

# Akrecja na gwiazdy ciągu głównego i białe karły

Ten wykład i dwa następne będą poświęcone podsumowaniu. Tym razem podejmiemy do zagadnienia akrecji od drugiej strony, bardziej z pozycji obserwatora. Omówimy szereg klas obiektów, w których zjawisko akrecji odgrywa rolę dominującą i popatrzymy, jaka część zjawisk jest zrozumiała i da się opisać przy pomocy omawianych wcześniej podejść.

## I. Komentarz historyczny - odkrycie dysków akrecyjnych i roli akrecji (wg Kaitchuk, IAU Symp. 151)

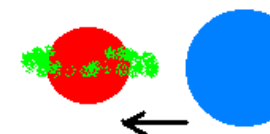
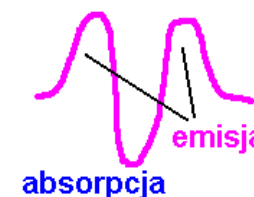
1934 - Wyse prowadził obserwacje zaćmień układu podwójnego RW Tau przy pomocy 3 m teleskopu w Obserwatorium Licka. Układ RW Tau to układ typu Algol (dokładniej, Algol krótkookresowy), składający się z dwóch masywnych gwiazd ciągu głównego, półrozdzielony, czyli jedna z gwiazd wypełnia powierzchnię Roche'a, i co ważne, wypełnia ją ta mniej masywna. Układ wykazuje zaćmienia. Wyse był w stanie otrzymać widma - kilka w czasie jednego zaćmienia - i zaobserwował linie wodorowe w emisji po dwóch stronach linii absorpcyjnych. Poza zaćmieniem linie te nie były widoczne ze względu na jasny składnik pierwotny. Wyse docenił wagę odkrycia, ale kiepskie widma nie pozwoliły mu na mapowanie obszaru emisji. W 1942 r. Joy badał tę samą gwiazdę, ale zebrał więcej widm z zaćmień.

Wynik: początek zaćmienia - redshift o 350 km/s

środek zaćmienia - zanik linii

koniec zaćmienia - blueshift o 350 km/s

Zaproponował, że składnik pierwotny jest otoczony pierścieniem gazowym, i pomysł stał się popularny. W następnych latach głównie Struve i inni odkryli więcej takich układów. Układy krótkookresowe ( $< 5$  dni, jak RW Tau) miały emisję słabszą, długookresowe - silniejszą, widoczną nawet poza zaćmieniami. Wkrótce pojawiła się idea wymiany masy między składnikami (Crawford 1955). To wyjaśniło wtedy słynny "paradoks Algoli". W sumie większym paradoksem jest to, że akurat w tych układach akrecja jest najmniej spektakularna. W Algolach krótkookresowych strumień masy uderza bezpośrednio w gwiazdę, a "dysk" tworzą odpryski po zderzeniu. W Algolach długookresowych kryterium na tworzenie dysku akrecyjnego jest już spełnione,  $r_{\text{circ}} \gg R_1$ .



## II. Akrecja na gwiazdy przed osiągnięciem ciągu głównego

Wydaje się, że powstawanie gwiazd zachodzi poprzez fazę tworzenia dysku z pierwotnego obłoku, z którego następnie wyodrębnia się sama gwiazda, a z pozostałej materii może tworzyć się towarzysz lub układ planetarny. Obserwacyjnie widzimy tylko późne fazy tego procesu, kiedy resztki dysku akreują na gwiazdę.

Źródła problemów przy analizie takich dysków:

- dyski nie są stacjonarne
- problemy z nieprzezroczystościami,  $T$  ok. 1000 - 2000 K to problem molekuł i pyłu
- w układzie podwójnym może być zarówno dysk wokółgwiazdowy, jak i dysk wokół całego układu podwójnego

Masy dysków: kilka tysięcznych do kilku  $M_s$ , typowo ok.  $0.1 M_s$

Rozmiary dysków: kilkaset - kilka tysięcy AU ( $10^{16}$  cm)

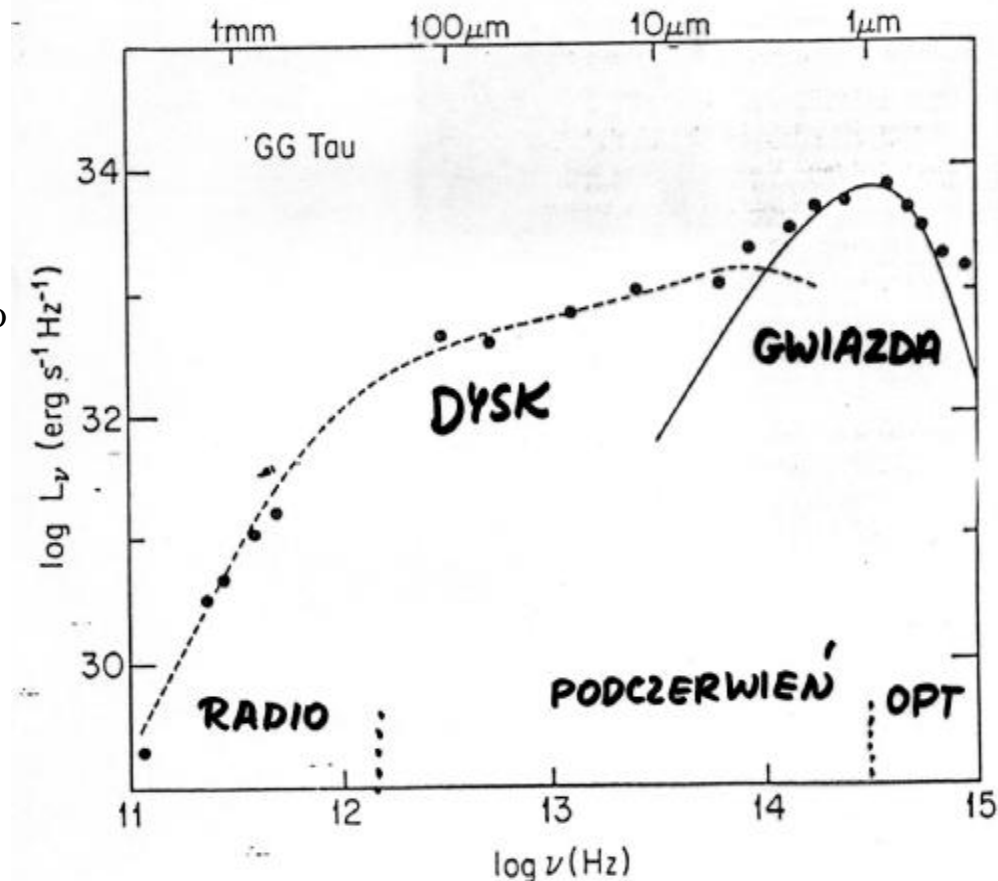
Przykład widma - GG Tau (obok). Widoczne dwa wyraźne składniki: gwiazda + optycznie gruby dysk. Widmo dysku dobrze fituje się przy założeniu potęgowego przebiegu temperatury i emisji jak ciało doskonale czarne:

$$T(r) = Ar^{-q}, \quad F_\nu \propto \nu^{3-2/q}$$

Obserwowany rozkład widmowy dla jasnych dysków daje typowo

$$T(r) \propto r^{-1/2}$$

a nie  $r^{-3/4}$  jak w dyskach stacjonarnych. Nie wiadomo właściwie, dlaczego dalsze części dysku są jaśniejsze niż powinny być dla  $M(r) = \text{const}$ .



The spectral energy distribution ( $L_\nu \equiv 4\pi D^2 \nu F_\nu$ ) is shown for the T Tauri star GG Tau. The solid line is Planck function at the temperature of the stellar photosphere; the dashed line is calculated emission from a flat disk with a power-law temperature distribution.

## II. Akrecja na gwiazdy przed osiągnięciem ciągu głównego cd.

Ten efekt może wynikać z obecności silnego wiatru. Istnieje nawet argument obserwacyjny za działaniem tego wiatru, choć nie bezpośredni. Tempo akrecji w takich układach to typowo  $10^{-7}$  -  $10^{-6}$  Ms/rok, a związany z tym strumień momentu pędu doprowadzony do gwiazdy powinien spowodować jej rozkręcenie do wartości maksymalnej, podczas gdy szacowana obserwacyjnie prędkość rotacji przy powierzchni gwiazdy to typowo  $0.1 \Omega_K$ .

W tych młodych układach bywają jeszcze dziwniejsze komplikacje. Widma gwiazd obok są dobrze odtwarzane przez model gwiazda + dysk, jeśli założyć, że w dysku jest przerwa, tzn nie mam materii pomiędzy promieniem  $r_1$  i  $r_2$ . Linia ciągła na rysunku obok to dysk z przerwą, a linia kropkowana to dysk bez przerwy, pasująca gorzej do punktów obserwacyjnych.

W obiekcie DF Tau dane zaćmieniowe sugerują, że gwiazda ma towarzysza, który właśnie rezyduje w przerwie dyskowej. W pozostałych dwóch układach towarzysza nie widać, może jest mniej masywny, ale istnienie przerwy wskazuje na obecność jakiegoś ciała, choćby planetki.

SPECTRA OF GK TAU AND HK TAU

L73

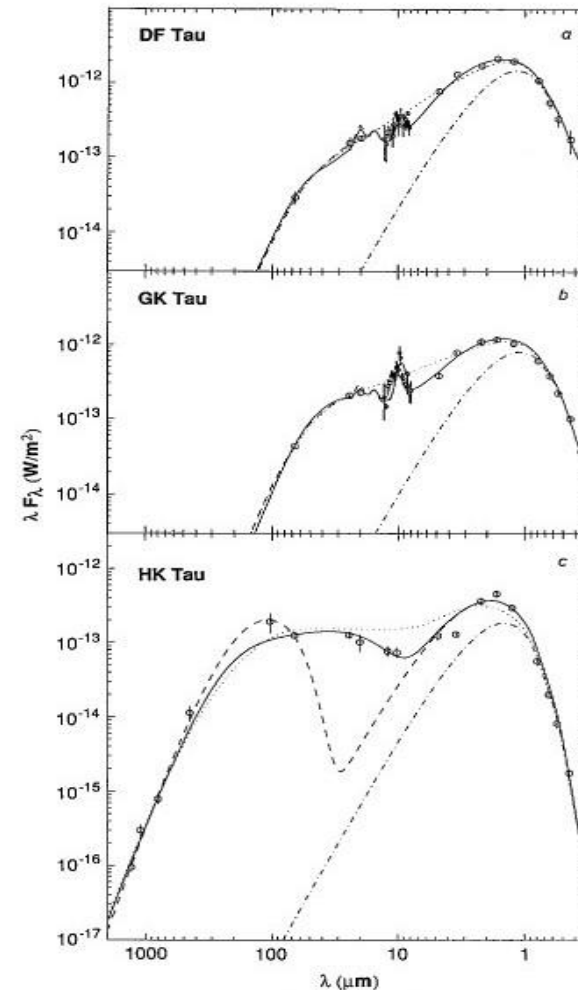


FIG. 1.—(a-c) Results of theoretical modeling of the spectral energy distributions of DF Tau, GK Tau, and HK Tau. The spectral energy,  $\lambda F_\lambda = \nu F_\nu$ , (where  $F_\nu$ ,  $\nu$ , and  $\lambda$  represent the flux density, frequency, and wavelength) is in units of  $\text{W m}^{-2}$ . The observed data are represented by open circles with error bars. On each plot, the solid line represents the best-fit spectrum for the pure-disk model, and the dotted line represents a "gapless" pure-disk model for comparison. The dot-dashed line represents the contribution of the star + boundary layer. Also shown (dashed line) is the best-fit spectrum for the disk-shell model.

### III. Gwiazdy symbiotyczne

To klasa obiektów wyodrębniona obserwacyjnie jako takie, które posiadają w swym widmie zarówno typowo gwiazdowe linie absorpcyjne, jak i typowe dla mgławic linie emisyjne. Stąd grupa ta w istocie jak bardzo heterogeniczna. Dawcą masy jest zazwyczaj czerwony olbrzym, czasem jego odmiana - gwiazda typu Mira. Jeśli obiektem centralnym jest gwiazda ciągu głównego (np. CI Cyg, por. J. Mikołajewska), to akrecja następuje za pośrednictwem dysku akrecyjnego. W takich obiektach obserwujemy okresowo gwałtowne pojaśnienia dysku i nagły skok tempa akrecji od typowej wartości  $10^{-5}$  Ms/rok do nawet  $10^{-3}$  Ms/rok, a następnie w skali 1 - 3 lata następuje powrót do stanu poprzedniego. Pojaśnienia te dobrze pasują do niestabilności jonizacyjnej, choć możliwa też jest pewna modulacja tempa wypływu masy z olbrzyma. Układy z białym karłem są rozdzielone, akrecja z wiatru. Dodatkowa komplikacja - procesy termojądrowe w opadającej materii, czasami stacjonarne (gdy duże dot M), czasami jednak mamy tzw. **'symbiotic novae'** (powolny wybuch w skali kilku - kilkunastu lat, czynnik pojaśnienia kilkadziesiąt do kilkuset). Powodem spalania są znaczne gęstości, powodem niestabilności - degeneracja, czyli niezależność ciśnienia od temperatury.

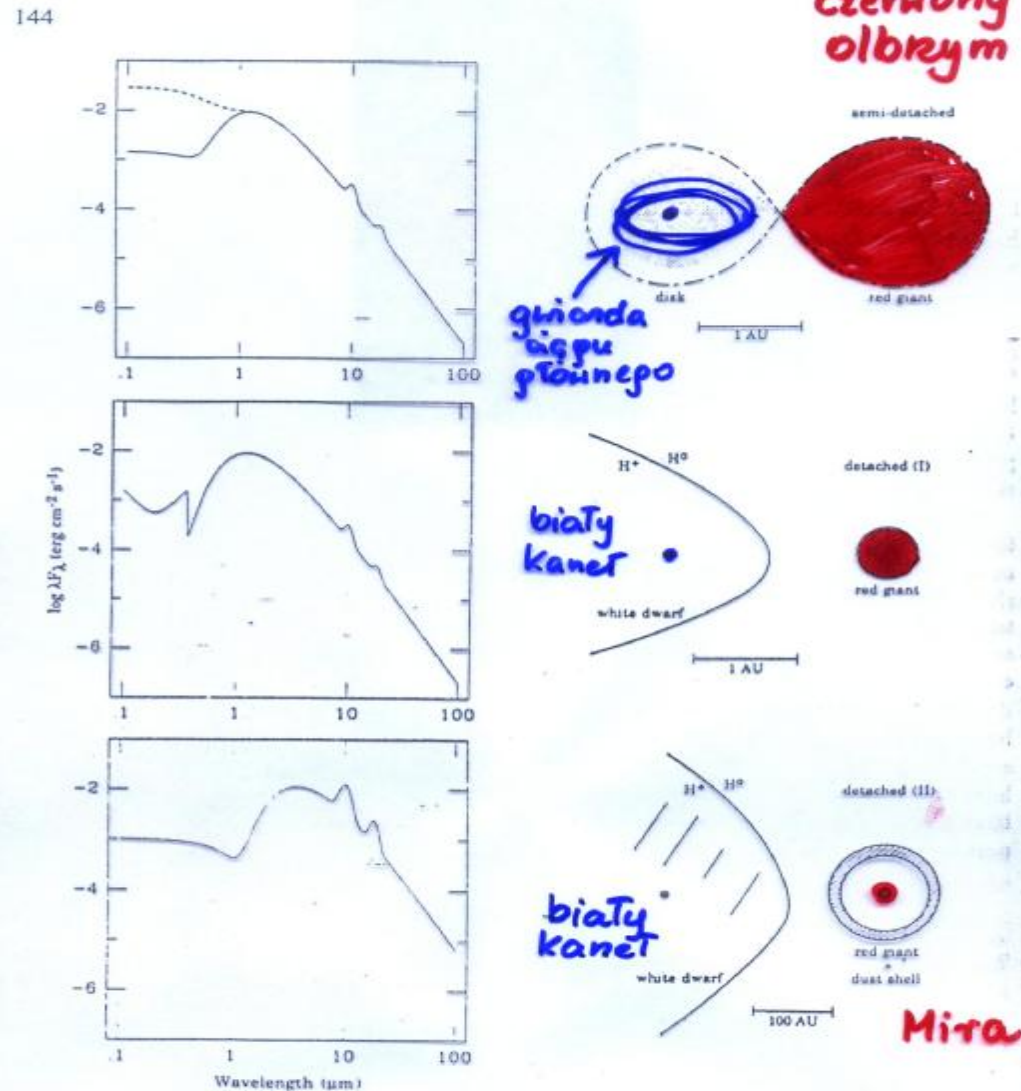


Figure 3. Schematic illustrations of the energy distribution (left panels) and system geometry (right panels) for the three types of symbiotic binaries described in the text.

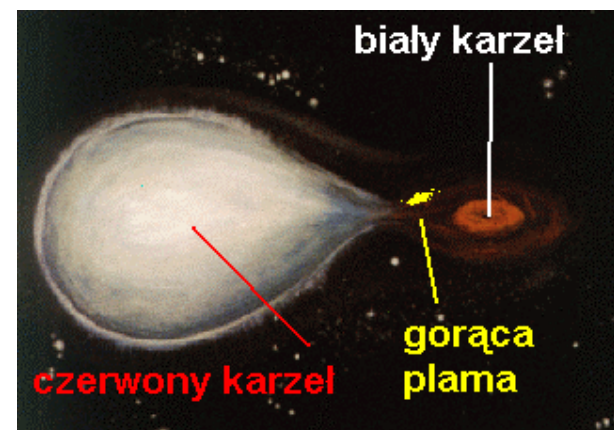


### III. Zmienne kataklizmiczne - bazowe laboratorium dyskowe

Układy podwójne wymieniające masę, a zawierające małomasywną gwiazdę ciągu głównego oraz białego karła dzielą się na trzy klasy, w zależności od natężenia pola magnetycznego białego karła:

- polary (gwiazdy typu AM Her)
- polary pośrednie (gwiazdy typu DQ Her)
- resztę (gwiazdy typu U Gem)

W pierwszej grupie dysk się nie formuje ze względu na silną magnetosferę, w drugiej grupie jest rozerwany w swych wewnętrznych częściach przez magnetosferę, a w trzeciej grupie dysk dochodzi do powierzchni białego karła. Skupimy się na omawianiu tej ostatniej klasy.



#### 1. Zmienność

(i) ewolucja na etapie wspólnej otoczki jest determinowana utratą momentu pędu przez hamowanie magnetyczne i promieniowanie grawitacyjne. Skala czasowa -  $10^8$  lat

(ii) cykl wybuchów jako gwiazdy nowe. Ponieważ dla tych samych mas i okresów orbitalnych obserwowane tempo akrecji jest bardzo różne, to całość zachowania interpretuje się jako fazy ewolucji trwającej ok.  $10 - 10^5$  lat. W tym cyklu gros czasu to etap hibernacji, bardzo małe tempo akrecji, oraz krótkotrwałe wybuchy termojądrowe na powierzchni białego karła, powodujące chwilowe pojaśnienia o czynnik  $10^4 - 10^8$ . Po wybuchu tempo akrecji rośnie, potem zanika, w skali setek lat. Z tego punktu widzenia układy dzielimy na

**klasyczne nowe** - gwiazdy, których wybuch termojądrowy został zaobserwowany

**nowe powrotne** - takie, w których zaobserwowano więcej niż jeden cykl, obiekty o dużym  $M_{WD}$

**nowopodobne** - gwiazdy, w których akurat w skali historycznej nie zaobserwowano wybuchu, ale które pod wszystkimi innymi względami przypominają klasyczne nowe, w obu klasach tempo akrecji jest rzędu  $10^{-8}$  Ms/rok

**nowe karłowate** - mają typowo mniejsze templa akrecji, za to wykazują częste charakterystyczne wybuchy o stosunkowo niewielkiej amplitudzie. W czasie wybuchu tempo akrecji  $10^{-9}$  Ms/rok, poza wybuchami  $10^{-10}$  Ms/rok. Najprawdopodobniej są to obiekty, które wychodzą lub wchodzą w stan hibernacji

### III. Zmienne kataklizmiczne - bazowe laboratorium dyskowe c.d.

(iii) wybuchy nowych karłowatych - najlepszy test teorii dysków akrecyjnych.

Typowe cechy: wyjaśnienie o czynnik kilkadziesiąt, trwa od kilku dni do kilku tygodni, cechuje się pewną nieregularnością.

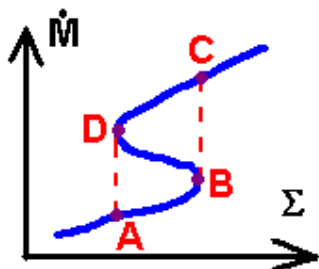
Przykładowa krzywa zmian blasku gwiazdy SS Cyg przedstawiona obok (kolekcja obserwacji amatorskich AVSO). Obserwatorzy wyróżniają w niej wybuchy krótkie, długie i anomalne.

Na początku lat 80'tych mechanizm wybuchów nowych karłowatych był żywo dyskutowany i walczyły ze sobą dwie koncepcje:

- zmienne tempo przepływu masy z towarzysza
- zmienne tempo akrecji wewnątrz dysku skutkiem niestabilności jonizacyjnych (Meyerowie, Smak).

Zwyciężyła koncepcja druga. Argumenty:

- dobrze odtwarza podział układów na stabilne i niestabilne



jeśli  $\dot{M} > D(R_{out})$

to cały dysk jest na górnej gałęzi i jest stabilny. Obiekty graniczne (Z Cam ?) wykazują bardzo złożone zachowanie.

- model pierwszy przewidywał wykładniczy zanik jasności po wybuchu, sprzeczny z obserwowanym

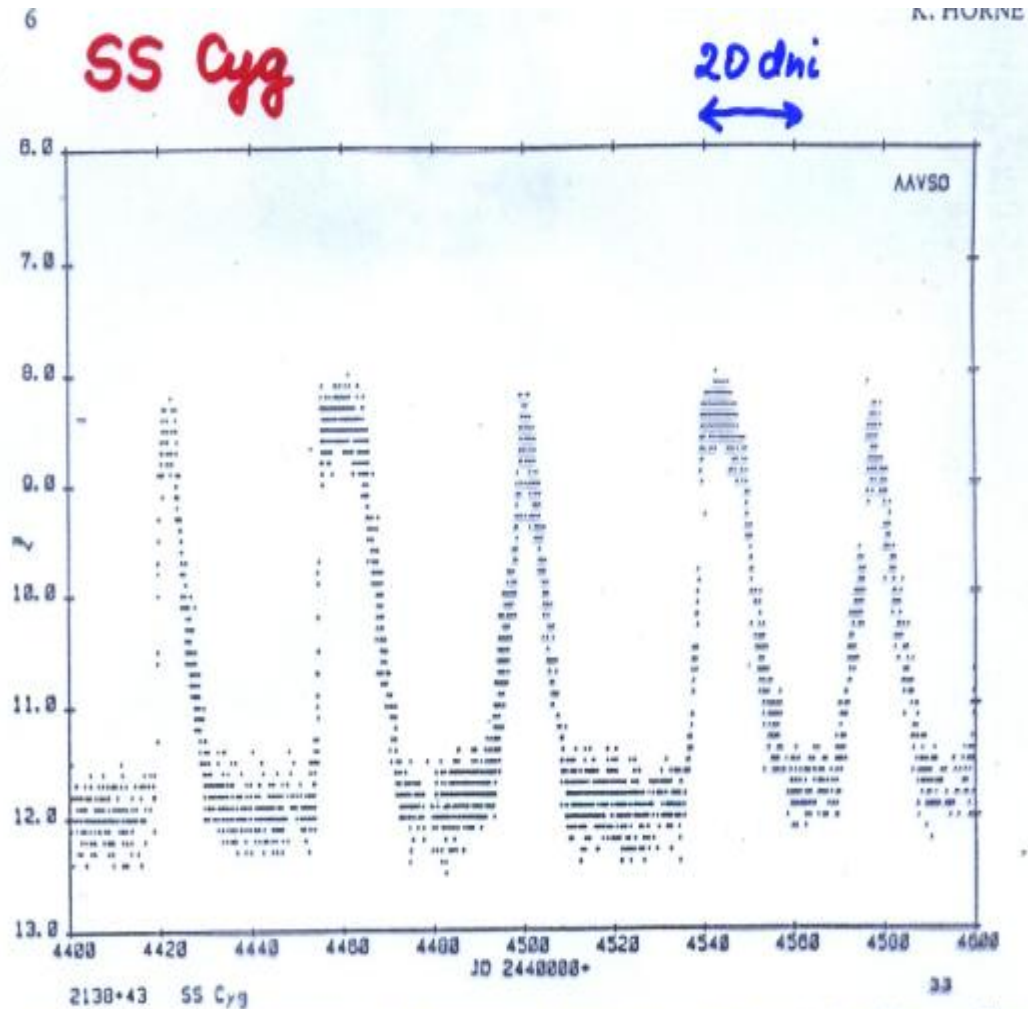


Figure 2: Outbursts of dwarf nova SS Cygni as observed by the Association of Variable Star Observers. These 5 outbursts are classified as short, long, anomalous, long, and anomalous.

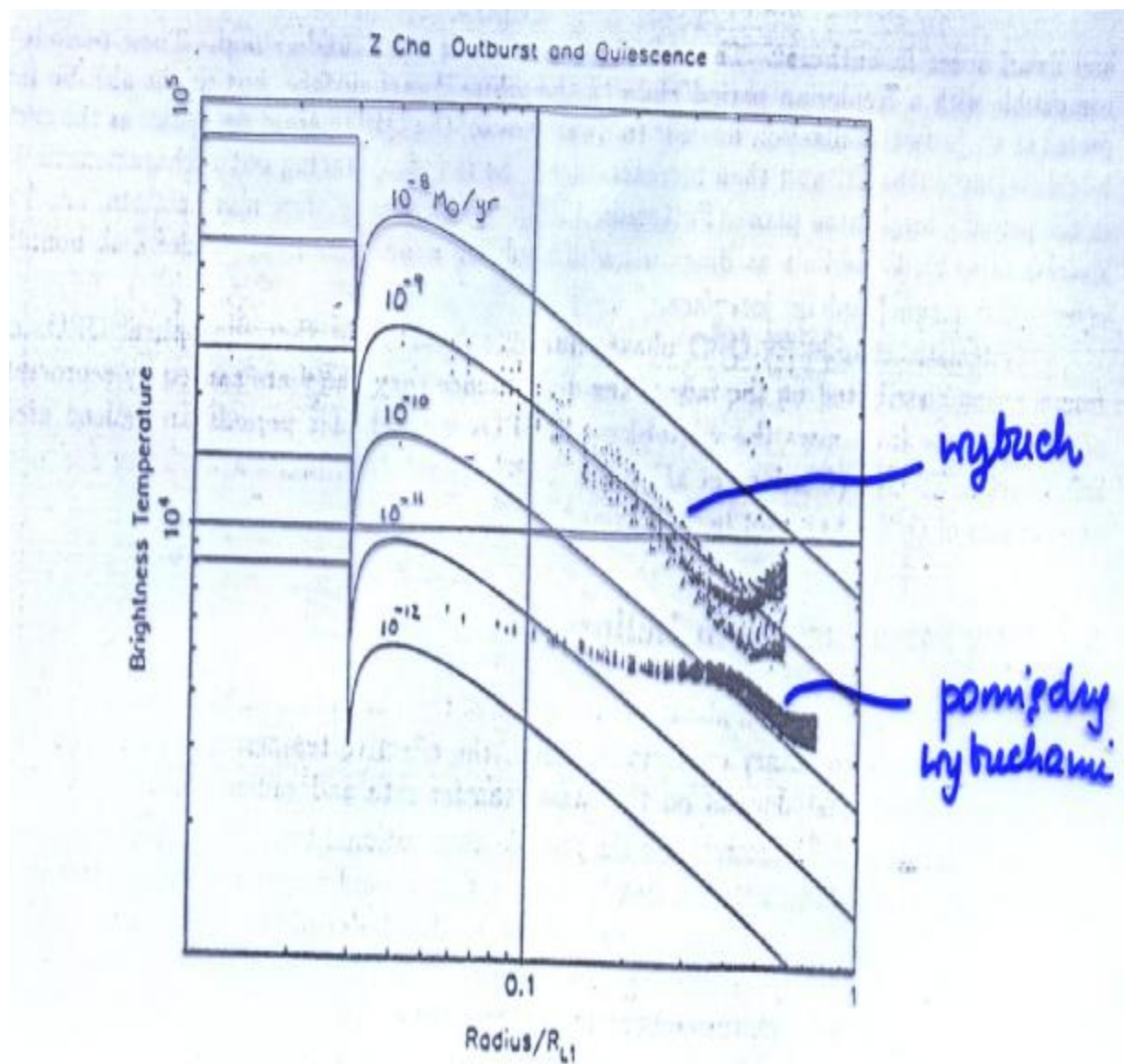
- zachowanie **promienia zewnętrznego** dysku w trakcie wybuchu, wyznaczane precyzyjnie dzięki gorącej plamie, także potwierdza drugi mechanizm (dysk ekspanduje w trakcie wybuchu)

### III. Zmienne kataklizmiczne - bazowe laboratorium dysków cd.

#### 2. Profil temperatury $T(R)$ w dysku akrecyjnym

Występowanie zaćmień, w połączeniu z doskonałą jakością danych obserwacyjnych w zakresie optycznym pozwala na wyznaczenie profilu temperatury w sposób bezpośredni, a nie pośredni, z całkowitego widma. Dobra jakość danych wynika z faktu, że układów kataklizmicznych jest wiele, a zatem można znaleźć układy bliskie. Profil  $T(R)$  jest wyznaczany ze zmian widma w trakcie zaćmienia, dzięki obróbce komputerowej, przy założeniu osiowej symetrii dysku i emisji jak ciało czarne. Wynik dla gwiazdy Z Cha jest obok (*K. Horne*). W trakcie wybuchu profil temperatury jest niemal jak w dysku stacjonarnym, przy wartości tempa akrecji  $10^{-9}$  Ms/rok, ale pomiędzy wybuchami profil temperatury jest bardzo płaski. Nie można wtedy stosować modelu dysku stacjonarnego.

Pewne problemy: oświetlanie? wiatr? W stanie cichym (**quiescence**) dysk staje się nieco optycznie cienki i wtedy przybliżenie ciała czarnego nie jest dobre.







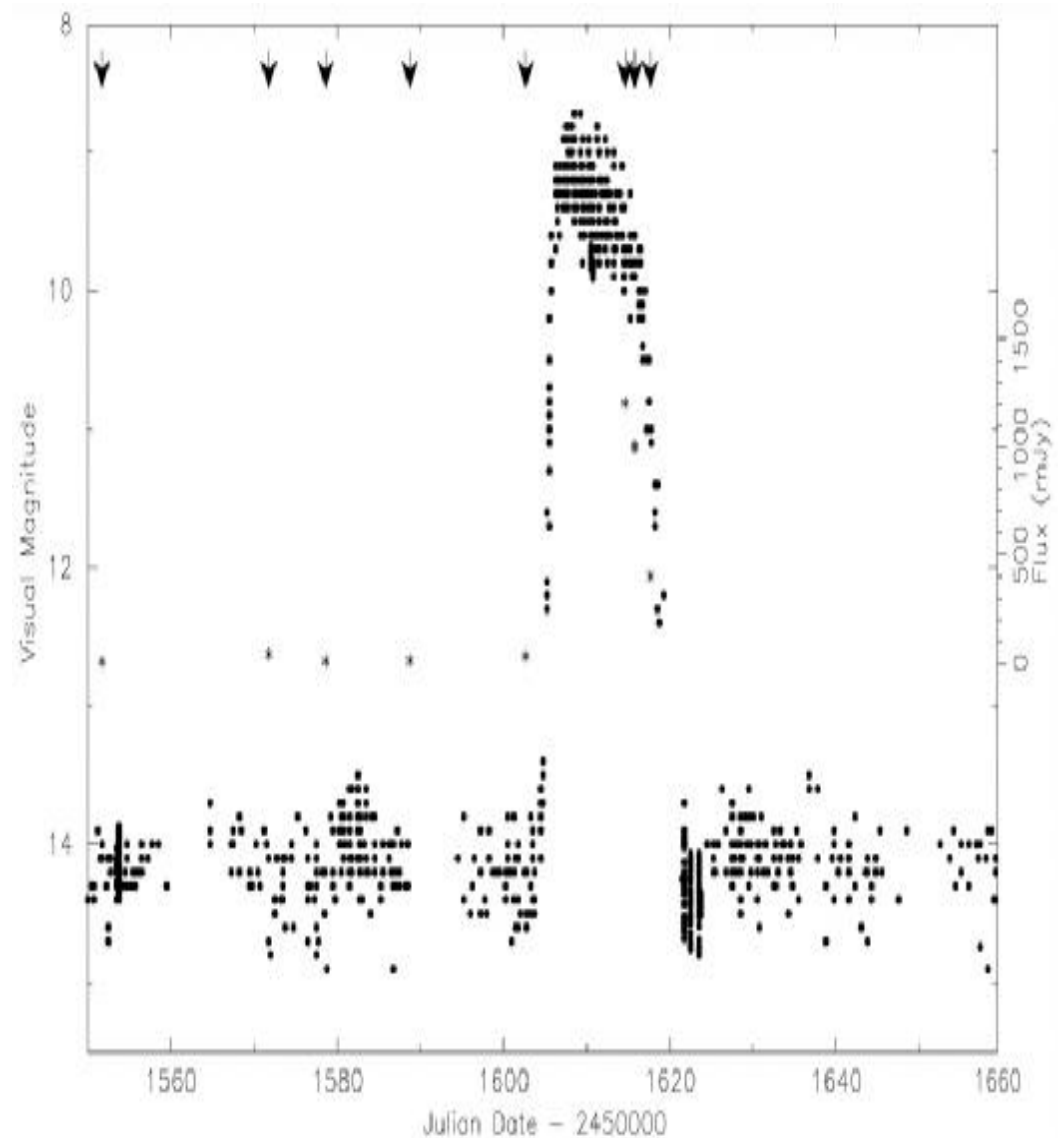
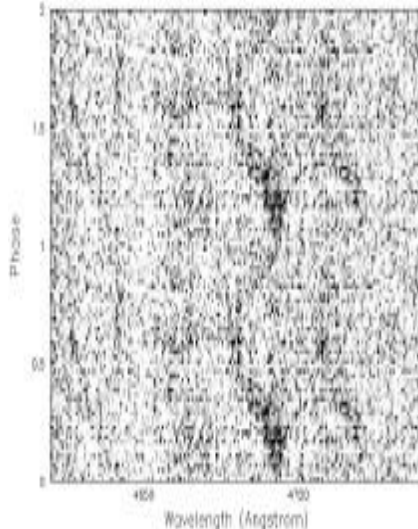


### III. Zmienne kataklizmiczne - bazowe laboratorium dysków cd.

#### 4. Modelowanie profili czasowych wybuchów nowych karłowatych

Prototypem gwiazd nowych karłowatych jest U Gem. Jest to układ podwójny, o okresie orbitalnym 4.25 dnia, leżący w odległości 97 pc (paralaksa z HST). Nachylenie orbity  $67-70^\circ$  (z kształtu zaćmień). Biały karzeł ma masę 1.1 Ms i temperaturę 30 000 K, wolno rotujący ( $v = 100$  km/s przy powierzchni). Towarzysz to gwiazda M4.5V, widoczna w IR.

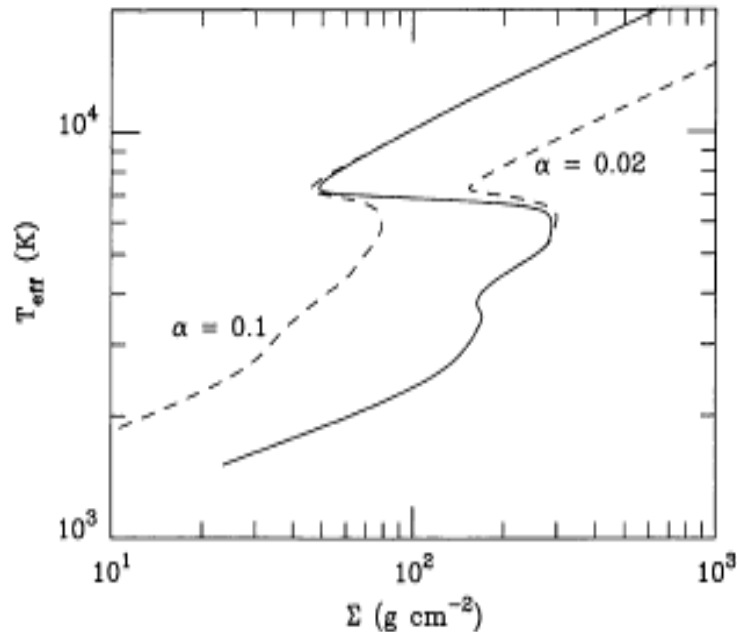
W układzie co pewien czas, od 30 do 250 dni, następuje rozbłysk. Krzywa blasku (obok; z pracy Groot 2001) pochodzi z danych **AAVSO** (American Association of Variable Star Observers), jak większość takich danych! Dokładniejsze obserwacje spektroskopowe dużym, 1.5 m teleskopem. Przykład wyniku poniżej - 'trailed spectra' linii HeII 4686.



*Rozbłysk 1 - 21 marca 2000, AAVSO*

## 4. Modelowanie profili czasowych wybuchów nowych karłowatych cd.

Amplituda rozbłysku jest duża i okazuje się, że zakładanie stałej wartości parametru lepkości  $\alpha$  nie pozwala jest odtworzyć, dostajemy co najwyżej 'flickering - migotanie'. Już w 1984 r. Smak proponował, że materia gorąca, na gałęzi całkowicie zjonizowanej, musi mieć inną lekość (wartość  $\alpha$ ) niż materia słabo zjonizowana. To jest obecnie podejście standardowe. Przykład z pracy Hameury et al. (1998):



**Figure 2.** Modification of the  $\Sigma$ - $T_{eff}$  curves when  $\alpha$  is no longer a constant. The dashed curves correspond to constant  $\alpha$ ,  $\alpha = \alpha_{hot}$  (left) and  $\alpha = \alpha_{cold}$  (right). The solid line is obtained for  $\alpha$  given by (40). The radius of interest is  $10^{10}$  cm, and the primary mass  $1.2 M_{\odot}$ .

Rozwiązany układ równań:

$$\frac{\partial \Sigma(R, t)}{\partial t} = \frac{1}{R} \frac{\partial}{\partial R} \left( \dots \frac{\partial}{\partial R} \dots \right)$$

$$\frac{\partial T_{eff}(R, t)}{\partial t} = \dots$$

Plus równania uzupełniające jak  
równanie równowagi hydrostatycznej,  
równanie stanu, nieprzezroczystości itp.

$$\log \alpha = \log \alpha_{cold} + [\log \alpha_{hot} - \log \alpha_{cold}] \times \left[ 1 + \left( \frac{2.5 \times 10^4 K}{T_c} \right)^8 \right]^{-1}$$

Typowo lepkość na dolnej gałęzi jest czterokrotnie mniejsza niż na górnej, Smak faworyzuje wartości 0.2 oraz 0.05.

Globalne rachunki ewolucji dysku akrecyjnego wymagają

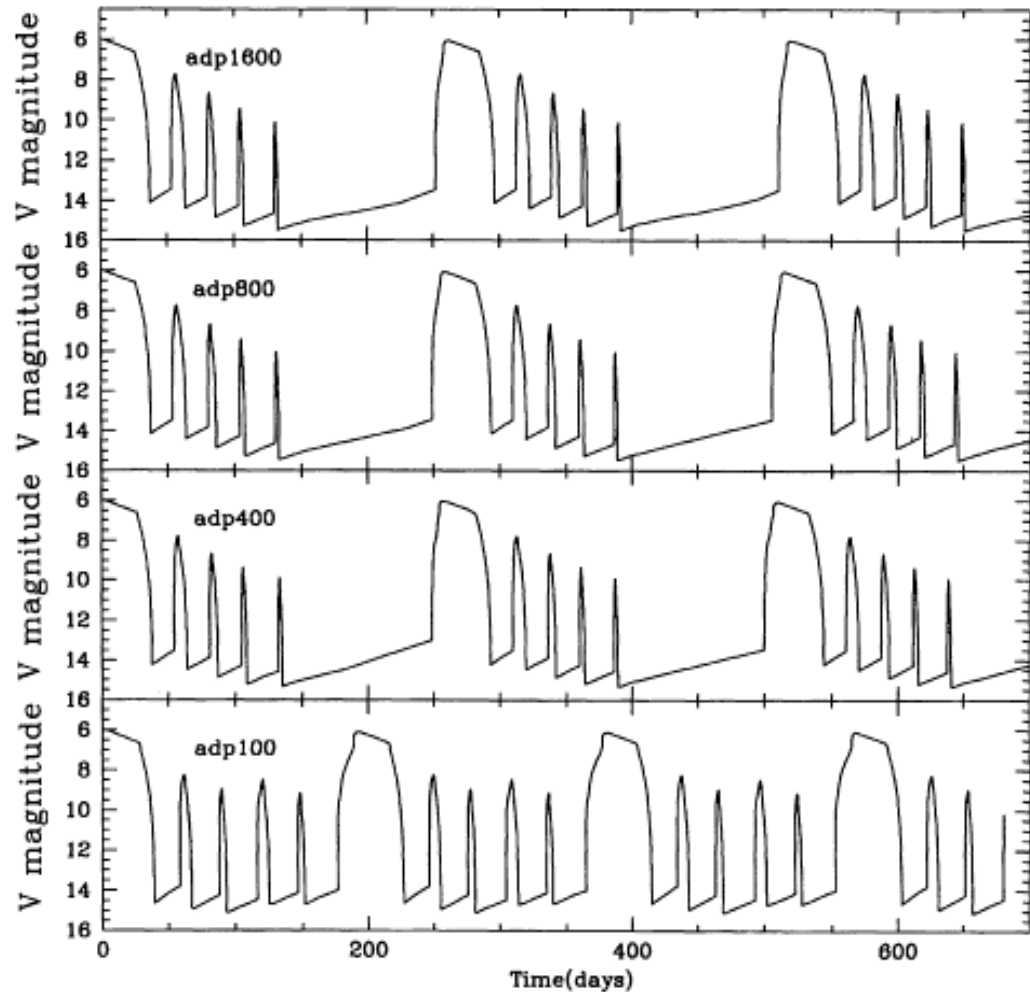
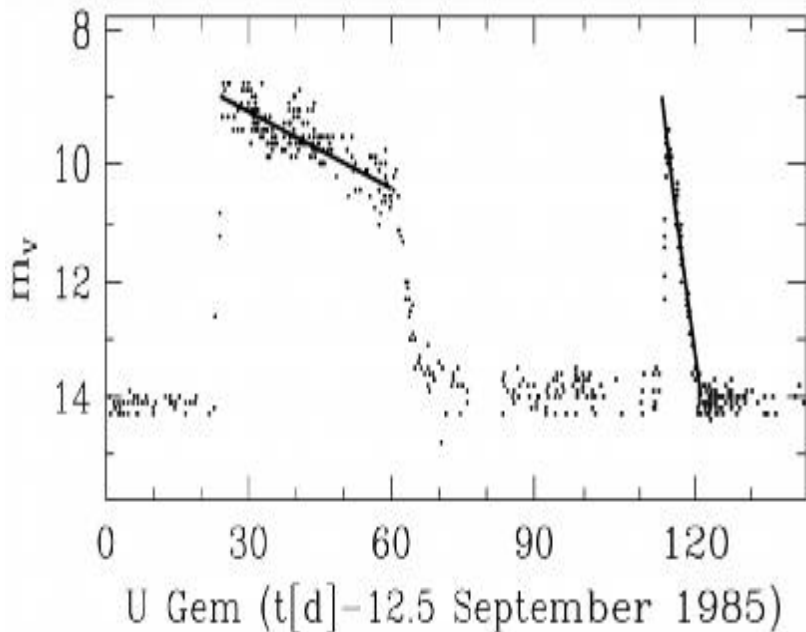
- określenia  $\alpha(R)$ , np. jak wyżej, ale są inne warianty
- określenia, jak dysk ewoluuje w skali termicznej; albo upraszcza się strukturę do wertykalnie uśrednionej, albo z zachowaniem struktury wertykalnej, ale założeniem, że dysk w skali termicznej zachowuje się homologicznie
- określenia zewnętrznych warunków brzegowych, czyli tempa dopływu masy, parametryzacji odbierania momentu pędu o dysku do orbity przez siły przyływowe, co pozwala na ekspansję lub kontrakcję zewnętrznego brzegu.

## 4. Modelowanie profili czasowych wybuchów nowych karłowatych **cd.**

W ten sposób udaje się wymodelować zasadnicze cechy wybuchu, ale program jest dość czuły na liczbę pierścieni, na jakie w rachunkach podzielony był dysk...

Pozostają jednak liczne problemy:

- w obserwacjach jasność między wybuchami nie rośnie
- przewidywana jasność między wybuchami jest w wielu przypadkach zbyt duża w stosunku do obserwowanej
- wybuchy mają najróżniejsze kształty i trudno jest je wszystkie wyjaśnić.



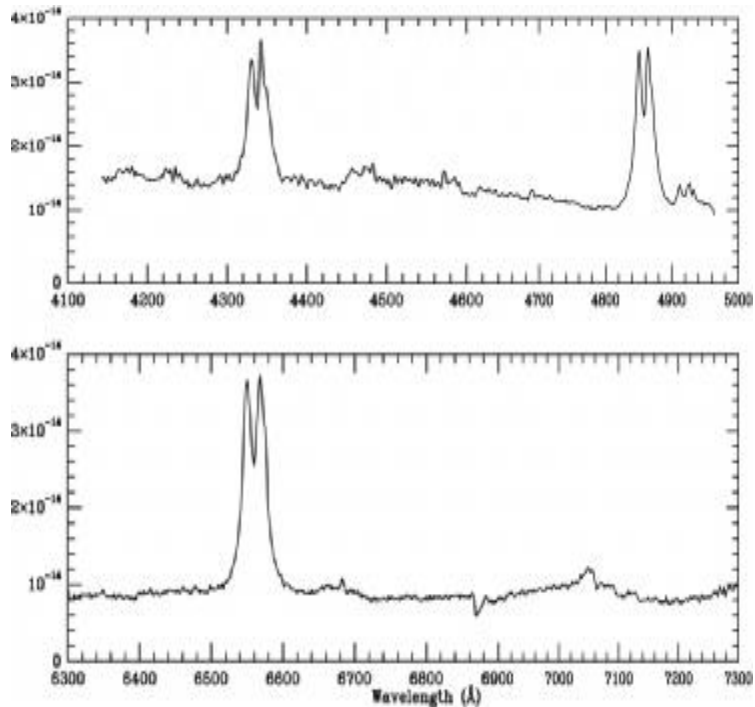
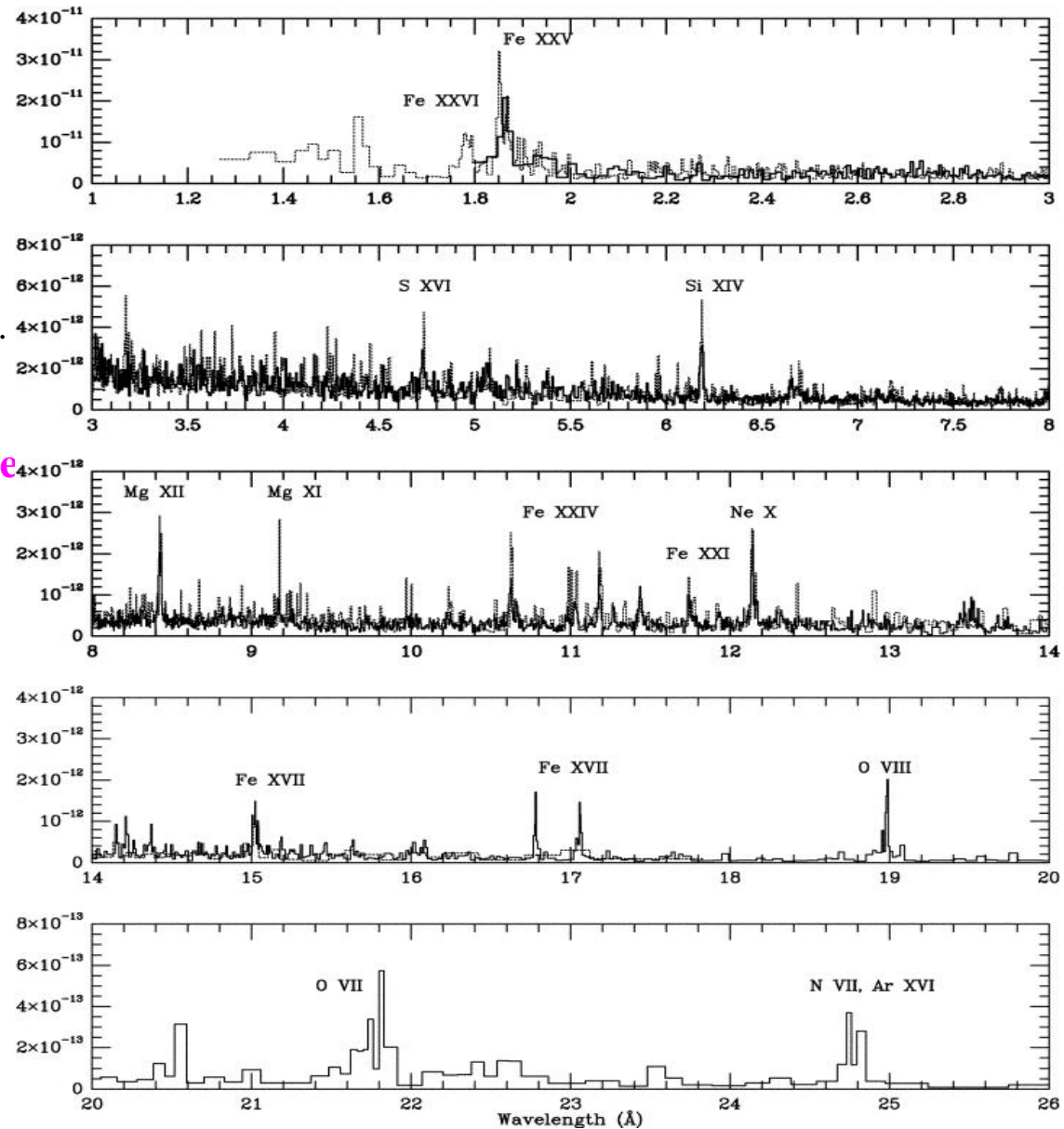
*Wynik modelowania wybuchu w zależności od liczby pierścieni użytych w rachunkach. Lepiej więcej? Problem w tym, że uproszczenie traktowania struktury radialne dobre, gdy  $H/\Delta R < 1$ ... (Z pracy Hameury i in. 1998)*

## 4. Modelowanie profili czasowych wybuchów nowych karłowatych cd.

**Co się dzieje w quiescence?** Układ U Gem obserwowano pomiędzy wybuchami, teleskopem Chandra oraz dużym teleskopem optycznym (3.5 m), praca Szkody et al. (2002).

Linie rentgenowskie są wąskie, znaczny pochodzą z bezpośrednich okolic wolno rotującego białego karła. Linie są od wysoko zjonizowanych pierwiastków, zatem temperatura rzędu  $10^7 - 10^8$  K. Gęstość kolumnowa powyżej  $10^{14}$  cm<sup>-2</sup>.

**Modelowanie wymaga stosunkowo szerokiej warstwy gorącej materii, zapewne grzanej lepkościowo.**





## 4. Modelowanie profili czasowych wybuchów nowych karłowatych cd.

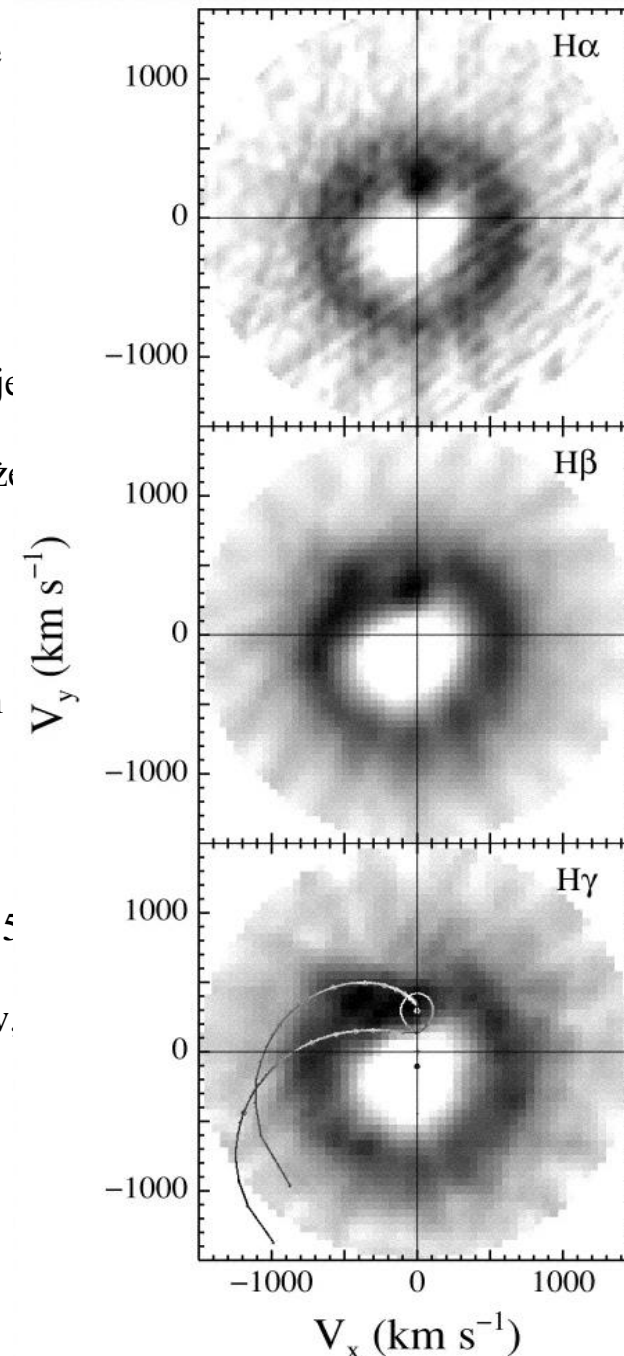
**Co się dzieje w quiescence?** Obserwacje optyczne spektroskopowe U Gem wykonywano co 6 min co pozwoliło także na tomografię (obok). Z niej wynika, że widać typowe efekty dyskowe, widać efekt oświetlenia towarzysza, ale gorąca plama jest dość słaba.

### Co trzeba dodać do standardowego modelu dysku?

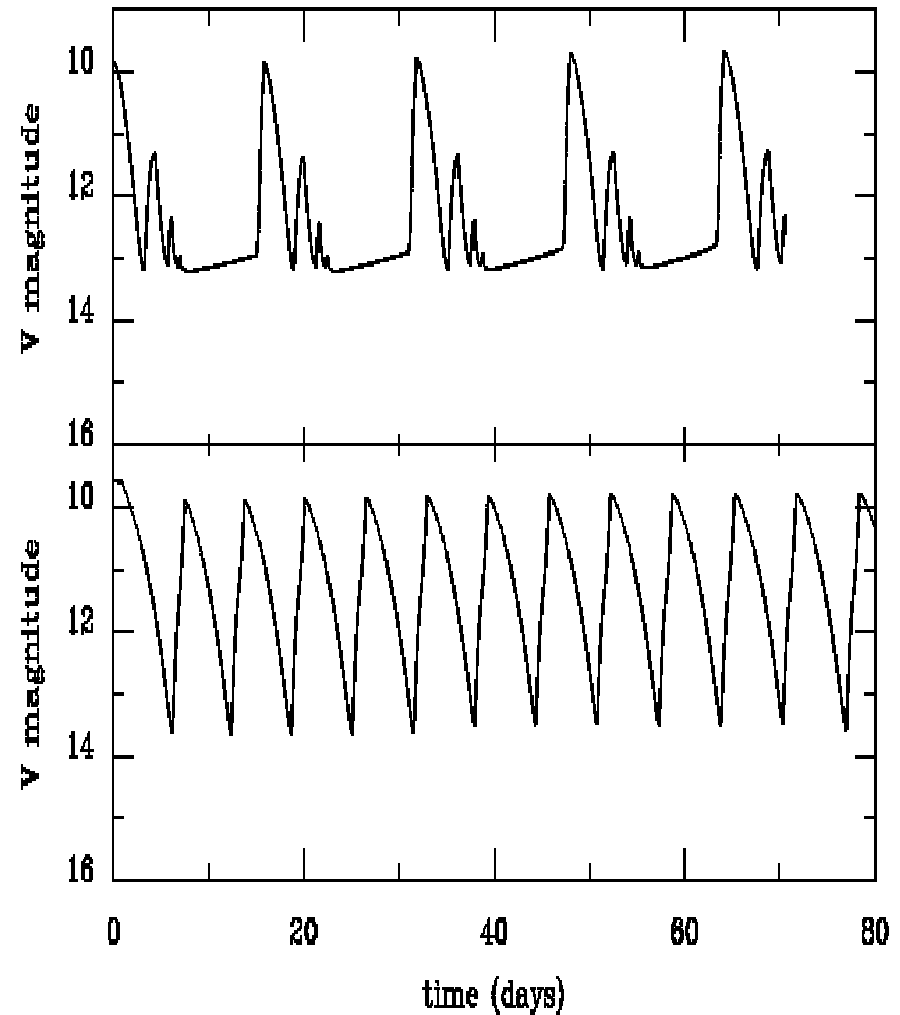
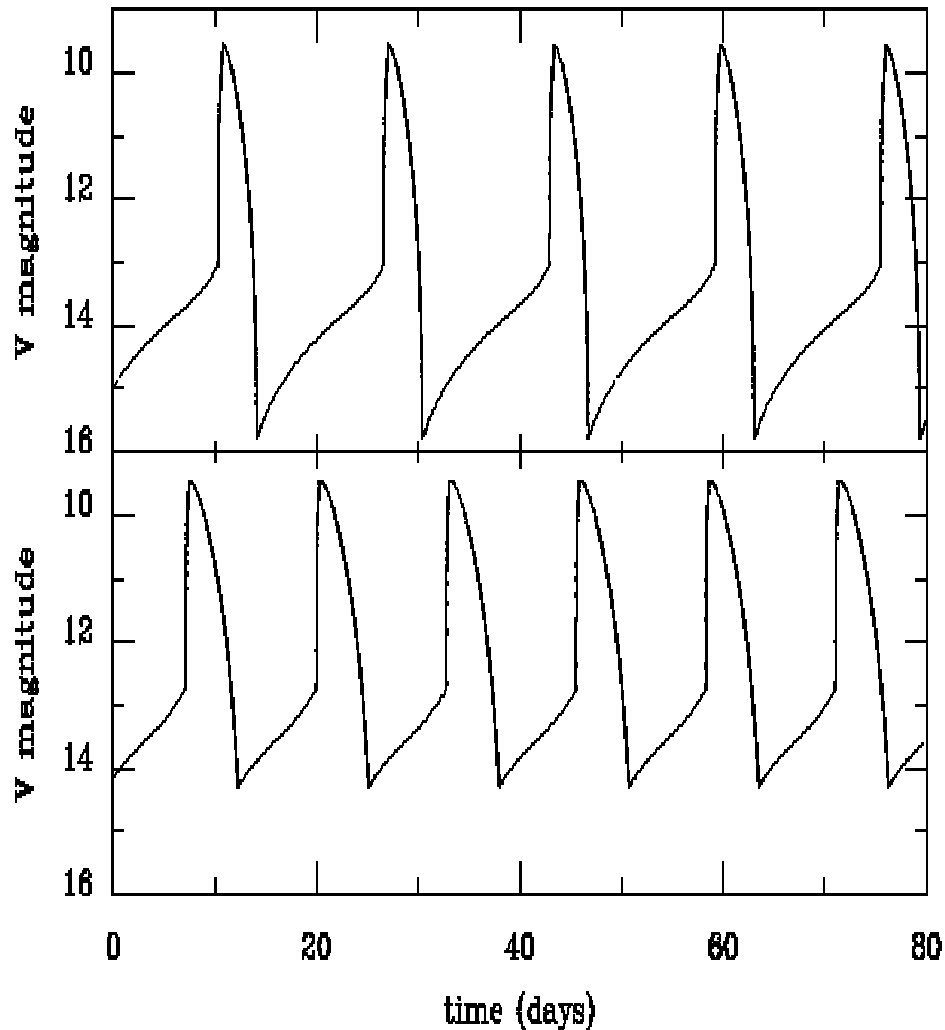
- oświetlenie dysku (przez podnoszenie temperatury oświetlenie modyfikuje nie tylko obserwowane widmo, ale przebieg czasowy wybuchu)
- oświetlenie towarzysza (oświetlenie okolic punktu L1 na towarzyszu może powodować zwiększony dopływ masy, i tak tłumaczyć można szczególnie długotrwałe wybuchy)
- ruch wewnętrznego promienia dysku (w grę wchodzi albo odparowanie dysku, albo jego rozerwanie przez słabe nawet pole magnetyczne białego karła, gdy tempo akrecji jest bardzo małe, jak w quiescence; mechanizm nie jest jasny, ale efektem jest właśnie obecność gorącej optycznie cienkiej plazmy emitującej w zakresie rentgenowskim)
- rezonanse pomiędzy częstotliwością orbitalną z częstotliwością rotacji dysku (ogólnie uważa się, że te rezonanse odpowiedzialne są za wybuchy długie, tzw. superwybuchy - *superoutbursts*, wysepujące np. w SU Uma i trwające 5 - 10 razy dłużej niż zwykłe wybuchy)

Większość kodów ewolucyjnych bierze pod uwagę tylko część tych efektów, a w wielu sprawach nie ma jasności.

Przykładowe wyniki na następnej stronie.

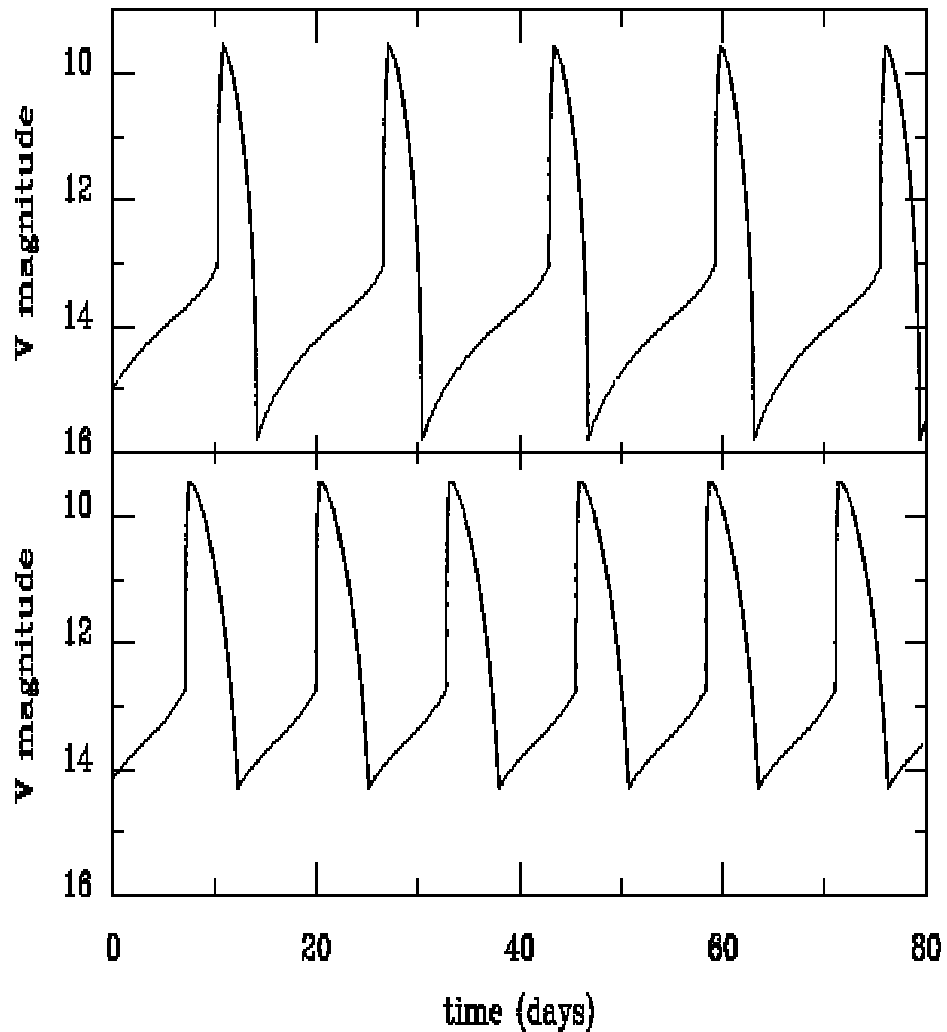


## Przykładowy model (Hameury et al. 2001)

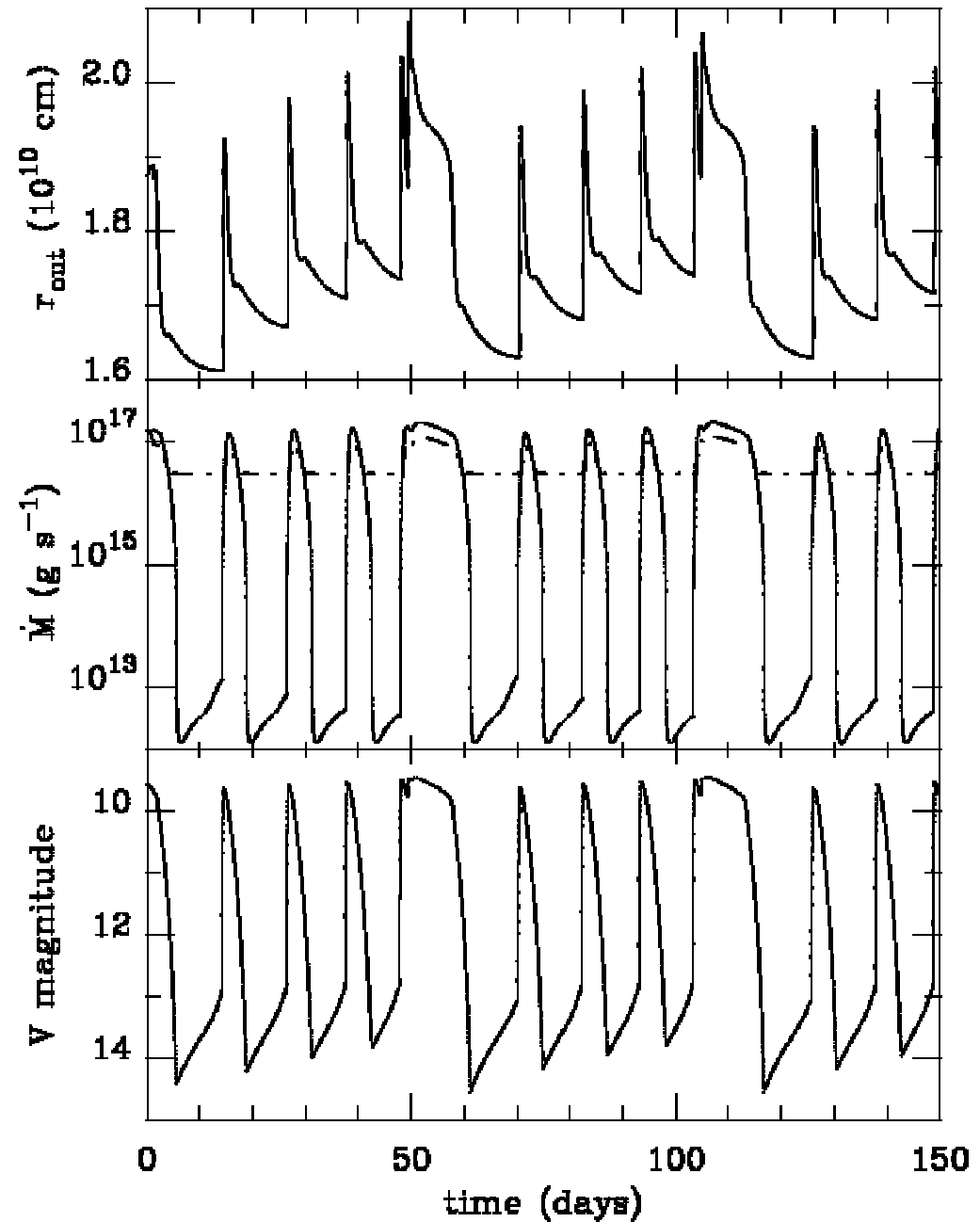


*Model podstawowy:  $M_{WD} = 0.6 Ms$  (górny) lub  $1.0$  (dolny), dot  $M = 3 \times 10^{16} g/s$ ; z prawej - efekt oświetlania dysku przez białego karła*

## Przykładowy model (Hameury et al. 2001)

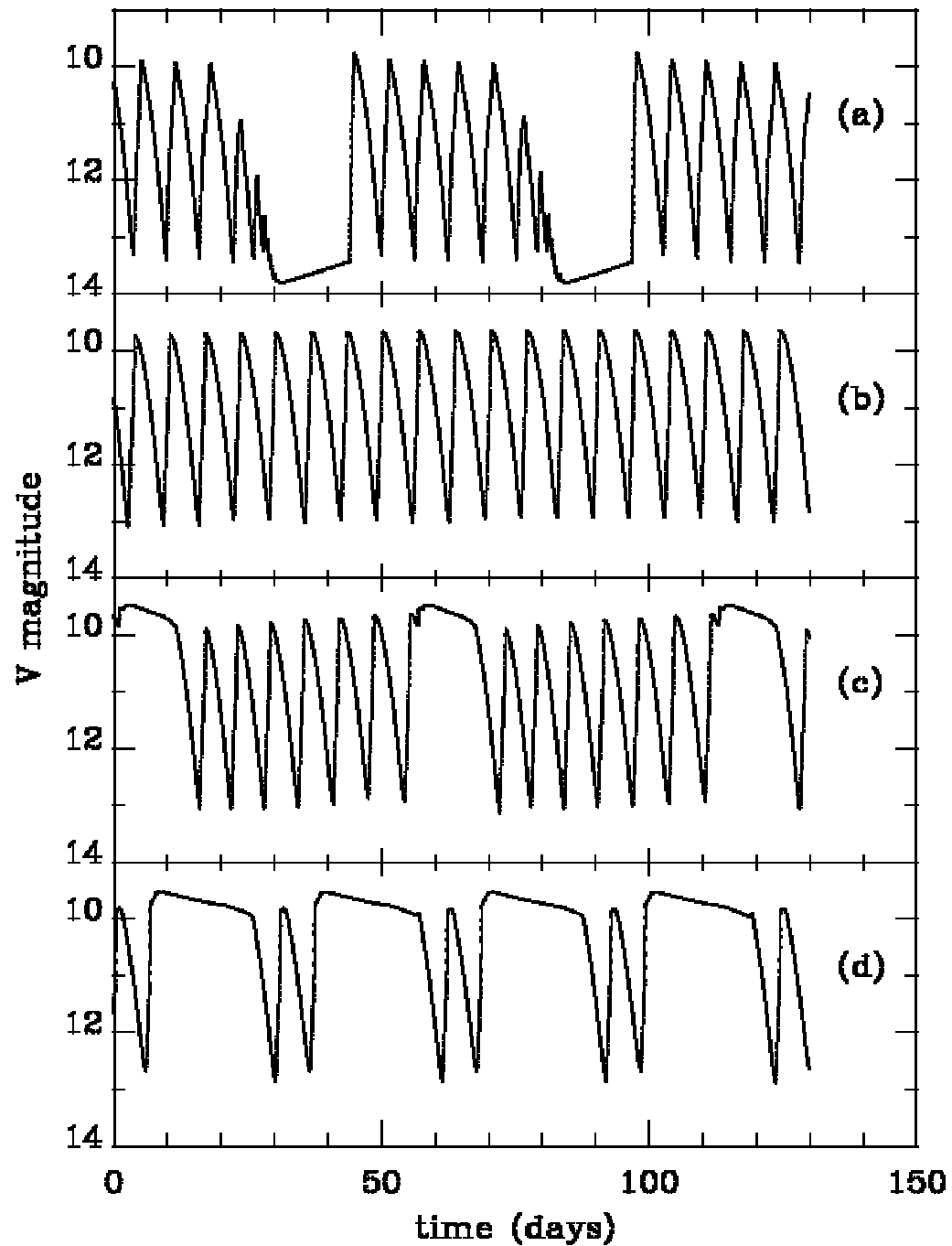


*Model podstawowy:  $M_{WD} = 0.6 M_s$  (górny),  
dot  $\dot{M} = 3 \times 10^{16} \text{ g/s}$ ; z prawej - efekt  
oświetlania towarzysza*



## Przykładowy model (Hameury et al. 2001)

*Model podstawowy:  $M_{WD} = 1.0 M_{\odot}$ ,  
efekt zmiany tempa akrecji  
dot  $M = 10^{16}$  g/s;  
 $3 \times 10^{16}$  g/s;  
 $4 \times 10^{16}$  g/s;  
 $7 \times 10^{16}$  g/s;*





### III. Zmienne kataklizmiczne - bazowe laboratorium dysków cd.

#### Dlaczego $\alpha$ może być mniejsza, gdy poziom jonizacji jest mniejszy?

Obecnie uważa się, że za fizyczny mechanizm lepkości stający za parametryzacją  $\alpha$  jest niestabilność magnetohydrodynamiczna (**MRI - magnetorotational instability**). Niestabilność ta to generujące się na koszt rotacji (a zatem energii grawitacyjnej) zapętłające się, czyli małoskalowe pole magnetyczne.

Mechanizm działa, jeśli materia oddziałuje z polem magnetycznym, a zatem jest w dostatecznym stopniu zjonizowana. Odpowiednie kryterium to odpowiednio duża magnetyczna liczba Reynoldsa

$$\Re_M = \frac{c_s H}{\eta} \quad \Re_A = \frac{v_{ni}}{\Omega_K}$$

która określa stosunek skali czasowej turbulentnego ruchu materii do skali czasowej dyfuzji pola magnetycznego oraz mierzy efekt tzw. **ambipolar diffusion**, czyli stosunek częstości zderzeń atomów neutralnych z jonami do częstości keplerowskiej. Gdy wodór i hel nie są zjonizowane (dolna gałąź niestabilności jonizacyjnej), to liczba elektronów i jonów spada, bo zostają tylko elektrony z wyższych powłok pierwiastków ciężkich. Wydajność mechanizmu spada, i spada  $\alpha$ . Nie jest to jeszcze dokładnie zbadane, ale możliwość testowania natury lepkości wygląda obiecująco.