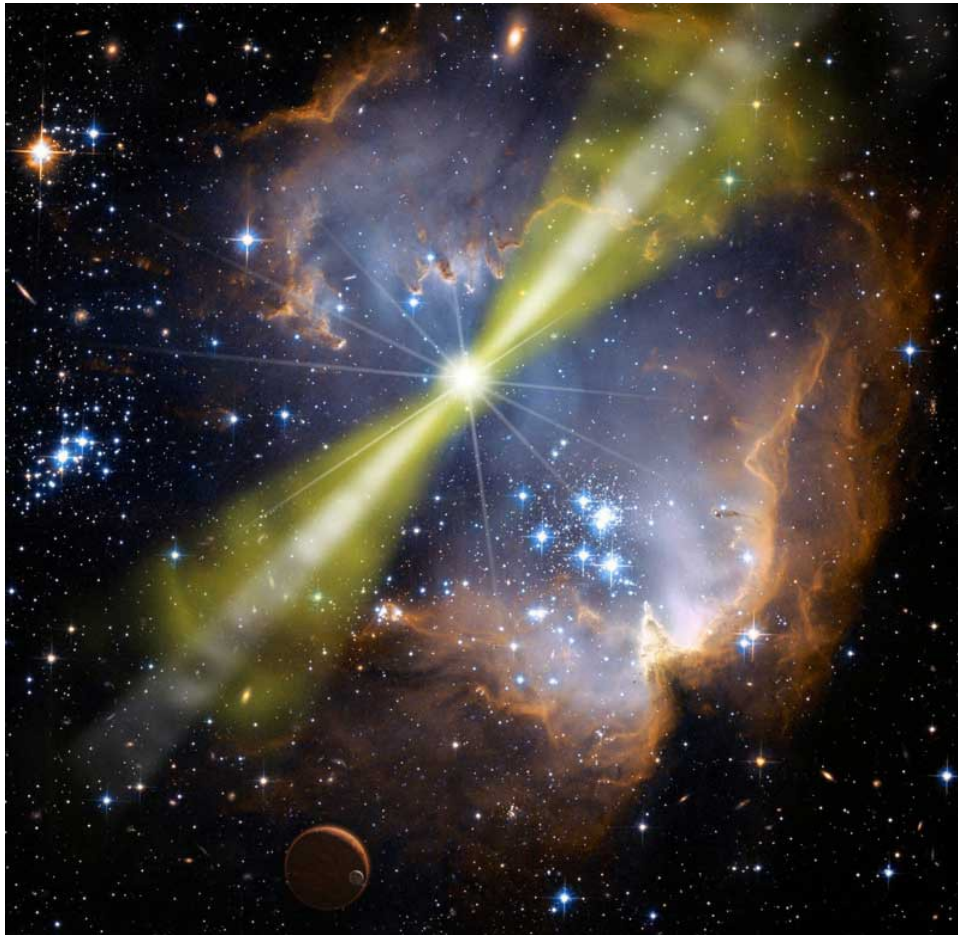


Modele powstawania błysków gamma

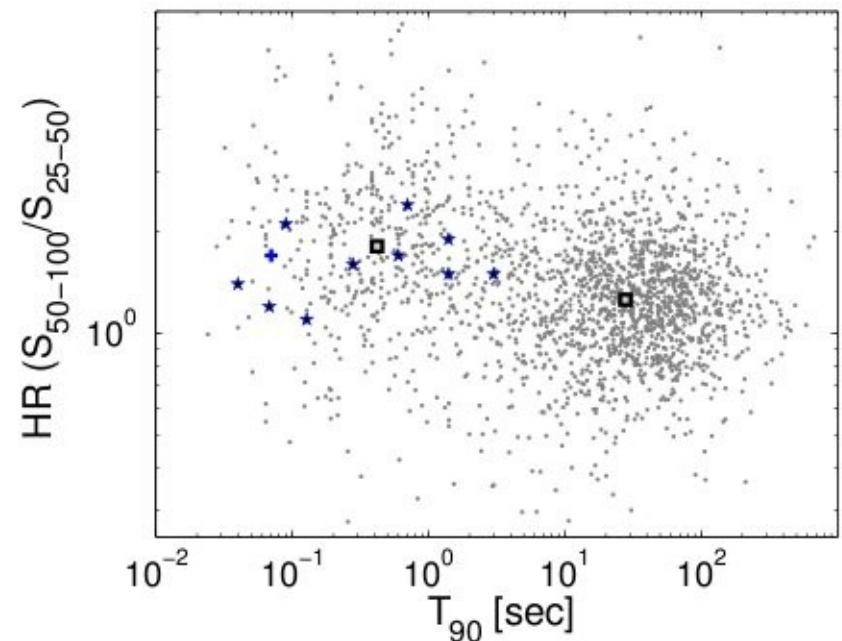
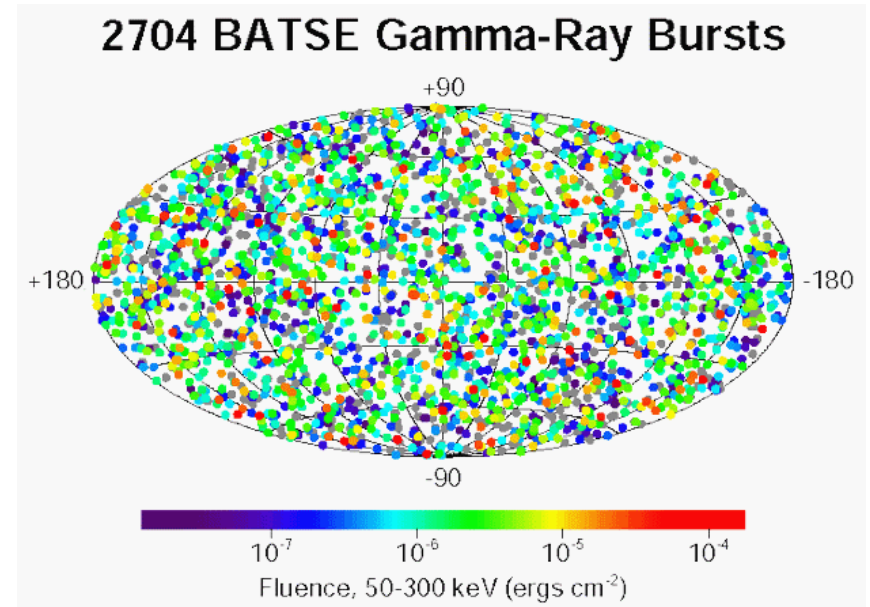


Agnieszka Janiuk
Centrum Fizyki Teoretycznej
Polskiej Akademii Nauk

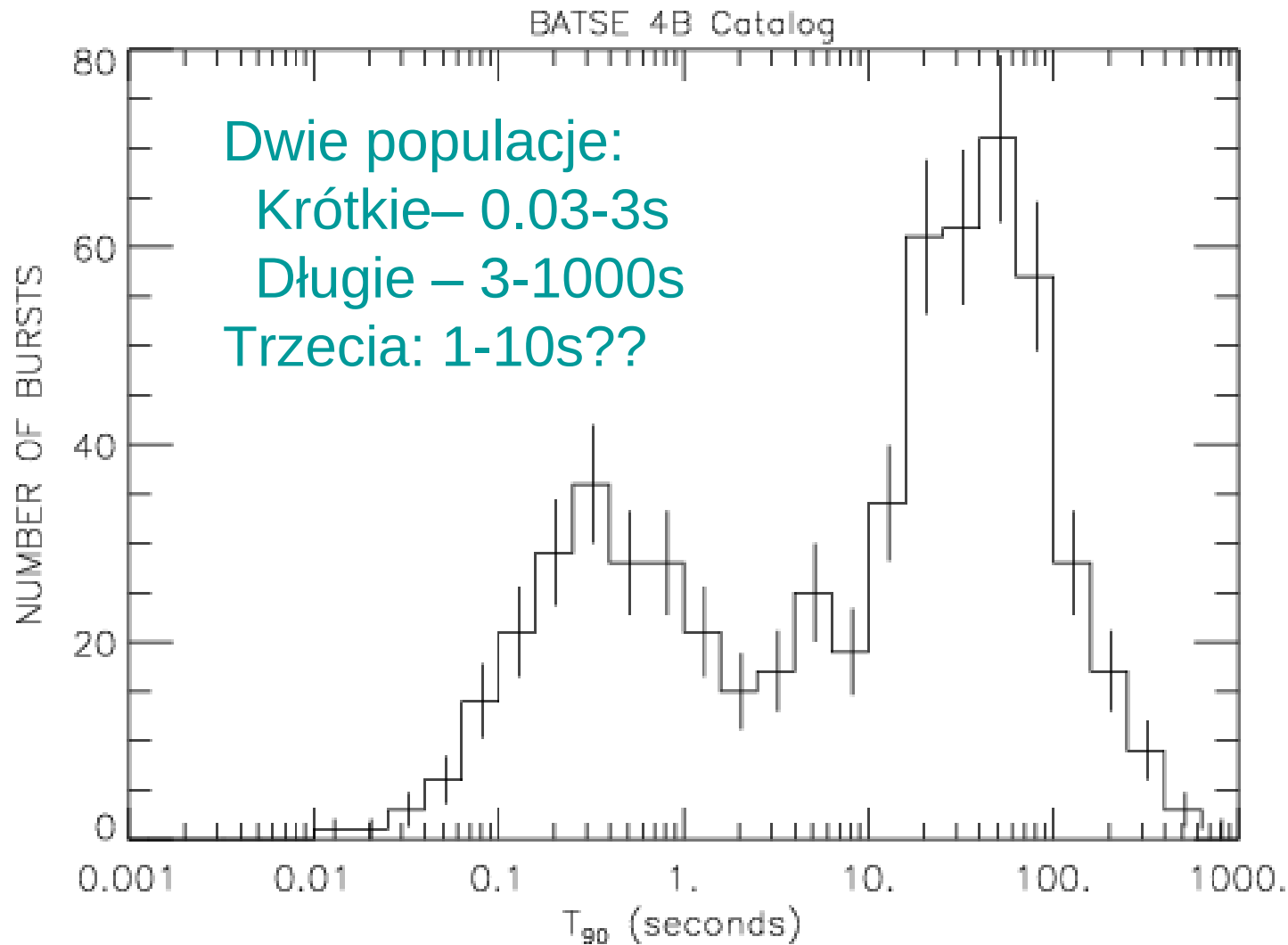
Seminarium IPJ 30.03.2012

Obserwacje BATSE/Swift

- Błyski izotropowe
- Odległości kosmologiczne
- Poświaty rentgenowskie/Optyczne/Radiowe
- Flary rentgenowskie
- Identyfikacja galaktyk macierzystych
- Identyfikacja oznak Supernowych dla błysków długich

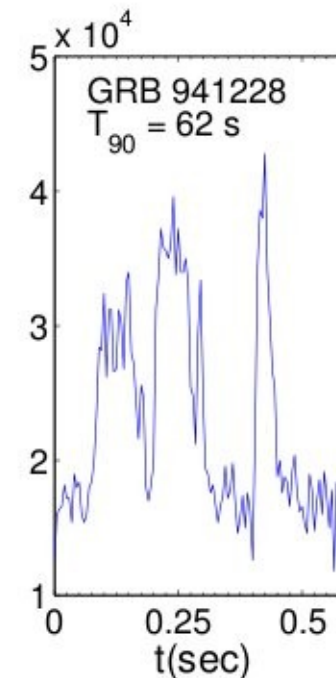
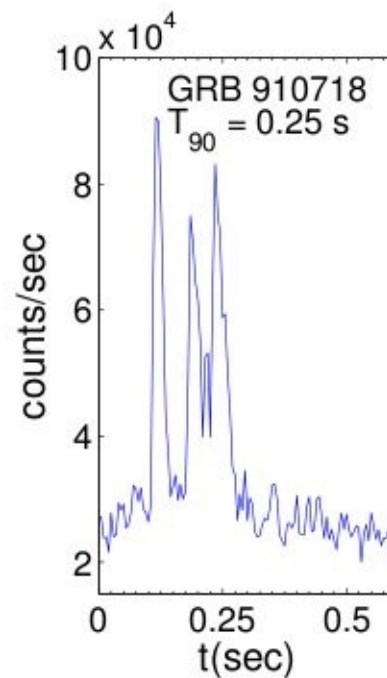


Czasy trwania błysków gamma



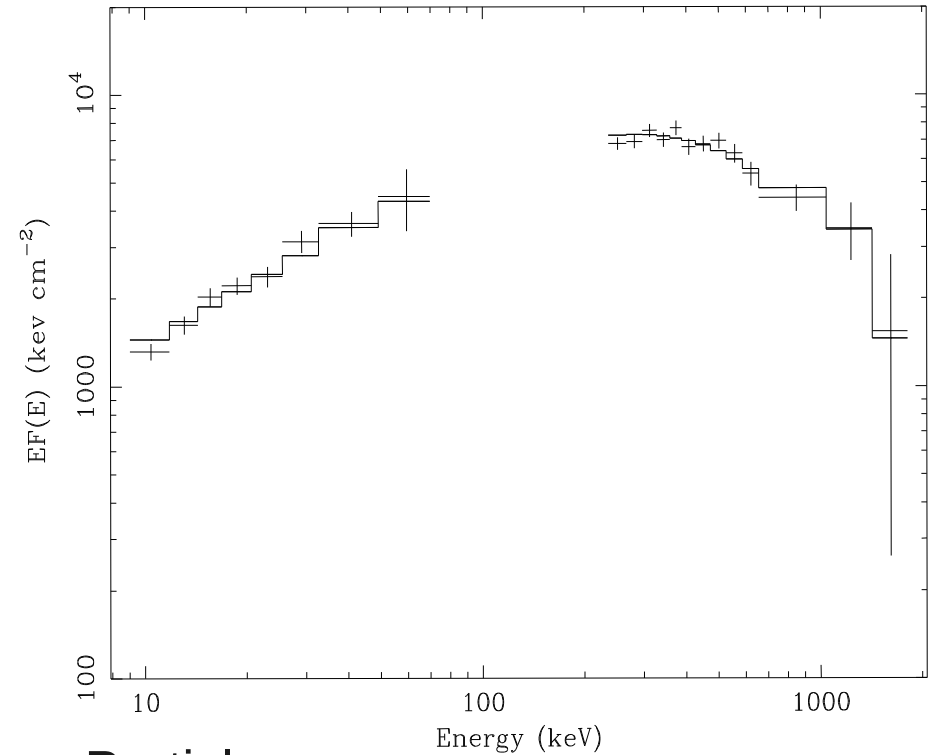
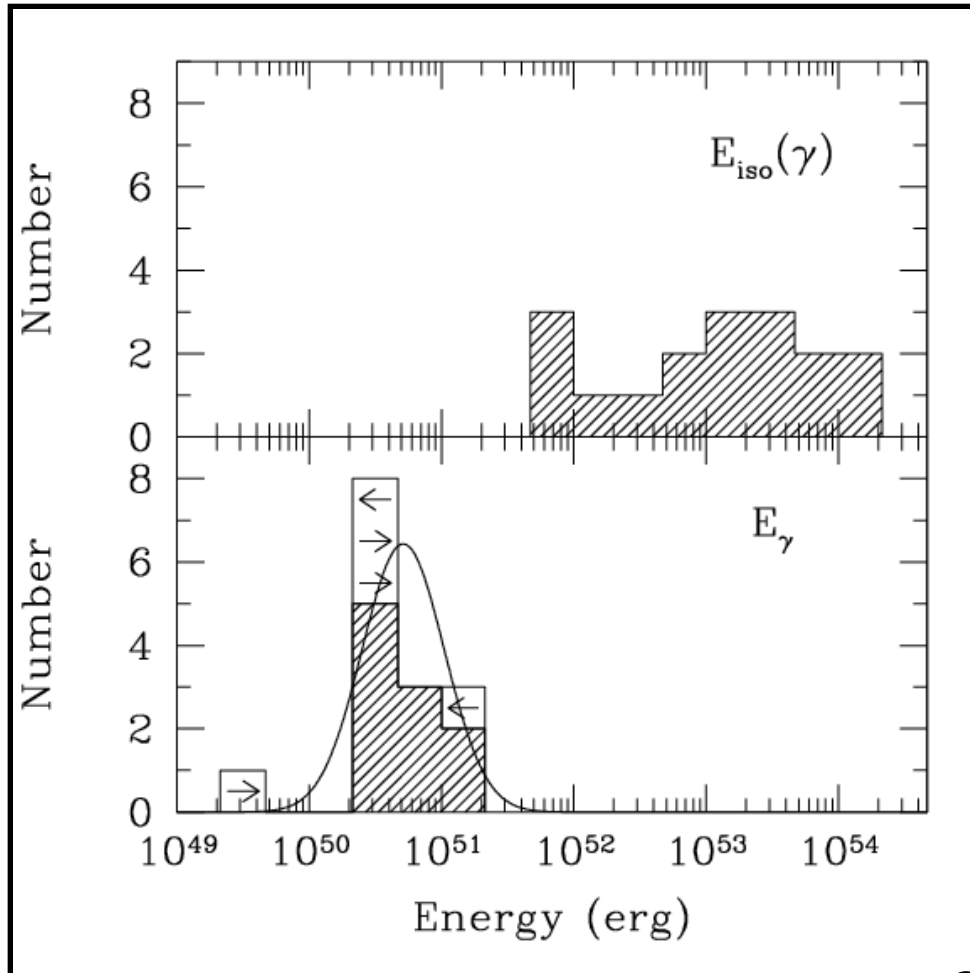
Profile czasowe błysków:

- Czasy trwania
- Zmienność

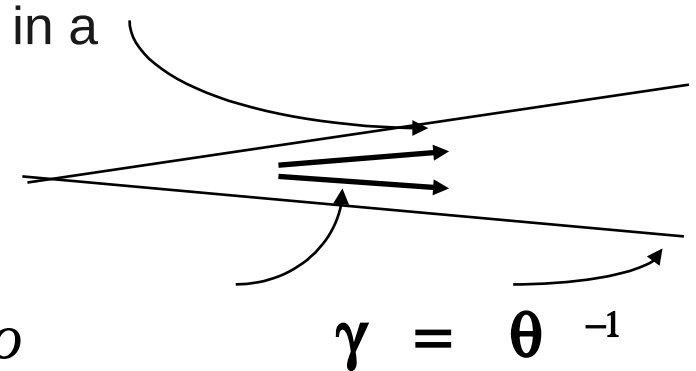


Energetyka błysków gamma

GRB 990510



Particles
move in a
cone



$$E_{tot} = \epsilon_{\gamma}^{-1} E_{\gamma} = \epsilon_{\gamma}^{-1} \frac{\theta^2}{2} E_{\gamma iso}$$

$$\gamma = \theta^{-1}$$

Table 1
Short vs. Long GRBs

	Short GRBs	Long GRBs	Section*
General			
<i>BATSE</i> observed all sky rate	$\approx 170 \text{ yr}^{-1}$	$\approx 500 \text{ yr}^{-1}$	§2.6
<i>BATSE</i> observed local rate density	$\sim 10 \text{ Gpc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$	$\sim 0.5 \text{ Gpc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$	§2.6
Host Galaxy types	Early & Late	Late	§2.4
Host specific SFR	$\lesssim 1 \text{ M}_{\odot}/\text{yr}/(L/L_{*})$	$\sim 10 \text{ M}_{\odot}/\text{yr}/(L/L_{*})$	§2.4
Median observed redshift	≈ 0.25	≈ 2.5	§2.3
Supernovae association	No	Yes (at least some)	§2.5
Progenitor	NS-BH/NS-NS/?	Massive star	§5
Prompt emission			
Typical <i>BATSE</i> duration	$\approx 0.8 \text{ s}$	$\approx 30 \text{ s}$	§2.1.1
Best fit spectral model ^a	Power-law + exp cutoff	Band function	§2.1.3
$E_{\gamma, iso}^b$	$10^{49} - 10^{51} \text{ erg}$	$10^{52} - 10^{54} \text{ erg}$	§2.1.4
$L_{\gamma, iso}^b$	$10^{50} - 10^{52} \text{ erg/s}$	$10^{50} - 10^{52} \text{ erg/s}$	§2.1.4
Average observed flux ^c	$\sim 5 \cdot 10^{-10} \text{ GeV/cm}^2/\text{s/sr}$	$\sim 10^{-8} \text{ GeV/cm}^2/\text{s/sr}$	
Local energy output rate ^d	$\sim 10^{51} \text{ erg Gpc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$	$\sim 10^{53} \text{ erg Gpc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$	
Total energy output ^e	$\sim 10^{63} \text{ erg}$	$\sim 10^{66} \text{ erg}$	
X-Ray afterglow			
X-ray dark	Some bursts	None	§2.2.1 & §4.5
Typical decay phase ($\sim t^{-1}$)	Yes	Yes	§2.2.1 & §4.1
Shallow decay phase ($\sim t^{-0.25}$)	Not observed yet	Yes	§2.2.1
X-ray flares	Yes	Yes	§2.2.1 & §4.7
Fireball model^f			
Lorentz factor	$\gtrsim 30$	$\gtrsim 100$	§3.2
Prompt emission energy source	Internal processes ^g	Internal processes ^g	§3.4.1
Afterglow energy source	External shock	External shock	§4.1
Synchrotron self-Compton	$Y \ll 1$	$Y \gtrsim 1$	§4.2
Early afterglow & prompt emission	Well separated	May overlap	§4.3
Early afterglow (baryonic flow)	Optically faint	Optically bright	§4.3
Gamma-ray efficiency	$\sim 10\%$	$\gtrsim 10\%$	§4.5
X-ray dark afterglows ^h	$n \lesssim 10^{-5} \text{ cm}^{-3}$	-	§4.5
Average beaming	$1 < f_b^{-1} \lesssim 100$	$f_b^{-1} \sim 75$	§4.6

Nakar
(2007)

Źródło energii dla błysków gamma

Wymagana energia: $\sim 10^{52}$ erg
(do wyświecenia, nie uniesiona
przez neutrino, fale grawitacyjne
albo skonsumowana przez
Czarną dziurę)!

Typowe modele błysków gamma
postulują grawitacyjną
energię potencjalną

Jej najwydajniejszym źródłem jest
akrecja materii na gwiazdę zwartą

$$E = G M^2/r$$

1-10 mas Słońca

3-10 km

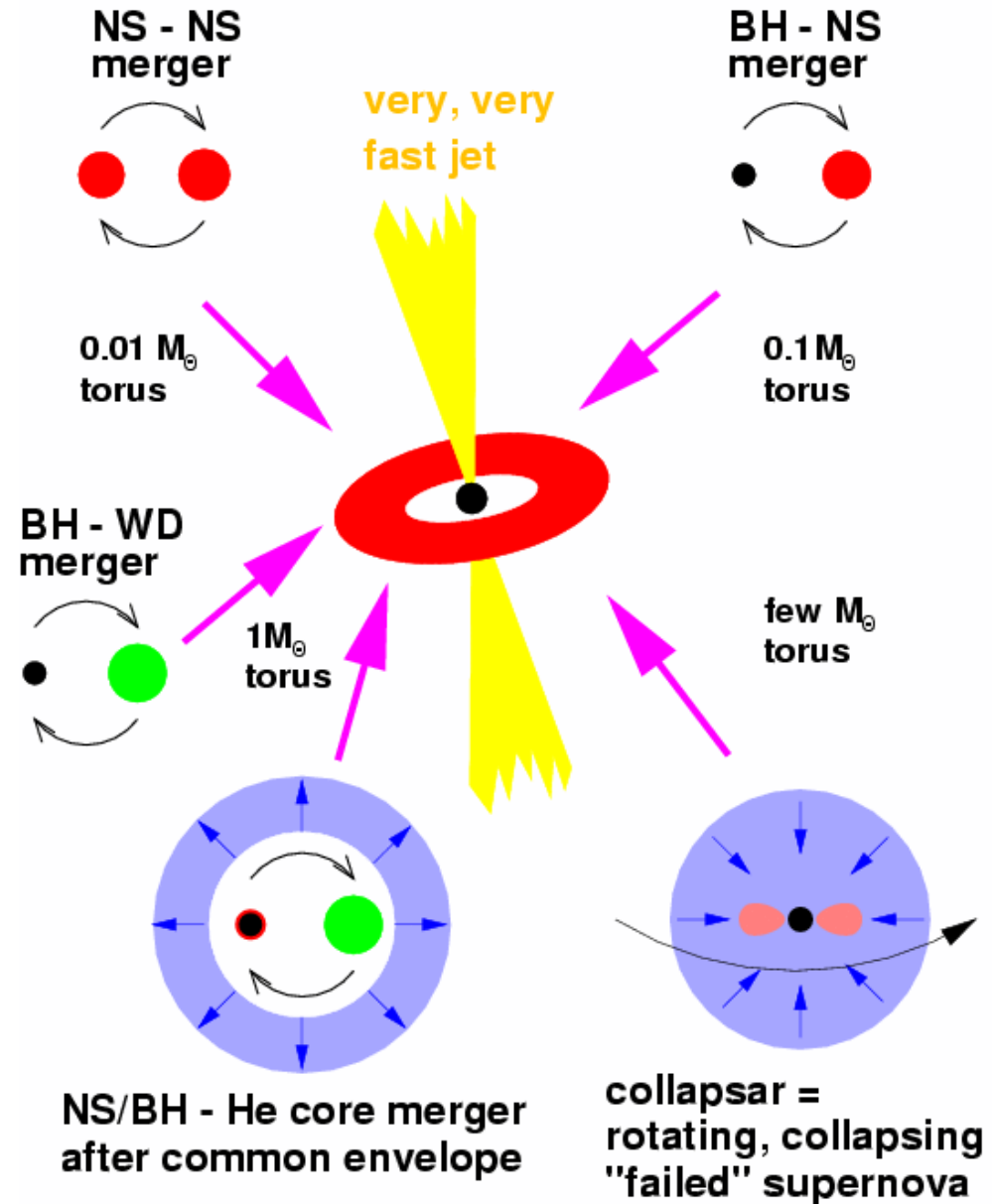
$E=10^{53}-10^{54}$ erg
przy wydajności 1-10%

Modele z czarną dziurą i dyskiem:

Materia akreująca na czarną dziurę poprzez dysk dyssypuje Grawitacyjną energię potencjalną

Jeśli tę energię wykorzystamy do przyspieszenia dżetu do prędkości relatywistycznych, mamy błysk gamma.

Hyperaccreting Black Holes



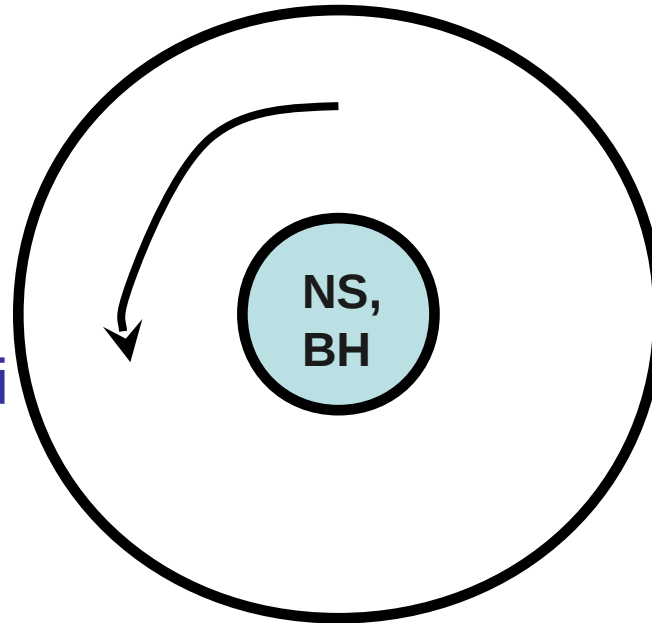
S. Woosley, Ringberg, 1997

Czas trwania i zmienność

Czas trwania = Okres rotacji
/ lepkość dysku
($\alpha = 0.1-10^{-3}$)

Okres = $2 \pi r^{3/2} / G^{1/2} M_{\text{BH}}^{1/2}$
= .3 ms przy powierzchni

Dla małego dysku –
3-300ms



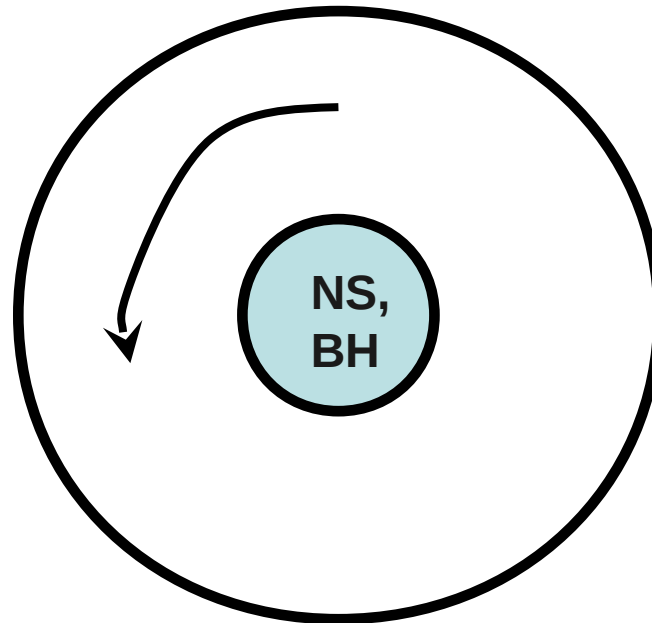
Czas trwania i zmienność

Zmienność =
rozmiar/prędkość światła

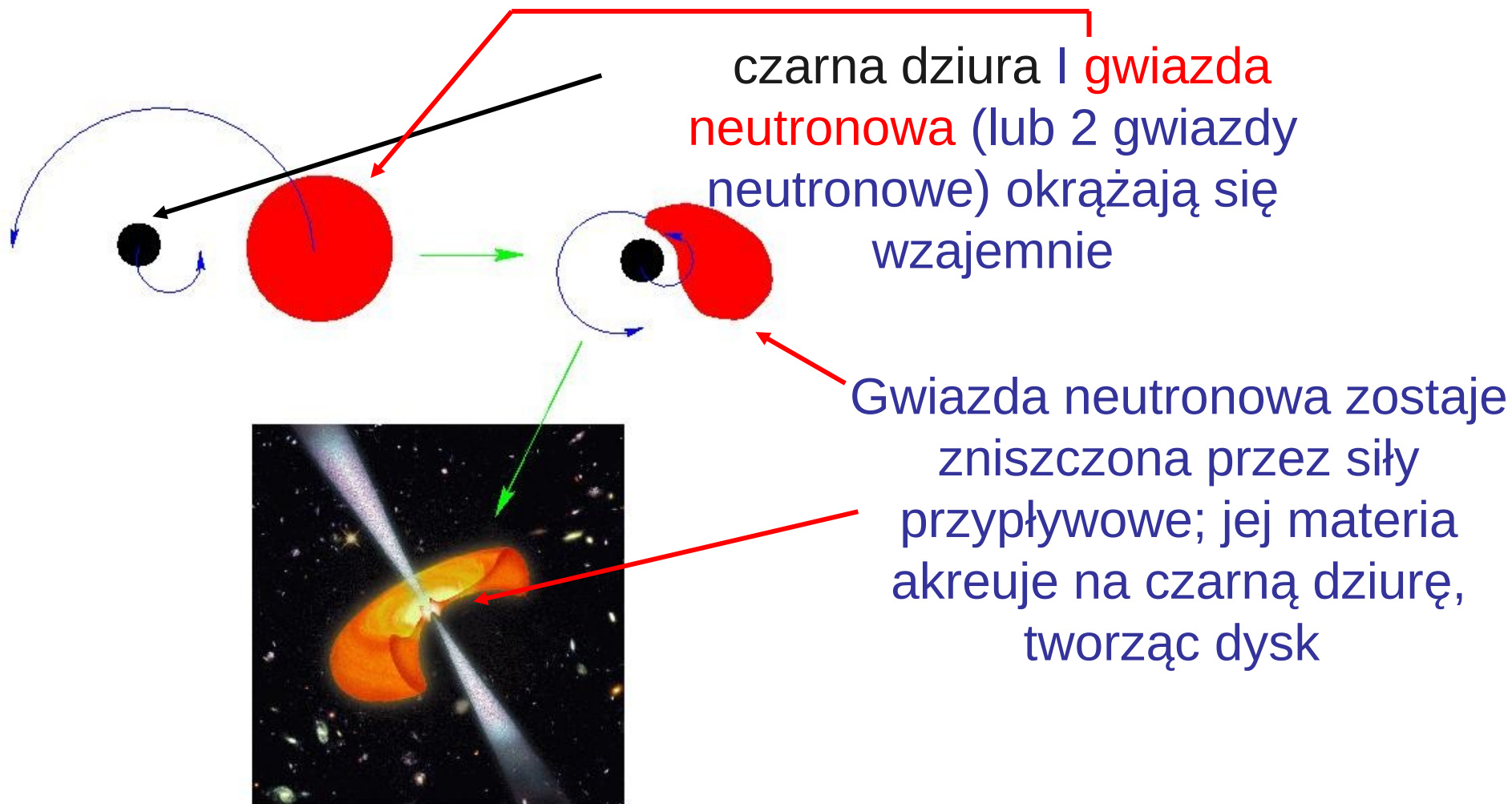
Gwiazda neutronowa lub
Czarna dziura (rozmiar dysku
lub powierzchnia gwiazdy).

$$2 \pi 10\text{km}/c_s = .6 \text{ ms}$$

$$c_s = 10^{10}\text{cm/s}$$



Czarna dziura – gwiazda neutronowa (merger)



Model dysku akrecyjnego

- Zachowanie masy - “Równanie ciągłości”
- Równanie zachowania pędu: 1) Prędkość radialna, 2) rotacja
- Równanie energii

Gammie & Popham 1998, Popham & Gammie 1998
GRBs: Popham, Woosley, & Fryer 1999;
Di Matteo, Perna, & Narayan 2002

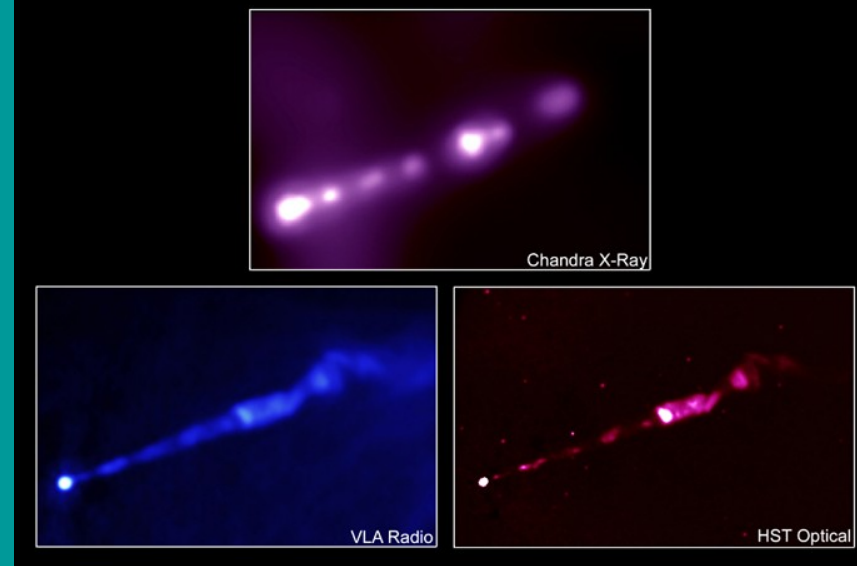
Charakterystyczne wielkości w różnych modelach

TABLE 1
CHARACTERISTIC QUANTITIES FOR VARIOUS EVOLUTIONARY SCENARIOS

Model	$M_{\text{accrete}}^{\text{a}}$ (M_{\odot})	Radius (km)	\dot{M} ($M_{\odot} \text{ s}^{-1}$)	j ($10^{16} \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$)	Duration (s)	Gravity Waves
NS + NS	0.1	50	1	4	0.1	Yes
NS + BH	0.5	50	5	4	0.1	Yes
Collapsar	2	50–250	0.1	5–10	10–20	No
BH + WD	1	$(1-5) \times 10^4$	0.01–0.07	50–150	15–150	No
BH + He core.....	2	$(1-10) \times 10^4$	0.01–0.1	50–200	15–500	No

^a Masses are for accretion through a disk. The total accretion rate, e.g., in the collapsar and He core models, is greater because of mass infall along the poles. The assumed mass of the black hole is $3 M_{\odot}$ in all cases, and the disk viscosity is $\alpha = 0.1$.

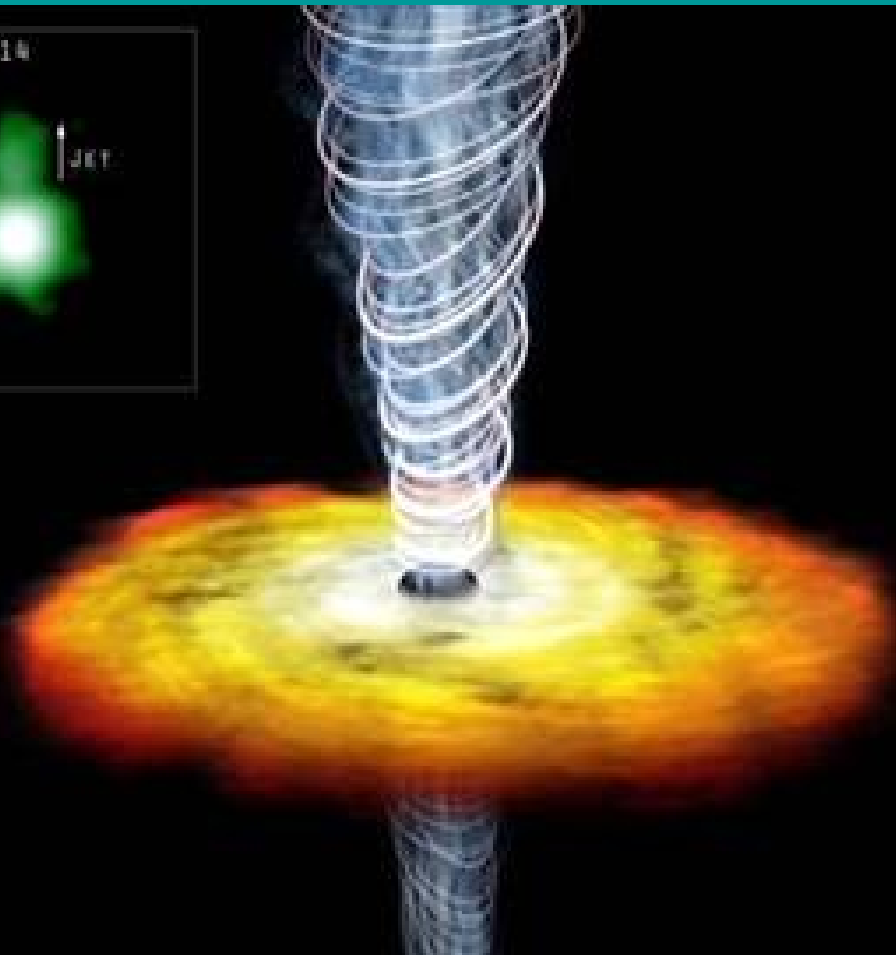
dzety



M87

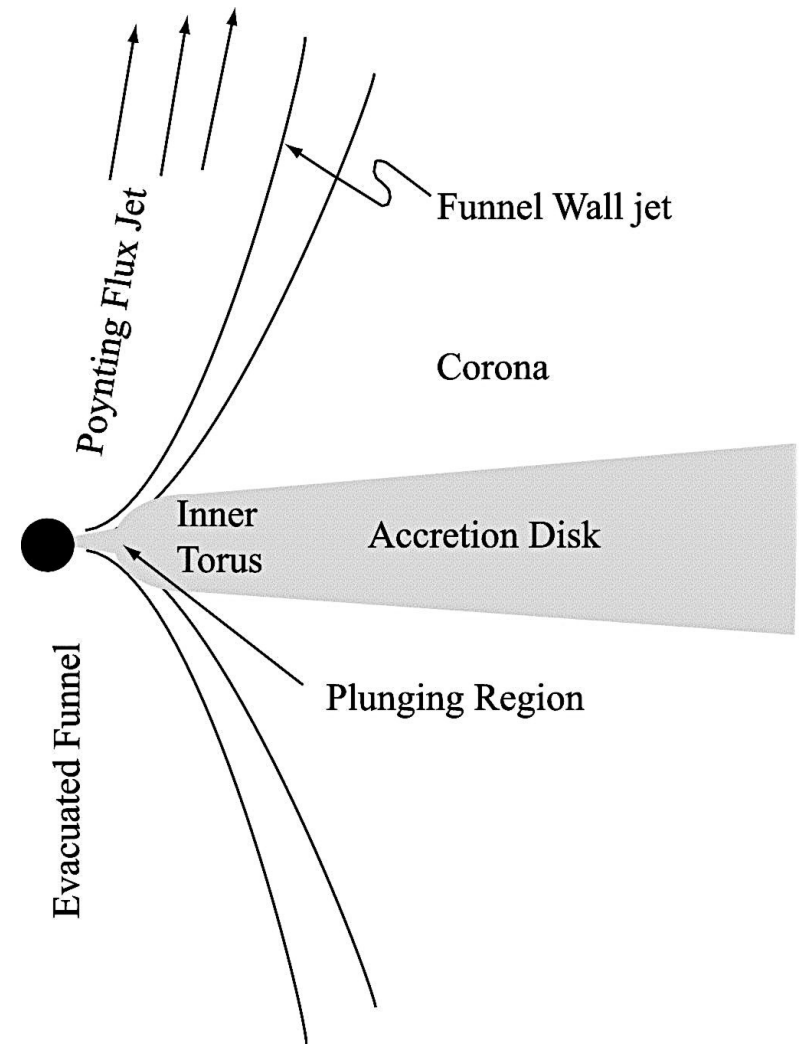
681508+5714

JET



Dygresja: skąd się biorą dżety?

- Dżety powszechnie występują w kosmosie: AGNs, QSOs, XRBs, YSOs, GRBs...
- Nie są wymagane przez żadne prawo przyrody (np. Zachowania energii).
- Są 3 proponowane mechanizmy przyspieszania dżetów w kwazarach:
 - Ciśnienie promieniowania
 - Ekspansja termiczna
 - Pole magnetyczne i rotacja
- Dżet może być zdominowany przez
 - Pole magnetyczne (strumień Poyntinga) – na małych skalach
 - Materię – na dużych skalach
- Sposoby kolimacji dżetów:
 - Gruby dysk akrecyjny i/lub korona
 - Gradient ciśnienia w otoczeniu
 - Dżet zewnętrzny, zdominowany przez materię
 - Dżet Poyntinga, kolimuje go toroidalne pole magnetyczne



Przekazywanie energii pochodzącej z akrecji

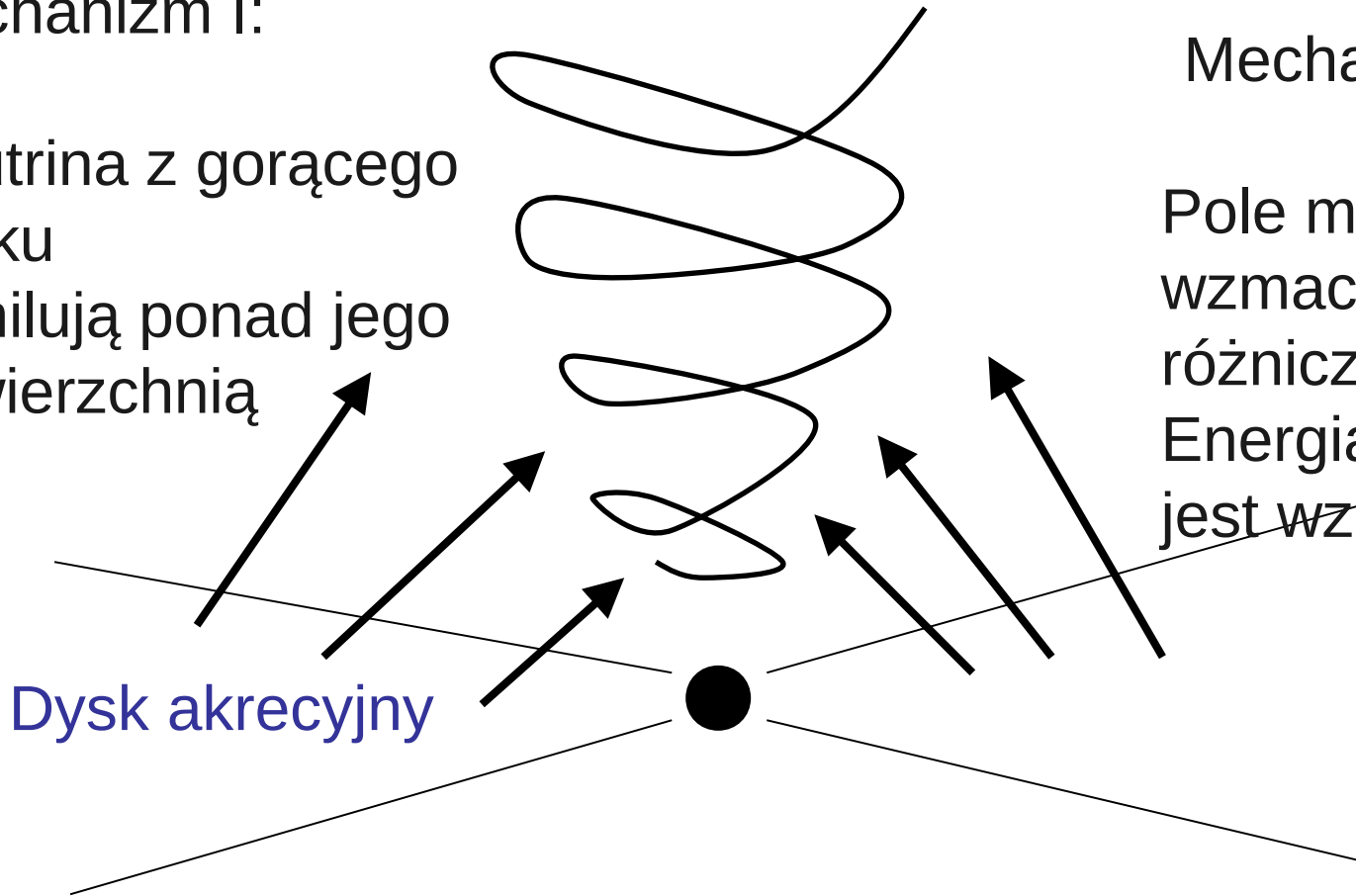
Mechanizm I:

Neutrino z gorącego dysku
anihilują ponad jego
powierzchnią

Dysk akrecyjny

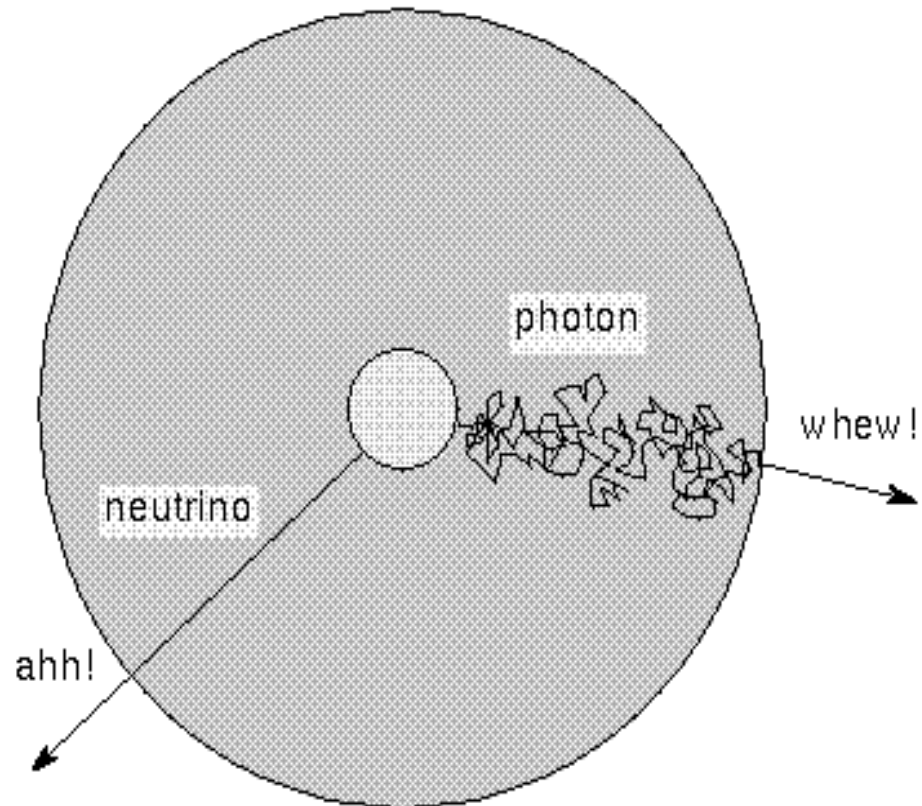
Mechanizm II:

Pole magnetyczne jest
wzmacniane przez rotację
różniczkową w dysku.
Energia przekazywana
jest wzdłuż linii sił pola



Transport energii

- Promieniowanie (fotony, neutrina)



Photons take tortuous paths out of the Sun's interior. Neutrinos pass right on through in just two seconds.

Dżet przyspieszany neutronami

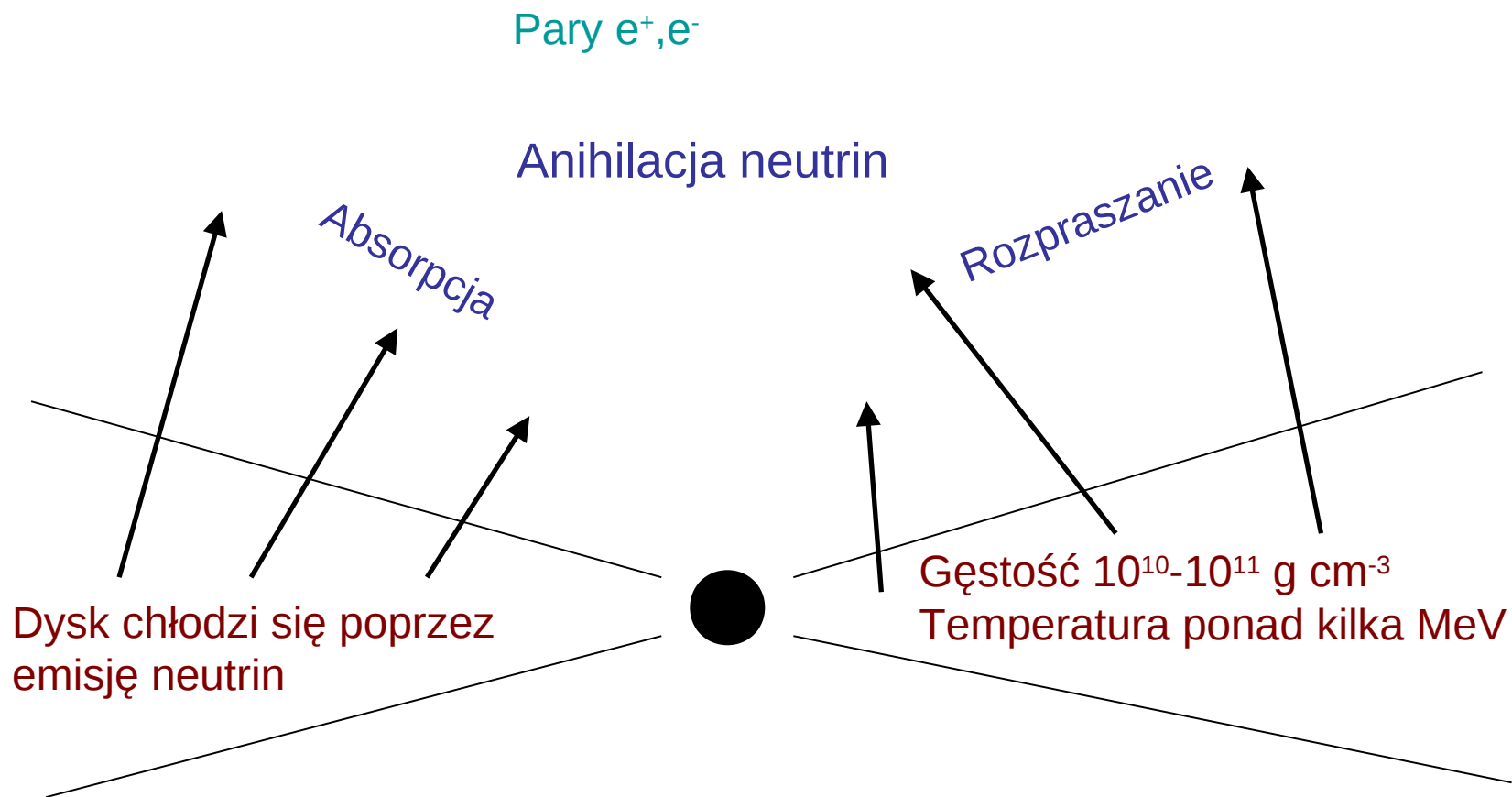
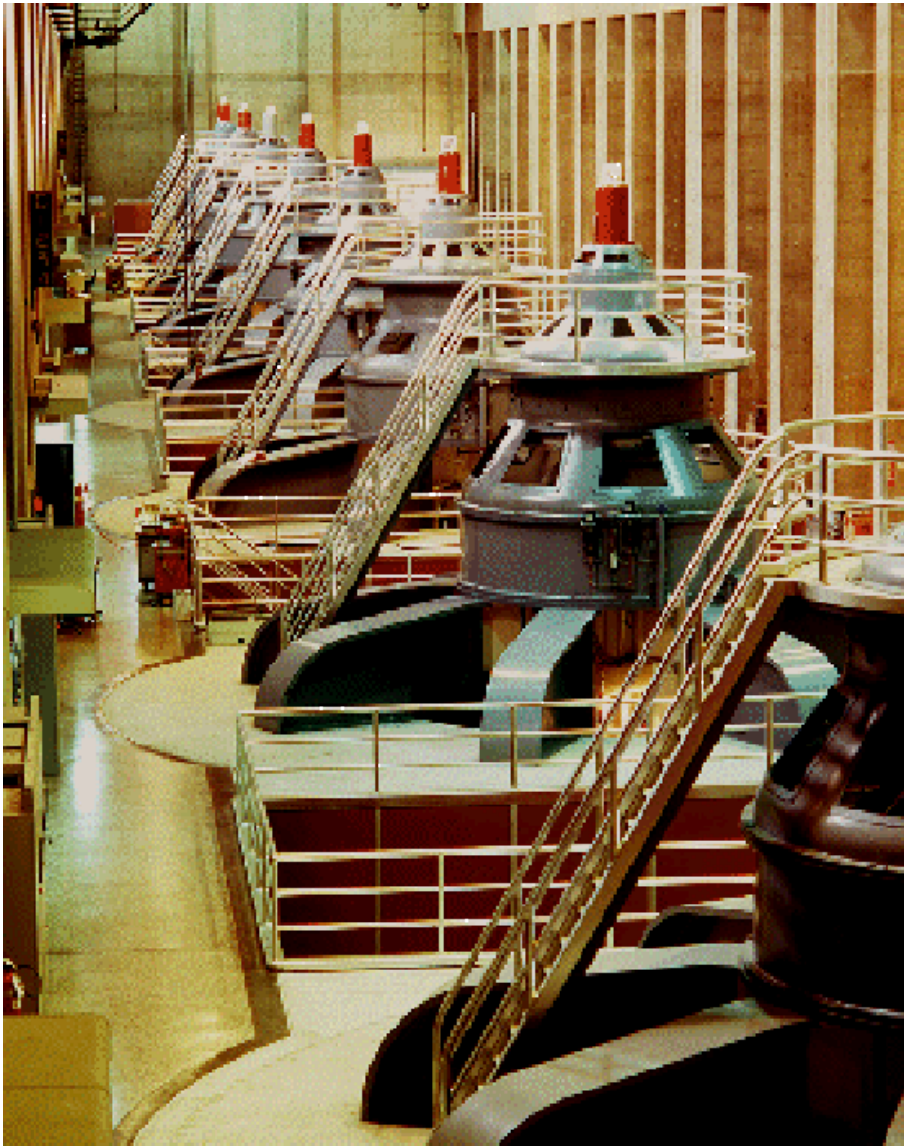


TABLE 3
NEUTRINO ANNIHILATION EFFICIENCY

\dot{M} ($M_{\odot} \text{ s}^{-1}$)	α	a	M (M_{\odot})	L_{ν} ($10^{51} \text{ ergs s}^{-1}$)	$L_{\nu\bar{\nu}}$ ($10^{51} \text{ ergs s}^{-1}$)	Efficiency (%)
0.01	0.1	0	3	0.015	3.9×10^{-8}	0.0003
0.01	0.03	0	3	0.089	2.9×10^{-7}	0.0003
0.01	0.01	0	3	0.650	9.0×10^{-6}	0.001
0.01	0.1	0.5	3	0.036	5.9×10^{-7}	0.002
0.01	0.01	0	10	0.049	6.4×10^{-9}	10^{-5}
0.05	0.1	0.5	3	1.65	1.8×10^{-3}	0.11
0.1	0.1	0	3	3.35	3.0×10^{-3}	0.09
0.1	0.03	0	3	6.96	1.7×10^{-3}	0.02
0.1	0.01	0	3	6.15	8.0×10^{-4}	0.01
0.1	0.1	0.5	3	8.03	0.039	0.5
0.1	0.1	0.95	3	46.4	2.0	4.2
0.1	0.1	0.95	6	26.2	0.79	3.0
1.0	0.1	0	3	86.3	0.56	0.6
1.0	0.1	0.5	3	142	3.5	2.5
10.0 ^a	0.1	0	3	(781)	(200)	(26)
10.0 ^a	0.1	0.5	3	(1280)	(820)	(64)

^a The assumption that the neutrinos are optically thin breaks down for accretion rates of $10 M_{\odot} \text{ s}^{-1}$ and above. The neutrino annihilation luminosities and energies listed for these high-accretion simulations are upper limits.

Magnetyczne Dynamo



Woda (przyspieszana
grawitacyjnie)
Obraca magnesy

Ruch magnesów powoduje
przepływ prądu
elektrycznego

Źródło energii: Grawitacyjna energia potencjalna

Hydroelektrownia

Energia spadającej wody porusza turbiny

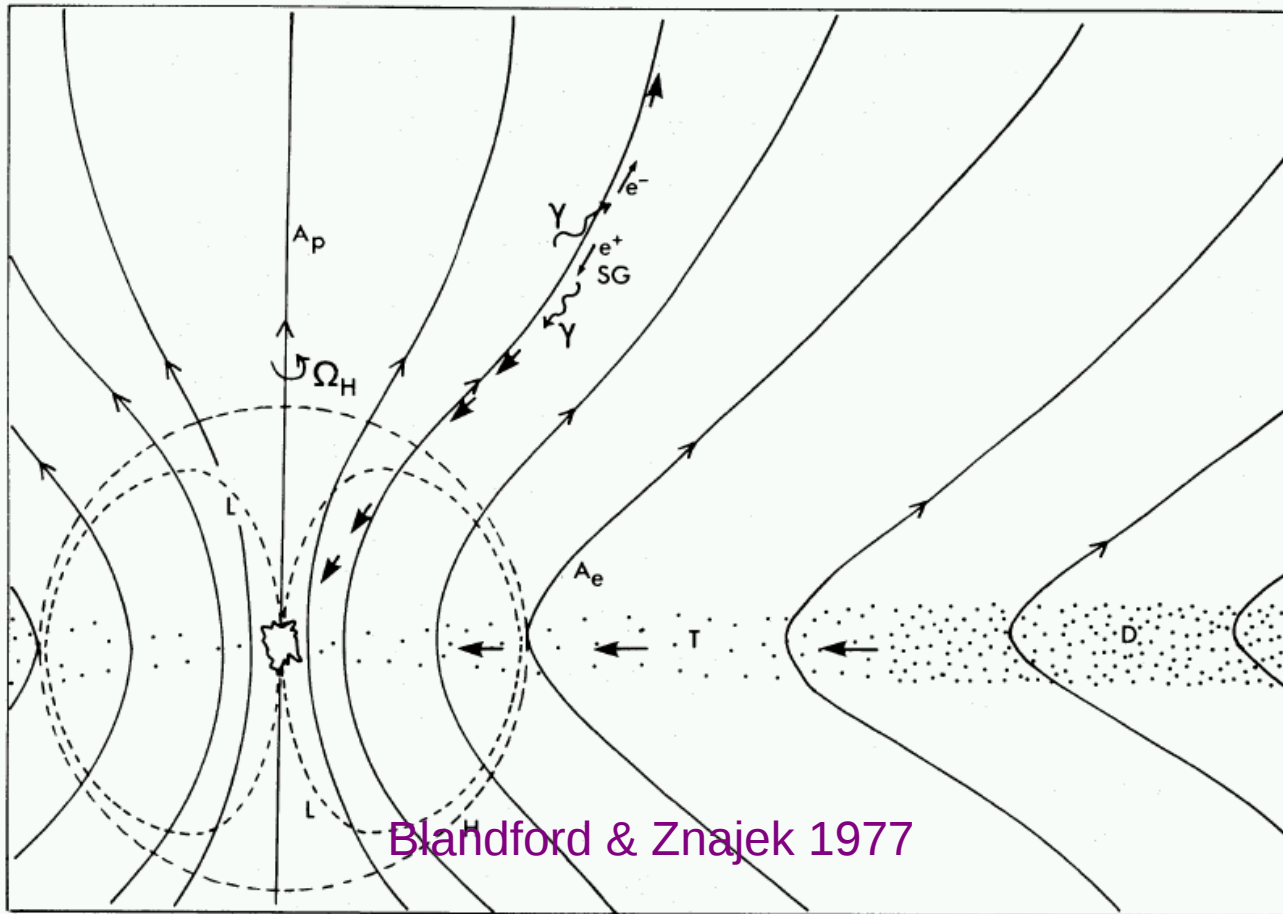


Hoover Dam - Arizona/Nevada

Schematyczny przekrój magnetosfery czarnej dziury

Składowa poloidalna pola magnetycznego: linie; strzałki to prędkość cząstek.
W magnetosferze tworzą się “dziury” (Spark Gaps)

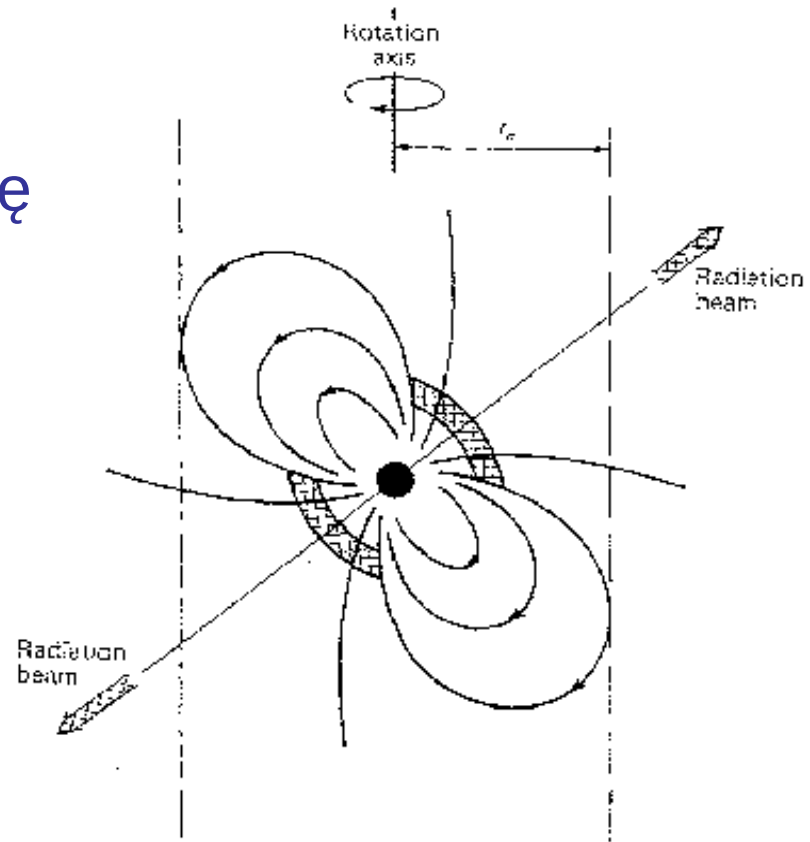
Produkują one
pary
elektron/
pozytron



Blandford & Znajek 1977

Linie sił pola magnetycznego działają jak “przewody” elektryczne: ładunki poruszają się wzdłuż nich w kierunku słabego pola B i spowrotem. Tworzy się obwód elektryczny: strumień Poyntinga przekazują energię rotacyjną czarnej dziury w kierunku słabego pola B .

Opis “baterii grawitomagnetycznej” można znaleźć np w *K. Thorne i in. “Black Holes – the Membrane Paradigm” (1986)*



Podobny proces zaproponowali Goldreich i Julian (1969) dla gwiazd neutronowych → pulsary

TABLE 5

APPROXIMATE BLANDFORD-ZNAJEK LUMINOSITIES FOR VARIOUS
EVOLUTIONARY SCENARIOS

Model ^a	Duration (s)	B_{15} (10^{15} G)	$\log L_{\text{BZ}}$ (erg s^{-1})	$\log E_{\text{BZ}}$ (ergs)
NS + NS	0.1	10	51	50
NS + BH	0.1	10	51	50
Collapsar	10	1	49	51
BH + WD	15–150	1	49	50
BH + He core.....	15–500	0.3	48	51

^a Assuming $a = 0.5$ in all cases.

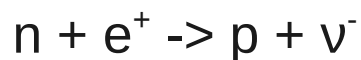
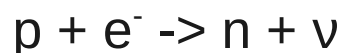
Warunki fizyczne w “silniku”

Temperatura $kT > 1 \text{ MeV}$ -> pary elektronowo-pozytonowe

Gęstość $> 10^{10} \text{ g/cm}^3$ -> degeneracja elektronów

Chłodzenie neutrinowe:

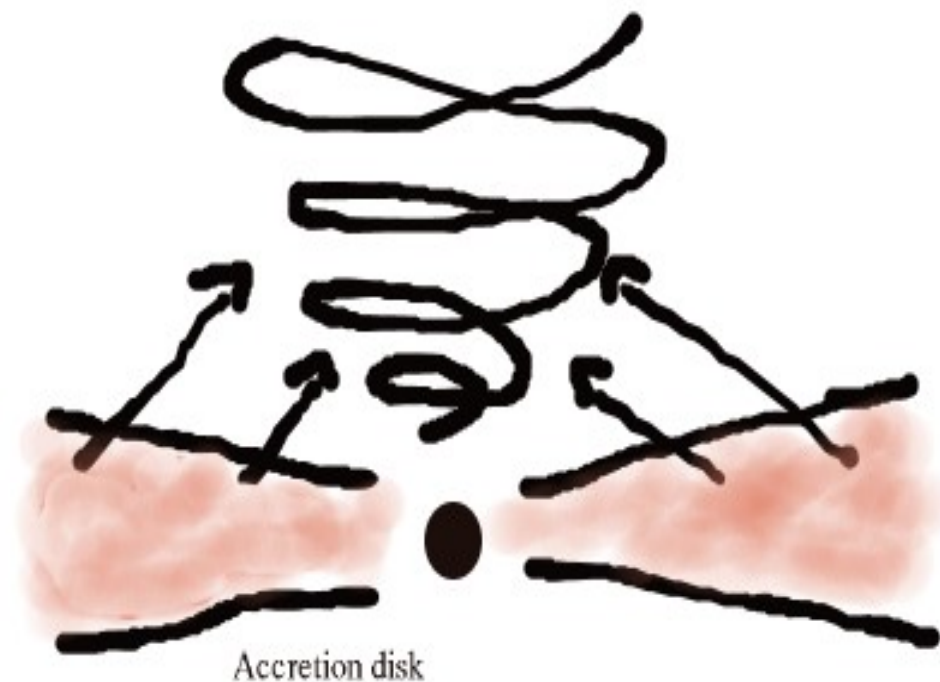
Głównie reakcje



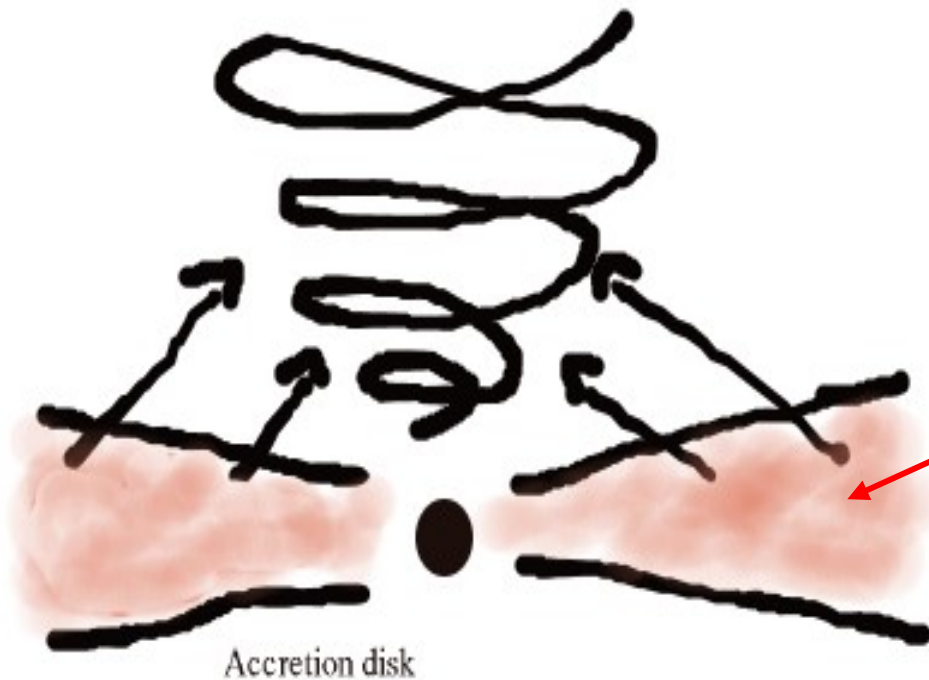
Ustala się równowaga p/n

Jądra Helu -> fotodezintegracja

Absorpcja, rozpraszanie i ciśnienie neutrin: chłodzenie niewydajne, może dominować adwekcja



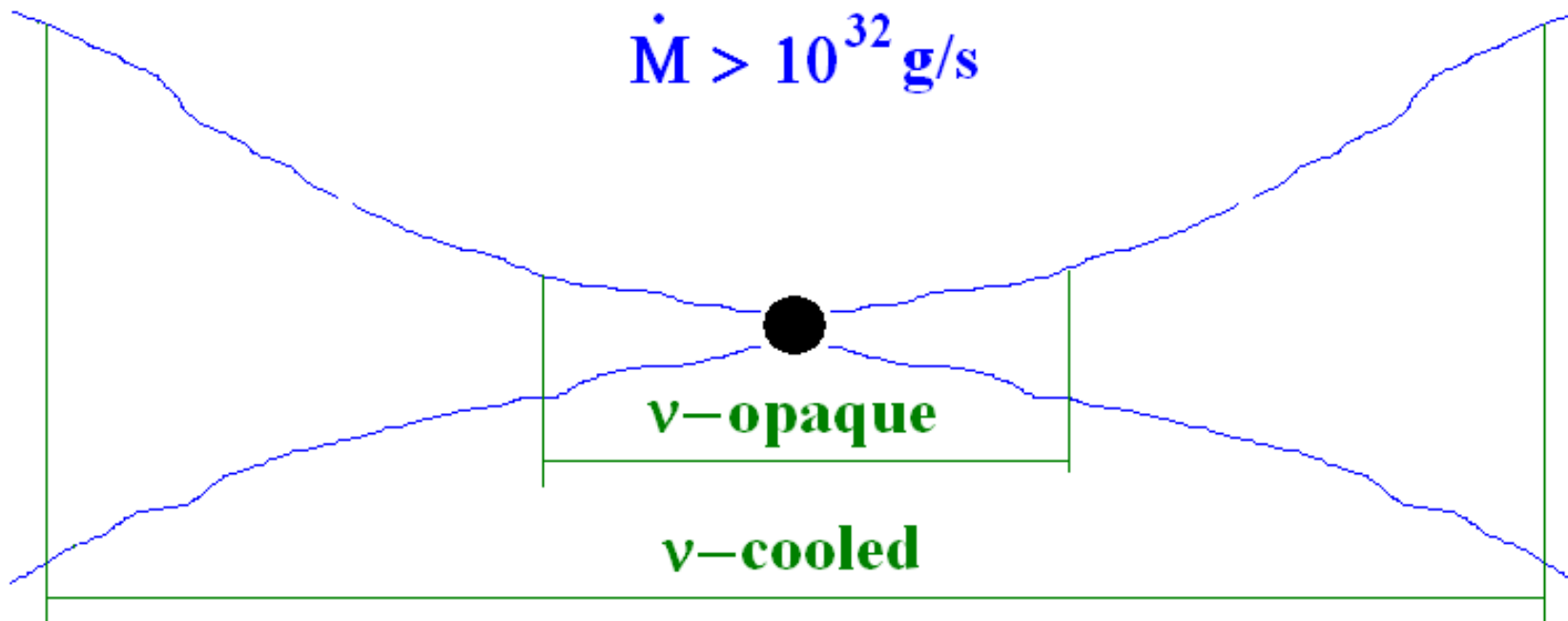
Hiperakrecja na czarną dziurę: ukryty centralny “silnik”



ρ, n, e^+, e^-
He,
 ν_μ, ν_e, ν_τ
 γ

- Równowaga chemiczna
- Tempa zachodzenia reakcji jądrowych
- Degeneracja cząstek
- Neutralność ładunku elektrycznego
- Emisyjności neutrin
- Nieprzezroczystości i uwięzienie neutrin

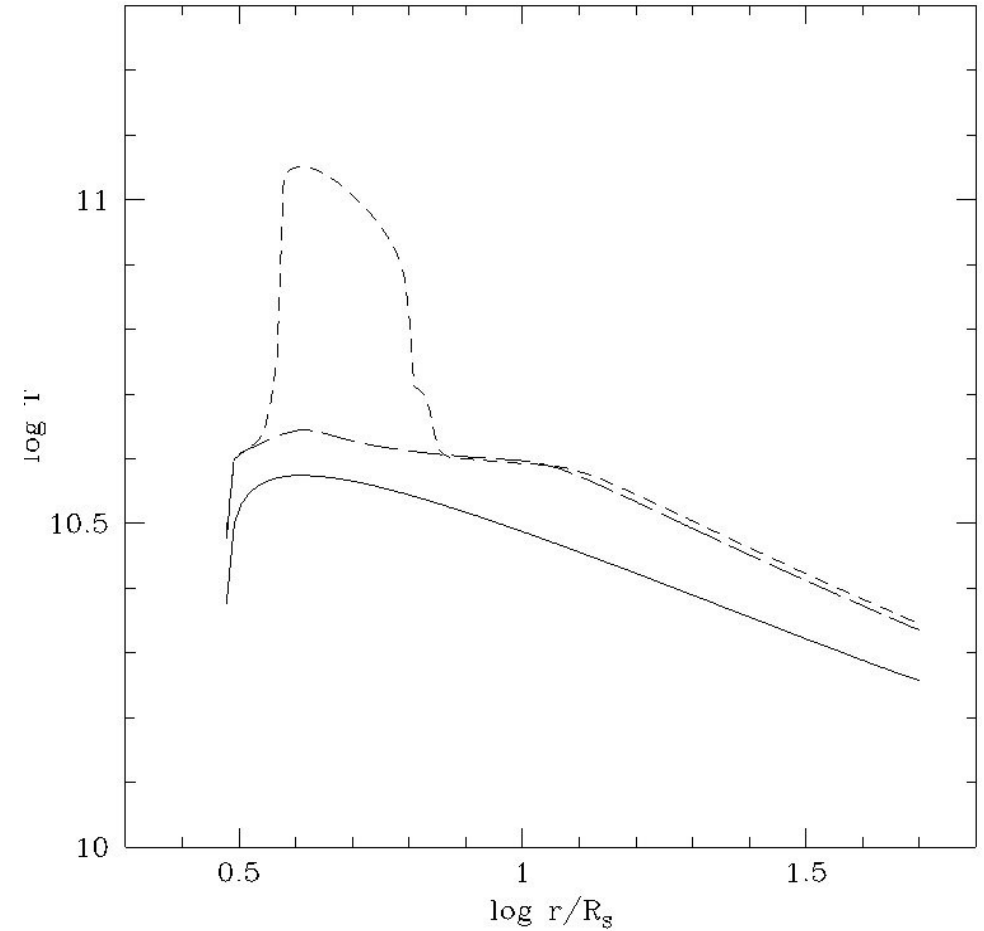
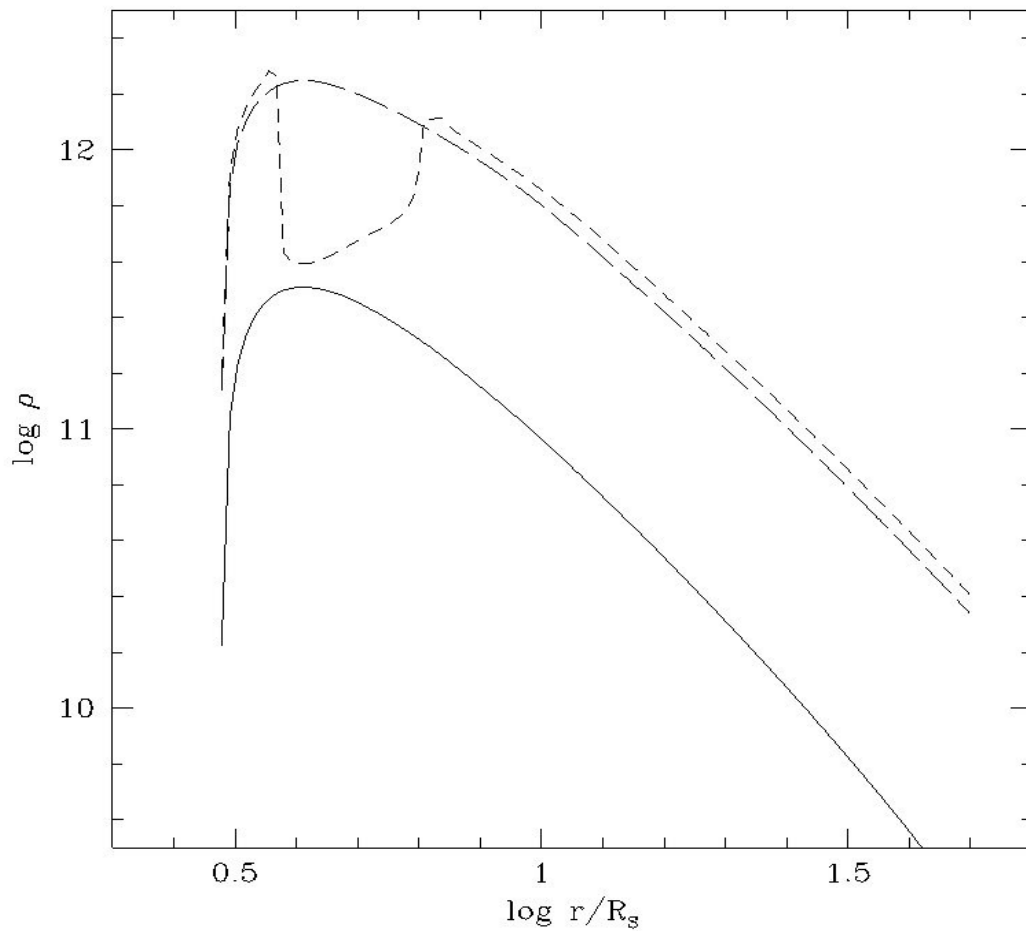
*Popham et al. 1999; Di Matteo et al. 2002;
Kohri et al. 2002, 2005; Chen &
Beloborodov 2007; Reynoso et al. 2006;
Janiuk et al. 2004; 2007; 2010*



Model dysku musi uwzględniać sprzężenie między degeneracją a chłodzeniem:

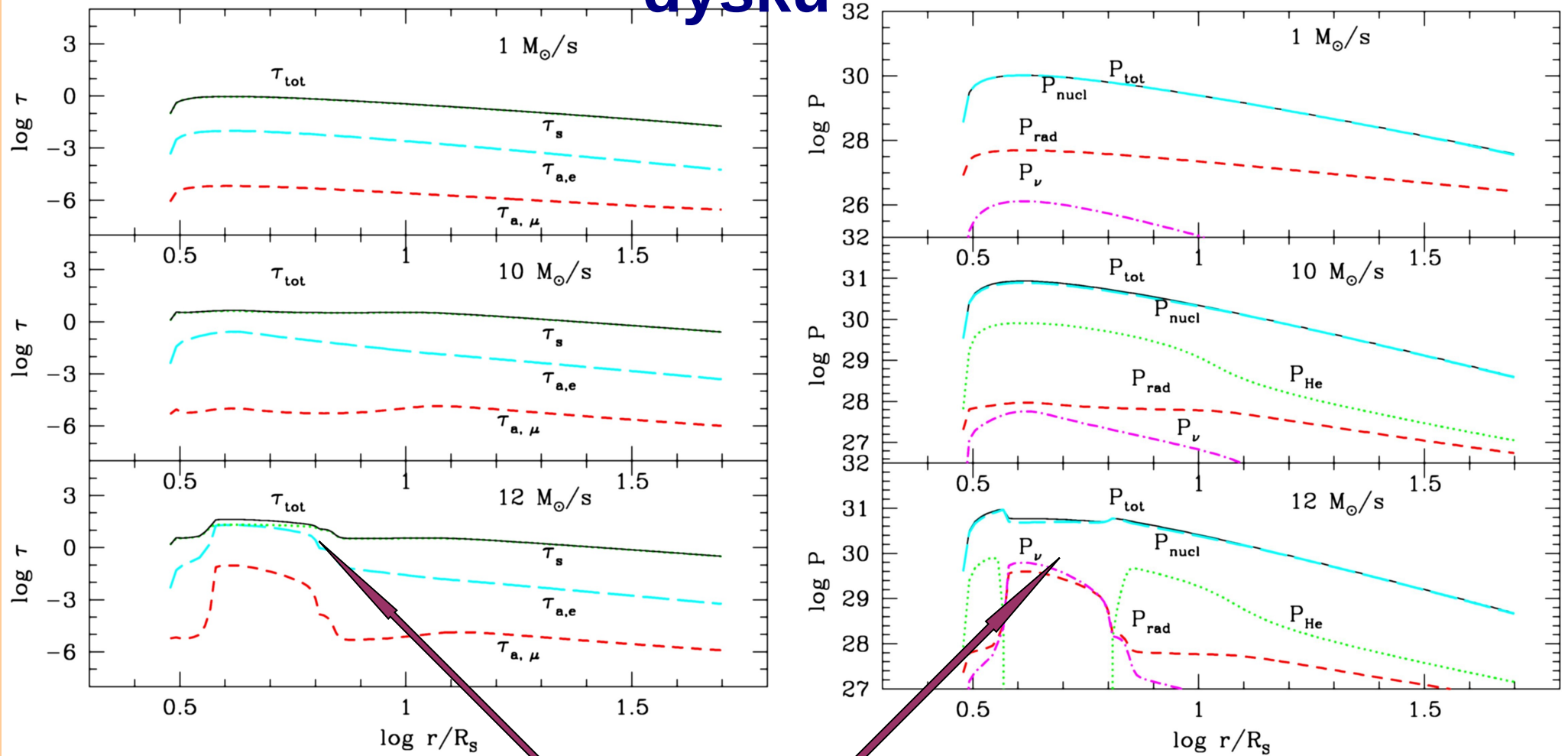
Chłodzenie \rightarrow niskie T \rightarrow degeneracja \rightarrow mała gęstość pozytronów
 \rightarrow zmniejszone chłodzenie \rightarrow wzrost T

Regulacja w kierunku umiarkowanej degeneracji



Profile równikowe gęstości i temperatury dla dysku stacjonarnego i nierotującej czarnej dziury, tempo akrecji 1, 10 i 12 M_{sun}/s

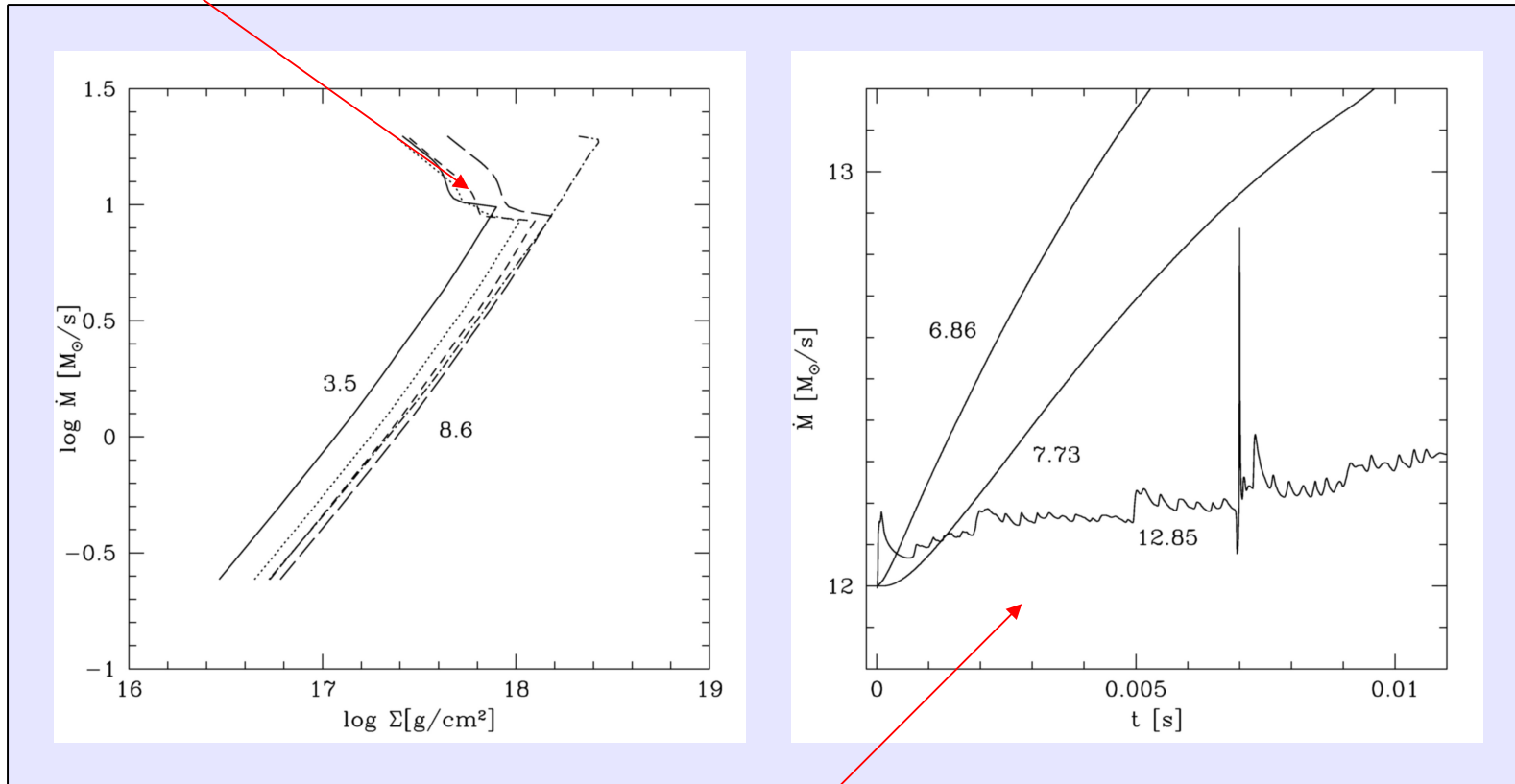
Niestabilność termiczna: wewnętrzne obszary dysku



Janiuk, et al., 2007, ApJ

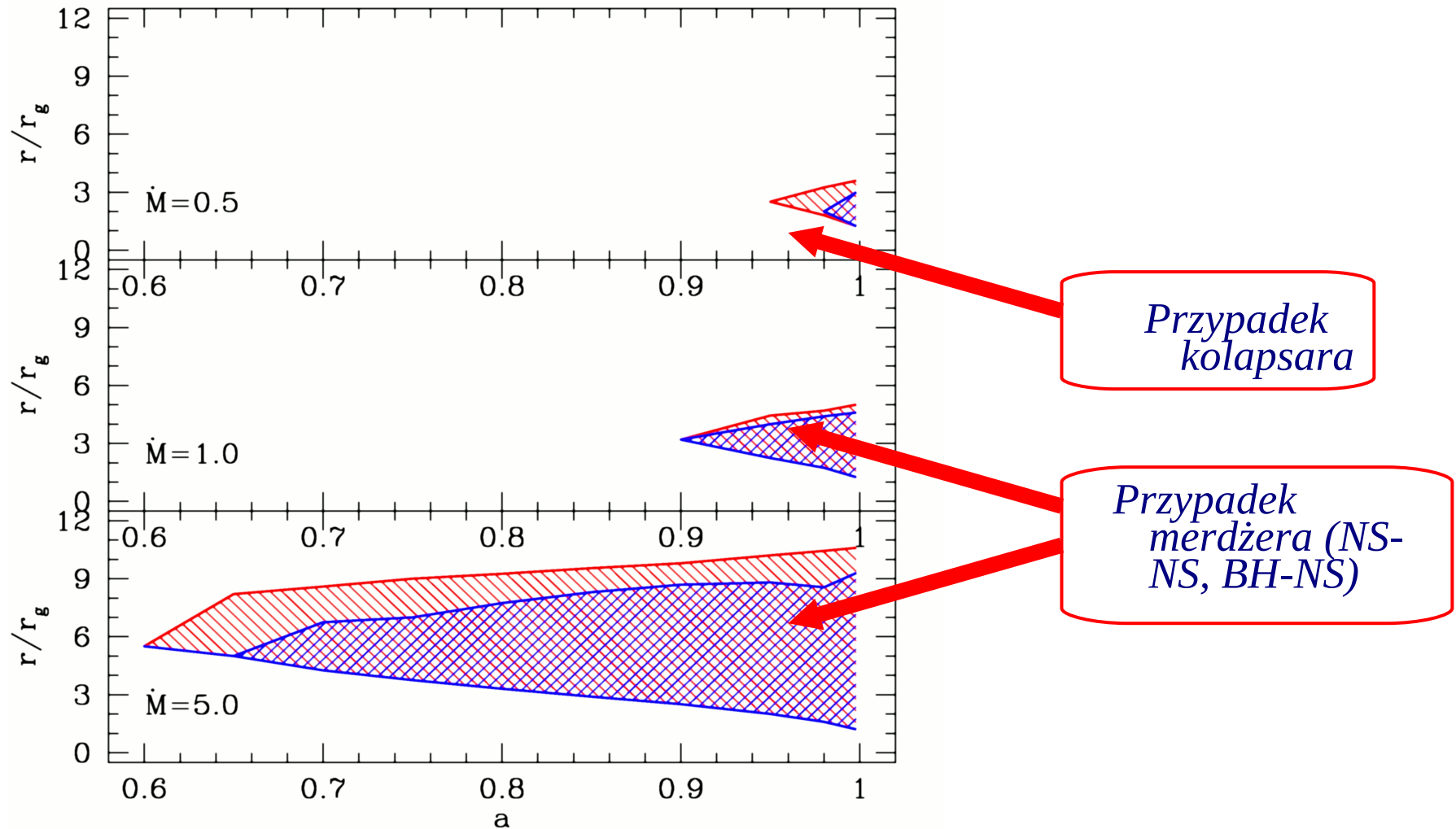
Bardzo duże tempa akrecji: dezintegracja Helu, duże ciśnienie neutrin, duża grubość optyczna ze względu na ich absorpcję i rozpraszanie

Rozwiązanie lokalne: gałąź niestabilna



Zmienne lokalne tempo akrecji $\dot{m}(r,t)$
Oscylacje możliwe w skali $10^{-4} - 10^{-3}$ czasu życia
“silnika”

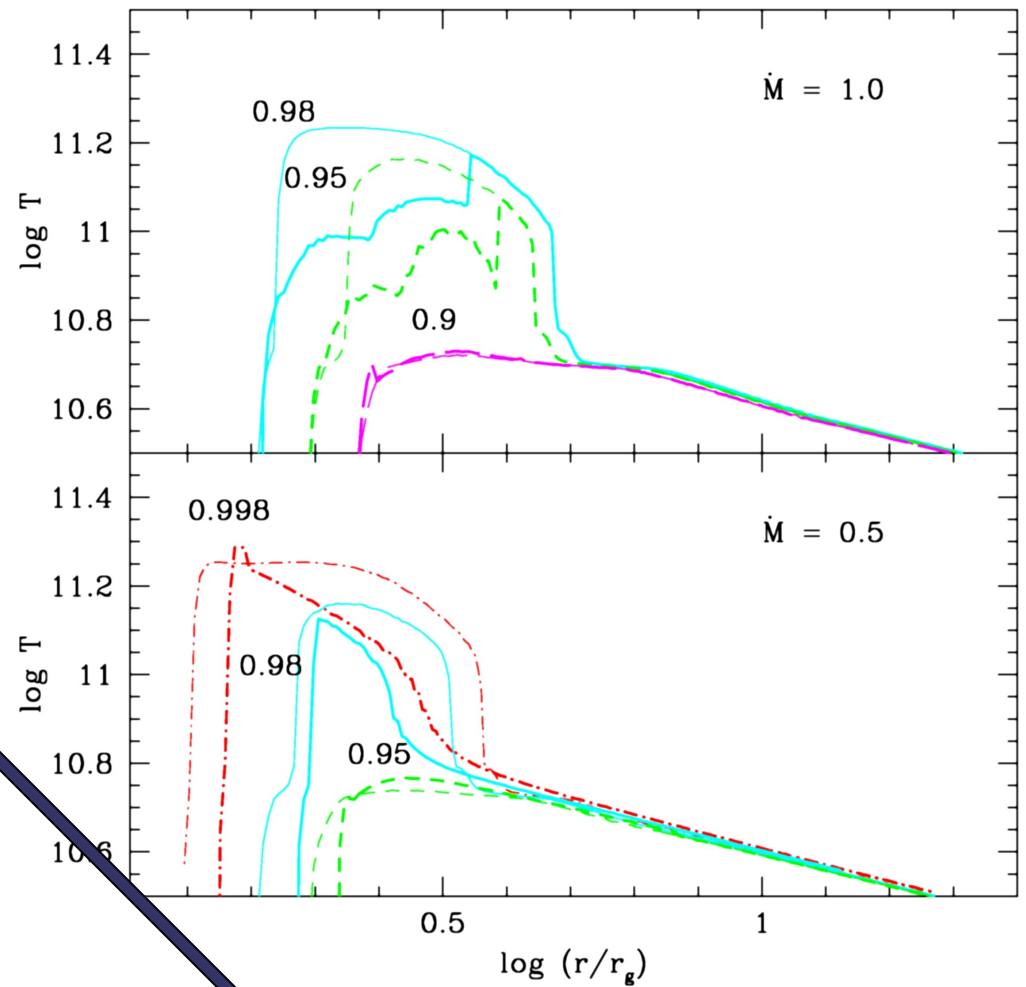
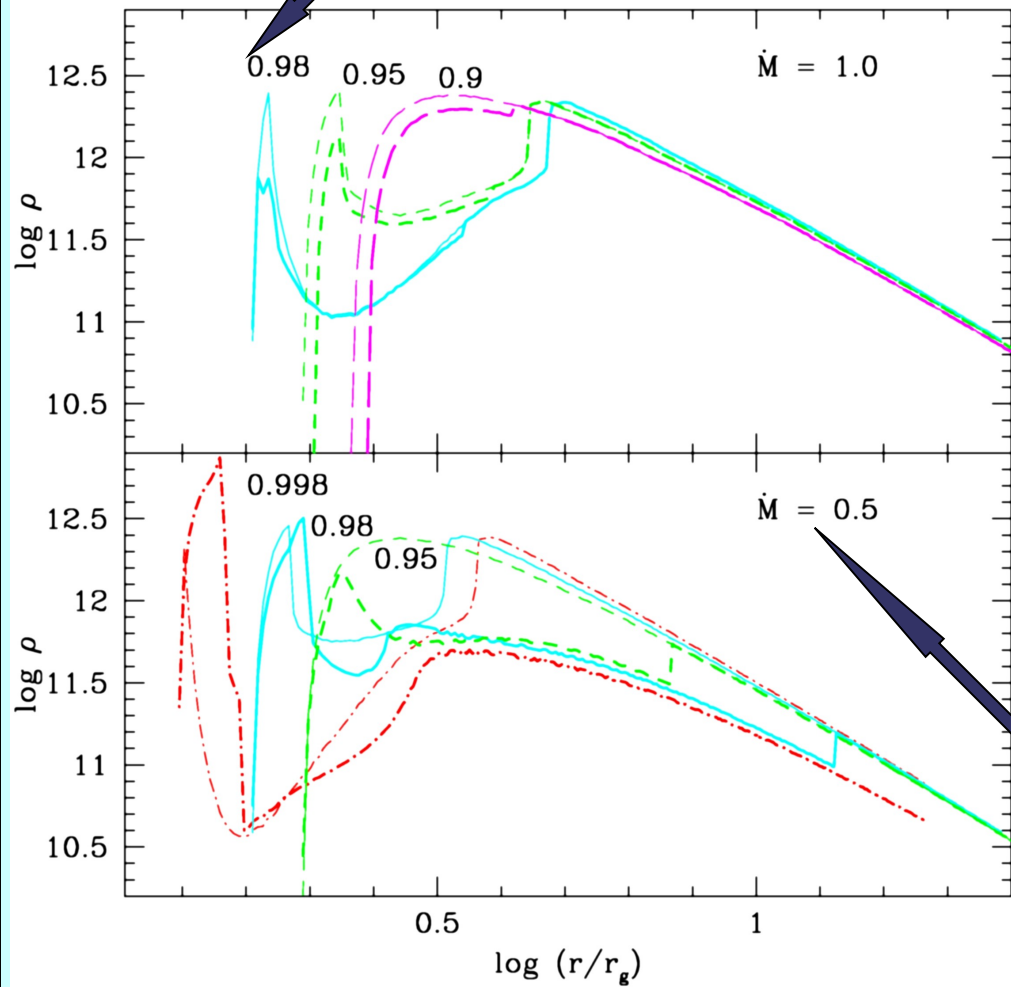
Rotacja czarnej dziury umożliwia występowanie niestabilności dla umiarkowanych temp akrecji



Janiuk & Yuan, 2010,
A&A

Czerwony obszar: $\alpha = 0.1$
Niebieski obszar: $\alpha = 0.3$

Duże wartości spinu BH

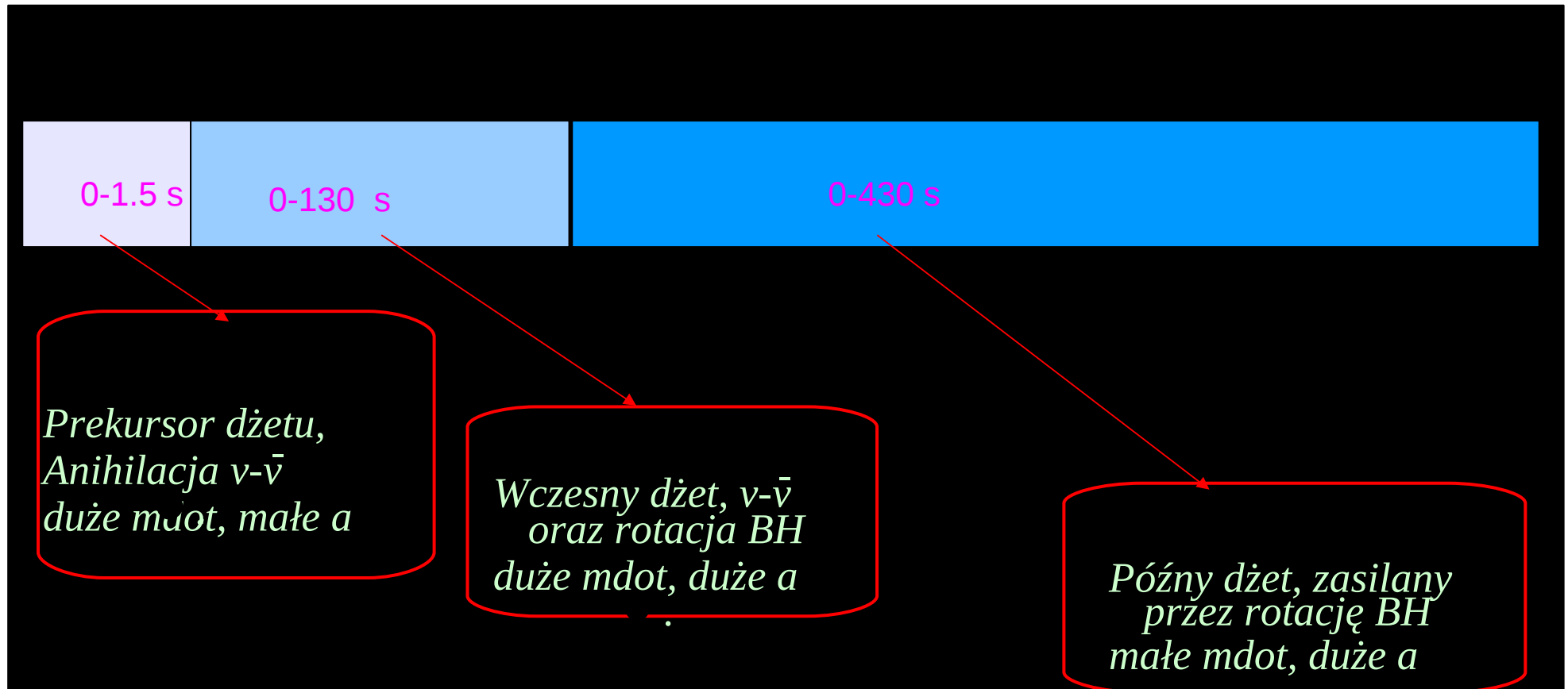


Mniejsze tempa akrecji

Janiuk & Yuan, 2010

Szybka rotacja czarnej dziury:

- 1) Niższe tempa akrecji dla których dysk może być niestabilny termicznie
- 2) Dłuższe czasy trwania błysków GRB (\Rightarrow dygresja: błyski długie)



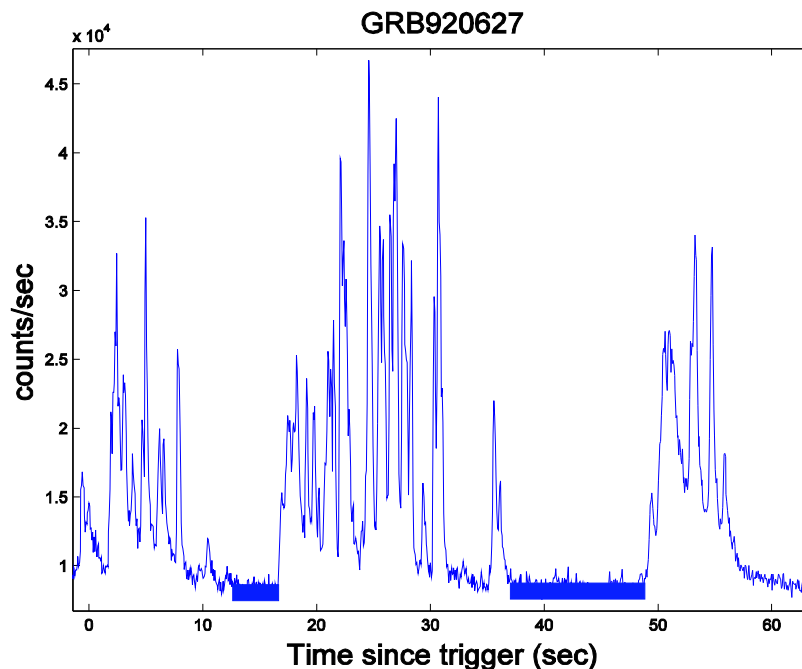
Dynamiczna symulacja kolapsu na czarną dziurę o zmiennej masie i spinie

Janiuk, Moderski & Proga; 2008

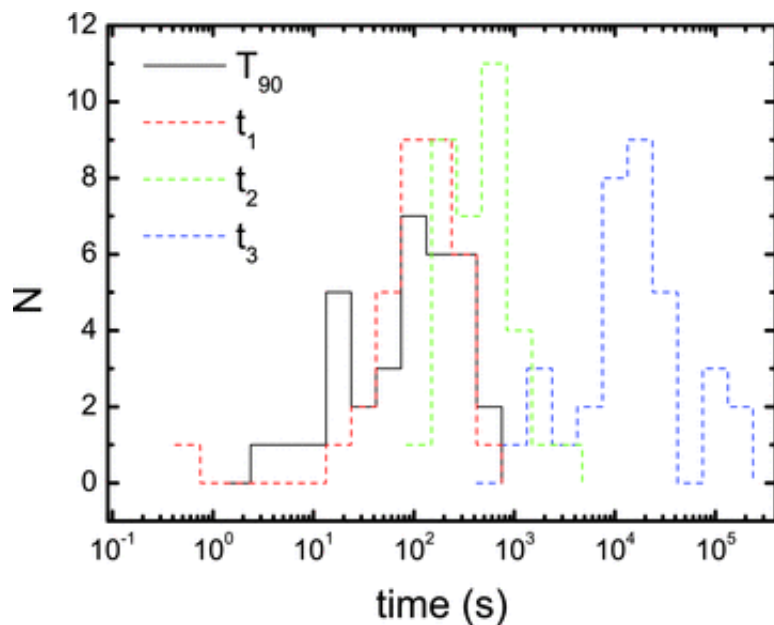
Krzywa blasku GRB

920627 :

- Szybka zmienność
- Dwukrotne 'plateau'



Piran, 2005, Rev. Mod. Phys.

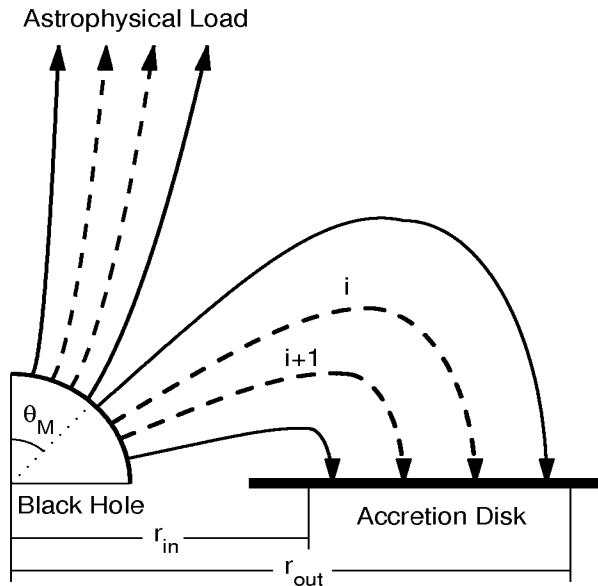


Cui et al. 2010

Próbka danych GRB z satelity SWIFT

- Niektóre mają bardzo długie czasy trwania

Transfer energii rotacyjnej czarnej dziury: za pośrednictwem linii sił pola magnetycznego



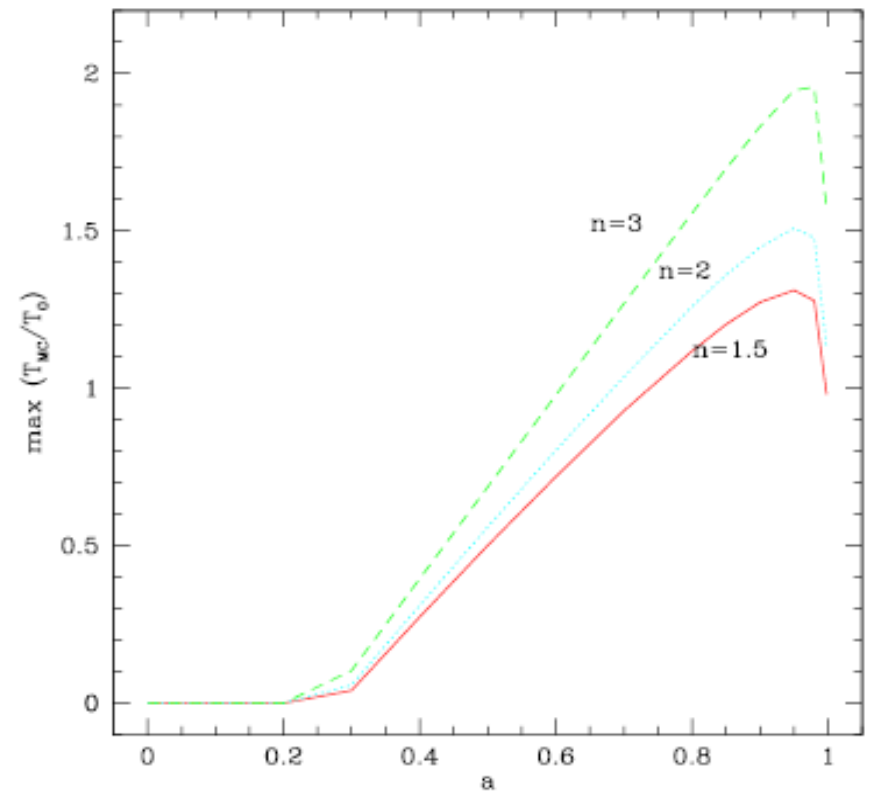
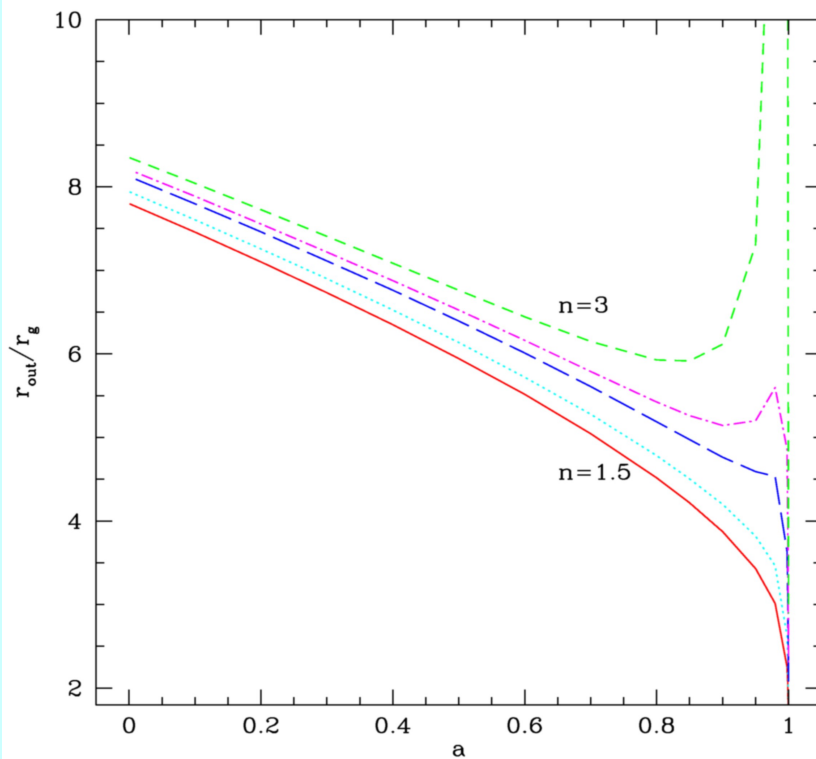
McDonald & Thorne (1982);
van Putten (1999);
Li & Paczyński (2000); Li (2000; 2002)
Wang et al (2002)

- Otwarte linie sił pola:
 - Ekstrakcja energii poprzez proces Blandforda – Znajka
- Zamknięte linie sił pola:
 - Na powierzchni dysku i na horyzoncie dziury pojawia się siła elektromotoryczna
 - Dodatkowy moment obrotowy -> grzanie dysku
 - Transfer energii do dysku

Topologia pola magnetycznego $B_z \sim \xi^{-n}$

Moment sił jest dodatni jeśli $\Omega_H > \Omega_D$

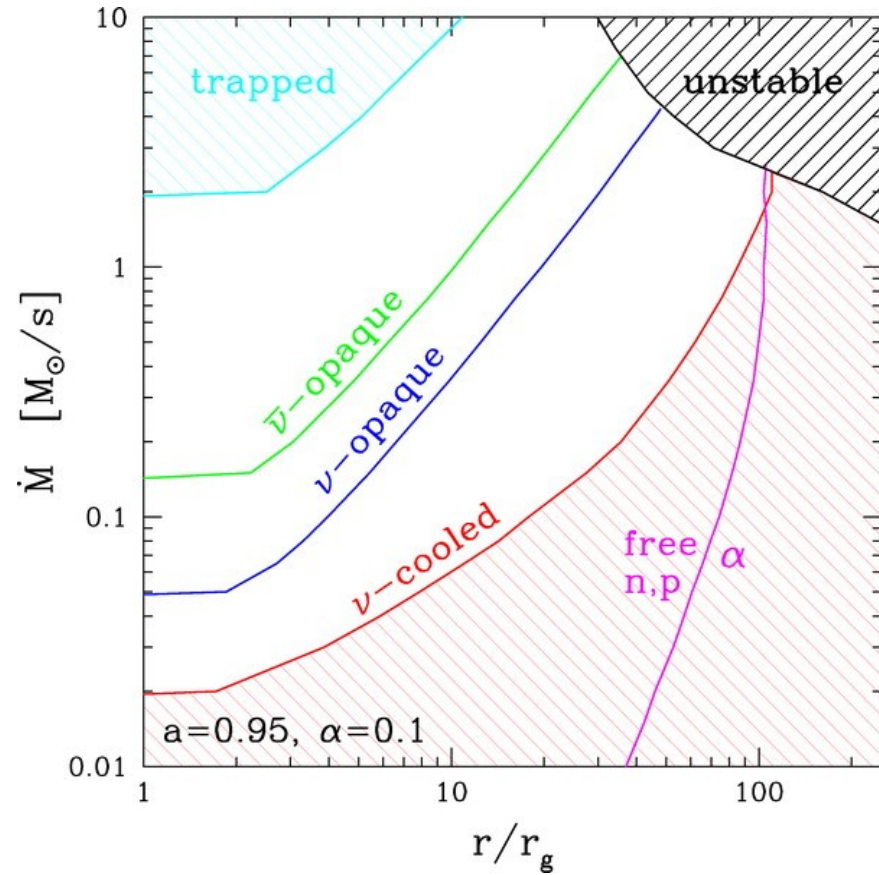
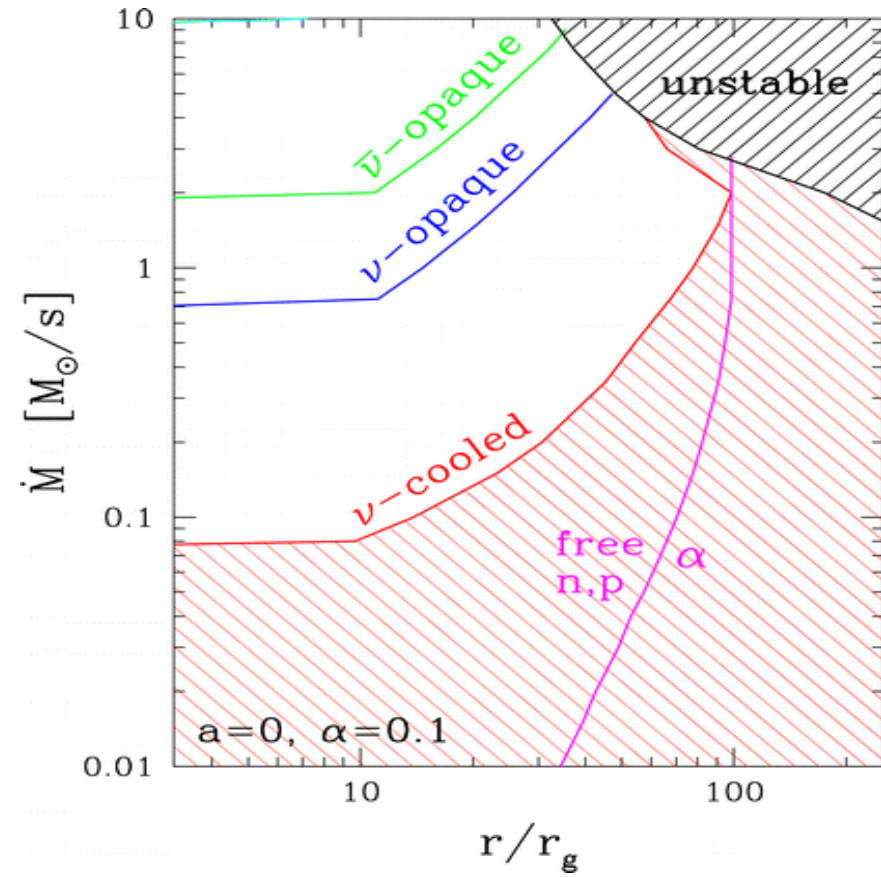
Normalizacja momentu sił: $B_H^2/8\pi P_{\max} = \beta_{\text{mag}} \sim \alpha$



Niestabilny dysk magnetycznie sprzężony z rotującą czarną dziurą

- Obszar magnetycznie sprzężony może częściowo pokrywać się z obszarem niestabilnym termicznie, w zależności od wykładnika potęgowego w funkcji $B(r)$
- Niestabilność termiczna nie znika, ale jej zakres jest inny. Oszacowanie ilościowe wymaga modelowania ewolucji czasowej
- Dodatkowy moment sił w związku ze sprzężeniem magnetycznym może skutkować wystąpieniem kolejnej niestabilności, nawet tam, gdzie dysk był termicznie stabilny (Lei et al. 2009)

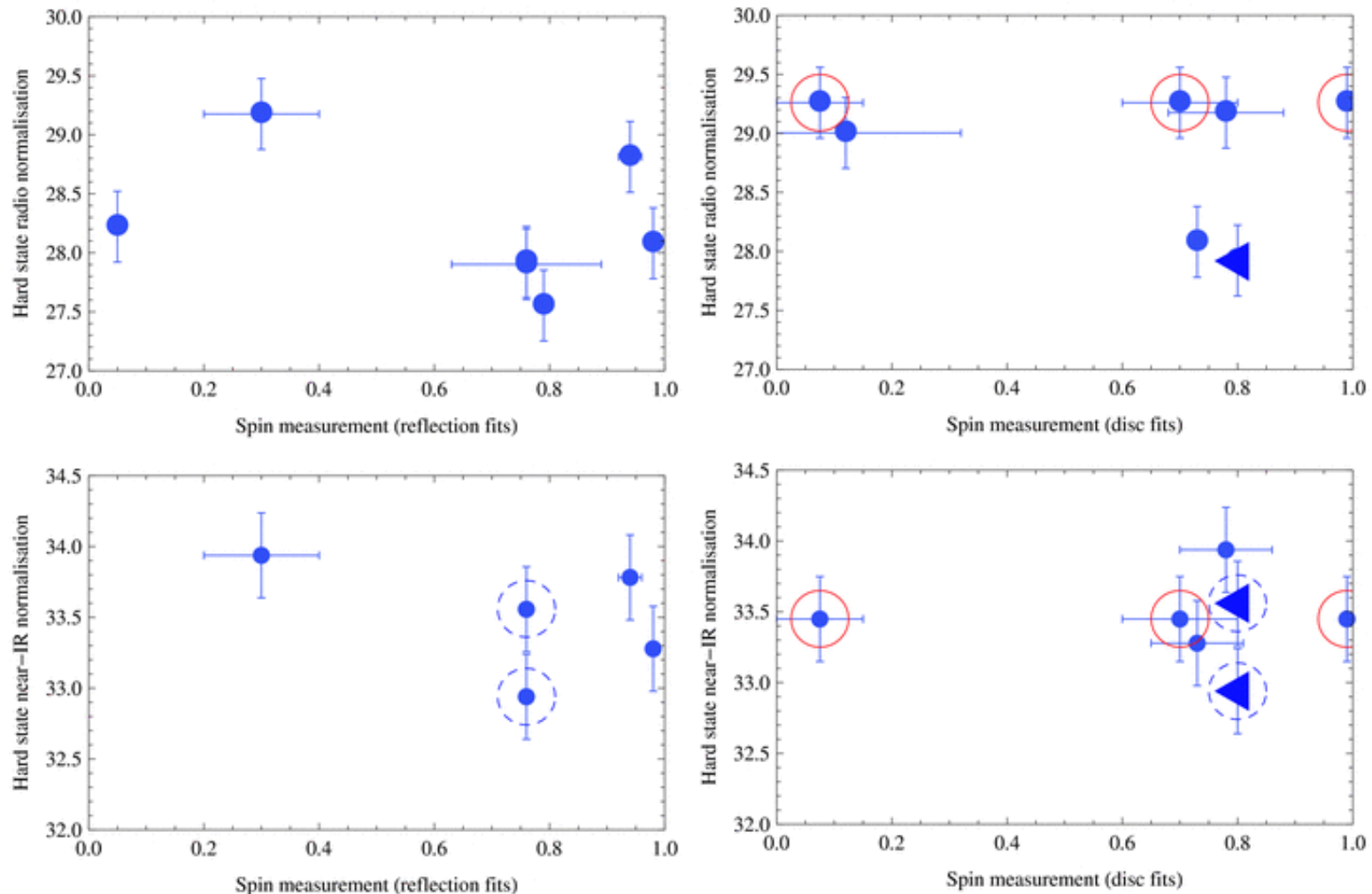
Niestabilność grawitacyjna: obrzeża dysku



Chen & Beloborodov (2007)

Dysk akrecyjny wokół czarnej dziury

- Struktura dysku
- Ewentualne niestabilności
- Eksplozja zasilana energią neutrin
- Eksplozja zasilana energią rotacji, przekazywaną przez pole magnetyczne



Fender, Gallo & Russell, 2010, MNRAS

Dygresja: ...podwójne układy rentgenowskie z czarną dziurą: brak potwierdzenia zależności mocy dżetu od spinu czarnej dziury

Co jest źródłem mocy dżetu w akreujących czarnych dziurach?

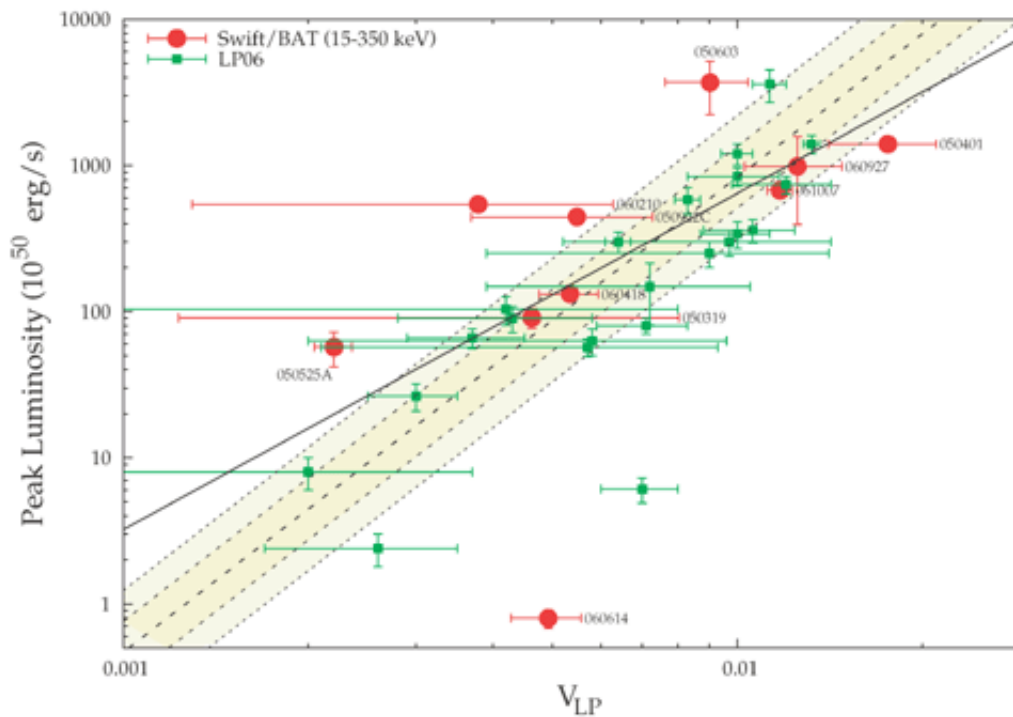
- Akrecja
- Rotacja czarnej dziury

Błyski gamma mogą pomóc w odpowiedzi na to pytanie ponieważ

- Są przejściowe
- Są zmienne

Próbka z satelity SWIFT

- Korelacja zmienności z jasnością piku



Rizzuto et al., 2007

Wnioski

- Niestabilność w dysku jest dobrym wyjaśnieniem zmiennej dostawy energii z centralnego “silnika” do dżetu
- Niestabilności występują dla b. dużych temp akrecji
- Dla szybko rotującej czarnej dziury, niestabilność termiczna rozwija się łatwiej nawet dla umiarkowanych temp akrecji
- Rotacja czarnej dziury wpływa na właściwości dysku za pośrednictwem sprzężenia magnetycznego

...zarówno spin czarnej dziury jak i akrecja są ważne z punktu widzenia dżetów

Akrecja w Ogólnej Teorii Względności

Współrzędne Boyer-Lindquista – Metryka Kerra:

$$ds^2 = -[1-2/(r\mu)]dt^2 - 4a\sin^2\theta/(r\mu)dtd\phi + \\ \mu/(1-2/r+a^2/r^2) dr^2 + r^2\mu d\theta^2 + \\ r^2 \sin^2\theta[1+a^2/r^2+2a^2\sin^2\theta/(r^3\mu)]d\phi^2$$

gdzie $\mu=1+a^2\cos^2\theta/r^2$, z bezwymiarowym skalowaniem

$$G=M=c=1$$

$a=Jc/GM^2$ gdzie J jest momentem pędu czarnej dziury

Relatywistyczny model 2D

$(\rho u^\mu)_{;\mu} = 0$ zachowanie liczby cząstek

$$= g^{-1/2}(g^{1/2}u^\mu)_{,\mu}$$

$$= r^{-2}(r^2\rho u^r)_{,r} + \mu^{-1}\sin^{-1}\theta(\mu\sin\theta u^\theta)_{,\theta}$$

$$= 0$$

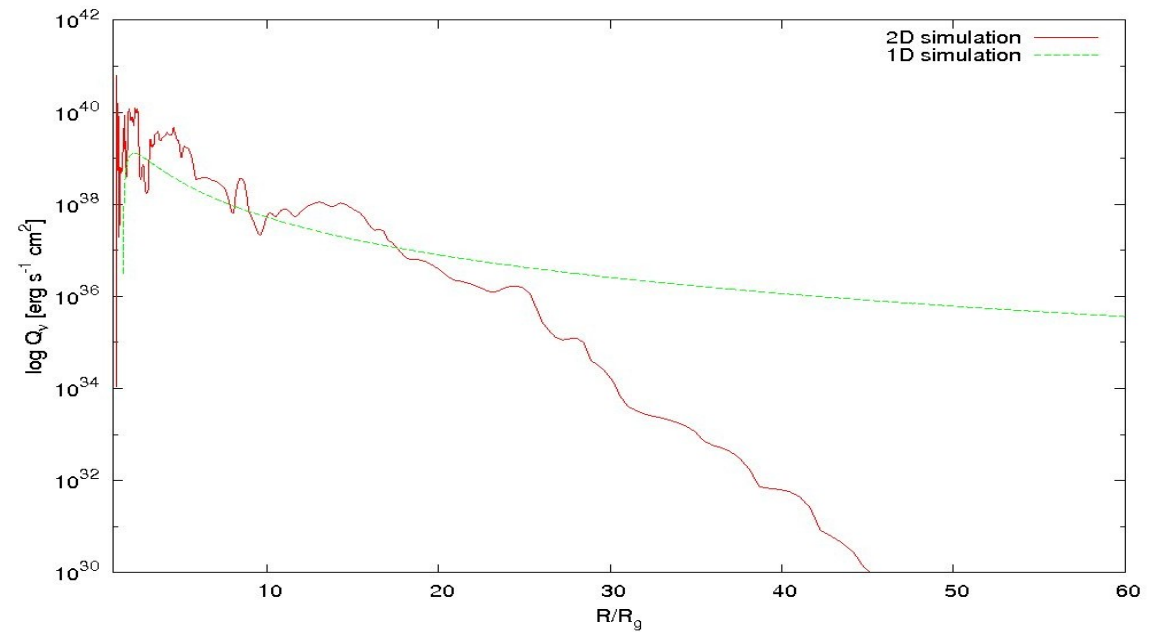
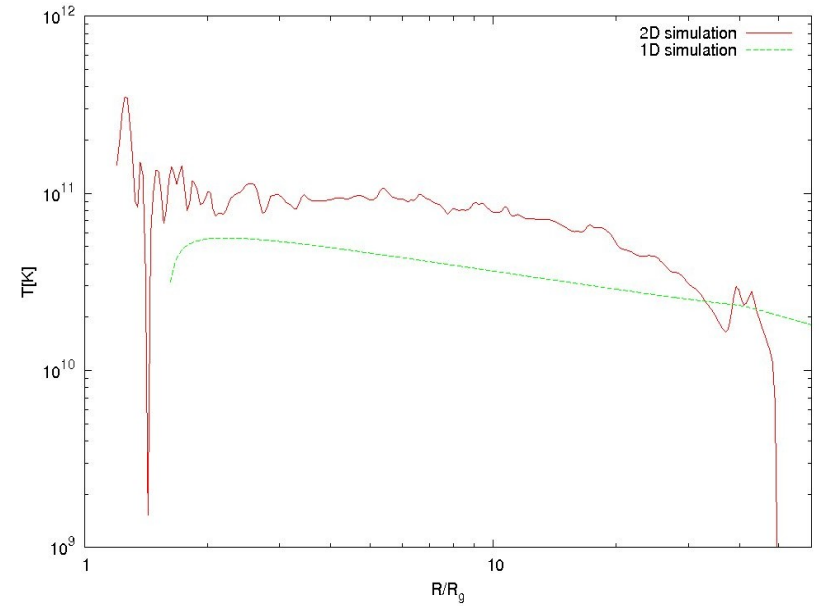
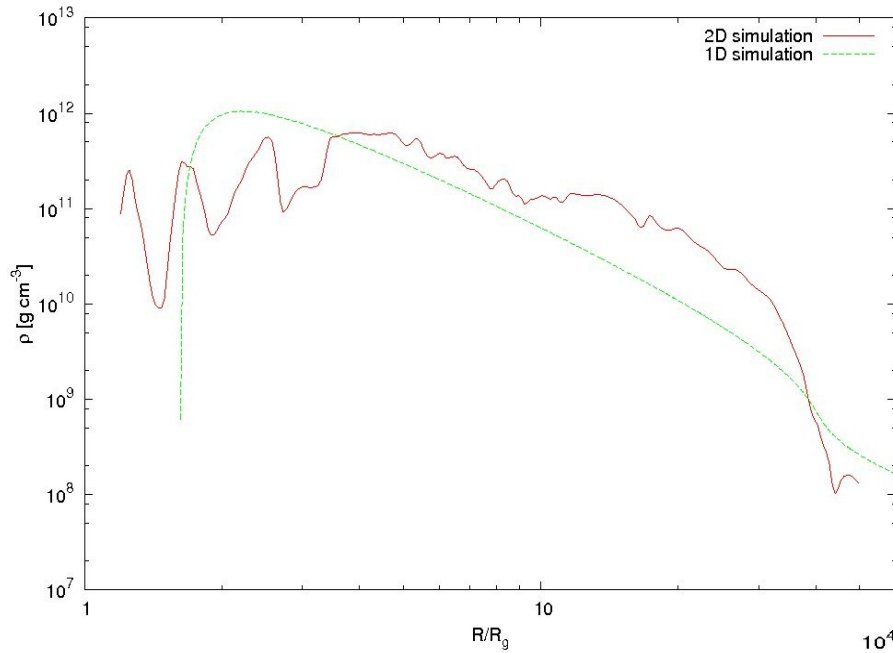
$$g = |\text{Det}(g_{\mu\nu})| = r^4\sin^2\theta\mu^2$$

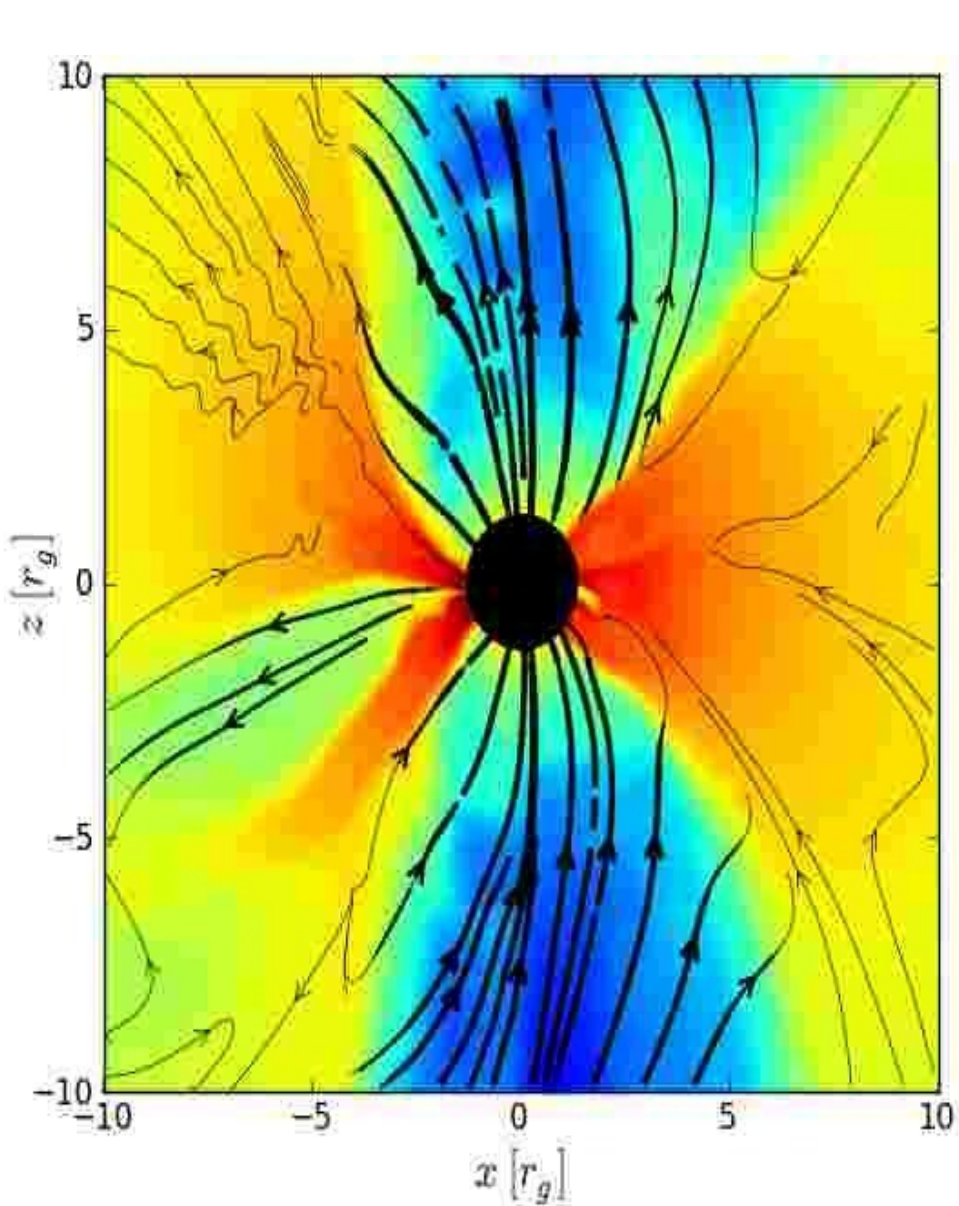
$h_{r\mu}(T^{\mu\nu})_{;\nu} = 0$ zachowanie energii i pędu

$h^{\mu\nu} = g^{\mu\nu} + u^\mu u^\nu$ tensor projekcji

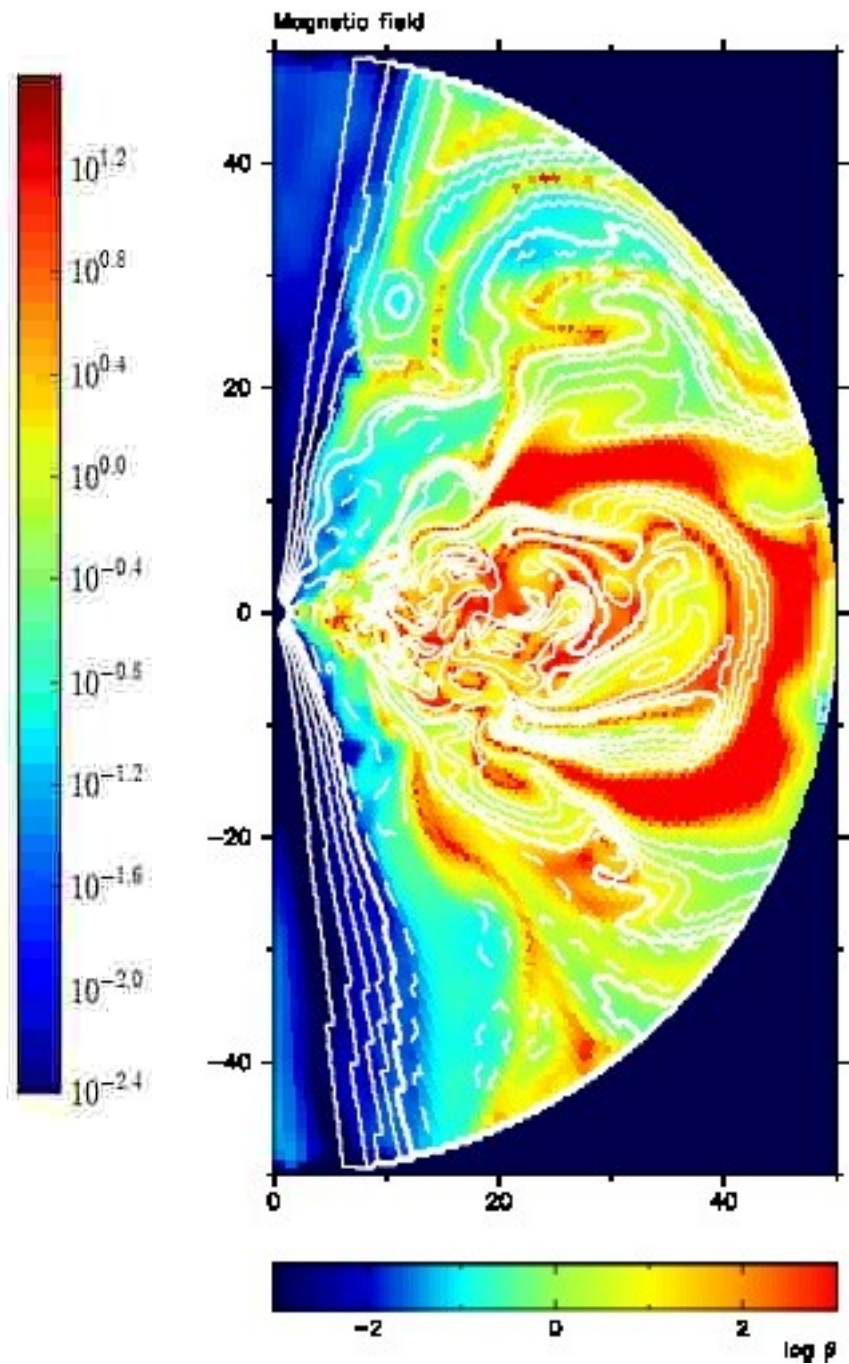
$T^{\mu\nu}$ tensor napięć-energii

Porównanie: 1D alfa-dysk i 2D MHD





Magnetycznie “aresztowane
przepływy akrecyjne”
McKinney, Tschekhovskoy,
Blandford (2012)

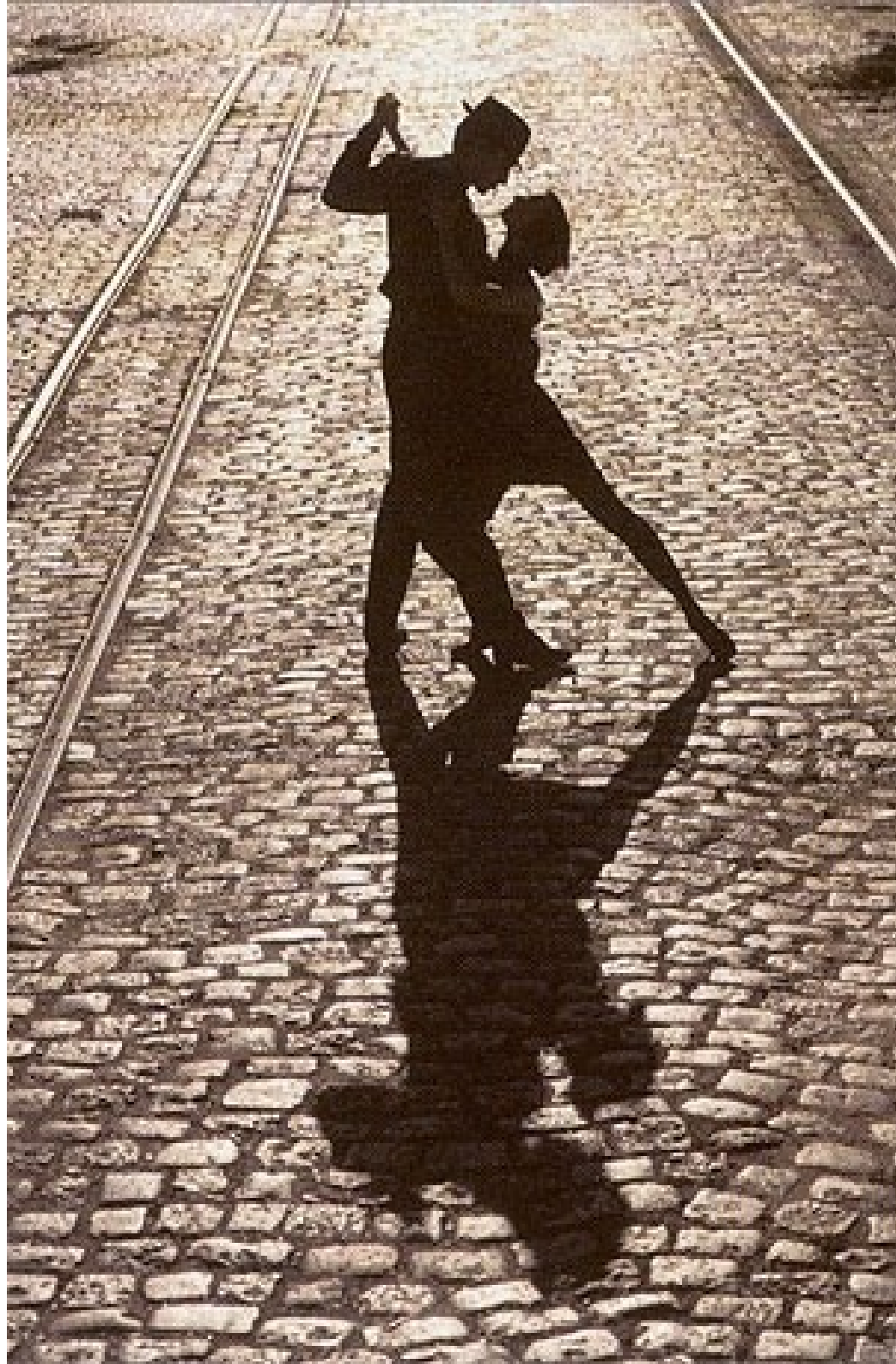


Janiuk, Mioduszewski,
Mościbrodzka 2012 (w przyg.)

To już prawie wszystko...

Co jeszcze możemy wymyślić?

Skąd wiadomo że istnieją czarne dziury?



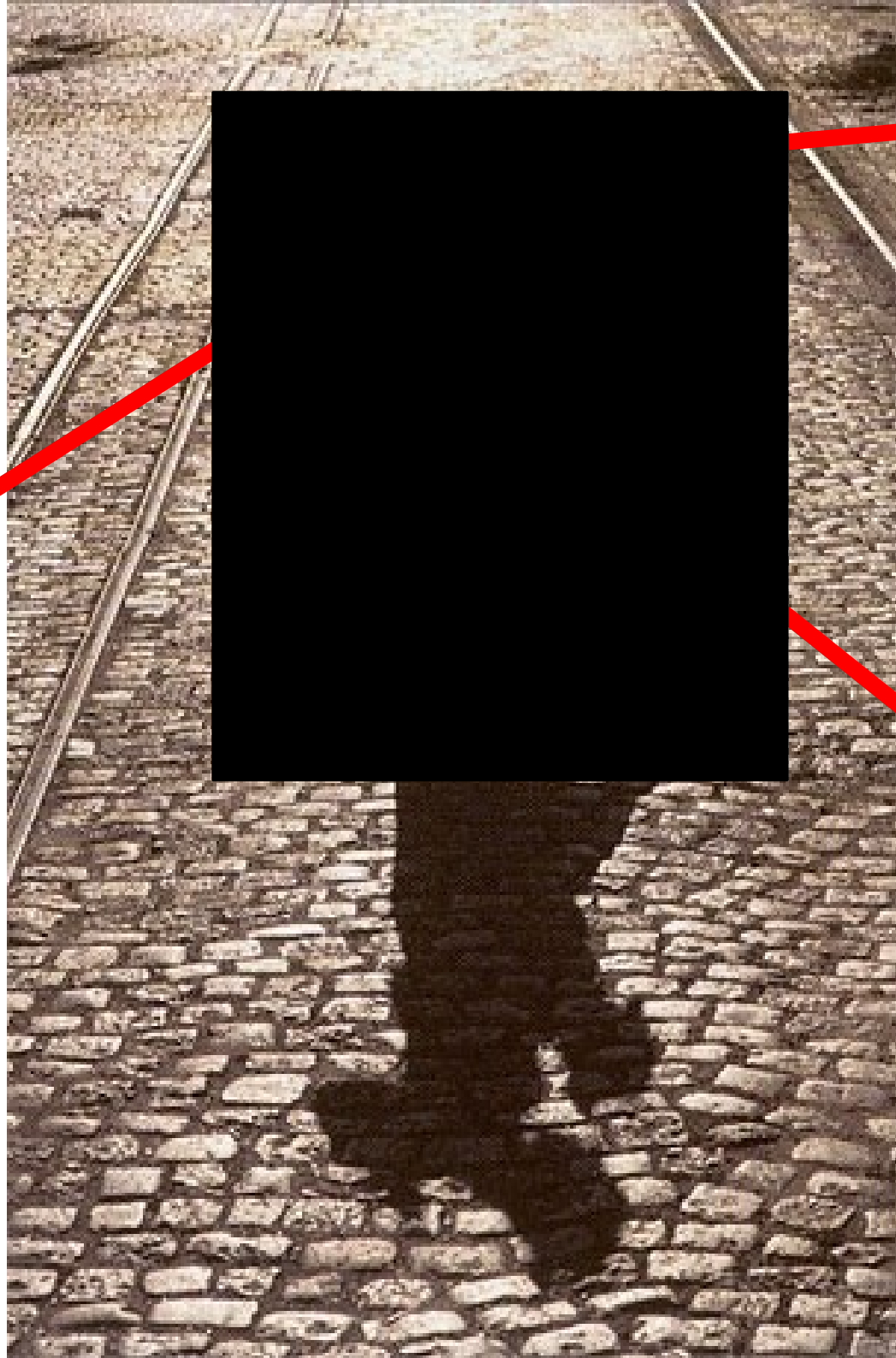


*Sprężenie
magnetyczne*

*Rotująca
czarna
dziura*

*Akreujący
dysk
(widać!)*

*“Rentgenowskie
układy
podwójne”*



*Sprężenie
magnetyczne*

*Rotująca
czarna
dziura*

*Akreujący
dysk*

*Błyski
gamma*

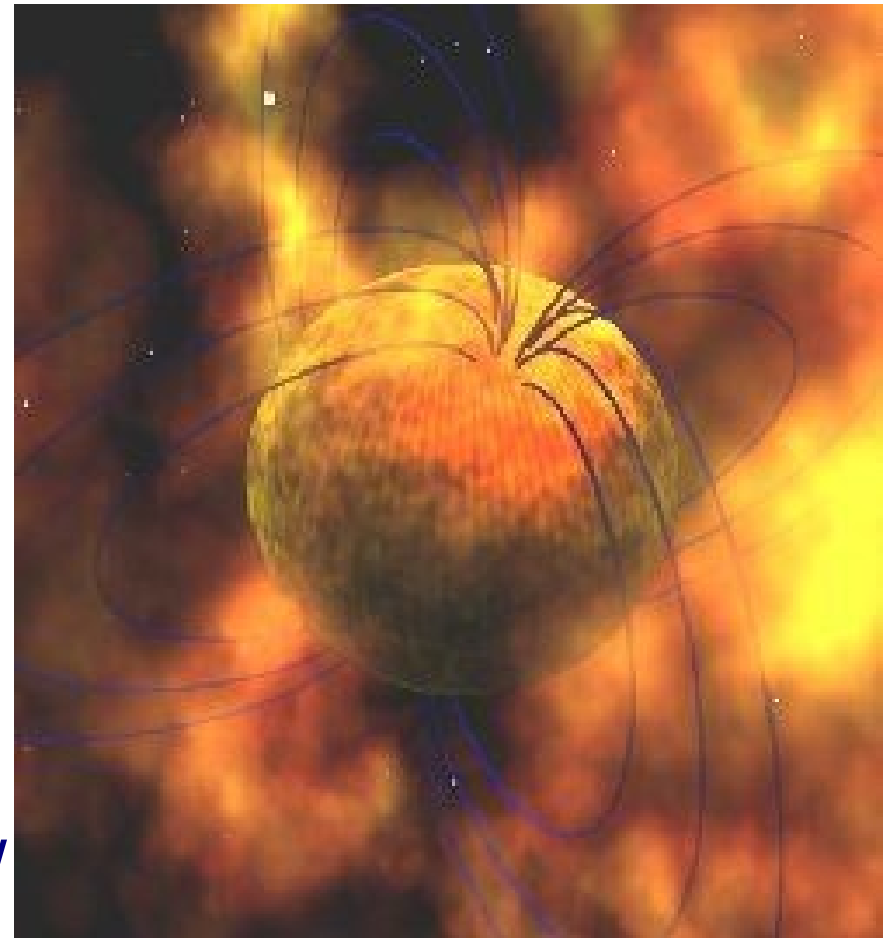
Niektóre alternatywne scenariusze powstawania krótkich błysków

Magnetary

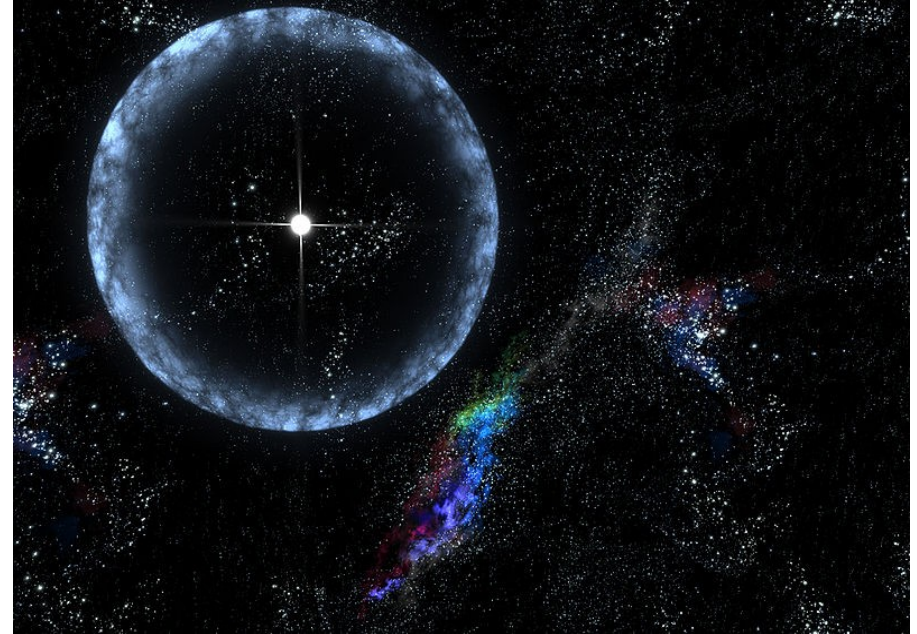
Gwiazdy kwarkowe

Parowanie pierwotnych czarnych dziur

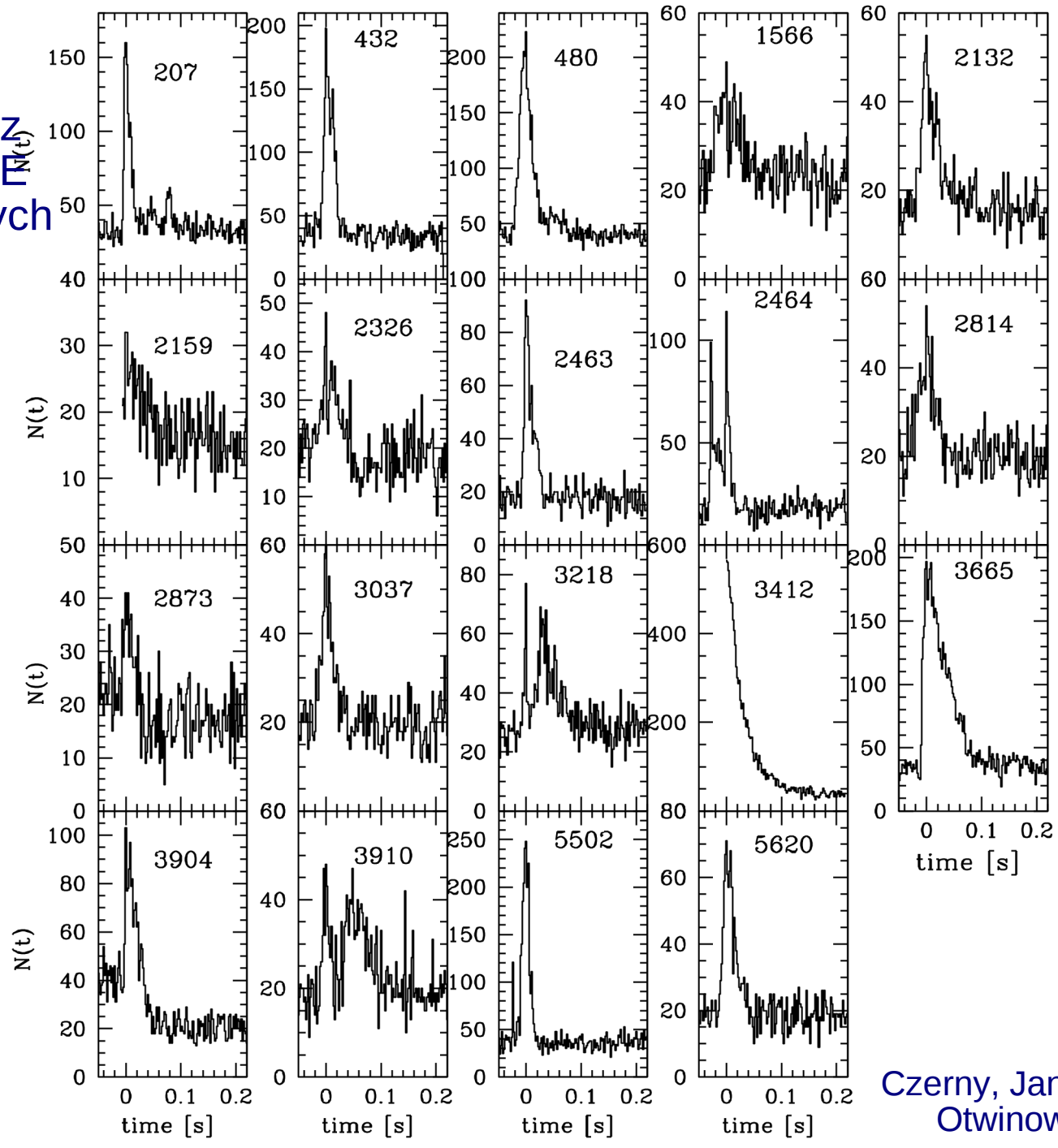
- Magnetar: milisekundowa gwiazda neutronowa.
- Mogła powstać jako produkt przejściowy po zlaniu się NS+NS lub NS+WD
- Świeci na koszt energii rotacyjnej: ok. 5×10^{52} erg
- Wymagane pola magnetyczne $B > 10^{16}$ G
- Dla mniejszych pól, magnetar mógłby być też źródłem poświaty rentgenowskiej po błysku
- Magnetar może być powtarzalny: błysk SHB znów w tym samym miejscu!



- Gwiazda kwarkowa: zjawisko przejścia fazowego w gwiazdzie, przemiana hadronów w kwarki
- Towarzyszy temu promieniowanie gamma z powierzchni gwiazdy
- W gorącej gwiazdzie takie przejście może trwać 1 s, zaś w bardziej masywnej ok. 80 s
- Gwiazda hiperonowa: część neutronów przekształca się w hiperony we wnętrzu gwiazdy



Próbka błysków z
satelity BATSE
zlokalizowanych
w kierunku
Antycentrum
Galaktyki



Czerny, Janiuk, Cline,
Otwinski (2011)

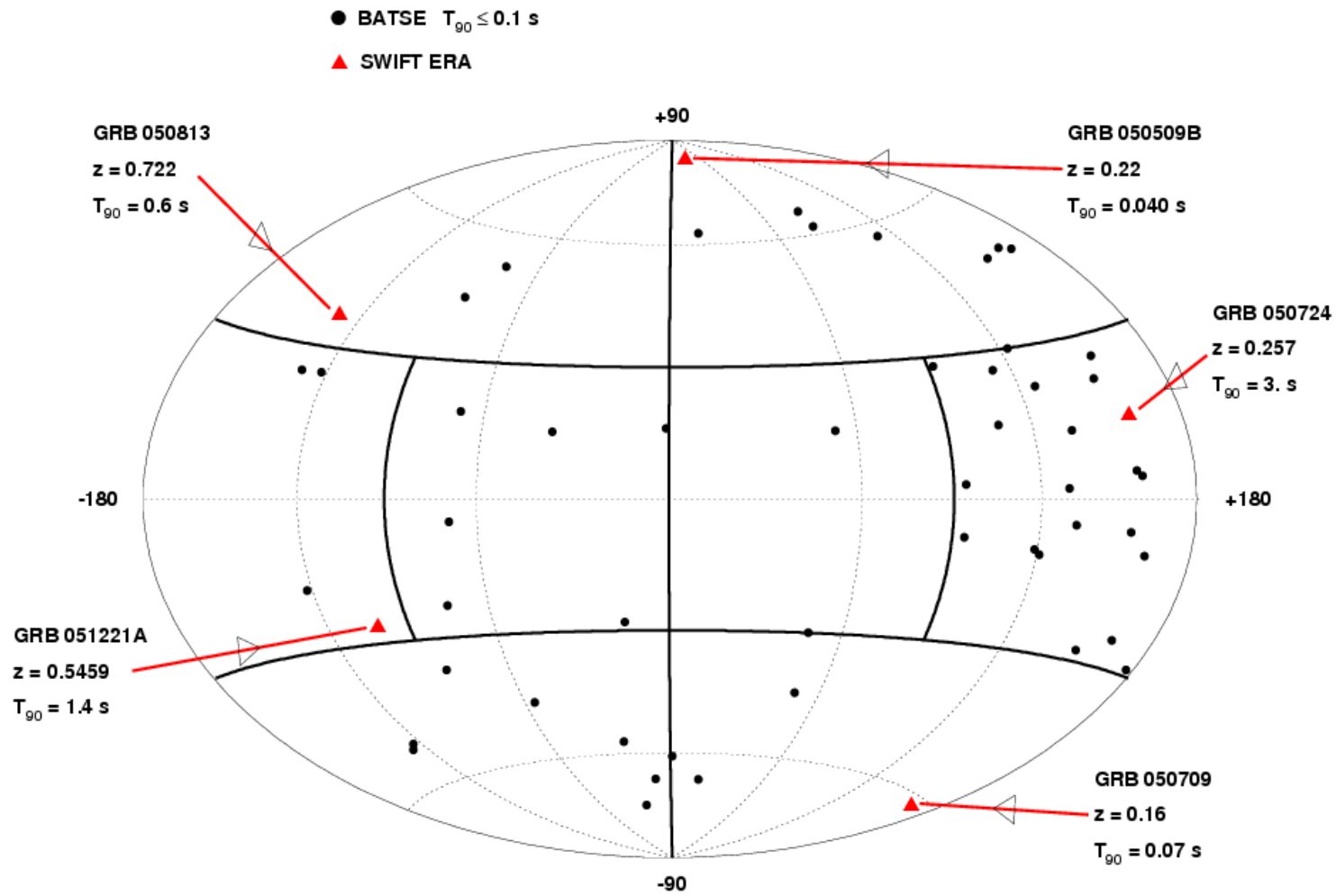
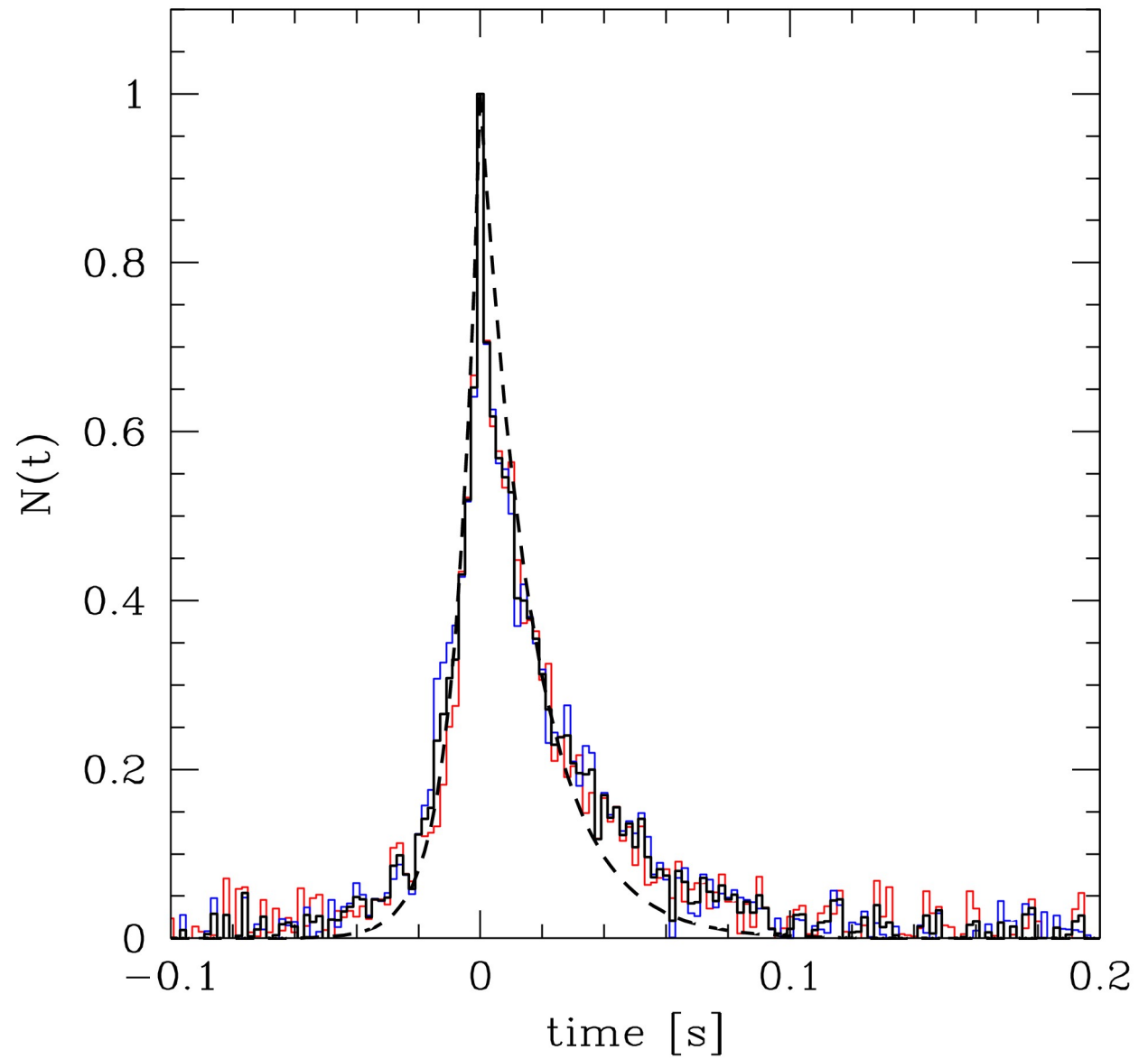


Fig.1 GRBs - Gallactic Coordinates

Parowanie
pierwotnej
czarnej dziury
vs.
uśredniony
profil błysku



Błyski ultrakrótkie:

- Rozkład czasów przyścia jednorodny
- Profile są asymetryczne
- Część ma 2 lub więcej subpulsy
- Energetycznie dużo twardsze niż zwykłe krókie błyski
- Nie ma znaczących opóźnień czasowych między kanałami energetycznymi ($> 2\text{ms}$)
- Rozkład w przestrzeni lokalny (może być to efekt selekcji)
- Błyski SWIFTa poza Antycentrum (kilka błysków)

Obszar Antycentrum:

- Obszar intensywnego formowania się gwiazd
- Nucleosyntheza widoczna w przeglądzie COMPTEL Al²⁶
- Eksces promieniowania kosmicznego w zakresie TeV
- Rozproszona emisja w zakresie gamma

Dwa mechanizmy powstawania błysków

-Merdźer dwóch gwiazd neutronowych o ekstremalnie krótkiej skali czasowej

- Typowe skale w symulacjach, NS-NS i NS-BH to 50-100 ms. Najkrótszy błysk VSB 5.3 ms
- Opóźniony kolaps gwiazdy neutronowej z gorącym namagnesowanym torusem daje najkrótszą skalę błysku (e.g. Shibata et al. 2006)

-Parowanie pierwotnych czarnych dziur

- Masy BH w zakresie $10^9 - 10^{14}$ g.
- Masa parująca w czasie błysku (końcowe 0.1 s) to 6×10^9 g; przez 1 rok to 4×10^{11} g. Obserwowana gęstość VSBs ($0.3 \text{ yr}^{-1} \text{ pc}^{-3}$) daje wtedy wkład do gęstości krytycznej, $\Omega_{\text{PBH}} \sim 10^{-9}$
- Profile błysków nie są identyczne: fluktuacje mogą być duże, jeśli proces parowania przebiega z udziałem dżetów kwarkowych i nie nastąpiła termalizacja

Dziękuję za uwagę!