo de CVs magnéticas con campos muy intensos.

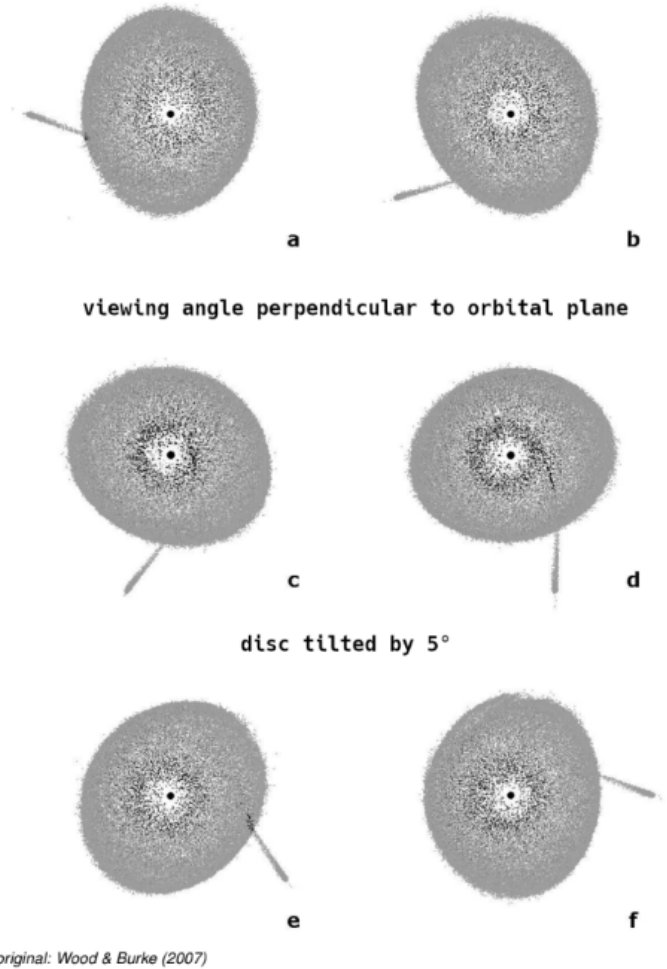


Fig. 19.

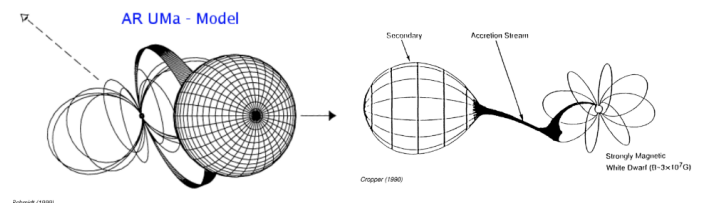


Fig. 20.

4.1.1. Nomenclatura

Llamadas "Polares" debido a su fuerte polarización circular observada:

- Dos componentes lineales perpendiculares entre sí
- Misma amplitud
- Diferencia de fase de $\pi/2$
- Esto produce polarización circular neta

4.1.2. Estados de Brillo

Los polares exhiben transiciones entre estados de alta y baja luminosidad:

Estado alto (High state):

- Acreción activa

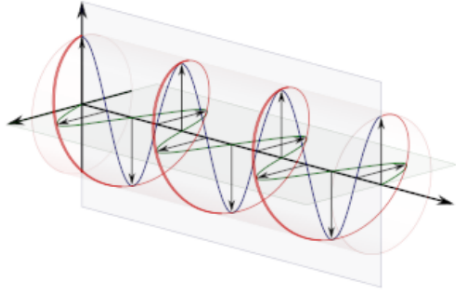


Fig. 21.

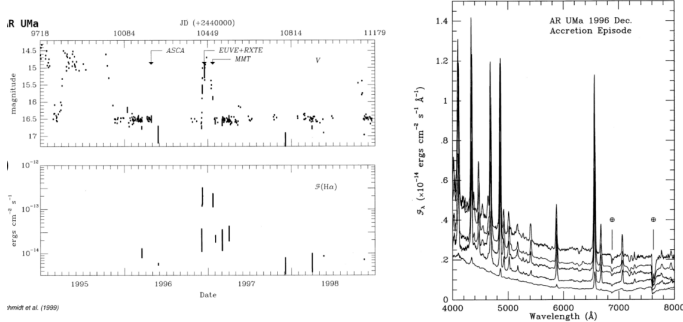


Fig. 22.

- Sistema brillante en óptico y rayos X

Estado bajo (Low state):

- Acreción reducida o detenida
- Sistema significativamente más débil
- Puede durar semanas o meses

Según Schmidt et al. (1999), estas transiciones son comunes y pueden ocurrir múltiples veces en un sistema dado.

4.1.3. Emisión de Ciclotrón

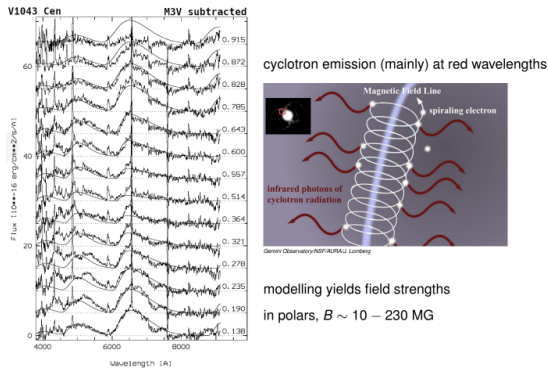


Fig. 23.

Características observacionales:

- Emisión fuerte en longitudes de onda rojas
- Origen: radiación de ciclotrón del gas acretante en el campo magnético intenso

Modelado: El análisis detallado de la emisión de ciclotrón permite determinar:

$$B \sim 10 - 230 \text{ MG} \quad (1 \text{ MG} = 10^6 \text{ G}) \quad (24)$$

Estos son campos magnéticos extraordinariamente intensos, comparables a los campos de estrellas de neutrones menos magnetizadas.

4.2. Magnetosfera

4.2.1. Definición

Siguiendo a Warner (1995):

La magnetosfera es el volumen dentro del cual el campo magnético afecta fuertemente el flujo de masa, energía y momento angular.

4.2.2. Radio de Alfvén

El radio de la magnetosfera, r_A (radio de Alfvén), se obtiene del balance entre:

- Presión magnética
- Presión de ariete del gas en caída (considerando caída esféricamente simétrica)

Condición de equilibrio:

$$\frac{B^2(r_A)}{8\pi} = \rho(r_A)v_{in}^2(r_A) \quad (25)$$

4.2.3. Expresiones para las Cantidades Físicas

Campo magnético dipolar:

$$B(r) = \frac{\mu}{r^3}, \quad \mu = BR^3 \quad (\text{momento magnético}) \quad (26)$$

Velocidad de caída:

$$v_{in} \approx v_{ff} = \sqrt{\frac{2GM_1}{r}} \quad (27)$$

Densidad del gas:

$$\rho(r) = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v} \quad (28)$$

4.2.4. Resultado

Con valores típicos de CVs magnéticas:

$$r_A \sim d_{WD-L_1} \quad (29)$$

donde d_{WD-L_1} es la distancia de la enana blanca al punto Lagrangiano L_1 .

4.2.5. Consecuencia: Rotación Sincronizada

Implicación crucial:

- El campo magnético de la WD puede conectarse con la secundaria
- Esta conexión magnética produce torques
- Resultado final: rotación sincronizada de la WD

$$P_{spin,WD} = P_{orb} \quad (30)$$

La enana blanca rota con el mismo período que el orbital del sistema, como si estuviera "anclada" magnéticamente a la secundaria.

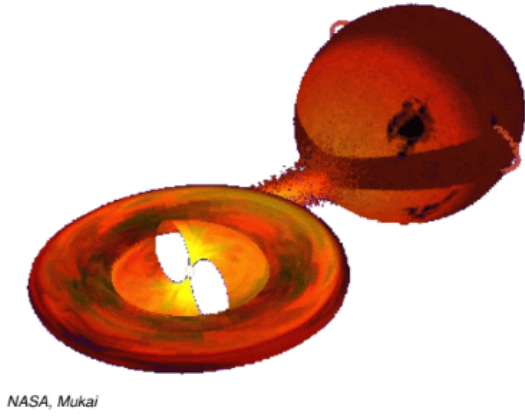


Fig. 24.

4.3. Polares Intermedios (Estrellas DQ Her)

Los polares intermedios ocupan un régimen de campo magnético intermedio entre las CVs no magnéticas y los polares.

4.3.1. Estructura del Sistema

Jerarquía de radios característicos:

$$r_{\text{circ}} > r_A > r_{\text{BL}} \quad (31)$$

donde:

- r_{circ} : radio de circularización (donde el gas forma el disco)
- r_A : radio de Alfvén
- r_{BL} : radio de la capa límite

Consecuencia:

- Se forma un disco de acreción
- El disco interno es disrumpido por el campo magnético
- Material fluye desde el borde interno del disco a lo largo de las líneas de campo

4.3.2. Propiedades Físicas

Campo magnético:

$$B \sim 1 - 10 \text{ MG} \quad (32)$$

Significativamente menor que en polares, pero aún suficiente para afectar el flujo de acreción.

Períodos orbitales:

$$P_{\text{orb}} \sim 1.6 - 10 \text{ horas} \quad (33)$$

Tasa de acreción: Mayor que en polares \Rightarrow fuentes intensas de rayos X duros.

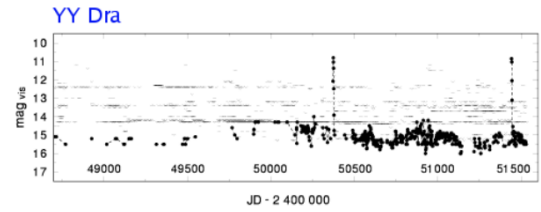
4.3.3. Característica Distintiva: Rotación No Sincronizada

A diferencia de los polares:

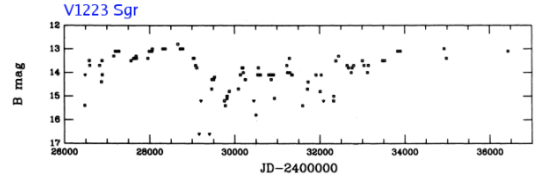
$$P_{\text{spin}} < P_{\text{orb}} \quad (34)$$

Explicación:

- El campo magnético es más débil que en polares
- No es suficientemente fuerte para sincronizar completamente la rotación
- La WD rota más rápido que el período orbital



Šimon (2000)



Garnavich & Szkody (1998)

Fig. 25.

4.3.4. Variabilidad

Explosiones y estados:

- Los IPs pueden mostrar explosiones tipo enana nova
- Pueden exhibir estados alto/bajo
- Ejemplos documentados:
 - Garnavich & Szkody (1998)
 - Šimon (2000)

Esta variabilidad indica que, aunque el campo magnético es significativo, no domina completamente la dinámica del sistema.

4.4. Emisión de Rayos X en CVs Magnéticas

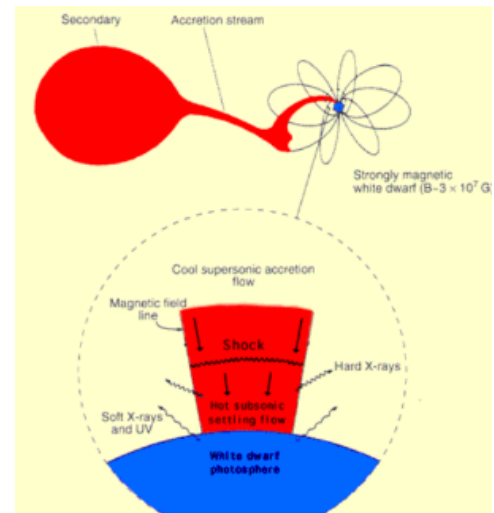


Fig. 26.

4.4.1. Origen de la Emisión

El sitio de impacto sobre la WD es la fuente principal de rayos X:

Proceso físico:

1. El gas fluye a lo largo de las líneas de campo magnético
2. Impacta la superficie de la WD a velocidades cercanas a la caída libre

3. Velocidad típica: $v \sim \sqrt{2GM_{WD}/R_{WD}} \sim 3000 - 5000$ km/s
4. La energía cinética se convierte en radiación térmica
5. Temperatura en la región de choque: $T \sim 10 - 50$ keV

4.4.2. Importancia Observacional

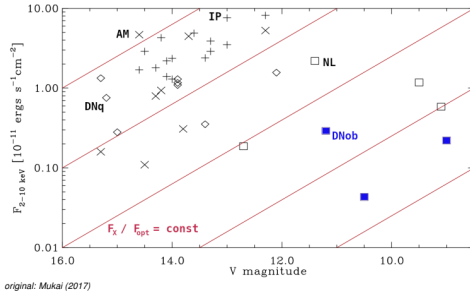


Fig. 27.

Descubrimiento de CVs magnéticas:

- La mayoría de las CVs magnéticas fueron descubiertas con observatorios de rayos X
- Satélites como ROSAT, RXTE, XMM-Newton, Chandra
- Los rayos X penetran oscurecimiento en óptico

Características espectrales:

- Espectro de rayos X duros (alta energía)
- Modulación con P_{spin} (en IPs) o P_{orb} (en polares)
- Líneas de emisión de Fe altamente ionizado
- Componente de bremsstrahlung térmico

4.5. Clasificación de Tipos de CVs

Según Knight et al. (2023), las CVs se pueden clasificar según la intensidad del campo magnético y la estructura del sistema de acreción:

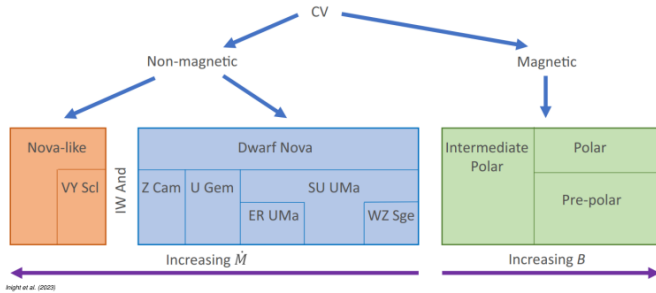


Fig. 28.

4.5.1. Esquema de Clasificación

1. **CVs No Magnéticas ($B \lesssim 0.1$ MG):**
 - Disco de acreción completo
 - Capa límite en la superficie de la WD
 - Incluye: Enanas novas, Nova-likes, SU UMa, etc.
2. **Polares Intermedios ($B \sim 1 - 10$ MG):**
 - Disco truncado internamente
 - Columnas de acreción magnética
 - $P_{spin} \neq P_{orb}$
3. **Polares ($B \sim 10 - 230$ MG):**
 - Sin disco de acreción
 - Flujo directo a lo largo de líneas de campo
 - $P_{spin} = P_{orb}$ (sincronización)

5. Degenerados Dobles

5.1. Sistemas AM CVn

Los sistemas AM CVn representan una clase única de variables cataclísmicas donde tanto el acretor como el donante son objetos degenerados o casi degenerados.

5.1.1. Definición

AM CVn = Degenerados dobles:

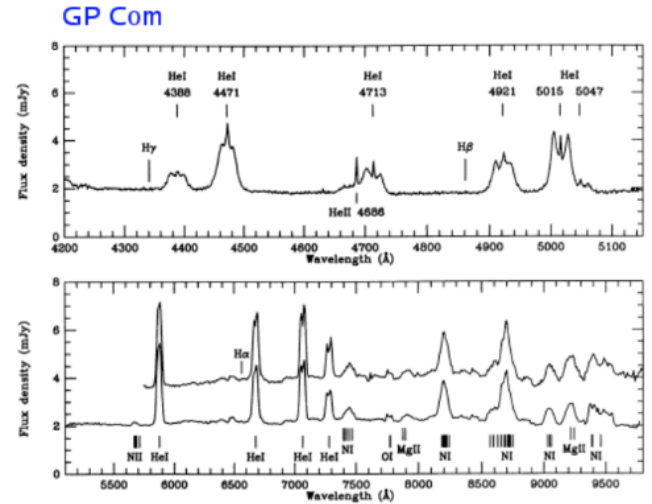
- Acretor: Enana blanca
- Donante: Estrella rica en helio (puede ser otra WD, estrella He, o enana He)
- Resultado: Disco de acreción rico en He

5.1.2. Características Observacionales

Según Marsh et al. (1991):

Espectroscopia:

- Ausencia de hidrógeno en los espectros
- Líneas intensas de helio
- Líneas de elementos más pesados (C, N, O)
- Espectro continuo azul en quiescencia



Marsh et al. (1991)

Fig. 29.

Variabilidad: Según Wood et al. (1987), estos sistemas exhiben una multitud de fenómenos:

- Estados alto/bajo similares a CVs normales
- Oscilaciones de alta frecuencia
- Explosiones tipo enana nova en algunos casos
- Variaciones erráticas de brillo
- Algunos sistemas son estables y brillantes

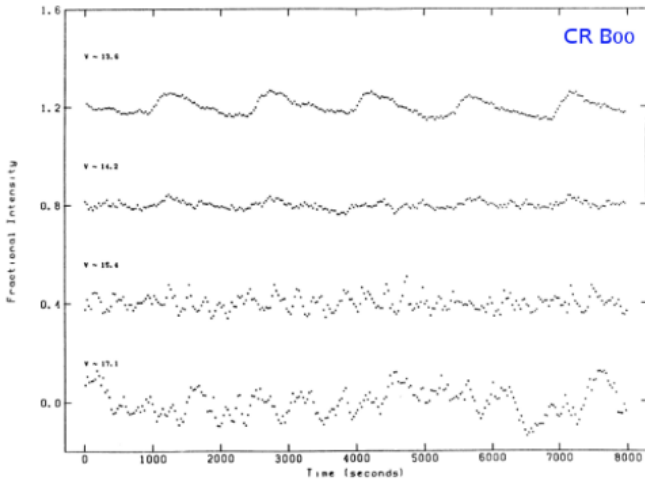
5.1.3. Períodos Orbitales

Los sistemas AM CVn ocupan un rango único de períodos orbitales:

Distribución de períodos (Gänsicke 2004, Solheim 2010):

$$P_{orb} \sim 5 - 65 \text{ minutos} \quad (35)$$

Implicaciones:



Wood et al. (1987)

Fig. 30.

- Períodos orbitales extremadamente cortos
- Más cortos que el mínimo de período para CVs con donantes de H
- El mínimo de período en CVs normales es ~ 78 min
- Los AM CVn pueden evolucionar a períodos aún más cortos

5.1.4. Evolución y Formación

Canales de formación propuestos:

- Canal de WD + WD:**
 - Dos enanas blancas en un binario cerrado
 - Pérdida de momento angular por radiación gravitacional
 - Una WD (menos masiva) llena su lóbulo de Roche
 - Comienza transferencia de masa estable de He
- Canal de estrella He + WD:**
 - Evolución de una binaria de baja masa
 - La secundaria pierde su envoltura de H
 - Queda un núcleo de He que evoluciona
 - Comienza transferencia cuando llena su lóbulo
- Canal de evolución directa:**
 - Evolución desde una CV normal
 - La secundaria pierde toda su envoltura de H
 - Continúa transferencia desde el núcleo de He

5.1.5. Importancia Astrofísica

Fuentes de ondas gravitacionales:

- Períodos orbitales muy cortos
- Separaciones binarias $\sim 10^5$ km
- Emisión significativa de ondas gravitacionales
- Detectables por LISA (Laser Interferometer Space Antenna)

Pruebas de física estelar:

- Evolución de objetos degenerados
- Transferencia de masa en regímenes extremos
- Efectos de radiación gravitacional

Progenitores de SNe Ia:

- Algunos AM CVn podrían acumular suficiente masa
- Potenciales progenitores de supernovas tipo Ia
- Importancia para cosmología (candelas estándar)

6. Síntesis y Conexiones

6.1. Papel del Campo Magnético

El campo magnético de la enana blanca determina fundamentalmente la estructura y evolución del sistema:

$$B \lesssim 0.1 \text{ MG} \rightarrow \text{Disco completo, CVs normales} \quad (36)$$

$$1 \lesssim B \lesssim 10 \text{ MG} \rightarrow \text{Disco truncado, IPs} \quad (37)$$

$$B \gtrsim 10 \text{ MG} \rightarrow \text{Sin disco, Polares} \quad (38)$$

6.2. Escalas Temporales de Variabilidad

Las CVs exhiben variabilidad en múltiples escalas temporales:

Fenómeno	Escala Temporal	Origen
DNOs	5-40 s	Rotación de cinturón en WD
IpDNOs	~ 50 s	Evolución del cinturón
QPOs	30-300 s	Disco interno
Flickering	s - 1 h	Turbulencia en acreción
Pulsaciones WD	100-1000 s	Modos-g en WD
P_{orb}	1-10 h	Período orbital
Superjorobas	$> P_{\text{orb}}$	Precesión de disco
Explosiones DN	10-20 d	Inestabilidad térmica
Supersalidas	200-300 d	Instab. térmica + mareal
Estados alto/bajo	meses-años	Variación en \dot{M}

Table 1. Escalas temporales de variabilidad en CVs

6.3. Papel de la Razón de Masas

La razón de masas $q = M_2/M_1$ controla aspectos cruciales:

Estabilidad dinámica:

- $q \lesssim 1.2$: Transferencia de masa estable
- $q \gtrsim 1.2$: Sistema inestable, evolución común envolvente

Resonancias mareales:

- $q \lesssim 0.34$: Resonancia 3:1 posible
- Determina si un sistema puede ser SU UMa
- Controla la formación de superjorobas

Evolución angular:

- q controla la tasa de pérdida de momento angular
- Determina la evolución de P_{orb}
- Relacionado con el "gap" de períodos ($\sim 2-3$ h)

6.4. Tasa de Acreción y Manifestaciones Observacionales

La tasa de acreción \dot{M} es el parámetro más importante para determinar el estado observacional:

$$\dot{M} \lesssim 10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \rightarrow \text{WZ Sge, supersalidas raras} \quad (39)$$

$$\dot{M} \sim 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \rightarrow \text{SU UMa típicas} \quad (40)$$

$$\dot{M} \sim 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \rightarrow \text{ER UMa, explosiones frecuentes} \quad (41)$$

$$\dot{M} \gtrsim 10^{-9} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \rightarrow \text{Nova-likes, disco brillante permanente} \quad (42)$$

7. Conclusiones

7.1. Diversidad Fenomenológica

Las variables cataclísmicas constituyen un laboratorio natural extraordinariamente rico para la astrofísica:

1. **Física de acreción:**
 - Discos de acreción en diferentes regímenes
 - Inestabilidades térmicas y viscosas
 - Interacción disco-magnetosfera
2. **Campos magnéticos intensos:**
 - Efectos del campo magnético en acreción
 - Sincronización magnética
 - Emisión de ciclotrón
3. **Dinámica mareal:**
 - Resonancias en discos
 - Deformación elipsoidal
 - Precesión apsidal
4. **Evolución estelar:**
 - Transferencia de masa en binarias
 - Evolución de objetos degenerados
 - Pérdida de momento angular

7.2. Preguntas Abiertas

A pesar del progreso sustancial, permanecen preguntas fundamentales:

1. **Origen de los estados alto/bajo:**
 - ¿Qué gatilla las transiciones?
 - ¿Rol de la dinámica del disco?
 - ¿Efectos del campo magnético de la secundaria?
2. **Mecanismo exacto de las DNOs:**
 - ¿Cómo se forma el cinturón ecuatorial?
 - ¿Qué determina las frecuencias observadas?
 - ¿Conexión con fenómenos en XRBs?
3. **Evolución a largo plazo:**
 - ¿Cómo evolucionan los campos magnéticos?
 - ¿Transiciones entre clases de CVs?
 - ¿Destino final de estos sistemas?
4. **Pulsaciones en WDs acretantes:**
 - ¿Por qué no todas las WDs en el rango correcto pulsan?
 - ¿Efecto de la acreción en modos de pulsación?
 - ¿Por qué algunas dejan de pulsar?
5. **Conexión con progenitores de SNe Ia:**
 - ¿Qué fracción de CVs alcanza la masa de Chandrasekhar?
 - ¿Rol de los AM CVn?
 - ¿Tasa de acreción necesaria para crecimiento neto?

7.3. Importancia en Contexto Astrofísico Amplio

Las CVs son cruciales para múltiples áreas de la astrofísica:

Ondas gravitacionales:

- AM CVn: fuentes verificables para LISA
- Población de binarias compactas en la Galaxia
- Pruebas de relatividad general

Evolución de poblaciones estelares:

- Producto final de evolución de binarias de baja masa
- Contribución a población de enanas blancas
- Tasas de formación y evolución

Pruebas de física fundamental:

- Ecuación de estado de materia degenerada
- Campos magnéticos en WDs
- Transporte de momento angular en discos

Cosmología:

- Progenitores potenciales de SNe Ia
- Candelas estándar para medición de distancias
- Historia de formación estelar galáctica

8. Apéndice: Formulario de Relaciones Importantes

8.1. Dinámica Orbital

Tercera Ley de Kepler:

$$P_{\text{orb}}^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M_1 + M_2)} \quad (43)$$

Lóbulo de Roche (aproximación de Eggleton):

$$\frac{R_L}{a} = \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})} \quad (44)$$

Momento angular orbital:

$$J_{\text{orb}} = M_1 M_2 \sqrt{\frac{Ga}{M_1 + M_2}} \quad (45)$$

8.2. Física del Disco

Velocidad kepleriana:

$$v_K(r) = \sqrt{\frac{GM_1}{r}} \quad (46)$$

Frecuencia angular:

$$\Omega(r) = \sqrt{\frac{GM_1}{r^3}} \quad (47)$$

Temperatura del disco (modelo estacionario):

$$T(r) = \left[\frac{3GM_1 \dot{M}}{8\pi\sigma r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{R_{\text{WD}}}{r}} \right) \right]^{1/4} \quad (48)$$

Densidad superficial crítica (inestabilidad térmica):

$$\Sigma_{\text{crit}} \propto r^{0.75} T_{\text{eff}}^{-0.5} \quad (49)$$

8.3. Acreción Magnética

Radio de Alfvén:

$$r_A = \left(\frac{\mu^4}{2GM_1\dot{M}^2} \right)^{1/7} \quad (50)$$

donde $\mu = BR_{WD}^3$ es el momento magnético.

Tasa de acreción crítica (transición disco/no disco):

$$\dot{M}_{crit} \sim \frac{\mu^2}{(GM_1R_{WD}^2)^{1/2}} \quad (51)$$

Luminosidad de acreción:

$$L_{acc} = \frac{GM_1\dot{M}}{R_{WD}} \quad (52)$$

8.4. Resonancias Mareales

Condición de resonancia n:1:

$$\frac{r_{res}}{a} = \frac{1}{n^{2/3}(1+q)^{1/3}} \quad (53)$$

Límite tidal del disco:

$$\frac{r_{tidal}}{a} = \frac{0.6}{1+q} \quad (54)$$

Período de precesión (aproximado):

$$P_{prec} \approx \frac{P_{orb}}{3q} \left(\frac{r_{disc}}{a} \right)^{5/2} \quad (55)$$

8.5. Relaciones de Superjorobas

Exceso de período:

$$\epsilon = \frac{P_{sh} - P_{orb}}{P_{orb}} \quad (56)$$

Relación empírica con q :

$$\epsilon \approx 0.23q + 0.05q^2 \quad (57)$$

Esta relación permite estimar q a partir de mediciones de superjorobas.

- Šimon, V. (2000) - Variabilidad en IPs
- Shkody et al. (2010, 2016) - WDs pulsantes en CVs
- Solheim, J.-E. (2010) - Períodos en AM CVn
- Tappert et al. (2001) - LY UMa
- Thomas et al. (2000) - Ciclotrón en polares
- Townsley & Gänsicke (2009) - CVs magnéticas
- van Zyl et al. (2004) - WDs pulsantes
- Warner, B. (1995) - Magnetosferas en CVs
- Warner & Nather (1971) - Flickering en U Gem
- Warner & Woudt (2008) - QPOs
- Whitehurst, R. (1988) - Resonancias mareales, precesión
- Wood et al. (1987) - Variabilidad en AM CVn
- Wood & Burke (2007) - Superjorobas negativas

9. Referencias Principales

- Bruch, A. (1996) - Flickering en Z Cha
- Court et al. (2019) - Datos TESS de Z Cha
- Cropper, M. (1990) - Polarización en polares
- Gänsicke, B.T. (2004) - AM CVn
- Garnavich & Szkody (1998) - Variabilidad en IPs
- Hellier, C. (2001) - Comparación de subtipos SU UMa
- Ingram & Motta (2020) - QPOs en XRBs
- Knight et al. (2023) - Clasificación de CVs
- Marsh et al. (1991) - AM CVn
- Mukai, K. (2017) - Emisión X en CVs magnéticas
- Osaki, Y. (1989) - Modelo de supersalidas
- Osaki & Kato (2013) - Revisión SU UMa
- Patterson, J. (1981) - Flickering en HT Cas
- Patterson et al. (1998) - Estrellas WZ Sge
- Rutkowski et al. (2009) - Estrellas ER UMa
- Schmidt, G.D. (1999) - Polares
- Schmidt et al. (1999) - Estados en polares