

Pole magnetyczne w gwiazdach i dyskach akrecyjnych

Miljenko Čemeljić

Zarys

Wprowadzenie-dysk akrecyjny, strugi materii i magnetosfera gwiazdy. Powstanie i rola pola magnetycznego.

Symulacje-równania, warunki początkowe i parametry.

Wyniki dla protogwiazd, białych karłów i gwiazd neutronowych

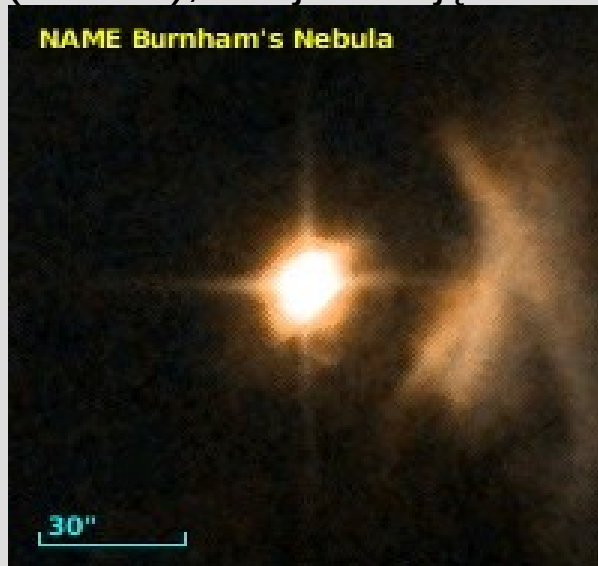
Podsumowanie

Dysk akrecyjny i strugi-historia

-Dysk akrecyjny powstaje przy grawitacyjnym zapadaniu się materii.

Do połowy 20-ego wieku grawitację włączano do modelu powstania gwiazd tylko jako siłę przyciągającą materiał do środka-pozostał podstawowy problem zmniejszenia momentu pędu początkowego materiału: $\mathbf{J} = \mathbf{R} \times m\mathbf{v}$ dla $R_1 \gg R_2$ daje, dla $\mathbf{J}, m = \text{const}$, $v_2 \gg v_1$, a wiemy że gwiazdy, takie jak Słońce, nie kręcą się tak szybko jak nakazywał by to moment pędu materiału którego zebrały na siebie. Rozpadliby się! Kolejne obserwacje pomogły w próbach rozwiązania problemu:

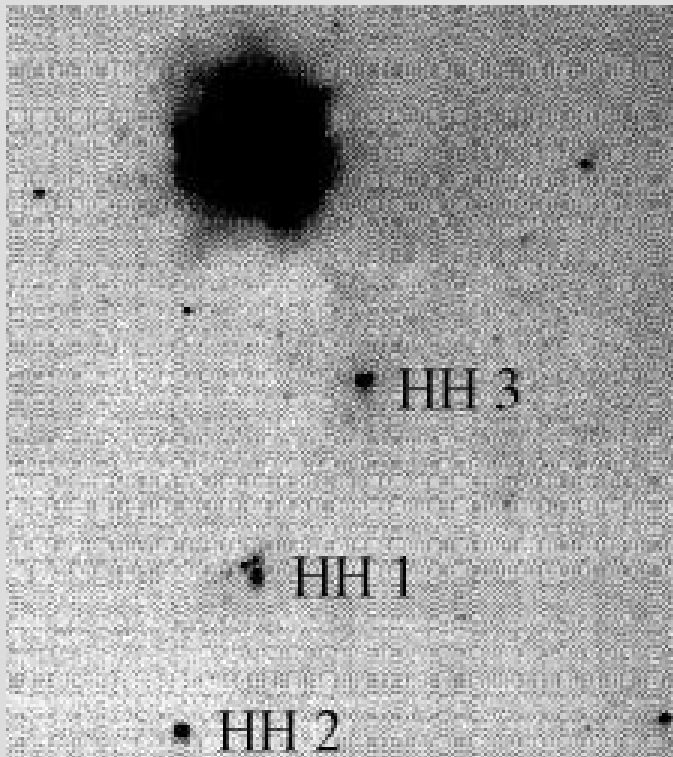
-Obserwacje materii koło młodych gwiazd: od końca 19-ego wieku, mgławica Burnhama obok gwiazdy T-Tauri, (HH255), tutaj na zdjęciu z bazy danych SIMBAD:



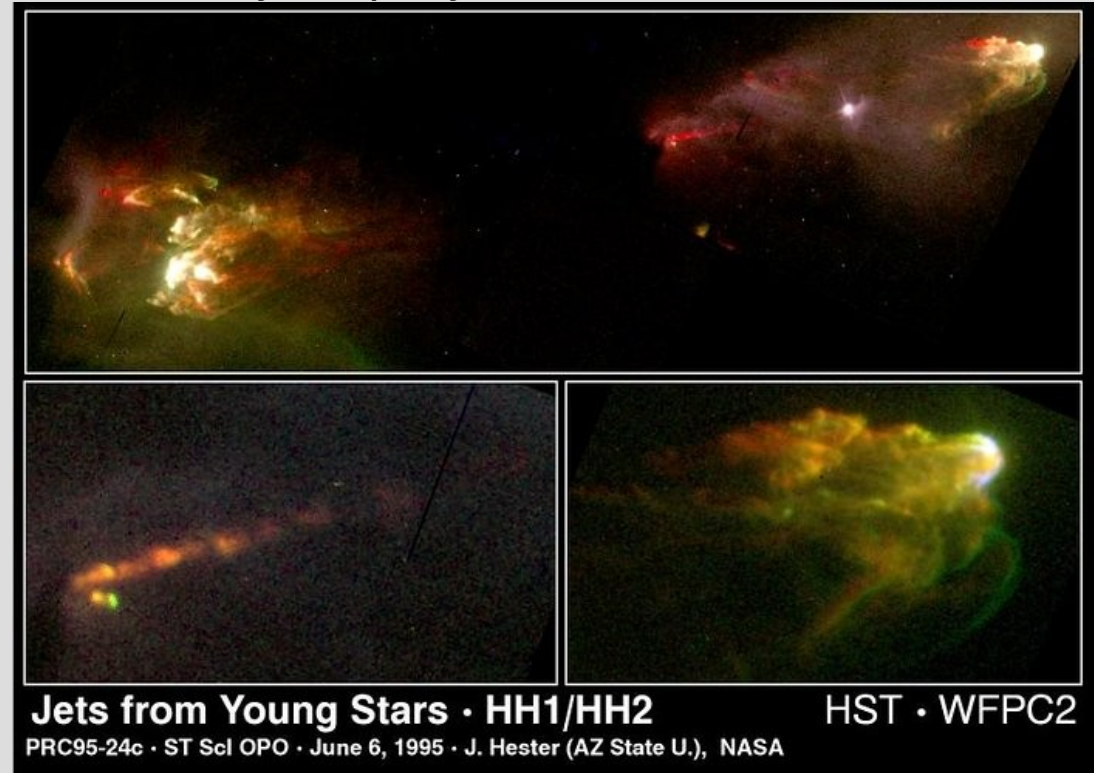
Baletnica wykonująca piruet

Dysk akrecyjny i strugi-historia

-Obserwacje obiektów Herbiga-Haro w latach 1950-tych i po tym HST:



HH 1, 2 i 3 na powiększeniu z płyty fotograficznej z publikacji Herbiga (1951). HH 1, 2 i 3 są trzy gwiazdopodobne obiekty w linii pod największym obiektem, NGC 1999. Zdjęcie zrobiono w niebieskiej części spektrum, reflektorem Crossleya na obserwatorium Licka, 20 stycznia 1947. Zaadaptowano z Reipurth & Heathcote (1997).

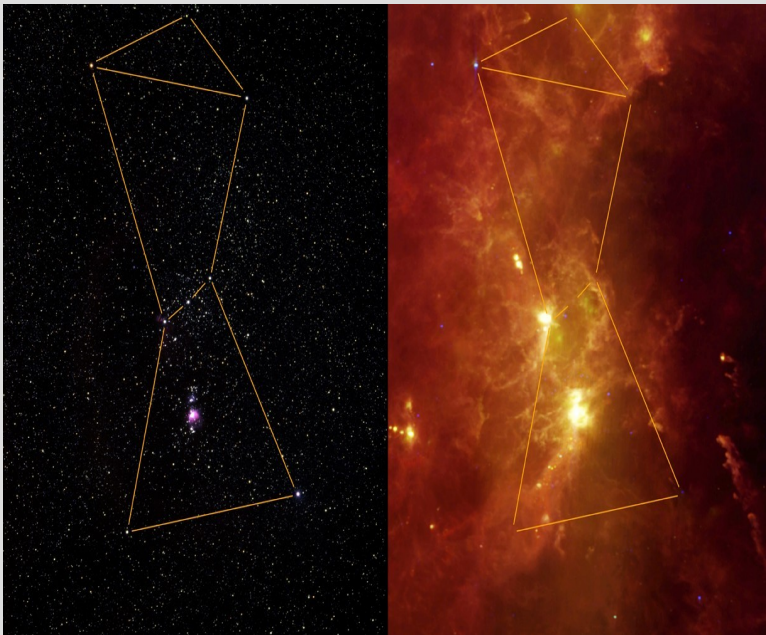


HH 1, 2 widziane przez HST.

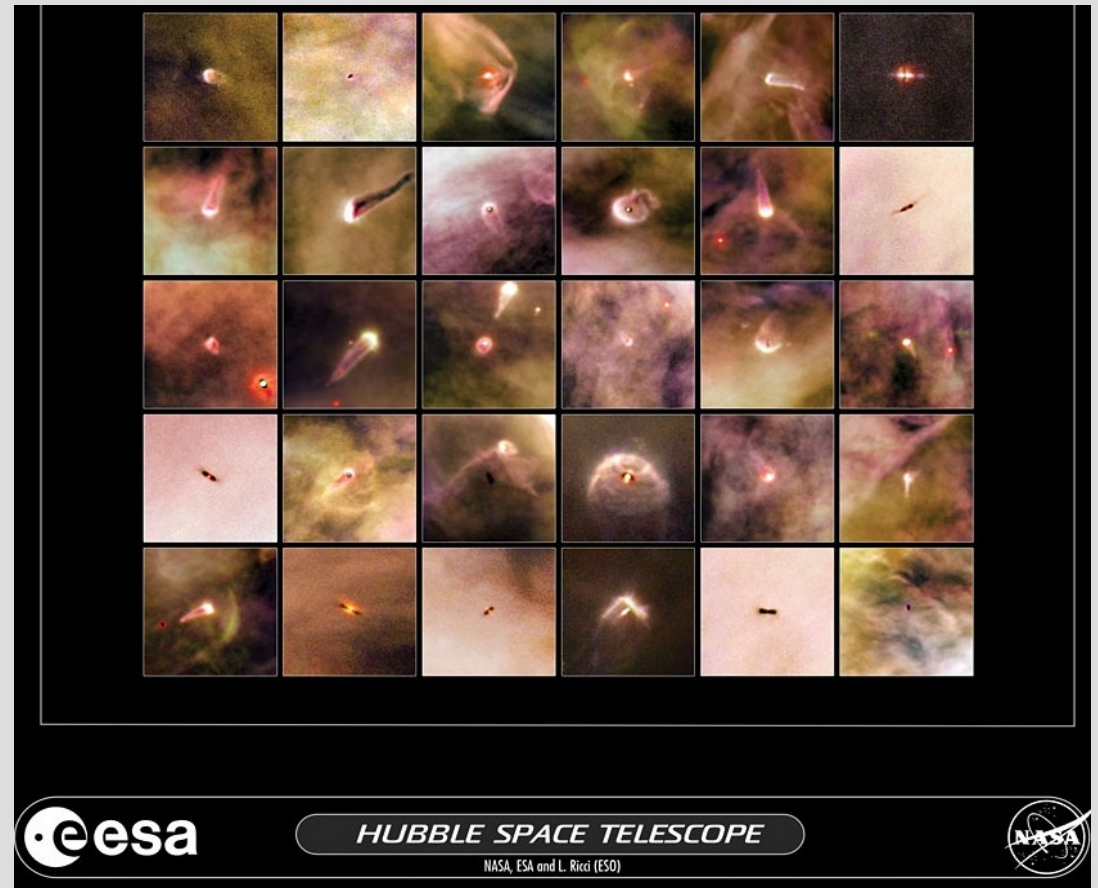
Obiekty HH okazały się związane ze strugami.

Dysk akrecyjny i strugi-historia

Rozpoznano że strugi **zawsze** idą w parze z dyskiem akrecyjnym i że prędkość strugi jest **zawsze** koło prędkości ucieczki z centralnego obiektu.



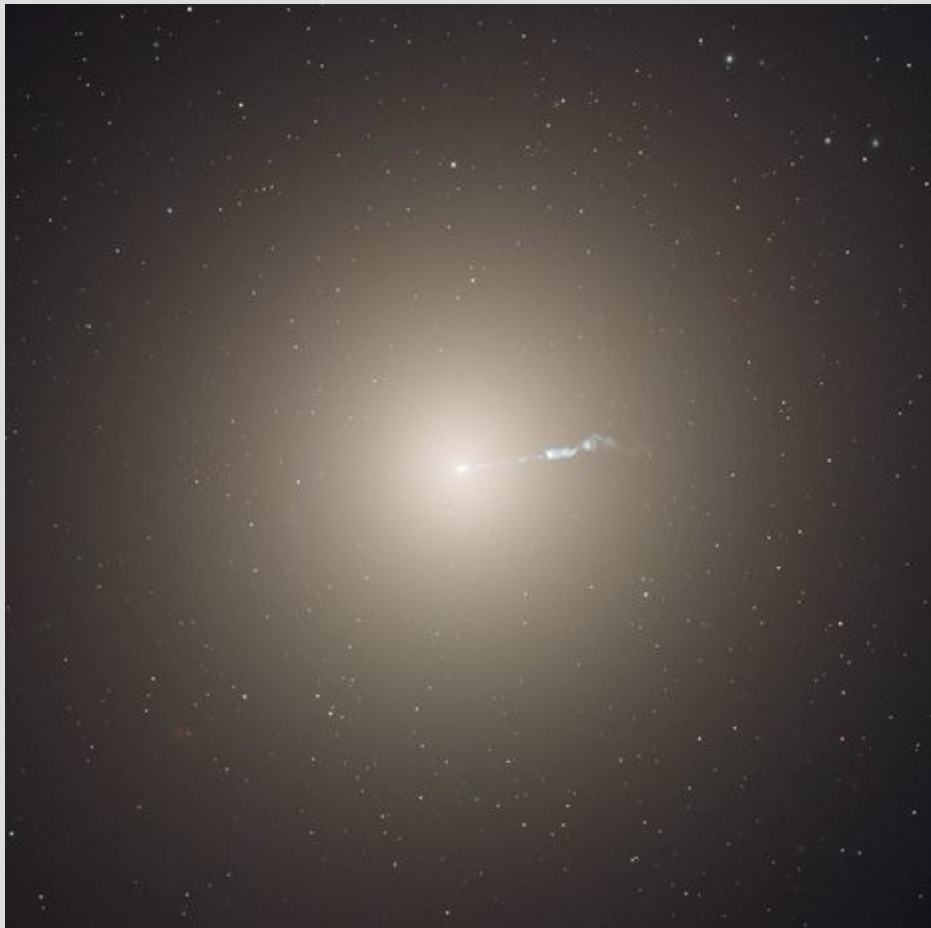
Mgławica Oriona i dyski i strugi w niej.



Zaczęto modelowanie procesu akrecji: chodzi nie tylko o zapadanie się materiału, ale też o mechanizm wyprowadzenia momentu pędu z systemu. Pole magnetyczne wydaje się też mieć istotną rolę, a dyskom często towarzyszą strugi.

Galaktyczne dyski i strugi-historia

Przez długi czas tylko jedna galaktyka, M87 (Curtis 1918), była przykładem galaktyki z strugą, ale HST pokazał nam ich o wiele więcej.

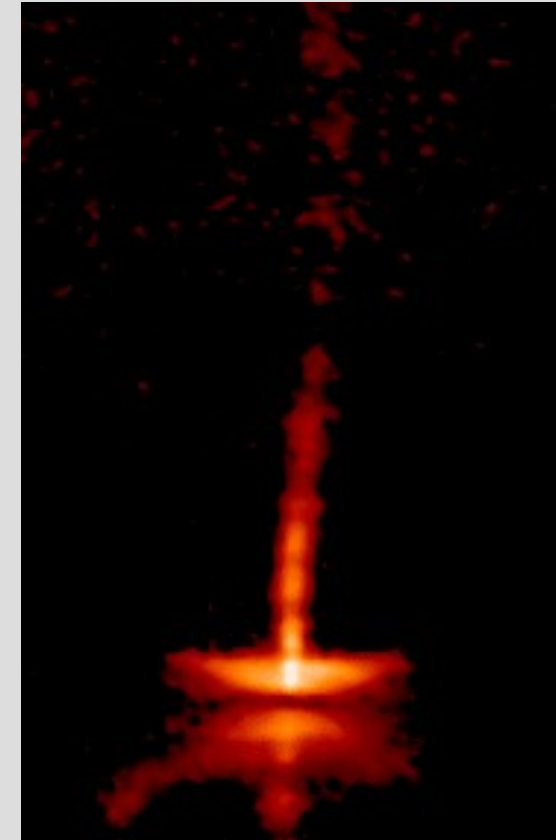
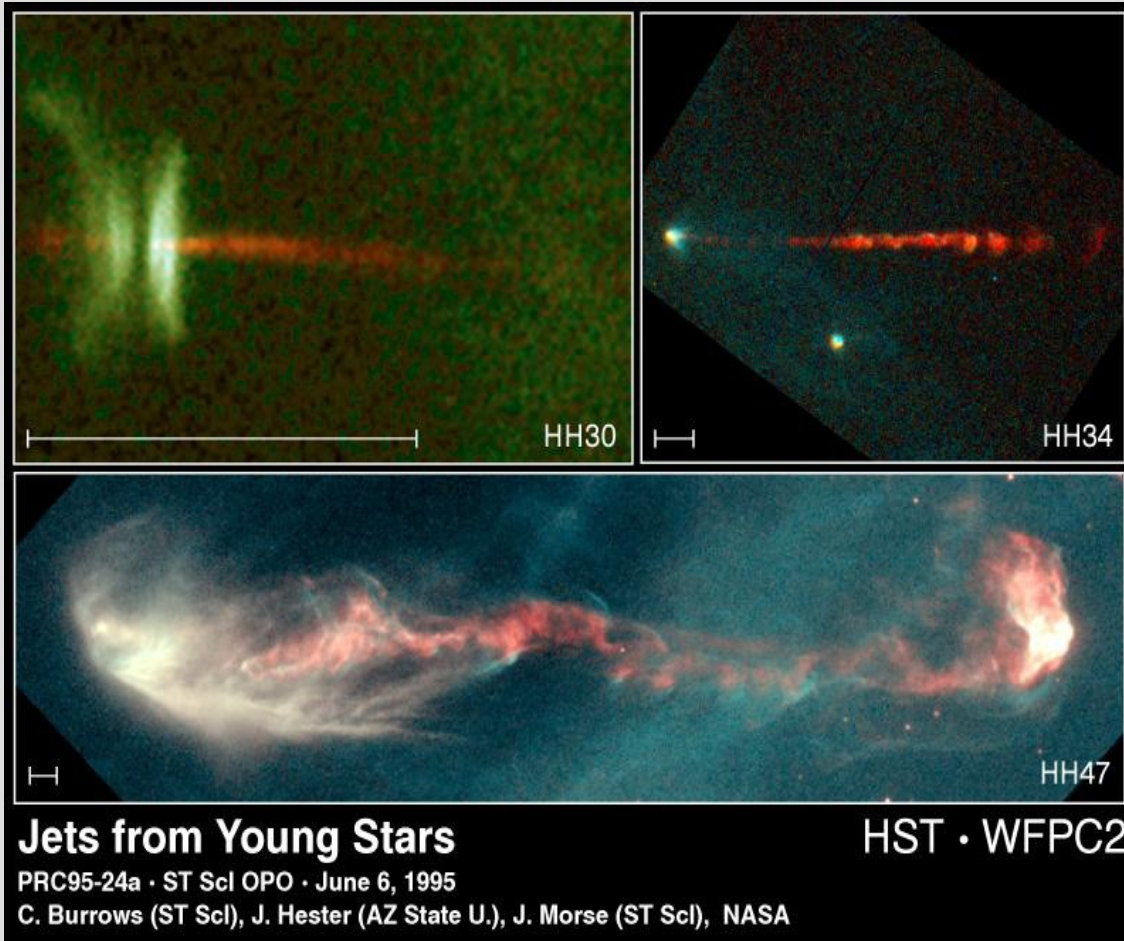


M87 na zdjęciu z HST.



Strugi z supermasywnej czarnej dziury w centrum galaktyki Hercules A. HST i VLA radio teleskop.

Dysk akrecyjny i strugi

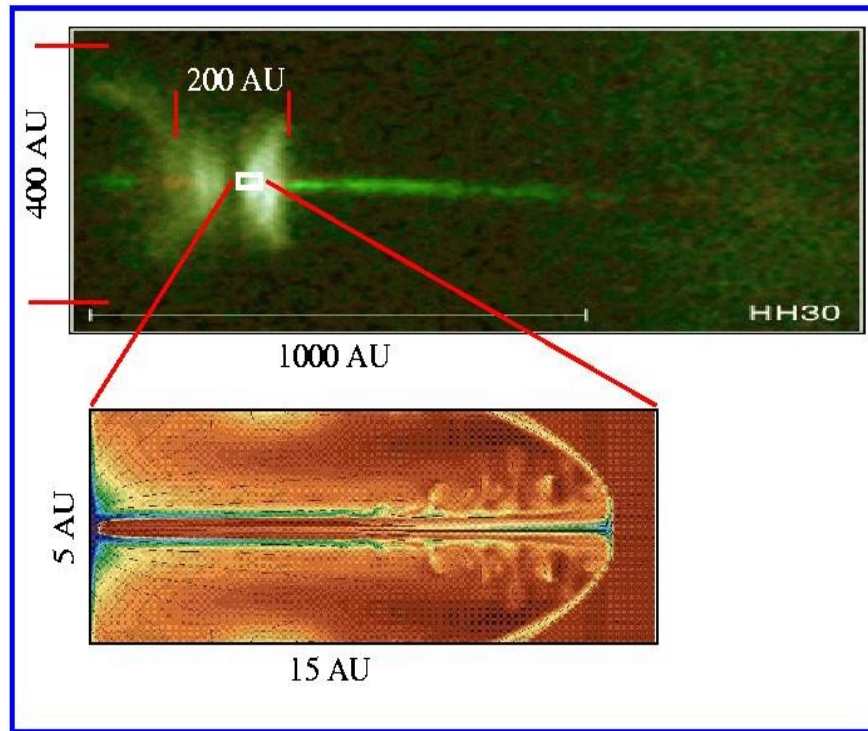


NASA HST/Wide Field and Planetary Camera 2.

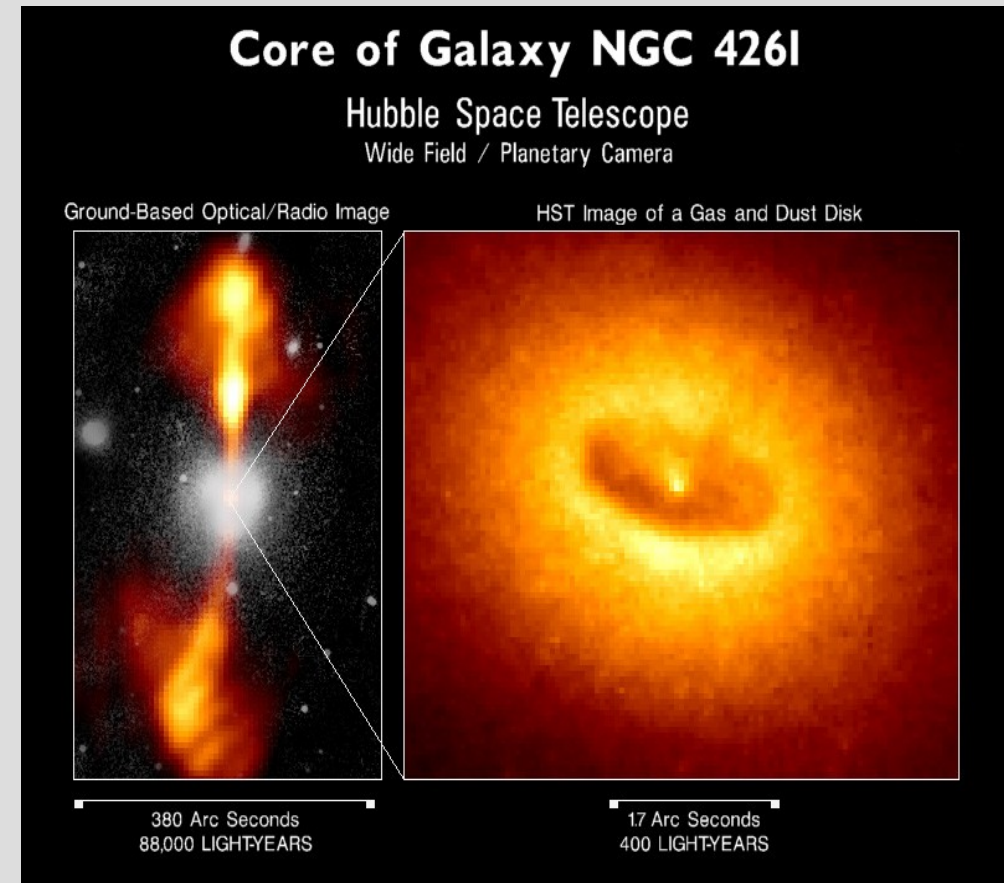
Dobrze wiemy jak strugi się poruszają przez przestrzeń, ale jeszcze nie wiemy jak powstają. Widać że z dysku, ale jak, dokładnie? W jaki sposób są tak bardzo skolimowane? Skąd “węzły”, poruszająca się substruktura strug?

Dwie różne skale

Mamy do czynienia z podobnym zjawiskiem w dwóch skalach: gwiazdowej i pozagalaktycznej. różnią się około 100 000 razy. Czy procesy są takie same? Jeszcze nie wiemy, bo nie mamy dokładnego modelu popartego symulacjami.



Rzeczywistość ver. Symulacje. 100 000 AU=1.6 ly

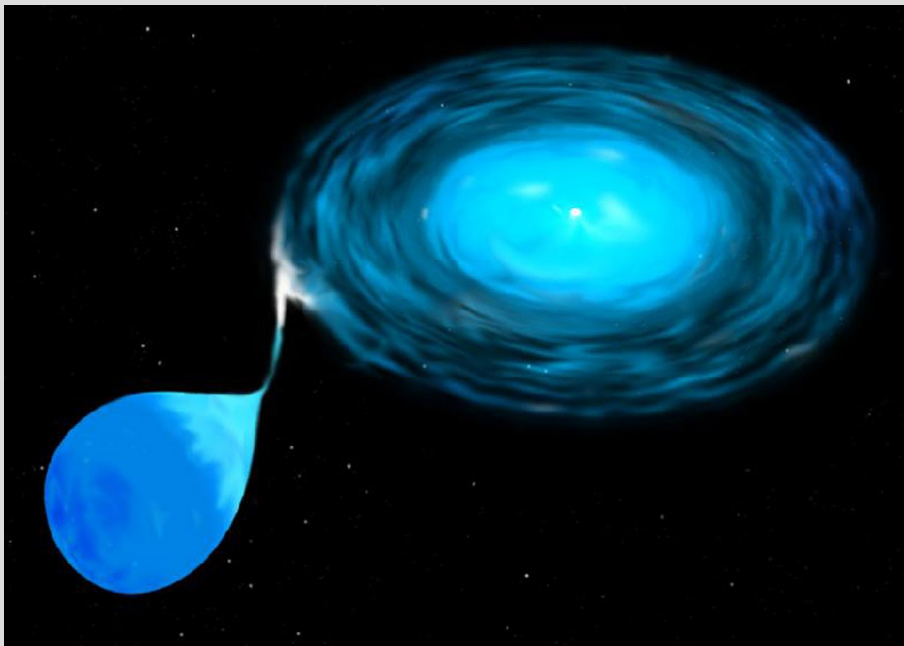


Hercules A, dysk i struga w galaktyce z supermasywną czarną dziurą.

Lista obiektów w których obserwujemy dyski i strugi

-**Aktywne jądra galaktyk (AGN)**, które w środku mają supermasywną czarną dziurę (do kilkaset milionów mas Słońca) są największymi obiektami produkującymi strugi. Strugi z obiektów wielkości gwiazd obserwujemy w różnych obiektach:

- **Młode gwiazdy** z dyskiem akrecyjnym (protogwiazdy).
- **Gwiazdy neutronowe** albo **czarne dziury** z dyskiem akrecyjnym, zwykle w układach podwójnych z materią z innej, większej gwiazdy
- **Białe karły** z dyskiem akrecyjnym, w podwójnych układach białego karła z większą gwiazdą lub gwiazdą neutronową.



Rysunek artystyczny (credit: STScI) zmiennej kataklizmicznej. Biały karzeł wewnątrz dysku materii spadającej z normalnej gwiazdy nieco mniejszej masy od masy Słońca.

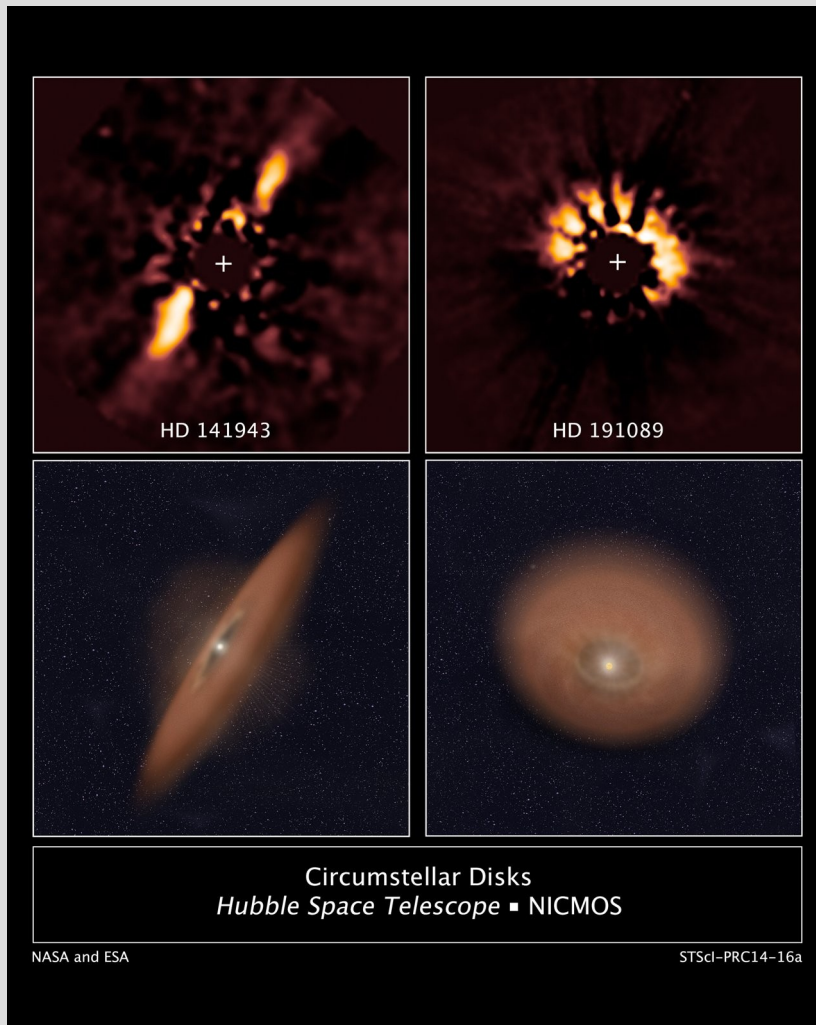
Dysk akrecyjny koło młodych gwiazd

Spójrzmy dokładniej na dysk akrecyjny koło młodej gwiazdy. Co jest potrzebne do modelu takiego dysku? Ważne bo tłumaczy powstawanie planet!

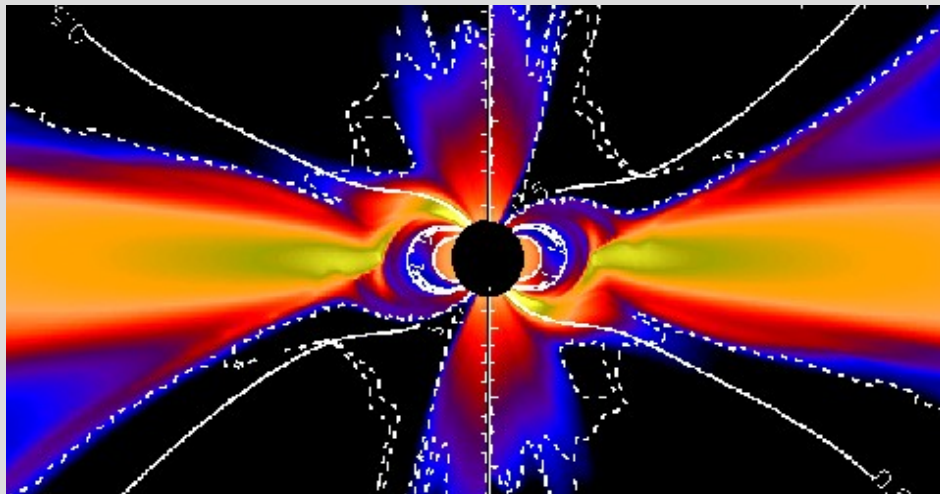
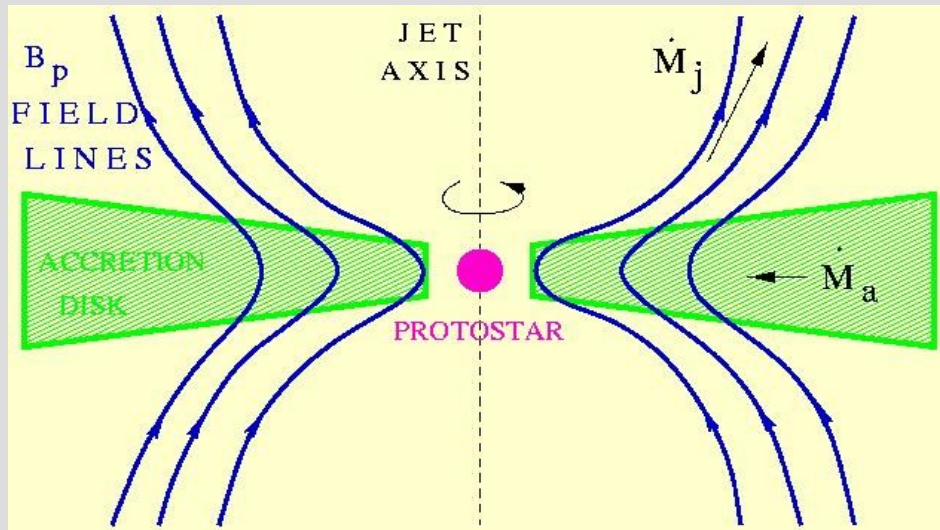
W 1970-tych Shakura & Sunyaev obliczyli model hydrodynamiczny, w którym do transportu momentu pędu poza system potrzebna jest dysypacja: lepkość=tarcie wewnętrzne podczas przepływu.

Lepkość powoduje że moment pędu materii w sąsiednich warstwach dysku jest, na wskutek tarcia wewnętrznego, wyprowadzany na zewnątrz.

W dokładniejszych rachunkach okazało się że taki dysk byłby niestabilny. Też, nie wytłumacza to strug.



Skąd pole magnetyczne w gwiazdach?



Do ustabilizowania i, jak się okazało, w ogóle tworzenia stabilnego dysku, trzeba było uwzględnić pole magnetyczne i jego dysypację: dyfuzję pola magnetycznego, którą mierzymy oporem elektrycznym materiału.

Pole powstaje w dwa sposoby: **a)** zbieraniem linii pola międzygwiazdowego przy kontrakcji materiału i **b)** efektem dynamo spowodowanego rotacją zionizowanego gazu.

Bonus: strugi byłyby wtedy też wynikiem działania pola magnetycznego. Wydaje się to być jedyną możliwością dla tak perfekcyjnej kolimacji wyrzuconej materii.

Skąd w ogóle się bierze pole magnetyczne w kosmosie?

Skąd się bierze pole magnetyczne i jakiej jest mocy?

Nie wiadomo dokładnie skąd. Początkowo nieistniejące albo bardzo małe pole magnetyczne w kosmosie było wzmacniane w trakcie ewolucji gwiazd galaktyk. Turbulencje umożliwiają dynamo efekt w trakcie rotacji gazów i pole jest lokalnie wzmacniane.

- Pole magnetyczne na powierzchni Ziemi jest około 0.3 Gauss (w SI to $0.3 \times 10^{-4} \text{T}$).
- Na powierzchni Słońca jest 1 Gauss, protogwiazd kilkaset Gauss
- Na białych karłach 10 000 do milion Gauss.
- Na gwiazdach neutronowych w niektórych układach podwójnych (pulsary milisekundowe) jest koło 100 milionów (10^8) do 10^{12} Gauss, czy 10^{15} Gauss na magnetarach, gwiazdach neutronowych o silniejszym niż przeciętne pole magn.
- Pole magnetyczne w galaktykach jest mocy 10μ (10×10^{-6}) Gauss, pomiędzy galaktykami $1 \mu \text{Gauss}$.

Symulacje gwiazdy i dysku

Spróbujemy rozwiązać choćby część problemu: **centralny obiekt +dysk**. Rozwiązujemy równania nie-idealnej magneto-hydrodynamiki (MHD) - "nie idealnej" bo bierzemy pod uwagę dysypację spowodowaną lepkością i oporem-są znane od 150 lat, ale nie da je się, w przypadku dysków, rozwiązać ołówkiem. Potrzebne są komputery. Dzisiejsze komputery radzą sobie z nimi coraz lepiej. W sumie dziś to problem jest wynaleźć dobre algorytmy do rozwiązywania, nie tylko szybkie komputery.

Ponieważ rozwiązania są bardzo skomplikowane, porównania z obserwacjami są konieczne żeby nie zabłądzić w pięknej teorii i modelach.

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{u}) = 0$$

$$\frac{\partial \rho \mathbf{u}}{\partial t} + \nabla \cdot \left[\rho \mathbf{u} \mathbf{u} + \left(P + \frac{\mathbf{B} \cdot \mathbf{B}}{8\pi} \right) \mathbf{I} - \frac{\mathbf{B} \mathbf{B}}{4\pi} - \boldsymbol{\tau} \right] = \rho \mathbf{g}$$

$$\frac{\partial E}{\partial t} + \nabla \cdot \left[\left(E + P + \frac{\mathbf{B} \cdot \mathbf{B}}{8\pi} \right) \mathbf{u} - \frac{(\mathbf{u} \cdot \mathbf{B}) \mathbf{B}}{4\pi} \right] + \nabla \cdot [\eta_m \mathbf{J} \times \mathbf{B} / 4\pi - \mathbf{u} \cdot \boldsymbol{\tau}] = \rho \mathbf{g} \cdot \mathbf{u} - \Lambda_{\text{cool}}$$

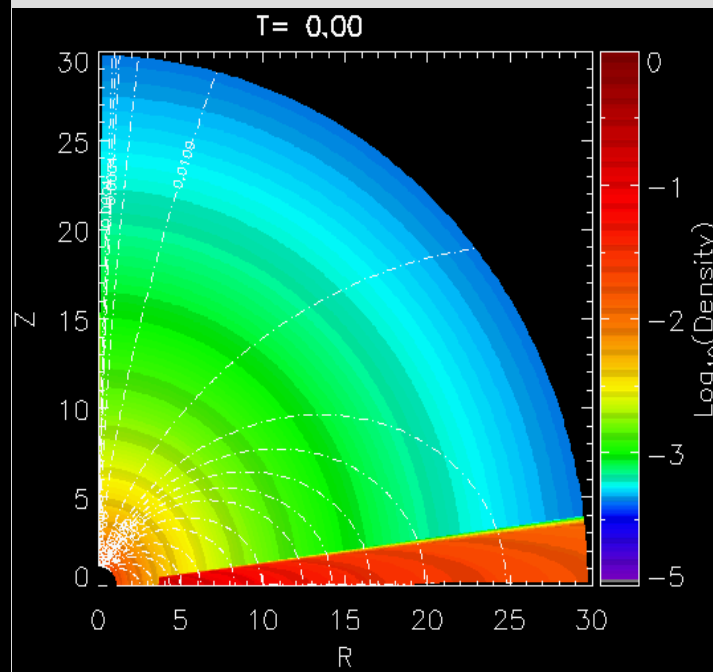
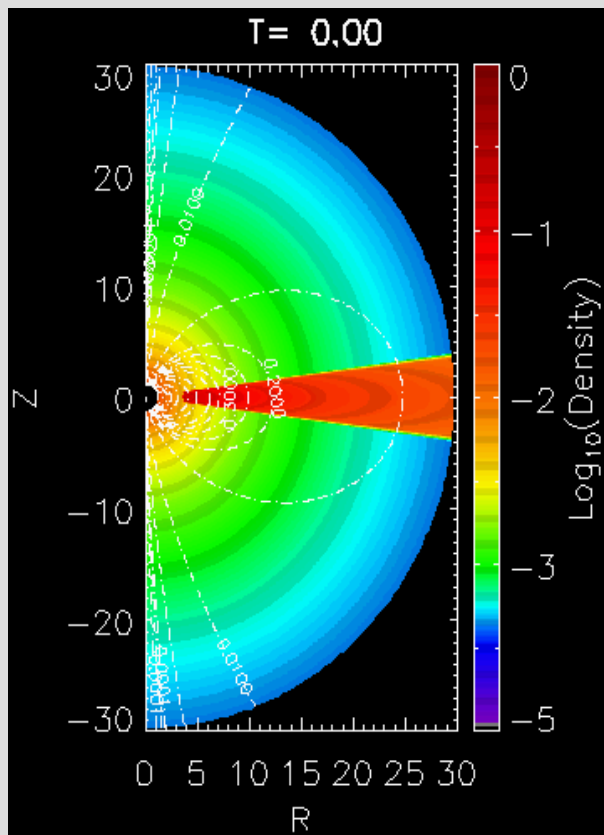
$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} + \nabla \times (\mathbf{B} \times \mathbf{u} + \eta_m \mathbf{J}) = 0.$$

(Kolejny) problem: koeficjent dyfuzji pola magnetycznego η w tych równaniach jest kilka rzędów wielkości większy od liczby którą dostajemy z obliczeń mikroskopowych dla materiału w dysku. Do tego potrzeba turbulencji w dysku. Jak na razie nie mamy dokładnego modelu tego zjawiska.

Symulacje gwiazdy i dysku

Istnieje więcej modeli dysku akrecyjnego. Jeden z nich powstał od strony prof. Kluźniaka w CAMK i jego doktoranta z USA: Kluźniak & Kita (2000)- model **hydrodynamiczny**. W swoich symulacjach ustawiam taki dysk, powierzchnie gwiazdy i początkowo nie kręcącą się koronę gwiazdy w równowadze hydrostatycznej. Stabilny dysk nie będzie się za bardzo różnił w różnych płaszczyznach meridionalnych-zakładamy że jest osiowo symetryczny. Można jeszcze założyć że dysk jest taki sam ponad i poniżej ekwatora. Dodaję **B**.

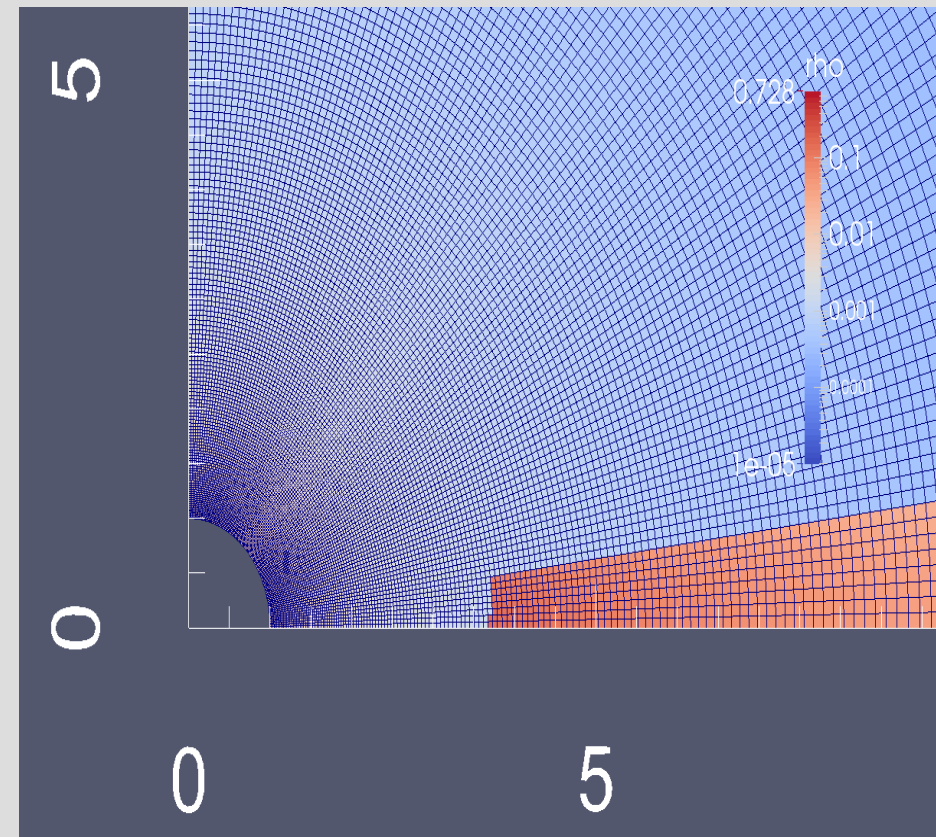
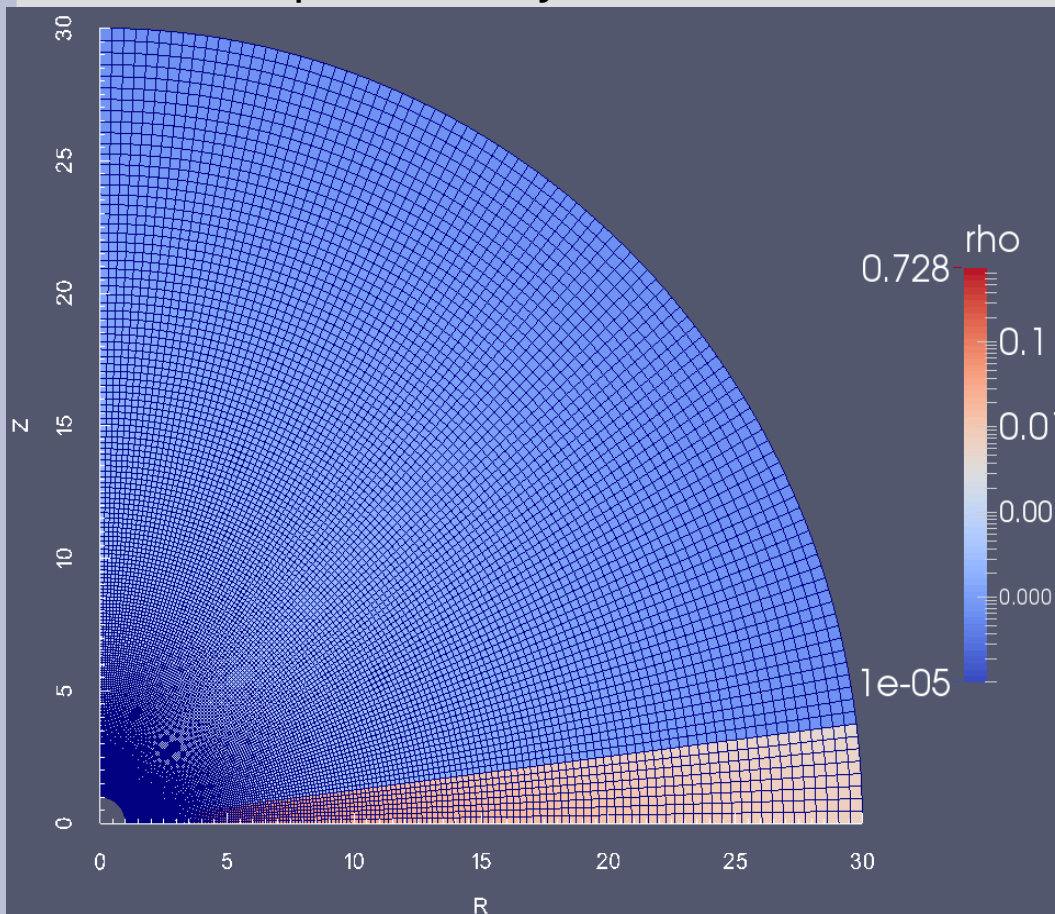
a) pełna płaszczyzna $\vartheta=[0,180]$ **b)** pół płaszczyzna $\vartheta=[0,90]$, w sferycznym układzie współrzędnych.



Rysuję gęstość materii w skali logarytmicznej, żeby lepiej było widać różnicę gęstości. W przypadku a) dostaniemy wynik bliżej pełnego 3D, bo nie zakładamy symetrii względem płaszczyzny równikowej dysku.

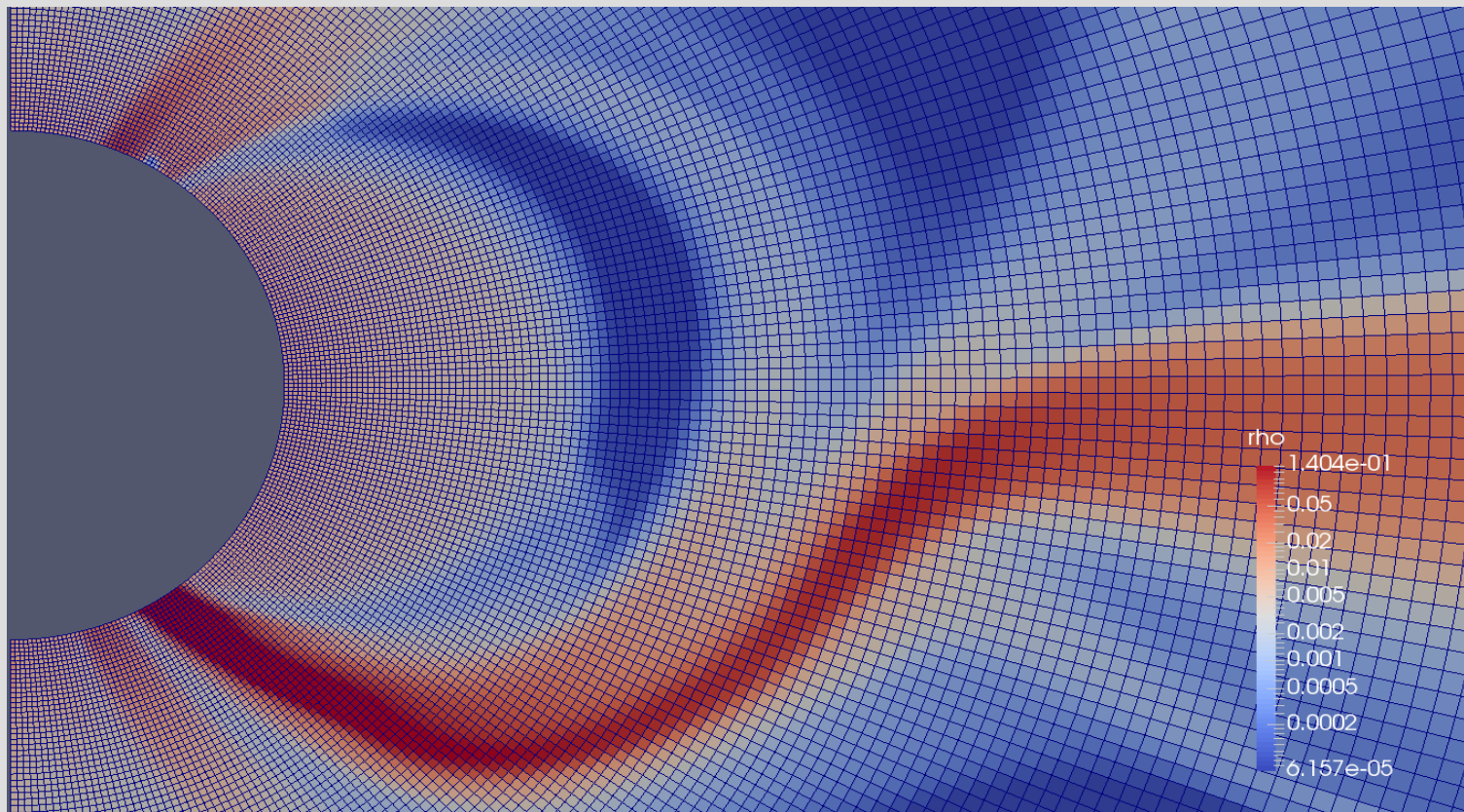
Symulacje gwiazdy i dysku

Rezolucja jest $R \times \vartheta = [217 \times 100]$ pól w siatce. Siatka jest logarytmicznie wzrastająca w kierunku promieniowym i równomierna w kierunku latyudynalnym.



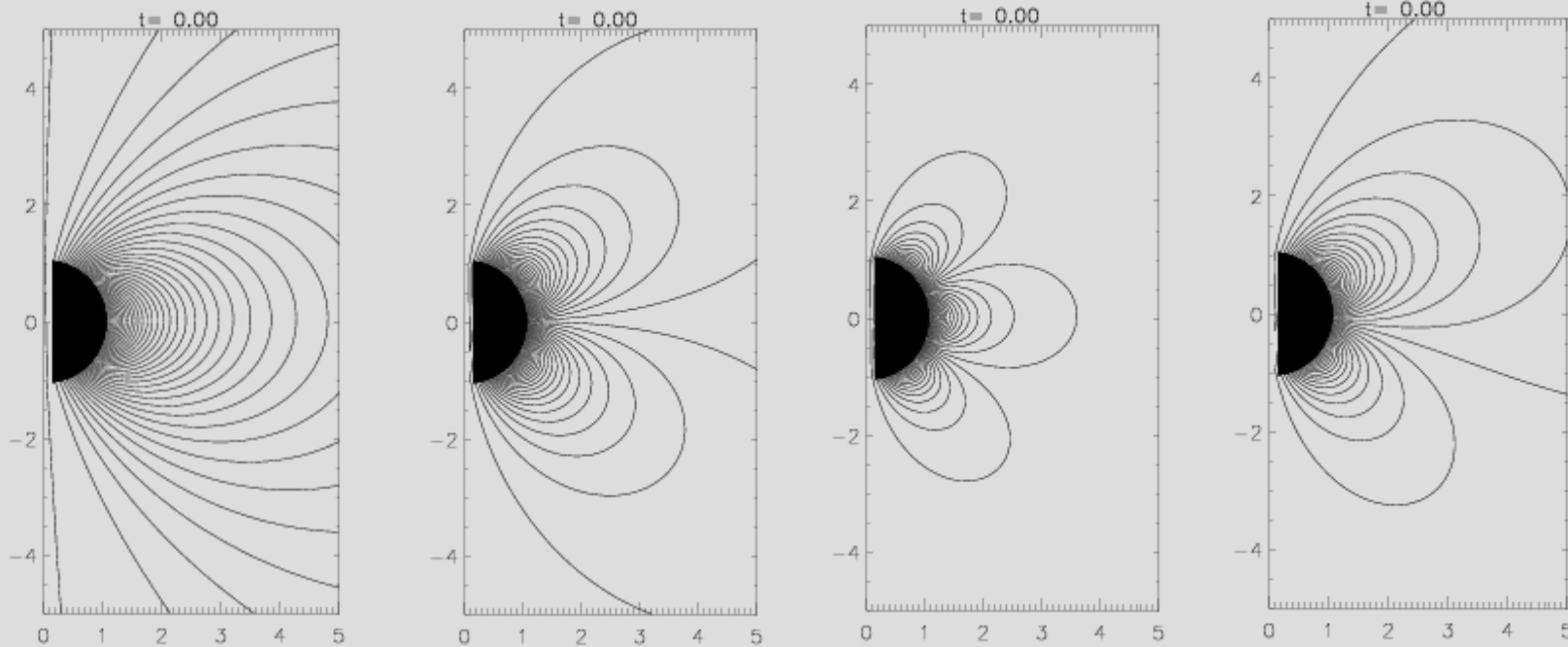
Symulacje gwiazdy i dysku

Żeby poprawnie rozwiązać równania numerycznie, potrzebne jest żeby ilość pól siatki dla struktury którą chcemy obliczyć była większa od liczby zmiennych. W moich symulacjach materia spada na gwiazdę przez tzw.kolumnę akrecyjną. Na przykładzie poniżej widać że mamy wystarczającą liczbę pól siatki: gęstość, ciśnienie i ze 3 komponenty prędkości i pola magnetycznego= $1+1+3+3=8$.



Symulacje gwiazdy i dysku

Dotychczas robiono głównie symulacje z najprostszym polem magnetycznym: gwiazdowym dipolem. Ostatnio uzyskałem rozwiązania dla różnych geometrii pola magnetycznego gwiazdy: dipolu, kwadrupolu, oktopolu i ich kombinacji (multipolu).



Wyniki dla protogwiazdy

Parametry protogwiazdy:

$$M=0.5M_{\text{sun}}$$

$$R=2R_{\text{sun}}$$

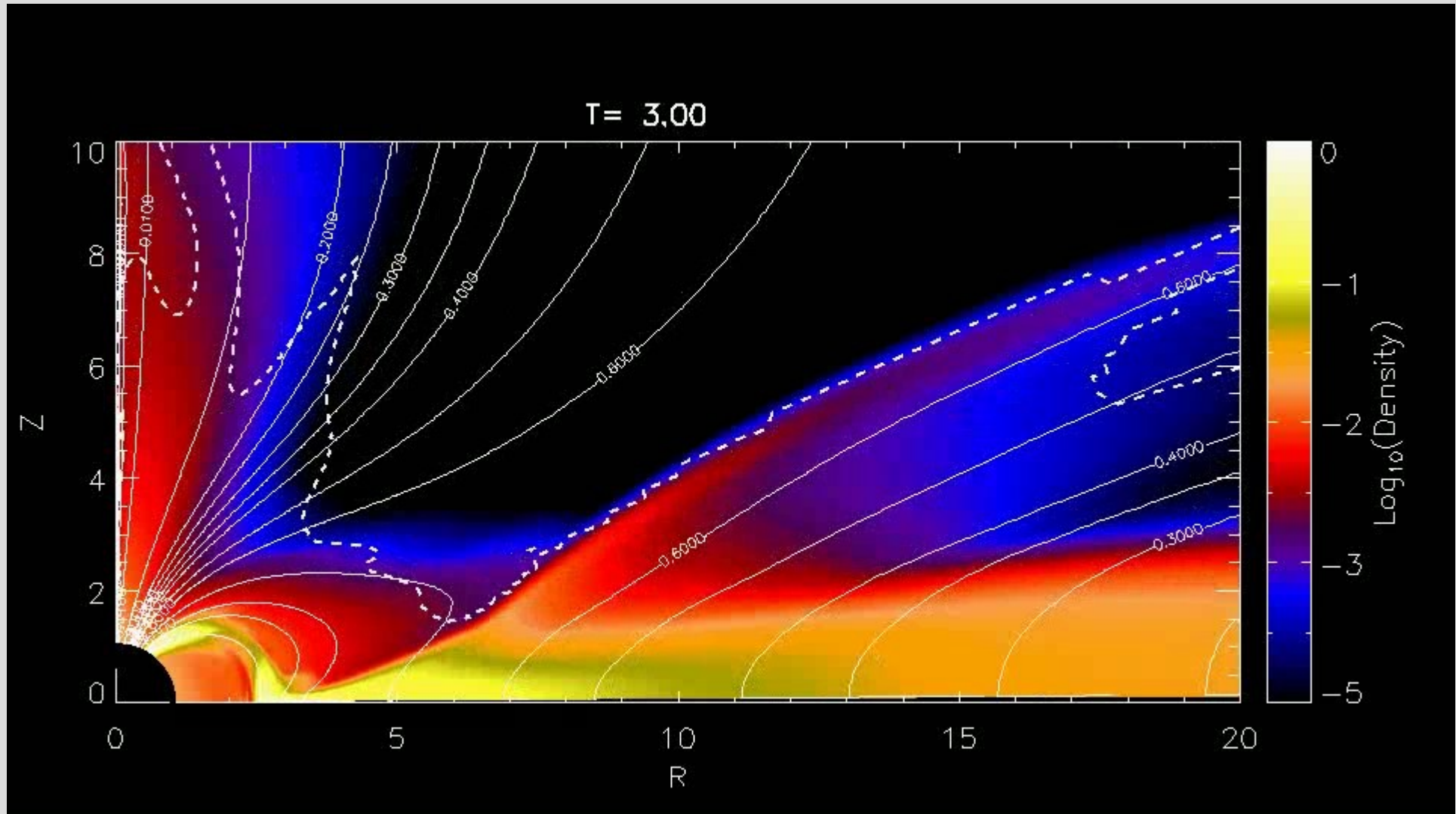
$$P_{*}=4.63 \text{ days}$$

$$v_{K,0}=218 \text{ km/s}$$

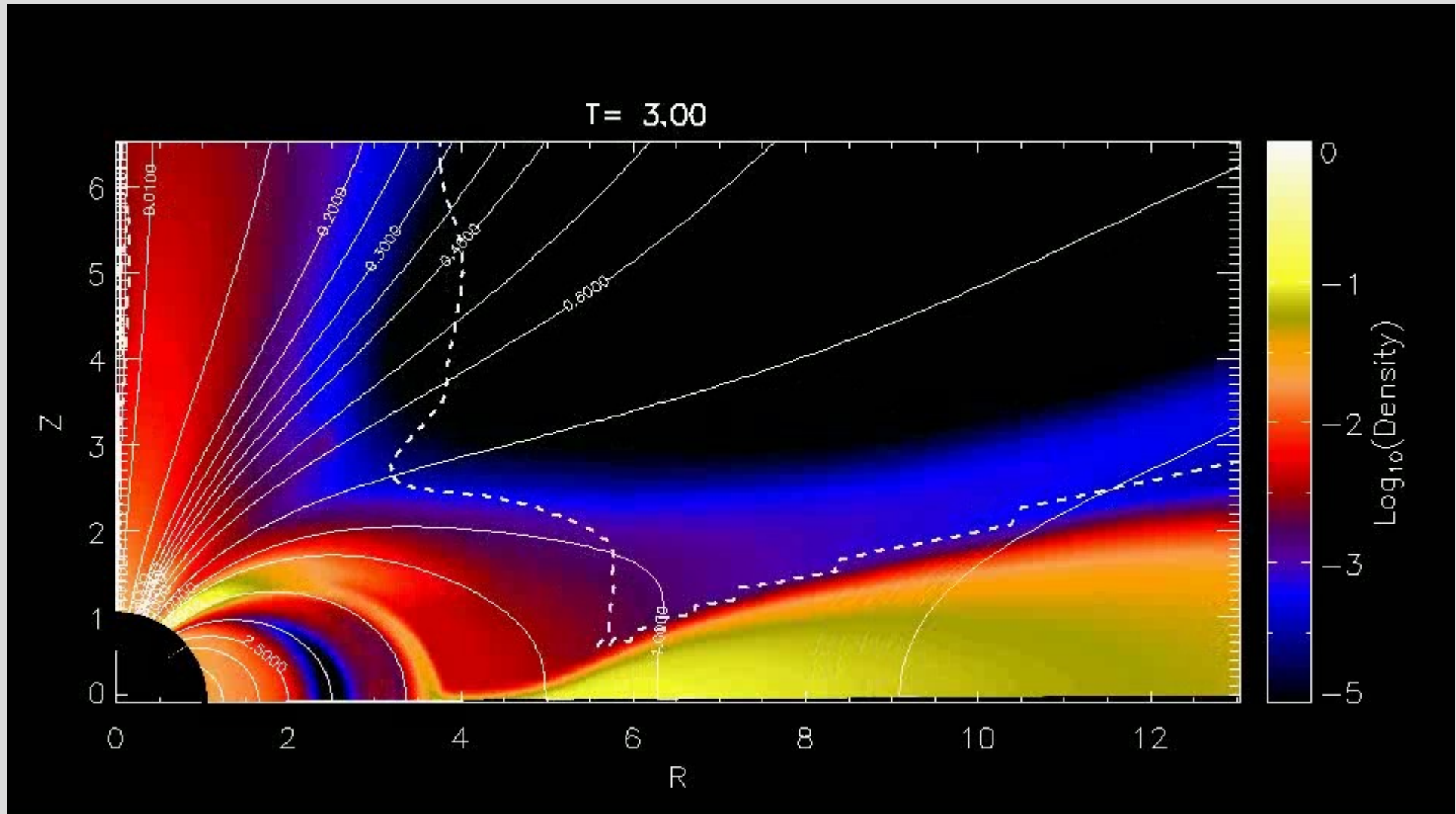
$$\rho_0=8.5 \times 10^{-11} \text{ g/cm}^3$$

$$B_0=500 \text{ Gauss}, 1000 \text{ Gauss}$$

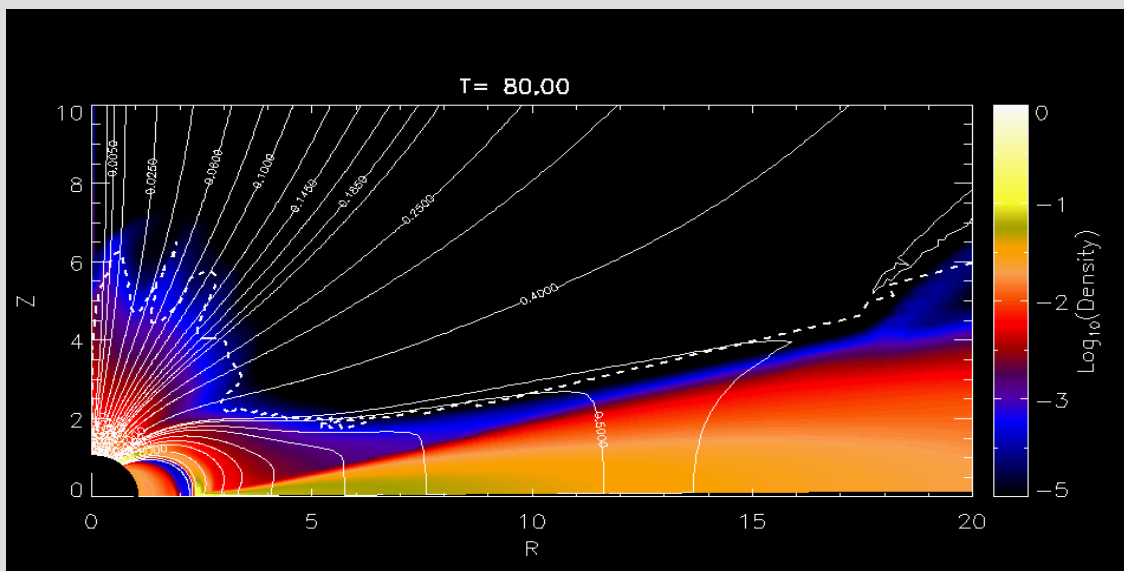
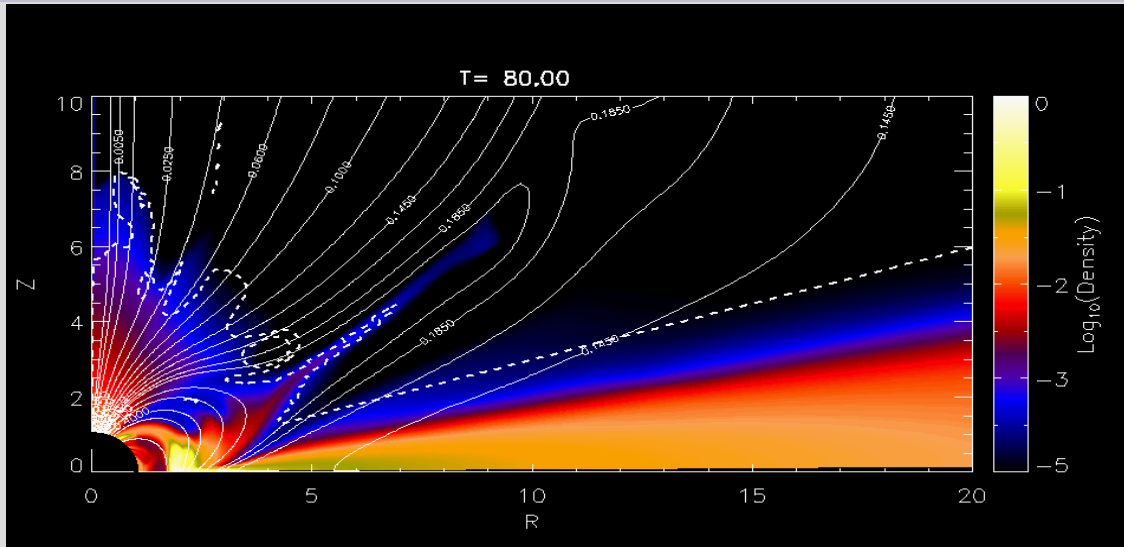
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,90]$, $\alpha_m=0.1$



Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,90]$, $\alpha_m=1.0$



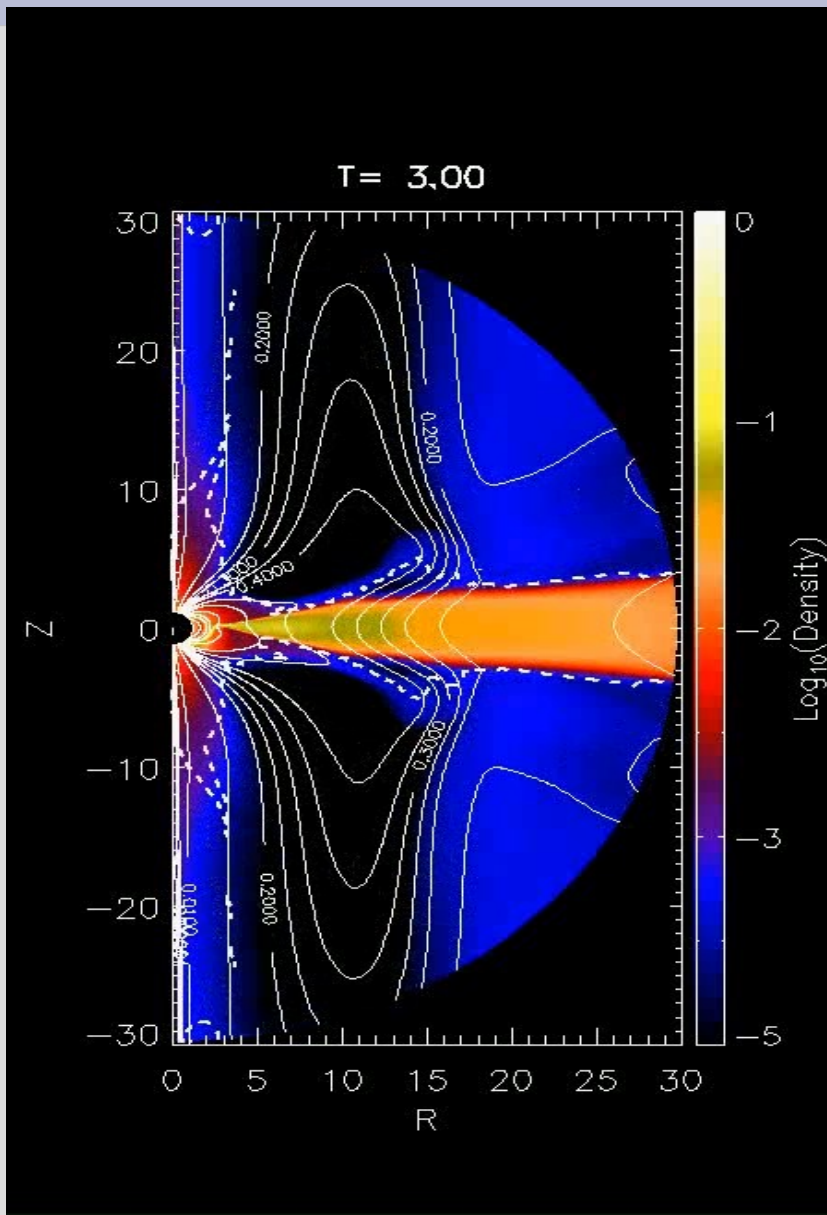
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,90]$



Widzimy że w przypadku większej dyfuzji pola magnetycznego, linie pola które łączą gwiazdę i dysk sięgają dalej w dysku.

Moment pędu oddany na gwiazdę w tych dwóch przypadkach się różni, czyli gwiazda będzie się kręcić inną prędkością. Też, materia jest w jednym przypadku wyrzucana w “strugę koniczną” (magnetospheric ejection), a w drugim takiej strugi nie ma.

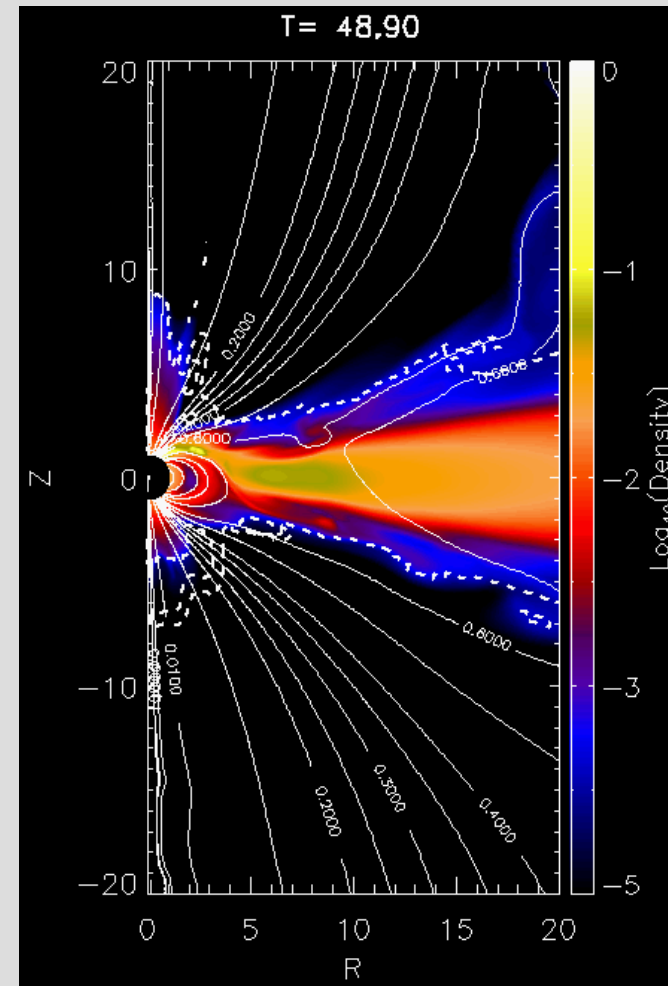
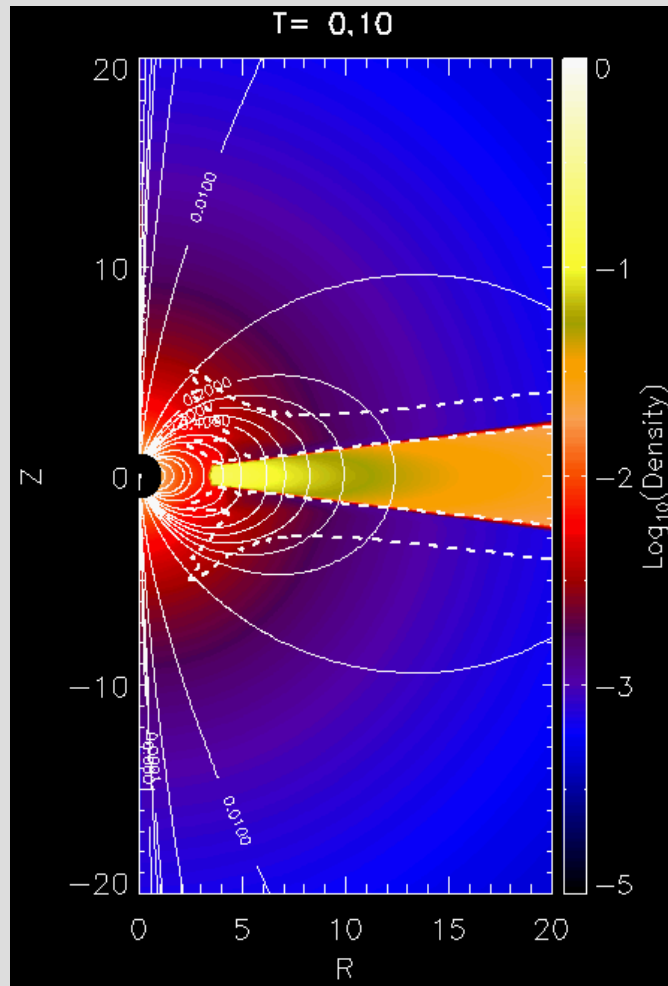
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,180]$, dipol, $\alpha_m=0.7$



Animacja wyników z gwiazdym dipolem.

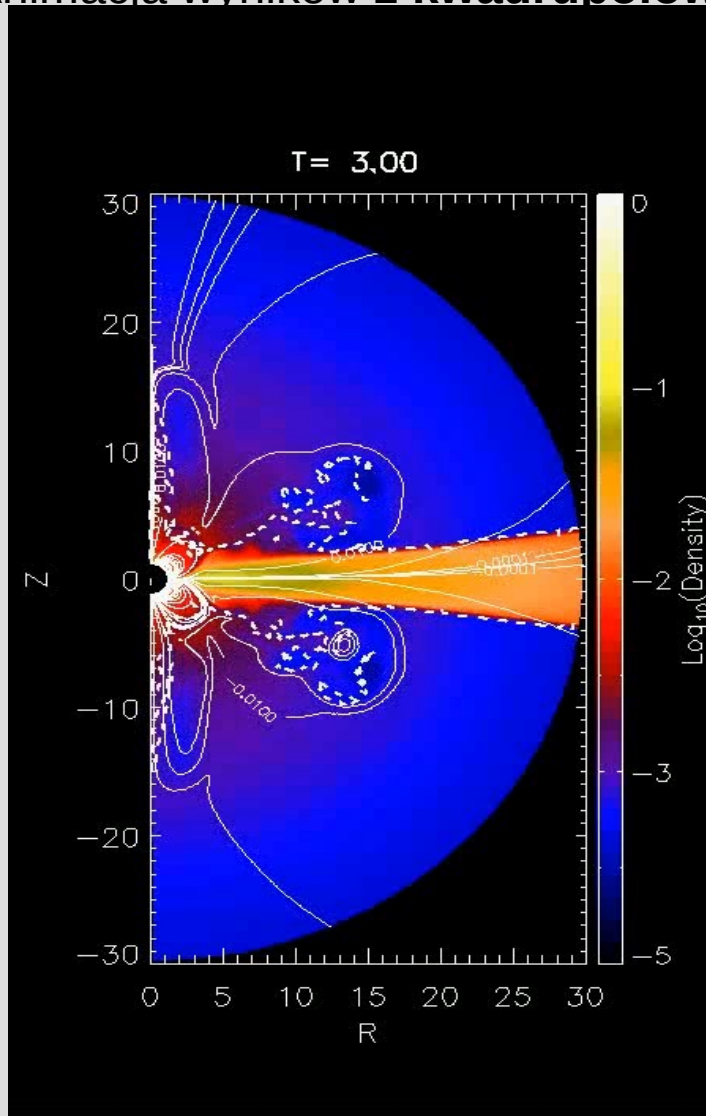
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,180]$, dipol, $\alpha_m=0.7$

Wyniki z gwiazdym dipolem.



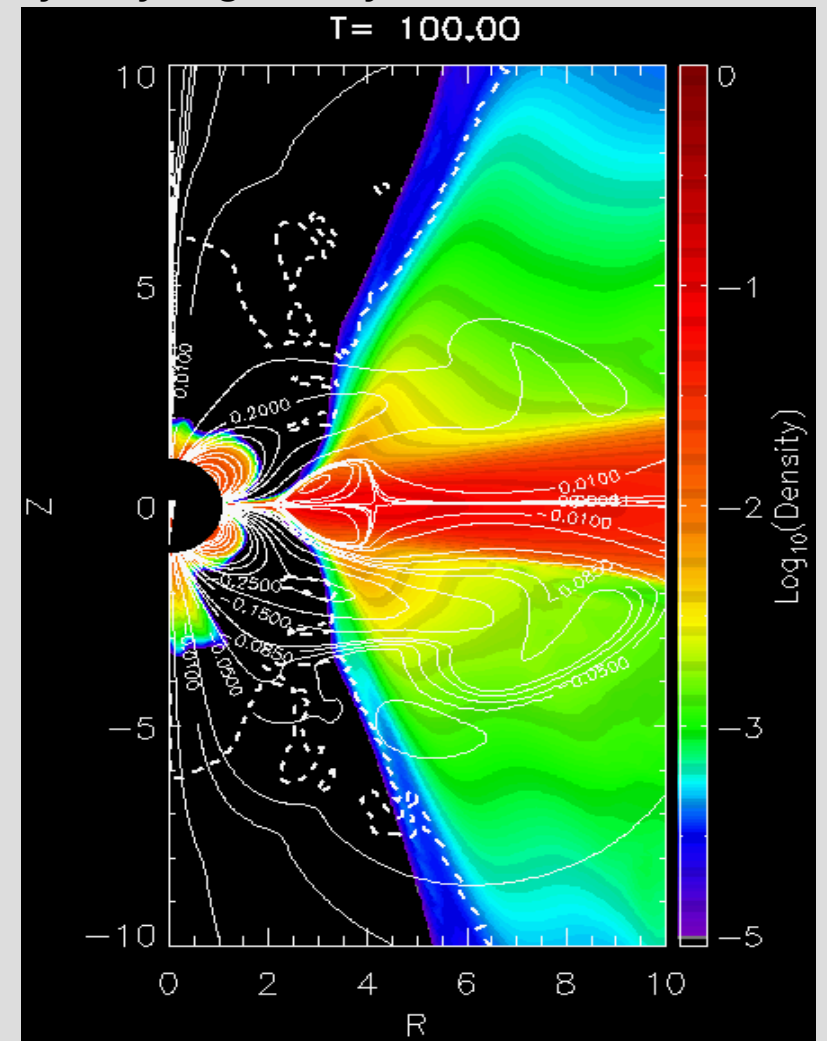
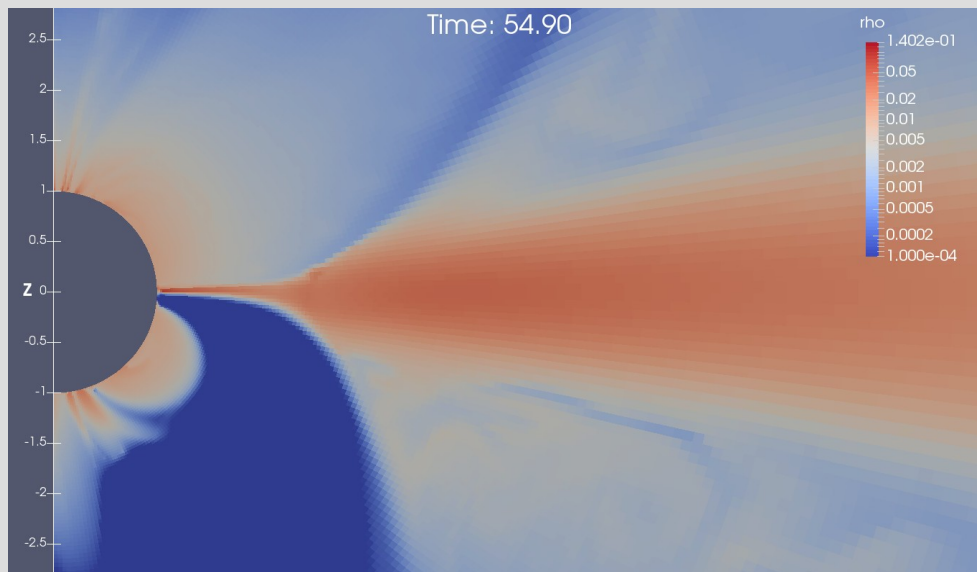
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,180]$, kwadrupol

Animacja wyników z **kwadrupolowym** polem magnetycznym gwiazdy.



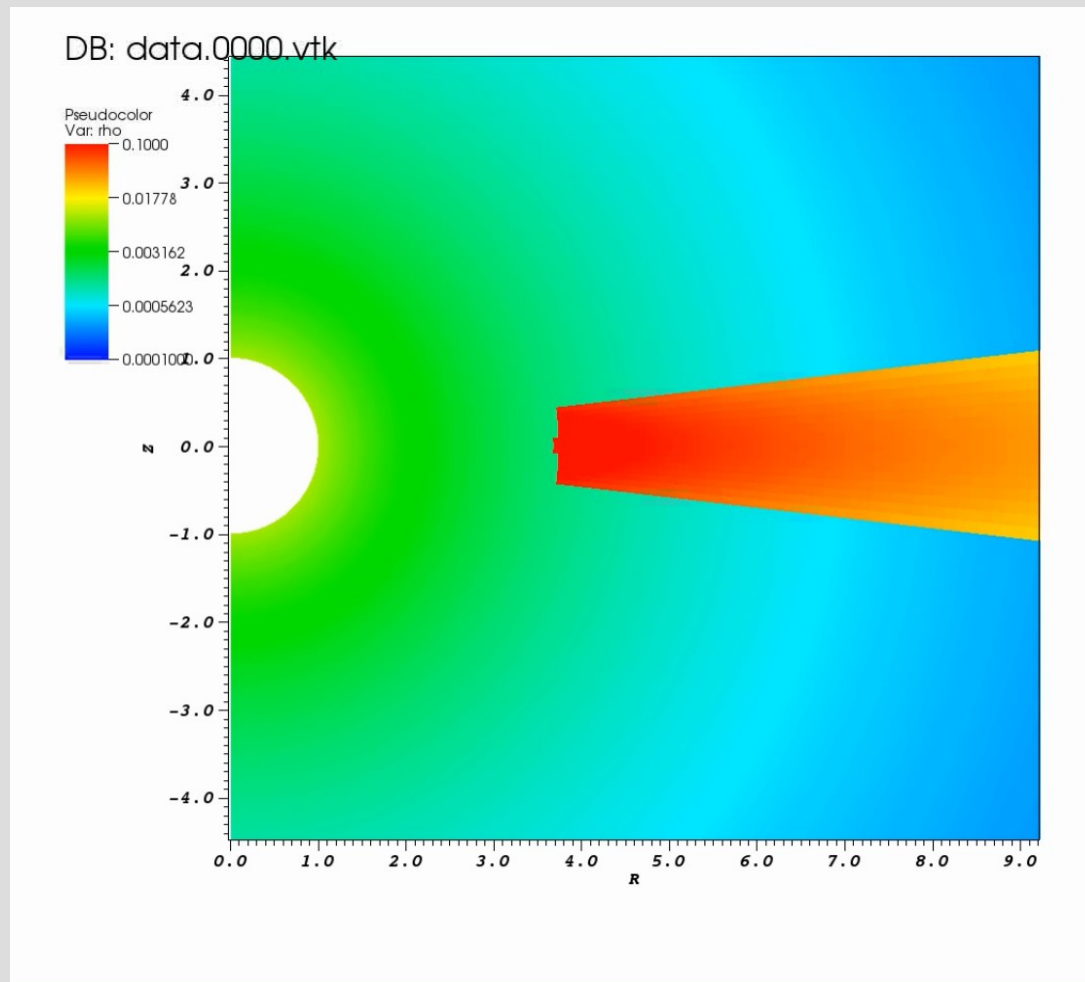
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta=[0,180]$, kwadrupol

Zoom wyników z kwadrupolowym polem magnetycznym gwiazdy.



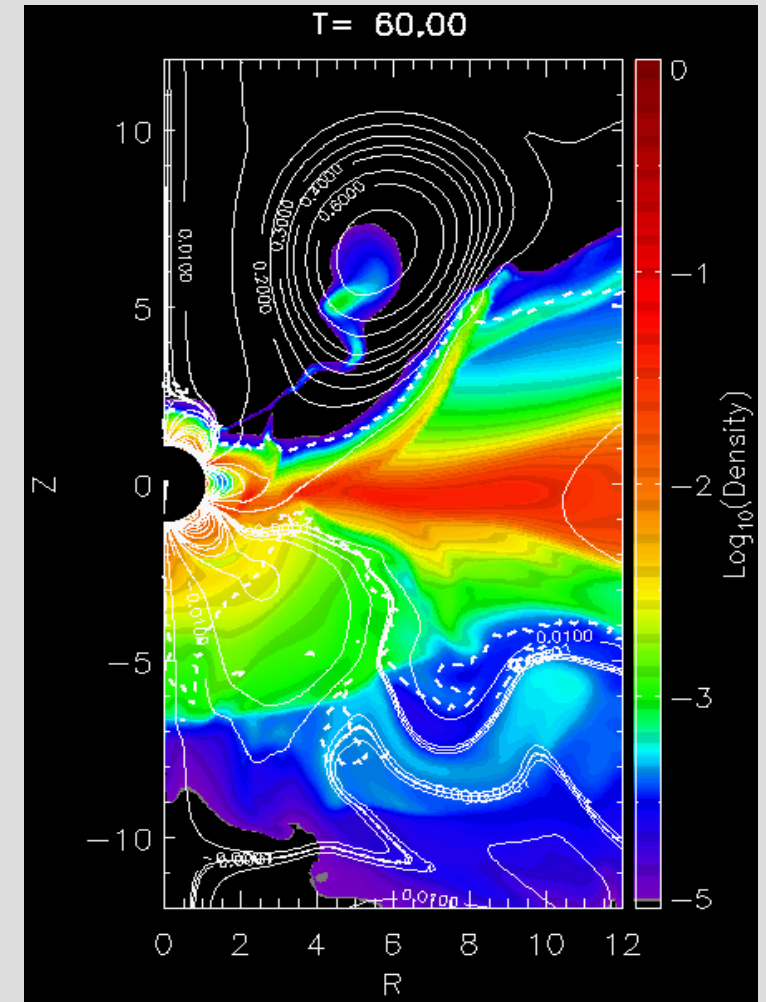
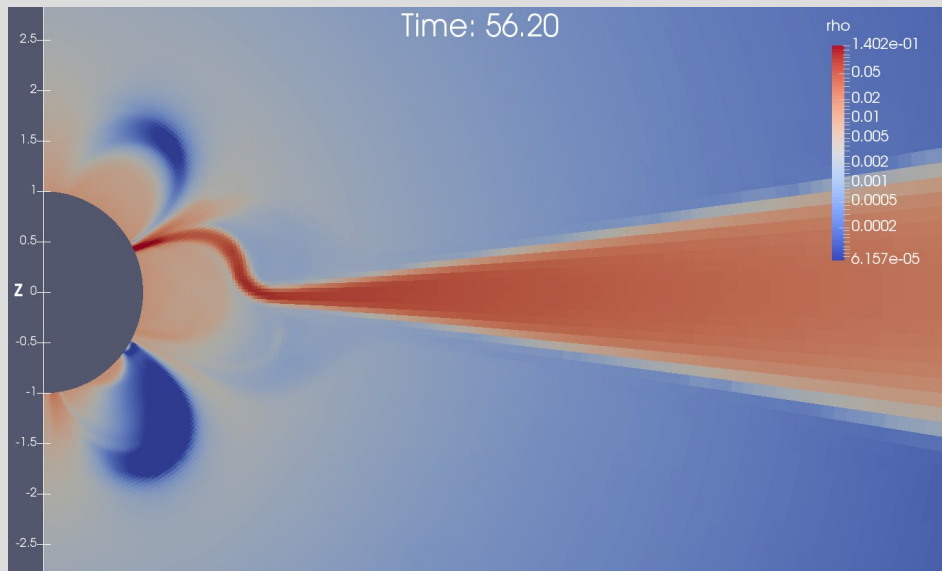
Wyniki: protogwiazda w $\vartheta \vartheta=[0,180]$, oktupol

Animacja wyników z **oktupolowym** polem magnetycznym gwiazdy.



Wyniki: protogwiazda w ϑ $\vartheta=[0,180]$, oktupol

Zoom wyników z **oktupolowym** polem magnetycznym gwiazdy.



Wyniki dla białego karła

Parametry białego karła: gwiazdy masy Słońca ale promienia Ziemi

$$M_* = M_{\text{sun}}$$

$$R_* = 5000 \text{ km}$$

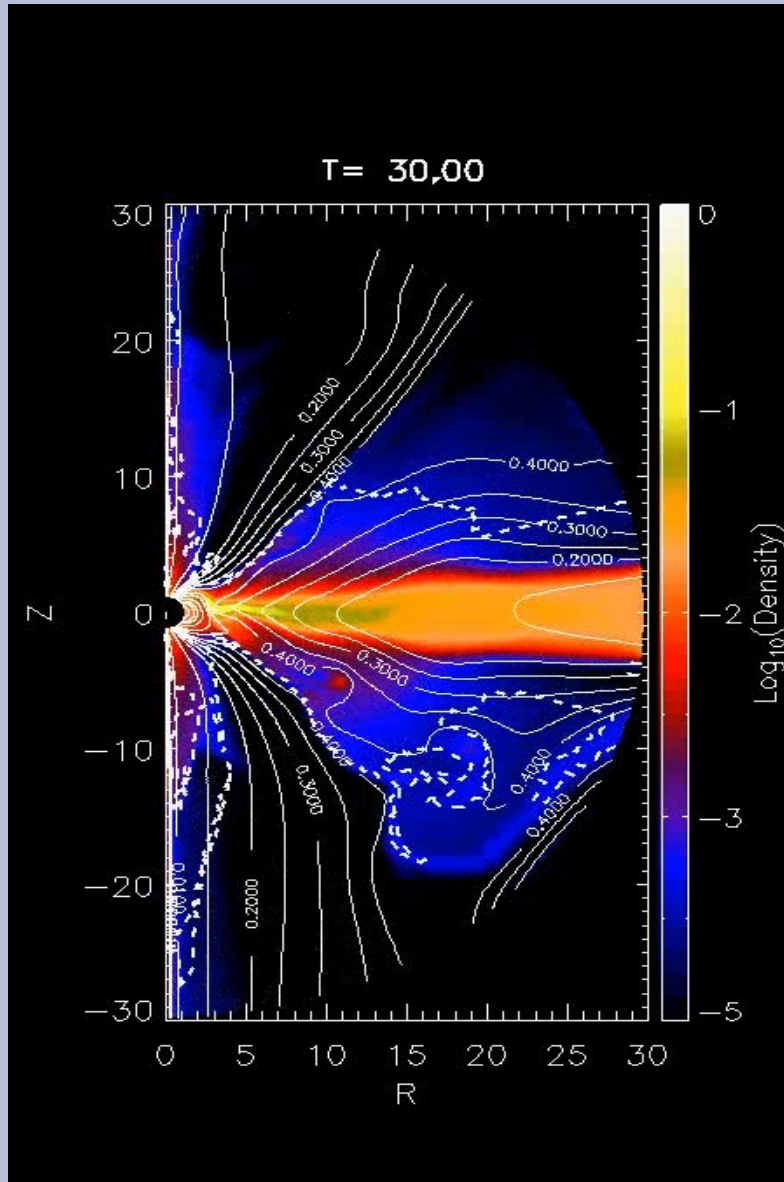
$$P_* = 61 \text{ s}$$

$$\rho_0 = 9.4 \times 10^{-9} \text{ g/cm}^3, \quad \dot{M}_0 = 1.9 \times 10^{-8} M_{\text{sun}}/\text{yr},$$

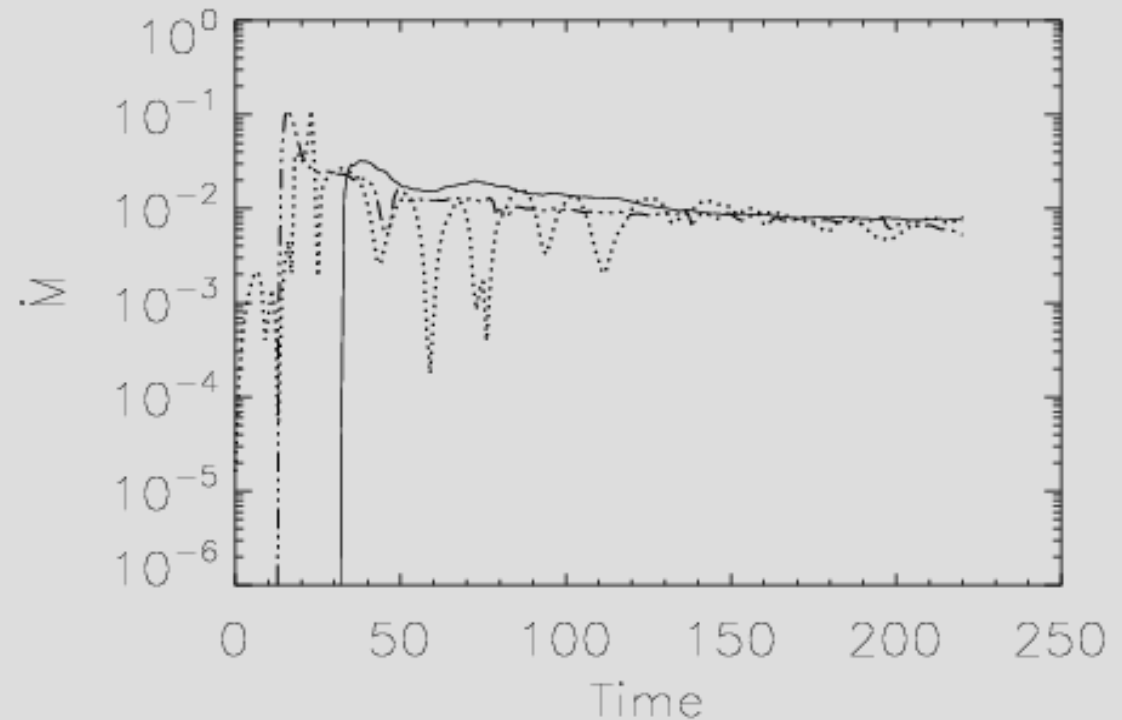
$$V_{K,*} = 5.15 \times 10^8 \text{ cm/s}$$

$$B_* = 10\,000 \text{ Gauss}, \quad 100\,000 \text{ Gauss}$$

Wyniki: biały karzeł w $\vartheta=[0,180]$



Animacja wyników dla białego karła z dipolowym polem magnetycznym i rysunek przepływu masy przez dysk na różnych odległościach od gwiazdy, żeby sprawdzić czy rzeczywiście mamy dysk akrecyjny.



Wyniki dla gwiazdy neutronowej

Gwiazdy neutronowe to gwiazdy masy Słońca, ale promienia Warszawy. Istnieją różne układy podwójne z gwiazdą neutronową i innym obiektem, tutaj modeluję pulsary milisekundowe:

$$M=1.4M_{\text{sun}}$$

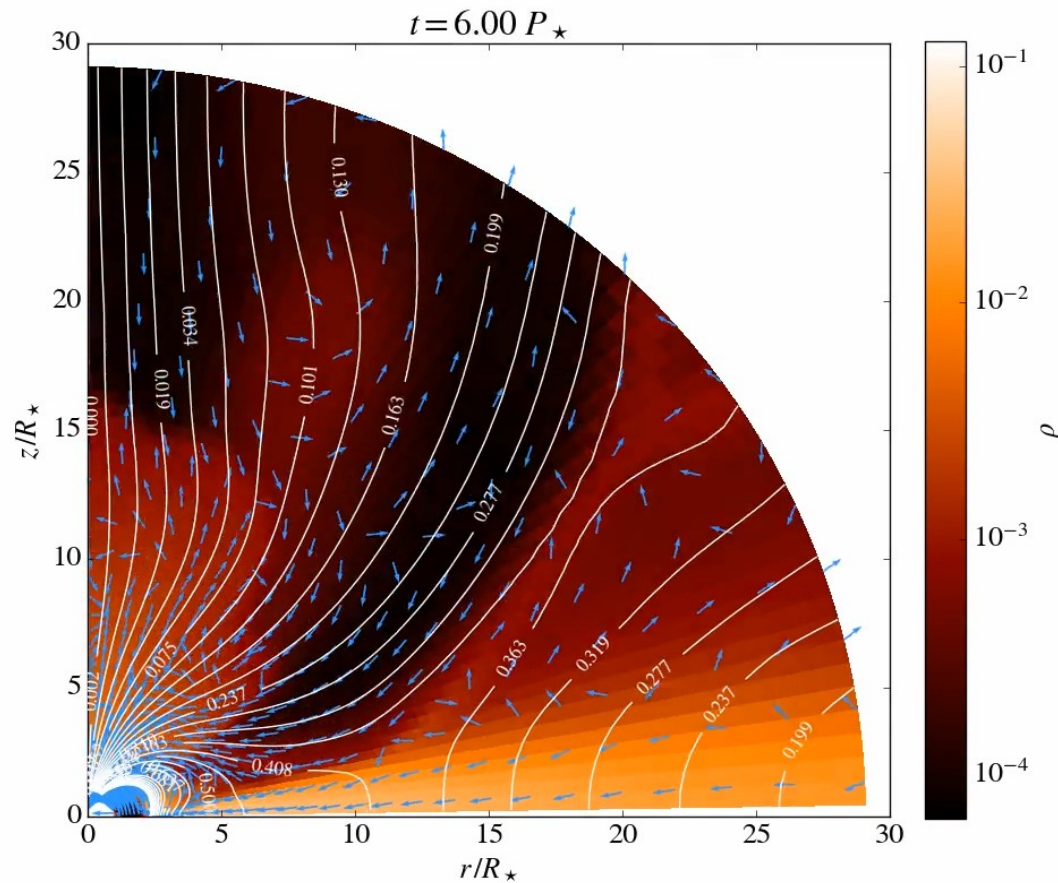
$$R\sim 10\text{km}$$

$$P=0.01 \text{ sec (10 msec)}$$

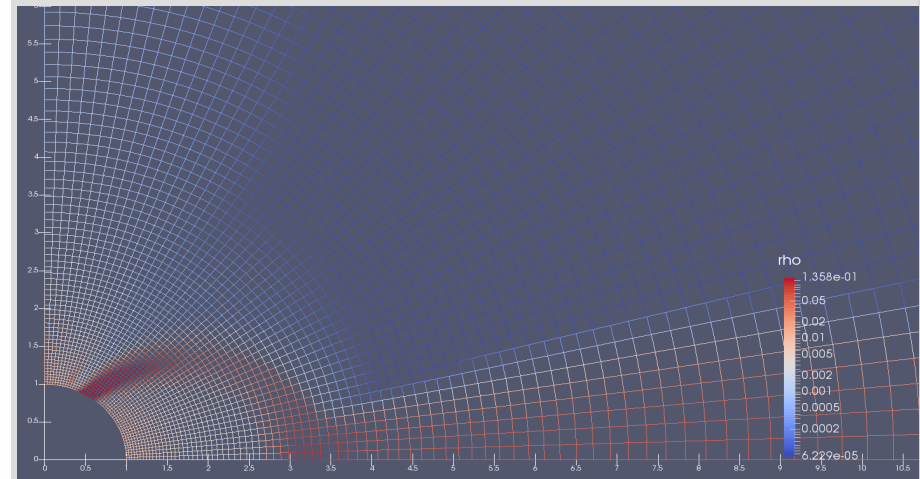
$$\rho_0=4.62\times 10^{-6} \text{ g/cm}^3.$$

$$B\sim 10^8 \text{ Gauss}$$

Wyniki: gwiazda neutronowa w $\vartheta=[0,90]$

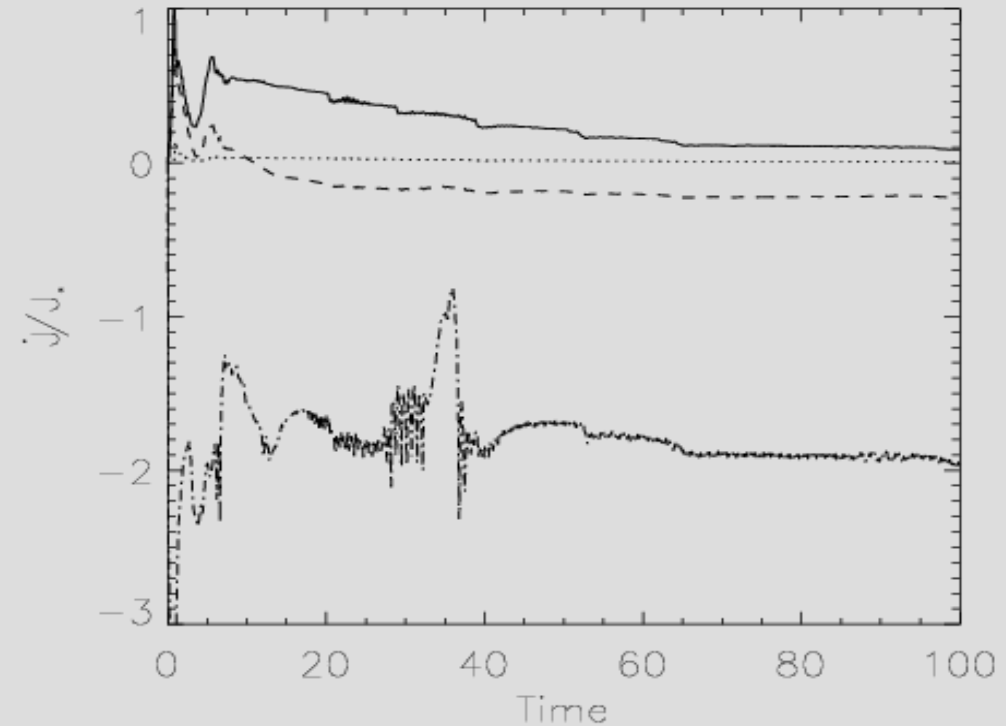
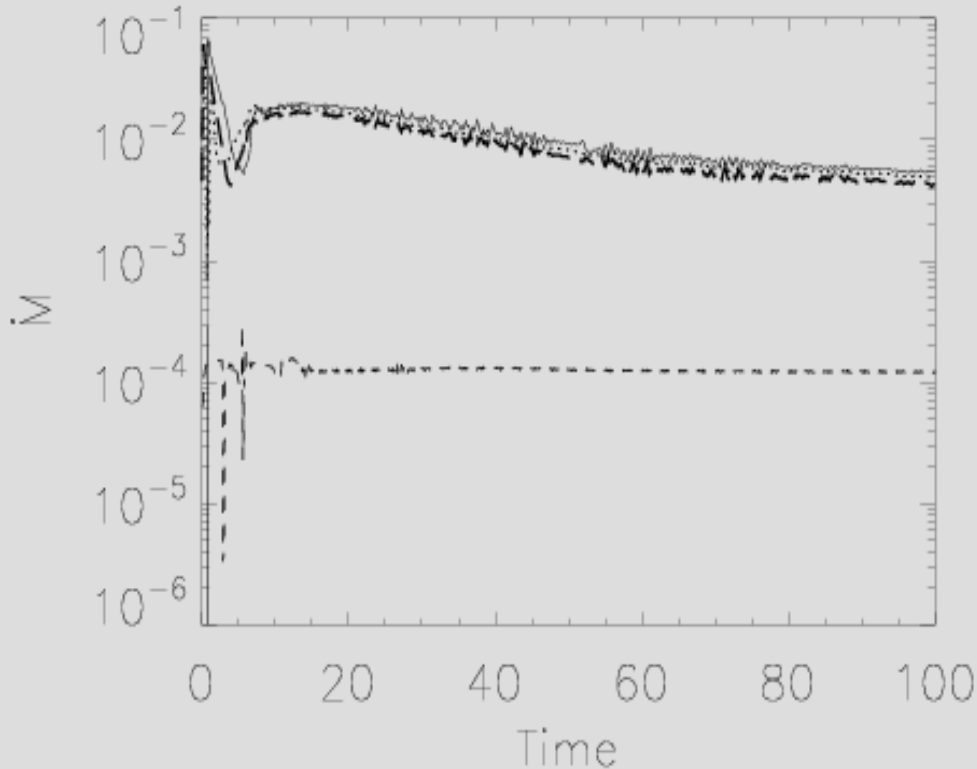


Dla $[0,90]$ porównaniem pokazalem że wystarczy $R \times \vartheta = 109 \times 50$ pól siatki. W takiej rezolucji można przeprowadzić dłuższe symulacje nawet z silniejszym polem magnetycznym.



Wynik dla gwiazdy neutronowej, $T=500$ rotacji gwiazdy=5s.

Wyniki: gwiazda neutronowa, przepływ masy



Analiza wyników: po lewej stronie jest pokazany przepływ masy w symulacjach, w skali logarytmicznej. Linia kropkowaną pokazany jest przepływ masy przez dysk na $R=30R_*$, a grubą linią przerywaną na $R=12R_*$. Materiał głównie spada na gwiazdę (pełna linia), a około 1/100 jest wyrzucano jako wiatr gwiazdny (cieńka przerywana linia). Po prawej jest pokazany moment pędu w czasie, przeniesiony na gwiazdę z różnych rejonów dysku, i do wiatru gwiazdnego (kropkowana przerywana linia).

Podsumowanie

- Dyski akrecyjne i strugi są powszechnie obecne w kosmosie, obserwujemy je od gwiazdnej do pozagalaktycznej skali. Związane są z powstawaniem i ewolucją obiektów.
- W dysku akrecyjnym, moment pędu zapadającego się grawitacyjnie materiału przeprowadzany jest na zewnątrz. Pole magnetyczne gra prawdopodobnie istotną rolę.
- Dla hydrodynamicznego dysku znamy rozwiązania, a dla magnetyzowanego, który mógłby być stabilny, jeszcze nie. Obecnie poszukujemy takich hydro-magnetycznych rozwiązań. Do sprawdzenia modelu, przeprowadzamy symulacje numeryczne.