

高密度物質と中性子星の物理

京都大学・基礎物理学研究所 大西 明

名古屋大学集中講義 (2018/12/4-6) より抜粋

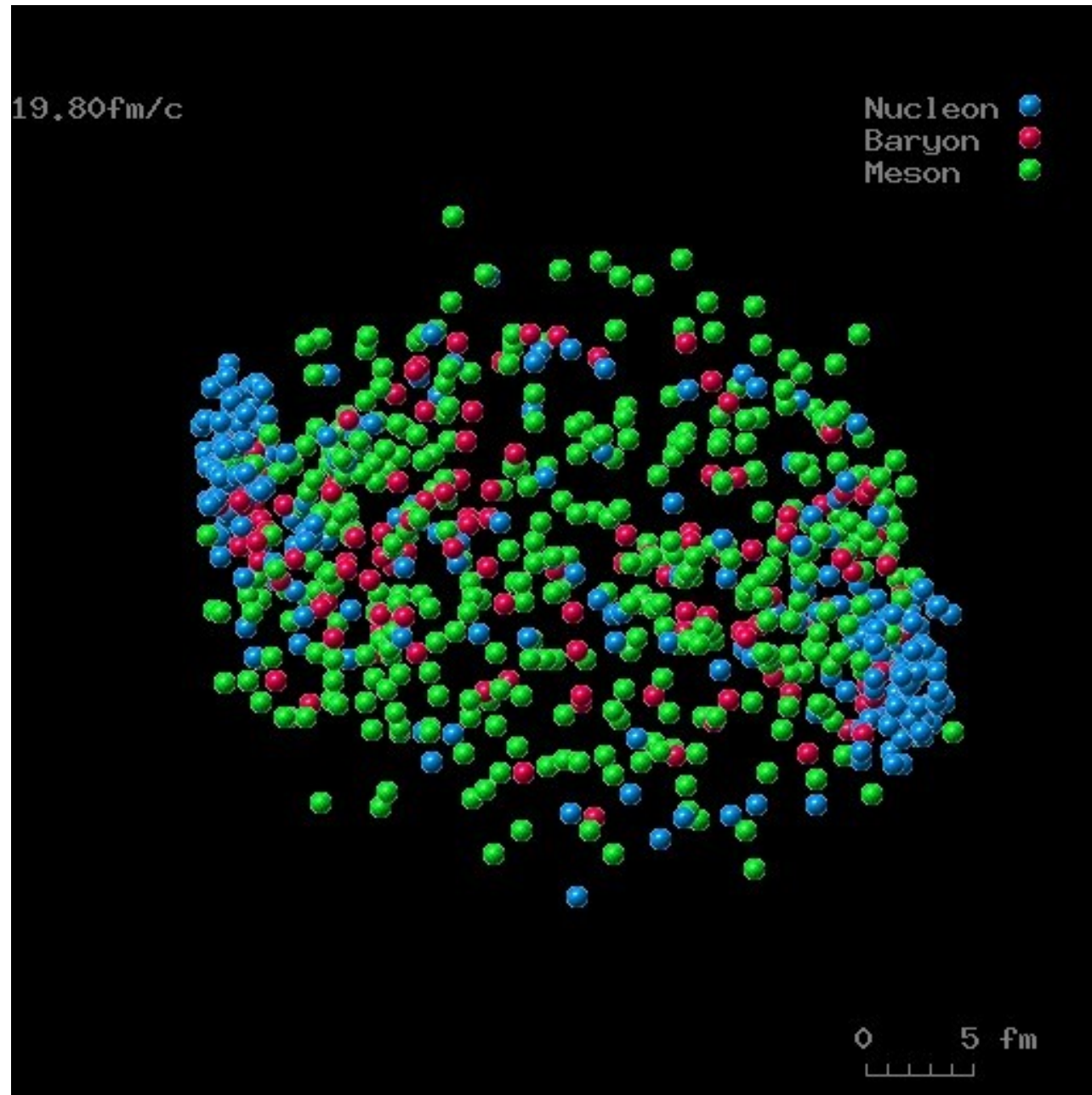
[http://www2.yukawa.kyoto-u.ac.jp/~akira.ohnishi/
Nagoya2018/](http://www2.yukawa.kyoto-u.ac.jp/~akira.ohnishi/Nagoya2018/)

中性子星の基本的性質

1. 中性子星の基本的性質

- 序論: 原子核物理学の広がり
- 中性子星の基本的性質
- 復習 1: 原子核の大きさ
- 復習 2: 原子核の質量
- 中性子星の質量と半径
- Lec. 1 のまとめ

高エネルギー重イオン衝突

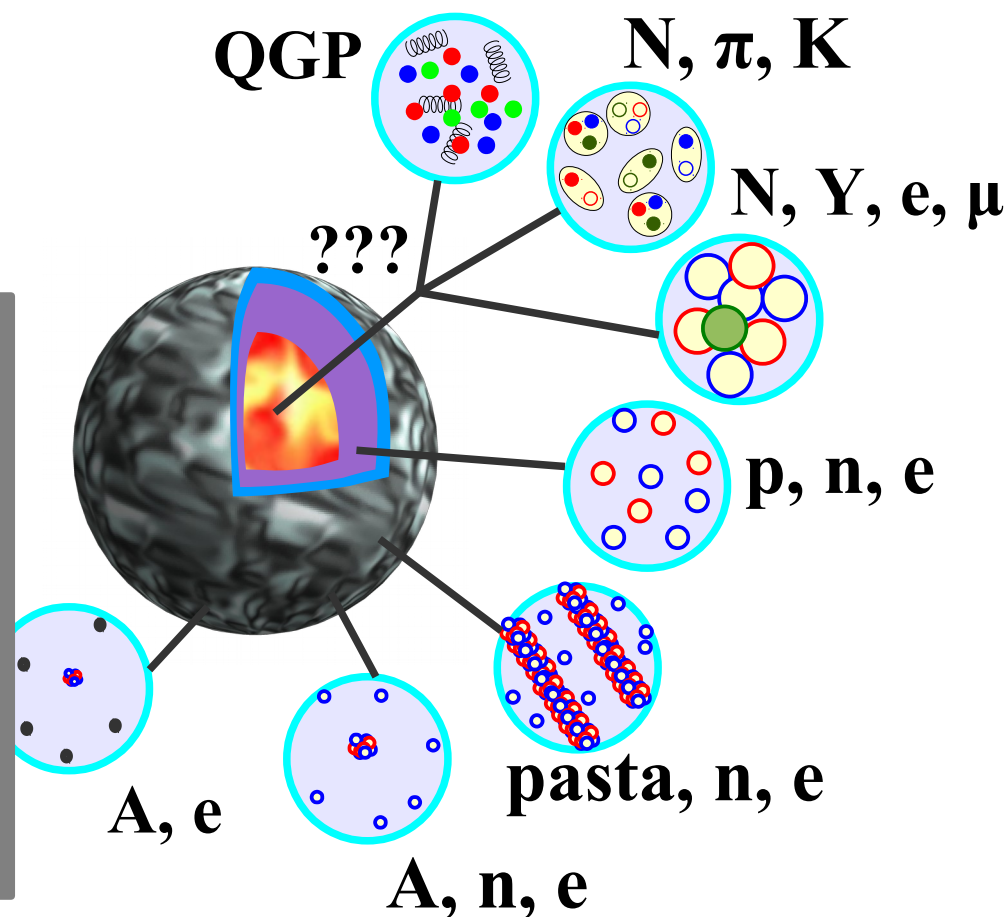


中性子星の構造と組成

- 質量：太陽質量 ($M_{\odot}$) の 1-2 倍 (代表的には $M \sim 1.4 M_{\odot}$)
- 半径： $5 \text{ km} < R < 20 \text{ km}$ (代表的には $R \sim 11 \text{ km}$)
- 中性子星の密度 = $(2-7) \times 10^{14} \text{ g / cm}^3$ ($M \sim 1.4 M_{\odot}$, $R = 10-15 \text{ km}$)
- 原子核の密度 $\sim 2.5 \times 10^{14} \text{ g / cm}^3$

中性子星の平均密度は
原子核の 1~3 倍！

- 中性子星は核力が支える星
→ 様々な密度での「核力」の
現れ方が調べられる
- 中性子星コア (中心部分) は、
宇宙に現存する観測可能な
「最高密度物質」
→ 様々な構成粒子が
現れると期待！

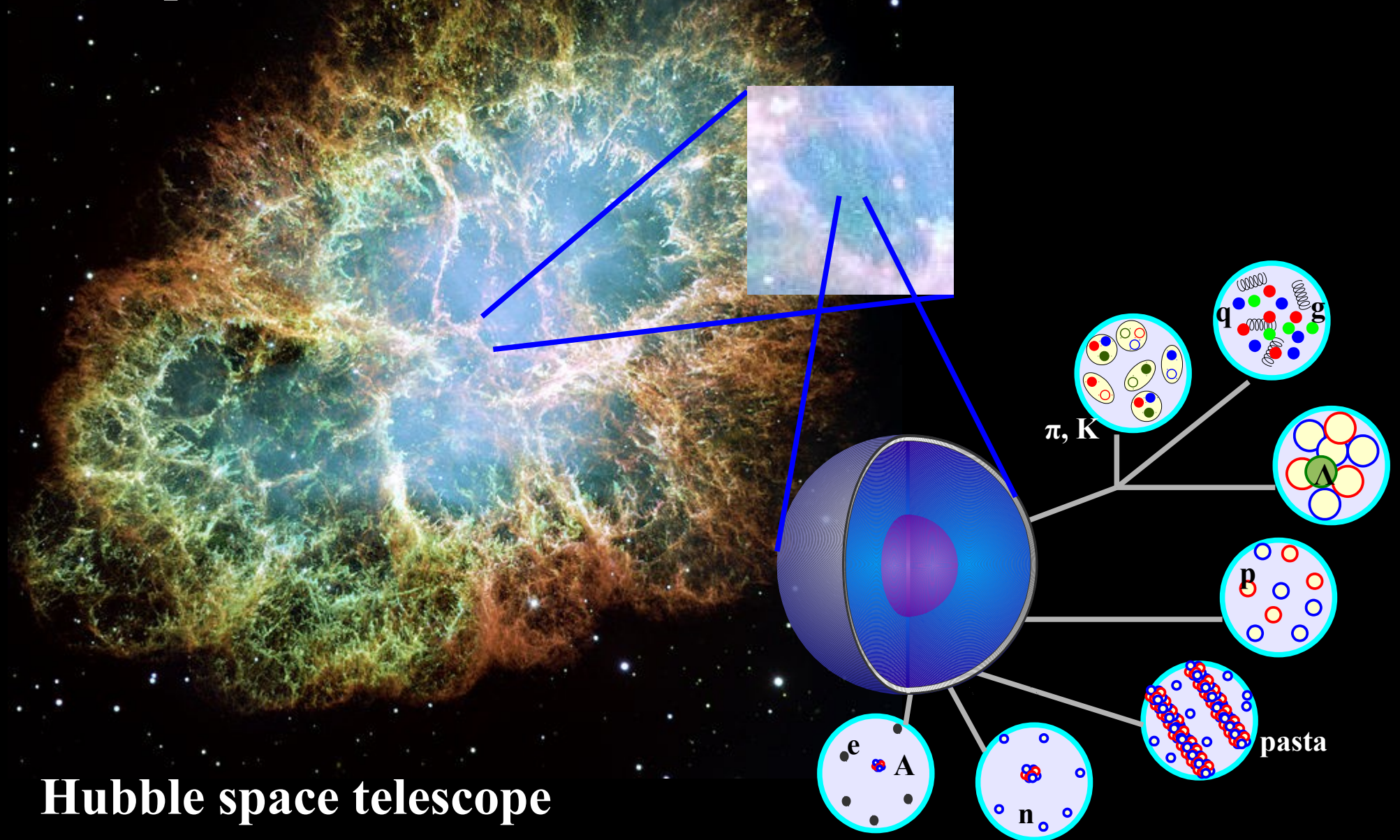


中性子星の基本的性質

Crab Nebula

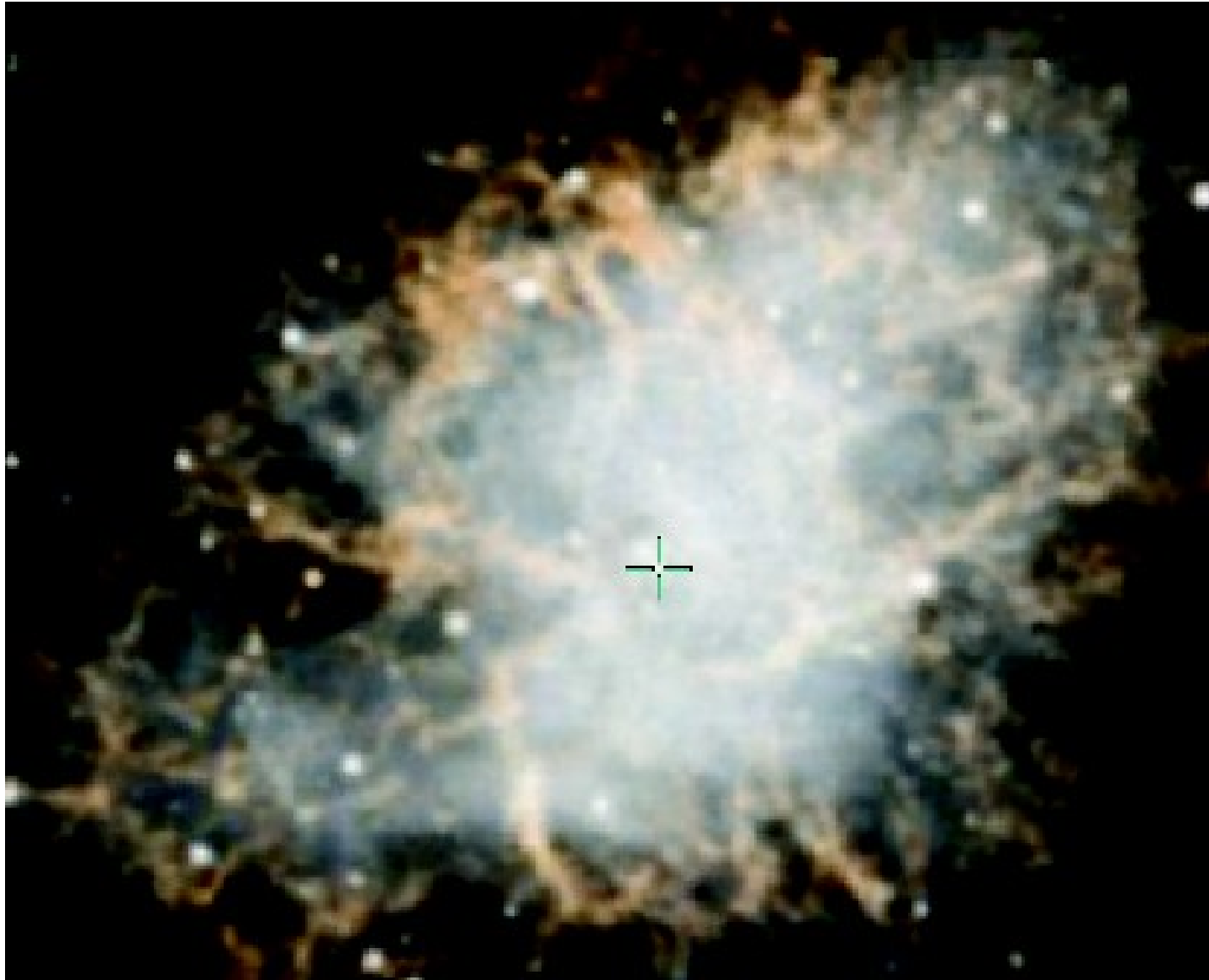
SN1054 (e.g. Meigetsu-ki, Teika Fujiwara)

Crab pulsar (PSR J0534+2200), discovered in 1968.



Hubble space telescope

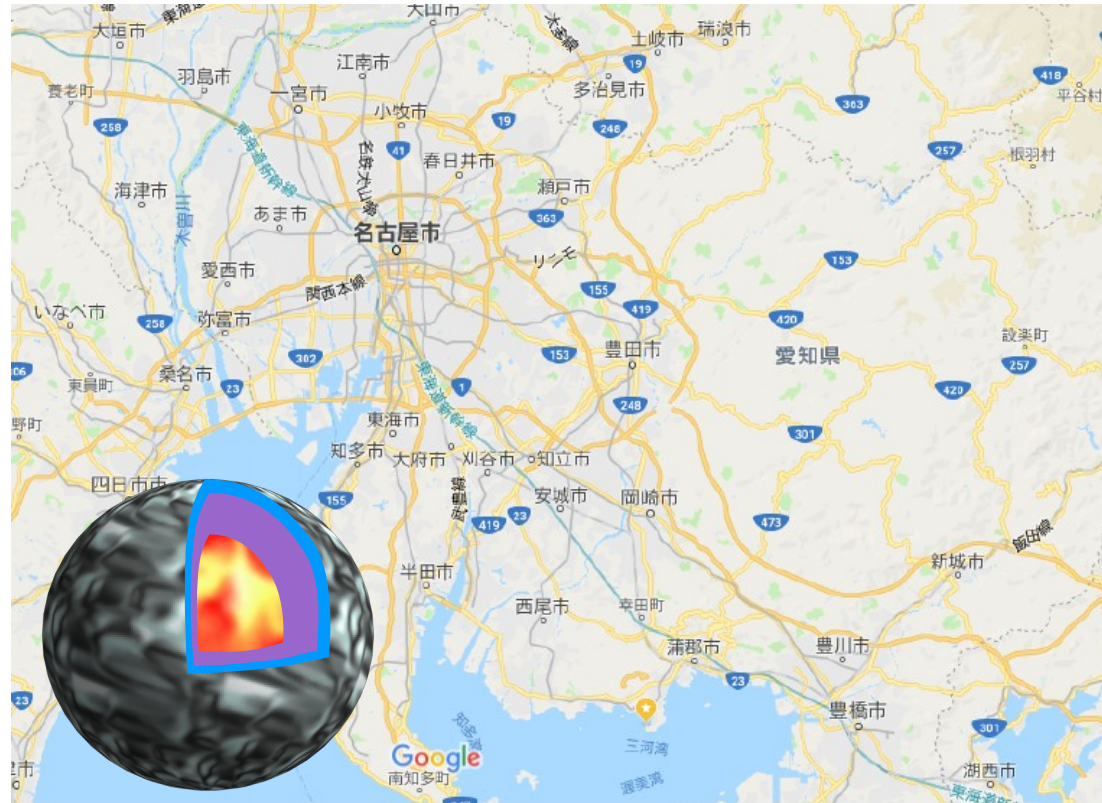
Pular position



<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?Ident=Crab+Pulsar>

中性子星の基本的性質

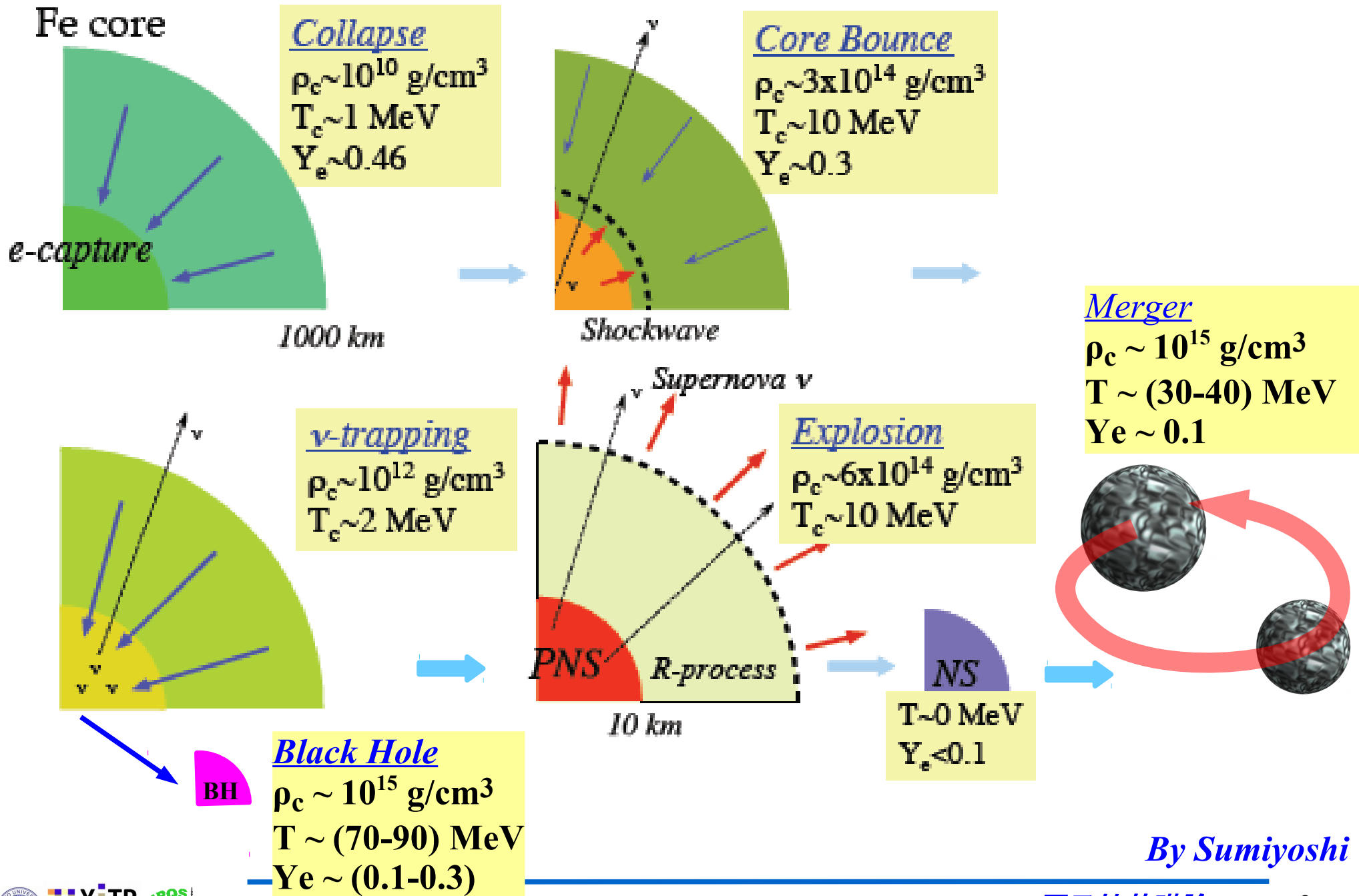
- 質量 = 太陽質量の (1-2) 倍 : $M = (1-2) M_{\odot}$ ($M \sim 1.4 M_{\odot}$)
- 半径 = $5 \text{ km} < R < 20 \text{ km}$ ($R \sim 11 \text{ km}$)
→ 太陽程度に重いが、一つの県よりも小さい。
- ほぼ温度ゼロ
($T \sim 10^6 \text{ K} \sim 100 \text{ eV}$)
中性子のフェルミ・エネルギー
~ 数 10 MeV
- 多彩な構成要素
 $n, p, e, \mu, Y, \bar{K}, \pi, q, g, qq, \dots$
- 中性子星物質
= 核力 (強い相互作用) で
支えられており、
多彩な構成要素を含み得る
高密度物質



地図データ ©2018 Google, ZENRIN 10 km

google & zenrin

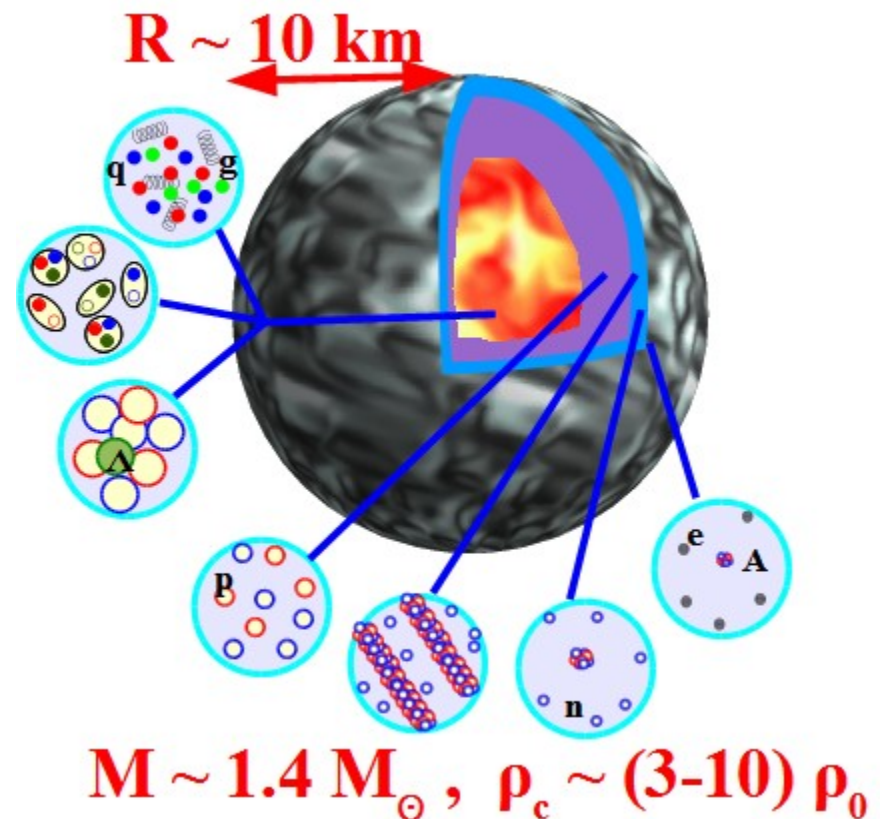
中性子星の誕生と終焉



By Sumiyoshi

中性子星の組成 (1)

- 中性子星って中性子だけからできているんですか？
→ いや、いろいろな粒子が混ざっています。
- 中性子星表面：通常物質 = 鉄などの原子核と電子
- 中性子星の外殻 (クラスト)
 - 電子密度が増えてくると、「電子 + 陽子」よりも中性子の方がエネルギーが低くなる
→ 中性子過剰な原子核と電子
 - さらに密度が上がると、原子核の中で中性子がこぼれだす
→ 原子核と中性子と電子 (neutron drip, $4 \times 10^{11} \text{ g/cm}^3$)
 - 原子核が一系列に融合した「パスタ」ができるかも。



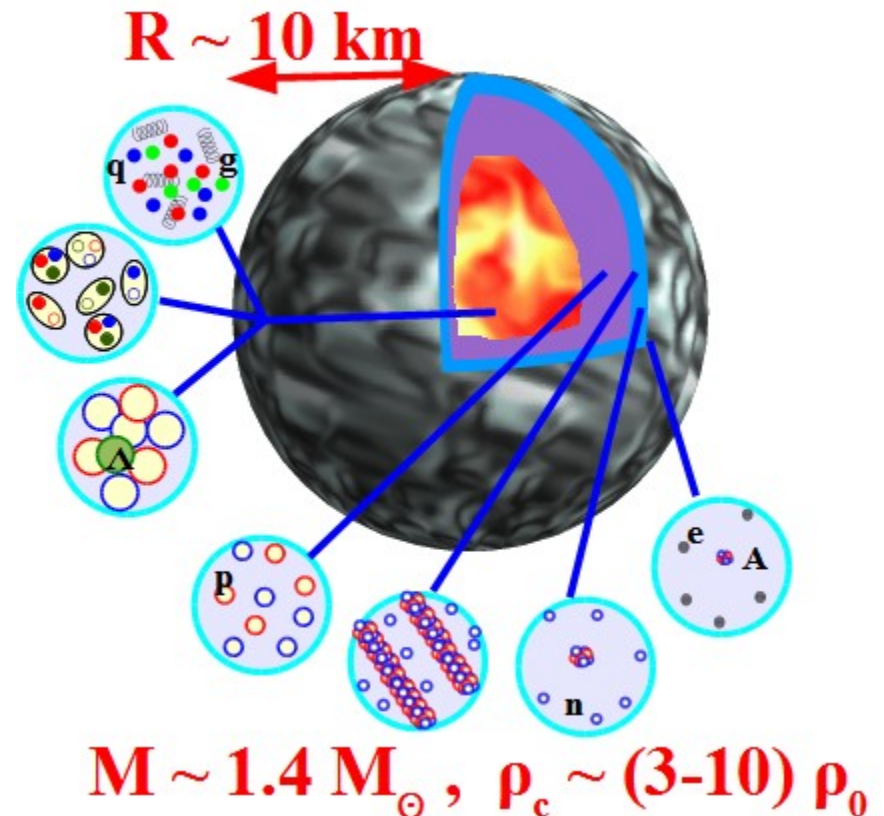
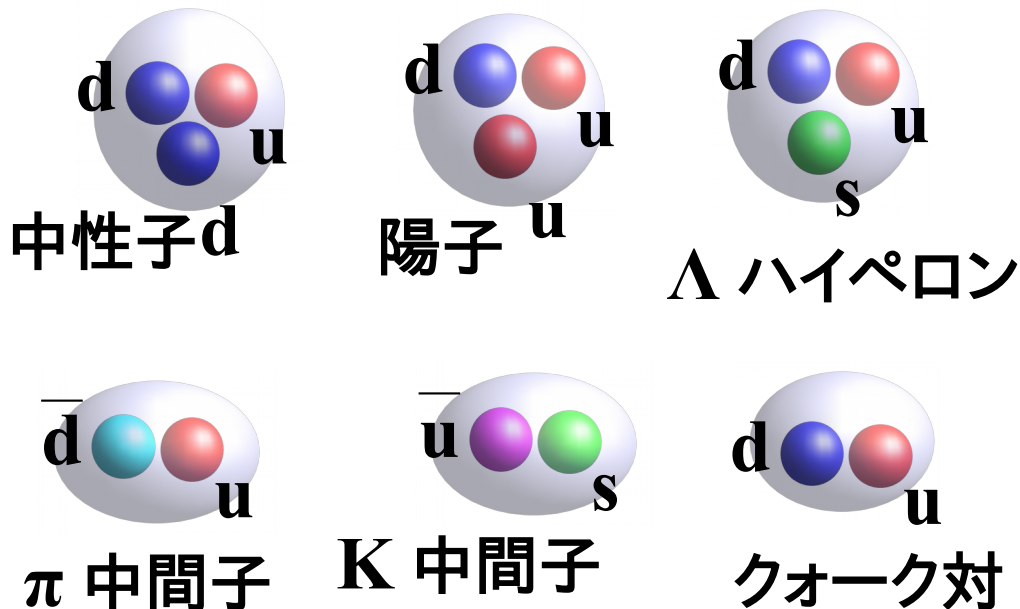
中性子星の組成 (2)

■ 中性子星コア (outer core)

- 原子核密度の 1~2 倍程度：原子核が融けて、一様な物質へ
→ 中性子・陽子・電子 (陽子・電子は中性子の 10% 程度)

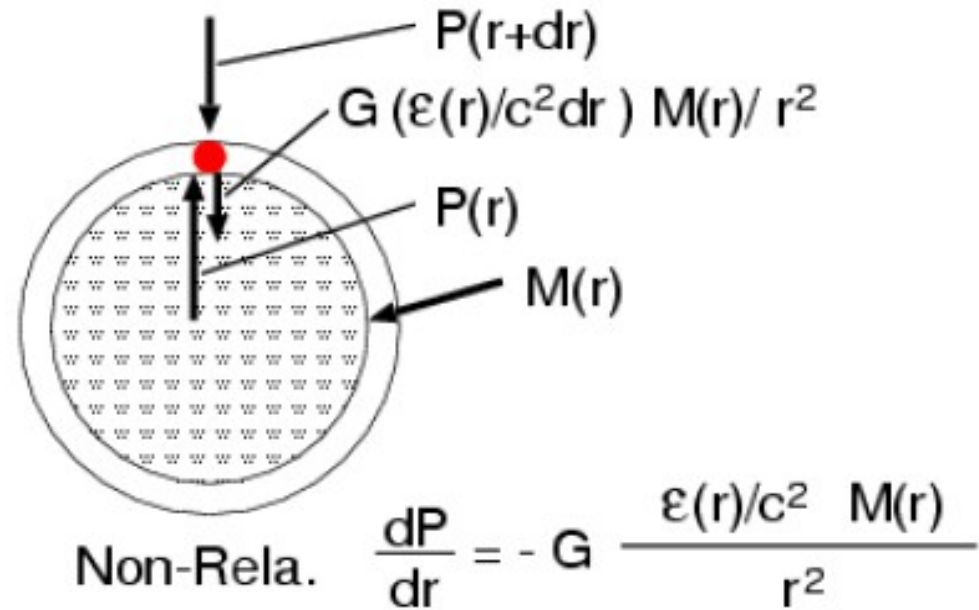
■ 中性子星中心部 (inner core)

- 原子核密度の 2 倍以上
- 何が現れるかわかっていない



質量 - 半径曲線と状態方程式

- 質量 - 半径曲線 (M-R curve) と
中性子星物質状態方程式は
1 対 1 対応
- 静水圧平衡
= 圧力差と重力の釣り合い
 - 圧力差からの力
= $S (P(r+dr) - P(r)) \sim S dr dP/dr$
 - 重力 = $- S dr G \epsilon(r)/c^2 M(r) / r^2$
- TOV 方程式
= 一般相対論的静水圧平衡
(Tolman-Oppenheimer-Volkoff equation)



$$\frac{dP}{dr} = - G \frac{(\epsilon/c^2 + P/c^2)(M + 4\pi r^3 P/c^2)}{r^2(1 - 2GM/rc^2)}$$

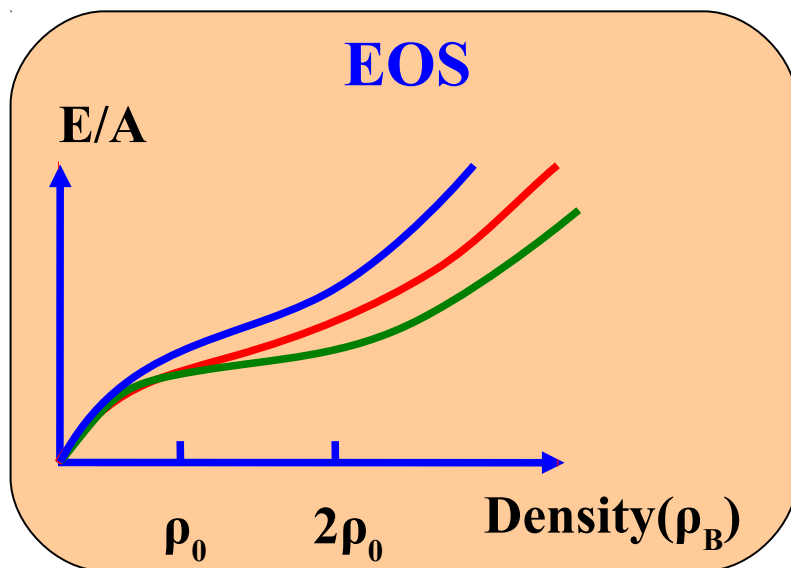
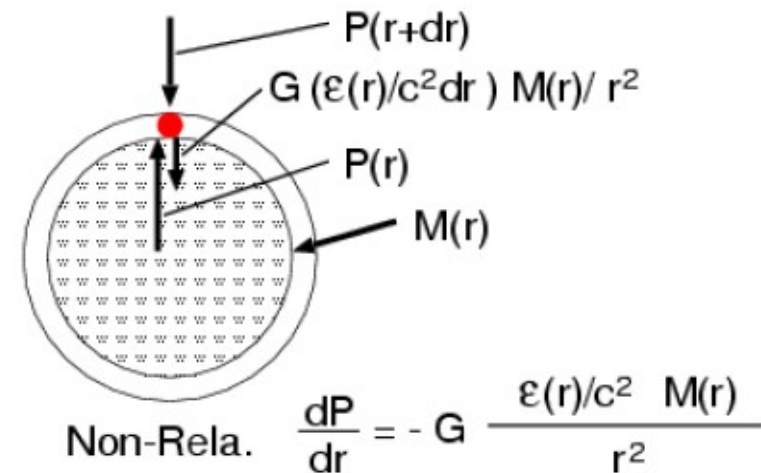
$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \epsilon/c^2, \quad P = P(\epsilon) \quad (\text{EOS})$$

質量 - 半径曲線と状態方程式

TOV equation

$$\frac{dP}{dr} = -G \frac{(\epsilon/c^2 + P/c^2)(M + 4\pi r^3 P/c^2)}{r^2(1 - 2GM/rc^2)}$$

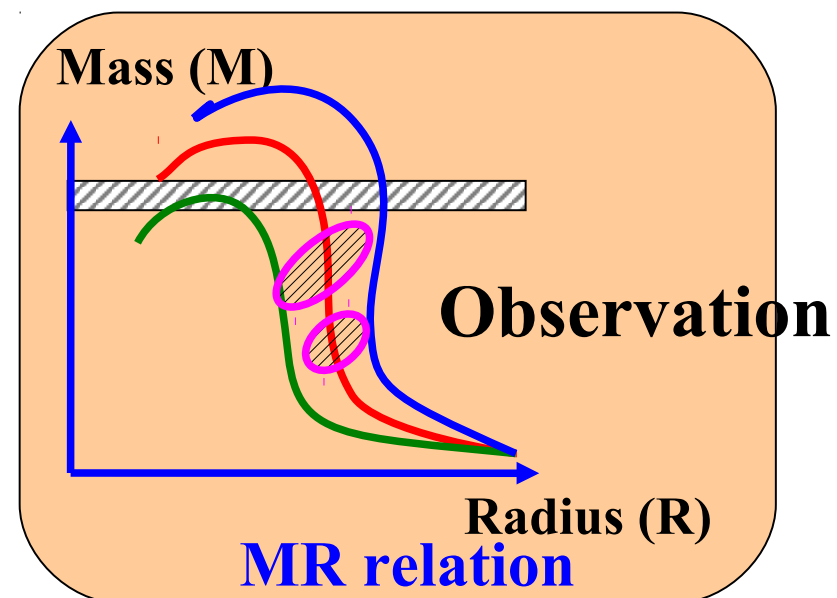
$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \epsilon/c^2, \quad P = P(\epsilon) \quad (\text{EOS})$$



prediction

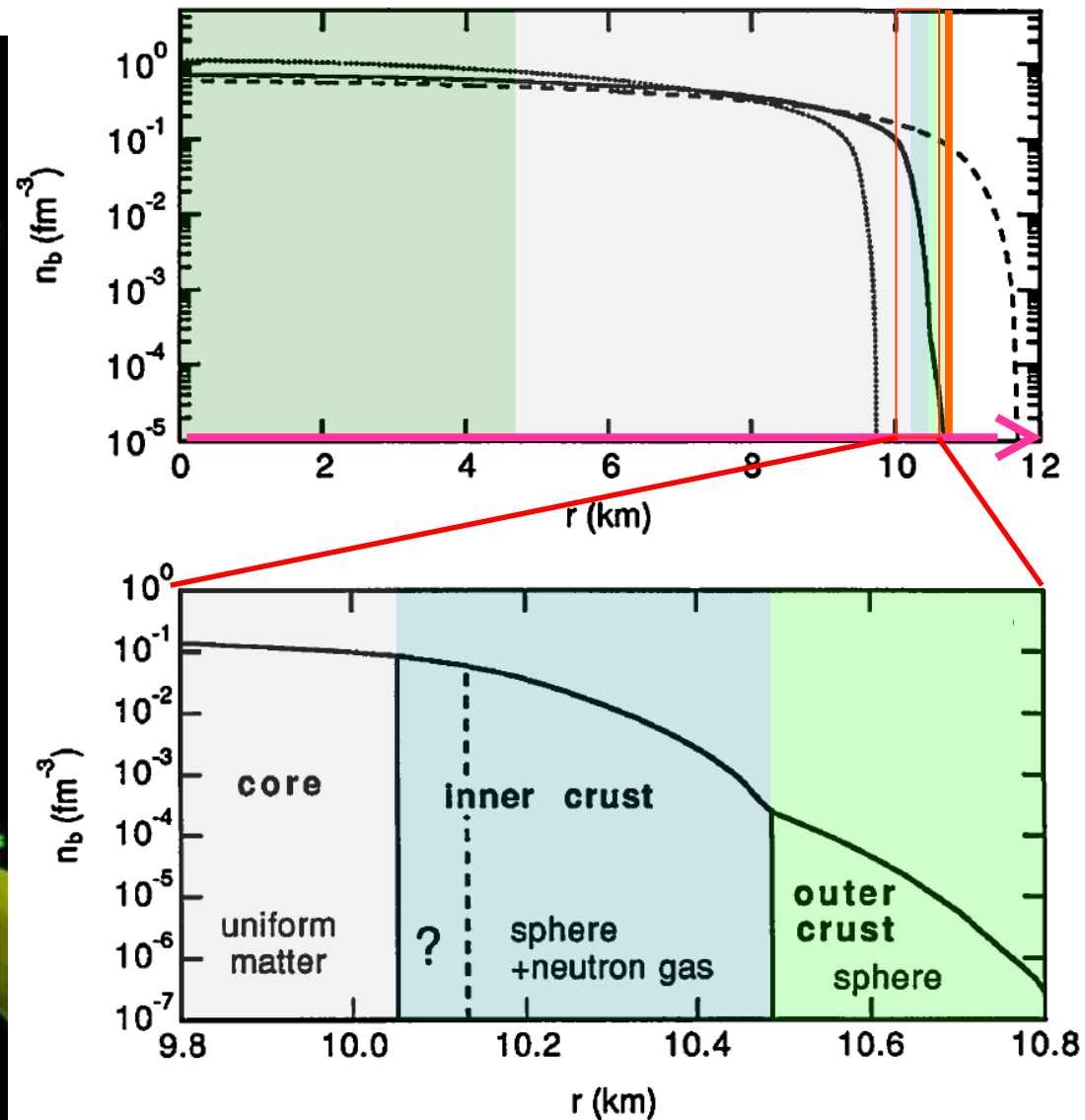
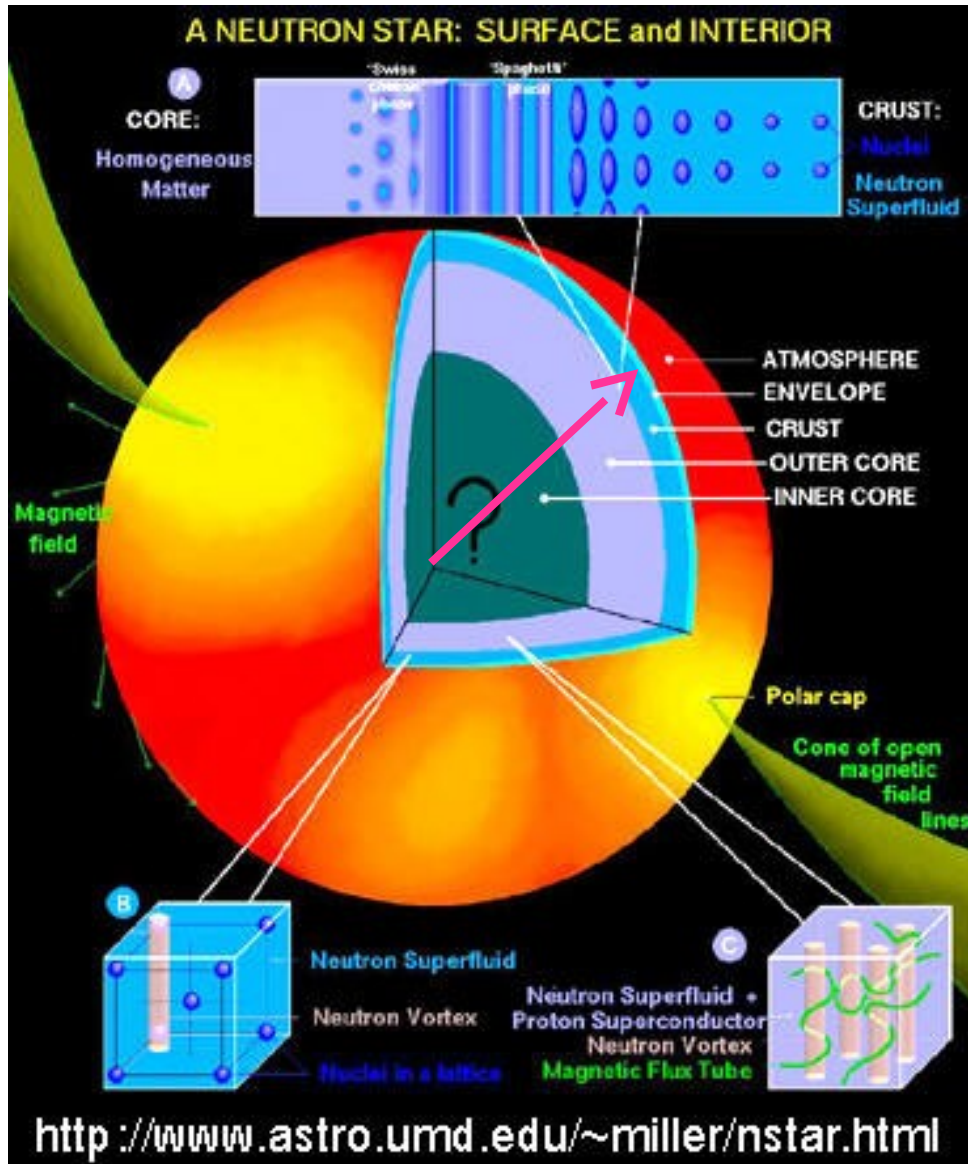


Judge



Neutron Star Structure

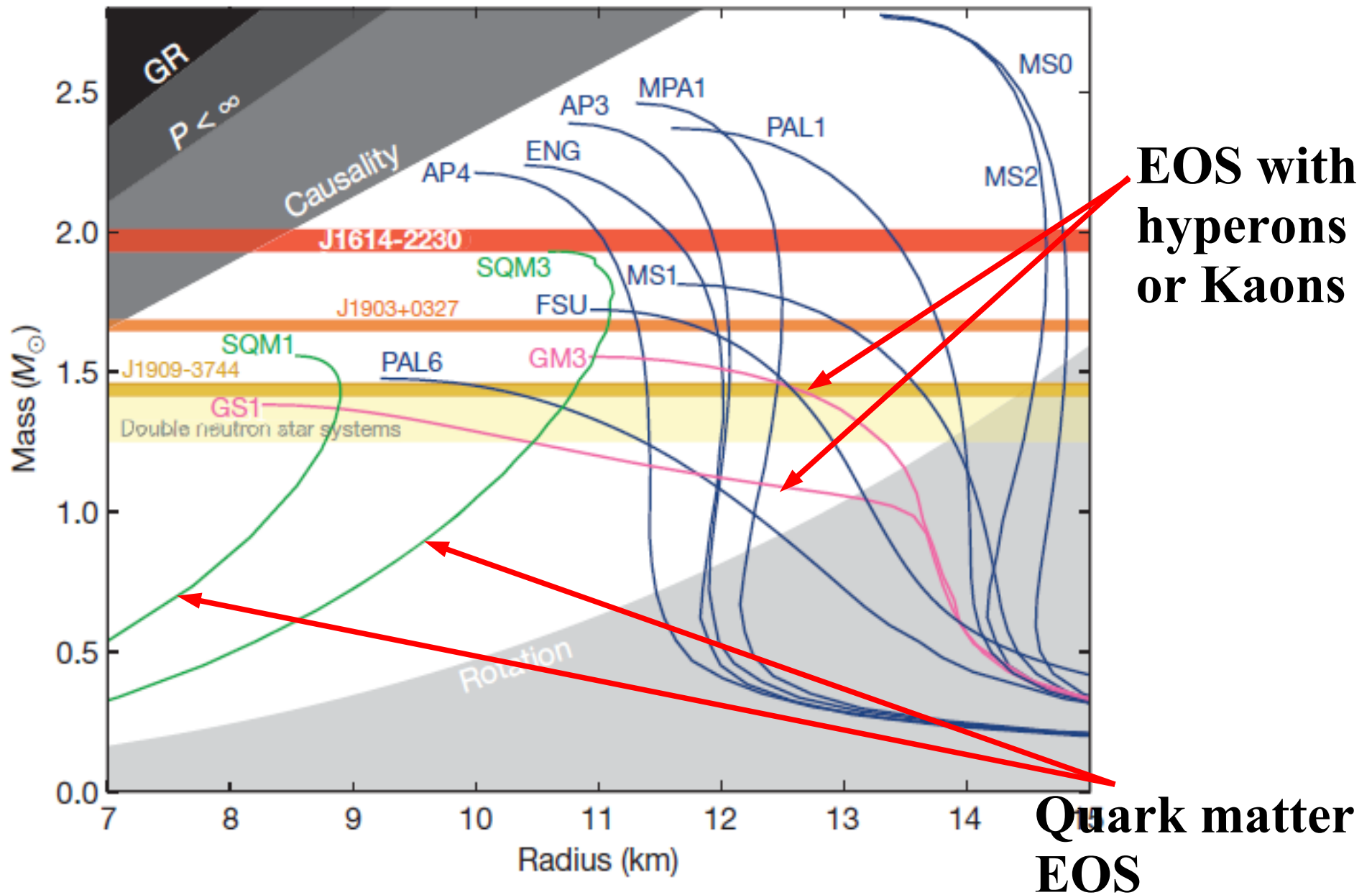
■ Dense core + Thin Crust



by Nakazato

Hyperon Puzzle

Demorest et al., Nature 467 (2010) 1081 (Oct.28, 2010).

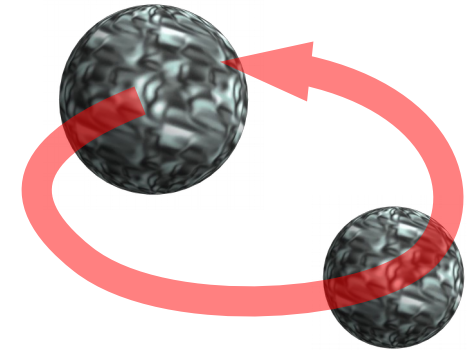
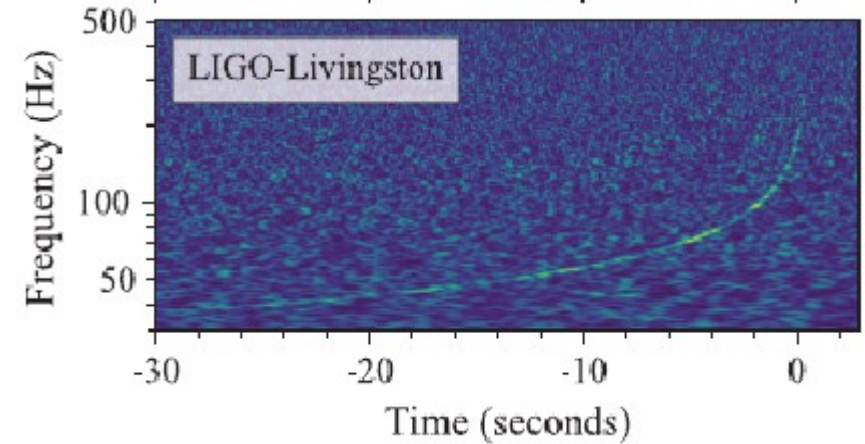


連星中性子星合体

■ GW170817

B. P. Abbott et al. (LIGO and Virgo)
PRL 119, 161101 (2017)

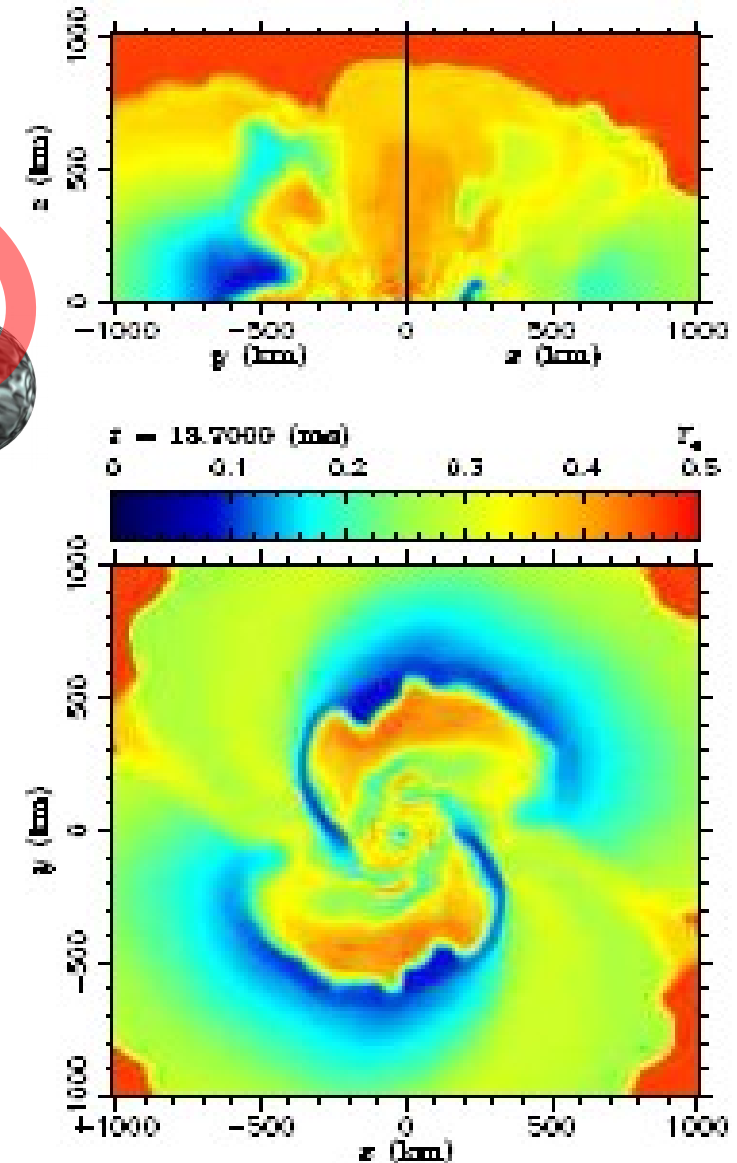
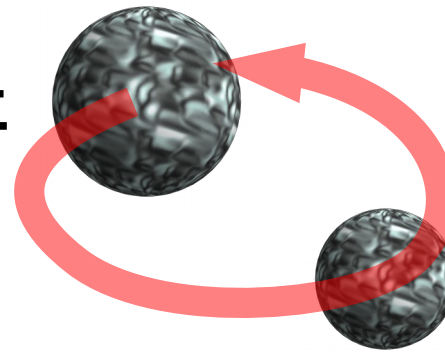
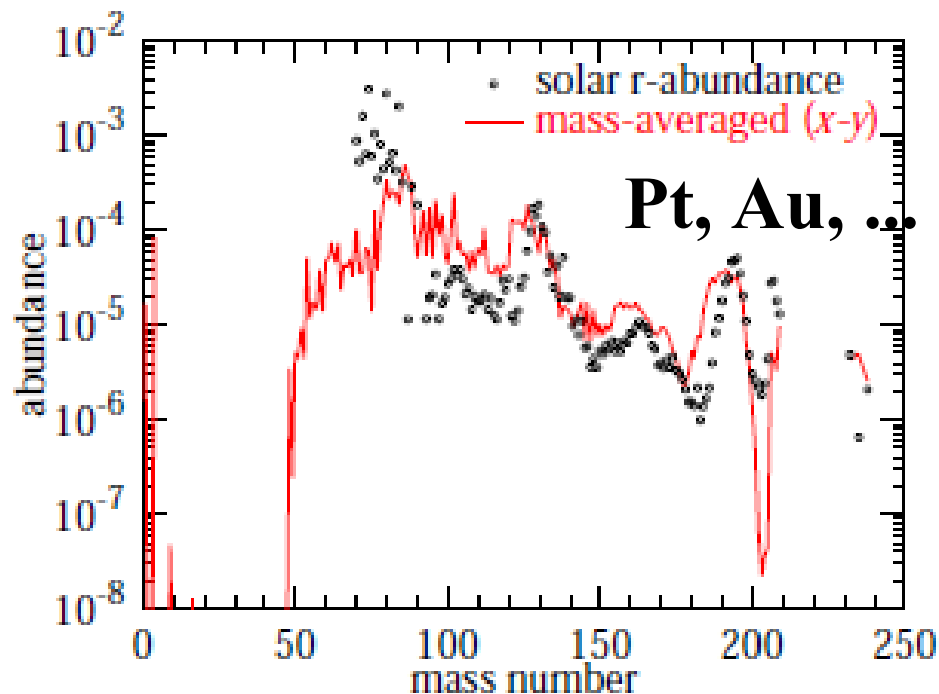
- 質量和 $M = 2.74^{+0.04}_{-0.01} M_{\odot}$
- それぞれの質量 1.17-1.60 $M_{\odot}$
→ 連星中性子星合体
(Binary Neutron Star Merger)
- Gamma Ray Burst (GRB170717A) が
1.7 s 後に起こる。
→ GRB の起源 (の一つ) を特定
- inspiral (徐々に近づいていく段階) における振動数変化を観測
→ 中性子星半径を制限
- 放出された物質の速度から中性子星の最大質量を制限
M. Shibata et al., 1710.07579
 $M_{\max} = (2.15-2.25) M_{\odot}$



連星中性子星合体と元素合成

■ 元素合成の新しい可能性

- 連星中性子星合体
→ 電子 / バリオン比 (Y_e) に
大きな広がり
- 小さな $Y_e \rightarrow r$ 過程ピーク
大きな $Y_e \rightarrow A < 130$
- 太陽系の元素組成をほぼ説明



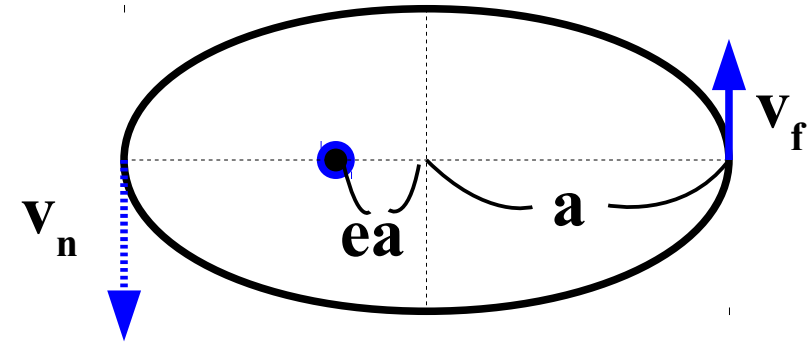
Wanajo, Sekiguchi, Nishimura, Kiuchi,
Kyutoku, Shibata *ApJ* 789 ('14) L39

中性子星の質量と半径

Neutron Star Observables: Mass (1)

■ Please remember Kepler motion basics

- major axis= a , eccentricity= e ,
reduced mass= m , total mass= M



$$\frac{E}{m} = \frac{1}{2} v_f^2 - \frac{GM}{a(1+e)} = \frac{1}{2} v_n^2 - \frac{GM}{a(1-e)}$$

$$L = m v_f a(1+e) = m v_n a(1-e)$$

$$\rightarrow v_f^2 = \frac{GM}{a} \frac{1-e}{1+e}, \quad L = 2m \frac{dS}{dt} = m \sqrt{GMa(1-e^2)}$$

$$\rightarrow P = \frac{S}{dS/dt} = 2\pi a^2 \sqrt{1-e^2} / \sqrt{GMa(1-e^2)}$$

Neutron Star Observables: Mass (2)

■ Binary stars

- inclination angle = i
- Doppler shift (Pulse timing change) is given by the radial velocity (視線速度)

$$K = v \sin i$$

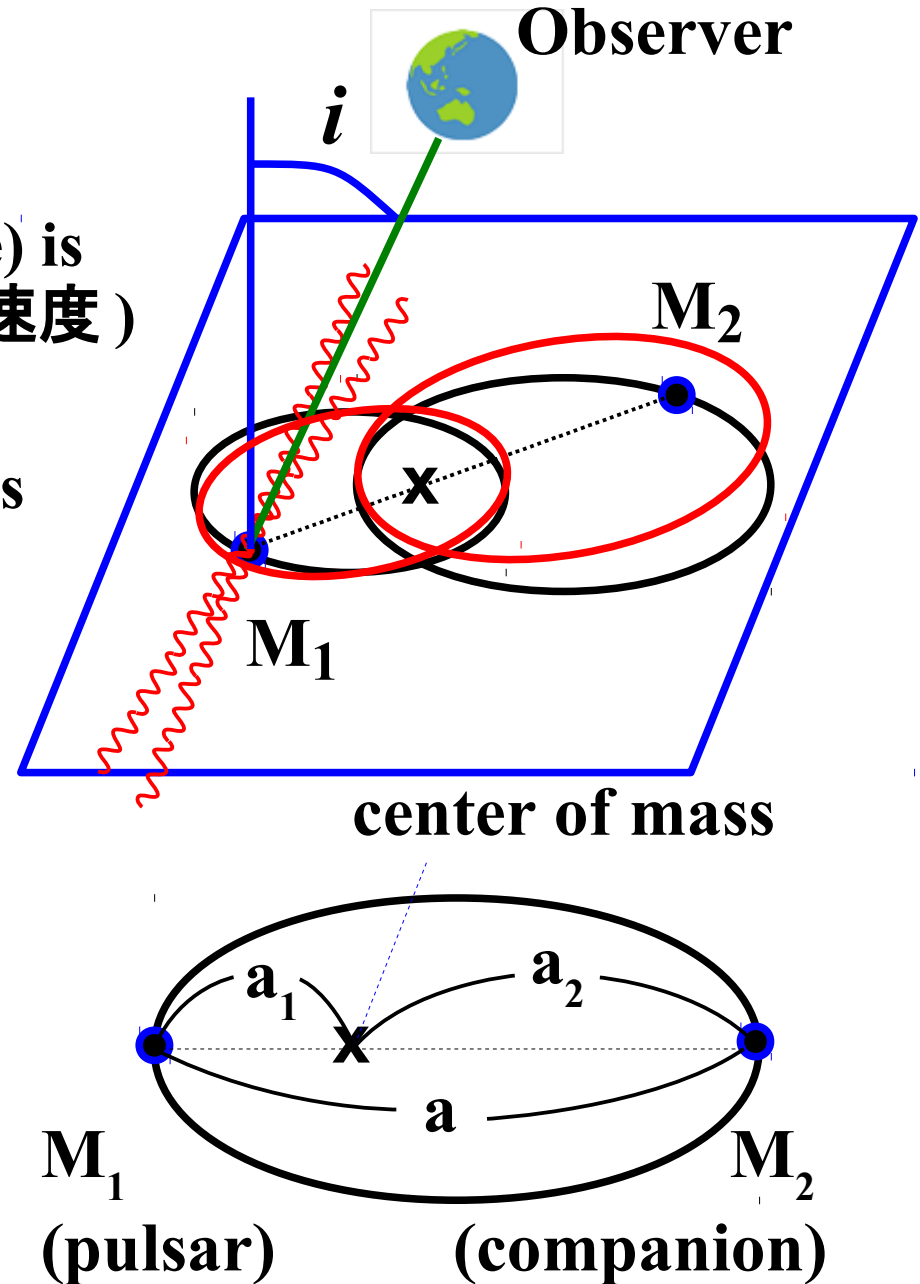
- Radial velocity $\rightarrow$ orbit parameters
- Mass function (observable)

$$f \equiv \frac{(M_2 \sin i)^3}{M^2} = \frac{4\pi^2 (a_1 \sin i)^3}{G} P^2$$

$$= \frac{K^3 P (1 - e^2)^{3/2}}{2\pi G}$$

($K = v \sin i$, $M = M_1 + M_2$)

- and GR effects ...



Hulse-Taylor Pulsar (PSR 1913+16)

- Precisely (and firstly) measured neutron star binary (1993 Nobel prize to Hulse & Taylor)
- Radial velocity $\rightarrow$ P, e, K $\rightarrow$ Mass function

TABLE 2

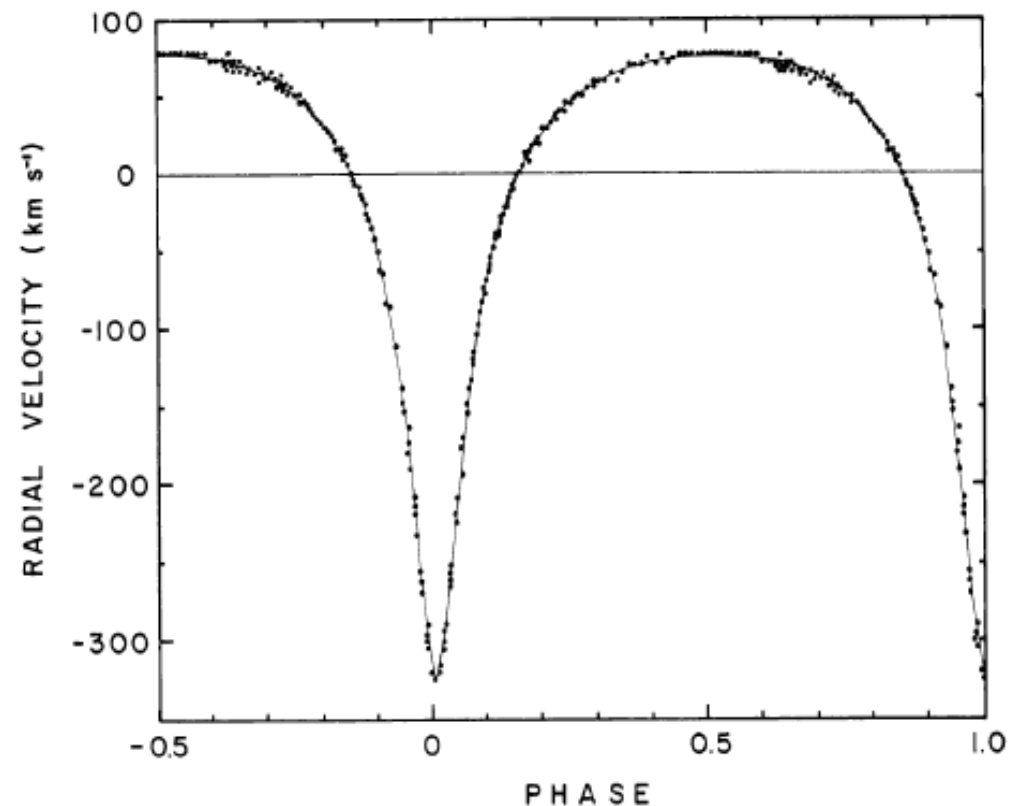
ELEMENTS OF THE ORBIT

$K_1 = 199 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$
$P_b = 27908 \pm 7 \text{ s}$
$e = 0.615 \pm 0.010$
$\omega = 179^\circ \pm 1^\circ$
$T = \text{JD } 2,442,321.433 \pm 0.002$
$a_1 \sin i = 1.00 \pm 0.02 R_\odot$
$f(m) = 0.13 \pm 0.01 M_\odot$



1993 Nobel Prize

HULSE AND TAYLOR



Hulse-Taylor ('75)

More on Hulse-Taylor Pulsar (PSR 1913+16)

■ General Relativistic Effects

● Perihelion shift (近日点移動)

$$\dot{\omega} = 3 \left(\frac{2\pi}{P} \right)^{5/3} \frac{(GM)^{2/3}}{(1 - e^2)c^2}$$

● Einstein delay

$$\Delta_E = \gamma \sin u$$

(u = eccentric anomaly)

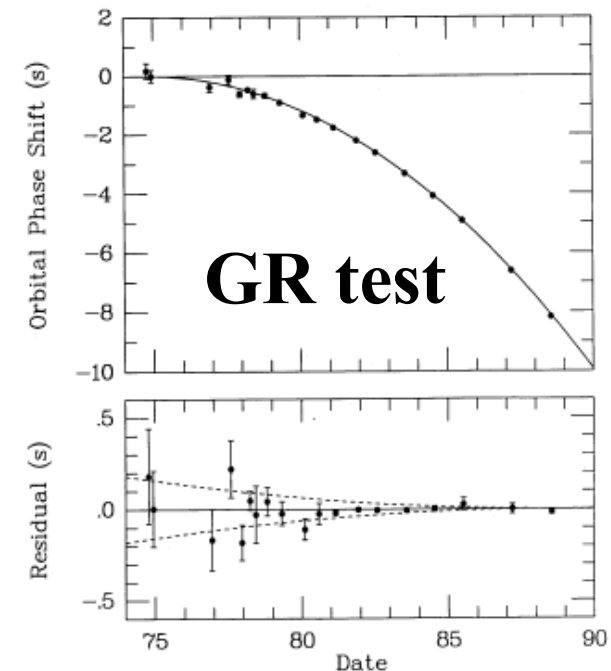
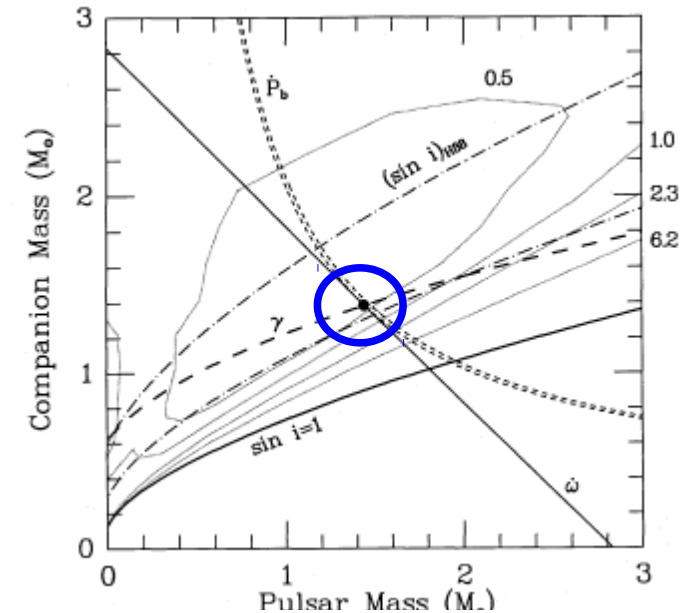
$$\gamma = \frac{eP_b G m_2 (m_1 + 2m_2)}{2\pi c^2 a_R M} \quad \frac{a_R^3}{P_b^2} = \frac{GM}{4\pi^2} \left[1 + \left(\frac{m_1 m_2}{M^2} - 9 \right) \frac{GM}{2a_R c^2} \right]^2$$

● Two observable

→ Precise measurement of m_1 and m_2 .

$$m_1 = 1.442 \pm 0.003 M_\odot$$

$$m_2 = 1.386 \pm 0.003 M_\odot$$



Taylor, Weisenberg ('89)

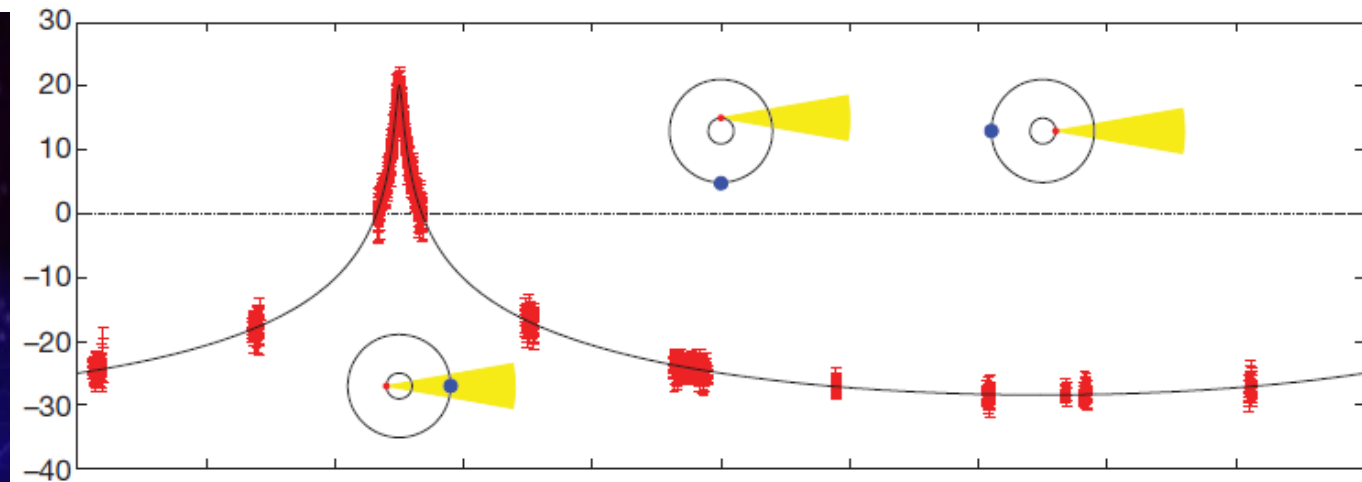
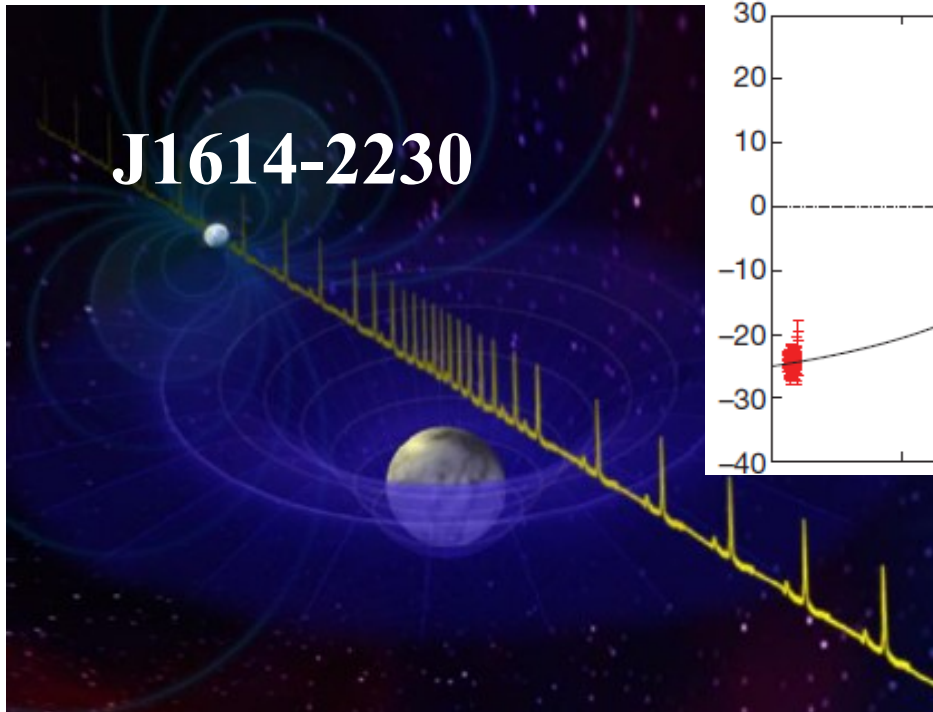
Massive Neutron Star

■ General Relativity Effects on Time Delay

- Einstein delay : varying grav. red shift
- Shapiro delay : companion's grav. field

■ A massive neutron star (J1614-2230)

- $M = 1.97 \pm 0.04 M_{\odot}$ is obtained using the Shapiro delay
Demorest et al. (2010)



$$\Delta_S = -2m \left[\ln \frac{r}{a} + \ln (1 - \sin i \sin \phi) \right]$$

Demorest et al., Nature 467 (2010) 1081.

Neutron Star Masses

- NS masses in NS binaries can be measured precisely by using some of GR effects.

- Perihelion shift+Einstein delay
→ $M = 1.442 \pm 0.003 M_{\odot}$

(Hulse-Taylor pulsar)

Taylor, Weisenberg ('89)

- Shapiro delay
→ $M = 1.97 \pm 0.04 M_{\odot}$

Demorest et al. ('10)

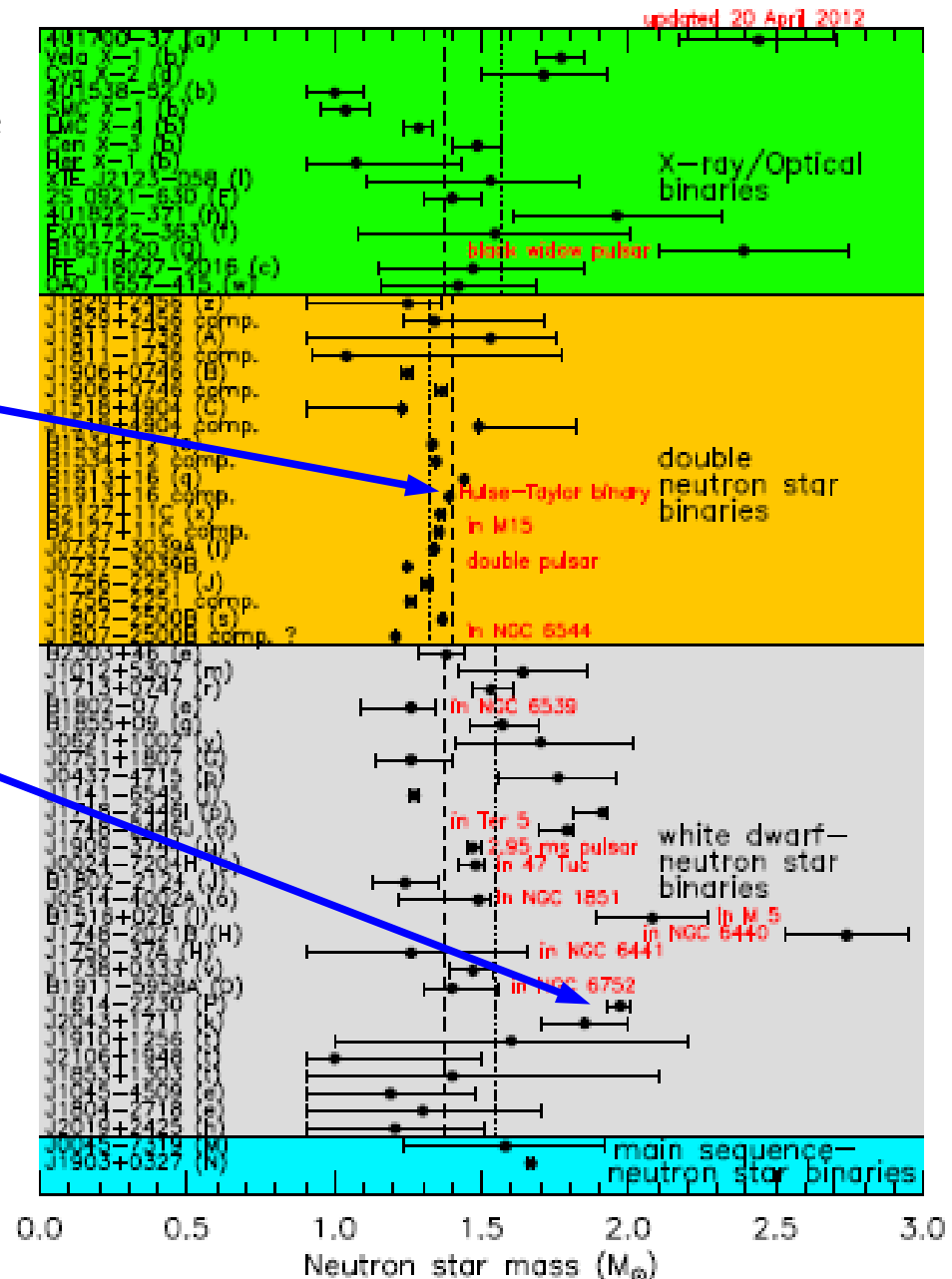
- Another obs.: $M = 2.01 \pm 0.04 M_{\odot}$

Antoniadis et al. ('13)

Neutron Star Mass

$$M = (1-2) M_{\odot}$$

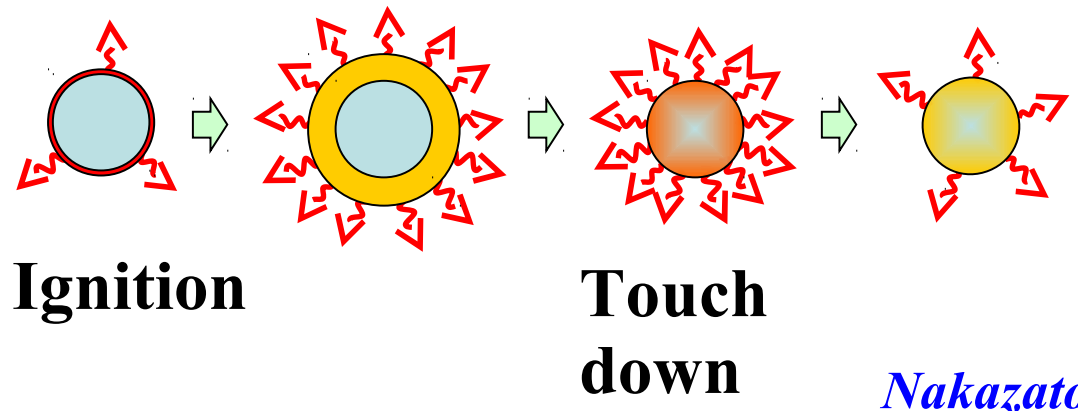
Canonical value = $1.4 M_{\odot}$



Lattimer (2013)

Neutron Star Radius

- How can we measure 10 km radius of a star with 10-100 thousands light year distance from us ?
 - Size of galaxy $\sim 3 \times 10^{14}$ km (~ 10 kpc $\sim 3 \times 10^4$ light year)
→ Model analysis is necessary !
- X-ray burster
 - Mass accretion from companion occasionally induces explosive hydrogen / helium burning.
 - High temperature → NS becomes bright !
 - Three methods to measure NS radius



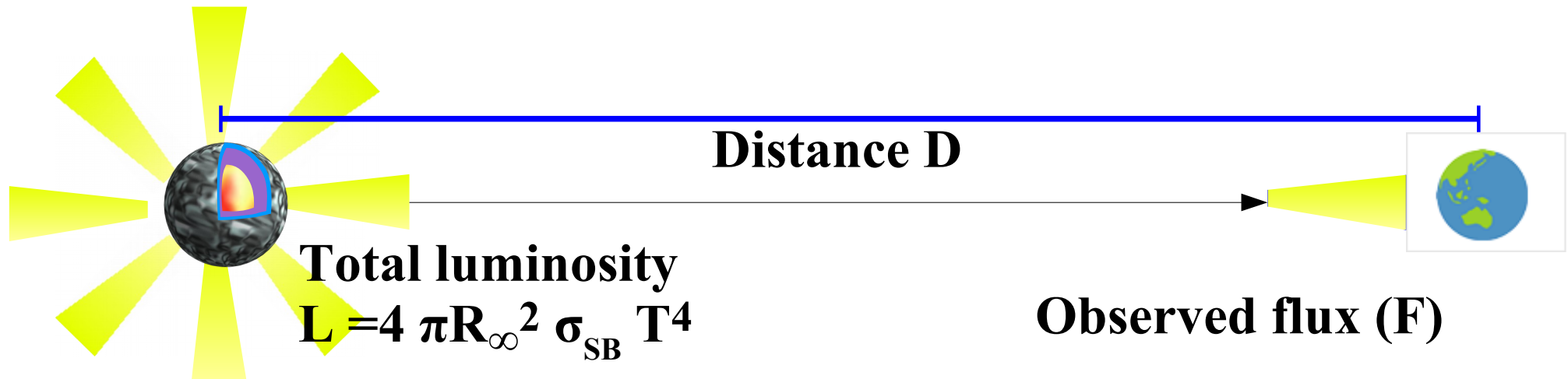
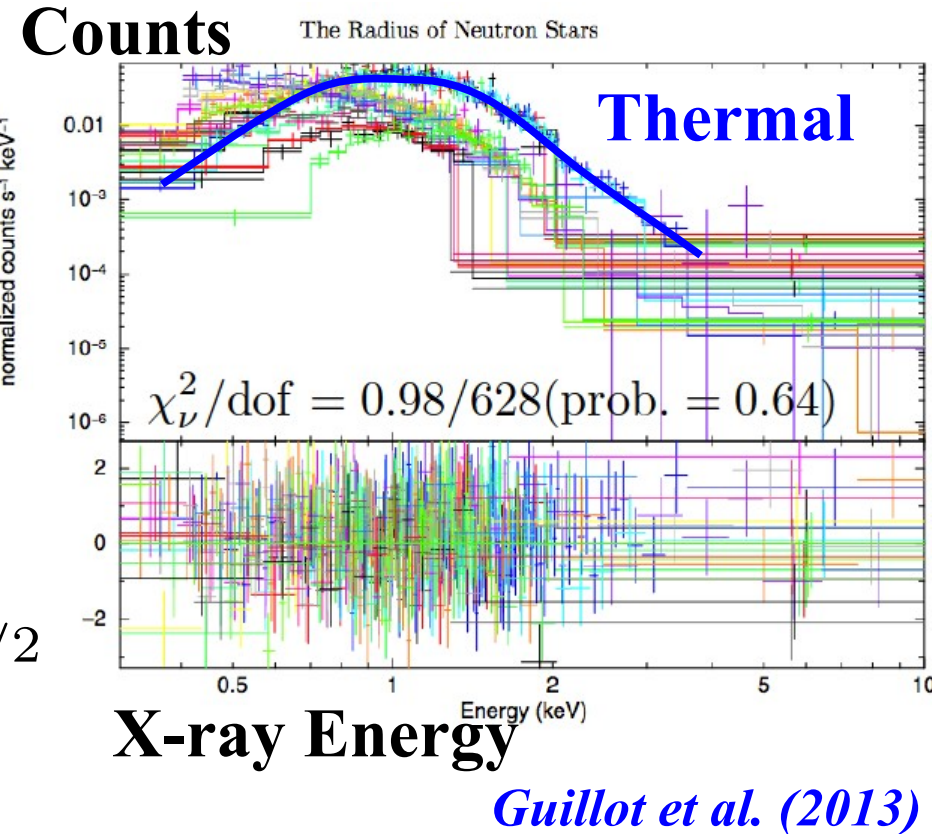
NS Radius Measurement (1)

■ Surface emission

- Stefan-Boltzmann law is assumed
→ NS radius is obtained
from Flux, Temperature,
and Distance measurement.

$$L = 4\pi R_{\infty}^2 \sigma_{\text{SB}} T^4, \quad F = \frac{L}{4\pi D^2}$$

$$\rightarrow R = \sqrt{\frac{F D^2}{\sigma_{\text{SB}} T^4} \left(1 - \frac{2GM}{Rc^2}\right)^{-1/2}}$$



NS Radius Measurement (2)

Eddington Limit

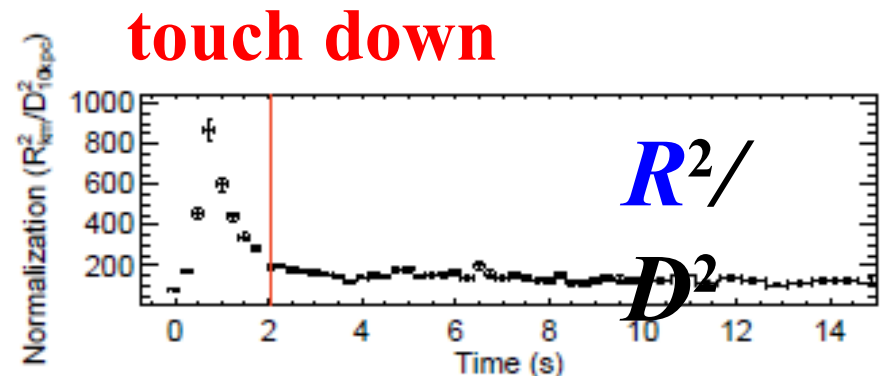
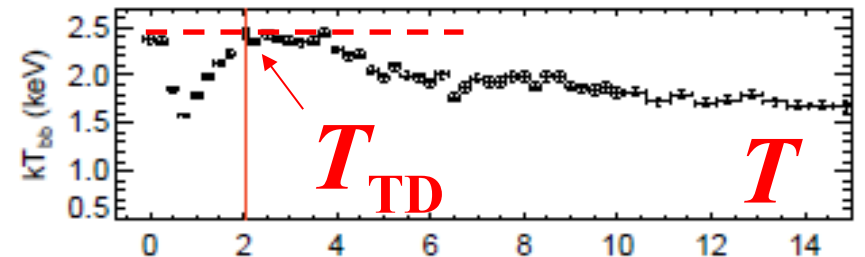
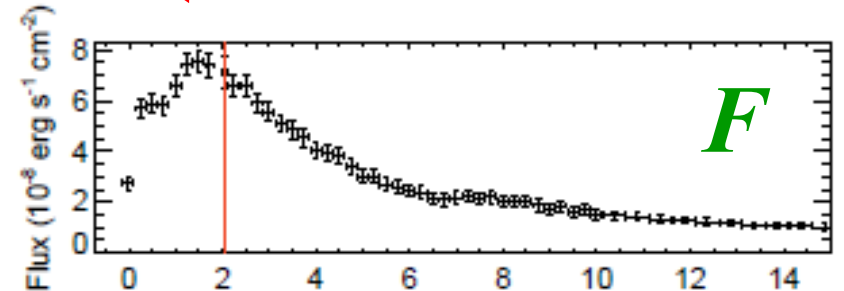
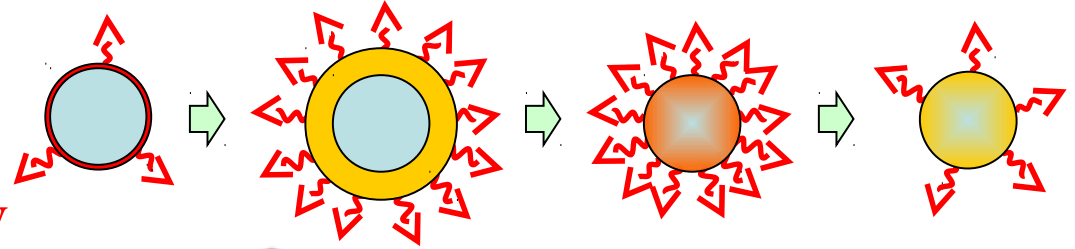
- Eddington Limit
radiation pressure = gravity

$$\frac{4\pi r^2 \sigma_{\text{SB}} T^4}{4\pi r^2 c} \cdot N_e \cdot \sigma_{\text{T}}$$

$$= \frac{GM}{r^2} \cdot N_N \cdot m_N$$

$$\rightarrow R_\infty^2 = \frac{2GMcm_N}{\sigma_{\text{T}}\sigma_{\text{SB}}T^4} \frac{N_N}{N_e}$$

- Eddington limit is assumed to be achieved at “touch down”.
- Electron-nucleon ratio
 $N_e/N_N = (1+X)/2$
 (X=1 for hydrogen atmosphere
 X=0 for light elements)



Guver et al., ApJ 747 (2012) 47

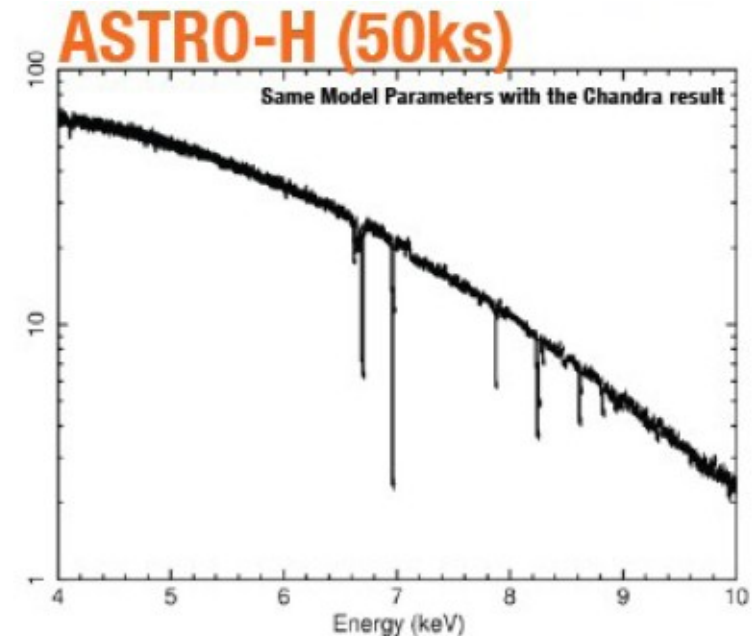
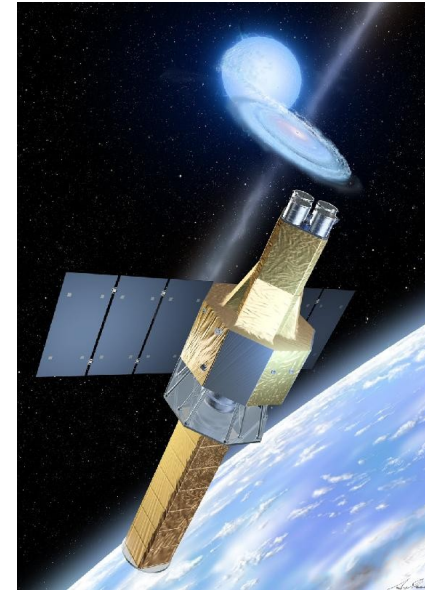
NS Radius Measurement (3)

■ Red Shift

- Neutron Star surface is expected to contain Irons.
- Absorption lines should be red shifted.
→ Almost direct observation of M/R.

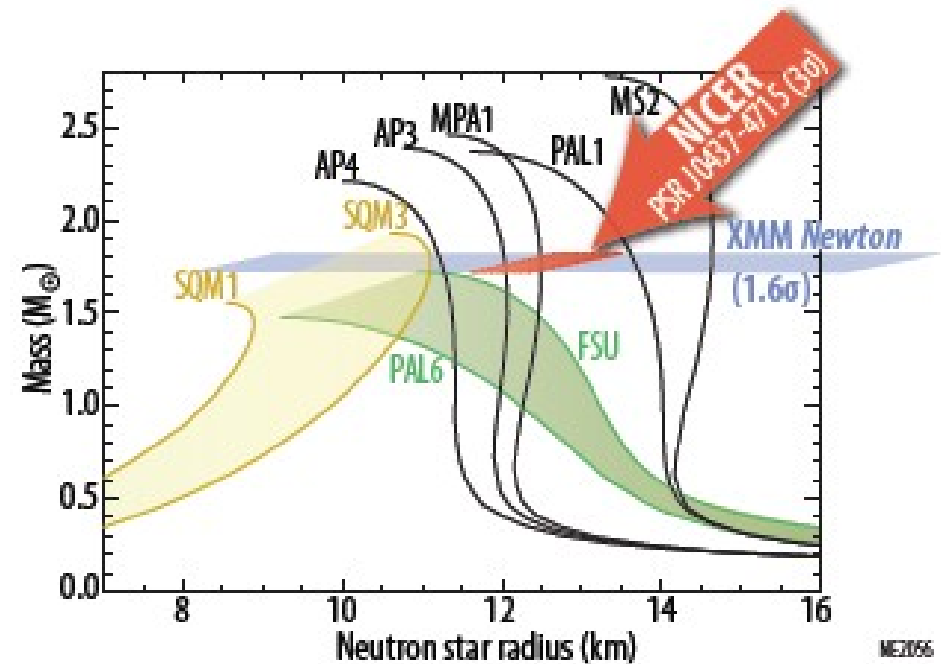
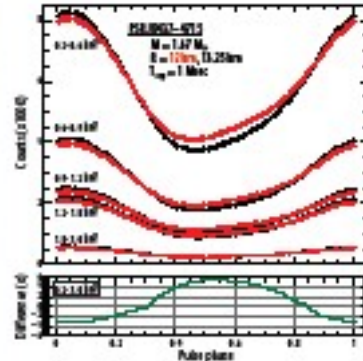
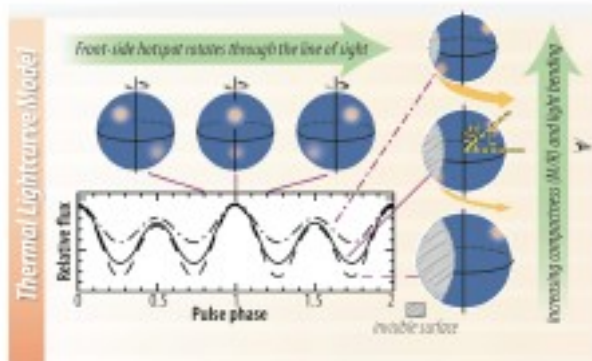
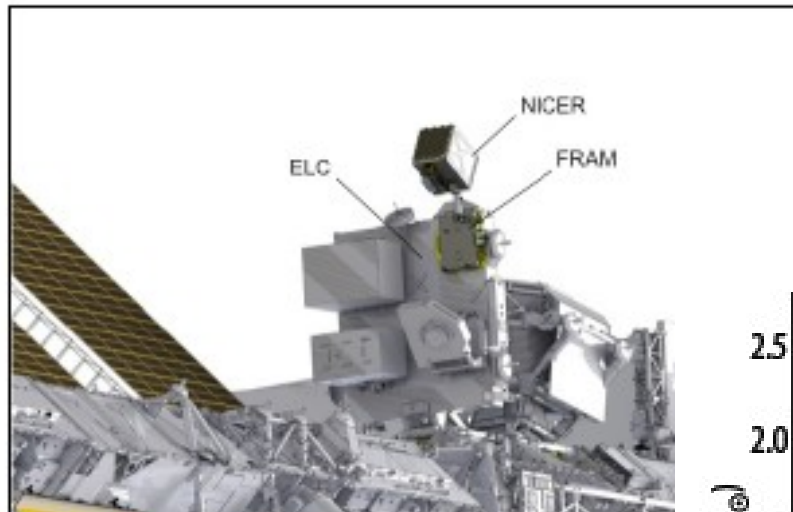
$$E_{\text{obs}} = E_{\text{surf}} \sqrt{1 - \frac{2GM}{Rc^2}}$$

- ASTRO-H will measure Iron absorption line from NS, and determine M/R with 1 % accuracy !
- But Hitomi (ASTRO-H) stopped its operation



ASTRO-H simulation

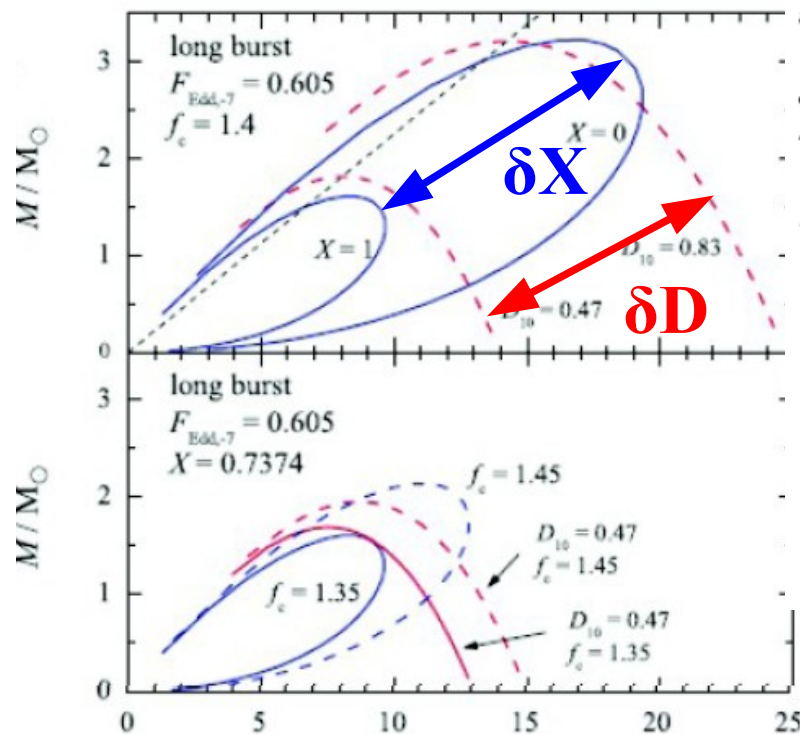
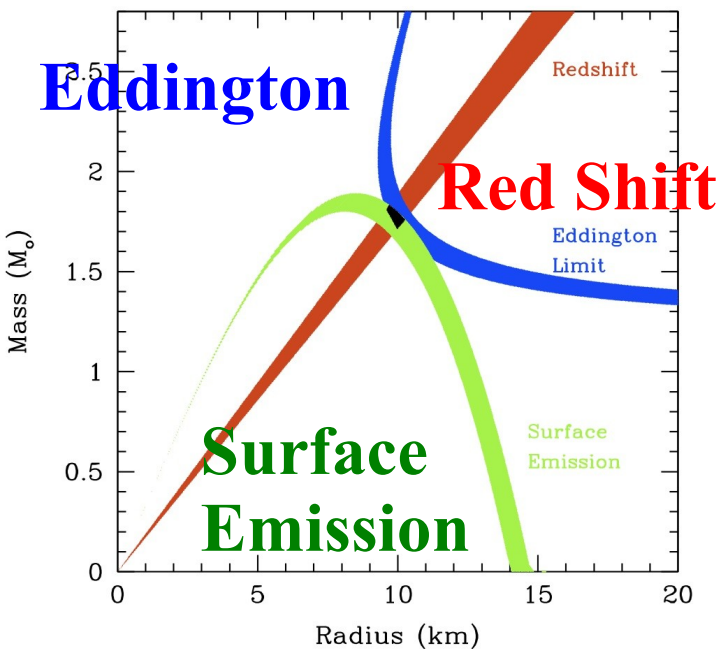
- Neutron Star Interior Composition ExploreR (NICER)
- 国際宇宙ステーションに載せる中性子星観測器
- hot spot の回転から、質量と半径を同時に決定
- 2017 年に観測開始。2019 年初頭にデータ発表予定



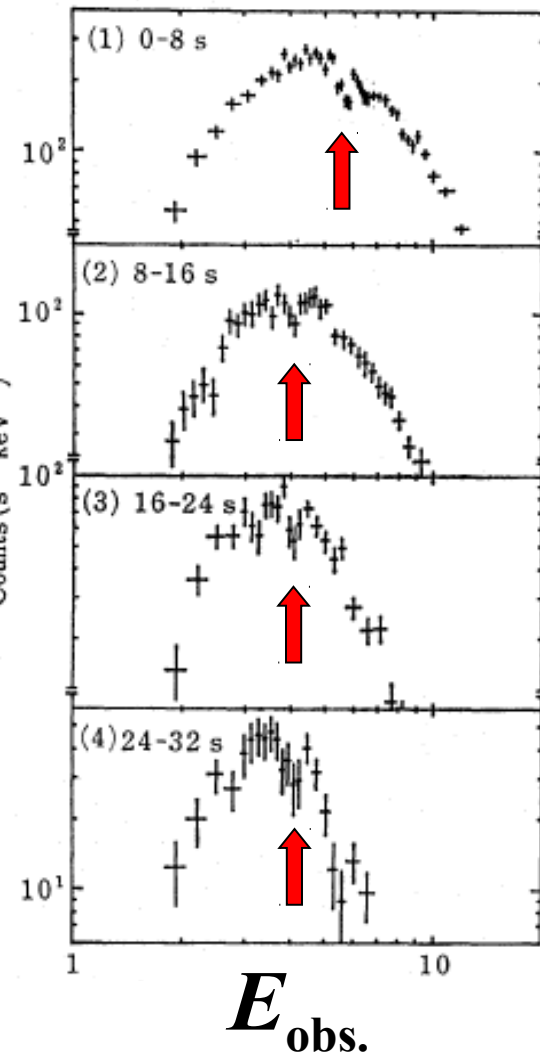
ME2056

Neutron Star Radius

- Do three methods give consistent (M, R) ?
 - Surface emission & Eddington limit have large error bars from Distance & Composition uncertainty.
 - Red shift of discrete lines have not been observed unambiguously.



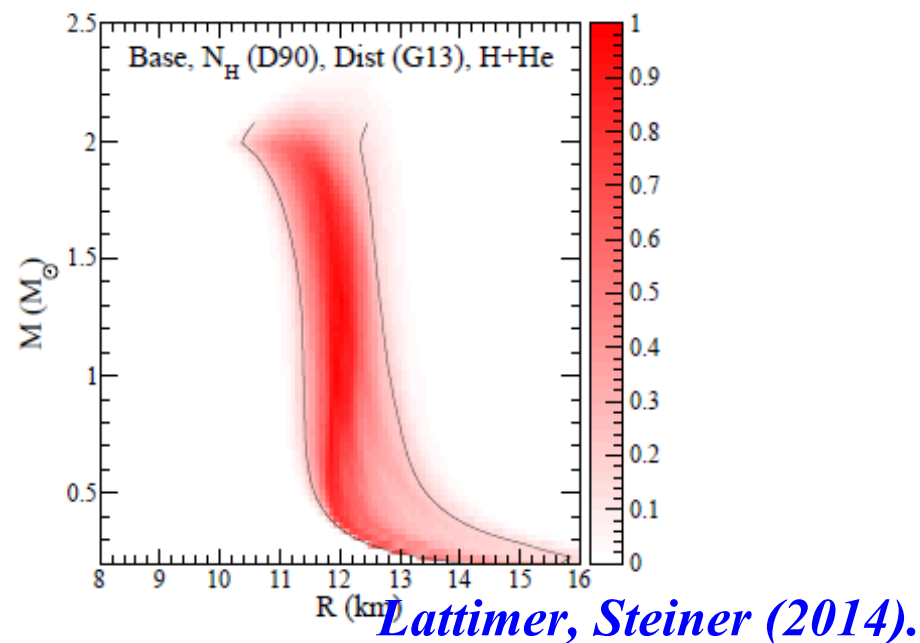
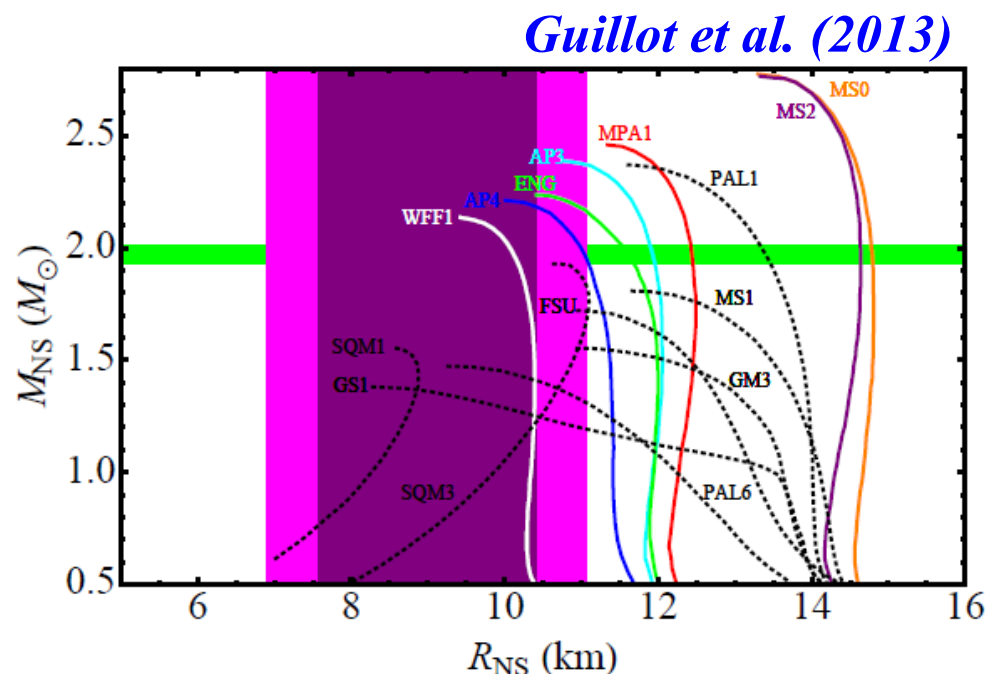
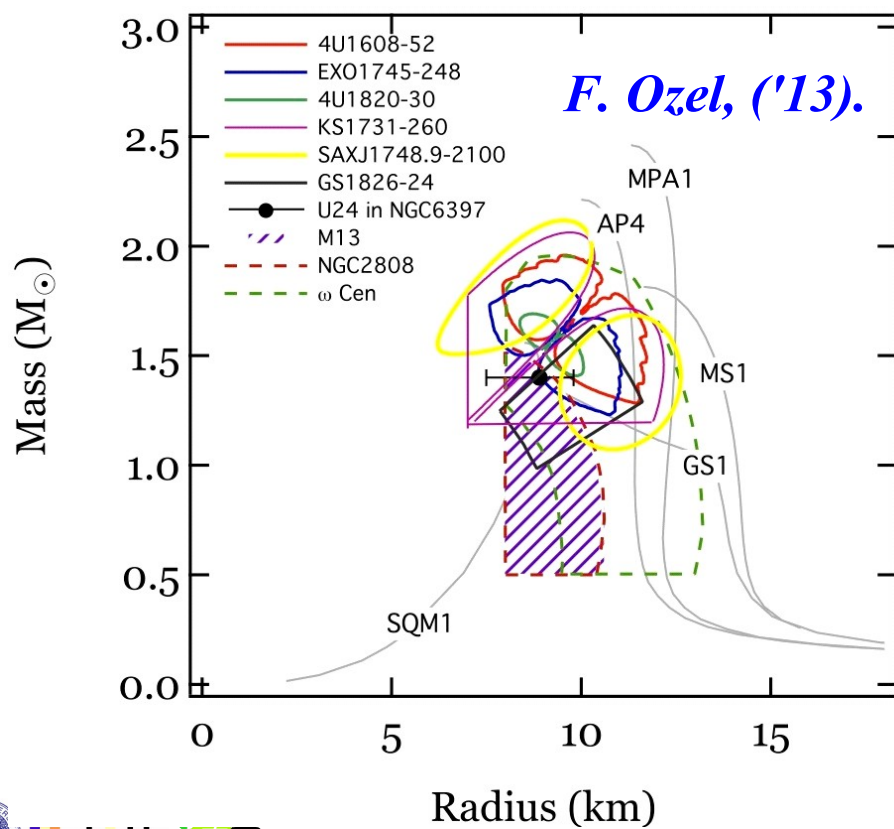
4U 1724-307, Suleimanov et al.,
ApJ742('11),122



Waki et al.,
PASJ36('84)819

Compact NS puzzle

- Some analyses suggest smaller R_{NS} than nucl. phys. predictions.
- Some make objections.
Suleimanov+, $R_{1.4} > 13.9$ km
Lattimer+, $R_{1.4} = 12 \pm 1.4$ km



連星中性子星合体

■ GW170817

*B. P. Abbott et al. (LIGO and Virgo)
PRL 119, 161101 (2017)*

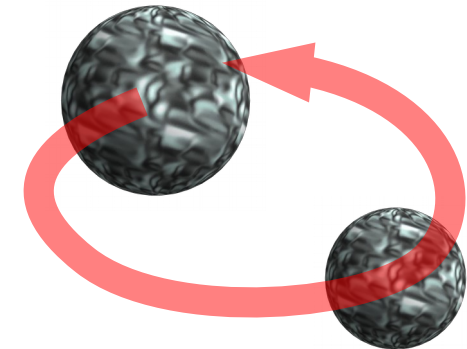
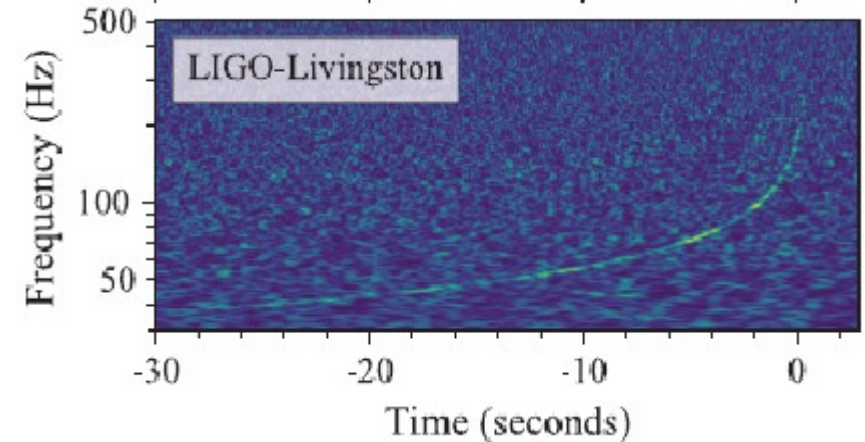
- 質量和 $M = 2.74^{+0.04}_{-0.01} M_{\odot}$
- それぞれの質量 1.17-1.60 $M_{\odot}$
→ 連星中性子星合体
(Binary Neutron Star Merger)
- Gamma Ray Burst (GRB170717A) が
1.7 s 後に起こる。
→ GRB の起源 (の一つ) を特定

- inspiral (徐々に近づいていく段階) における振動数変化を観測
→ 中性子星半径を制限

- 放出された物質の速度から中性子星の最大質量を制限

M. Shibata et al., 1710.07579

$$M_{\max} = (2.15-2.25) M_{\odot}$$



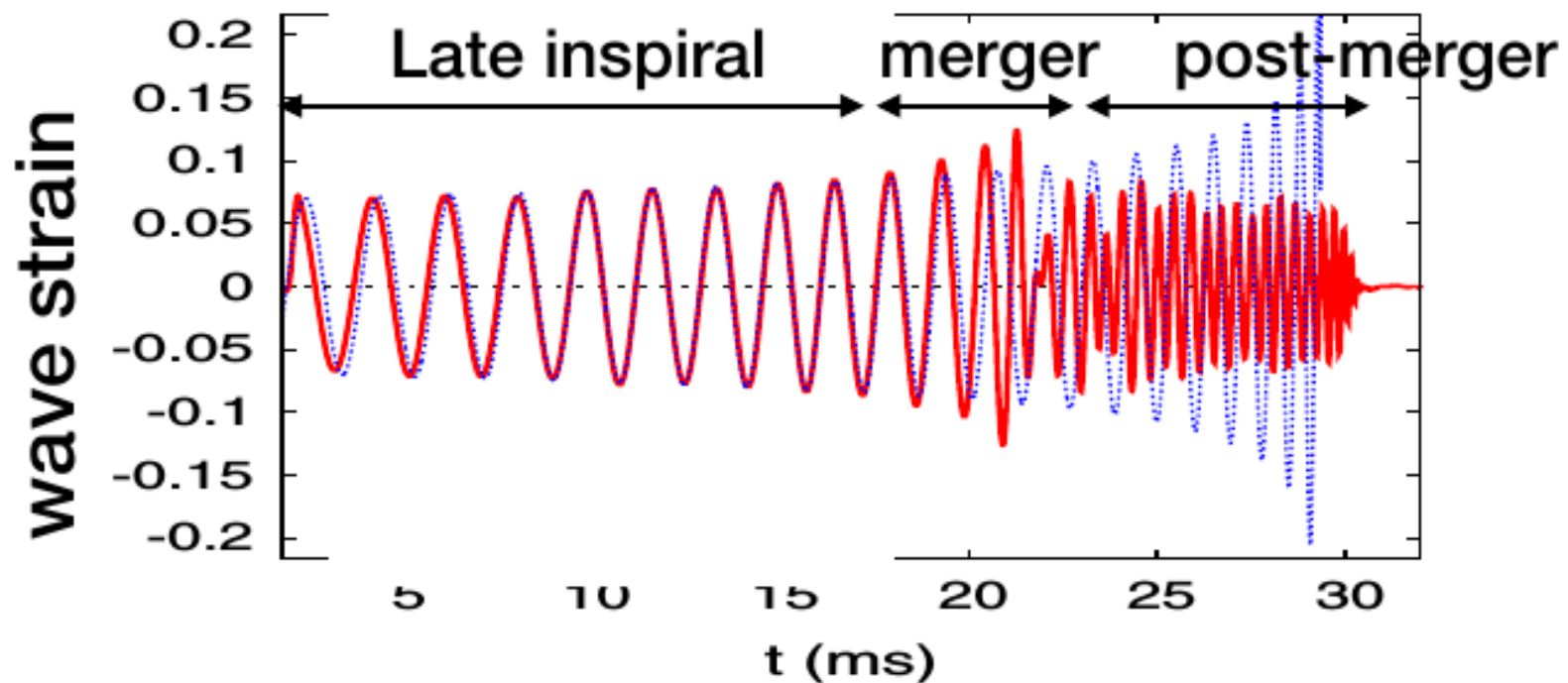
Gravitational Wave in the Inspiral Phase

■ 重力波の波形

- Inspiral, merger, post-merger (hypermassive neutron star)

■ Inspiral phase での重力波の波形

- 質点からの重力波にくらべて、位相が進む
→ Tidal Deformation (潮汐変形) 効果



Hotokezaka

Tidal Deformability (潮汐変形度)

- Tidal deformability λ (無次元化 Λ)
= 潮汐力 E_{ij} に対する変形 Q_{ij} の起こりやすさ

$$Q_{ij} = -\lambda E_{ij}, \quad \lambda = \frac{\Lambda}{G} (GM/c^2)^5 = \frac{\Lambda}{G} (CR)^5$$

$$C = GM/c^2 R \text{ (Compactness)}$$

Inspiral phase での位相の進みは
tidal deformability によって
ほぼ決まる。

- 大きな半径 (硬い EOS)
→ 変形しやすい → 大きな Λ

T.Hinderer, B.D.Lackey, R.N.Lang, J.S.Read,
PRD81 ('10)123016

(A) B.D. Lackey, L.Wade, PRC91('15)043002

(R-A) E. Annala+, PRL120('18)172703

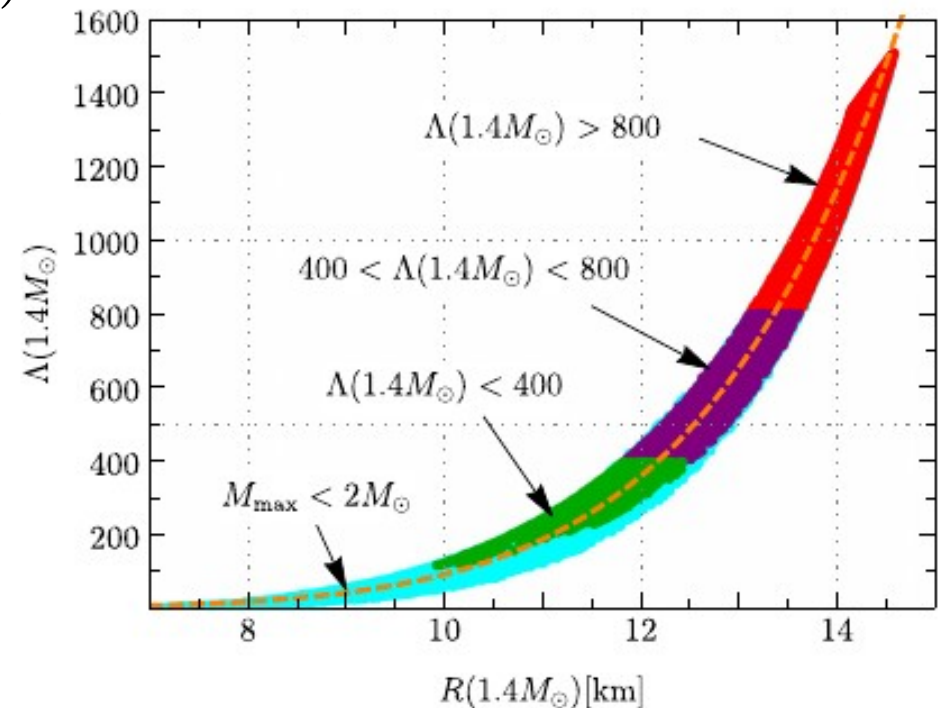


FIG. 2. The Λ values for stars with $M = 1.4 M_\odot$ as functions of the corresponding radius. The color coding follows Fig. 1, while the orange dashed line $\Lambda = 2.88 \times 10^{-6} (R/\text{km})^{7.5}$ has been included just to guide the eye.

Tidal deformability の計算方法

- TOV 方程式とともに次の微分方程式を解き、Love number k_2 を求める。

$$r \frac{dy(r)}{dr} + y(r)^2 + y(r)F(r) + r^2 Q(r) = 0$$

$$F(r) = \frac{r - 4\pi r^3 [\mathcal{E}(r) - P(r)]}{r - 2M(r)}$$

$$Q(r) = \frac{4\pi r \left(5\mathcal{E}(r) + 9P(r) + \frac{\mathcal{E}(r)+P(r)}{\partial P(r)/\partial \mathcal{E}(r)} - \frac{l(l+1)}{4\pi r^2} \right)}{r - 2M(r)} - 4 \left[\frac{M(r) + 4\pi r^3 P(r)}{r^2(1 - 2M(r)/r)} \right]^2$$

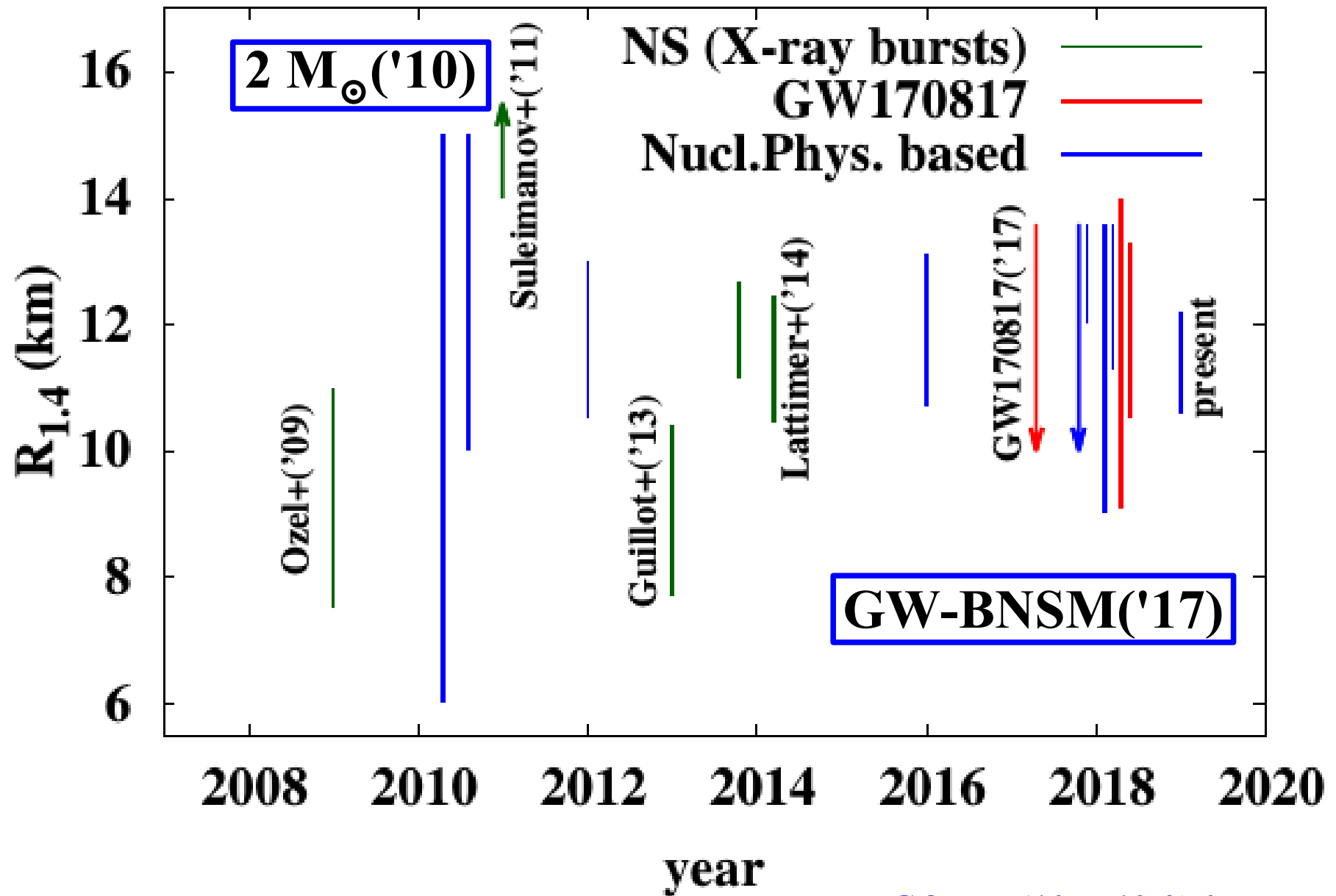
$$k_2 = \frac{8}{5} (1 - 2C)^2 C^5 [2C(y_2 - 1) - y_2 + 2] \left\{ 2C(4(y_2 + 1)C^4 + (6y_2 - 4)C^3 + (26 - 22y_2)C^2 + 3(5y_2 - 8)C - 3y_2 + 6) - 3(1 - 2C)^2 (2C(y_2 - 1) - y_2 + 2) \log \left(\frac{1}{1 - 2C} \right) \right\}^{-1},$$

- Love number k_2 からと Λ の関係は直接的 $\Lambda = \frac{2k_2}{3C^5},$

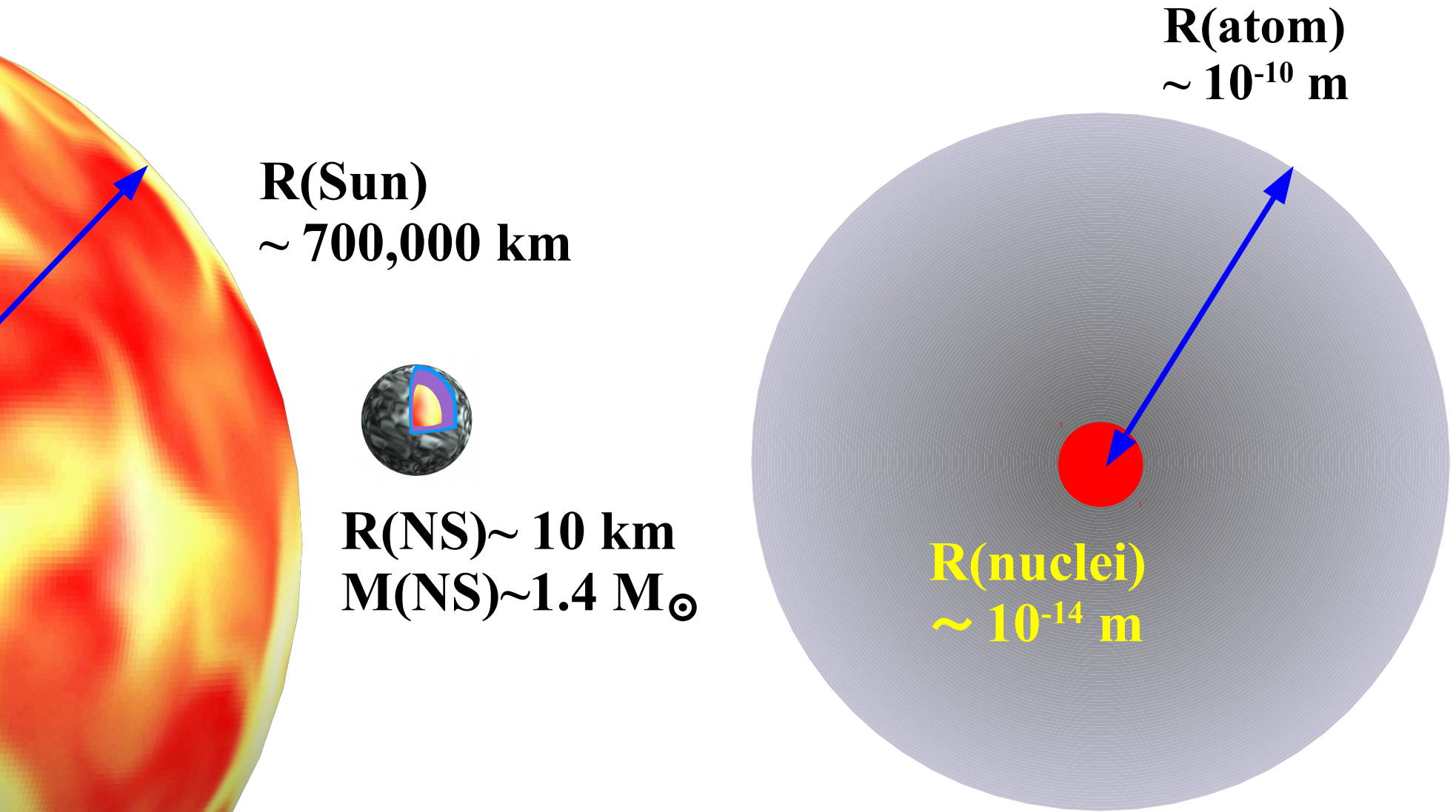
T.Hinderer, B.D.Lackey, R.N.Lang, J.S.Read, PRD81 ('10)123016

具体的な計算方法は *B.Kumar, S.K.Biswal, S.K.Patra, PRC95('17)015801* が分かりやすい

Time dependence of Neutron Star Radius ($R_{1.4}$)



Neutron Star Density



Very High Density !

$$m_N \rho(\text{NS}) \sim (2-7) \times 10^{14} \text{ g / cm}^3 \sim (1-3) m_N \rho_0$$

Neutron Stars are supported by Nuclear Force !

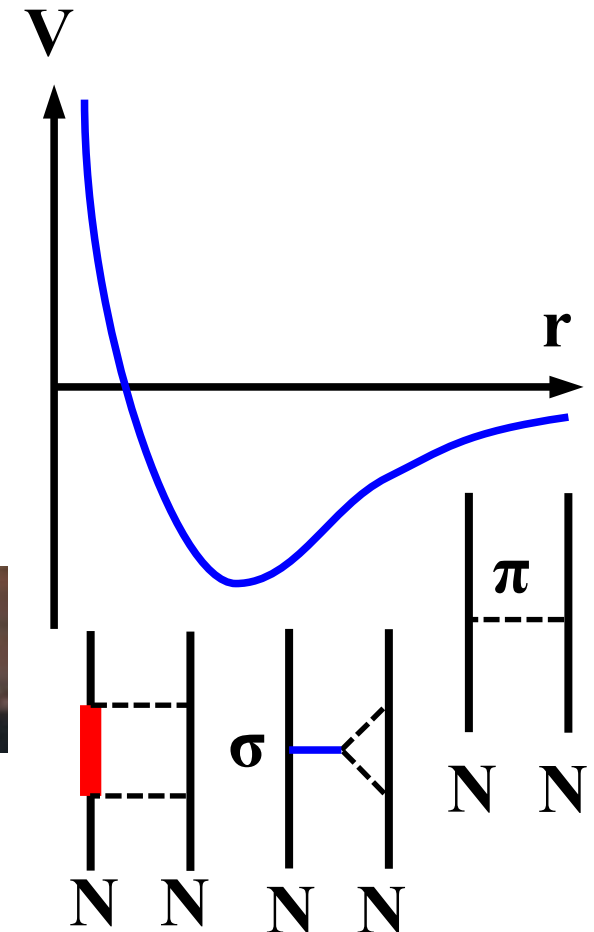
- Average density of NS $\sim (1-3) \rho_0$, Max. density $\sim (5-10) \rho_0$
→ Supported by Nuclear Force
c.f. White Dwarfs are supported by electron pressure.

- Nuclear Force

- Long-range part: π exchange
Yukawa (1935)

- Medium-range attraction:
2 π exchange, σ exchange,
Nambu, Jona-Lasinio (1961)

- Short-range repulsion:
Vector meson exchange,
Pauli blocking btw. quarks
Gluon exchange
*Neudatchin, Smirnov, Tamagaki;
Oka, Yazaki; Aoki, Hatsuda, Ishii*



Lec. 1 のまとめ: 中性子星が関わる物理の広がり

- 高密度物質の状態方程式
 - 核子以外の構成要素が作る安定な物質の実験室
 - 核子以外のハドロンが存在しているか？
 - 高密度での QCD 相転移は起こっているか？
- アイスピン非対称物質の状態方程式
 - 対称エネルギー = 中性子物質と対称物質のエネルギー差
→ 中性子過剰核実験と天体観測を結ぶ！
 - 核密度を越える領域でのバリオン超流動 → 中性子星冷却過程
 - 冷却原子でシミュレートされるユニタリー気体がほぼ実現
- コンパクト星の天体物理学
 - 内側の構造は未解明
→ 質量・半径・温度・磁場などの測定による解明を待つ！
 - 連星中性子星合体は有望な重力波源・元素合成 site