

Kosmos w komputerze

Agnieszka Janiuk

Centrum Astronomiczne PAN

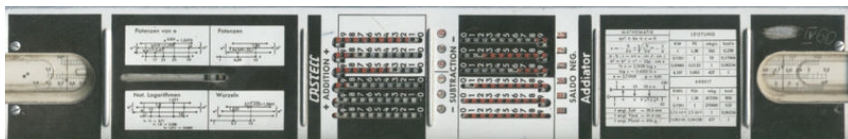
07.04.2008

O czym będzie mowa?

- Wstęp: dlaczego astronomowie potrzebują komputerów?
- Wiele różnych przykładów zastosowania obliczeń numerycznych w astrofizyce:
 - Modelowanie wybuchów supernowych
 - Symulacje hydrodynamiczne, niestabilności
 - Zmienność w czasie, cykle graniczne
 - Rozbłyski rentgenowskie
 - Dżety, błyski gamma
 - Zlewianie się gwiazd neutronowych
 - Modelowanie ewolucji gromad gwiazd
 - Modelowanie struktury wielkoskalowej Wszechświata
- Największe komputery świata

Po co komputer astronomowi?

- Nie wyobrażamy sobie bez komputera pracy. (Ale to tak samo jak: pisarz, dziennikarz, a nawet lekarz...)
- Codzienne funkcje: biurowe (pisanie tekstów, robienie rysunków), archiwizowanie (dane obserwacyjne, wyniki obliczeń), multimedialne (prezentacje dla publiczności), internet (kopalnia wiedzy, zastępuje bibliotekę)
- Przede wszystkim: liczydło (kto dziś pamięta co to był suwak logarytmiczny? A astrolabium?...)



Komputer jest oczywiście niezbędny obserwatorowi...

- Obserwacje naziemne: teleskopy optyczne, radioteleskopy.
- Obserwacje satelitarne.
- Obróbka danych: widma, krzywe blasku, obrazy.
- Skrypty do redukcji danych, ich analizowania, dopasowywania modeli.
- Dane astronomiczne: katalogi na www.

**... Ale teoretyk też nie
może się bez niego obyć!**

*... więc gdy w instytucie wysiądą komputery,
to idziemy do domu...*

- Obliczenia analityczne:

Szukamy dokładnego rozwiązania zagadnienia opisanego jakimś równaniem

$$X-5=0$$

$$X=5$$

- Obliczenia numeryczne:

Nie umiemy znaleźć rozwiązania analitycznego. Komputer pomaga nam znaleźć rozwiązanie przybliżone: musimy dać mu przepis jak to zrobić (algorytm)

$$X=1.0, 2.2, 3.3, 4.5, 4.8, 5.1, 4.98, 5.01$$

Niektóre zjawiska astrofizyczne można policzyć analitycznie

- Grawitacyjny kolaps idealnie sferycznego obłoku gazu
- Sferyczna akrecja materii na centralnie położoną gwiazdę (problem Bondiego)
- Modele kosmologiczne

*Obliczenia analityczne mogą być
komplementarne (uzupełniające) do
numerycznych*

Astrofizyka teoretyczna: wiele ciekawych zjawisk można policzyć głównie numerycznie („zasymulować”)

- Wybuchy supernowych
- Symulacje akrecji (opadania) materii na gwiazdy:
 - gwiazdy neutronowe, wybuchy termonuklearne
- Symulacje w 1D: rozwiązywanie równań różniczkowych uśrednionych po z , cykle graniczne
- Pulsary, gwiazdy magnetyczne, magnetohydrodynamika
- Gromady kuliste: symulacje metodą Monte Carlo, symulacje N-ciałowe
- Symulacje struktury wielkoskalowej wszechświata

Eksploracja białego karła

White Dwarf Deflagration

Resolution: 6 km

Initial Bubble Radius: 18 km

Ignition Offset: 42 km

Variable 1: Density [1.5×10^7 - 2.0×10^7]

Variable 2: Reaction Progress [0.0 - 1.0]

Modelowanie wybuchów

- **Wybuchy termojądrowe:** powierzchnia gwiazdy neutronowej (burstery rentgenowskie), białego karła (gwiazdy nowe); detonacja we wnętrzu białego karła (Supernowa typu Ia)
- **Deflagracja:** wybuch o poddźwiękowej prędkości fali uderzeniowej. Energia termiczna jest przekazywana przez promieniowanie i przewodnictwo do kolejnych warstw. **Eksplzja:** fala uderzeniowa rozchodzi się z prędkością naddźwiękową.
- **Fala uderzeniowa:** cienka warstwa w której następuje gwałtowny skok ciśnienia

Supernowa typu Ia

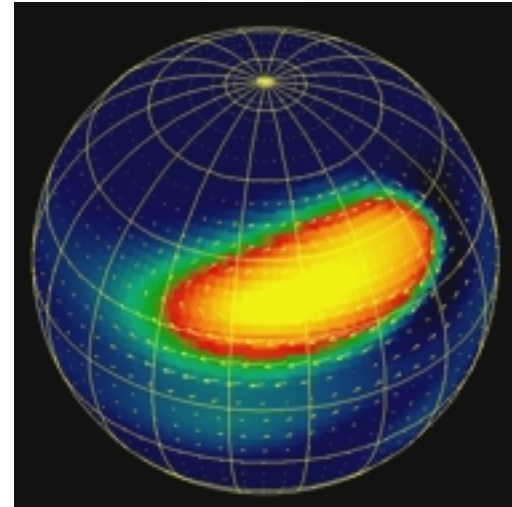
- **Biały karzeł** węglowo-tlenowy akreuje masę i po przekroczeniu $1,4 M_{\text{Słońca}}$ następuje wybuch.
 - wzrost ciśnienia podnosi temperaturę w środku gwiazdy,
 - po ok. 100 latach następuje zapłon reakcji termojądrowych (gdzieś wewnątrz gwiazdy zapala się węgiel).
 - Energia 10^{51} erg, prędkość fali uderzeniowej ok. 10 tys. km/s.
 - W wyniku reakcji powstają pierwiastki ciężkie, Ni, Co...
- Modelowanie wybuchu: numerycznie, rozwiązuje się równania **hydrodynamiki** oraz **równanie stanu**



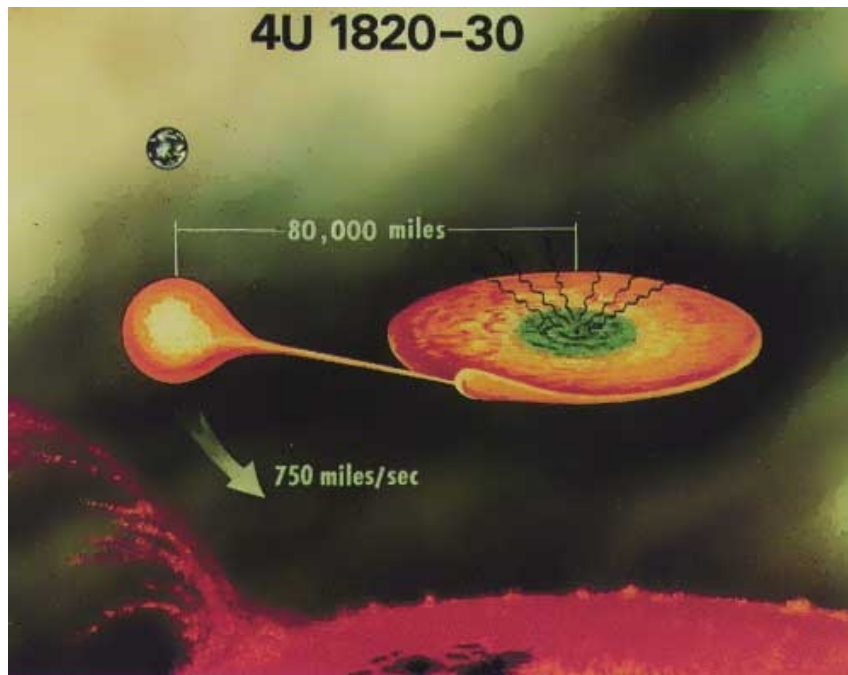
Supernowa 1994D na brzegu galaktyki NGC 4256

Burstery rentgenowskie

- **Gwiazda neutronowa** akreuje (pobiera) materię z towarzysza, w małomasywnym układzie podwójnym
- Na powierzchni gwiazdy neutronowej, u podstawy otoczki zaakreowanej materii, następuje **zapłon helu**. Detonacja rozchodzi się na całą powierzchnię gwiazdy z prędkością ok. 10^9 cm/s, czyli w skali czasowej 3 ms wybuch sięga od 1 do drugiego bieguna gwiazdy.



Burstery występują w małomasywnych rentgenowskich układach podwójnych z gwiazdą neutronową. Błyski powstają w wyniku niestabilnego spalania He.

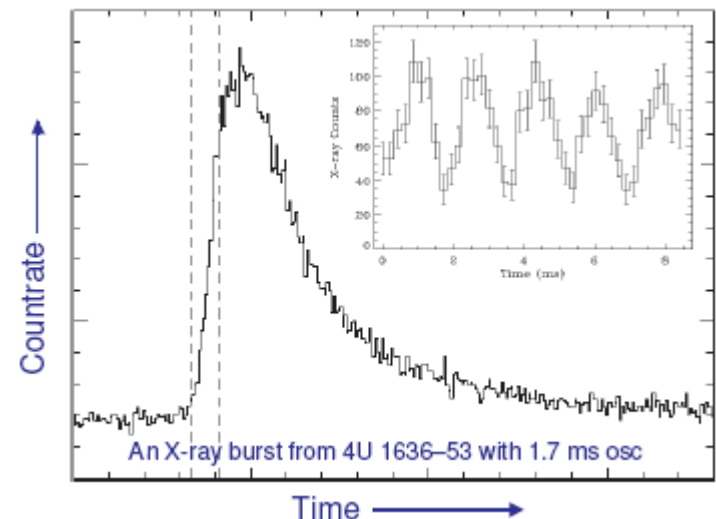


Okres: godziny-dni

Czas trwania: 10-100 sek.

Energie: 10^{39} - 10^{40} erg (to tyle, ile korona Słońca wyemituje w ciągu 3 tysięcy lat...)

Superbursty: trwają ok. 10 godzin, energie $\sim 10^{42}$ erg.

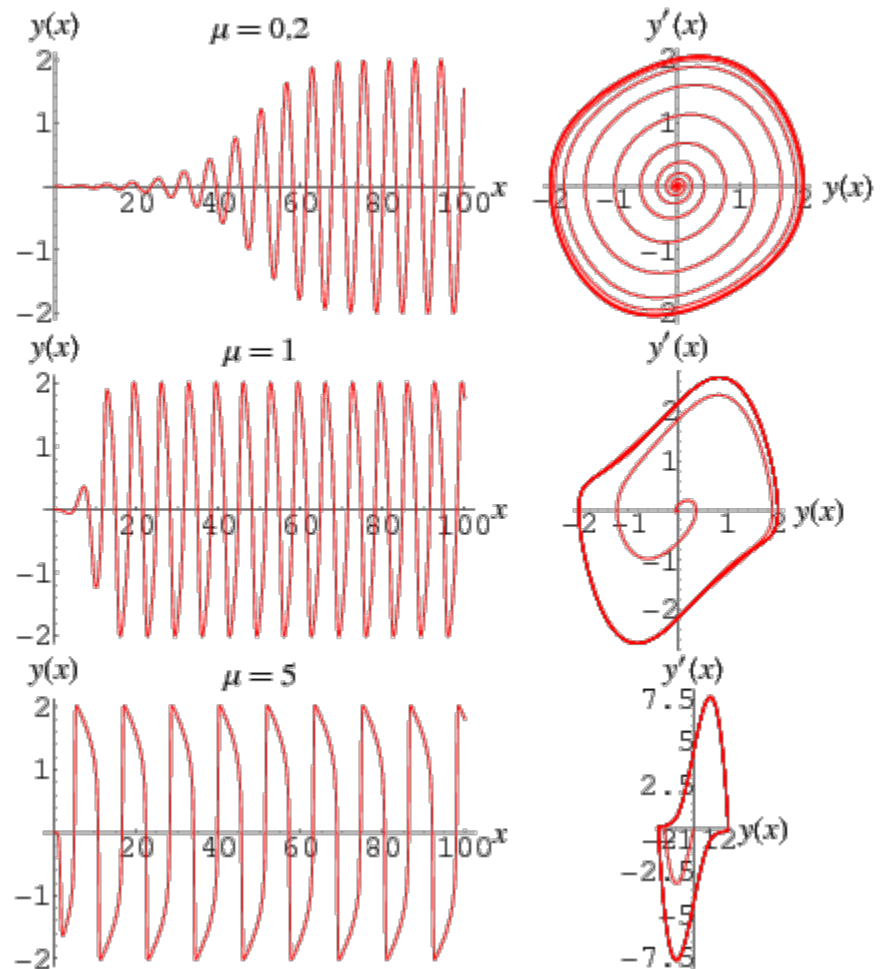


Prosty model zmienności w czasie

$$\frac{\partial^2 x}{\partial t^2} - \mu(1 - x^2) \frac{\partial x}{\partial t} + x = 0$$

Oscylator van der Pola

- Dla $\mu=0$ mamy zwykły oscylator harmoniczny
- Dla $|\mu|>0$ system przechodzi w cykl graniczny: zamkniętą trajektorię w przestrzeni fazowej;
 - $\mu > 1$: oscylacje relaksacyjne, z dwoma skalami czasowymi dominującymi w dwóch fazach cyklu
 - $\mu < -1$: system ewoluuje do stanu stacjonarnego
 - $|\mu| < 1$: oscylacje narastające lub tłumione



- Modelem jednowymiarowym można z dobrym przybliżeniem opisać **rozbłyski nuklearne** na powierzchni akreującej gwiazdy. Warstwa helu jest opisana w przybliżeniu płasko-równoległym, z **uśrednioną gęstością**.
- **Założenia fizyczne** od jakich wychodzimy to:
 - Równowaga hydrostatyczna
 - Równowaga promienista
 - Bilans termiczny
 - Zachowanie masy
- Otrzymujemy **dwa równania** różniczkowe 1 rzędu, które opisują nieliniowy oscylator.
- Dwie charakterystyczne skale czasowe to **skala termiczna i skala akrecji**. Okres rozbłysków: $(t_{\text{accr}} t_{\text{therm}})^{1/2} \approx 100 \text{ sek.}$

$$c_P \frac{dT}{dt} = \varepsilon - \frac{F}{\Sigma}$$

tempo akrecji

tempo generacji energii w reakcjach jądrowych

gęstość kolumnowa

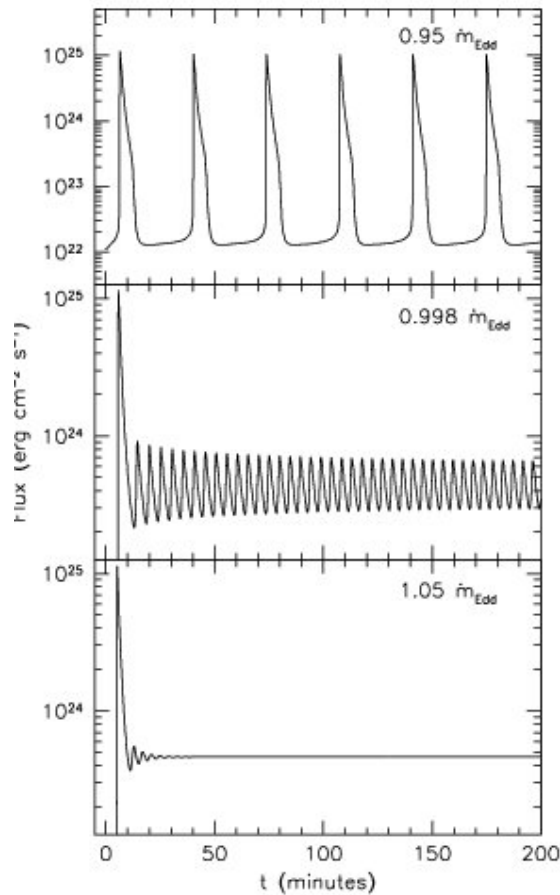
$$\frac{d\Sigma}{dt} = \dot{m} - \frac{\varepsilon}{E_*} \Sigma$$

Energia spal. 1 g He

$$t_{\text{accr}} = \frac{\Sigma}{\dot{m}} \quad t_{\text{therm}} = \frac{c_P T}{\varepsilon}$$

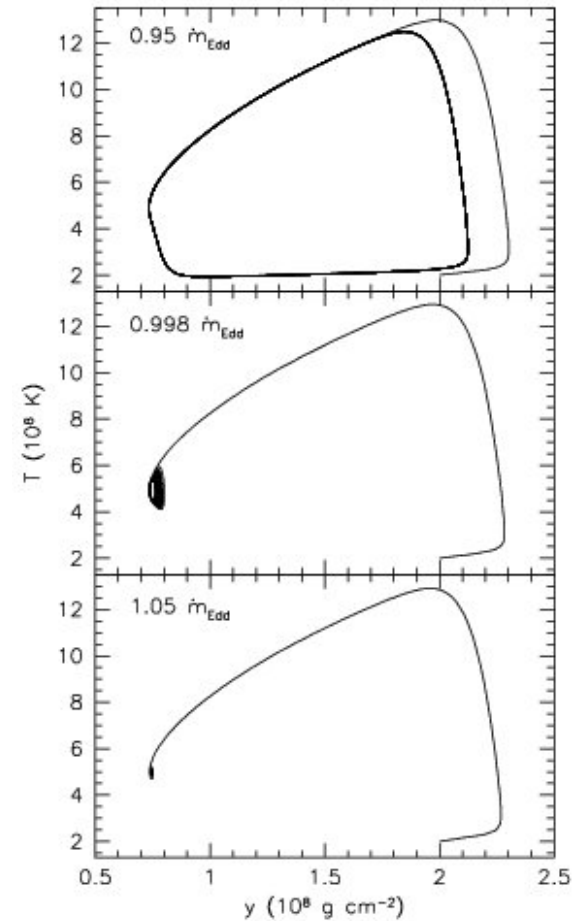
Profile rozbłysków i trajektorie w przestrzeni fazowej

Strumień wyświecany



Czas

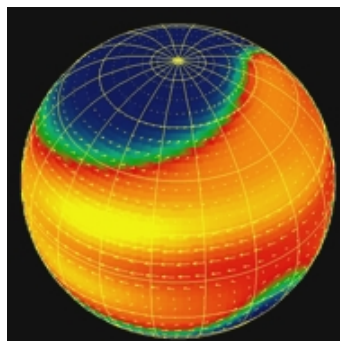
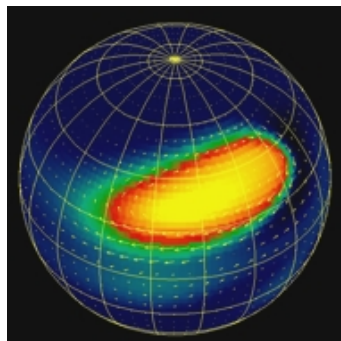
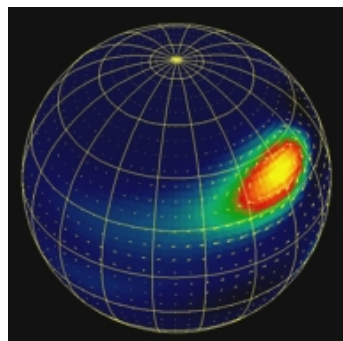
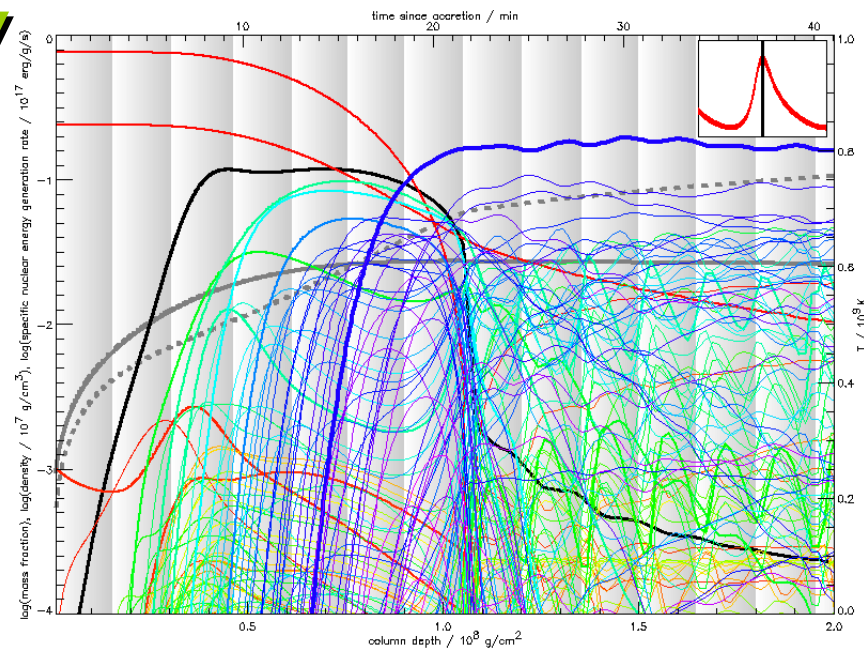
Temperatura



Gęstość kolumnowa

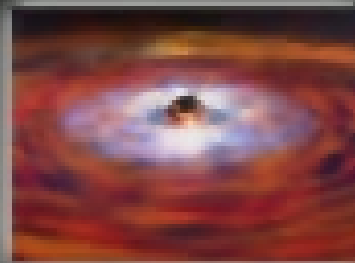
Symulacje bursterów

- **Model wielostrefowy** oparty na kodzie KEPLER, zawiera stabilizowane tempo reakcji jądrowych dla ponad 5 tys. izotopów. Uwzględniona jest stratyfikacja warstwy, transport promienisty i konwektywny (A. Heger, A. Cumming, S. Woosley; 2005)
- Linia czarna: profil temperatury; szara: gęstość; przerywana: specyficzne tempo generacji energii jądrowej; kolorowe: skład chemiczny



Model shallow-water (A. Spitkovsky, Y. Levin, G. Ushomirsky; 2002); uwzględnia rotację gwiazdy oraz gradient ciśnienia ze względu na ekspansję warstwy palącego się helu. Gorąca plama ulega cyrkulacji w kierunku antycyklonu, co powoduje jej dryf na pd.-zach.

**RXTE PUFFED ACCRETION DISK
VERSION 2 WITH NO WOBBLE**



ANIMATION BY

DANA BERRY

SKYWORKS DIGITAL ANIMATION

310-441-1735

Animacja burstera: wizja „artystyczna” akreującej gwiazdy neutronowej

Równania hydrodynamiki

Równanie ciągłości $\frac{d\rho}{dt} + \rho \nabla \vec{v} = 0$

Siła promieniowania

Równanie ruchu $\rho \frac{d\vec{v}}{dt} = -\nabla P + \rho \nabla \Phi + \frac{\kappa + \sigma}{c} \vec{F}_0 + q_{vis}$ (2)

Lepkość

Równanie energii $\frac{\partial e}{\partial t} + \nabla(e\vec{v}) = -P \nabla \vec{v} - 4\pi\kappa B + c\kappa E_0 + F_{vis}$ (3)

Absorpcja/Emisja

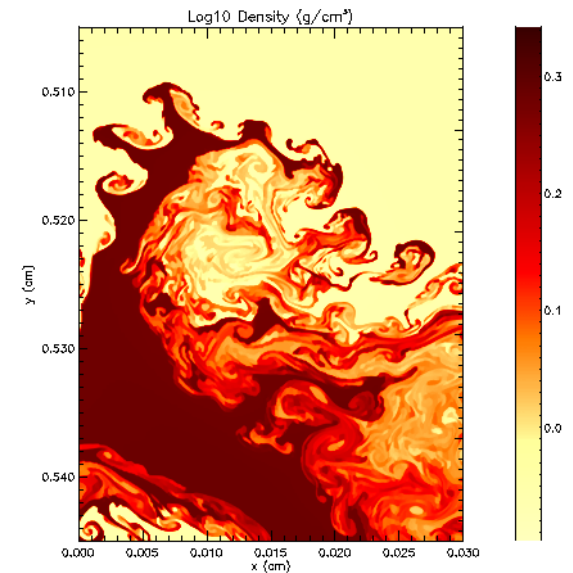
$\frac{\partial E_0}{\partial t} + \nabla(E_0 \vec{v}) = -\nabla \vec{F}_0 + 4\pi\kappa B - c\kappa E_0 - \nabla \vec{v} : \mathbf{P}_0$ (4)

Strumień promieniowania

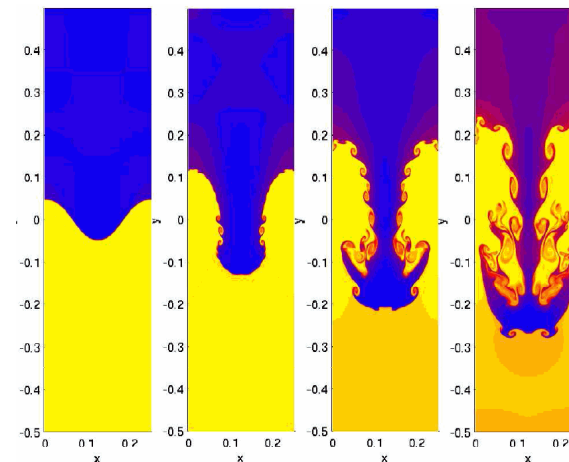
Tensor ciśnienia promieniowania

Niestabilności hydrodynamiczne

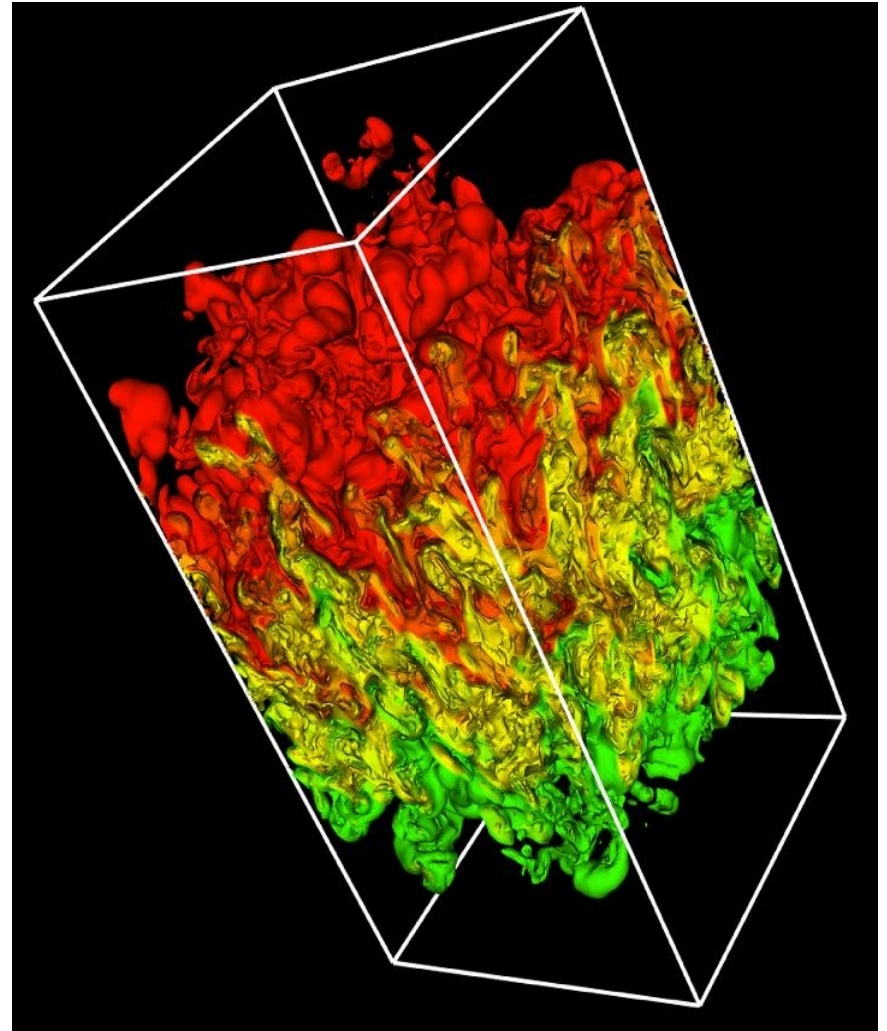
- **Niestabilność Rayleigha-Taylor**
 - Występuje na styku dwóch warstw płynu o różnych gęstościach, poruszających się względem siebie z przyspieszeniem.
 - Gęstszy płyn znajduje się nad rzadkim, w obecności przyspieszenia grawitacyjnego. Równowaga początkowa jest chwiejna, i najmniejsza perturbacja prowadzi do narastania niestabilności.
 - Na przykład: śmietanka w kawie, chmury...
- **Niestabilność Kelvina-Helmholtza**
 - Warstwy płynu o różnych gęstościach mają względne przyspieszenie w płaszczyźnie xy.



time = 1.950 s
number of blocks = 224756
AMR levels = 10

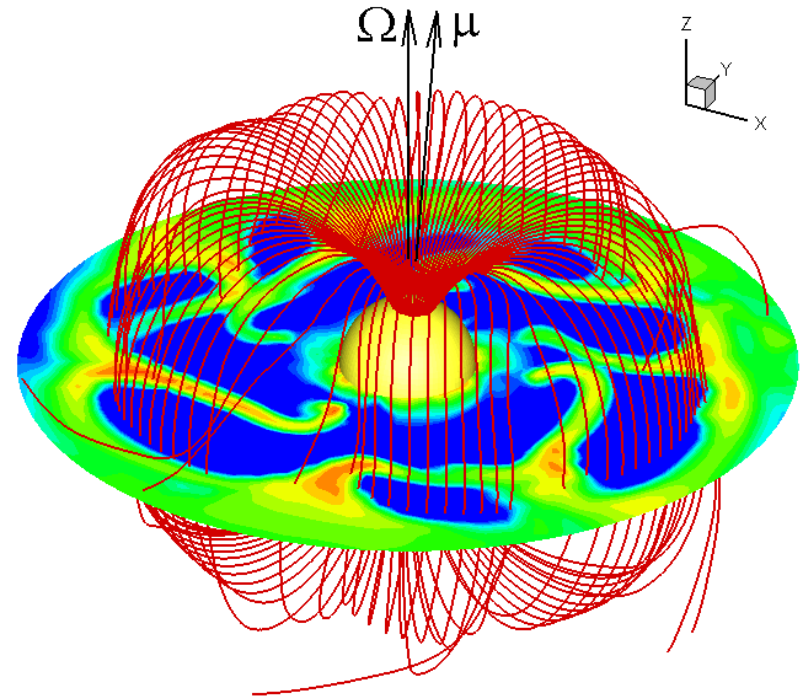
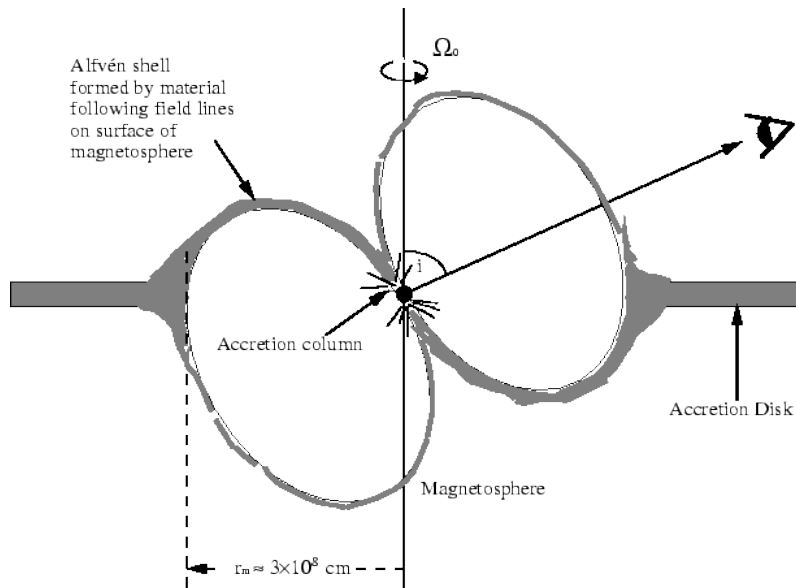


Fizyczna rola niestabilności RT: w supernowej Ia niestabilność prowadzi do **turbulentnego mieszania się warstw** o różnym składzie chemicznym. Poddźwiękowy front fali uderzeniowej ulega niestabilności, wskutek czego dramatycznie rośnie powierzchnia palącej się warstwy. Powoduje to **wzrost tempa reakcji jądrowych** oraz **przyspieszenie frontu**.



Profil gęstości w trójwymiarowej symulacji testującej niestabilność RT, wykonanej za pomocą kodu FLASH. Niestabilności typu RT mają zastosowanie przy testowaniu zgodności wyników różnych kodów, rozdzielczości siatki itp.

- Gwiazda z silnym polem magnetycznym: możliwość akrecji materii blisko równika, pomimo bariery magnetosferycznej, **za pośrednictwem niestabilności Rayleigha-Taylora**
- Różne rodzaje obiektów:
 - Gwiazdy typu **T Tauri**: progenitory gwiazd typu Słońca
 - Magnetyczne **zmienne kataklizmiczne**: akreujące białe karły
 - **Pulsary milisekundowe**: słabo namagnesowane gwiazdy neutronowe



044

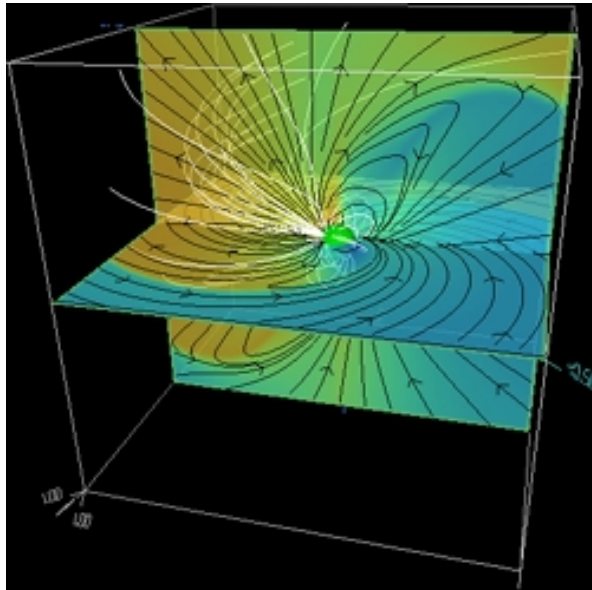
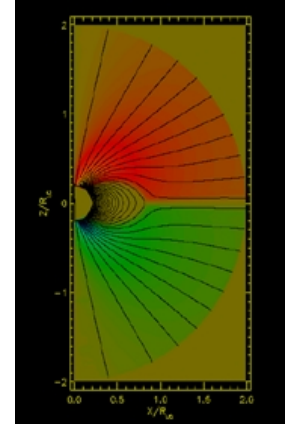
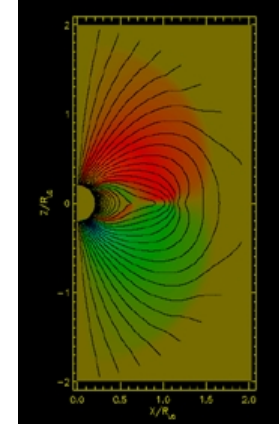
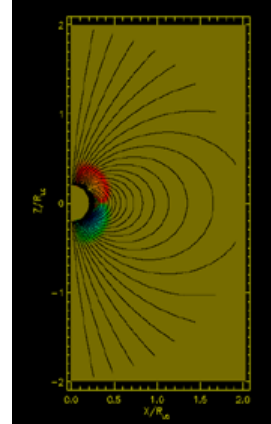
Symulacja: M. Romanova i A. Kulkarni

Ghosh i Lamb (1978); dysk akrecyjny urywa się na odległości, dla której gęstość energii pola magnetycznego jest porównywalna z gęstością energii opadającej materii

Magnetosfera pulsara

Pulsary to namagnesowane, **obracające się gwiazdy neutronowe**. Aby zbadać jak działa pulsar, rozwiązuje się równania relatywistycznej magnetohydrodynamiki.

Pulsary zwalniają, ponieważ następuje hamowanie elektromagnetyczne.



Ewolucja magnetosfery pulsara dla osi dipola pokrywającej się z osią rotacji. Linie: składowa poloidalna; kolory: składowa toroidalna pola B (**A. Spitkovsky**).

W prawdziwym pulsarze oś magnetyczna jest nachylona do osi rotacji. Potrzebne są więc symulacje 3D (nie-osiosymetryczne).

Magnetohydrodynamika: MHD

- Twórca: **Hans Alfvén** (laureat nagrody Nobla w 1970 r.)
- Idea: **pole magnetyczne obecne w poruszającym się, przewodzącym płynie, może zaindukować prąd elektryczny.** Jest on źródłem dodatkowych sił, oraz zmian w konfiguracji samego pola B.
- Równania MHD: kombinacja równań Naviera-Stokesa oraz równań Maxwella.
- Przybliżenie force-free: dobre dla bardzo silnego pola magnetycznego, ewoluuje się tylko pole EM, inercja plazmy jest zaniedbana.

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})$$

$$\frac{\partial \varepsilon}{\partial t} + \nabla \cdot (\varepsilon \mathbf{v}) = -p \nabla \cdot \mathbf{v}$$

$$\frac{\partial \varrho \mathbf{v}}{\partial t} + \nabla \cdot (\varrho \mathbf{v} \mathbf{v}) = -\nabla p - \frac{1}{8\pi} \nabla (B^2) + \frac{1}{4\pi} (\mathbf{B} \cdot \nabla) \mathbf{B}$$

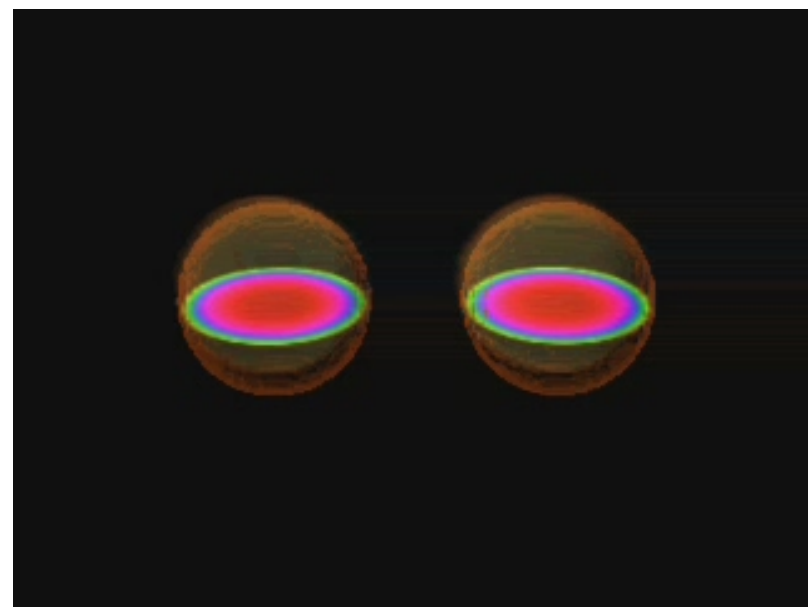
$$\frac{\partial \varrho}{\partial t} + \nabla \cdot (\varrho \mathbf{v}) = 0$$

Zlewanie się gwiazd neutronowych w układach podwójnych

- Ogólna Teoria Względności przewiduje, że układy podwójne gwiazd zwartych tracą energię w postaci promieniowania grawitacyjnego, co w ostateczności prowadzi do zacieśnienia orbity i **złania się gwiazd**.
- Zlewające się gwiazdy neutronowe powinny **wyprodukować energię** odpowiadającą ich energii wiązania grawitacyjnego, ok. 10^{53} erg. Energia ta może znaleźć ujście na przykład w postaci błysku **promieniowania gamma** (fotony), może być wyniesiona przez **neutrino**, a wyemitowane **fale grawitacyjne** powinny zostać zarejestrowane przez detektory budowane w tym celu na Ziemi.
- Numeryczne symulacje zjawiska zlewania mają znaczenie zarówno przy **kalibracji budowanych urządzeń** do detekcji, jak i przy **testowaniu teorii** budowy gwiazd: równanie stanu, maksymalna masa gwiazdy neutronowej.

Symulacja zlewania się gwiazd

- Symulacja Newtonowska: dwie gwiazdy zbliżają się do siebie i zostają rozerwane z powodu oddziaływań przyływowych
- Politropowe równanie stanu, $n=2$
- Symulacja post-newtonowska: musi zawierać poprawki na promieniowanie grawitacyjne
- Możliwe produkty końcowe złączenia 2 gwiazd: czarna dziura lub gwiazda neutronowa



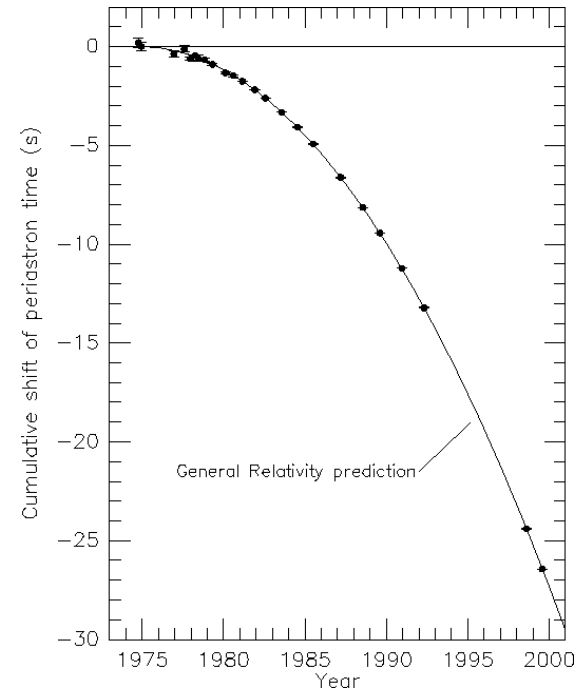
Animacja: A. Calder

Fale grawitacyjne:

„zmarszczki w czasoprzestrzeni” przewidziane w 1916 roku przez Alberta Einsteina.

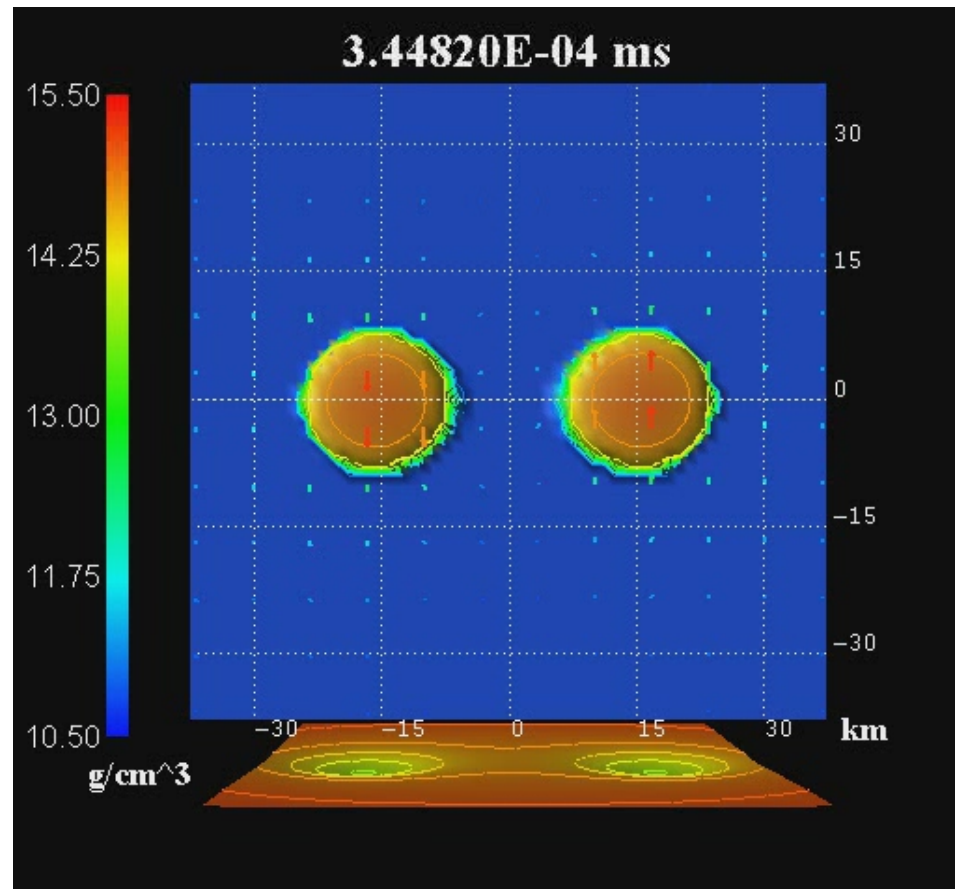
Zakrzywienie czasoprzestrzeni jest powodowane obecnością znacznej masy, a szybko poruszające się zwarte masy, np. gwiazdy neutronowe, powodują rozchodzenie się fal.

Gwiazda neutronowa: masa rzędu 1.5-2 masy Słońca, zawarta w kuli o promieniu rzędu 10 km.



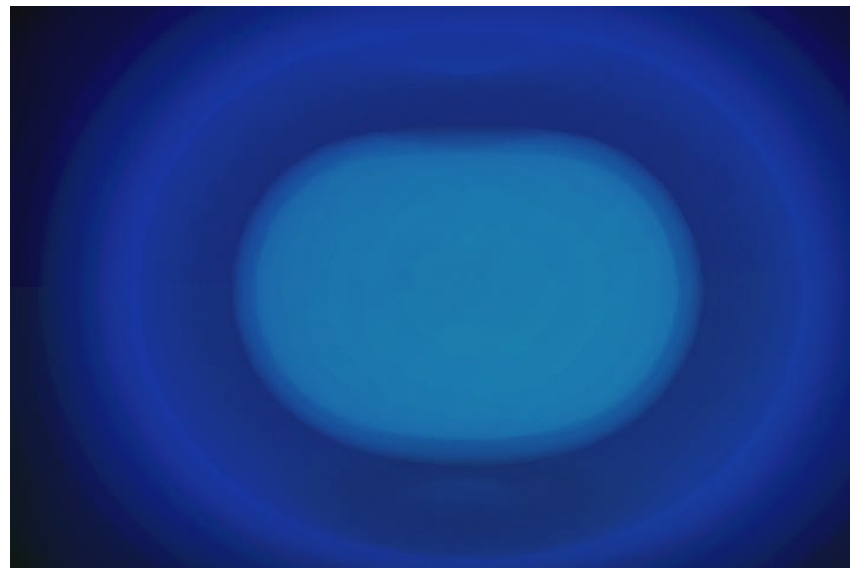
Potwierdzenie: obserwacja słynnego układu PSR 1516+13: podwójny pulsar. Jest to pulsar Hulse'a i Taylora odkryty w 1974 roku. Zarejestrowane skrócenie okresu orbitalnego bardzo dobrze zgadza się z OTW.

Zderzające się gwiazdy
mają po $1.4 M_{\text{słońca}}$.
Pokazana jest końcowa
faza zderzenia, trwająca
ok. 3 ms.
Powstaje czarna dziura
otoczona dyskiem
utworzonym z
pozostałości
rozerwanych gwiazd.



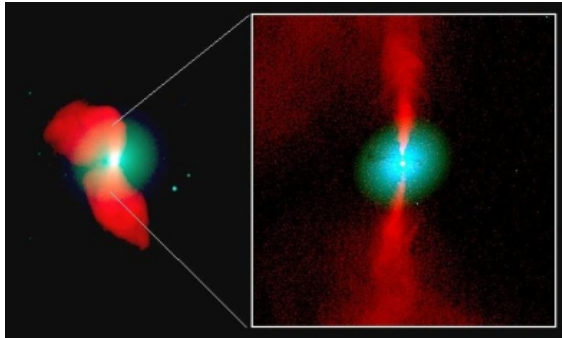
Zderzenie gwiazd neutronowych:
obliczenia relatywistyczne.
Animacja: M. Shibata.

Pozostałość po supernowej w Wielkim obłoku Magellana



Animacja oparta na relatywistycznej symulacji kolapsu gwiazdy. Wewnątrz powstaje gwiazda neutronowa.

Efekty relatywistyczne są bardzo ważne przy modelowaniu supernowej. Fale uderzeniowe rozchodzące się we wnętrzu kolapsującej gwiazdy mogą osiągać 40% prędkości światła. Ogromna masa materii neutronowej tworzącej jądro jest źródłem bardzo silnego pola grawitacyjnego. Różnice w porównaniu z symulacją Newtonowską sięgają 30%.



Symulacje dżetów

Dżet w kwazarze 3C272

Dżet: struga materii, poruszająca się z ogromną (relatywistyczną) prędkością. Takie strugi mogą być wyrzucane z okolic czarnych dziur.

Animacja przedstawia dżet, przebijający się przez otoczkę gwiazdy. Wykonane w National Energy Research Scientific Computing Center at Lawrence Berkeley Laboratory.

Obliczenia zajęły ok. 25,000 godzin CPU.

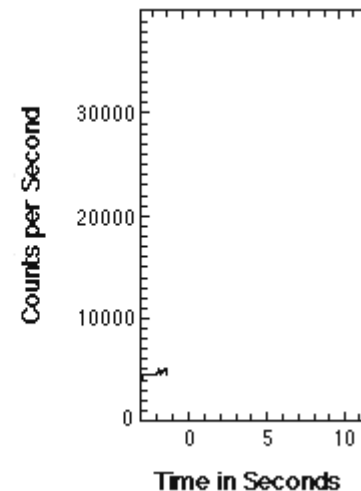
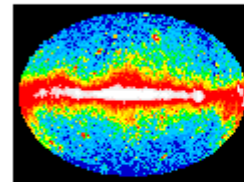
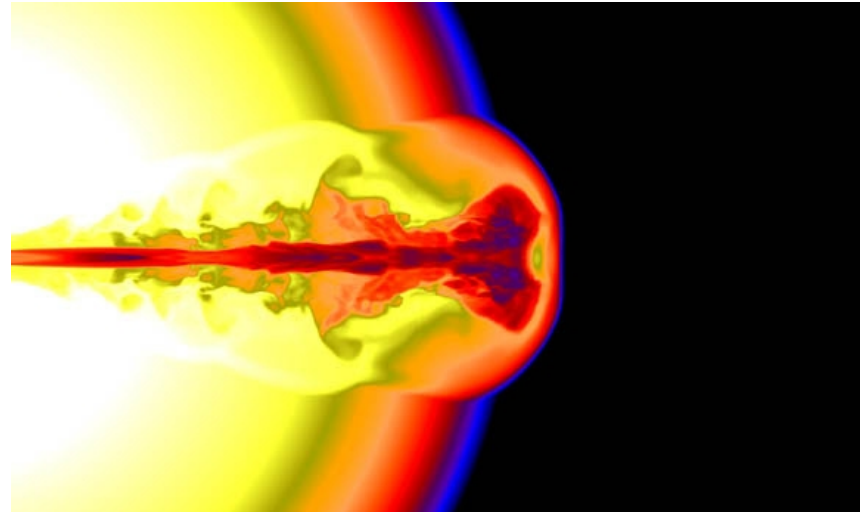
Kolory żółty i czerwony odpowiadają najbardziej energetycznym cząstkom, poruszającym się niemal z prędkością światła.

Kolapsar i błysk gamma

Gwiazdy Wolfa-Rayeta to bardzo masywne (ok. $25 M_{\text{Sun}}$), szybko rotujące gwiazdy, które kończą swój żywot kolapsem. W środku takiego „kolapsara” powstaje czarna dziura, a otoczka eksploduje: jest to supernowa typu Ic.

Dżet jest wyrzucany wzdłuż osi rotacji gwiazdy, a niewielka część otoczki opada na centralną czarną dziurę w postaci dysku.

Obserwator patrzący w pobliżu osi dżetu zobaczy zjawisko zwane błyskiem gamma: intensywny puls wysokoenergetycznego promieniowania.

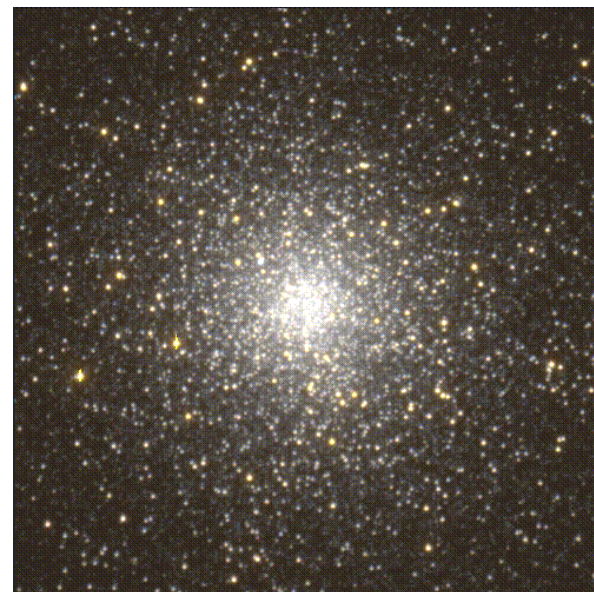


Symulacje gromad gwiazd

Gromady kuliste to stare (ok. 12 mld lat) skupiska gwiazd, silnie związane grawitacyjnie, o gęstości skoncentrowanej w kierunku centrum.

Każda z N gwiazd oddziałuje grawitacyjnie z pozostałymi $N-1$.

Koszt obliczeniowy rośnie jak N^3 :
bardzo niepraktyczne!



Gromada kulista 47 Tuc,
składająca się z miliona gwiazd

Symulacje gromad:

- Metody Monte-Carlo
- Metody N-ciałowe

Równanie Fokkera-Plancka

Funkcja gęstości prawdopodobieństwa,
że określona cząstka ma położenie x w chwili t

$$\frac{\partial}{\partial t} f(x, t) = - \frac{\partial}{\partial x} [D_1(x, t) f(x, t)] + \frac{\partial^2}{\partial x^2} [D_2(x, t) f(x, t)]$$

Dryf Dyfuzja

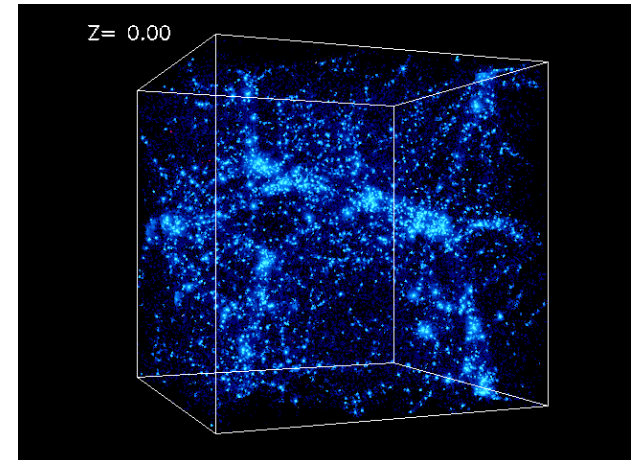
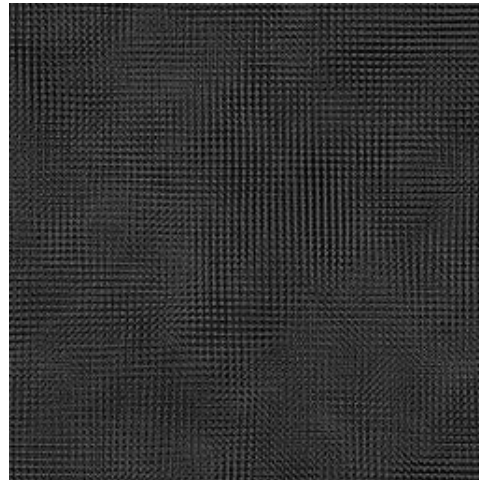
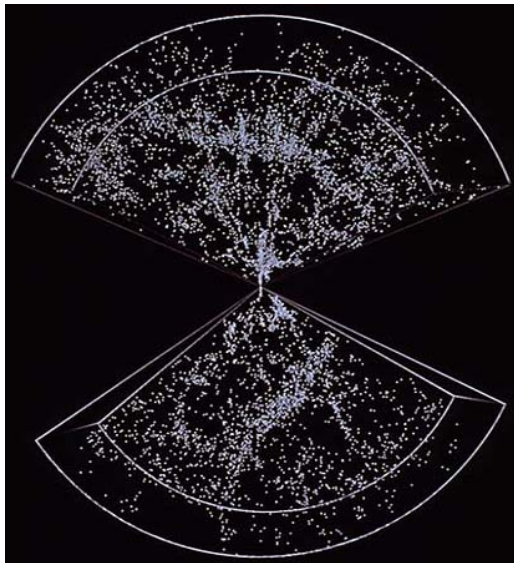
Metoda symulacji Monte-Carlo:

- rozpoczynamy od pewnego rozkładu prędkości i położeń N gwiazd
- obliczamy potencjał przy założeniu symetrii sferycznej
- wybieramy krok czasowy
- obliczamy reprezentatywne oddziaływania losowo wybranych gwiazd z sąsiednią gwiazdą

Dodatkowe efekty: obecność układów podwójnych gwiazd, ewolucja gwiazd, oddziaływanie gromady z galaktyką

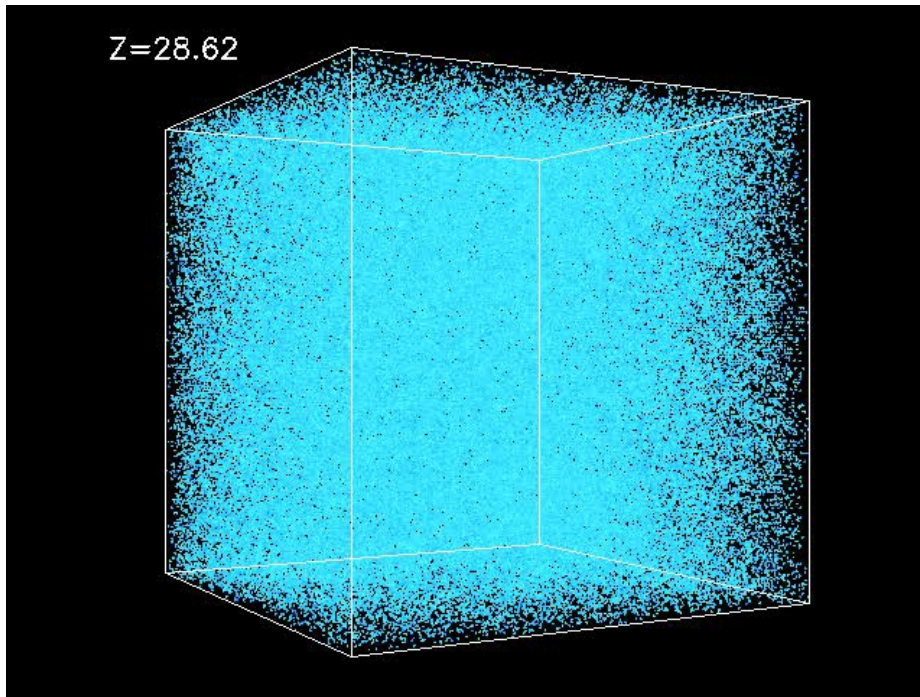
Symulacje kosmologiczne

Celem symulacji kosmologicznych jest odtworzenie procesu powstawania **struktur** takich jak supergromady i gromady galaktyk, od narodzin wszechświata aż po dziś. Początkowe fluktuacje gęstości materii narastają w czasie, a Wszechświat **ekspanduje**: symulacja we współporuszającym się układzie współrzędnych



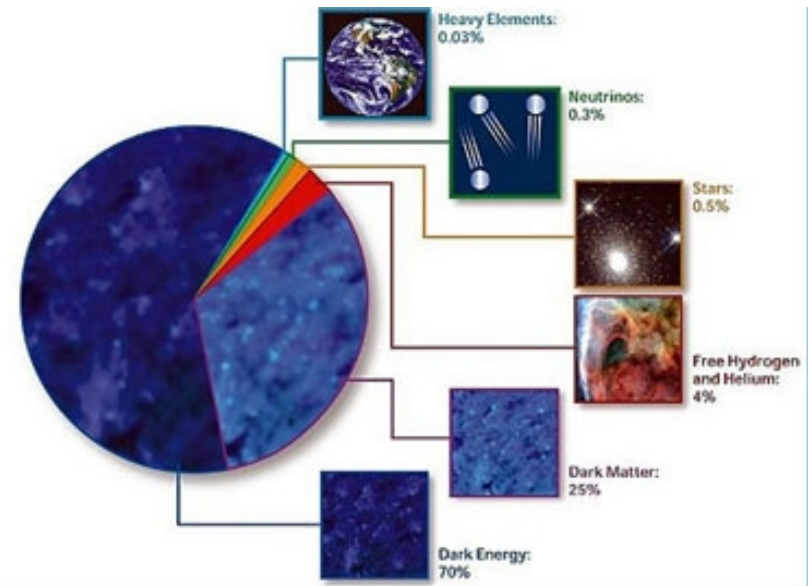
Powstawanie struktury wielkoskalowej wszechświata w modelu z zimną ciemną materią

Metody: N-ciałowe; hydrodynamiczne



Animacja: powstanie gromad i filamentów w modelu z Ciemną Zimną Materią i Ciemną Energią. Rozmiar kostki: 43 mln parseków. Ponieważ **ciemna energia** dominuje dla $z < 1$, filamente przestają się zapadać, lecz wydają się „zamrożone” we współporuszającym układzie współrzędnych.

Ciemna energia:
hipotetyczna forma energii zwiększająca tempo ekspansji Wszechświata.



Superkomputery

Rank	Max Peak (TFlops)	Name	Computer Processors	Maker	Site Country, Year	
1	478.2 596.4	<i>Blue Gene/L</i>	eServer Blue Gene Solution 212992 (Power)	IBM	Lawrence Livermore National Laboratory United States, 2005	
2	167.3 222.8	<i>JUGENE</i>	Blue Gene/P Solution 65536 (Power)	IBM	Jülich Research Centre Germany, 2007	
3	126.9 172.0		SGI Altix ICE 8200 14336 (Xeon), InfiniBand	SGI	United States, 2007	
4	117.9 170.9	<i>EKA</i>	Cluster Platform 3000 14240 (Xeon), InfiniBand	HP	Computational Research Laboratories India, 2007	
5	102.8 146.4		Cluster Platform 3000 13728 (Xeon), InfiniBand	HP	Swedish National Defence Radio Establishment Sweden, 2007	
6	102.2 127.5	<i>Red Storm</i>	Cray XT3 26569 (Opteron)	Cray	Sandia National Laboratories United States, 2006	
7	101.7 119.4		Cray XT4/XT3 23016 (Opteron)	Cray	Oak Ridge National Laboratory United States, 2006	
8	91.3 114.7	<i>BGW</i>	eServer Blue Gene Solution 40960 (Power)	IBM	IBM Thomas J. Watson Research Center United States, 2005	
9	85.4 100.5		Cray XT4/XT3 19320 (Opteron)	Cray	National Energy Research Scientific Computing Center United States, 2007	
10	82.2 103.2		eServer Blue Gene Solution 36864 (Power)	IBM	Stony Brook University/Brookhaven National Laboratory United States, 2007	

