

Akrecja na gwiazdy neutronowe i galaktyczne czarne dziury

1. Komentarz historyczny o źródłach promieniowania rentgenowskiego

Początki idei obserwacji rentgenowskich to koniec lat 40'tych. Astronomia rentgenowska za dotychczasowe sukcesy została wyróżniona przyznaniem w tym w 2002 roku Nagrody Nobla dla Riccarda Giacconiego za osiągnięcia w tej dziedzinie. Giacconi miał decydujący udział w pierwszym eksperymencie, który przyniósł detekcję kosmicznego źródła X oraz w przygotowaniu i eksploatacji satelitów dedykowanych obserwacjom rentgenowskim (Uhuru, Einstein, Chandra).

Krótkie kalendarium astronomii rentgenowskiej na tle innych dziedzin:

1948 – odkrycie promieniowania rentgenowskiego ze Słońca (rakietą V

1962 – odkrycie pierwszego kosmicznego źródła – Sco X-1 (rakietą Adobee)

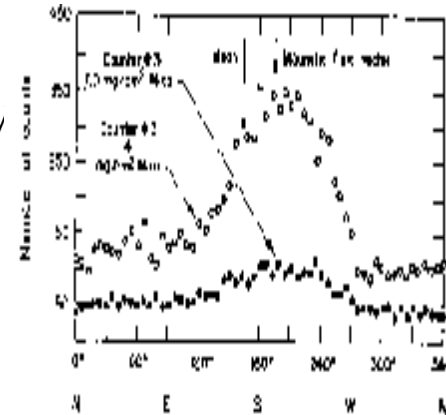
1966 – optyczna identyfikacja Sco X-1

1967 – pierwsza X-ray nova

1967 – odkrycie pulsarów radiowych

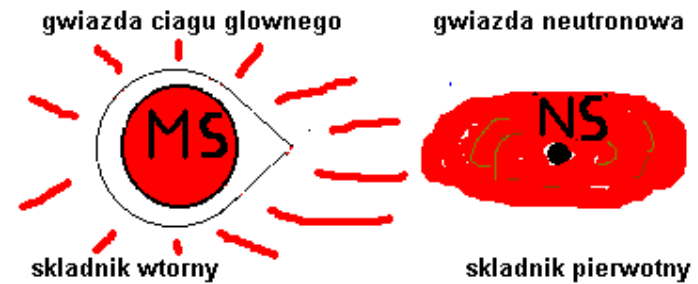
1970 – początek misji satelity Uhuru

Już ok. 1972 roku stało się jasne, że źródłem promieniowania rentgenowskiego jest akrecja na gwiazdę neutronową lub czarną dziurę materii pochodzącej z towarzysza. Istotną rolę odegrały tu obserwacje optyczne (krzywe blasku, linie emisyjne) które pokazały, że emisja pochodzi z układu podójnego gwiazd i pozwoliły na wyznaczenie parametrów orbity. Pojawiły się też kluczowe prace teoretyczne (Shakura 1972, Shakura i Sunyaev 1973), które sformułowały podstawę teorii dysków akrecyjnych, procesów promienistych zachodzących w plazmie i rolę pola magnetycznego.

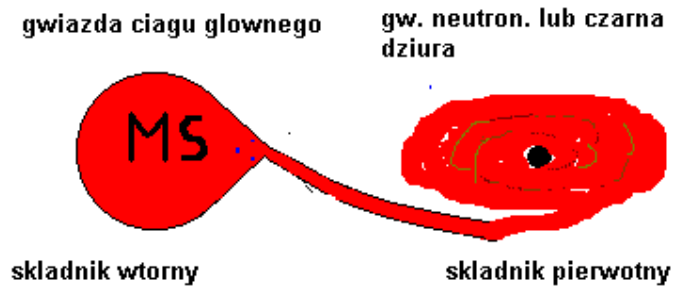


2. Podstawowe typy źródeł

(a) **HMXB (High Mass X-ray Binaries) – masywne układy rentgenowskie.** Towarzysz jest gwiazdą masywną, z reguły typu O, B lub Be. Proces powstawania stosunkowo dobrze znany, zachodzi znaczna wymiana masy zanim gwiazda pierwotnie masywniejsza (primary) wybuchnie jako supernowa. Są to układy populacji I (młode). Przykład: Cyg X-1



(b) **LMXB (Low Mass X-ray Binaries) – małowymiarowe układy rentgenowskie.** Towarzysz jest małowymiarową gwiazdą ciągu głównego, tak jak w układach kataklizmicznych, i wypełnia powierzchnię Roche'a. Powstawanie bardziej złożone, z fazą wspólnego otoczki, szczegóły kontrowersyjne. Są to układy populacji II (stare). Przykład: Nova Muscae.



Rola pola magnetycznego: jeżeli gwiazda neutronowa ma znaczne pole magnetyczne, to dysk akrecyjny nie tworzy się albo przynajmniej nie dochodzi do gwiazdy centralnej (tak jak w polarach zawierających białego karła), a akrecja następuje ewentualnie poprzez kolumnę akrecyjną. Podklasy:

c) **Z sources (źródła typu Z)** o polu magnetycznym rzędu 10^{10} G. W źródłach tych dysk nie dochodzi całkiem do powierzchni gwiazdy a promień rozerwania dysku zależy od tempa akrecji (większy, gdy \dot{m} mniejsze), co powoduje zakreślanie charakterystycznego kształtu na diagramie kolor-kolor, gdzie kolor to stosunek zliczeń w dwóch przedziałach energetycznych. Mogą należeć do HMXB lub LMXB.

Zachowanie całkiem podobne do klasycznych Z sources wykazują tzw. Atoll sources (gwiazdy neutronowe o małym polu magnetycznym). Zanik dysku jest związany jednak z odparowaniem dysku, a nie magnetosferą.

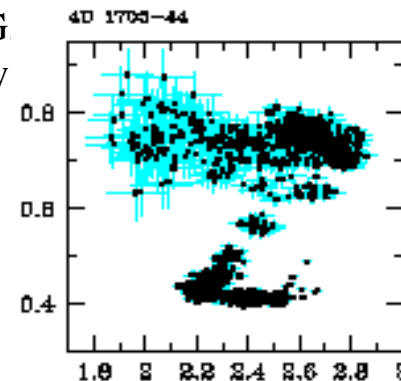


Diagram kolor-kolor:
cts/s, keV
miękki
(4-6.40/93-4)
twardy
(9.7-16)/(6.4-9.7)
Gierliński and
Done 2002

2. Podstawowe typy źródeł c.d.

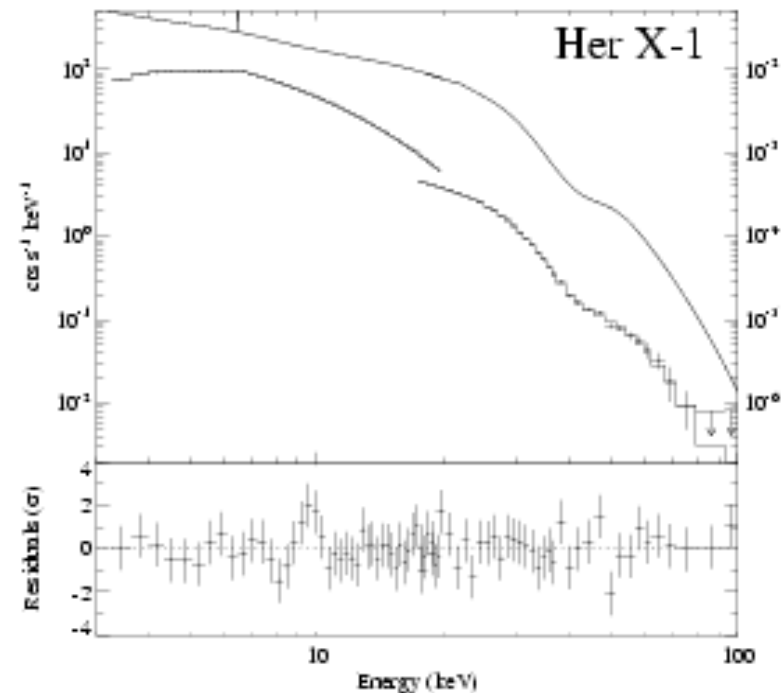
c) **pulsary rentgenowskie** o polu magnetycznym rzędu 10^{12} G. Ocena pola magnetycznego robiona jest często w oparciu o detekcję cyklotronowych linii emisyjnych w zakresie rentgenowskim. W obiektach tych zachodzi akrecja kolumnowa, dysk akrecyjny nie występuje. Mogą należeć do HMXB lub LMXB. Co więcej, czasami mamy do czynienia z tzw. propeller state, kiedy akrecja nie zachodzi, a materia jest wydmuchiwana w całości. Takie fazy zachodzą naprzemiennie z fazami akrecji, a zatem rozkręcania gwiazdy. Wnioski takie wysuwa się w oparciu o obserwacje zachowania okresu rotacji gwiazdy neutronowej i poziomu emisji rentgenowskiej. Przykład: Her X-1. Nie ma właściwie dobrych modeli teoretycznych widm tych obiektów.

d) **pulsary milisekundowe** – szczególnie ciekawa klasa.

Niektóre są nadal pulsarami rentgenowskimi, ale liczne są już tylko pulsarami radiowymi, czasami nawet bez towarzysza. Pierwszy taki obiekt o okresie 1.59 ms, bez towarzysza, odkryto w 1982 r., miał bardzo słabe pole magnetyczne, czyli był już bardzo starą gwiazdą. Skąd więc taka rotacja? Wyjaśnienie: końcowe stadium ewolucji LMXB. Akrecja rozkręca gwiazdę neutronową, a towarzysz w ostatniej fazie zostaje kompletnie odparowany. Ponieważ pole magnetyczne jest słabe, to gwiazda nie spowalnia rotacji i żyje sobie potem jeszcze bardzo długo. Dlatego jeden z obiektów został ochrzczoney **Czarną Wdową** ("Black Widow pulsar", PSR B1957+20). Czasami towarzysz zostaje, ale

zamienia się w gwiazdę neutronową, akrecja ustaje. Do tej klasy należy pulsar PSR 1257+12, wokół którego Wolszczan odkrył planety, oraz pulsary wykorzystywane do testów OTW.

W dalszej części skupimy się na obiektach o słabym (zaniedbywalnym) polu magnetycznym. Omówimy trzy aspekty: ewolucję czasową, widma i naturę obiektu centralnego, które to zagadnienia nawzajem się zająbiają.



Widmo Her X-1: nachylenie = 0.97, obcięcie $E = 20\text{~keV}$, linia żelaza (Coburn i in. 2002).

3. Ewolucja czasowa LMXB i HMXB

Zródła dzielimy na:

- **stałe (persistent)**
- **przejściowe (transient)**

Obie klasy charakteryzują się zmiennością, ale źródła stałe widać zawsze, natomiast duża amplituda zmian źródeł przejściowych powoduje, że trudno je zaobserwować poza pikami jasności, umożliwiając to dopiero ostatnie satelity jak Chandra, gdy wiemy, gdzie jest źródło.

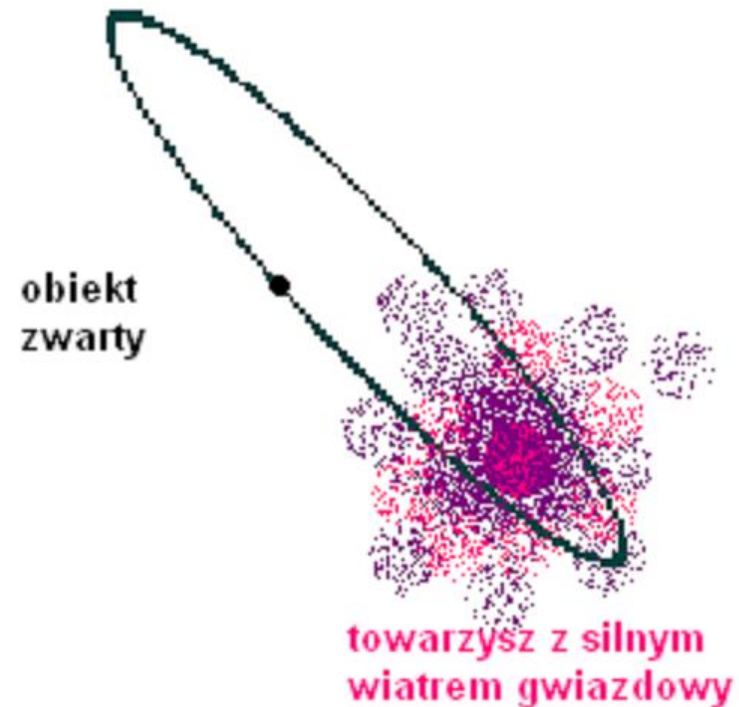
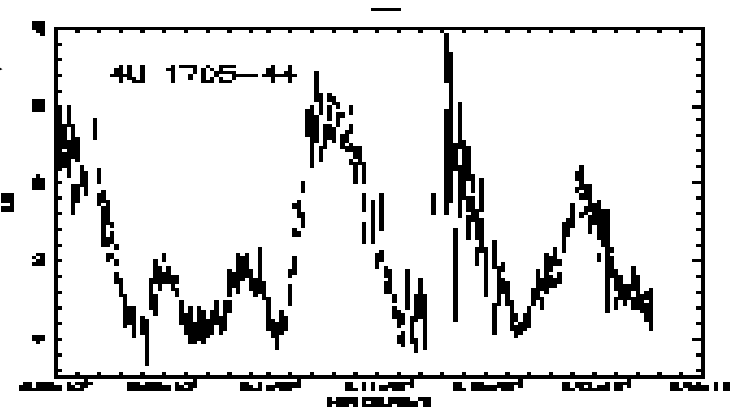
Źródła przejściowe z kolei dzielimy na

- ◆ **źródła o orbicie ekscentrycznej**
- ◆ **X-ray novae**

Te pierwsze wykazują pojaśnienia ściśle okresowe (co nie znaczy, że o powtarzalnej krzywej blasku), te drugie występują nieregularnie, a okresy pomiędzy wybuchami ocenia się na kilka-kilkadziesiąt lat. Te pierwsze to z reguły HMXB, te drugie to LMXB.

Klasa LMXB. W naszej galaktyce znamy ok. 50 źródeł 'stałych' (persistent), zawierających gwiazdę neutronową, a jasności zawierają się w granicach od kilka razy jasność Eddingtona do ok. 10-3 jasności Eddingtona (to ostatnie odpowiada tempu akrecji 10-11 Ms/rok). Znamy też ok. 20 źródeł przejściowych, zawierających czarne dziury i ok. 20 źródeł przejściowych, zawierających gwiazdy neutronowe.

Klasa HMXB.

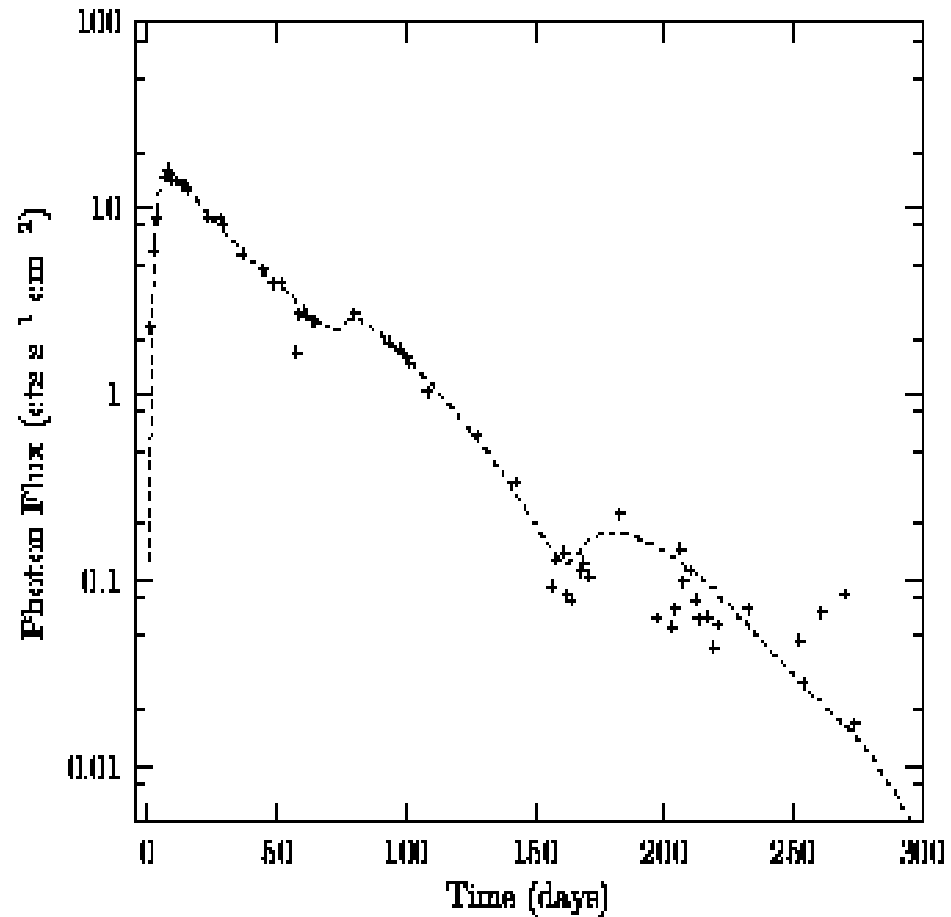


3. Ewolucja czasowa c.d.

Nowe rentgenowskie.

Kroźblysk nowej to pojaśnienie źródła rentgenowskiego o czynnik $10^5 - 10^7$ w ciągu kilku dni, a następnie słabnięcie w ciągu kilku miesięcy. Kształt rozblysku nowej rentgenowskiej jest więc na ogół inny niż rozblyski w nowych karłowatych, a skale czasowe nieco dłuższe, tym niemniej szereg argumentów wskazuje, że mechanizm jest ten sam. W zewnętrznych częściach dysku akrecyjnego występuje niestabilność jonizacyjna, która powoduje modulację tempa akrecji w częściach wewnętrznych. Różnica, jak wskazuje modelowanie, wynika z efektu oświetlania dysku akrecyjnego przez silny strumień promieniowania generowany przez akrecję w obszarach centralnych. Tego elementu nie ma w takim stopniu w zmiennych kataklizmicznych, ponieważ potencjał grawitacyjny w pobliżu białego karła jest rzędy wielkości słabszy. Prosta argumentacja: (i) oświetlanie podnosi temperaturę dysku, a zatem odsuwa w promieniu zakres niestabilności wydłużając skalę lepka na zewnętrznym brzegu warstwy niestabilnej (ii) oświetlenie utrudnia przejście dysku na dolną gałąź i opróżnienie dysku jest prawie kompletne. Oszacowania analityczne (King 1998) potwierdzają, że zanik jasności w oświetlanym dysku jest wykładniczy, zgodnie z obserwacjami.

Ünal Ertan and M. Ali Alpar: On the Origin of Black Hole Soft X-Ray Transients

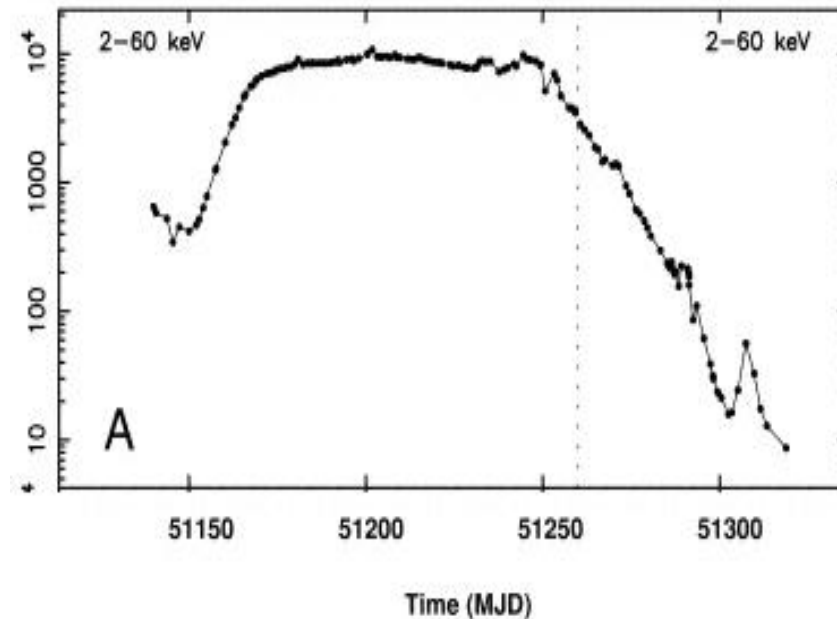
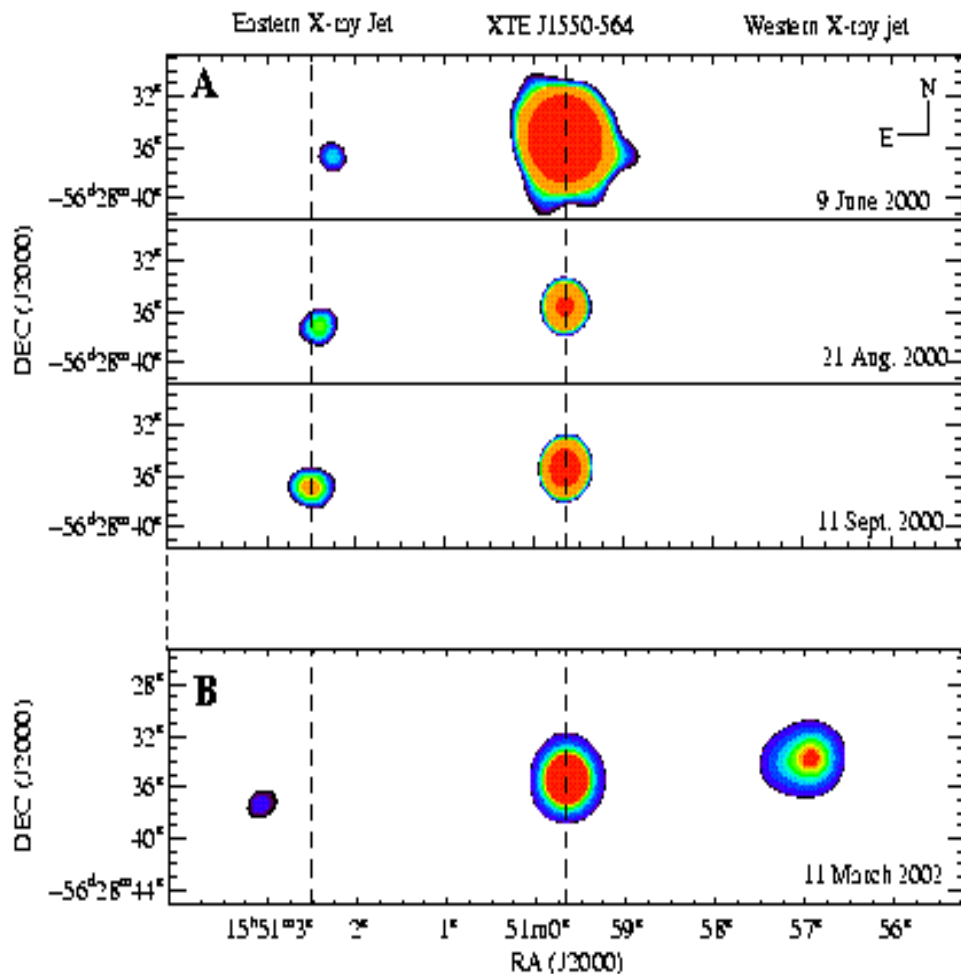


Rentgenowska krzywa blasku Nova Muscae 1991 wraz z modelem teoretycznym ewolucji oświetlanego dysku (Ertan i Alpar 2003).

3. Ewolucja czasowa c.d.

Mikrokwazary.

Ta szczególna podklasa źródeł rentgenowskich należących zawierających czarne dziury wyróżnia się tym, że posiada stosunkowo silne dżety, w zakresie radiowym wykazujące prędkości nadświetlne. Stanowią one galaktyczny analog radiowo głośnych aktywnych jąder galaktyk. Źródła te mogą należeć tak do źródeł stałych, jak i zmiennych. Natura towarzyszy nie zawsze jest znana, na przykład SS 433 ma za towarzysza odewoluowaną gwiazdę typu A o masie ok. 20 Ms, natomiast masa towarzysza GRS 1915+105 oceniana jest na ok. 1.2 Ms (gwiazda typu K). Znamy kilkanaście mikrokwazarów.



Rozbłysk mikrokwazara J1550-564 (góry). Obok, obserwacja ekspansji dżetu w zakresie rentgenowskim przez satelitę Chandra (Corbel i in. 2002).

4. Odróżnianie gwiazd neutronowych od czarnych dziur

(a) pomiar funkcji masy

Z teorii wiadomo, że masa gwiazdy neutronowej nie może być większa od ok. 2 Ms, dokładna granica zależy od równania stanu oraz od prędkości i charakteru rotacji (sztywna czy różniczkowa). Ciśnienie nie może powstrzymać kolapsu dla większej masy, ponieważ w OTW ciśnienie też kontrybuuje do energii, a zatem do masy grawitacyjnej. Określenie wartości masy składnika zwartego przesądza więc sprawę. Z ruchu orbitalnego wyznaczamy

$$f(M) = \frac{(M \sin i)^3}{(M + M_{opt})^2} \propto K^3 P$$

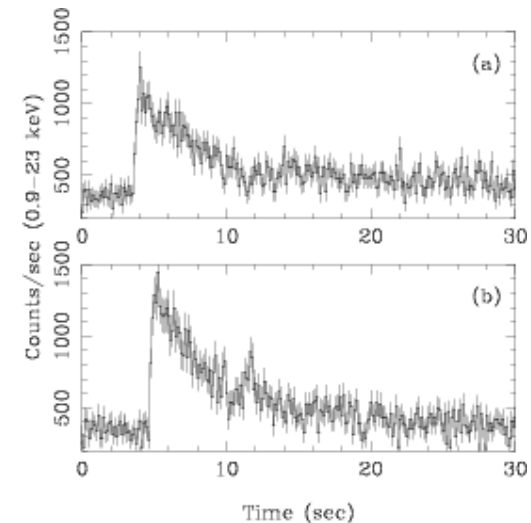
gdzie K jest amplitudą prędkości radialnej mierzoną z obserwacji linii optycznych a P jest mierzonym (z modulacji) okresem orbitalnym układu. Nawet przy nieznanym kącie i masy towarzysza daje to dolną granicę na masę obiektu zwartego, a często możemy ocenić te parametr także.

Przykładowe wyznaczenia mas dla czarnych dziur (Orosz 2002, Ziółkowski 2002):

| obiekt | f(M) | BH |
|------------------------|--------------|---------------------|
| XTE J1118+480 | 6.1+/-0.3 | 6.5 - 7.2 |
| GS 1124-683(NovaMusce) | 3.0+/-0.1 | 6.5 - 8.2 |
| XTE J1550-564 | 6.9+/-0.7 | 8.4 - 10.8 |
| SAX J1819.3-2525 | 3.2+/-0.1 | 6.8 - 7.4 |
| GRS1915+105 | 9.5+/-3.0 | 10.0 - 18.0 |
| LMC X-3 | 2.3+/-0.3 | 6.0 - 9.2 |
| LMC X-1 | 0.14+/-0.05 | 4.0 - 10.0 |
| SS 433 | | 6.0 - 16.0 |
| Cyg X-1 | 0.24+/-0.005 | 6.9 - 13.3 (16+/-5) |

(b) **detekcja okresu rotacji gwiazdy neutronowej lub detekcja berstów** - rozbłysków termojądrowych zachodzących na powierzchni gwiazdy neutronowej (analog wybuchu gwiazd nowych). Bersty trwają kilka sekund (patrz rys. Wyżej, burst z Ser X-1, Seon & Min 2002), a jasność źródła typowo rośnie do jasności Eddingtona i tam się często saturuje (ekspansja gwiazdy). Silne pole grawitacyjne nie pozwala na znaczący wyrzut masy. Jest to wyłącznie metoda eliminacji hipotezy czarnej dziury.

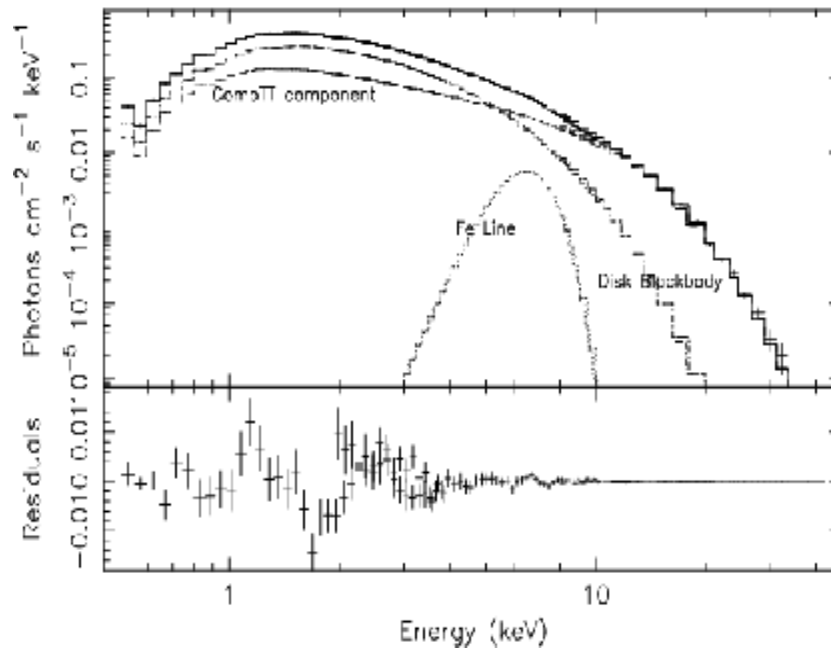
Inne metody mogą mają charakter indykatywny, ale nie są (chyba) niezawodne.



4. Odróżnianie gwiazd neutronowych od czarnych dziur c.d.

c) **widma rentgenowskie** układów z gwiazdami neutronowymi są na ogół w pewnym sensie bardziej miękkie

Photon Spectrum Ser X-1



Przykładowe widmo układu z gwiazdą neutronową, Ser X-1, (Osterbroaek i in. 2001)

Wynika to z faktu, że ponad połowa energii (energia rotacyjna) powinna wydzielać się przy powierzchni gwiazdy, w tzw. warstwie brzegowej, dając w efekcie (i) silny dodatkowy składnik typu ciało czarne o temp. 1 - 2 keV z tego obszaru (ii) silny strumień chłodzący znacznie gorętszą plazmę. Praca o Ser X-1 podaje:

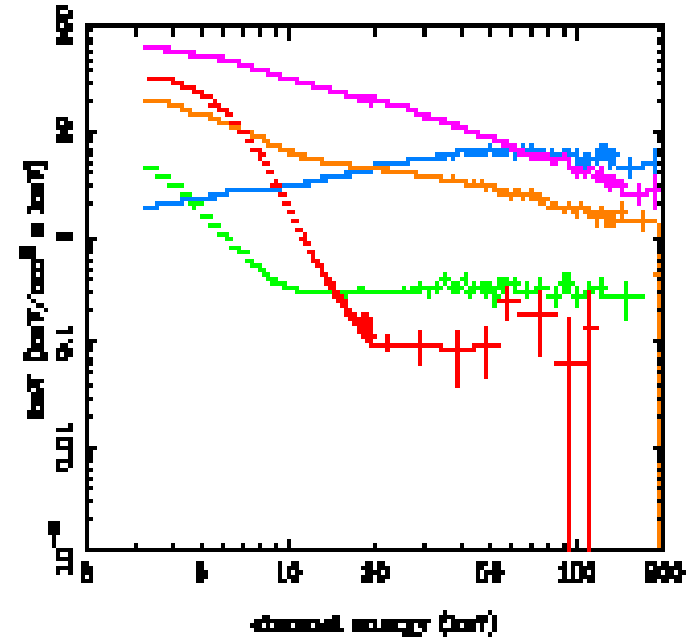
model widma - COMPTT + DISKBB + GAUSSIAN

parametry plazmy: $T_0 = 0.15$ keV, $T = 2.52$ keV, $\tau = 9.7$

parametry dysku: $T_{in} = 1.46$ keV, $R_{in} (\cos i)^{1/2} = 6.8$ km

parametry linii: $EW = 275$ eV, $\sigma = 0.98$ keV

ale modelowanie widm akreujących gwiazd neutronowych jest nadal w dużej mierze kontrowersyjne. Jednak wcale nie zawsze tak jest. Obiekty o jasności powyżej 10^{37} erg/s wykazują wyraźny składnik pochodzący od warstwy brzegowej, a te o jasności mniejszej z reguły nie.



Przykładowa sekwencja widm w różnych stanach jasności dla mikrokwazara J1550+564, Done 2002



4. Odróżnianie gwiazd neutronowych od czarnych dziur c.d.

Problem widać to na zbiorczym diagramie kolor-kolor. Są obszary zarezerwowane wyłącznie dla BH lub wyłącznie dla NS, ale jest też obszar wspólny, szczególnie znaczący dla atoli.

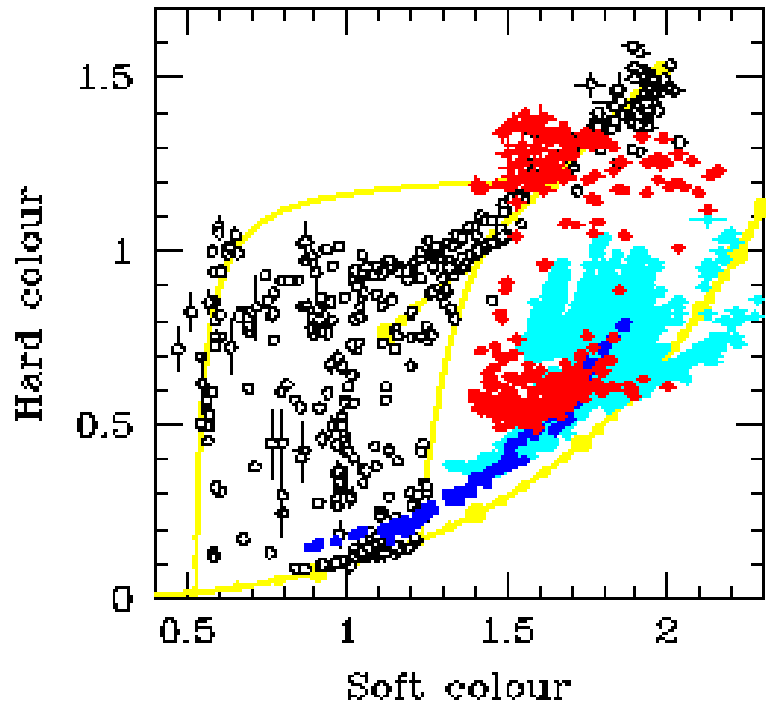
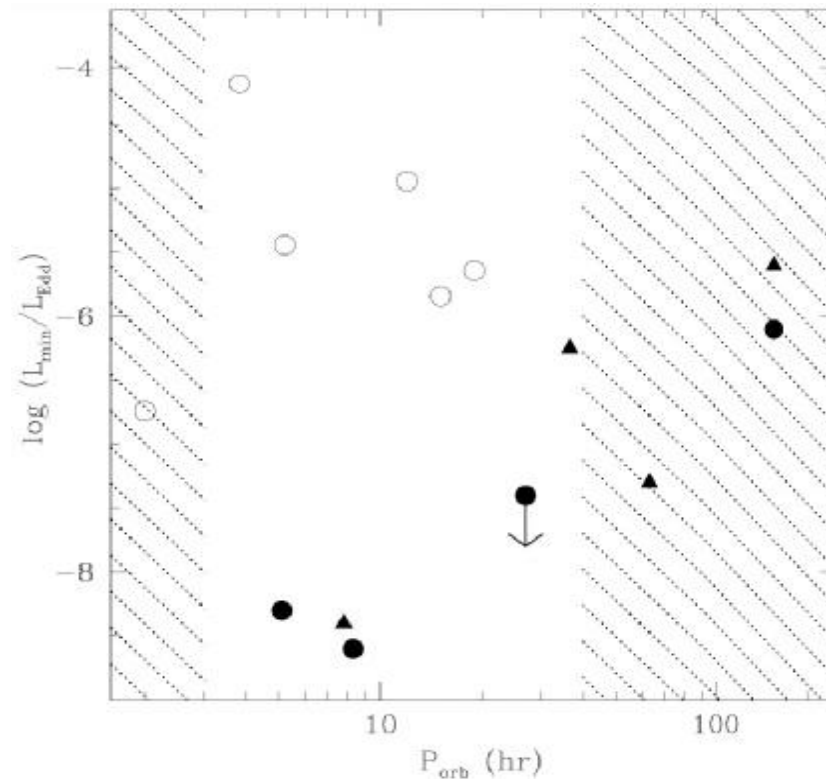


Figure 8. Combined colour-colour diagrams for all source types: open circles for black holes, red, cyan and blue filled circles for stars, Z sources and Cir X-1, neutron star systems, respectively.

Zbiorczy diagram kolor-kolor z pracy Gierliński i Done (2002) dla gwiazd neutronowych i czarnych dziur.

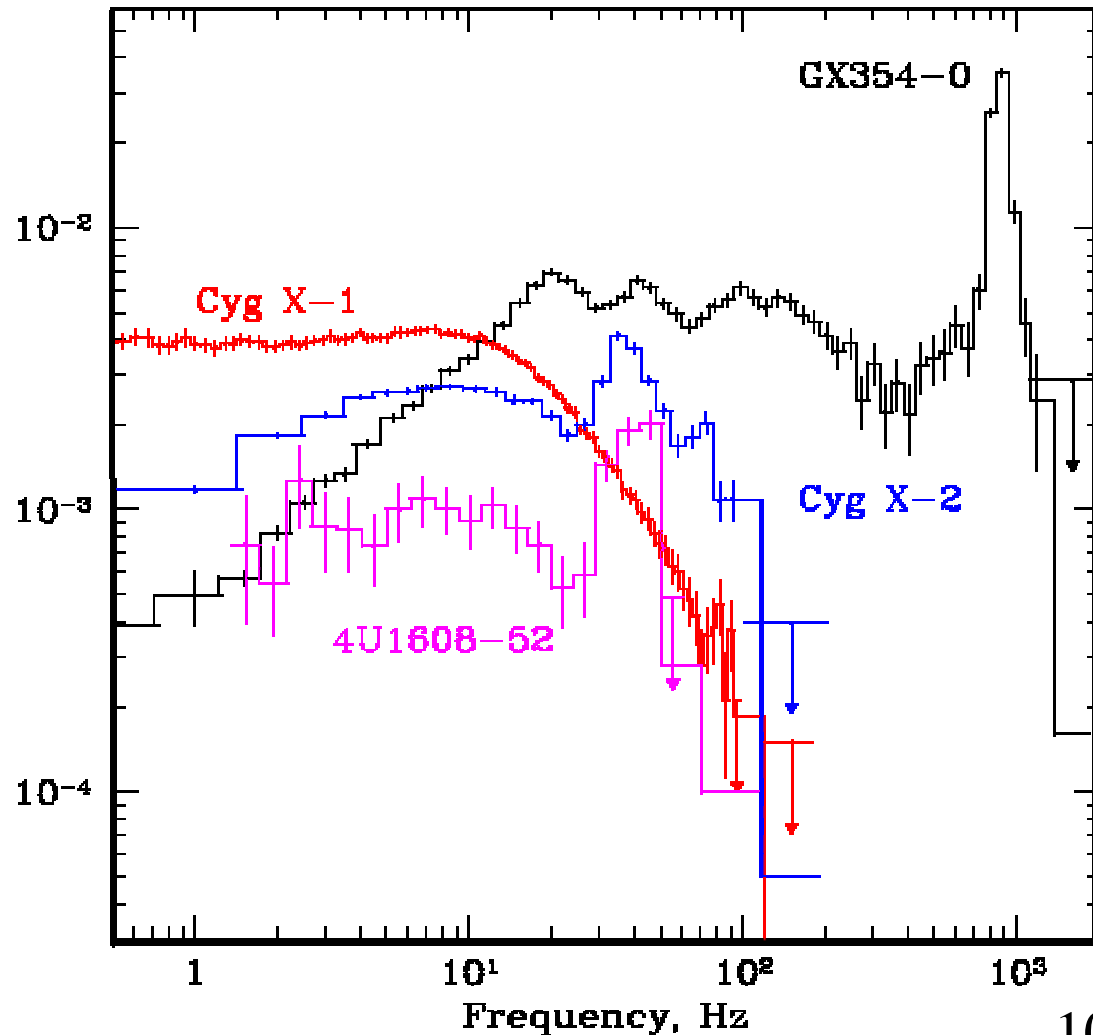
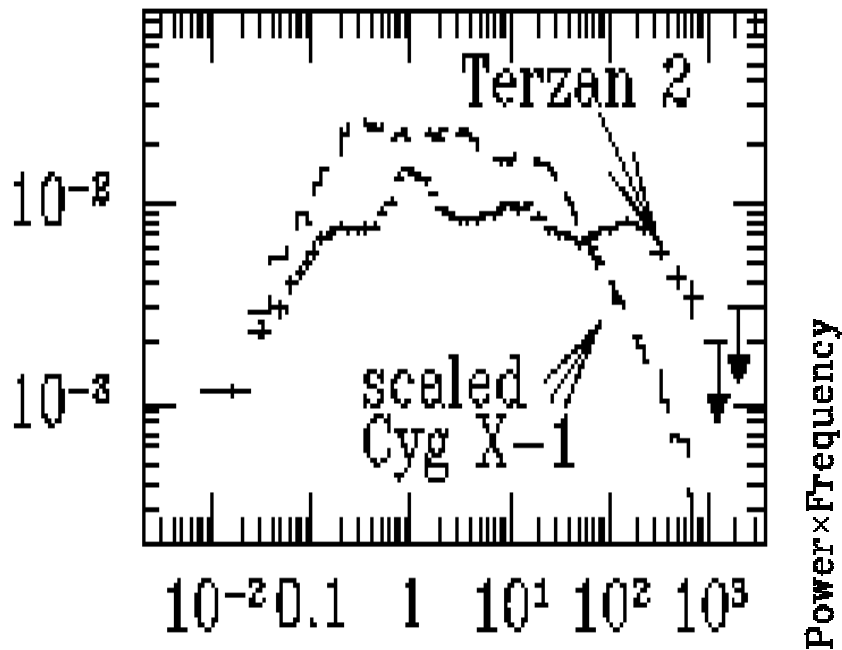
(d) poziom emisji w quiescence rentgenowskie umamy systematyczną różnicę o 2-3 rzędy wielkości. Nie jest jasne, z czego wynika: albo wydajność akrecji mała dla BH, albo dla NS (co mnie się wydaje bardziej prawdopodobne) emisja pochodzi głównie z chłodzenia gwiazdy neutronowej grzanej w czasie fazy akrecji i przez reakcje pyknonuklearne w skorupie.



Zależność jasności w stanie spokojnym od okresu orbitalnego (tempa akrecji) dla gwiazd neutronowych (otwarte symbole) i czarnych dziur (symbole wypełnione).

4. Odróżnianie gwiazd neutronowych od czarnych dziur c.d.

(e) **metoda widma mocy** - wydaje się, że (i) systematycznie większe masy czarnych dziur niż gwiazd neutronowych (ii) obecność warstwy brzegowej i związana z nią dodatkowa zmienność powodują, że skale czasowe są systematycznie krótsze w przypadku NS niż BH, a widma mocy są (i) systematycznie przesunięte do wyższych częstotliwości (ii) ogólnie szersze. (patrz rys. poniżej). Jednak bywają źródła/stany spektralne, dla których te różnice nie są tak oczywiste (patrz Cyg X-1 oraz ten różowy- 4U 1608-52).

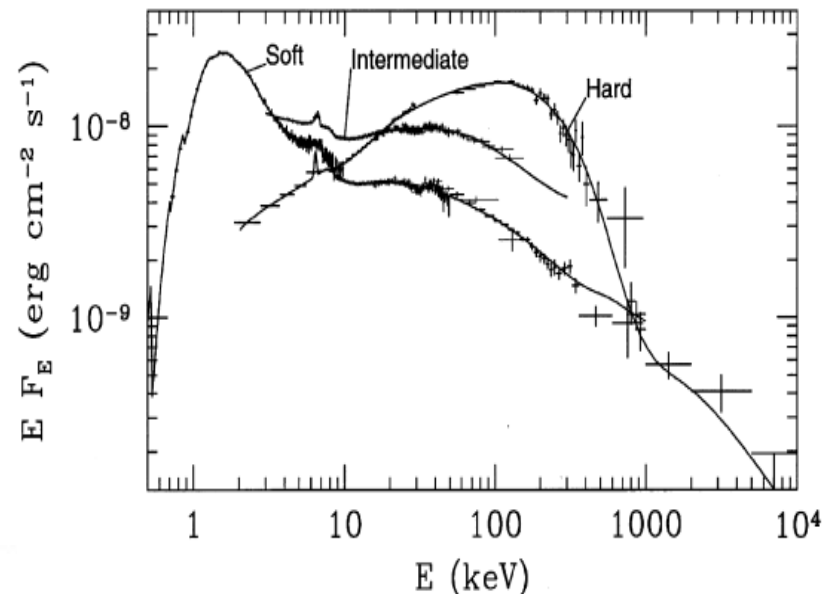
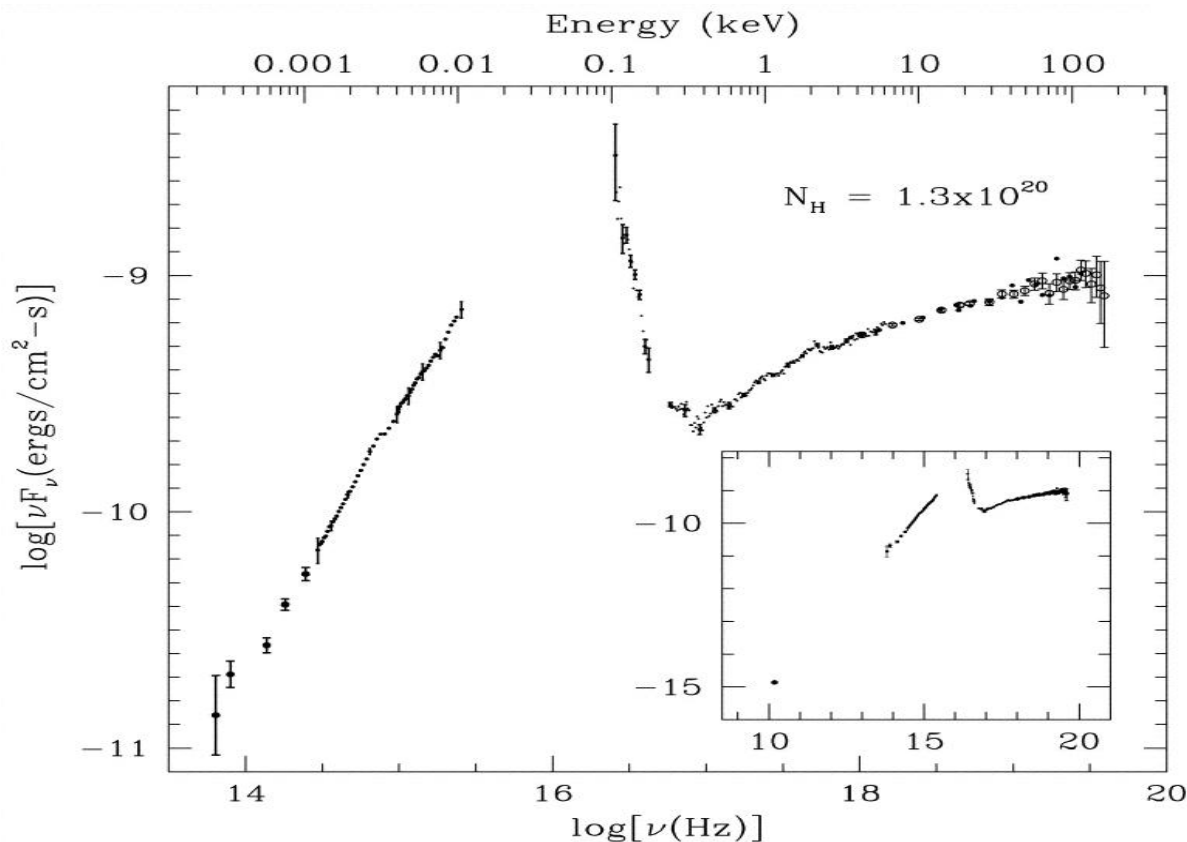


Widma mocy obiektów galaktycznych (Cyg X-1 - czarna dziura; pozostałe - gwiazdy neutronowe), w stanie twardym (wyżej) i w stanie miękkim (obok), Sunyaev & Revnivtsev 2000.

5. Stany spektralne galaktycznych czarnych dziur

Zasadnicze dwa elementy widma to dysk akrecyjny oraz składnik potęgowy, pochodzący od gorącej optycznie cienkiej plazmy, czasami składnik dyskowy jest znacznie skomptonizowany przez umiarkowanie gorącą plazmę. Stany spektralne to zmiana proporcji pomiędzy tymi składnikami. Składnik dyskowy jest z reguły niewidoczny dla źródeł o małej jasności (stan niski/twardy) ze względu na dużą ekstynkcję do wszystkich źródeł poza ostatnio odkrytym niezwykle bliskim źródłem przejściowym XTE J1118+480.

J1118



Cyg X-1 w różnych stanach widmowych, Gierliński i in. 1999.

Różnice w proporcjach wiążą się też z pewnymi dalszymi zmianami - nachyleniem widma, a charakterem rozkładu prędkości elektronów. W stanie niskim dominują elektrony termiczne, o temperaturze rzędu 100 keV, a w stanie wysokim (miękkim) jest znaczna proporcja elektronów nietermicznych i widmo rozciąga się do wyższych energii, co pokazuje obserwacja Cyg X-1 (powyżej).

5. Stany spektralne galaktycznych czarnych dziur c.d.

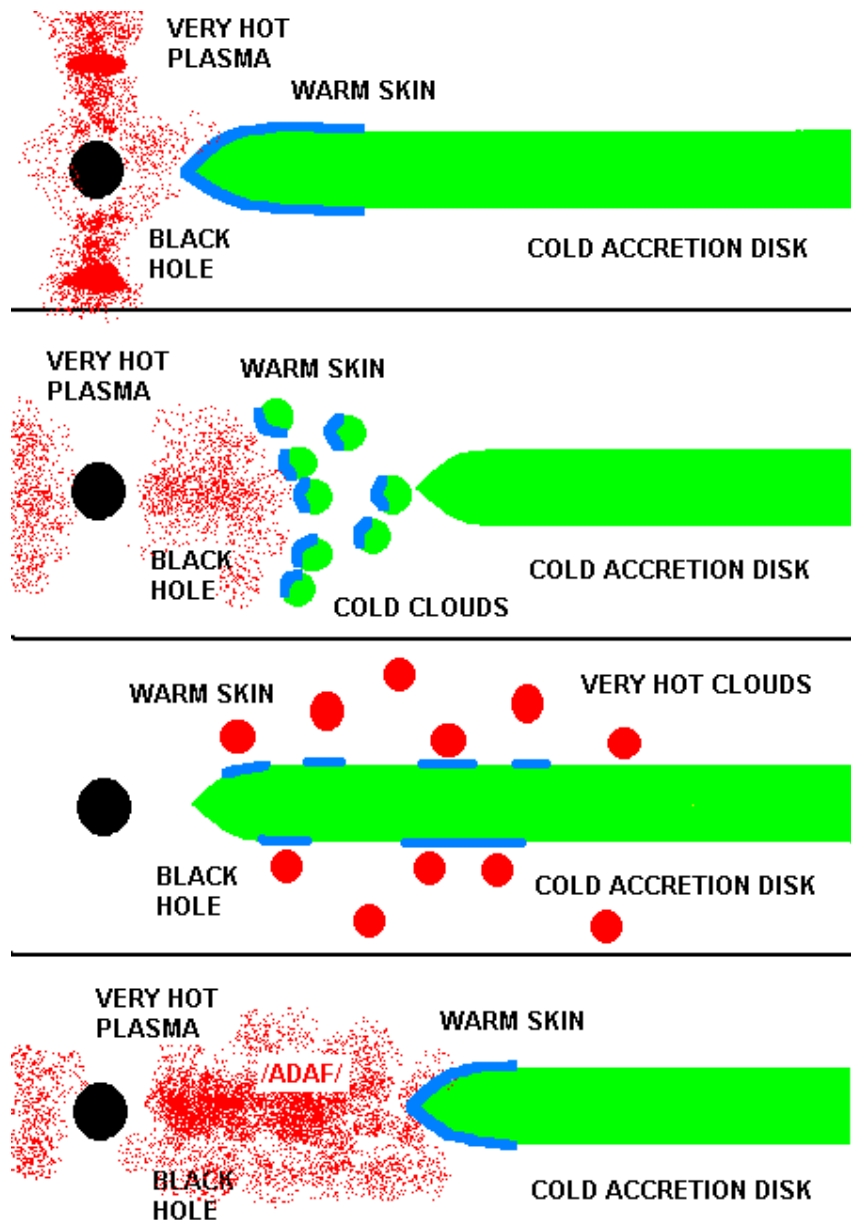
Zajmiemy się teraz nieco dokładniej stanami spektralnymi, głównie w kontekście czarnych dziur, choć układy z NS też stany spektralne posiadają. Niektóre Nowe Rentgenowskie (nie wszystkie) w trakcie wybuchu przechodzą spektakularnie przez wszystkie zasadnicze stany spektralne, jakie wyróżnia się przy badaniu czarnych dziur. Taka sekwencja

- stan spokojny - stan bardzo wysoki - stan wysoki - stan pośredni - stan niski - stan spokojny

obserwowana dla Nova Muscae ułatwiła odpowiednie uszeregowanie w miarę malenia tempa akrecji. Poniższa tabelka ujmuje orientacyjnie własności widmowe poszczególnych stanów, choć trudności są (i) z określeniem jasności bolometrycznej (ii) obserwuje się dość istotny **efekt histerezy** - stan obiektu zależy nie tylko od chwilowej jasności, ale do pewnego stopnia od historii (obiekt jaśniejący ma widmo nieco twardsze, a ciemniejący nieco miększe dla tej samej jasności obserwowanej). To jest potencjalnie ciekawe, ale nie ma jasnej interpretacji. **Identyfikacja VHS i IS ?**

| | <i>Very High</i> | <i>High/Soft</i> | <i>Intermediate</i> | <i>Low/Hard</i> | <i>Quiescence</i> |
|--------------------|------------------|------------------|---------------------|-----------------|-------------------|
| <i>L/Ledd</i> | 0.5 | 0.1 | 0.05 | 0.03 | 1e-6 |
| <i>Disk</i> | yes | yes | yes | no | no |
| <i>Tin [keV]</i> | 1.1 | 1 | 0.3 | 0.1 | |
| <i>Rin [Rschw]</i> | 5 | 5 | 5 | 10 - 50 | |
| <i>Disk Compt.</i> | yes | weak | yes | yes | |
| ξ | 1e4 | | 1e4 | <100 | |
| $\Omega/4\pi$ | 0.5 | | 0.5 | 0.3 | |
| Γ | 2 - 3 | | 2.0 | 1.7 | |
| <i>PL/Disk</i> | 0.2 | 0.01 | 0.3 | 0.4 - 10 | |

6. Geometria procesu akrecji dla galaktycznych czarnych dziur



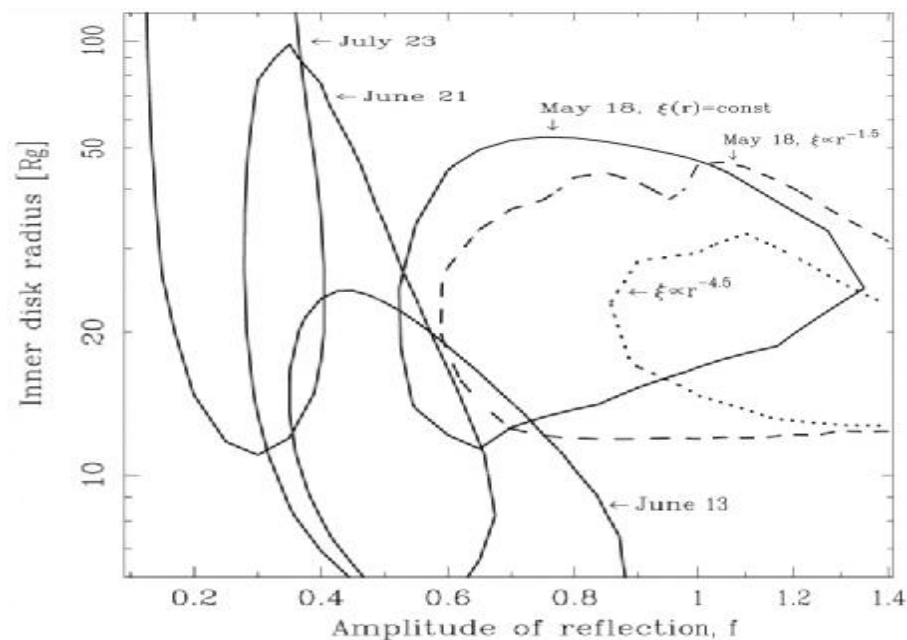
Taką, i parę innych geometrii rozważa się, aby umieścić dysk akrecyjny oraz gorącą optycznie cienką plazmę i ewentualny "ciepły komptonizujący naskórek".

Scenariusze należy teraz przetestować obserwacyjnie:

- badanie linii emisyjnych/absorpcyjnych (Chandra) poza linią żelaza niewiele daje, bo linie muszą pochodzić z zewnętrznych części dysku (emisyjne) oraz z wiatru od towarzysza (absorpcyjne)

- można badać kształt linii żelaza oraz składnika odbitego, z uwzględnieniem efektów relatywistycznych

- można fitować model rozerwanego dysku i określać promień przejścia



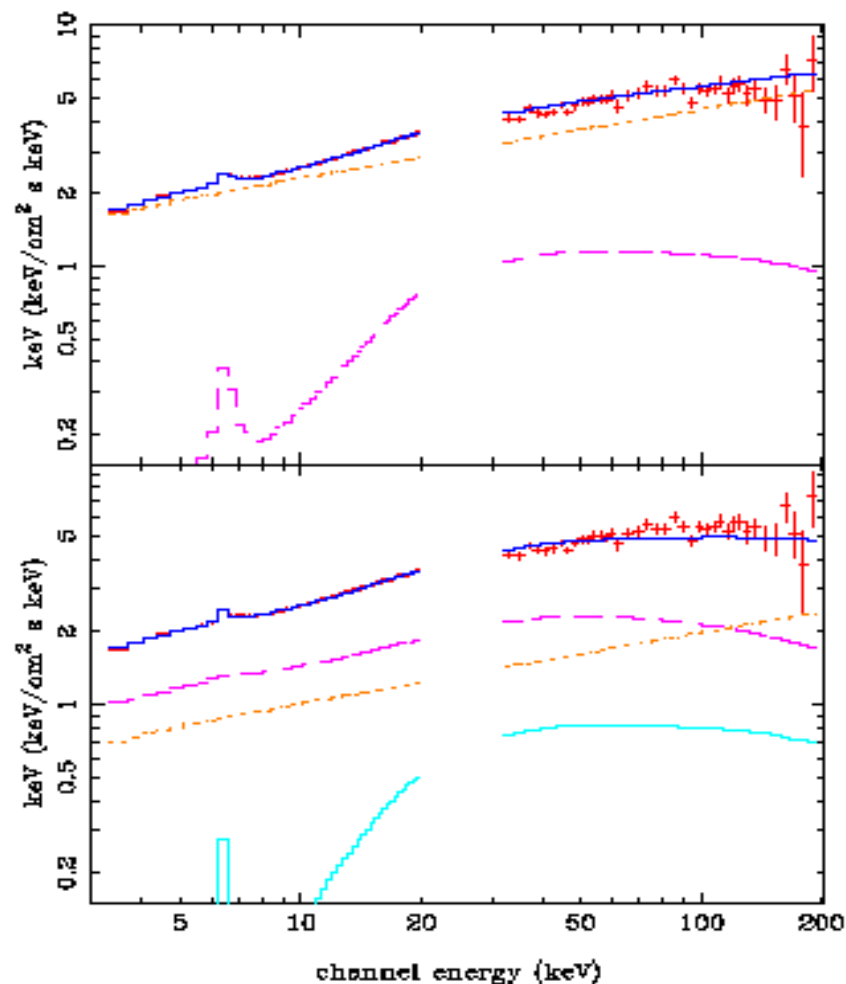
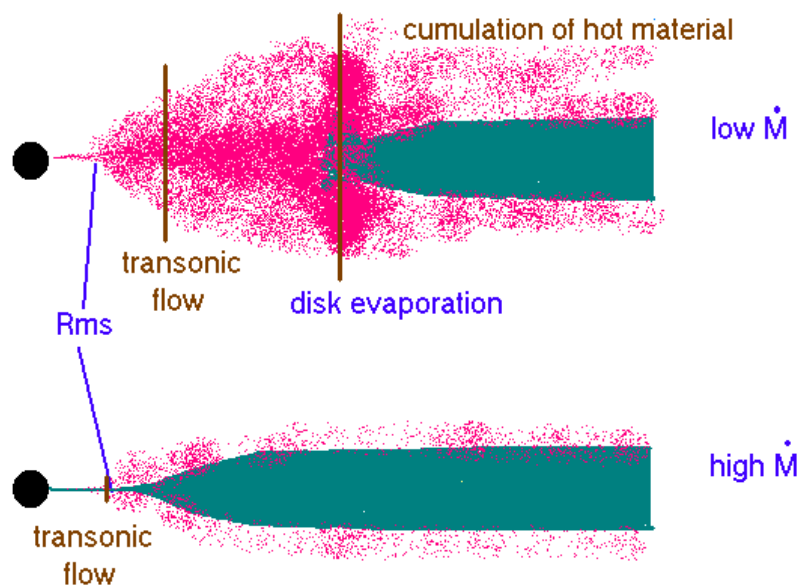
Promień rozerwania dysku i amplituda odbicia w kilku stanach spektralnych w czasie wybuchu Nova Muscae (Życki i in. 1998).

6. Geometria procesu akrecji dla galaktycznych czarnych dziur c.d.

Definitywnego rozstrzygnięcia nie ma jeszcze, choć coraz więcej poszlak wskazuje na scenariusz dysku, otoczonego niezbyt silną koroną, który odparowuje i dla małych wartości tempa akrecji znika zupełnie blisko czarnej dziury, a dla dużych temp akrecji rozciąga się aż do orbity marginalnie stabilnej.

Argumenty:

- QPO
- podobieństwo stanów niskich/twardych dla czarnych dziur i gwiazd neutronowych
- brak dostatecznego odbicia powyżej 100 keV



Fit rozzerwanego dysku oraz kompletnie zjonizowanego dysku do obserwacji Cyg X-1 w stanie twardym/niskim uwzględniającej dane PCA i HEXTE (Barrio i in. 2002)