

宇宙物理学特論

恒星内部の核融合反応と恒星の分類

宇宙には無数の星 ⇒ 物理的にどんな性質があり、どんな違いがあるのか？



星の前に、星になる前の話

星の前に、星になる前の話 ⇒ 星形成

星はどこでどうやって生まれるの？ ⇒ 冷たく密度の高いガスの中で重力崩壊

冷たい分子雲

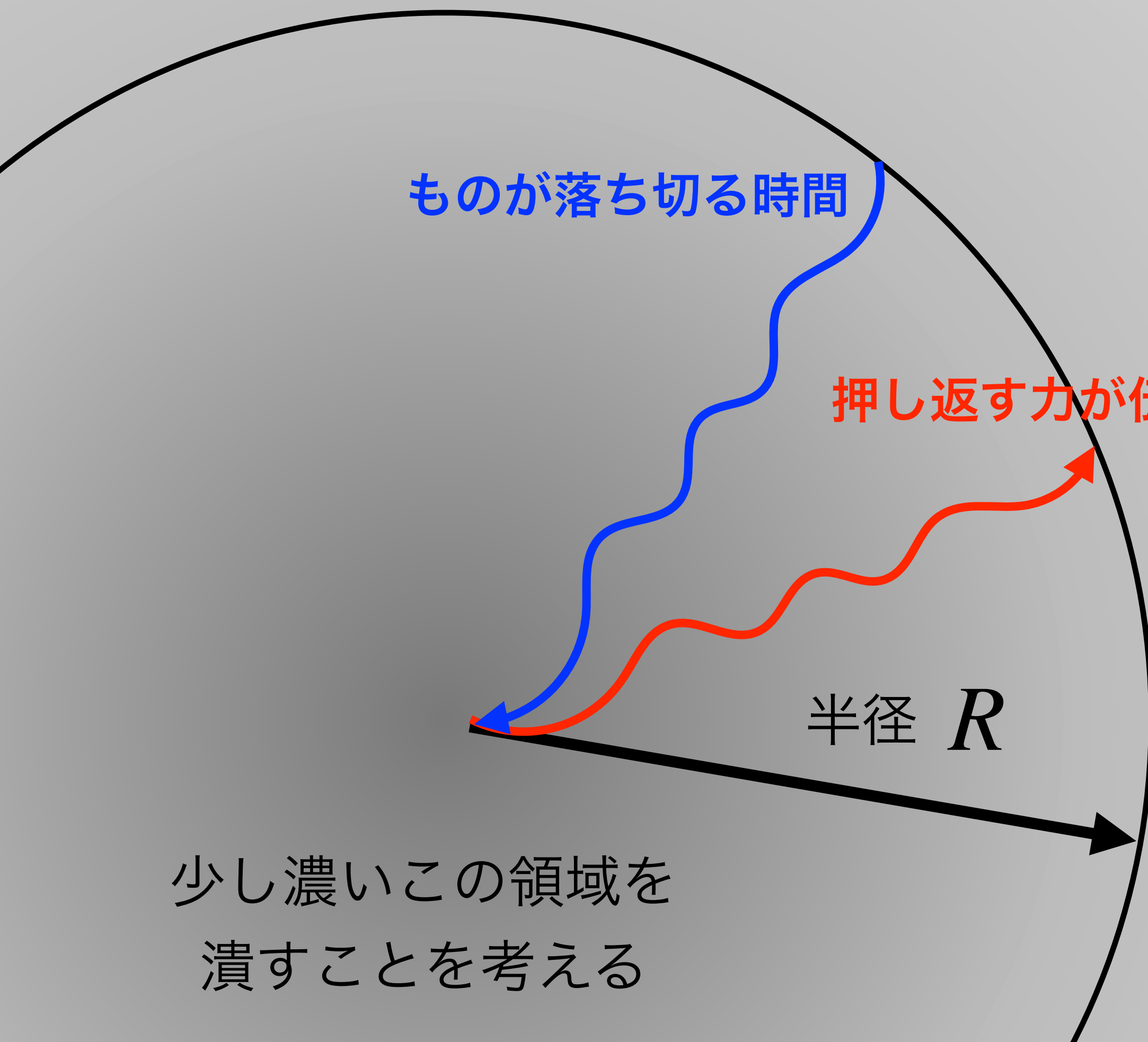


星形成領域



星の前に、星になる前の話 ⇒ 星形成

星はどこでどうやって生まれるの？ ⇒ 冷たく密度の高いガスの中で重力崩壊



Sound crossing time (音波が伝わる時間)

$$t_{\text{sound}} = \frac{R}{c_s} \simeq (5 \times 10^5 \text{ yr}) \left(\frac{R}{0.1 \text{ pc}} \right) \left(\frac{c_s}{0.2 \text{ km/s}} \right)$$

Free fall time (ものが落ちる時間)

$$t_{\text{ff}} = \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \simeq (2 \times 10^6 \text{ yr}) \left(\frac{n}{10^3 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2}$$

(Dynamical timescale とも言う)

半径 R 内のガスが重力崩壊する条件

$$t_{\text{ff}} \lesssim t_{\text{sound}}$$

⇒ ジーンズ質量 (不安定性)

少し脱線：タイムスケールの話

宇宙物理学・天文学では、よく「タイムスケール」が登場する

注意：厳密な時間ではなく、あくまで目安

Sound crossing timescale

$$t_{\text{sound}} = \frac{R}{c_s}$$

長さ
[cm]
速度
[cm/s]

ある距離を伝搬し切る時間

Kelvin-Helmholtz timescale

$$t_{\text{KM}} = \frac{U_G}{L}$$

エネルギー
[erg]
エネルギー放出率
[erg/s]

あるエネルギーを使い切る時間

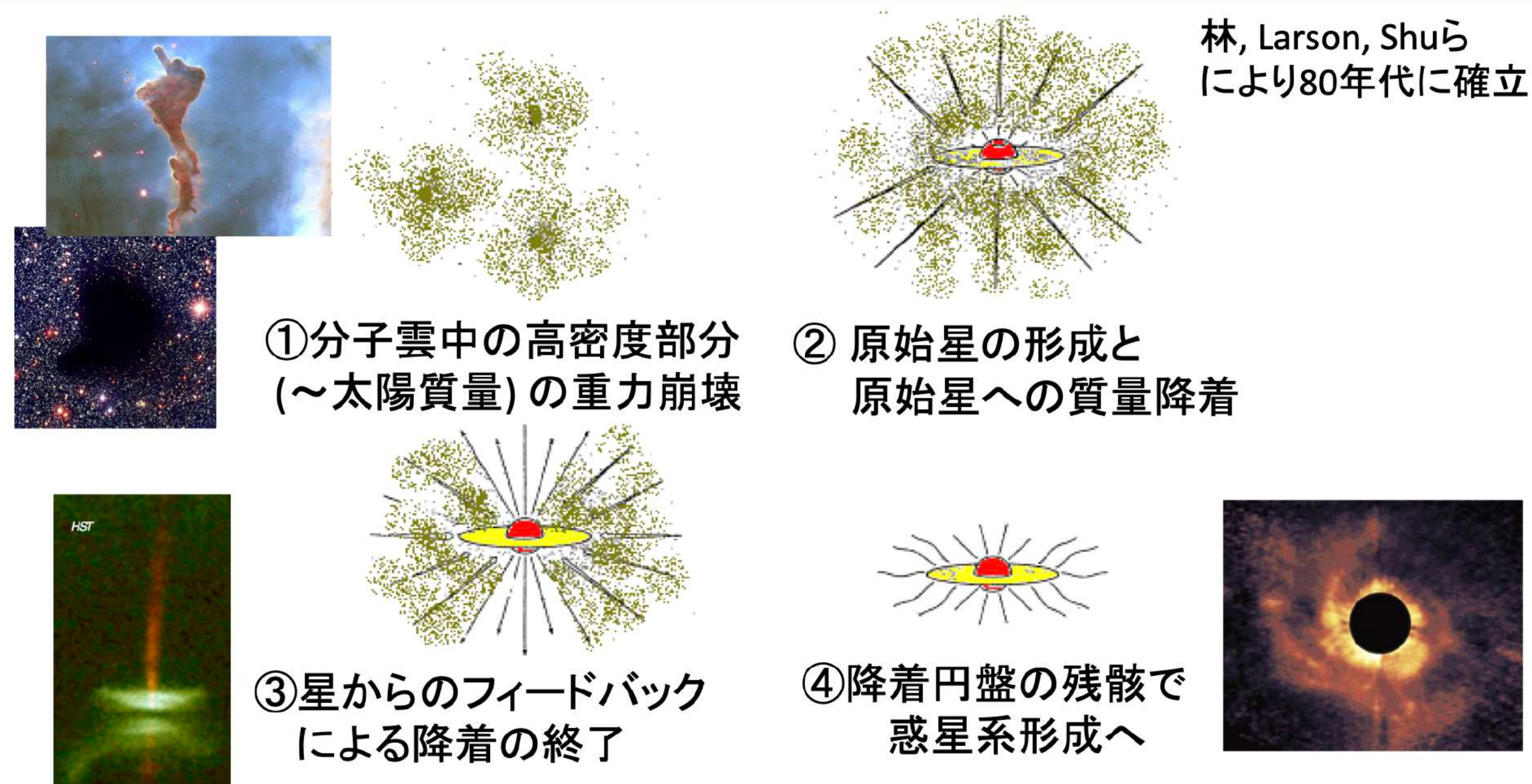
「〇〇し切る時間」 ぐらいのイメージで、ざっくりとした時間感覚を掴むのに便利

例: A の時間より、B の時間の方が短いから、B 優先に進むんだな～

星の前に、星になる前の話 ⇒ 星形成

星はどこでどうやって生まれるの？ ⇒ 冷たく密度の高いガスの中で重力崩壊

星形成の標準シナリオ



星を作り始める条件

ジーンズ質量: $M_J = K \frac{c_s^3}{G^{3/2} \rho^{1/2}}$
(球対称)

$$M_J \simeq 2 M_{\odot} \left(\frac{c_s}{0.2 \text{ km/s}} \right)^3 \left(\frac{n}{10^3 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2}$$

ジーンズ長 (ジーンズ長内の質量がジーンズ質量)

$$R_J = \frac{c_s}{\sqrt{G\rho}} \simeq 0.4 \text{ pc} \left(\frac{c_s}{0.2 \text{ km/s}} \right) \left(\frac{n}{10^3 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2}$$

これより大きいスケールの場合、重力崩壊

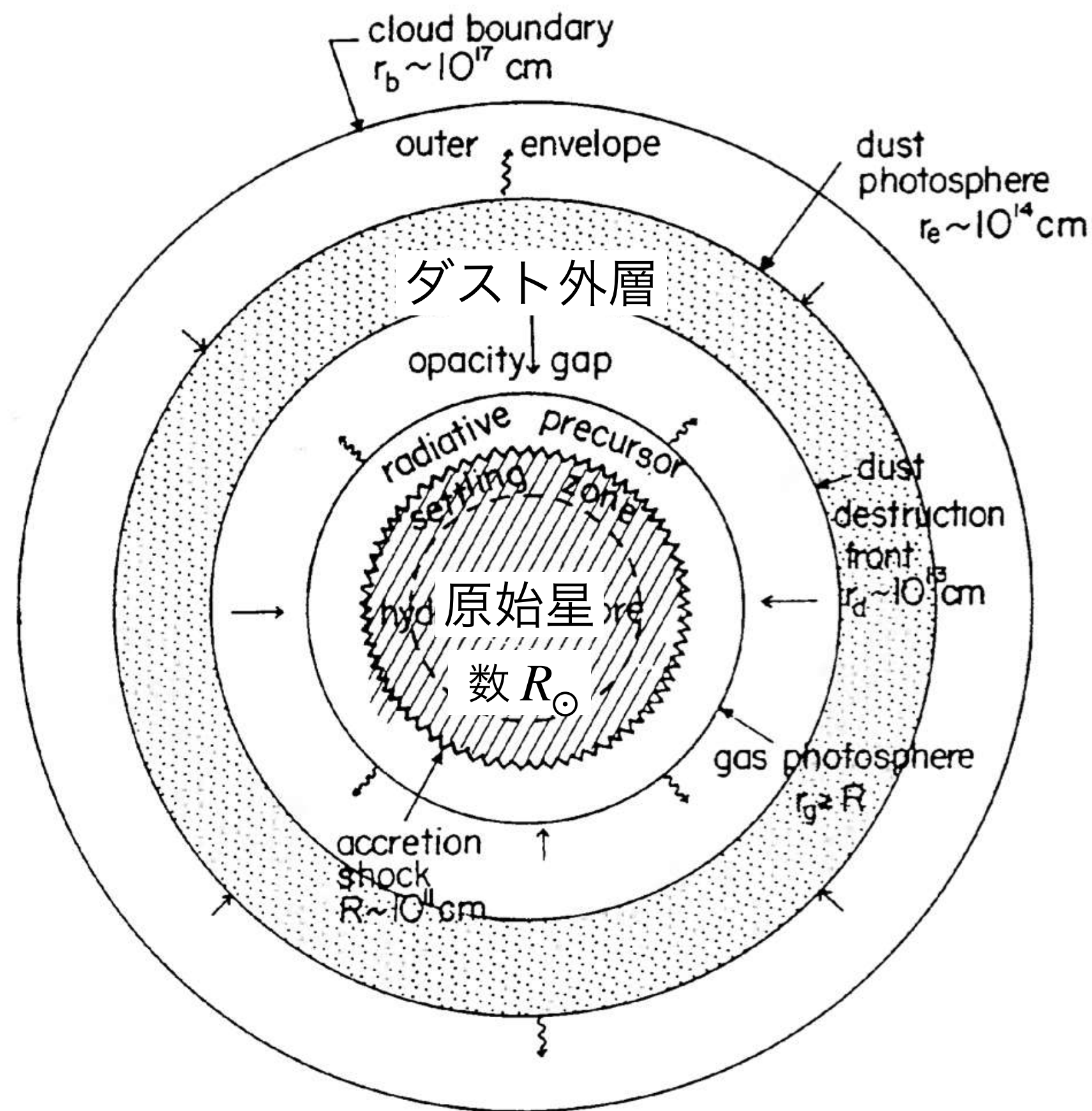
細川隆史「現在と初期宇宙での星形成」2013 若手夏の学校資料

http://astro-wakate.sakura.ne.jp/ss2013/web/invited/star_hosokawa.pdf

星形成の研究手法：数値シミュレーション(理論)と観測(主に電波・赤外)から、星・惑星がどのように誕生するかを明らかに

星の前に、星になる前の話 ⇒ 原始星から前主系列星へ

原始星は外層のガスの降着によって質量が増加



Stahler et al. (1980)

質量降着で得られる単位時間あたりのエネルギー

$$L_{\text{acc}} = \frac{GM_{\star}\dot{M}}{R_{\star}} \approx 60 L_{\odot} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}} \right) \left(\frac{M_{\star}}{1 M_{\odot}} \right) \left(\frac{R_{\star}}{5 R_{\odot}} \right)^{-1}$$

Accretion Luminosity (降着光度) と呼んで、ブラックホールなどのコンパクト天体への質量降着の議論の際もよく用いられる

降着速度

$$v_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{2GM_{\star}}{R_{\star}}} = 280 \text{ km/s} \left(\frac{M_{\star}}{1 M_{\odot}} \right)^{1/2} \left(\frac{R_{\star}}{5 R_{\odot}} \right)^{-1/2} \quad \text{超音速 = 衝撃波}$$

- 外部からは原始星は**可視光では見えず**、ダスト光球(赤外・電波)が見え、X線は内側からも貫通して出てこれる
- 降着が終わった段階で星の質量が決まり、前主系列進化へ

少し脱線：宇宙物理学・天文学でよく使われる‘Luminosity’

Luminosity = 光度だが、[エネルギー/時間] の次元を持つものは Luminosity と呼ぶ

Accretion Luminosity ⇒ ものを落とすエネルギー

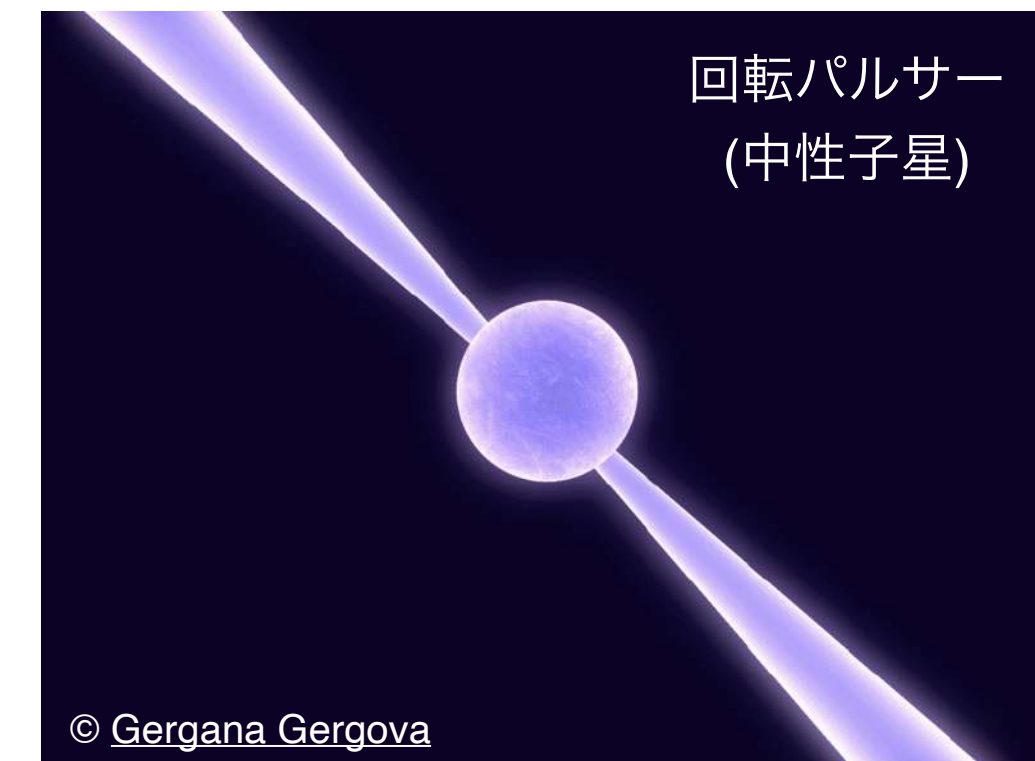
$$L_{\text{acc}} = \frac{GM_{\star}\dot{M}}{R_{\star}} \Rightarrow \begin{array}{l} \text{次元} \\ \text{[エネルギー/時間]} \end{array}$$



Spin-down Luminosity ⇒ 回転エネルギーの消費

$$L_{\text{spin-down}} = \frac{4\pi^2 I \dot{P}}{P^3} \Rightarrow \begin{array}{l} \text{次元} \\ \text{[エネルギー/時間]} \end{array}$$

↖ 回転周期



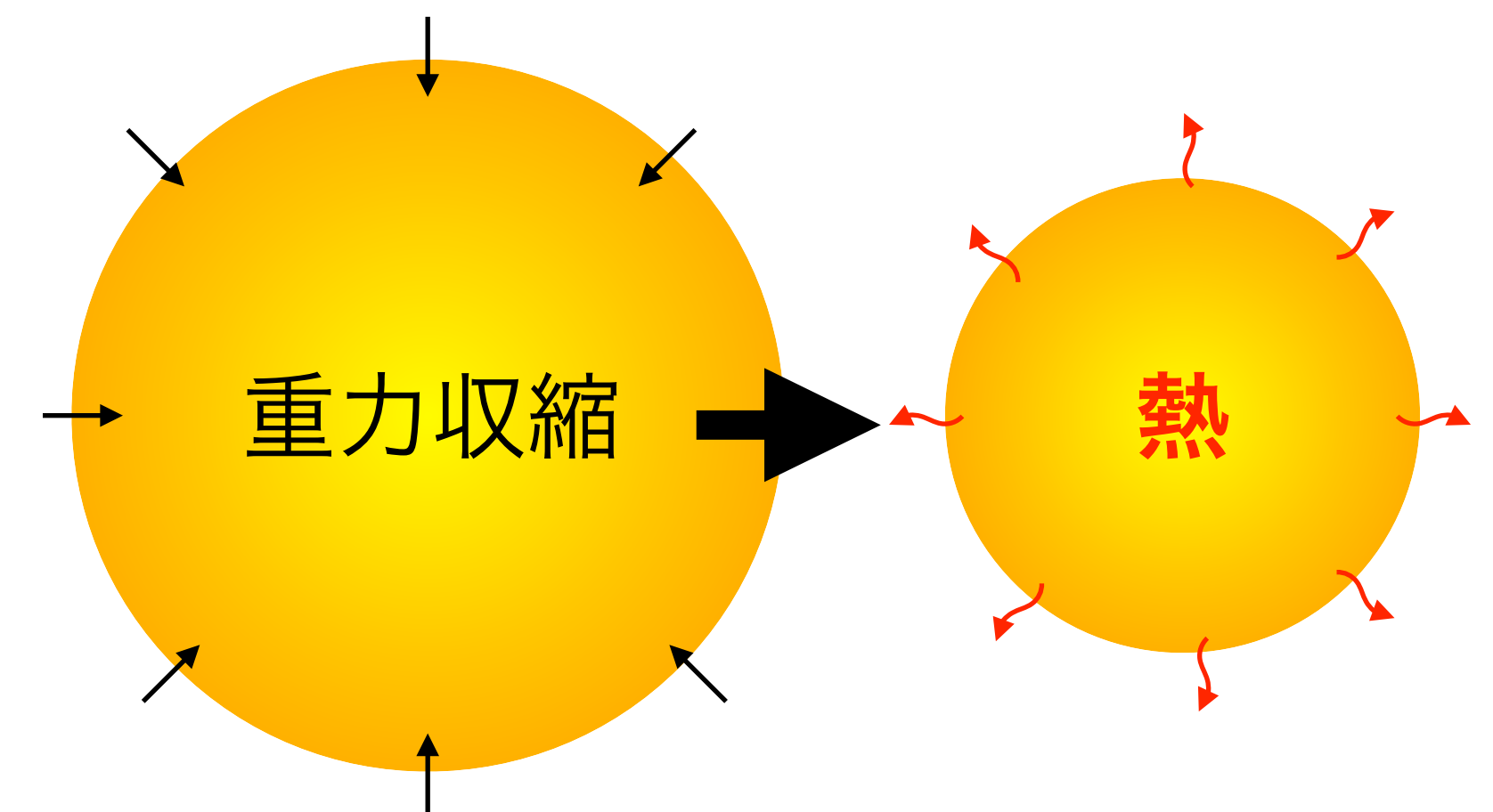
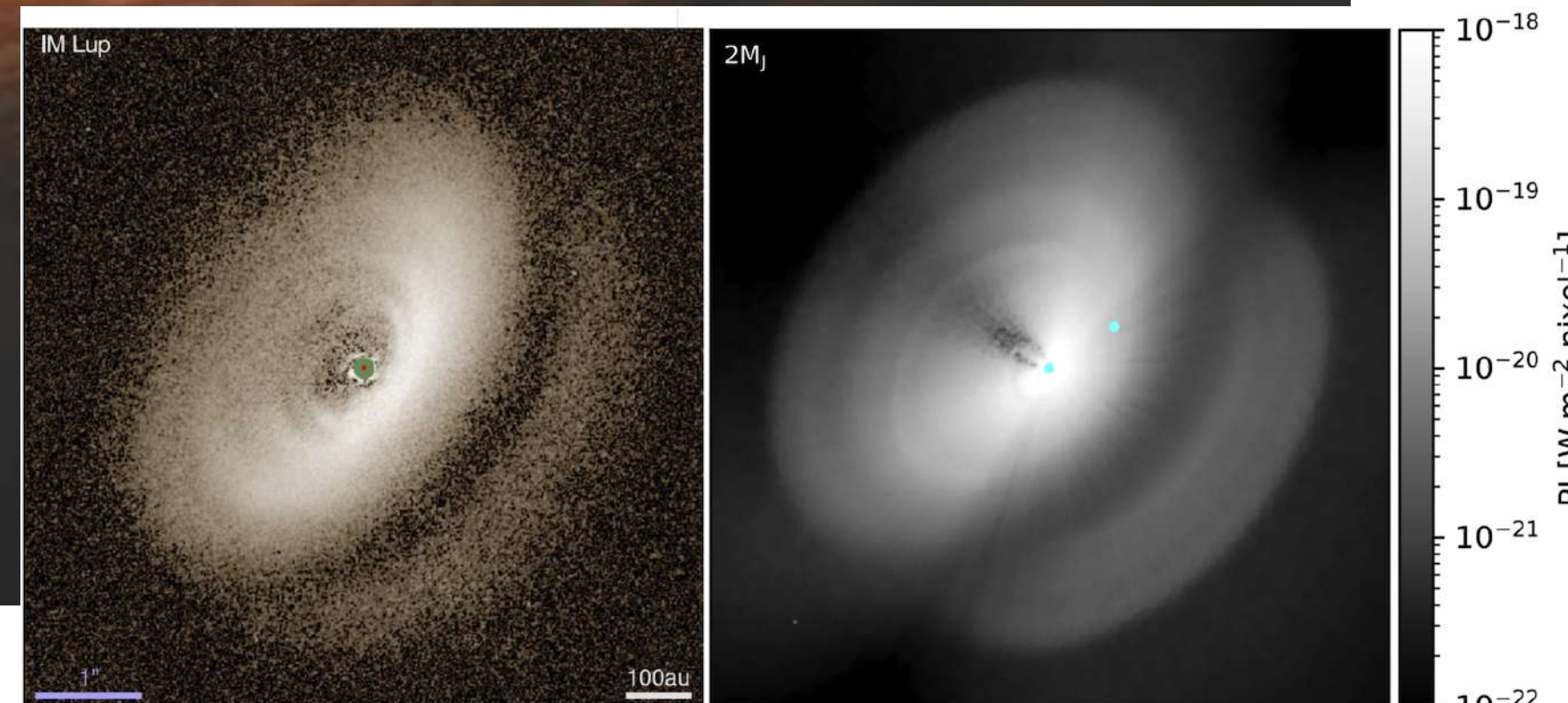
単位時間あたりのエネルギー消費量が分かれば、そのエネルギーを使い切るタイムスケールも分かる

星の前に、星になる前の話 ⇒ Tタウリ型星 (前主系列星)

中心の星はまだ核融合を始めていない
重力収縮に伴う熱エネルギーを放射

Kelvin-Helmholtz timescale

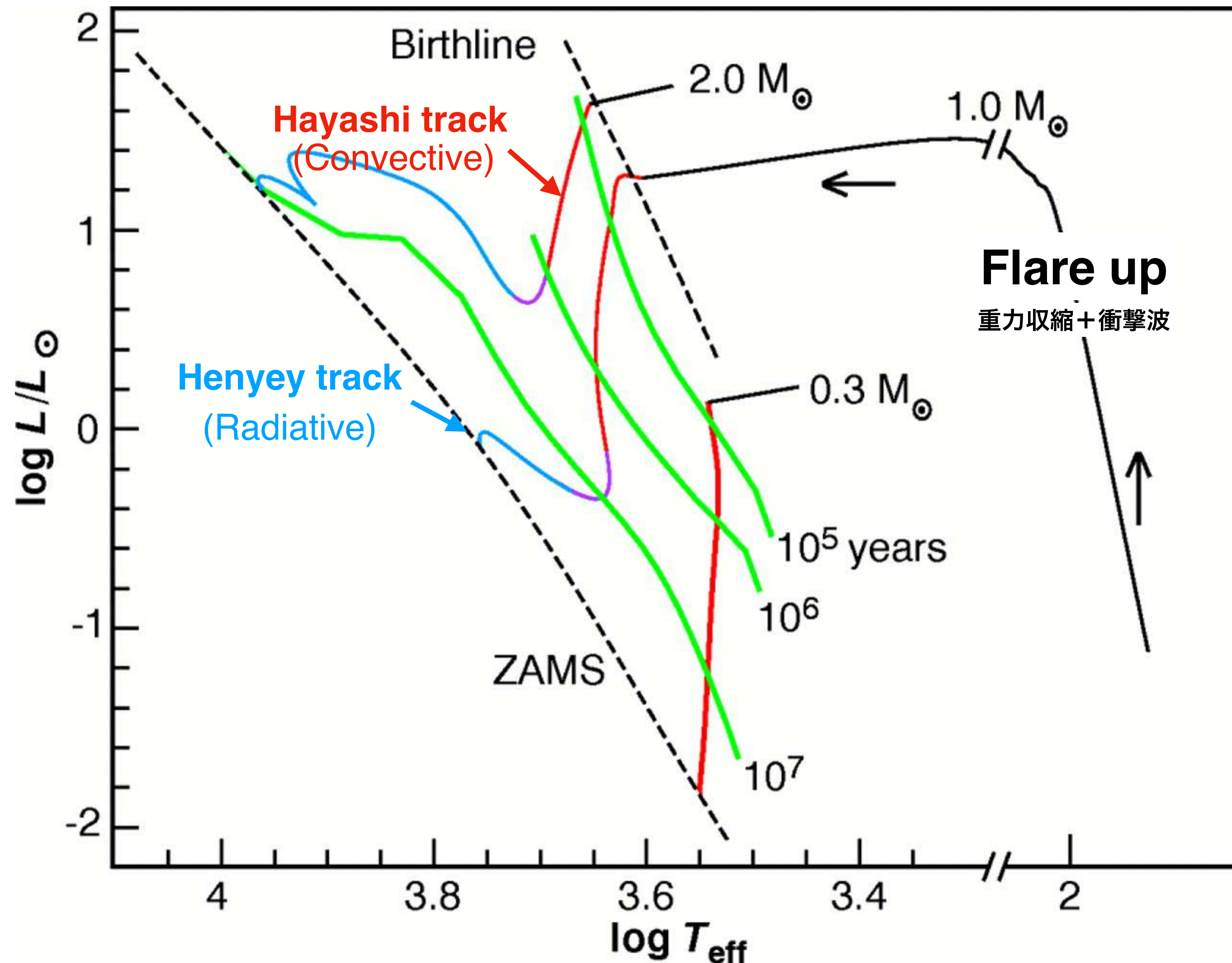
$$t_{\text{KM}} = \frac{U_G}{L} = \frac{GM^2}{RL} \simeq 3 \times 10^7 \text{ yr} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^2 \left(\frac{R}{R_\odot} \right)^{-1} \left(\frac{L}{L_\odot} \right)^{-1}$$



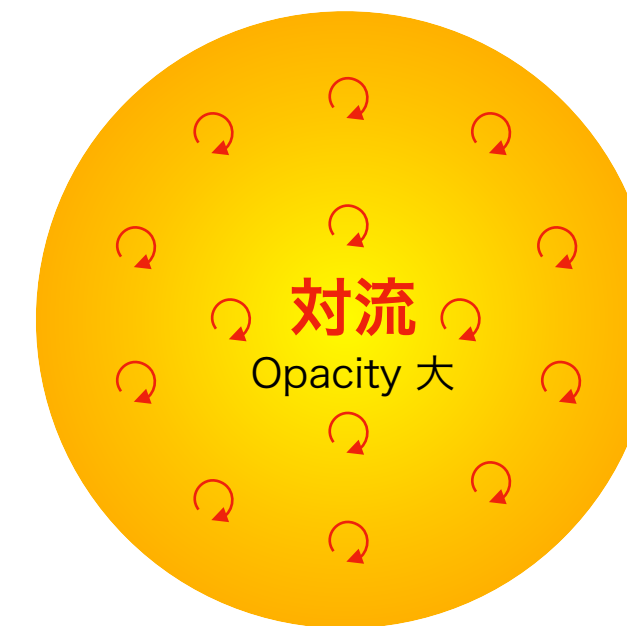
持っている重力エネルギーを熱エネルギーへ変換

HR図で見る主系列星になるまでの星の進化

Ralph Neuhäuser, Science (1997)



Hayashi (convective) 収縮

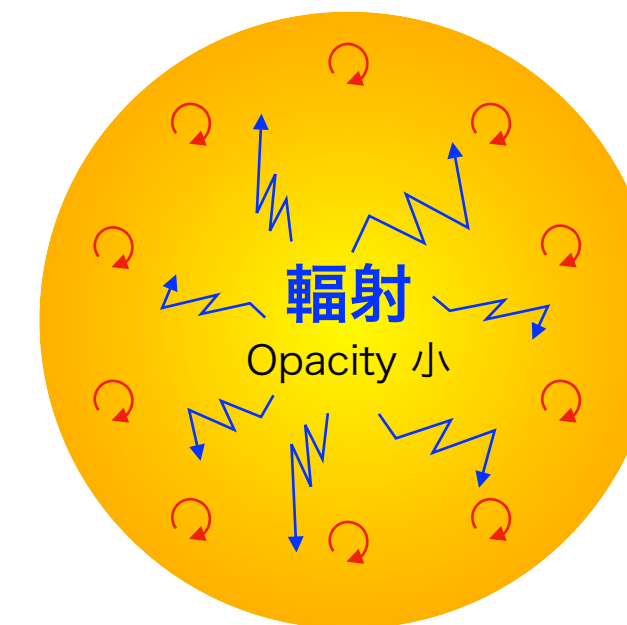


- 内部全体が対流輸送
- HR 図上の上から下へ(暗く)
- Henyey 収縮より早い進化
- 終了後、Tタウリ型星

温度ほぼ一定

対流に関しては、後でもう少し詳しく

Henyey (radiative) 収縮



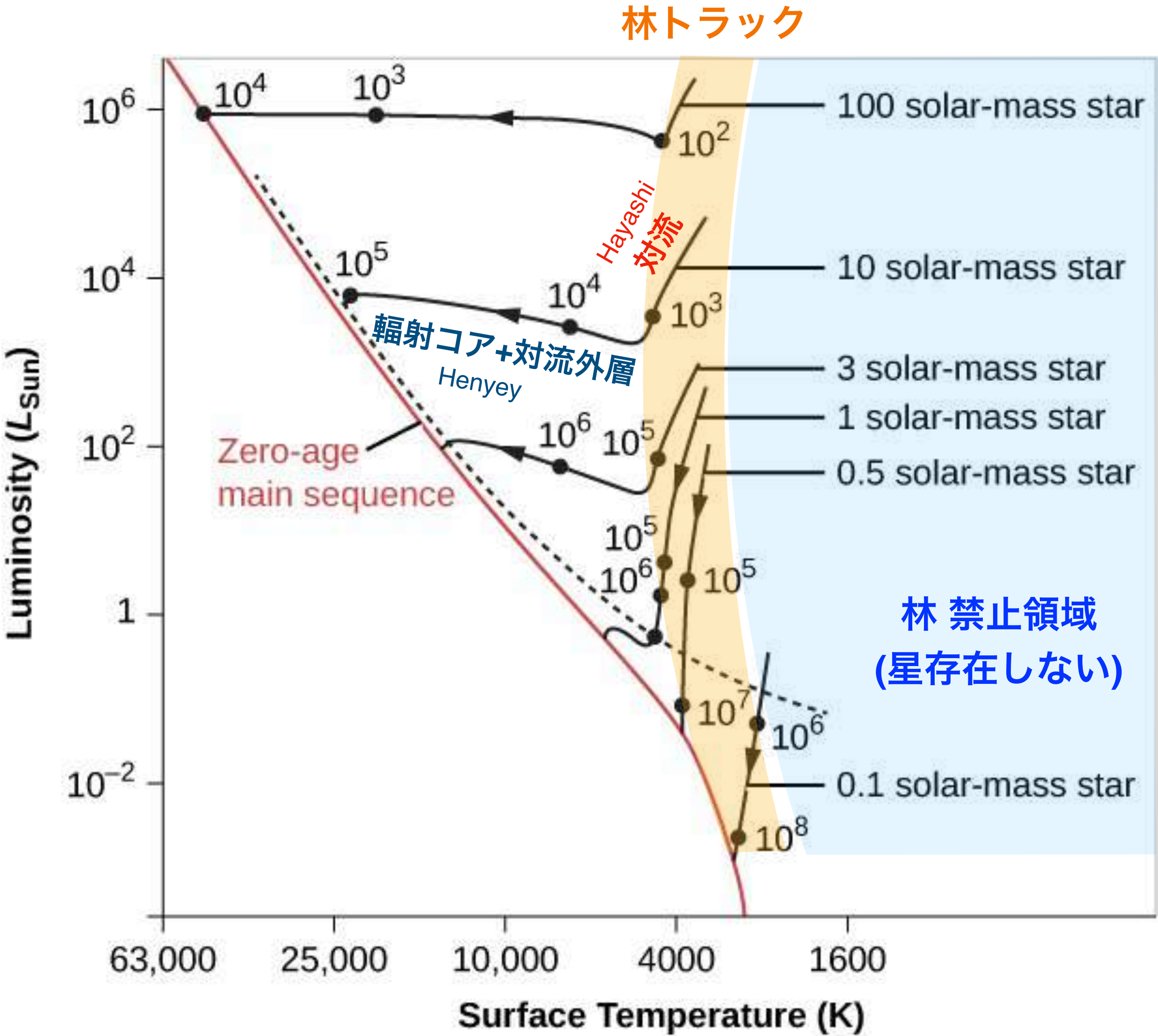
- 最初是对流が残っているが、中心は輻射がメイン
- HR 図上の右から左へ(温度高い方へ) 進化
- Hayashi 収縮より遅い進化

輝度ほぼ一定

輻射輸送に関しては、後でもう少し詳しく

(1960年以前は、Henyey 収縮のみ考えられていた)

HR図で見る主系列星になるまでの星の進化



Hayashi phase から水素燃焼段階までの星の年齢

質量 [太陽質量]	主系列星開始	
	水素燃焼開始 [yr]	水素燃焼終了 [yr]
50	2.8×10^4	2.7×10^6
10	2.8×10^5	2.6×10^7
5	1.5×10^6	1.0×10^8
2	1.6×10^7	1.3×10^9
1	7.5×10^7	1.0×10^{10}
0.7	1.7×10^8	4.9×10^{10}
0.5	3.1×10^8	1.7×10^{11}

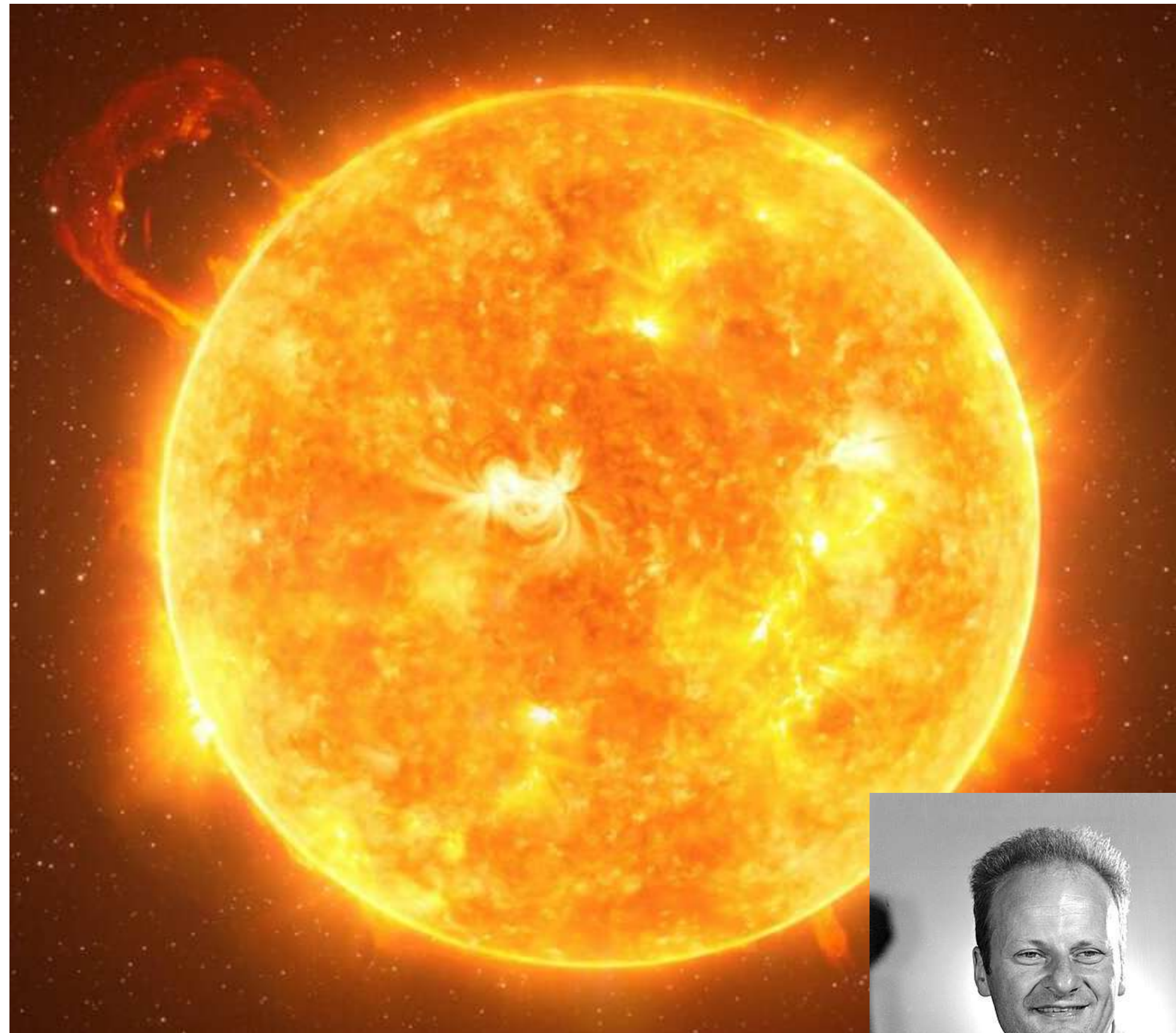
×モ: 100億 yr = 10^{10} yr

Ezer, D. & Cameron, A. G. W. (1967)

恒星のエネルギー源

恒星入門：太陽のエネルギー源を考えてみる

これまでと同様に、重力ポテンシャルで光っていると...



Kelvin-Helmholtz timescale

$$t_{\text{KM}} = \frac{U_G}{L} = \frac{GM^2}{RL} \simeq 3 \times 10^7 \text{ yr} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^2 \left(\frac{R}{R_\odot} \right)^{-1} \left(\frac{L}{L_\odot} \right)^{-1}$$

⇒ 一方で、太陽の年齢 $\sim 4.6 \times 10^9 \text{ yr}$

重力ポテンシャルの解放だけでは太陽年齢は説明不可能！

核融合反応 (質量欠損) による

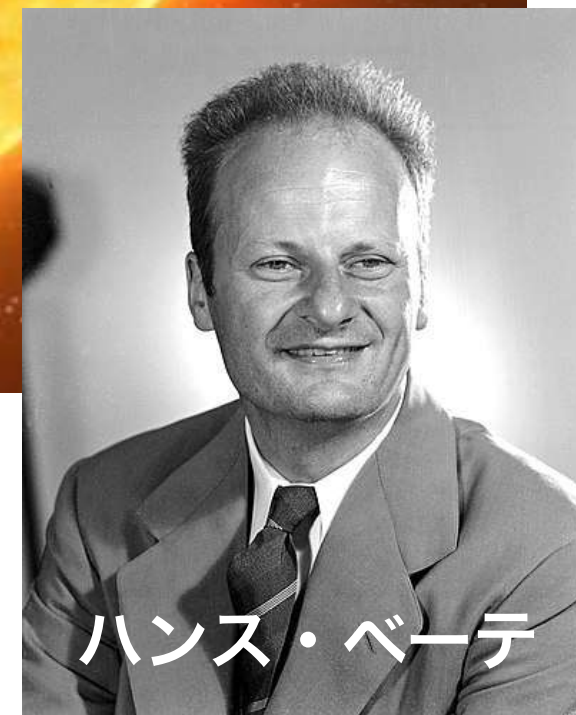
エネルギー供給で説明可能？

(1920年代 by エディントン)

Nuclear timescale

$$t_{\text{nuc}} = \frac{0.007 M_\odot c^2}{L_\odot} \approx 10^{11} \text{ yr}$$

1967年ノーベル物理学賞
「原子核反応理論への貢献、特に星の内部
におけるエネルギー生成に関する発見」

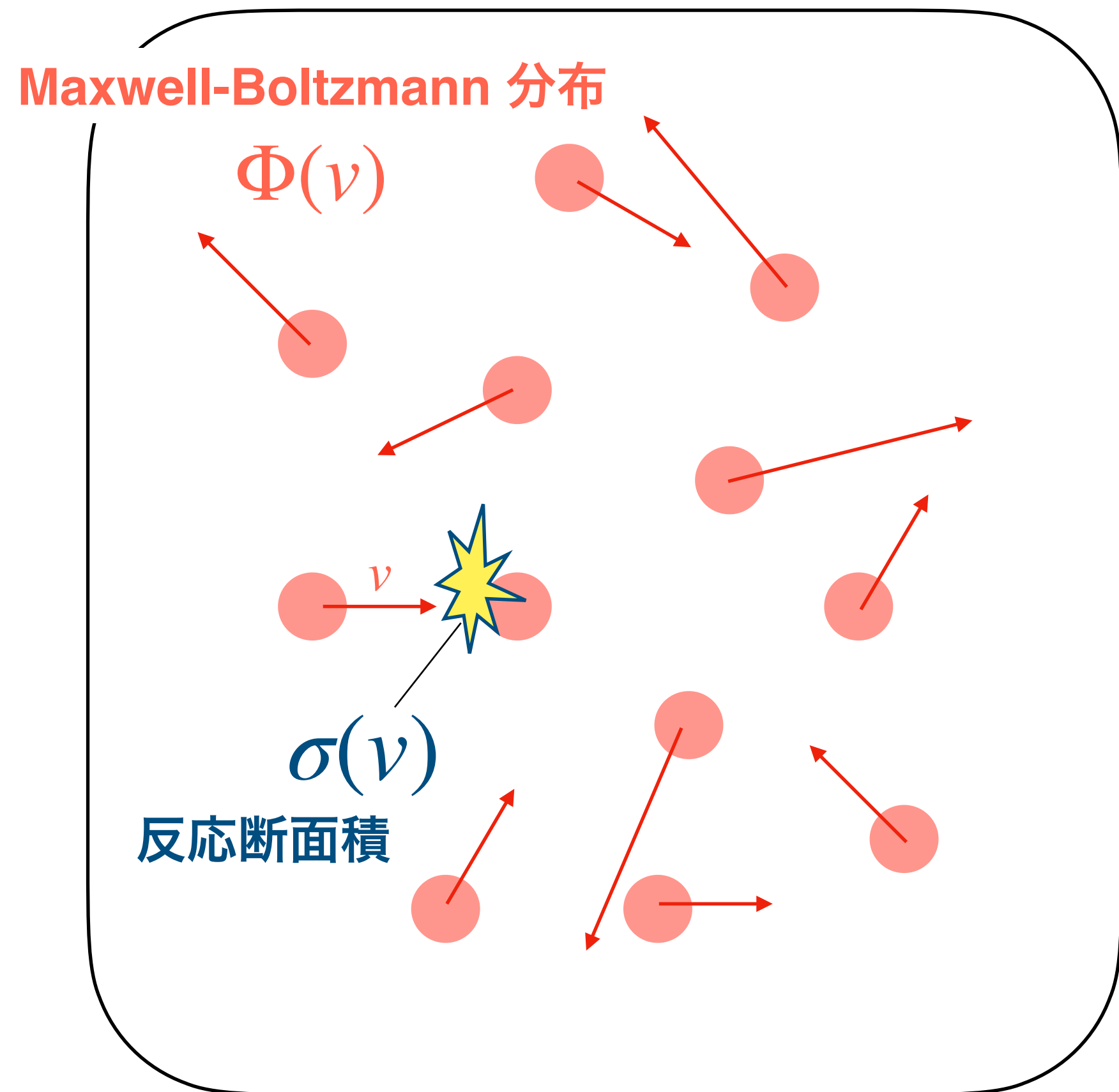


ハンス・ベータ



核反応率と原子核物理

恒星内部で核融合反応の効率は、何で決まっているのか $\Rightarrow$ 密度 + 温度 + 原子核物理



バラバラに動く多数の原子核と核融合反応

元素合成の基礎理解



${}^2\text{H}$ の合成量

$$\frac{d}{dt} X({}^2\text{H}) = \lambda \cdot X({}^1\text{H})_t \cdot X(n)_t$$

↑
反応率

By 澤田涼君

反応率

$$\lambda = \underbrace{N_A \rho}_{\text{密度}} \int_0^\infty \underbrace{\Phi(v)}_{\text{温度}} \cdot \underbrace{\sigma(v)}_{\text{断面積 (原子核情報)}} dv$$

密度

温度

断面積 (原子核情報)

原子核実験と宇宙核物理の関連性

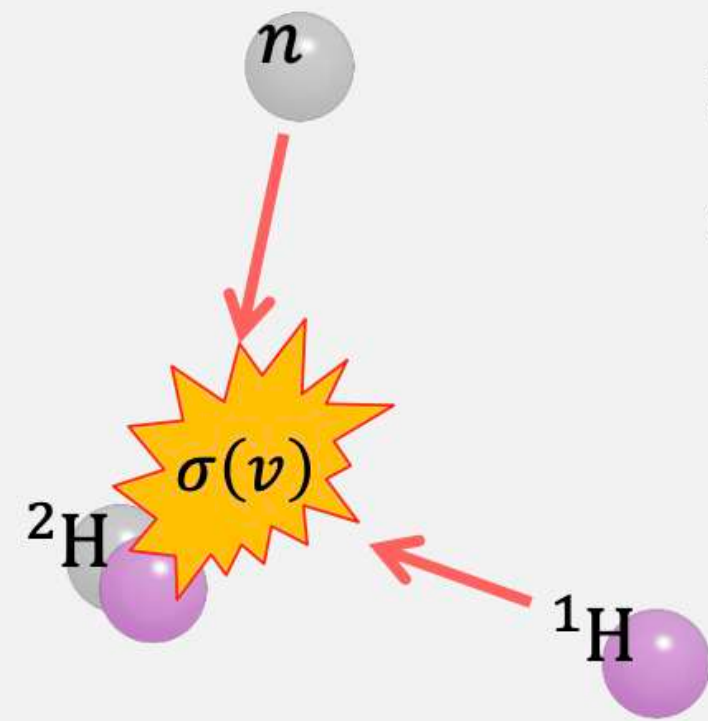
原子核反応率：実験的アプローチが必要 $\Rightarrow$ 原子核地上実験との融合領域

反応率

$$\lambda = N_A \rho \int_0^\infty \Phi(v) \cdot \boxed{\sigma(v)} dv$$

原子核情報

□ 反応断面積 $\sigma(E)$ ：実験によって決定



大まかな理解：

$\sigma(E) =$ (2粒子が干渉する確率)
 $\times$ (クーロン障壁を越える確率)
 $\times$ (詳細な物理過程)

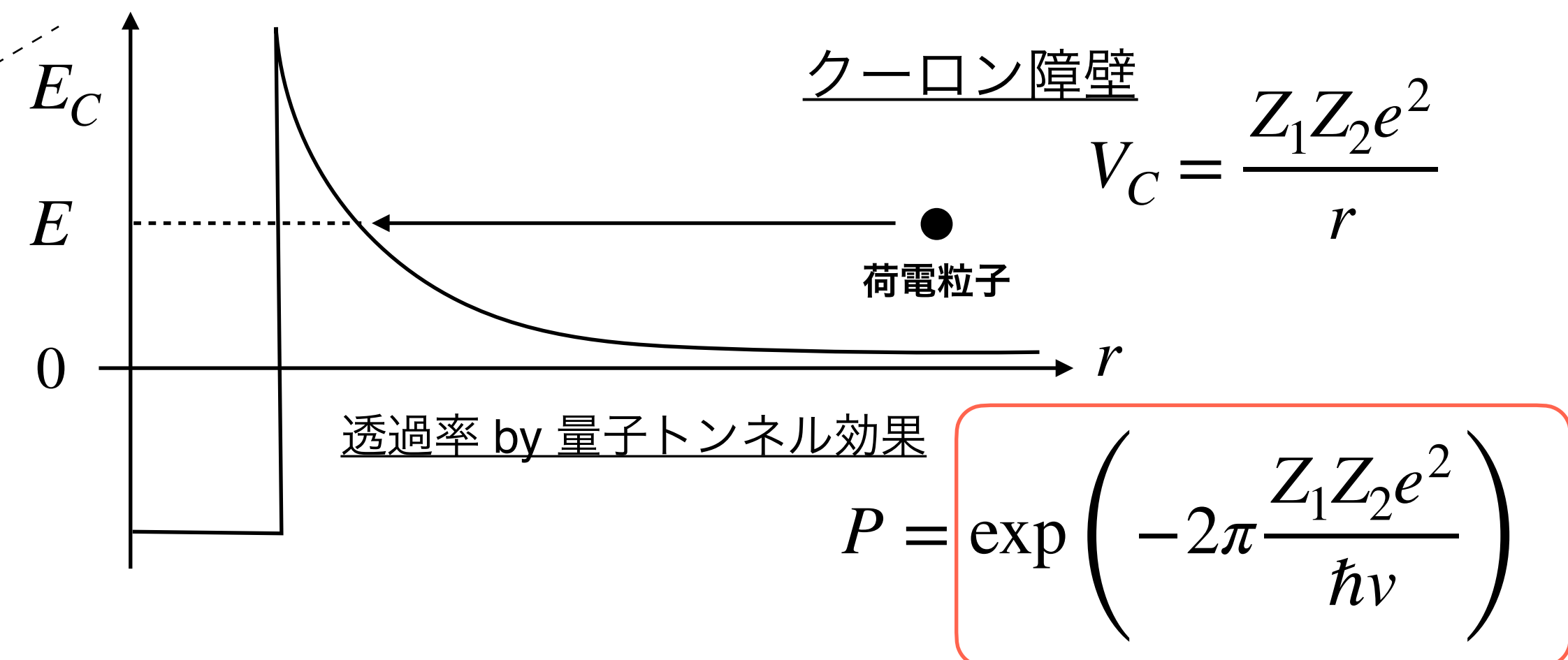
$$\sigma(E) = \frac{1}{E} \exp\left(-2\pi \frac{Z_1 Z_2 e^2}{\hbar v}\right) \cdot \textcolor{violet}{S(E)}$$

滑らかな関数

● 2粒子が干渉する確率

$\Rightarrow$ 古典的幾何学的面積 $\propto \boxed{1/E}$

● クーロン障壁を越える確率 $\propto$ 透過率

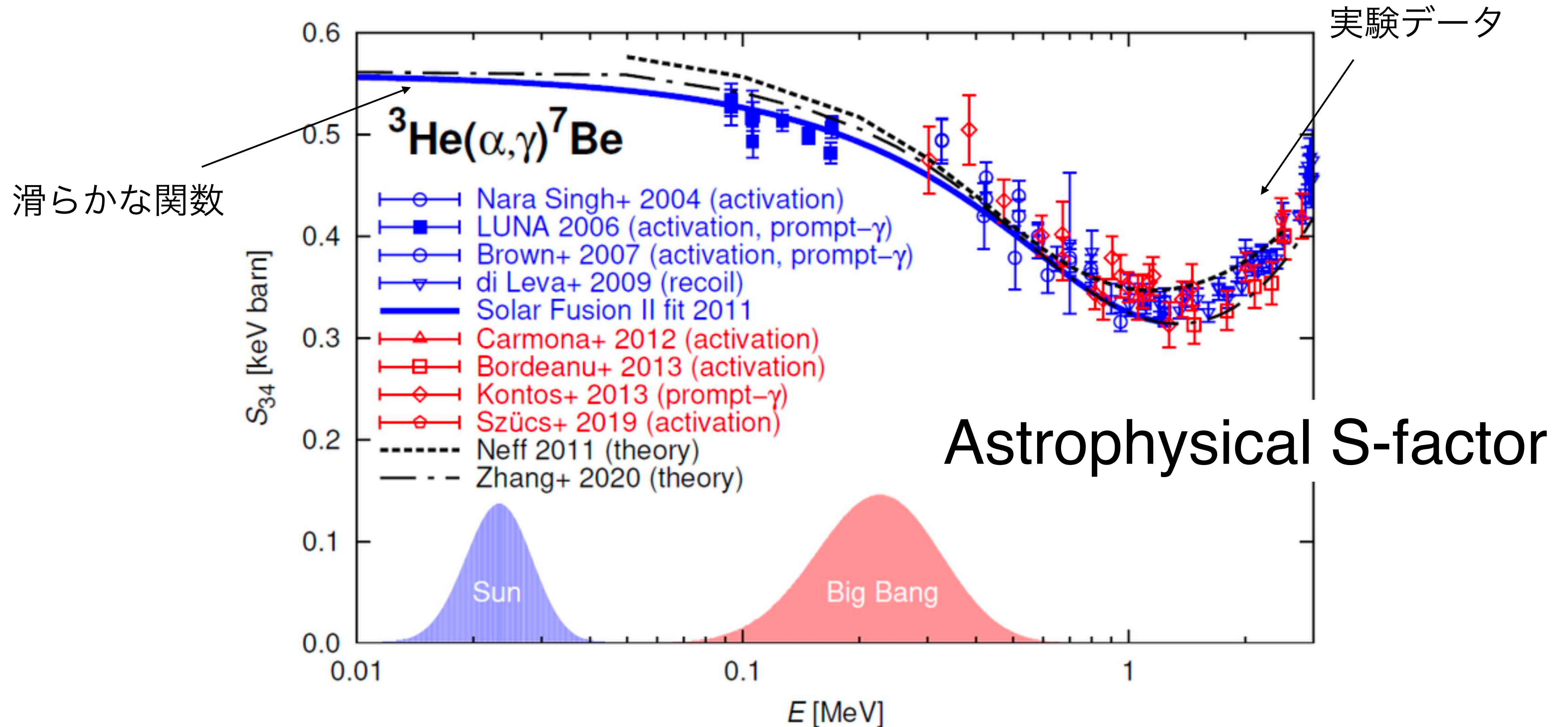


● 原子核衝突実験を元にした滑らかな関数

Astrophysical S-factor (次のページ)

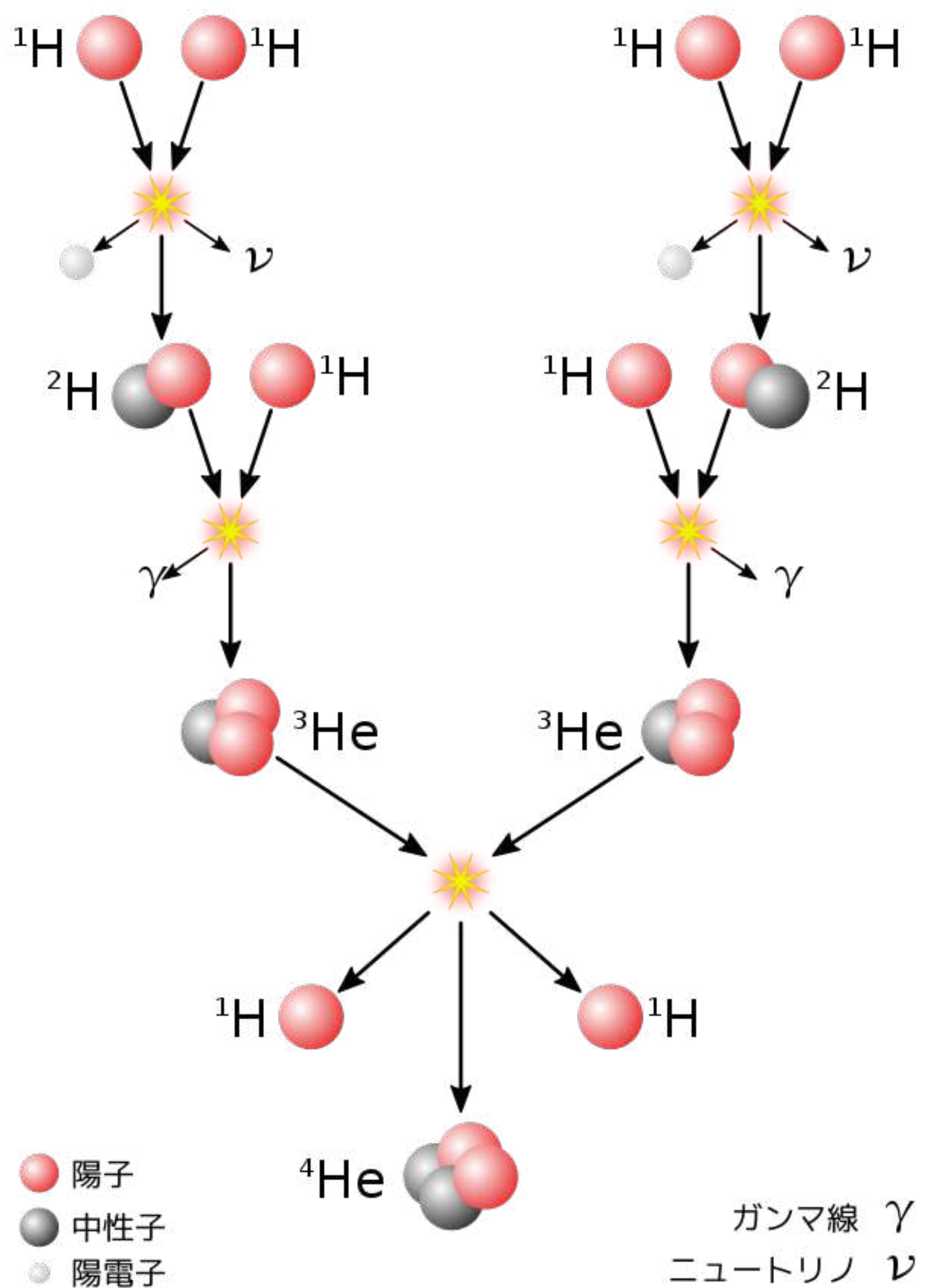
原子核実験と宇宙核物理の関連性

原子核反応率：実験的アプローチが必要 $\Rightarrow$ 原子核地上実験との融合領域

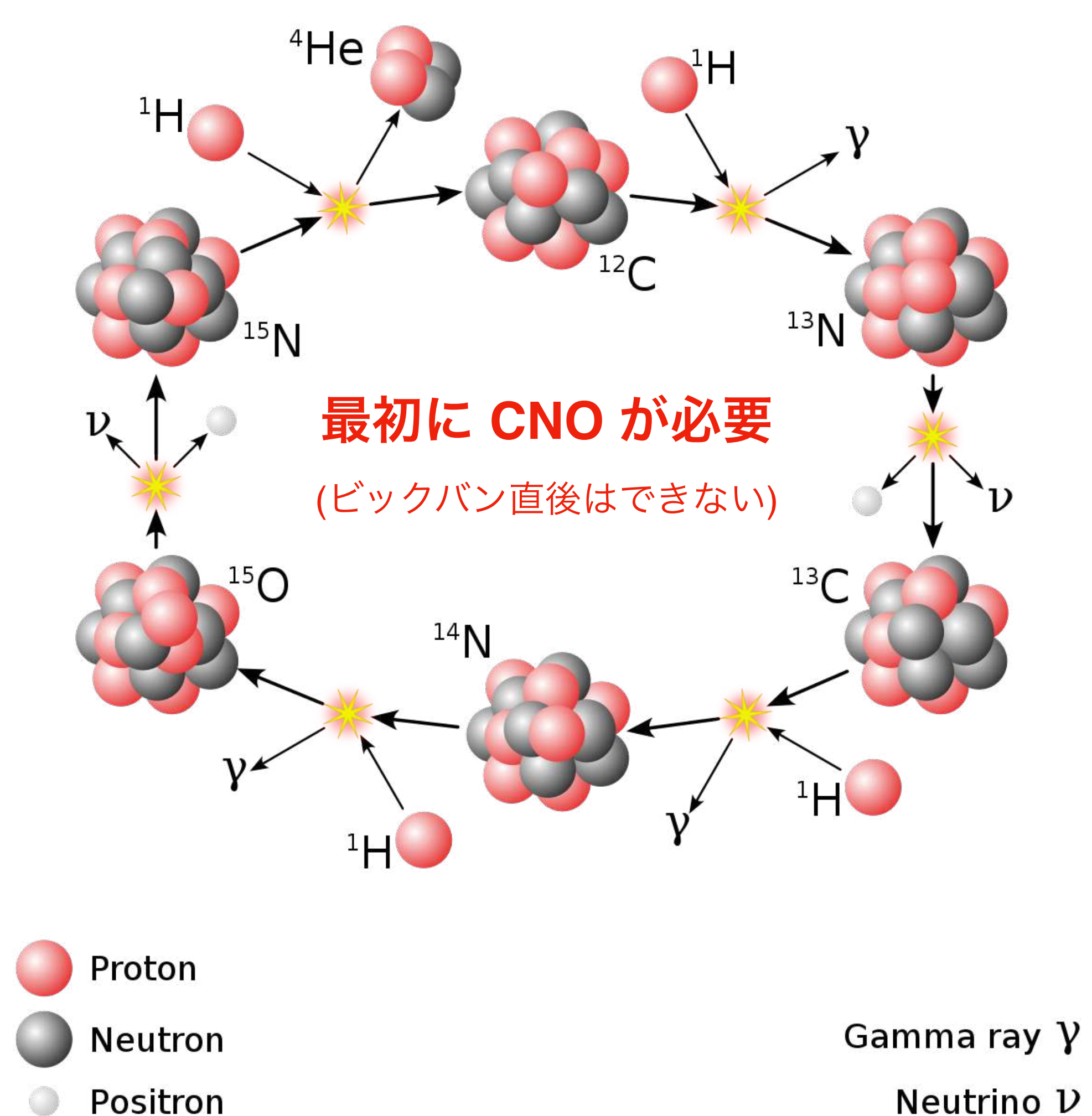


恒星内部で起きている水素燃焼 (核融合) 反応

pp chain



CNO cycle

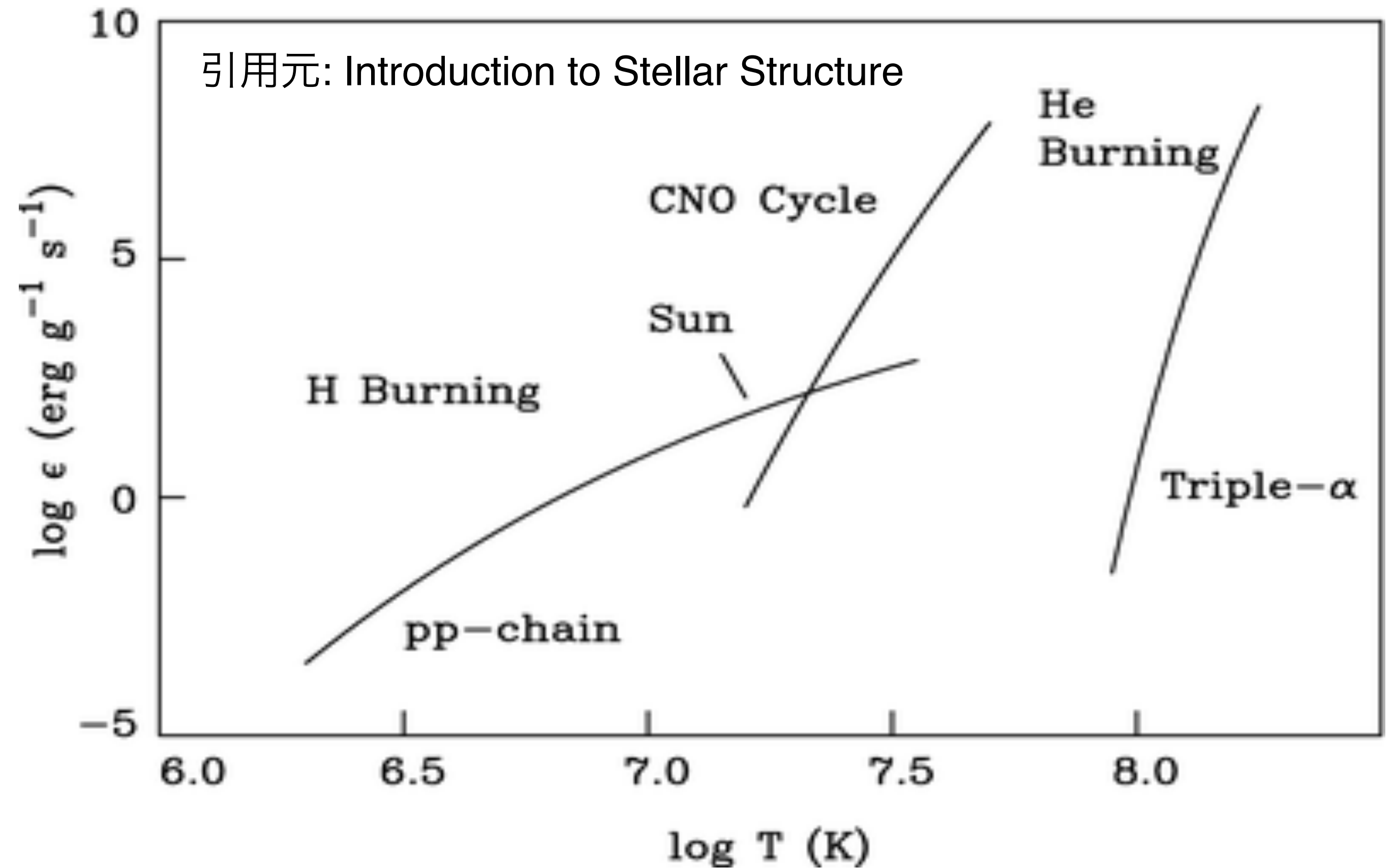


恒星(太陽)内部での 水素燃焼過程

軽い星 pp chain

重い星 ($\gtrsim 2 M_{\odot}$) CNO cycle

水素燃焼殻 CNO cycle

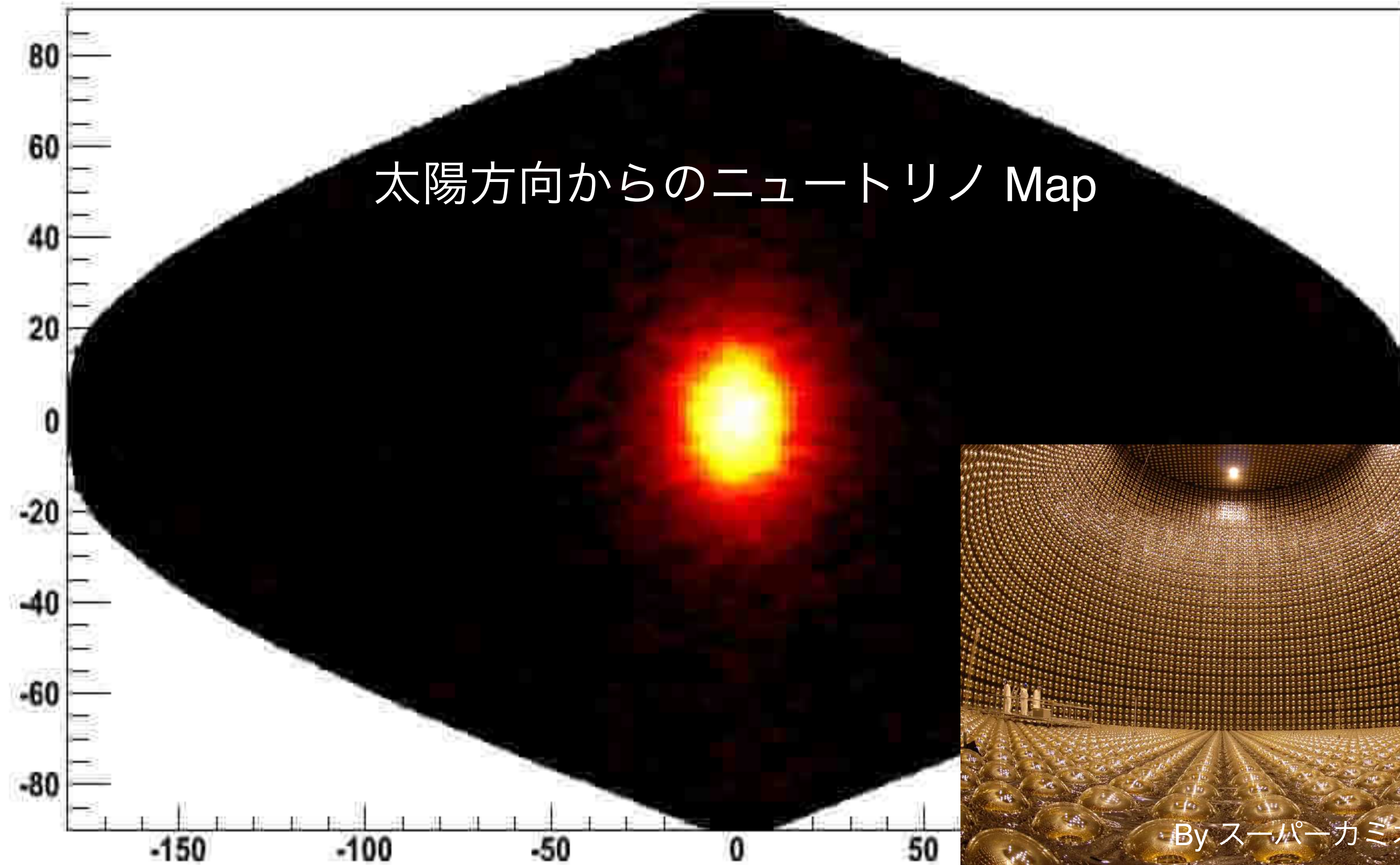


$$\epsilon_{pp} \approx 10^6 X_1^2 \rho T_6^{-2/3} e^{-33.81 T_6^{-1/3}}, \quad [\text{erg s}^{-1} \text{g}^{-1}],$$

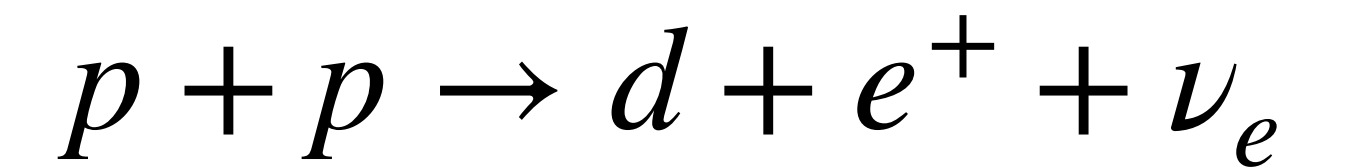
$$\epsilon_{CNO} \approx 10^{28} \rho X_1 X_{14} T_6^{-2/3} e^{-152.313 T_6^{-1/3}}, \quad [\text{erg s}^{-1} \text{g}^{-1}],$$

$$\epsilon_{3\alpha} \approx 3 \times 10^{11} X_4^3 \rho^2 T_8^{-3} e^{-43.5 T_8^{-1}}, \quad [\text{erg s}^{-1} \text{g}^{-1}],$$

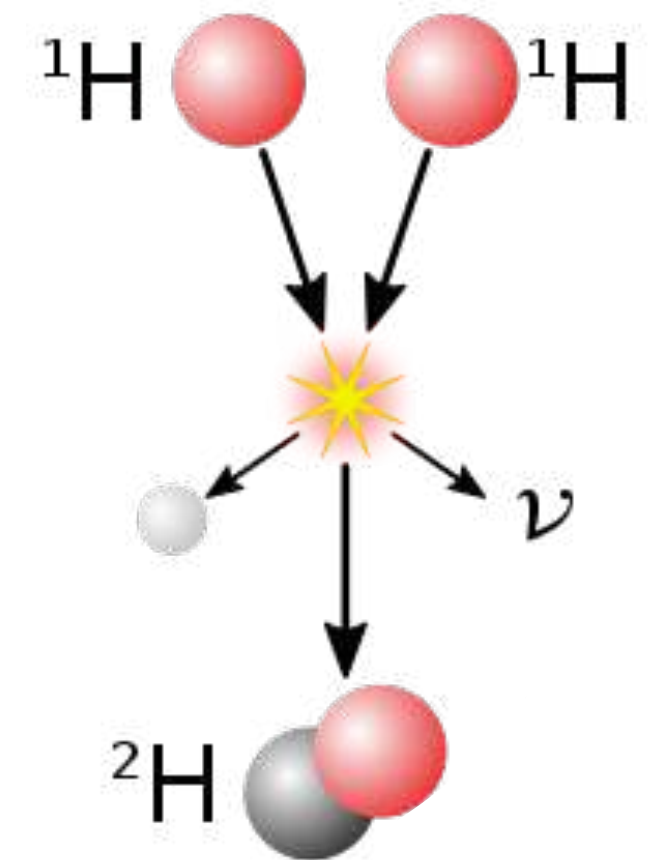
太陽で核融合が起きている証拠 ⇒ 太陽ニュートリノ



陽子から重水素の合成



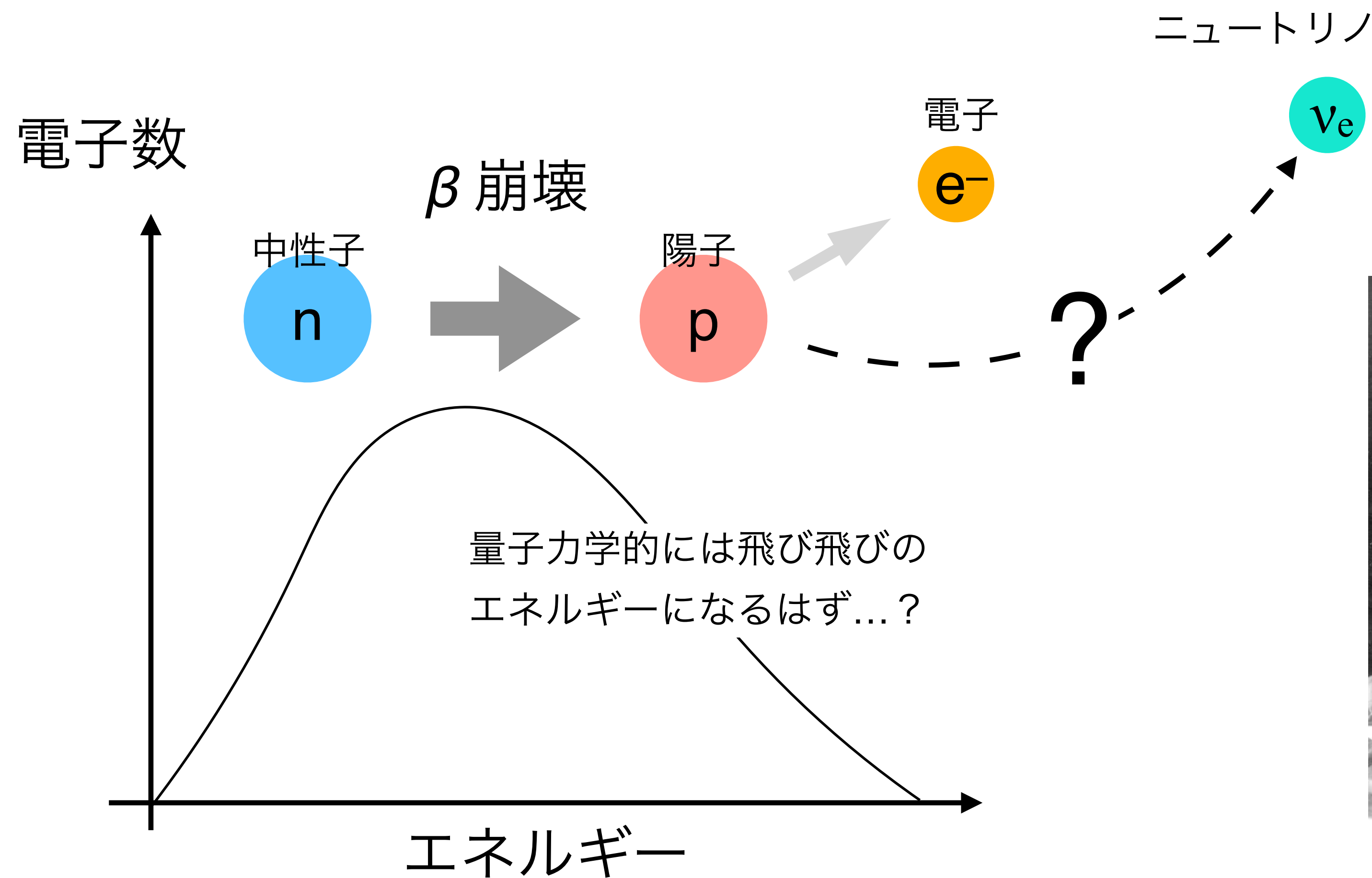
(太陽ニュートリノの約86%)



ニュートリノは滅多に物質と相互作用しないので、大量の物質(水)を用意して反応するイベント増やす

少し脱線: ニュートリノってなんだっけ？

中性の (むちゃくちゃ) 軽い素粒子: 弱い相互作用のみ (重力相互作用は無視できる)



質量差 = 電子質量とその運動エネルギー

$$E_n - E_p = E_e + \frac{1}{2}mv_e^2$$

これより、必ず小さくなっている? $\Rightarrow$ 未知の粒子?



ヴォルフガング・パウリ

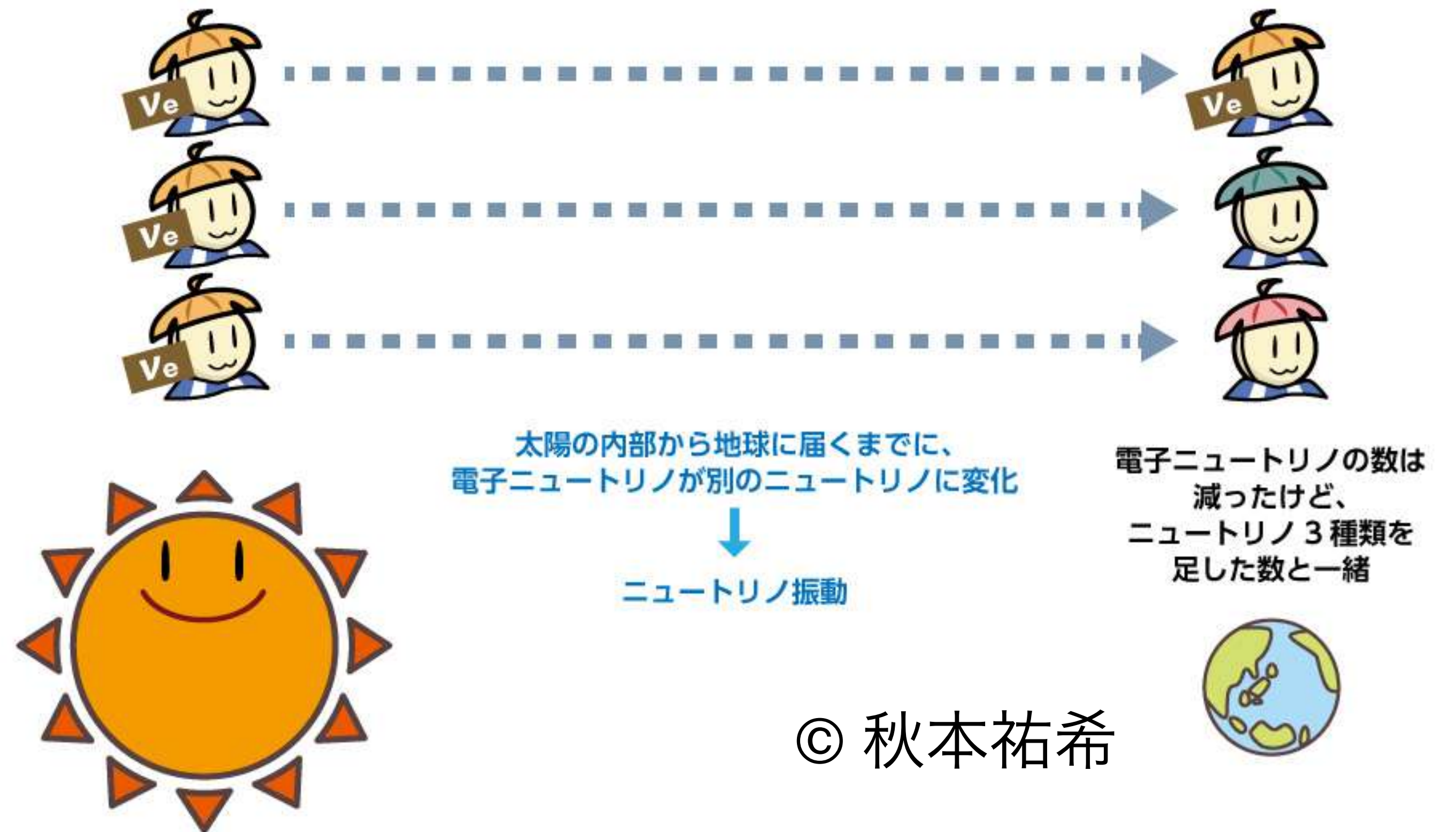
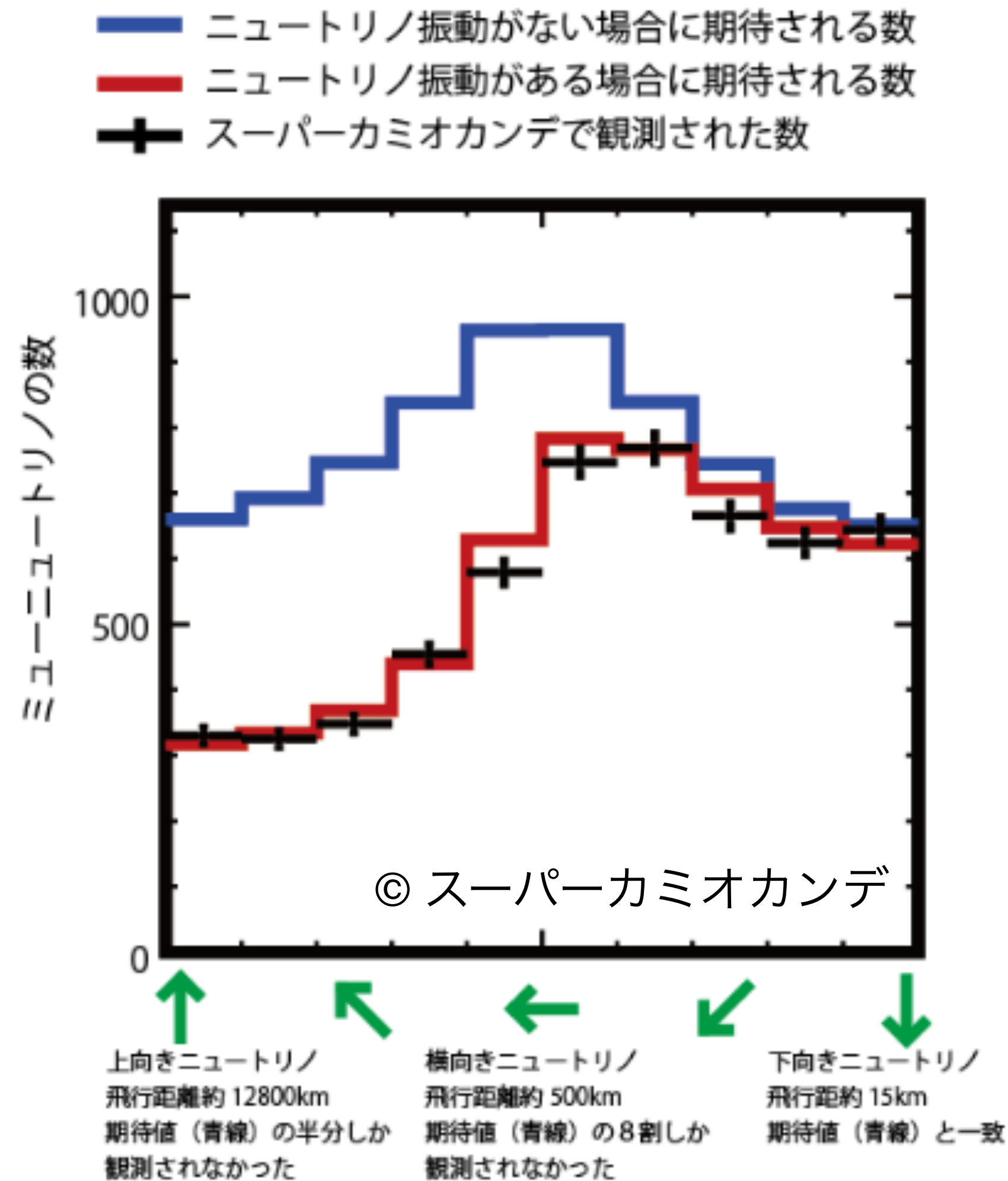


エンリコ・フェルミ

ライネス/カワン等の原子炉実験で発見 (1995年ノーベル物理学賞)

少し脱線: 太陽ニュートリノ問題 ⇒ ニュートリノ振動

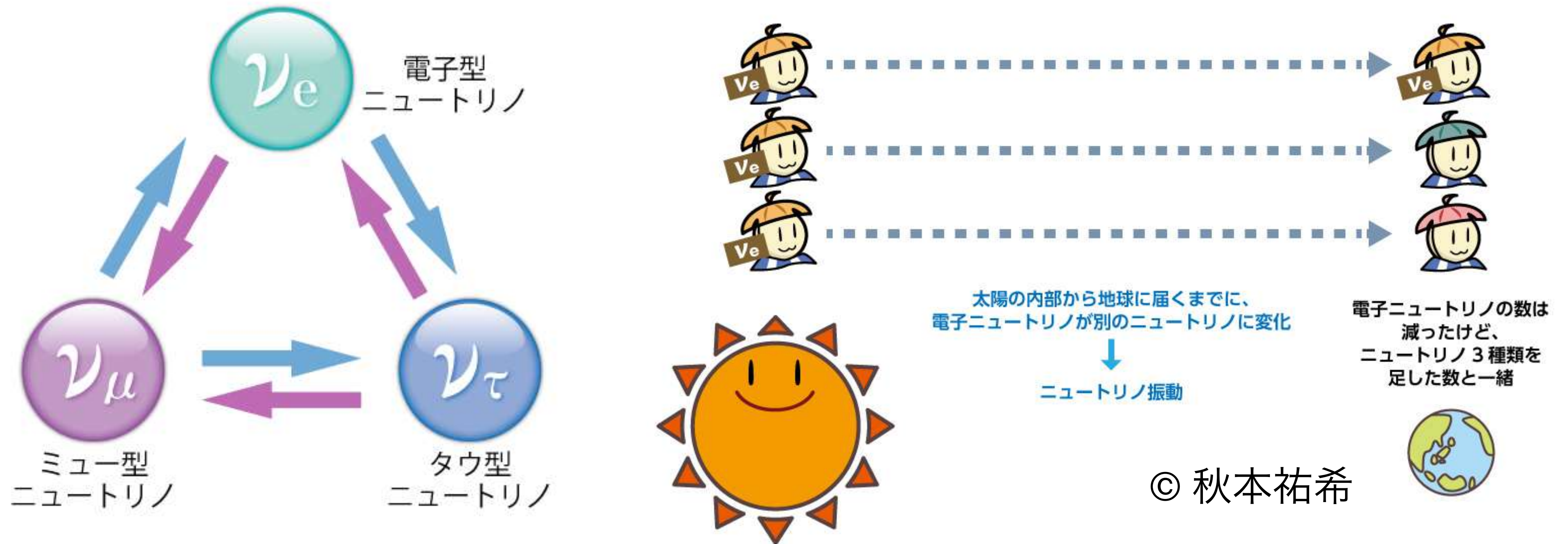
ニュートリノ振動 = 三種のフレーバー間で移動中に種類が変わる



他のフレーバーに変化して少なくて見えた

少し脱線: 太陽ニュートリノ問題 ⇒ ニュートリノ振動

ニュートリノ振動 = 三種のフレーバー間で移動中に種類が変わる

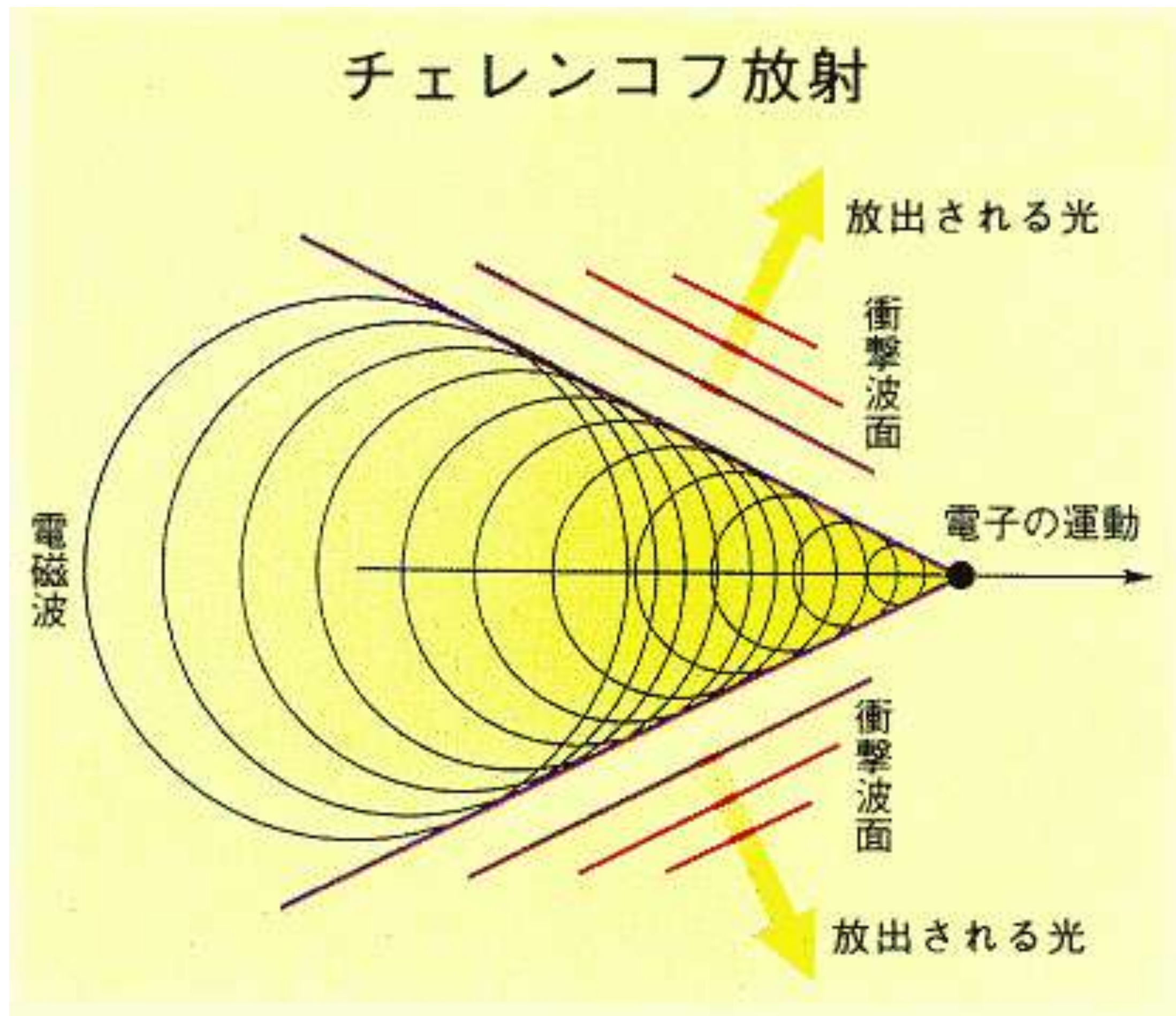


ニュートリノ振動 = ニュートリノ質量 ⇒ 素粒子論 標準模型を超えた大発見

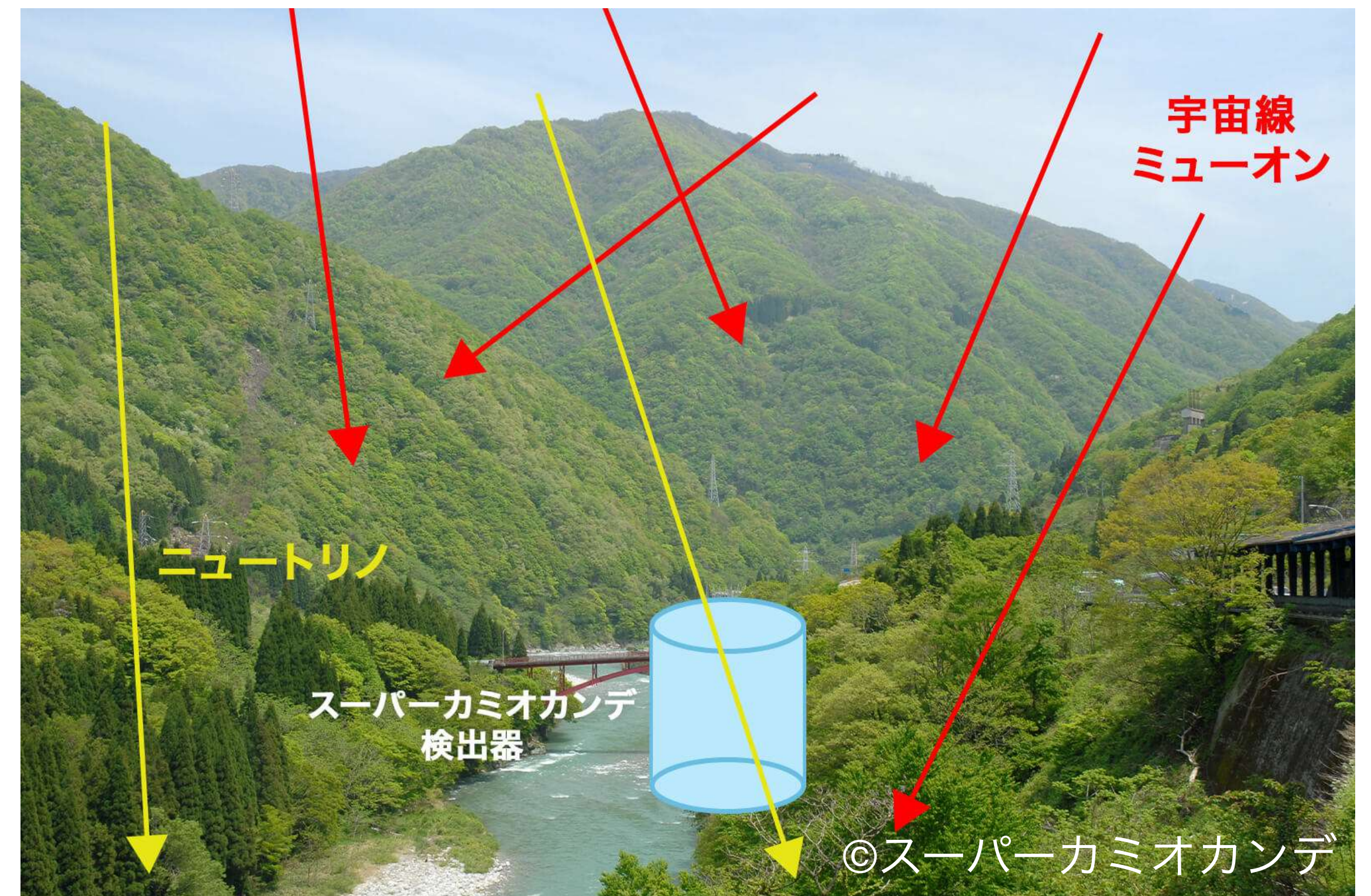
(2015年 梶田隆章氏 ノーベル賞)

少し脱線: ニュートリノの検出方法 @ カミオカンデ

ニュートリノと水中の電子が弾性散乱 $\Rightarrow$ 電子が水中で“光速”を超え走る $\Rightarrow$ チェレンコフ光



地下 1000 m (ミュオン防ぐ) に 4500 トンの水

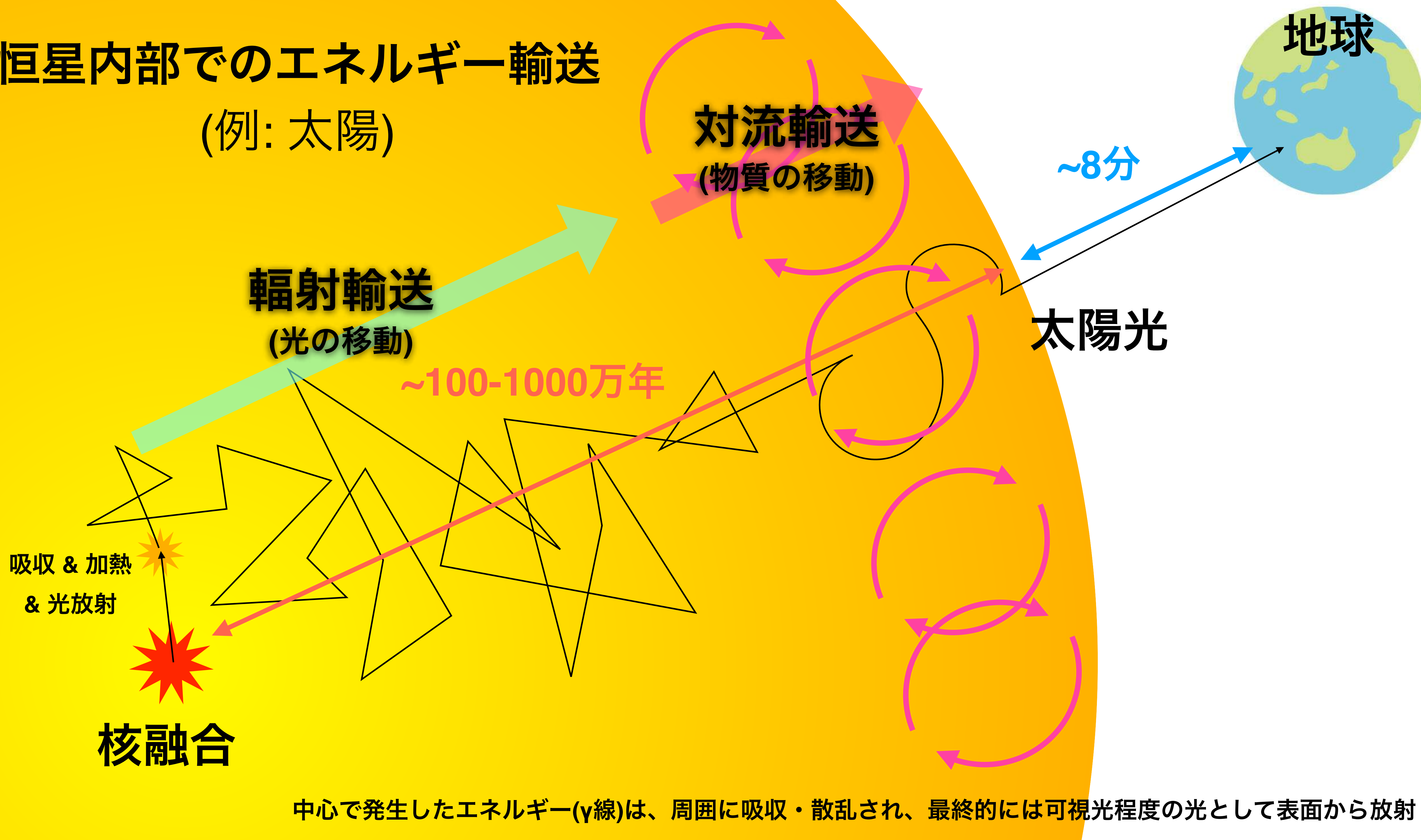


微弱なチェレンコフ光を光電子増倍管で検出している

恒星内部のエネルギー輸送と構造

恒星内部でのエネルギー輸送

(例: 太陽)



中心で発生したエネルギー(γ 線)は、周囲に吸収・散乱され、最終的には可視光程度の光として表面から放射

星の内部構造の記述は、複雑で難しい

質量保存

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$

力学平衡

$$\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} = - \frac{GM_r}{r^2}$$

エネルギー保存

$$\frac{dL_r}{dr} = - 4\pi r^2 \rho \epsilon$$

輻射によるエネルギー輸送

$$F_{\text{rad}} = \frac{16}{3} \frac{\sigma T^3}{\rho \kappa} \frac{dT}{dr}$$

対流によるエネルギー輸送

解けない (数値計算必要)

加熱・冷却に関して

原子核反応、ニュートリノ輻射など

半径 r

これらの微分方程式に関して
内側から外側まで解いて、それを時間発展

輻射輸送について

$$F_{\text{rad}} = \frac{16}{3} \frac{\sigma T^3}{\rho \kappa} \frac{dT}{dr}$$

シュテファン・ボルツマン則の微分量

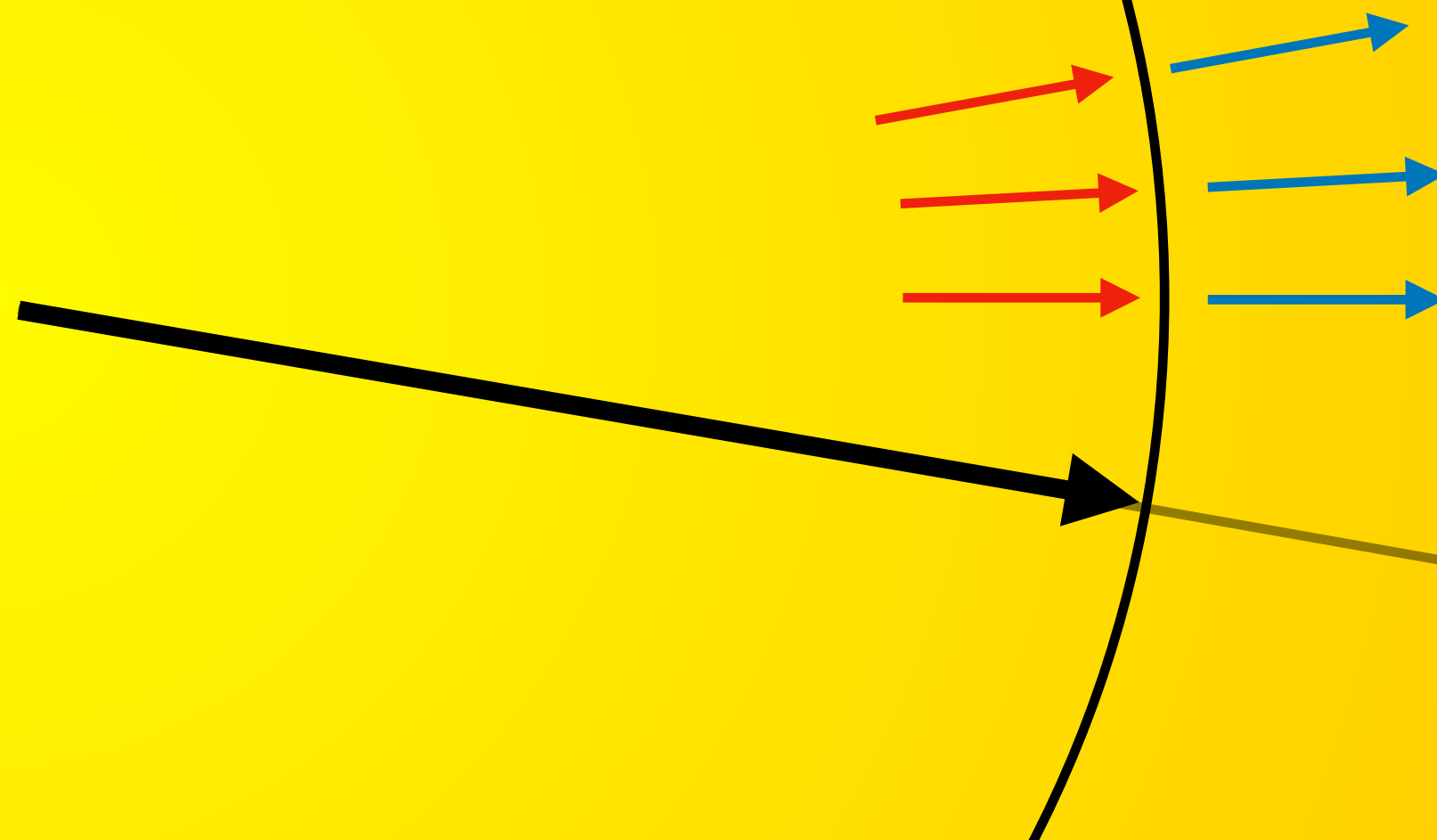
κ : 不透明度

(金属量 & 電離度に依存)

光の通しにくさ

輻射(放射)平衡

ある領域に放射によって入ってくるエネルギー流量
と出ていくエネルギー流量が等しい状態



輻射輸送について

$$F_{\text{rad}} = \frac{16}{3} \frac{\sigma T^3}{\rho \kappa} \frac{dT}{dr}$$

κ : 不透明度
(金属量 & 電離度に依存)

完全に電離している場合



H 原子が存在する場合



© 太陽の科学館

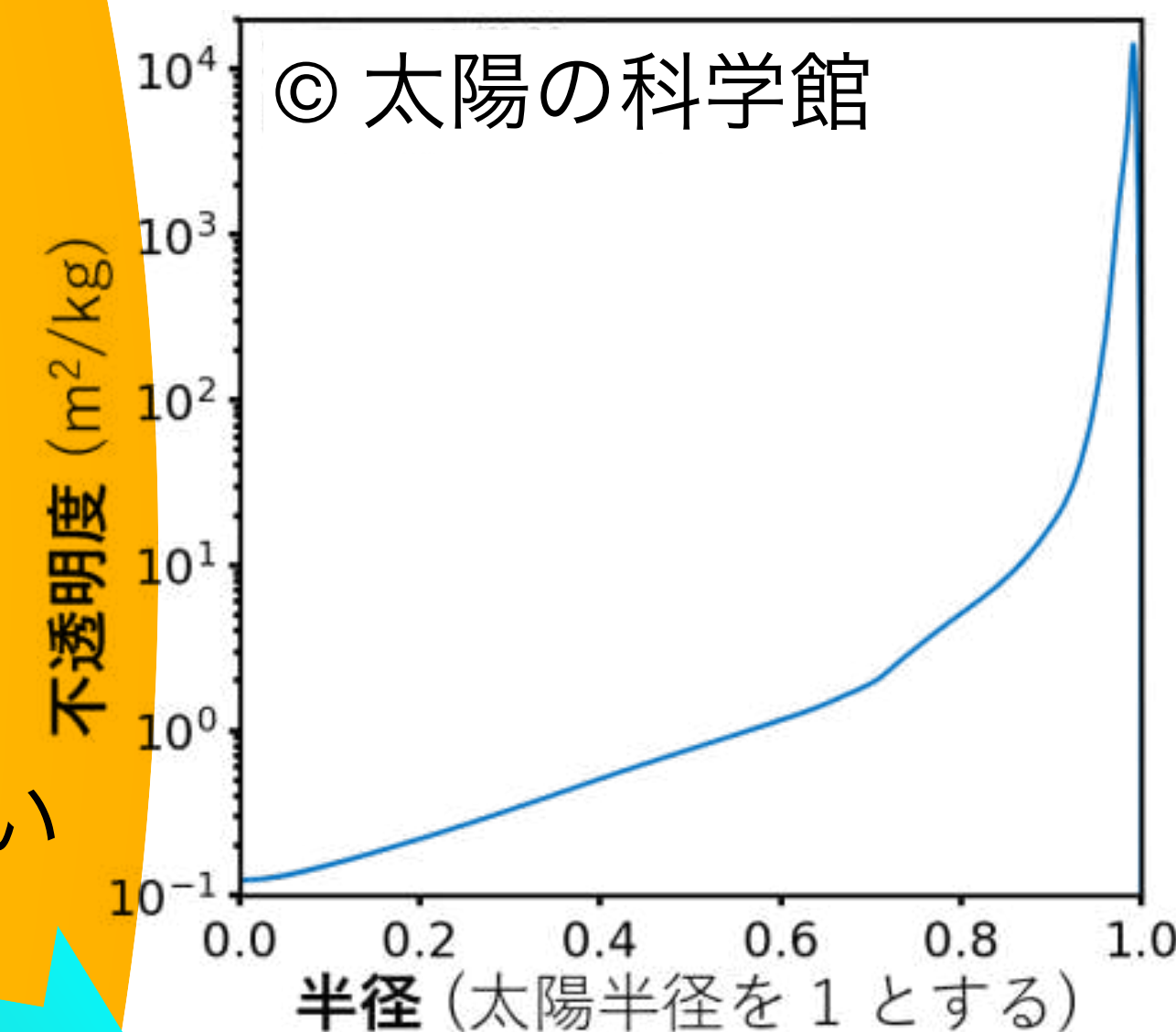
動画

● H⁺ イオン (陽子)
● H 原子
● 電子

重い元素 = 多数の電子 = 無数の励起エネルギー準位 → 不透明度大

電離度高い

電離度低い



対流輸送について

Opacity 大
(温度低い = 低電離)

Opacity 小
(温度高い = 高電離)

ある所から光を吸いやすく (輻射輸送効率小)
なって、局所的に温度上昇

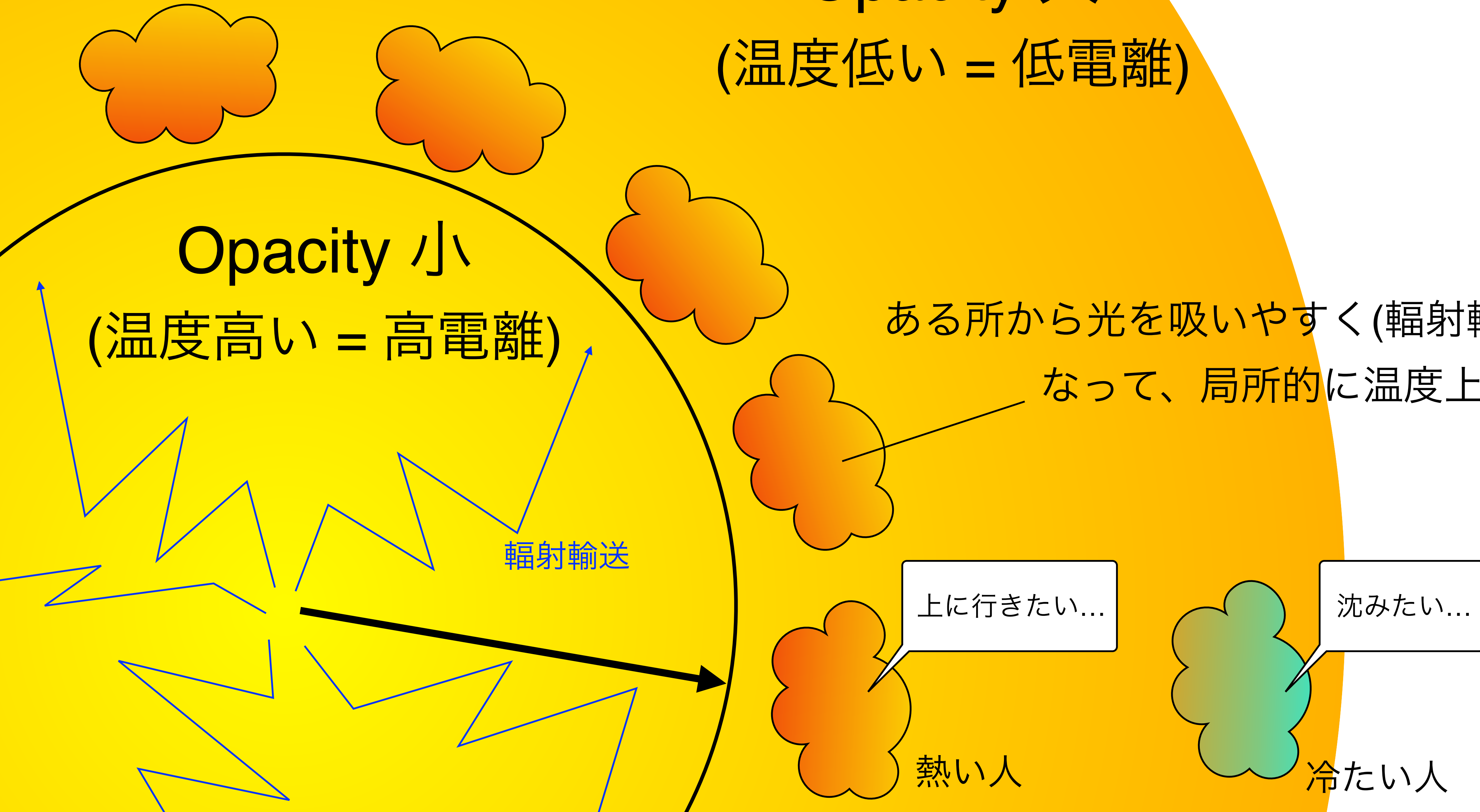
輻射輸送

上に行きたい...

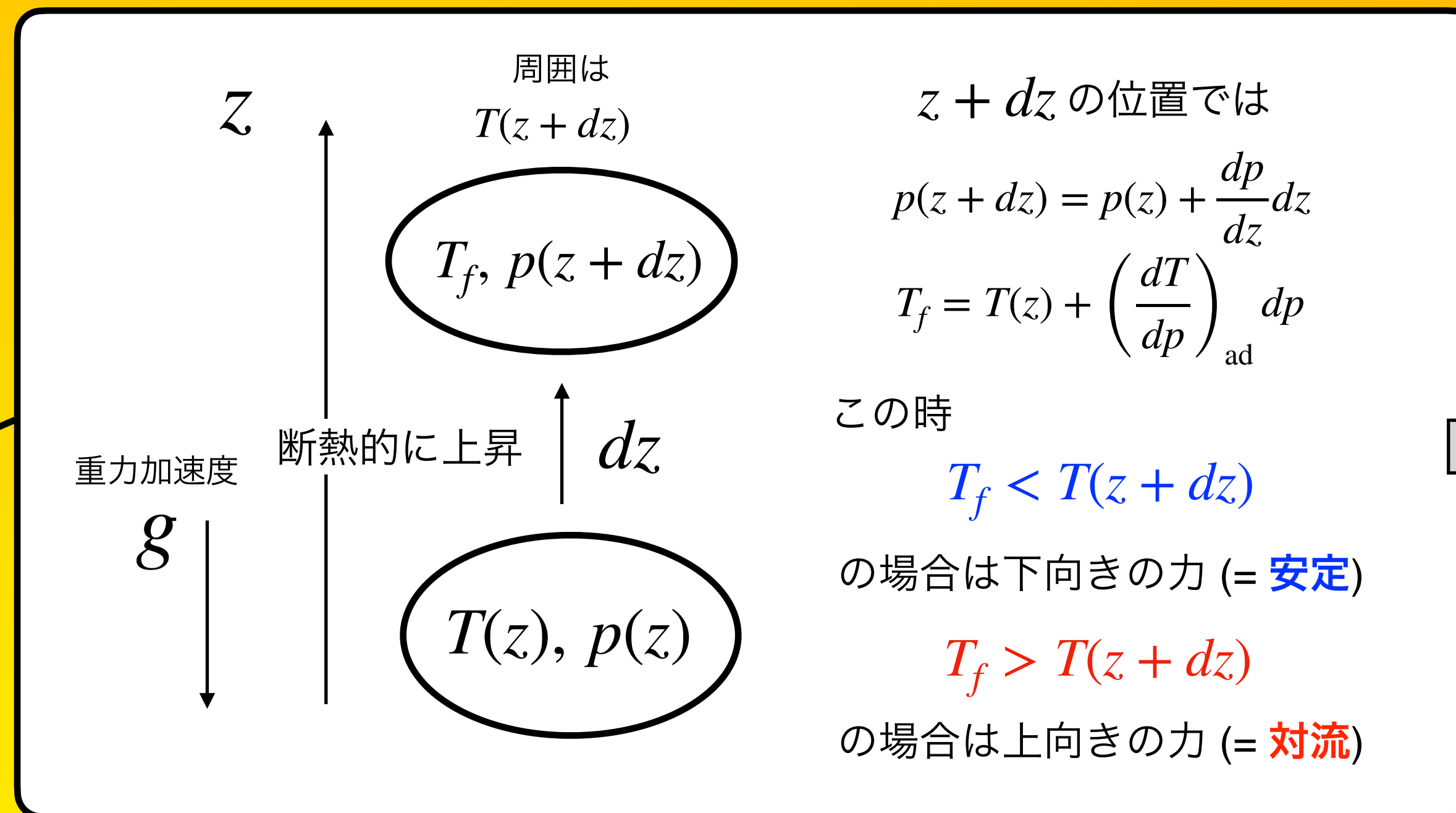
熱い人

沈みたい...

冷たい人



対流輸送について



Schwarzschild criterion*

$$\left(\frac{d \ln T}{d \ln p} \right)_{\text{ad}} < \left(\frac{d \ln T}{d \ln p} \right)_{\text{rad}}$$

$$dz > 0 \text{ のとき } dp < 0$$

温度勾配が断熱的 (輻射輸送のみ) な時より急な場合

この条件下で「熱くて軽いものは上昇し、冷たく重いものは下降する」

冷たいものは上へ

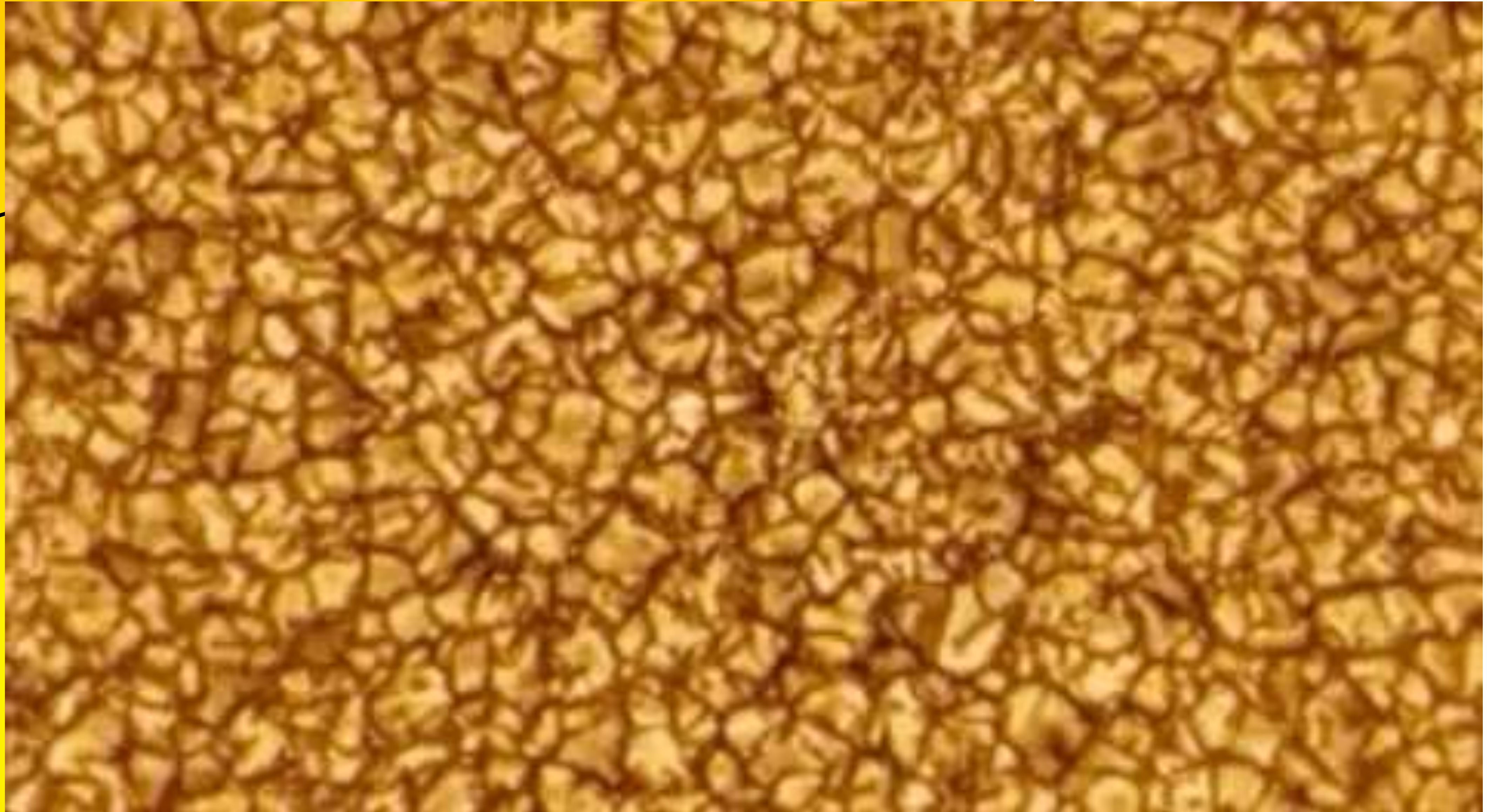
熱いものは上へ

急な温度勾配

*組成勾配も考慮した Ledoux criterion というものもある

対流輸送について

太陽表面での対流の様子 (動画)



単純な星の内部構造の記述 : Lane-Emden 方程式

Lane-Emden 方程式

質量保存 $\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$

力学平衡 $\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r}{r^2} \rho$

ポリトロップ関係 $P = K\rho^{1+1/N}$

難しいエネルギー輸送は考えない



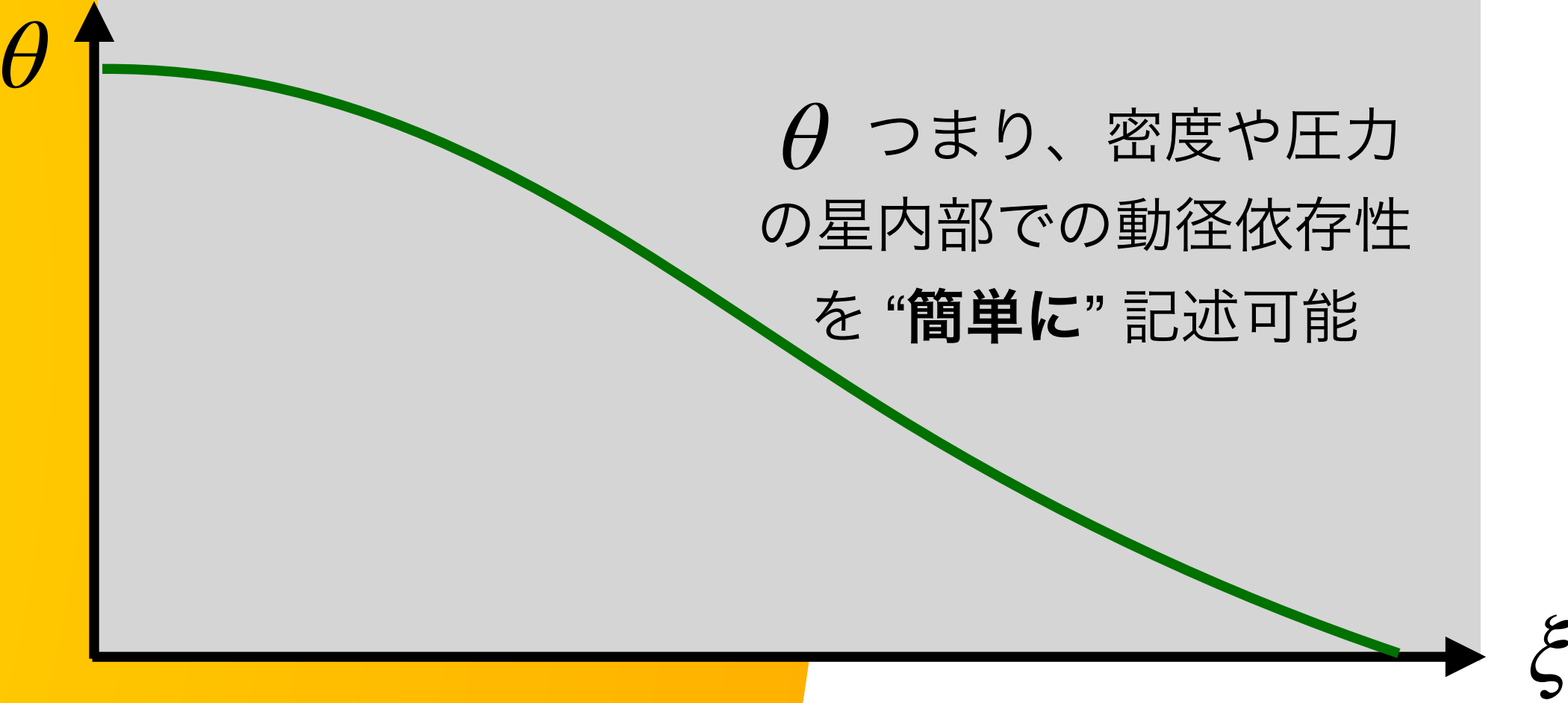
θ 密度

ξ 半径

$$\frac{1}{\xi^2} \frac{d}{d\xi} \left(\xi^2 \frac{d\theta}{d\xi} \right) = -\theta^N$$

無次元化 密度 無次元化 半径

$$\rho = \rho_c \theta^N \quad \xi = \frac{r}{\alpha} \quad \alpha^2 = \frac{(N+1)p_c}{4\pi G \rho_c^2}$$

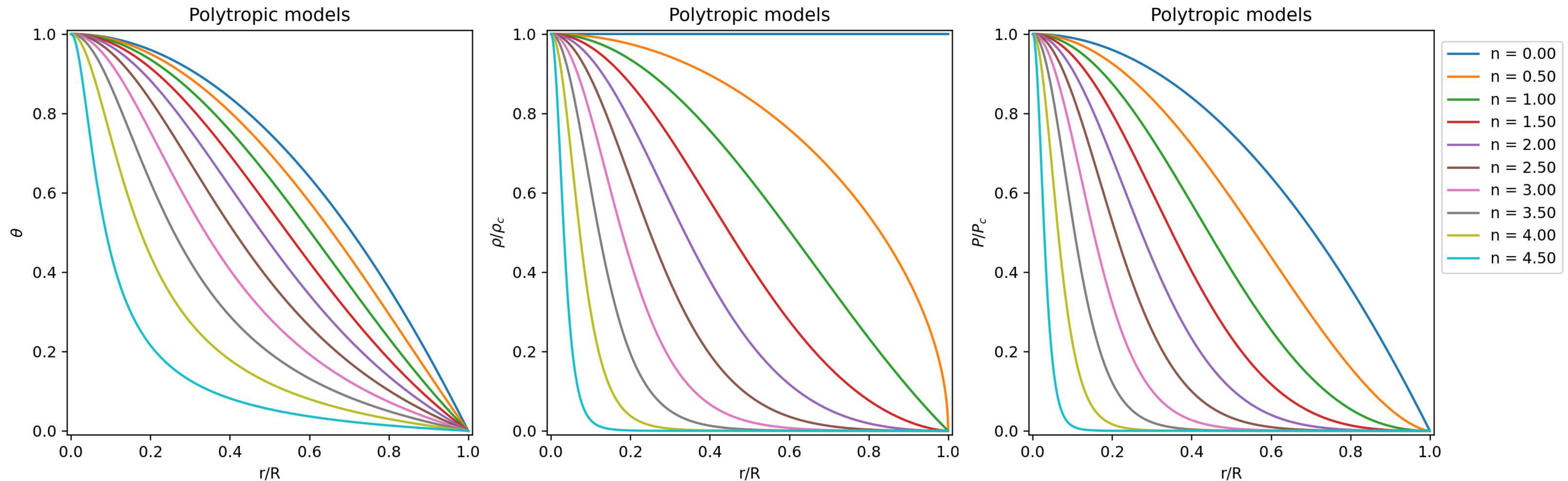


単純な星の内部構造の記述：Lane-Emden 方程式

ポリトロップ指数と天体の例

$n = 1.5$ 対流平衡にある恒星、白色矮星

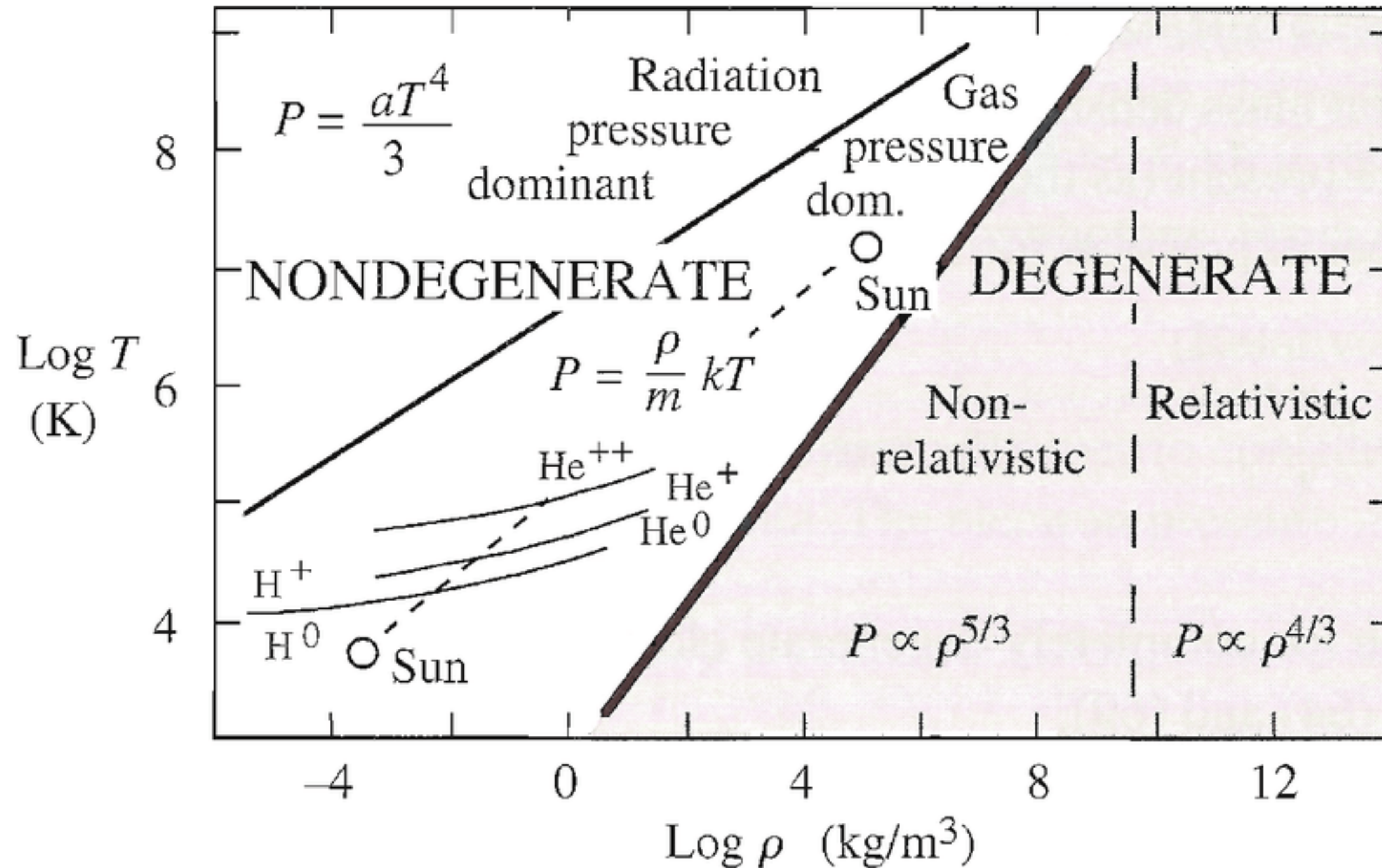
$n = 3-3.5$ 輻射平衡にある恒星



Python を使った計算例

https://s3b.astro.ncu.edu.tw/~daisuke/notebook/Science___Astronomy/20220503_0.html

単純な星の内部構造の記述：Lane-Emden 方程式

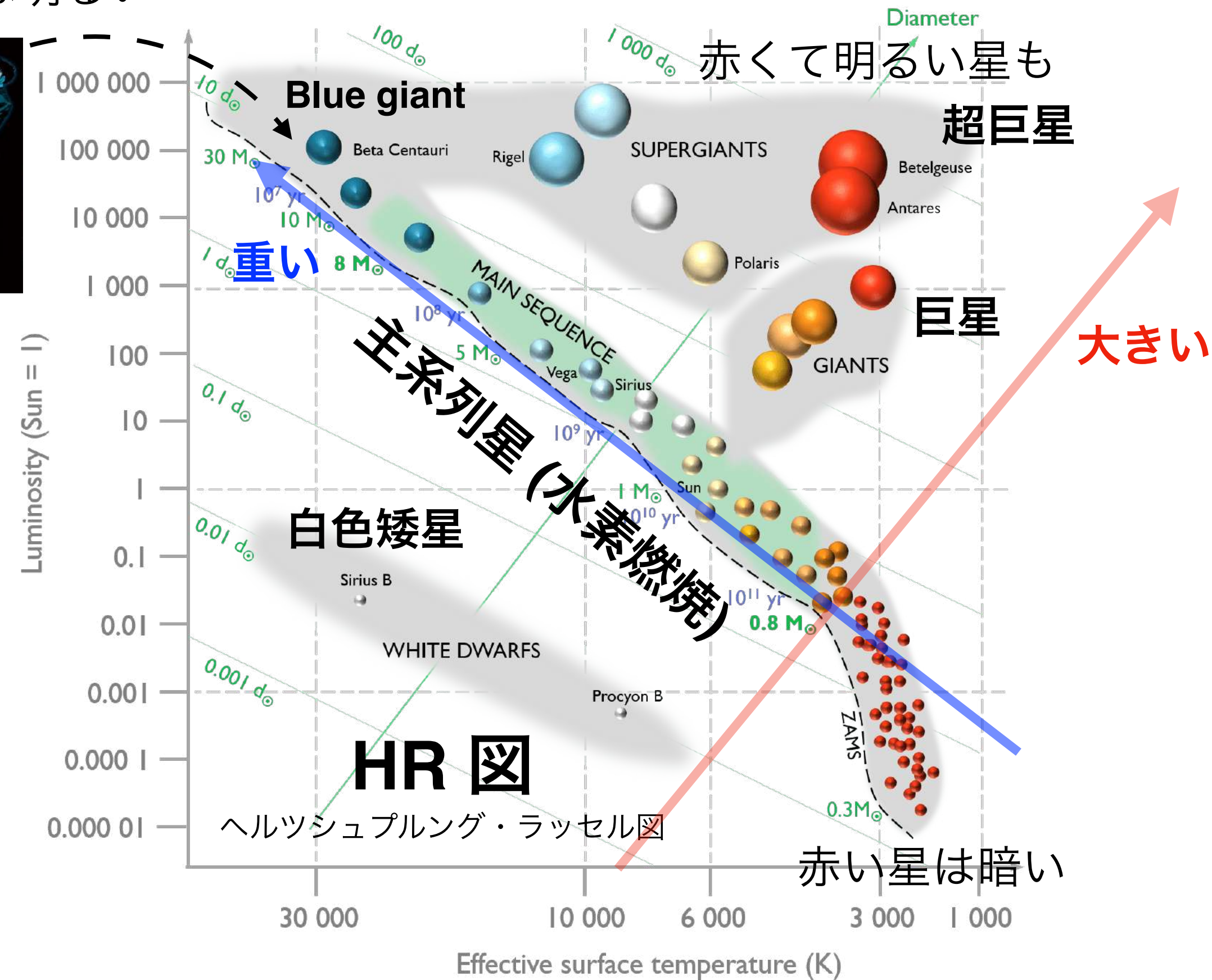


星の分類

星の分布: HR 図から見る恒星の分類と進化

HR 図 = 星の**色**と**明るさ**でプロットしてみよう

青い星は明るい



シュテファン・ボルツマンの法則

$$L = 4\pi R^2 \times \sigma T^4$$

明るさ 星の表面積 温度

熱輻射によって黒体から放出されるエネルギー

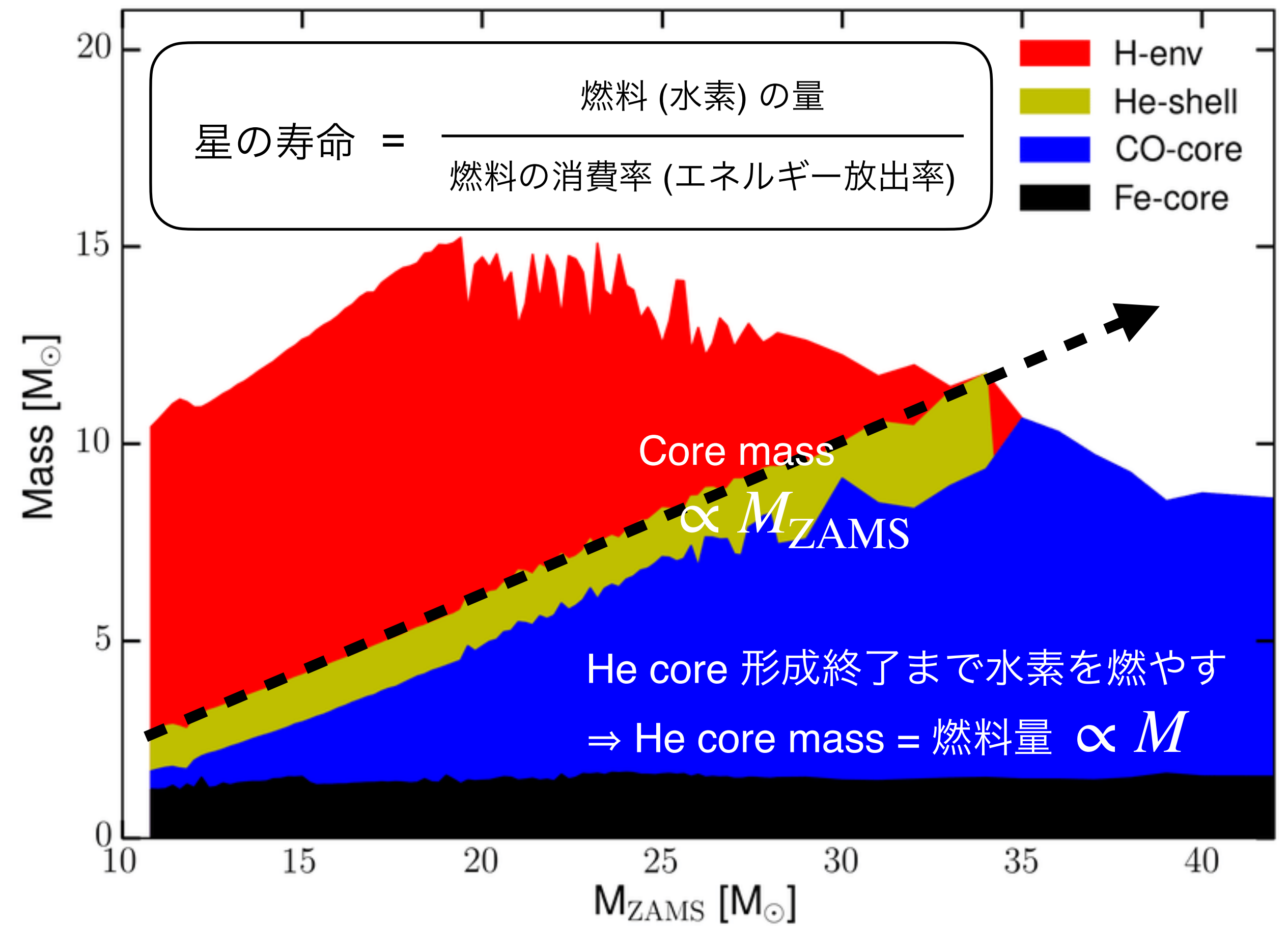
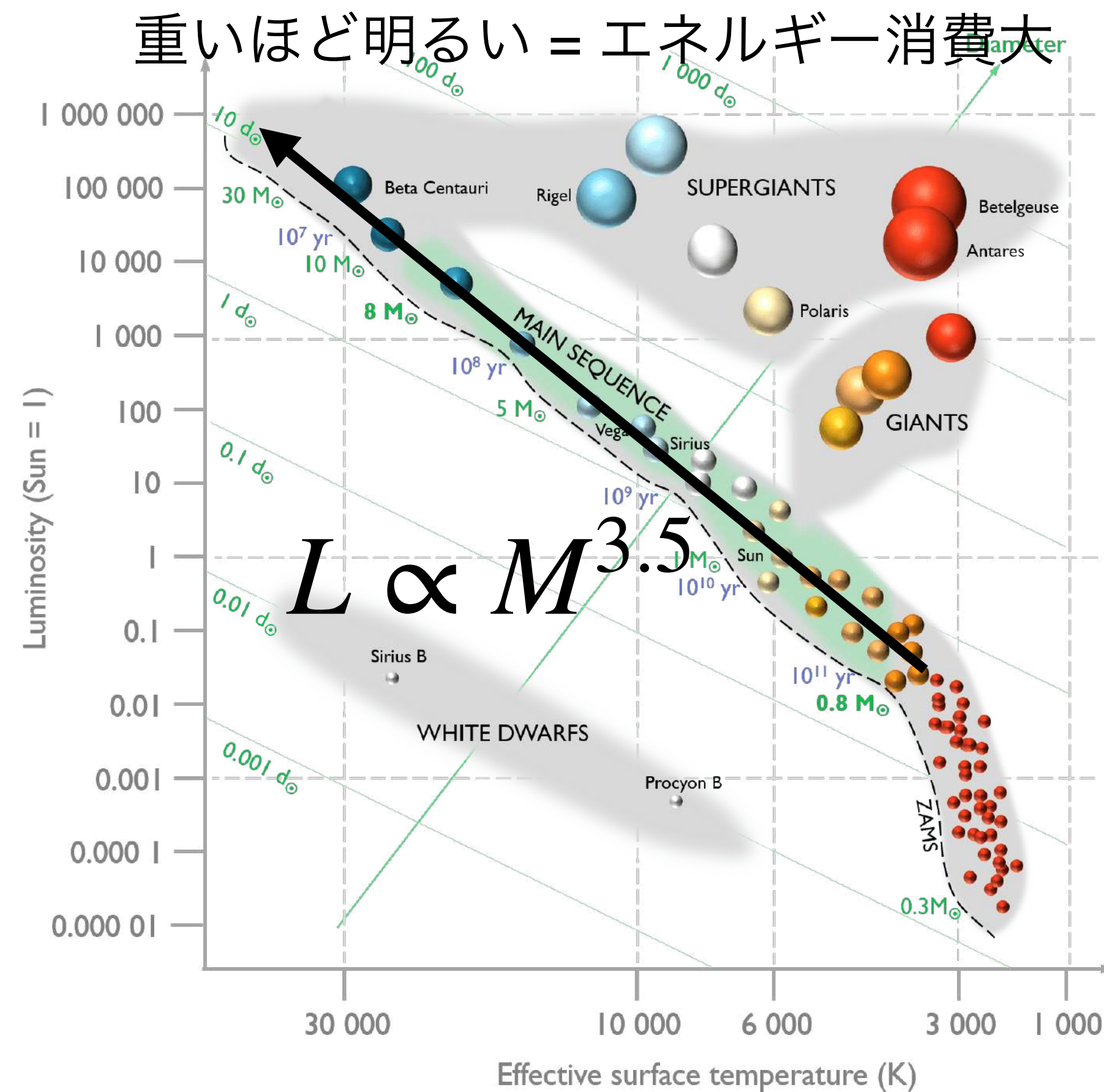
主系列星 (普通の星) = 中心で水素を燃やす星

- 重い星ほど青い = 温度が高い
- 重い星ほど明るい
- 重い星ほど寿命が短い ~3000万年 @ 10 $M_{\odot}$
~100億年 @ 1 $M_{\odot}$

HR 図上では、主系列星・(超)巨星・白色矮星が分類できる

主系列星とその寿命

主系列星 = 水素を燃やして(核融合して)いる星



燃料量 $\propto M$ を燃料消費率 $L \propto M^{3.5}$ で割ると $t_{\text{MS}} \propto M^{-2.5}$

主系列星とその寿命： $L \propto M^{3.5}$ はなぜ？

質量保存

$$M \sim \rho R^3$$

力学平衡

$$\frac{p}{R} \sim \frac{GM\rho}{R^2}$$

ガス圧優勢

$$p \sim \frac{\rho kT}{m_H}$$

中心温度は、水素燃焼でリミットされてると考えれば、ほぼ一定なので $p \propto \rho$

$$\cancel{\frac{p}{R}} \sim \cancel{\frac{GM\rho}{R^2}} \rightarrow \begin{matrix} M \sim \rho R^3 \propto \rho M^3 \\ R \propto M \end{matrix} \quad \begin{matrix} \rho \propto M^{-2} \\ p \propto M^{-2} \end{matrix}$$

半径は質量と共に増加するが、密度・圧力は急激に減少

エネルギー輸送式 (輻射平衡)

$$L_r = -4\pi r^2 \left(\frac{\overset{\text{輻射定数}}{4acT^3}}{\underset{\text{吸収係数}}{3\chi\rho}} \right) \frac{dT}{dr}$$

星の大部分では輻射平衡

$$R \propto M$$

質量がある程度あれば、電子散乱優勢で吸収係数は一定とみなせるので上式を使って

$$L \sim \frac{acT^4 R}{\chi\rho}$$

定数 or ほぼ一定

$$L \propto M^3 \quad T_{eff} \propto M^{1/4}$$

(シュテファン・ボルツマン則使って)

0.5 < M/Msun < 20 の範囲では、近似式として $L \propto M^{3.5}$ となる。これで質量を割って、主系列星の寿命は $t_{MS} \propto M^{-2.5}$

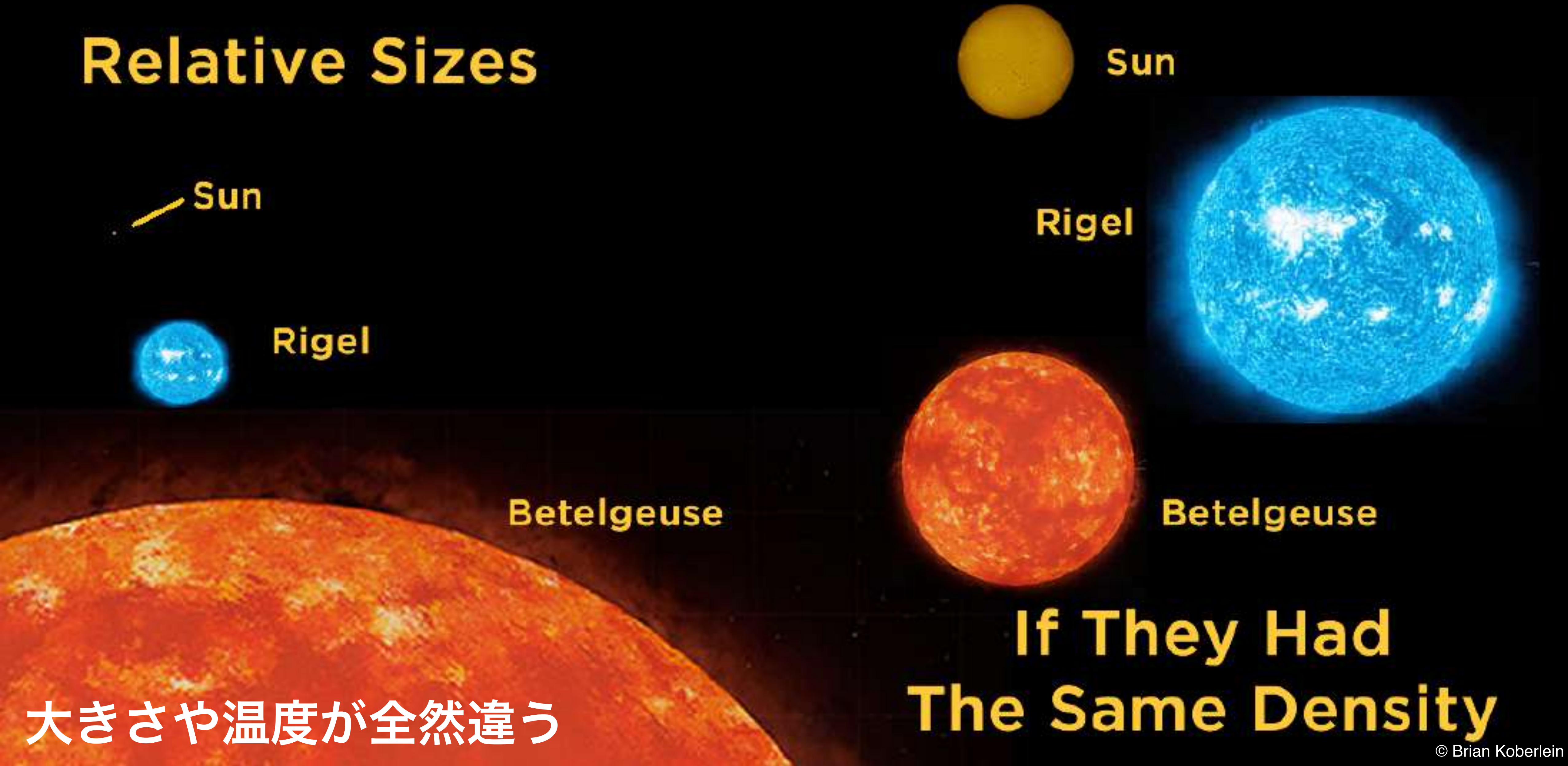
主系列星の物理量のまとめ https://www.shokabo.co.jp/sp_Xray/glossary/g-evolve.htm

主系列星の物理量										
質量 M (太陽質量)	半径 R (太陽半径)	表面温度 (K)	光度 L (太陽光度)	中心密度 (g/cm ³)	中心温度 (K)	寿命 (年)				
100	大 ↑ 14	高 ↑ 52000	高 ↑ 1.2×10 ⁶	小 ↑ 1.6	高 ↑ 4.2×10 ⁷	短 ↑ 500万				
50										
20										
10										
5										
2										
1										
0.7										
0.5										

重いほど中心高温で核エネルギー消費 (放出) 大きく、膨らんでいる (半径大 & 密度小)

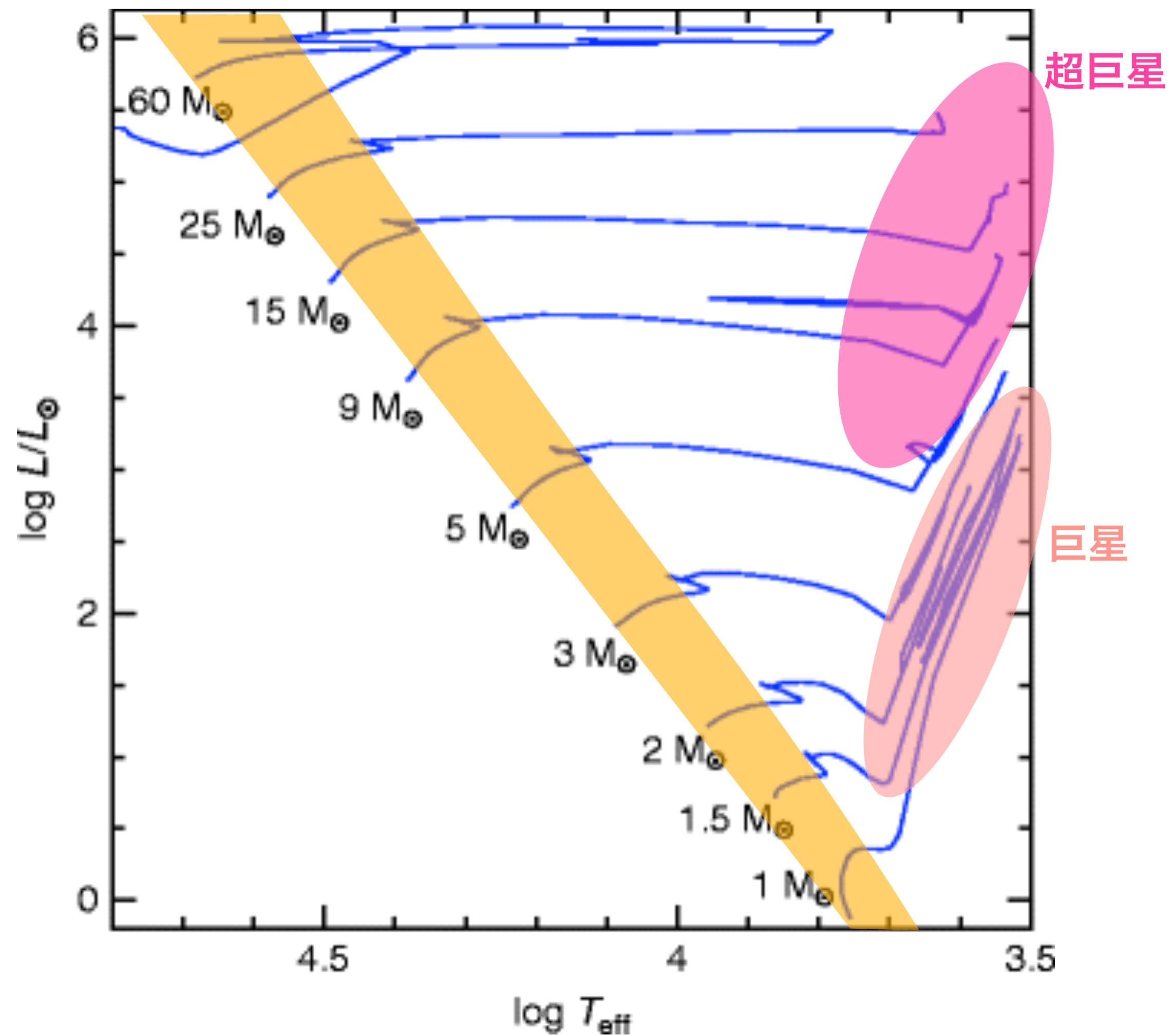
(超)巨星と太陽のような主系列星の違いは何？

Relative Sizes



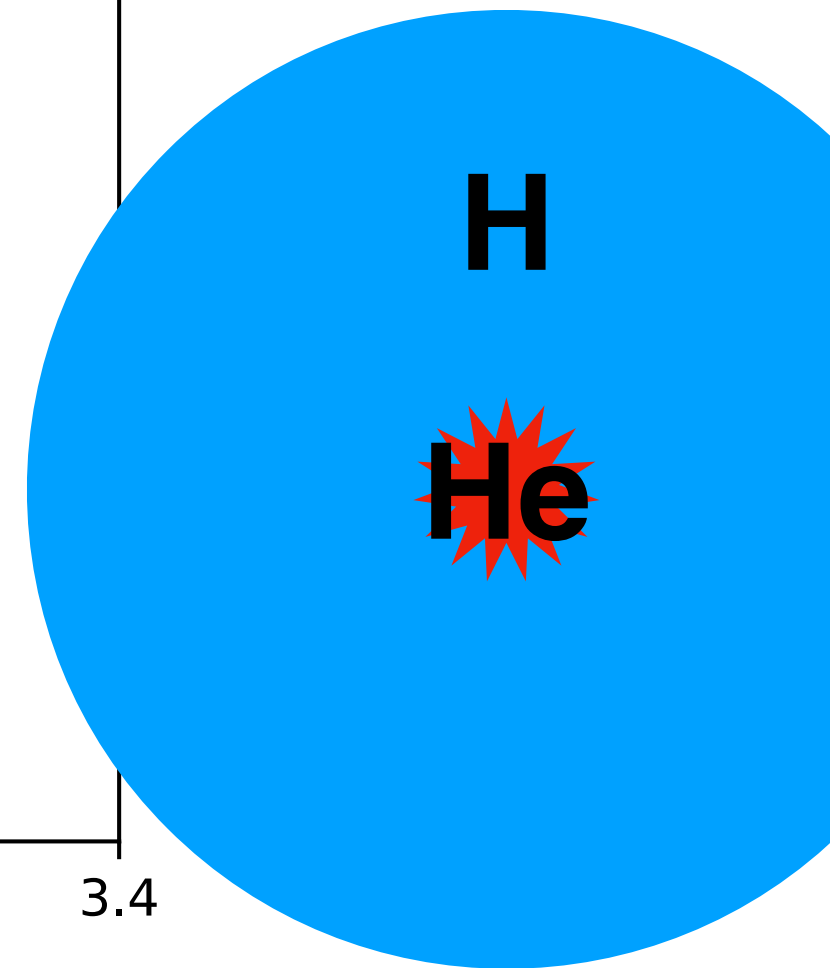
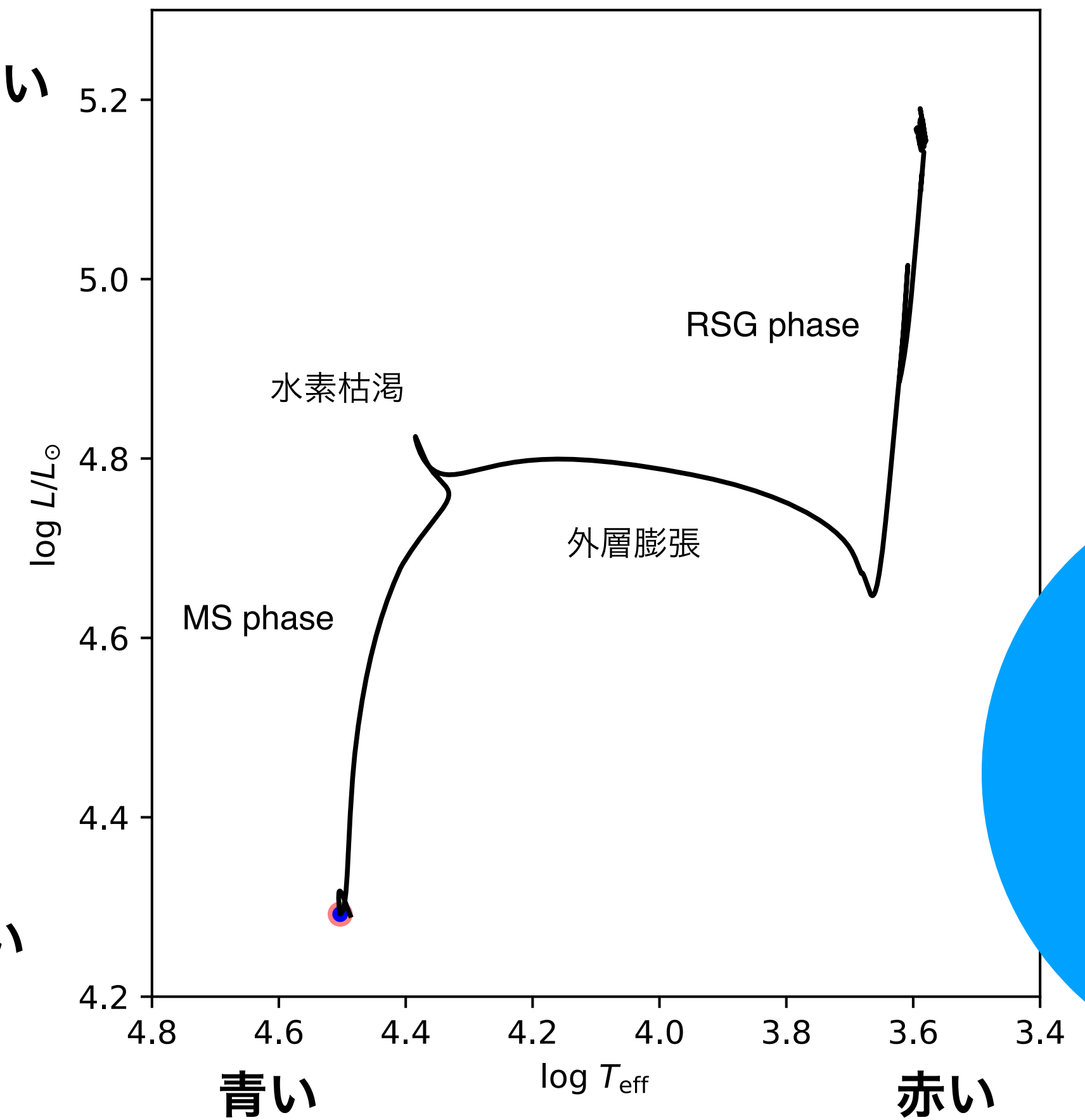
単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階
(星の寿命の約9割)



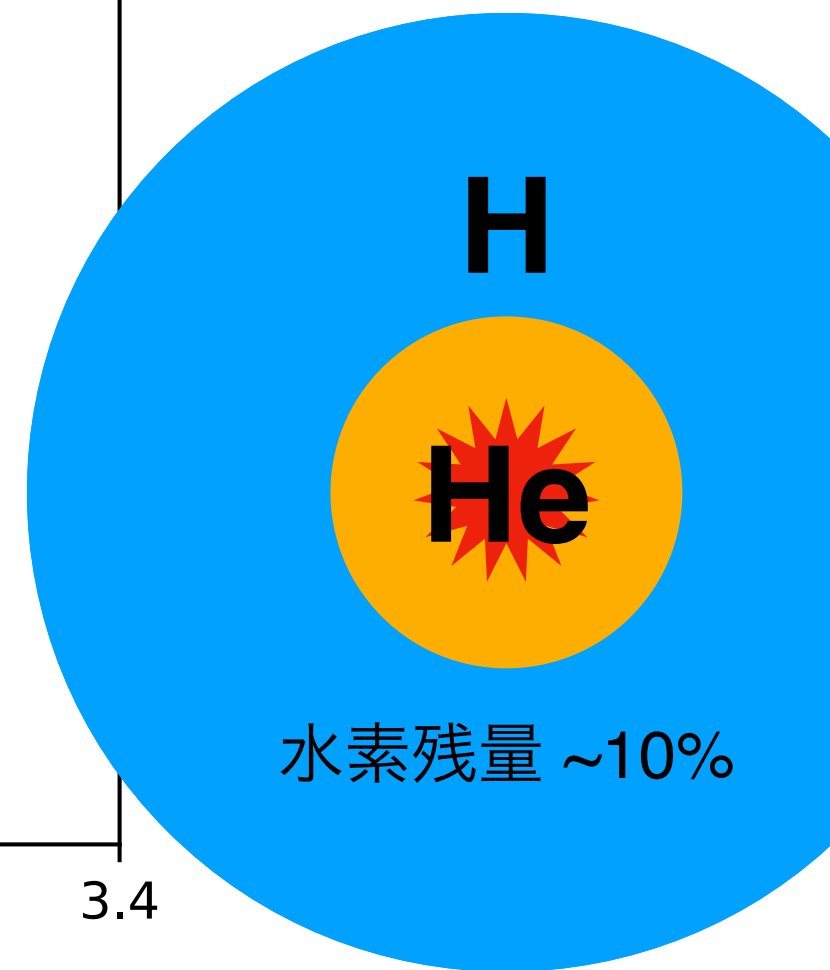
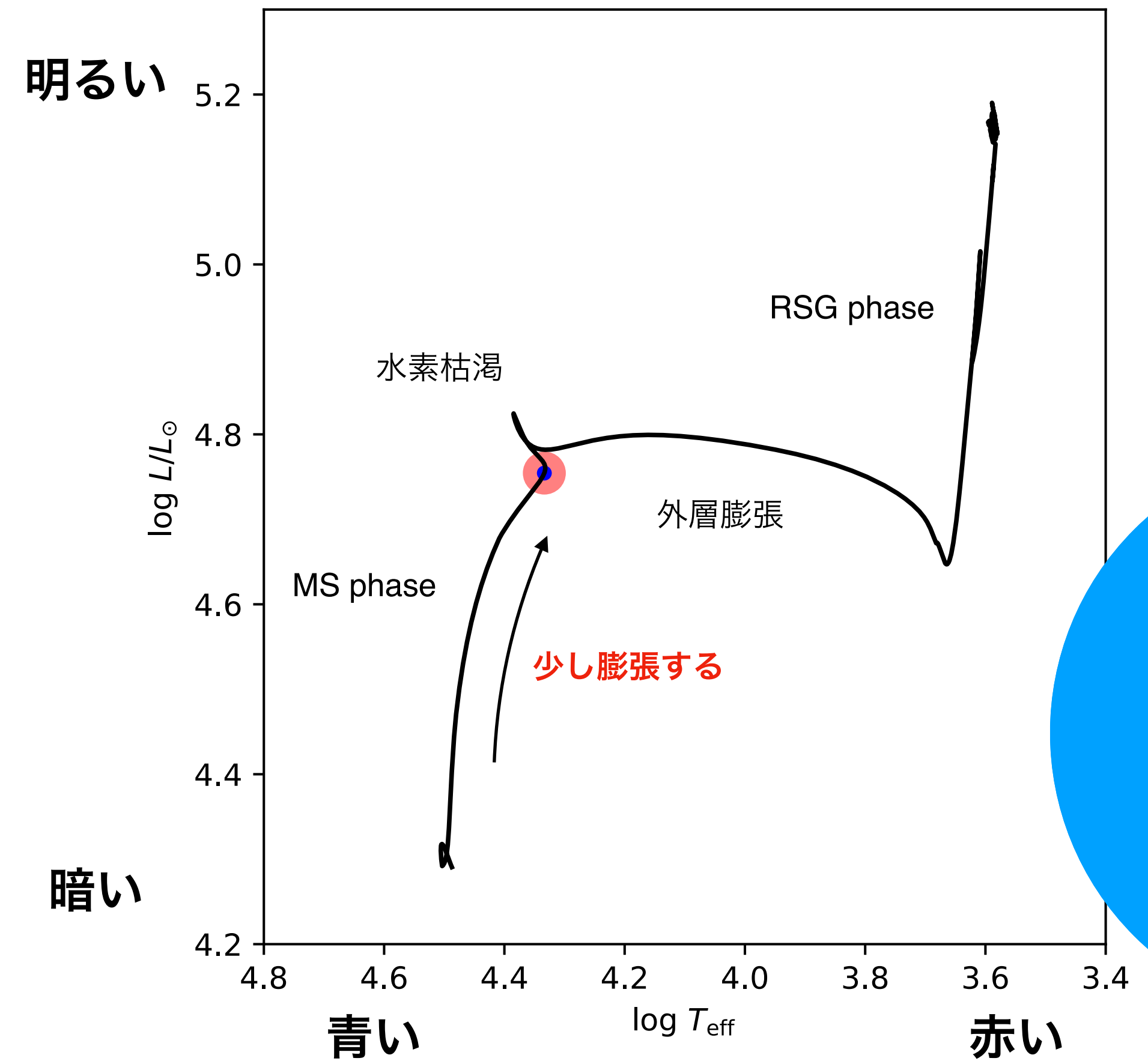
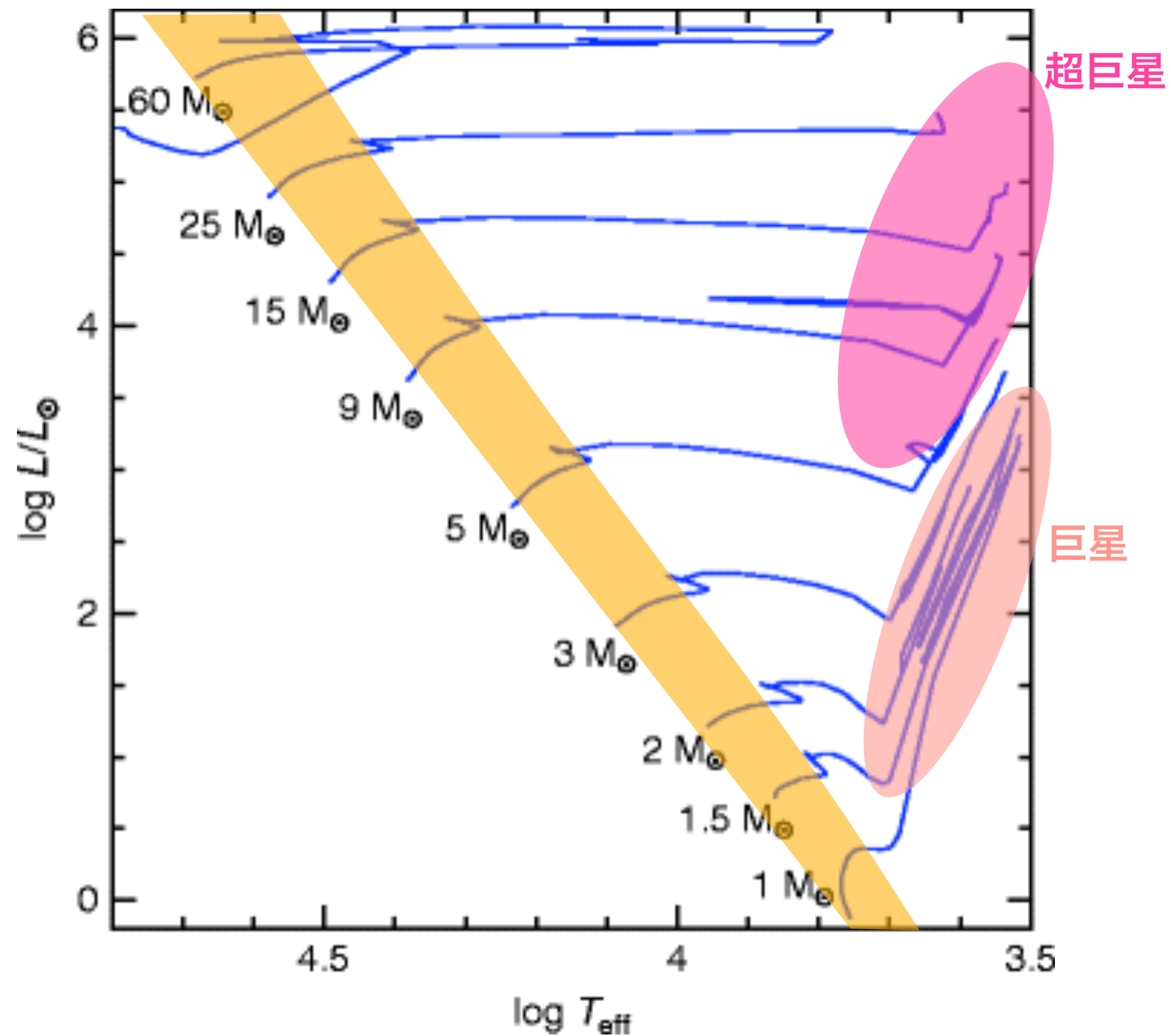
明るい

暗い



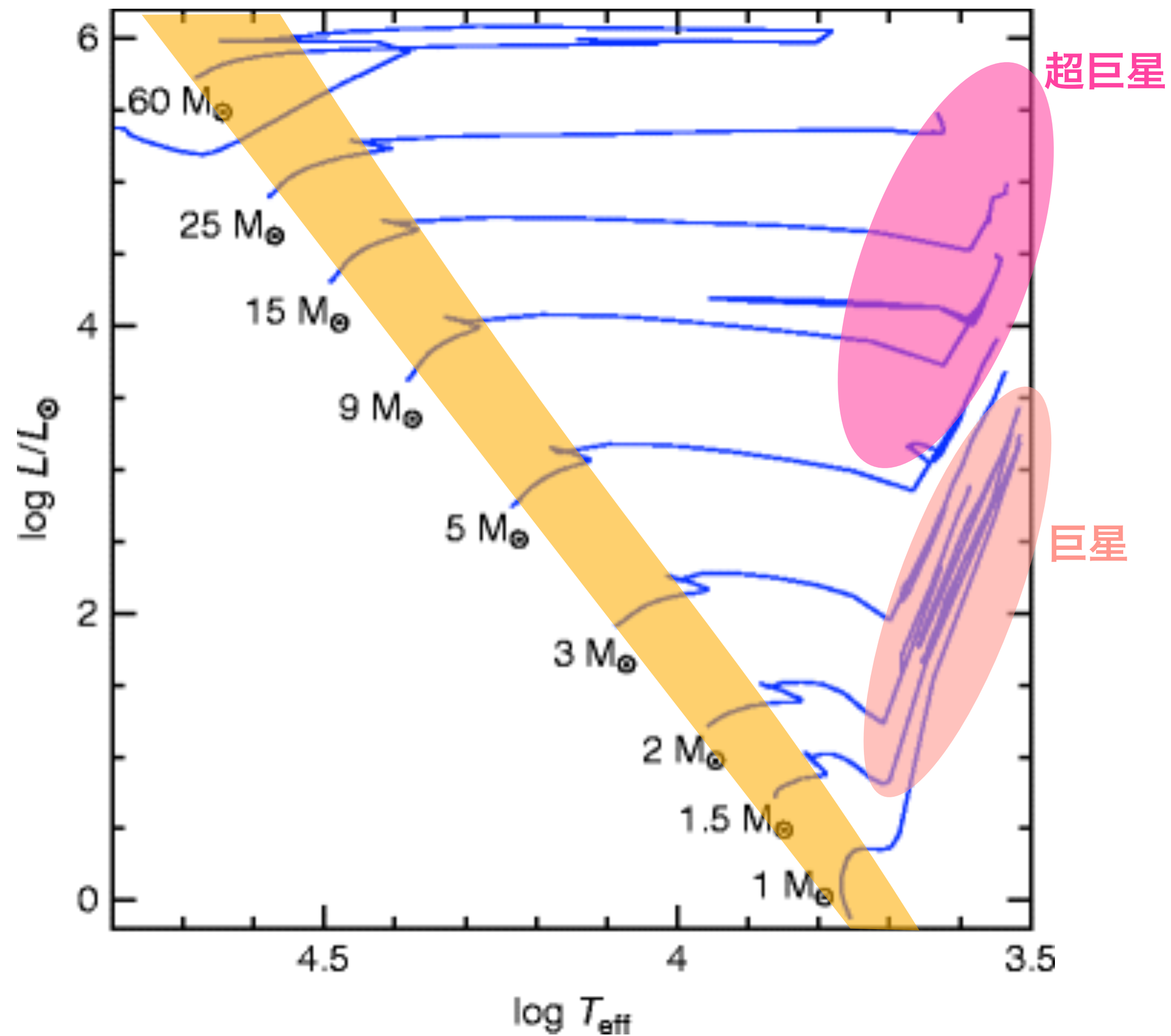
単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階
(星の寿命の約9割)



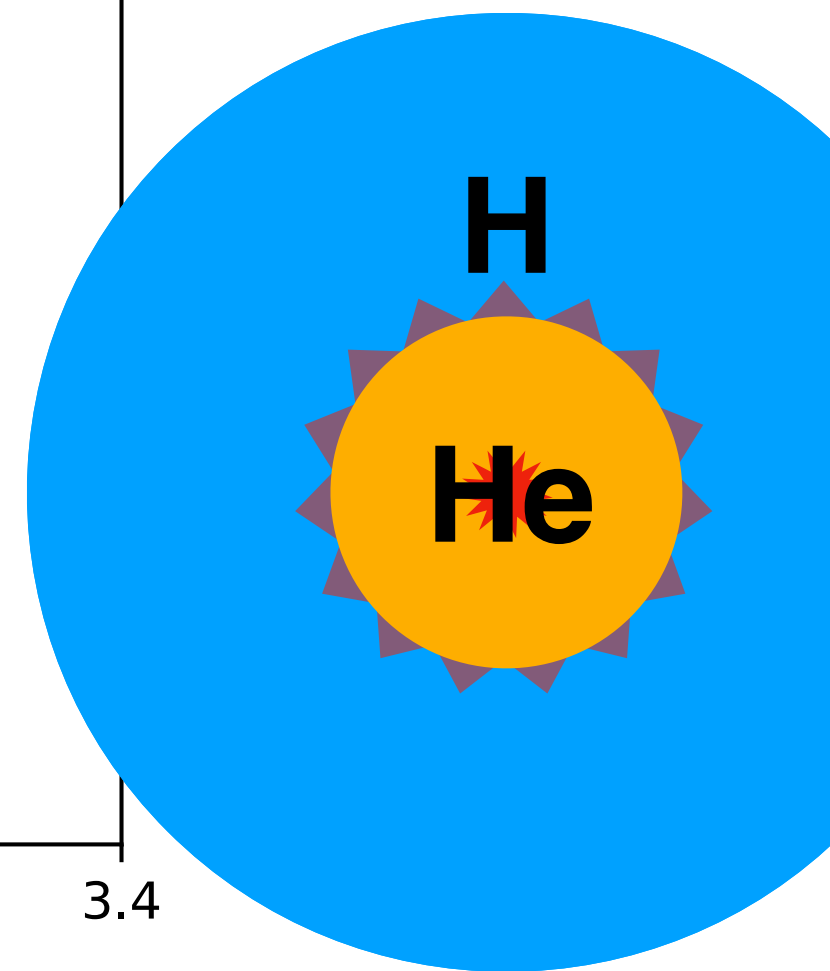
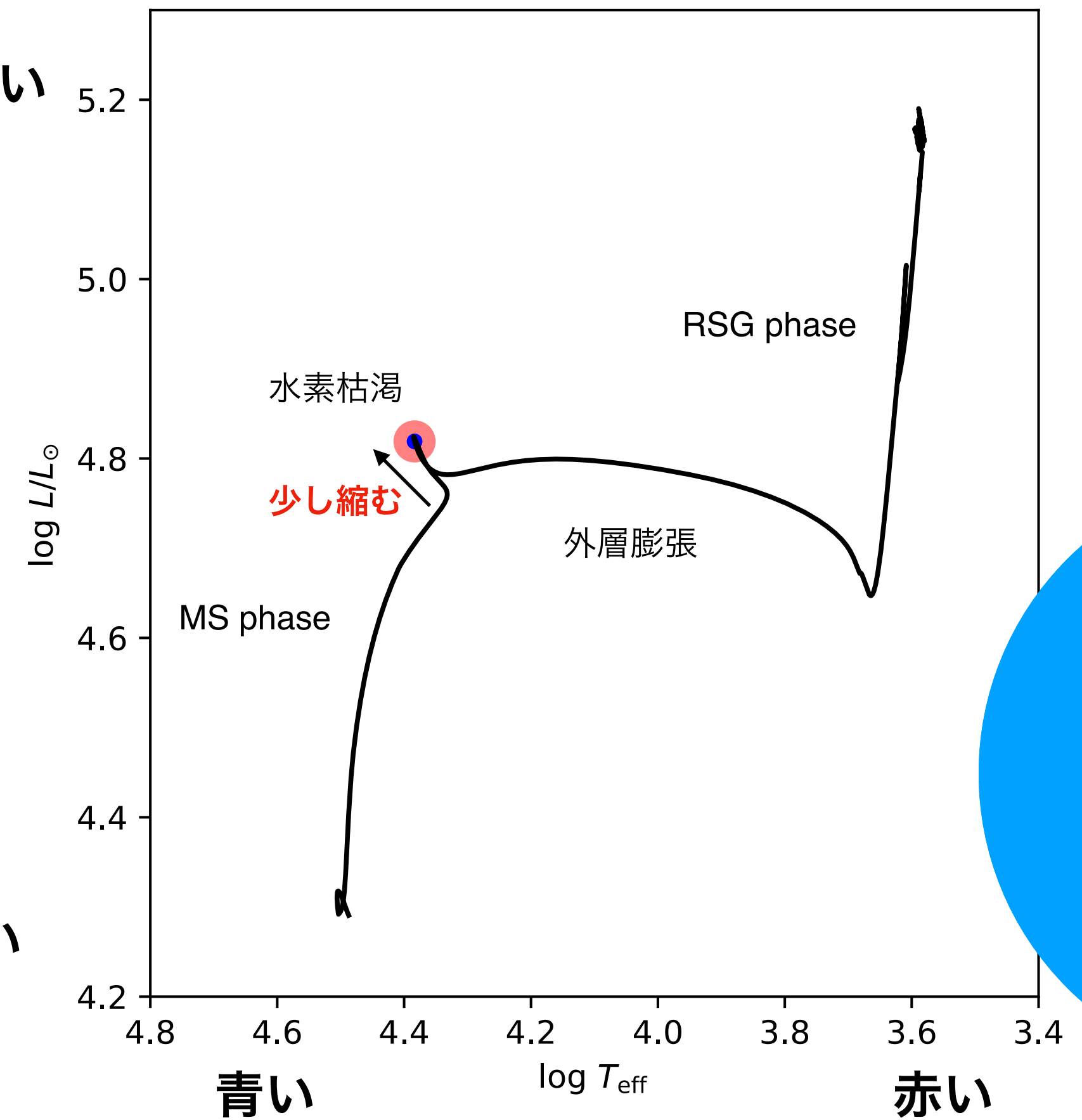
単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階
(星の寿命の約9割)



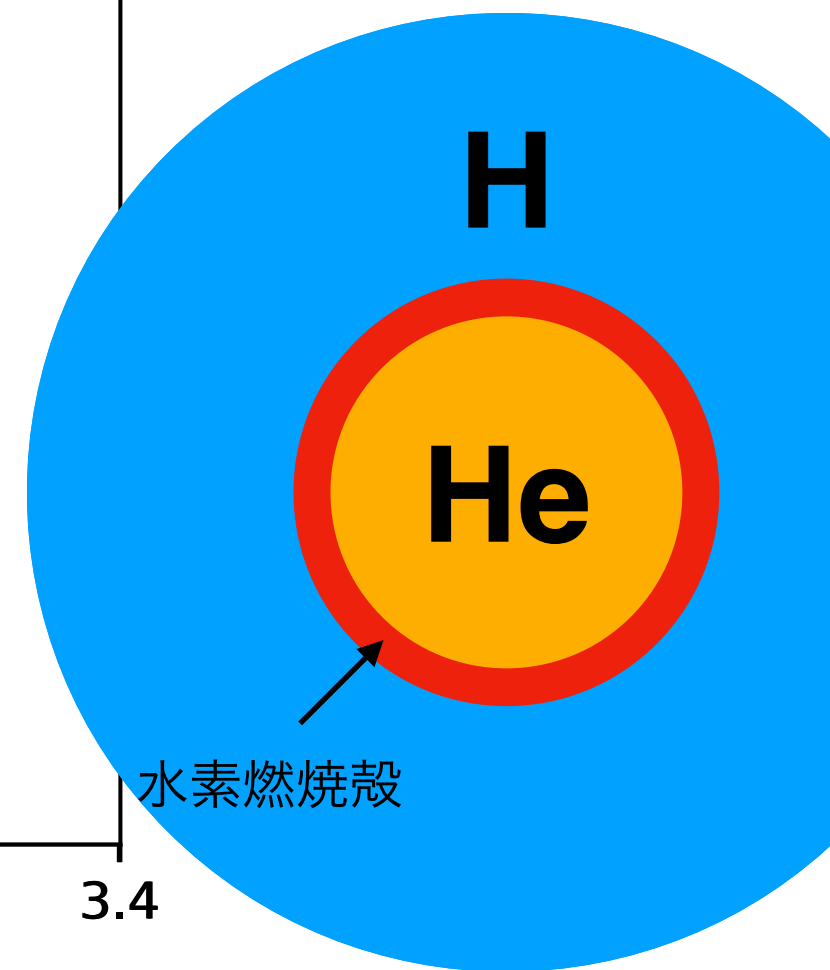
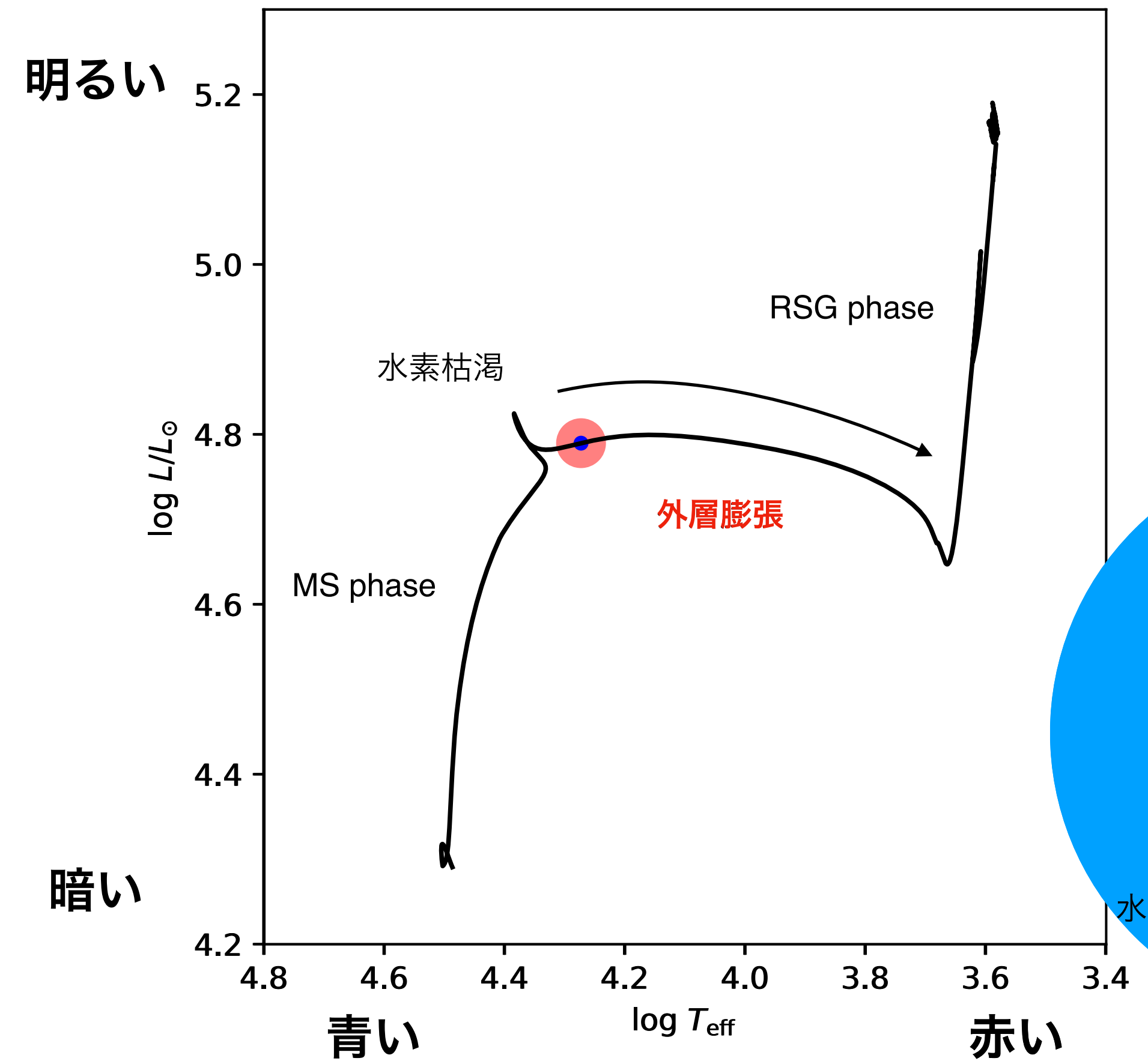
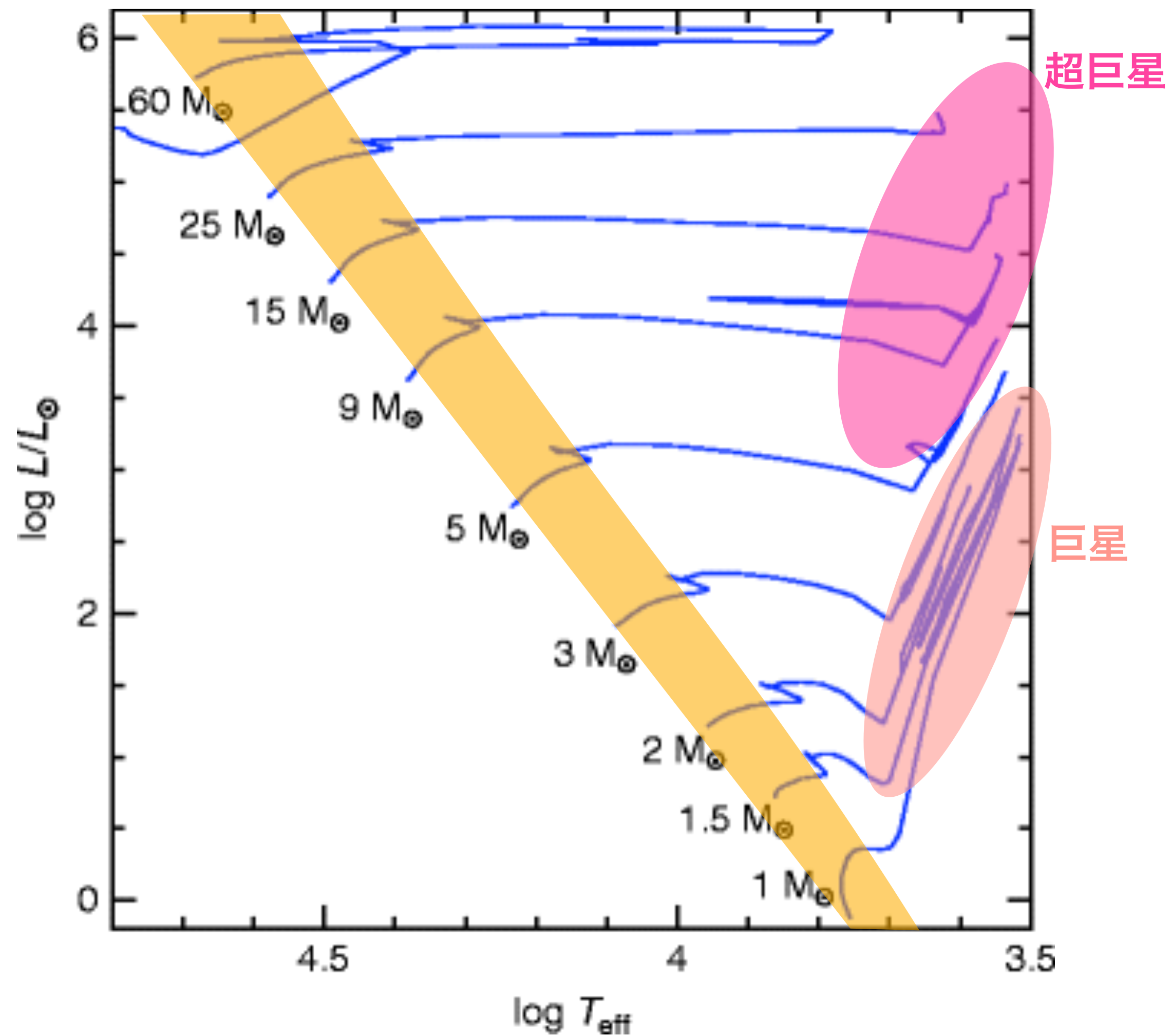
明るい

暗い



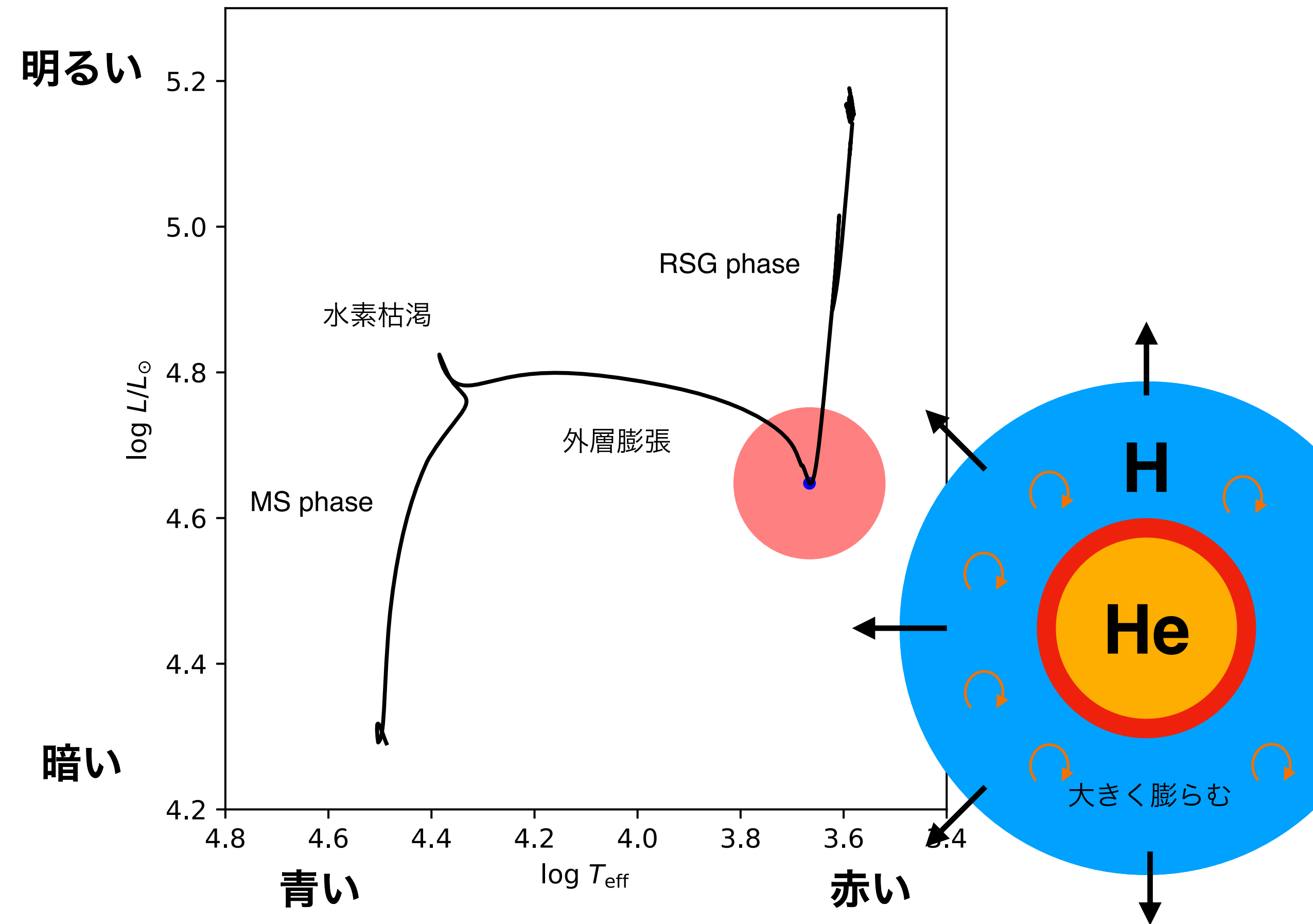
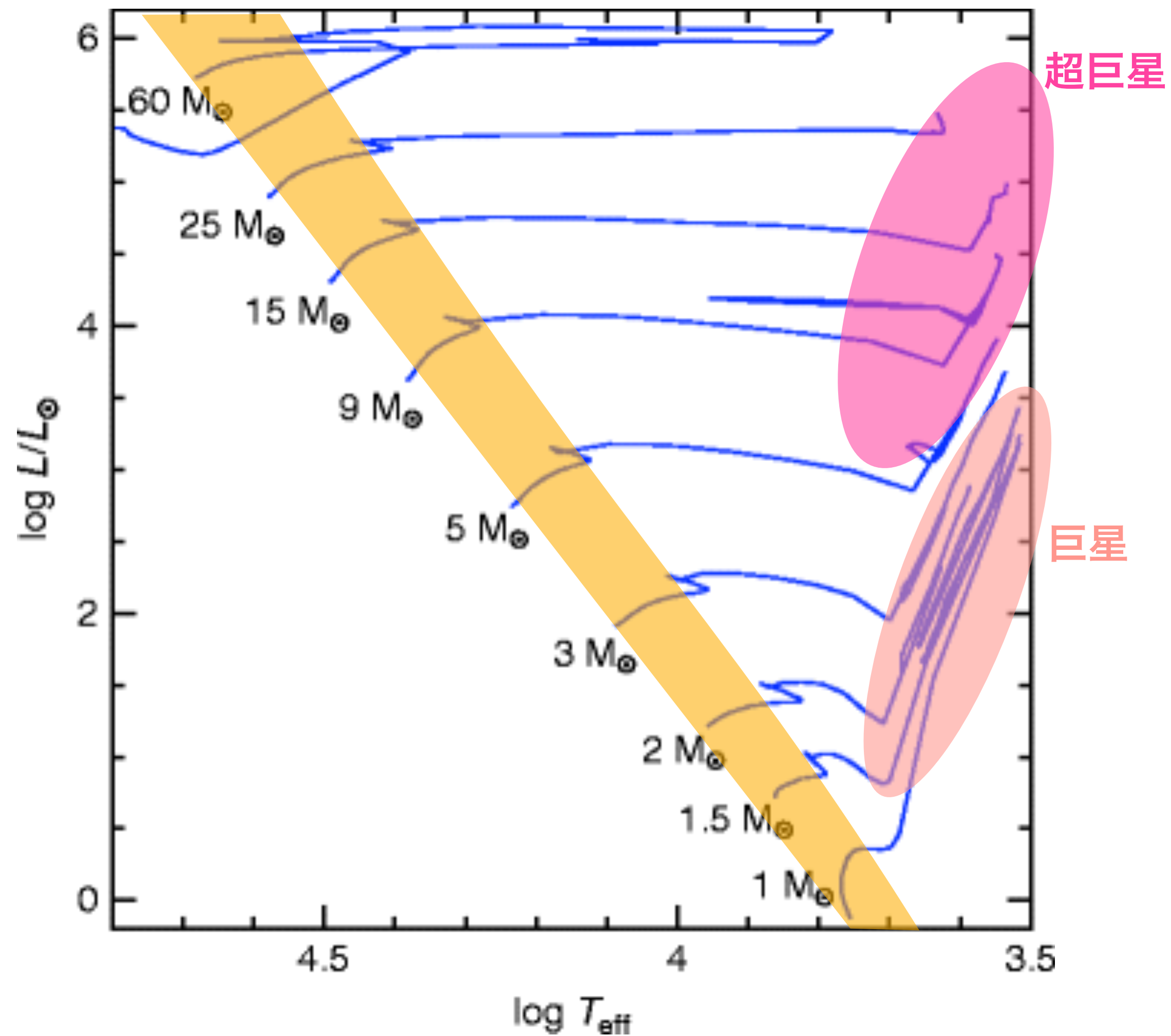
単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階
(星の寿命の約9割)



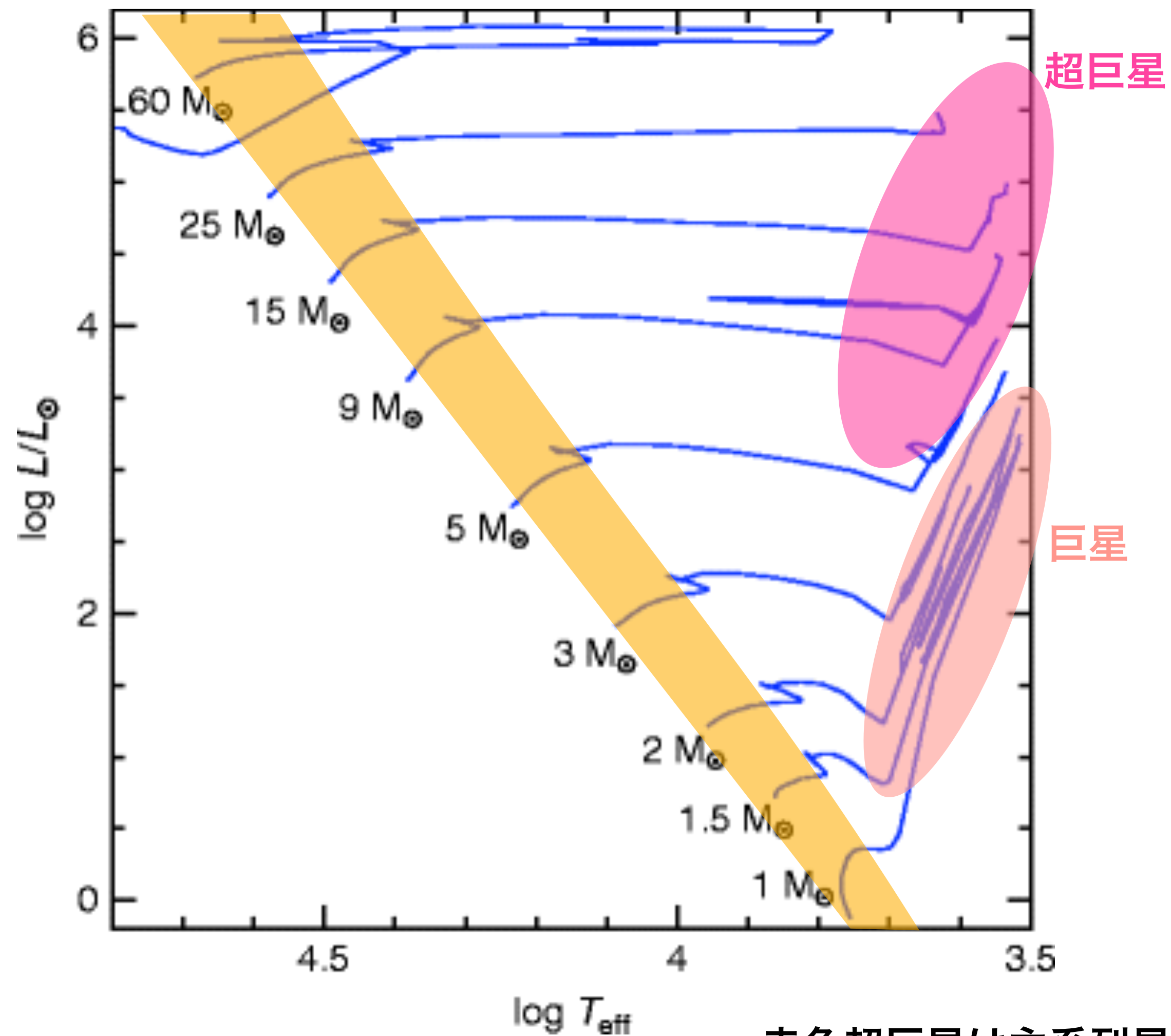
単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階
(星の寿命の約9割)



単独の恒星進化を見てみよう

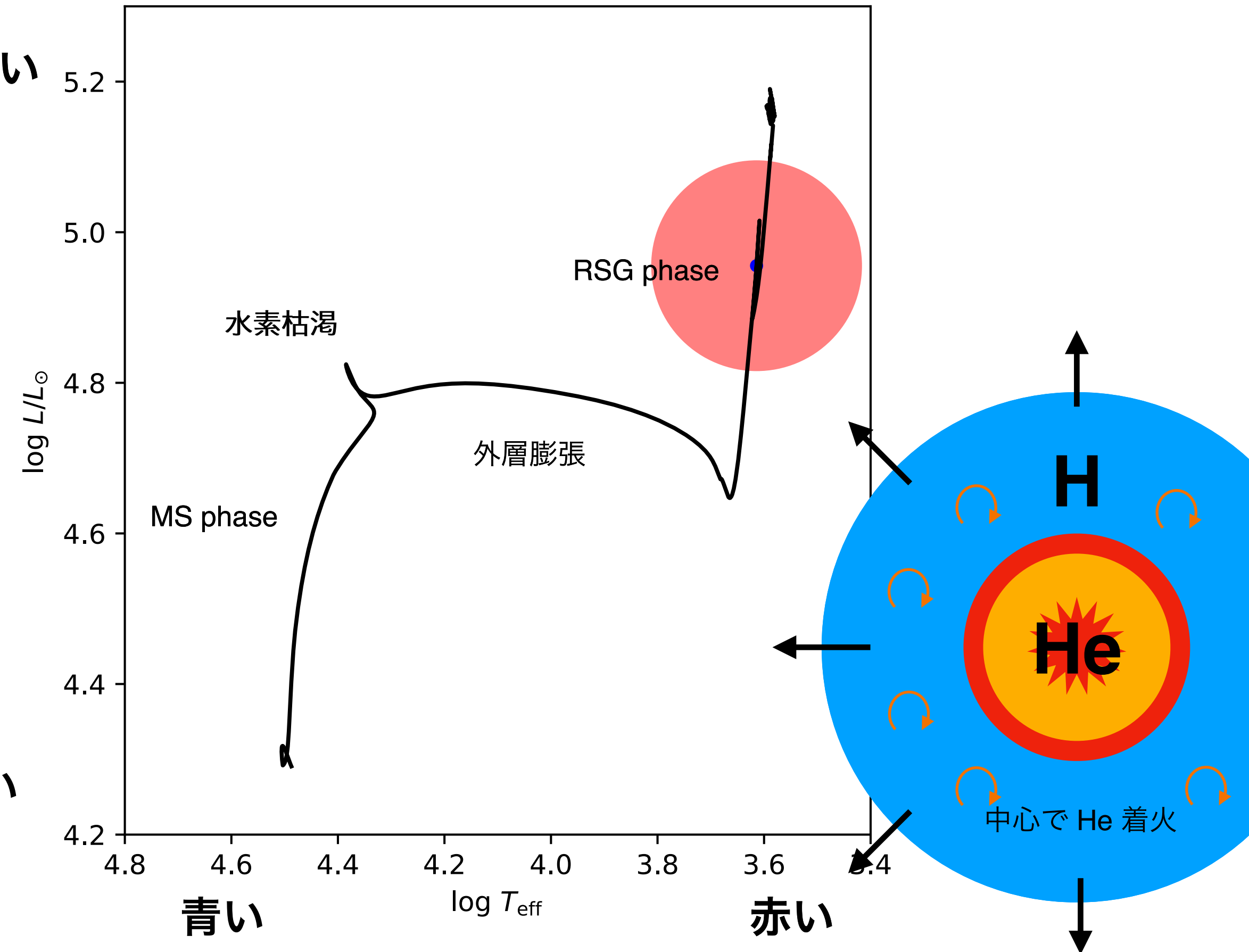
主系列段階
(星の寿命の約9割)



超巨星の誕生

明るい

暗い

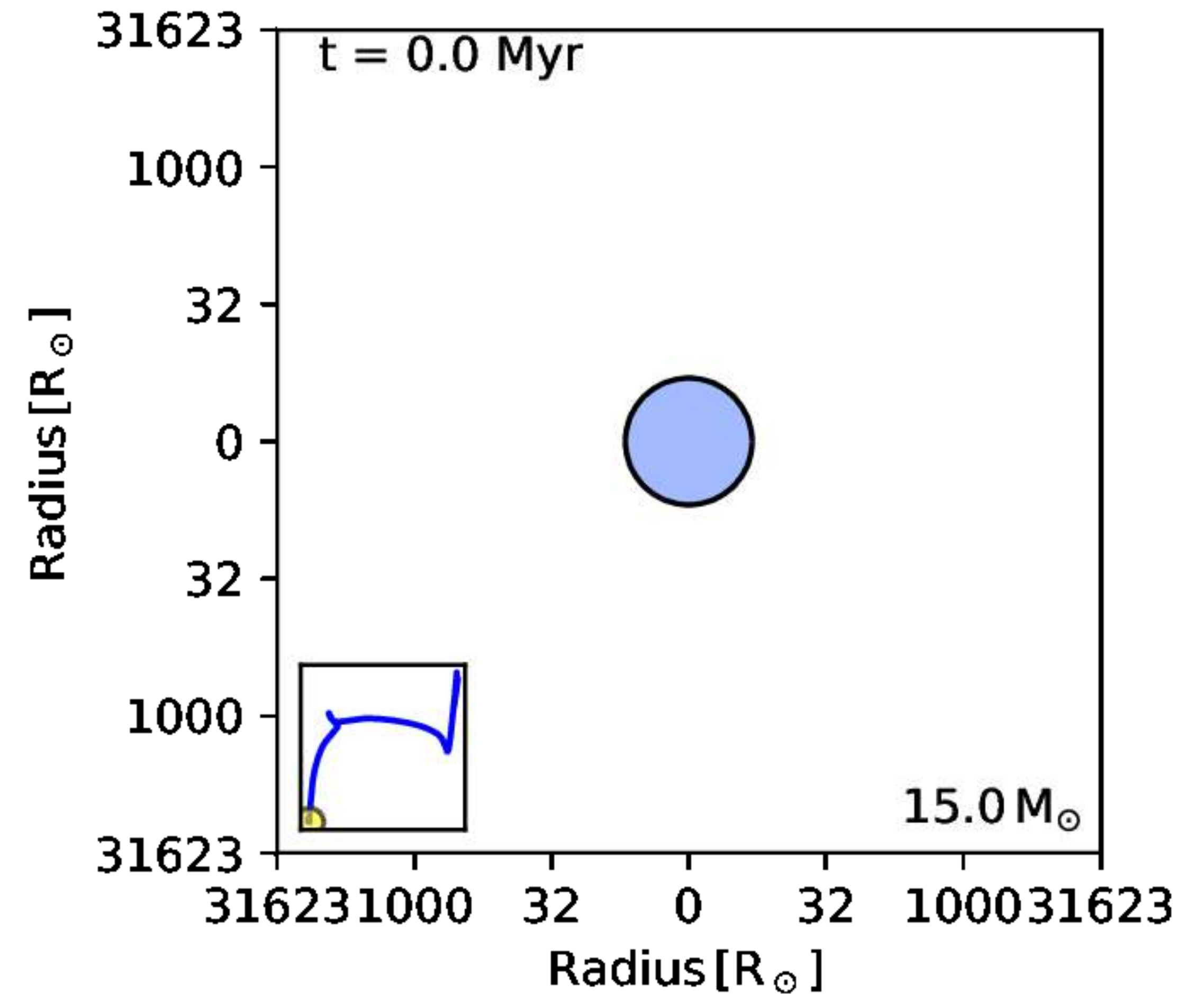
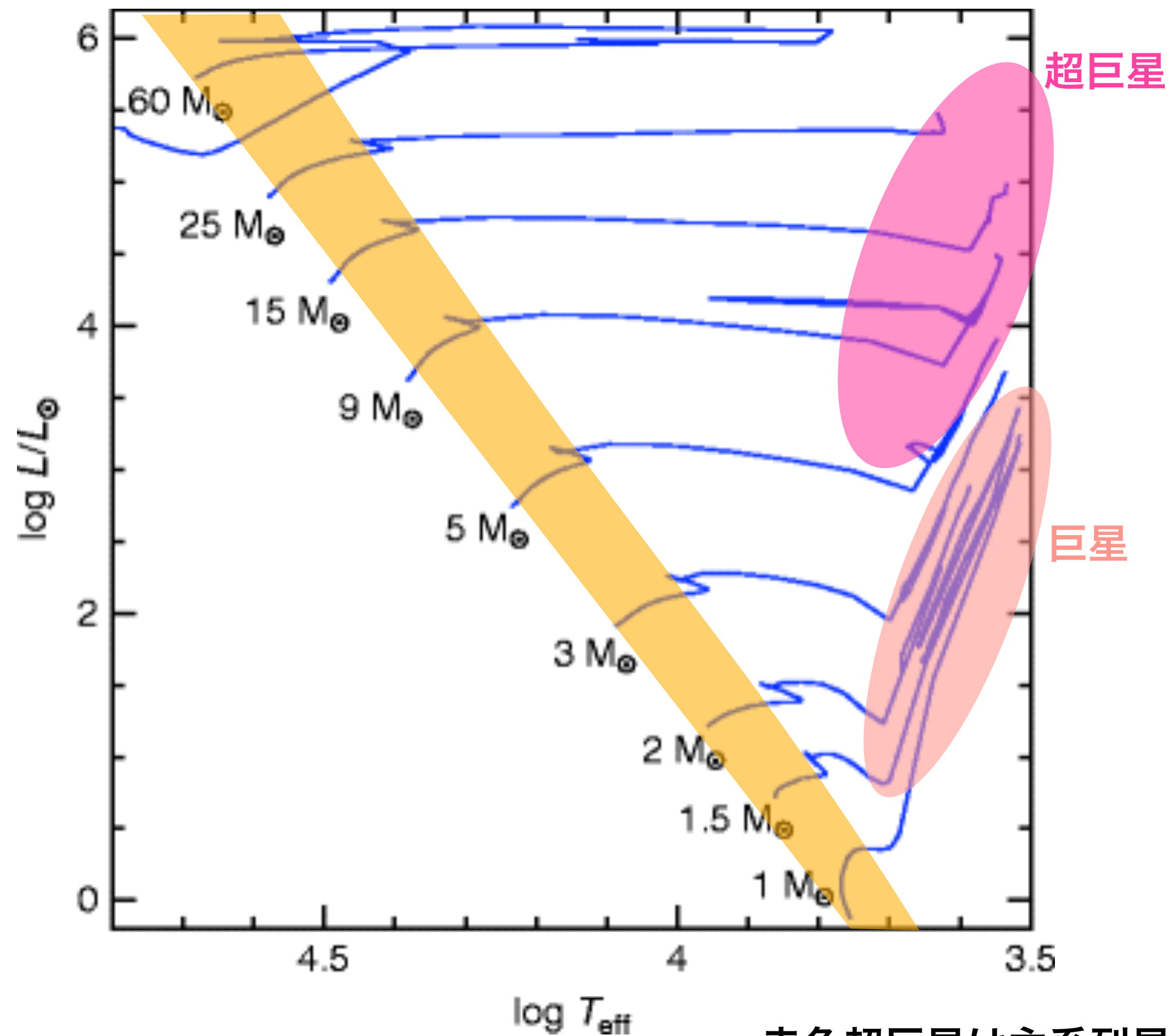


赤色超巨星は主系列星の進化段階 (死に際の大質量星)

単独の恒星進化を見てみよう

主系列段階

(星の寿命の約9割)



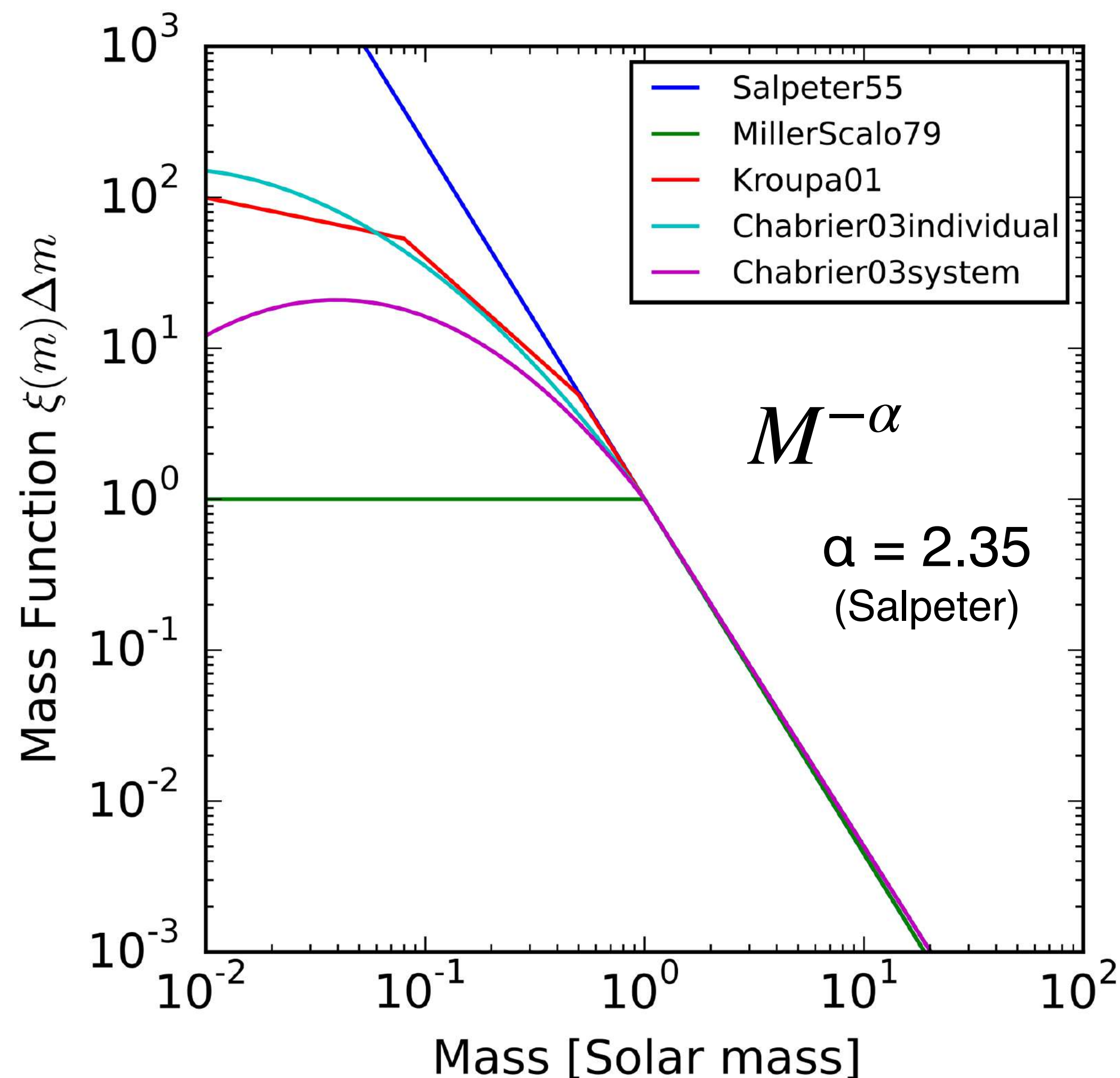
赤色超巨星は主系列星の進化段階 (死に際の大質量星)

星には各々、どんな違いがあるだろうか？

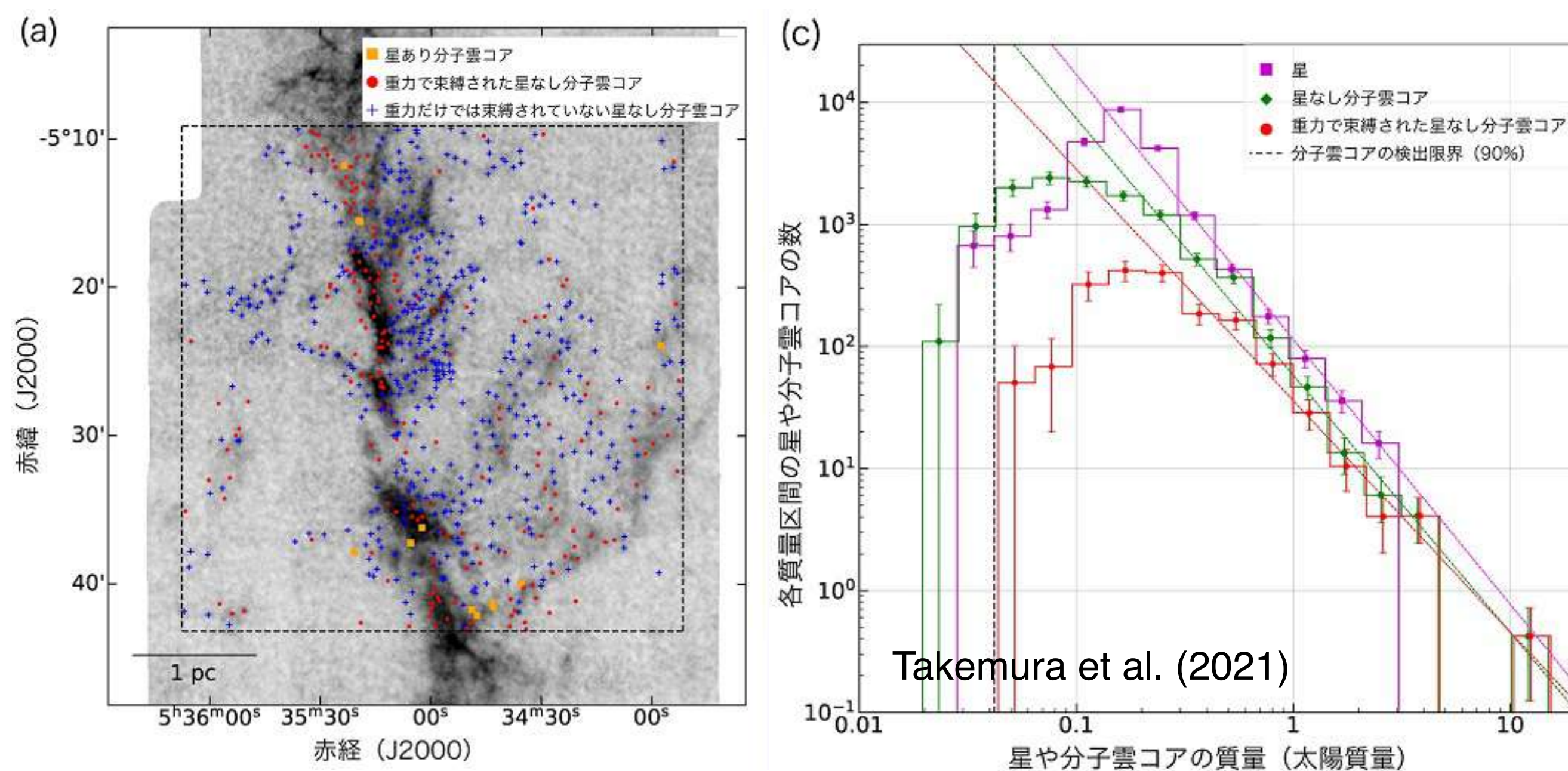
1. 質量の違い
2. 年齢の違い
3. 周辺環境の違い (金属量)
4. 星風
5. 回転の有無やその速度
6. 磁場
7. 単独星か連星か (相手の星がいるか)？

どんな重さの星が多いか？⇒ 初期質量関数

基本的には「軽い星が多い」が正確な理解は難しい：分子雲からどう星が誕生しているのか？



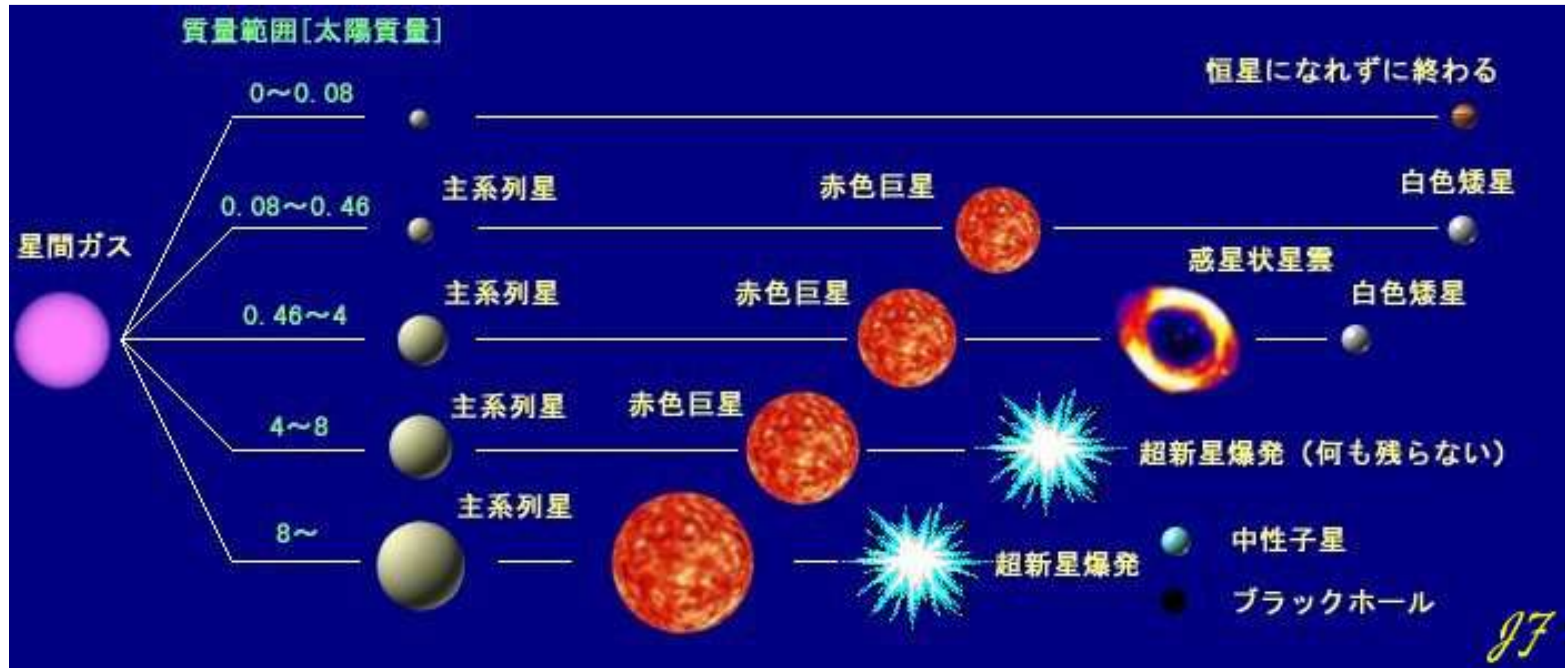
銀河がどのように形成されてきたかの理解には
初期質量関数が重要 ⇒ 電波を用いた分子雲観測



観測例：「分子雲コア」の質量分布の調査

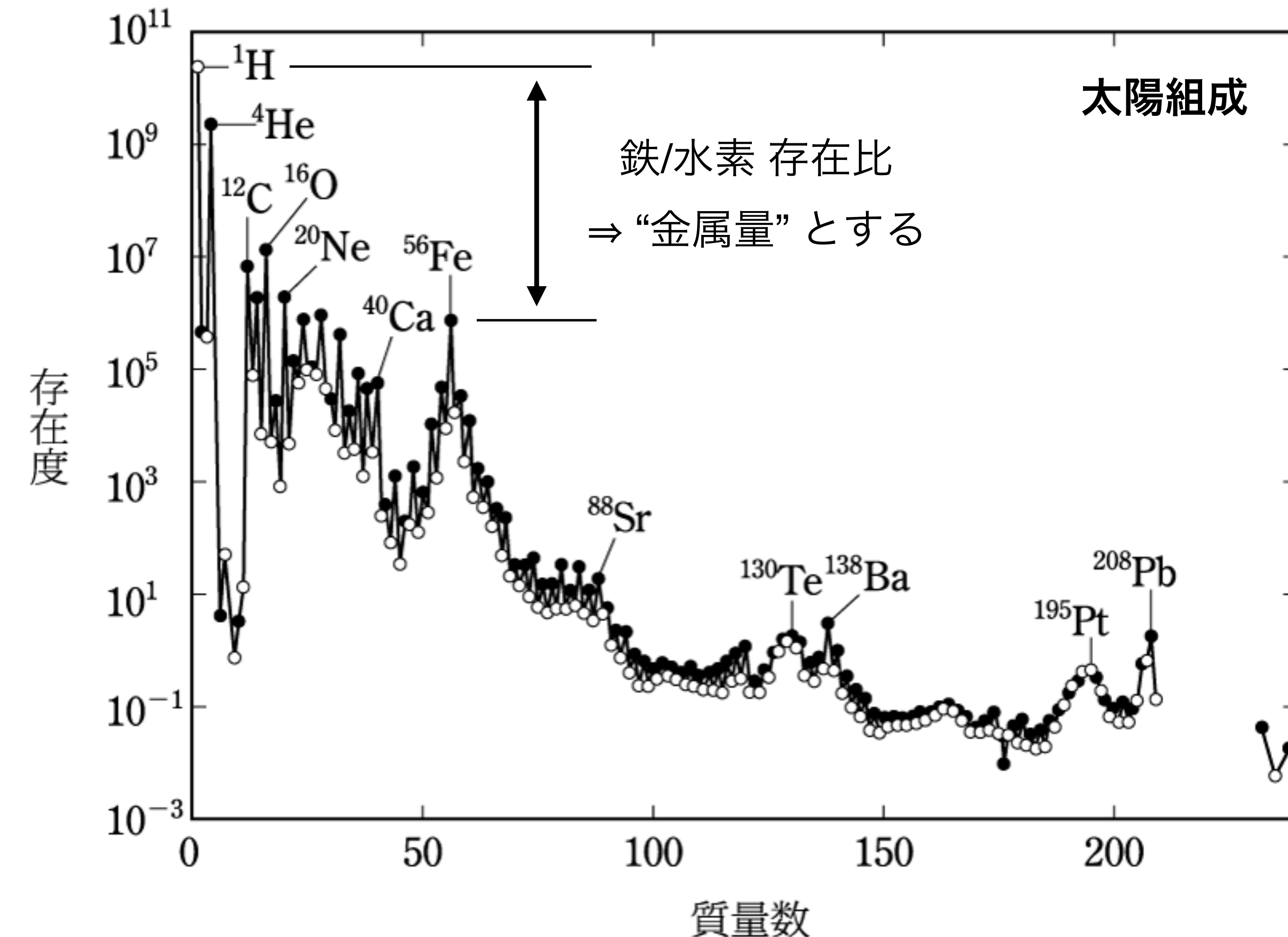
どんな重さの星が多いか？⇒ 初期質量関数

星の質量で、最終的な星の運命 (恒星進化) も変わる



金属量の違いで変化する恒星進化

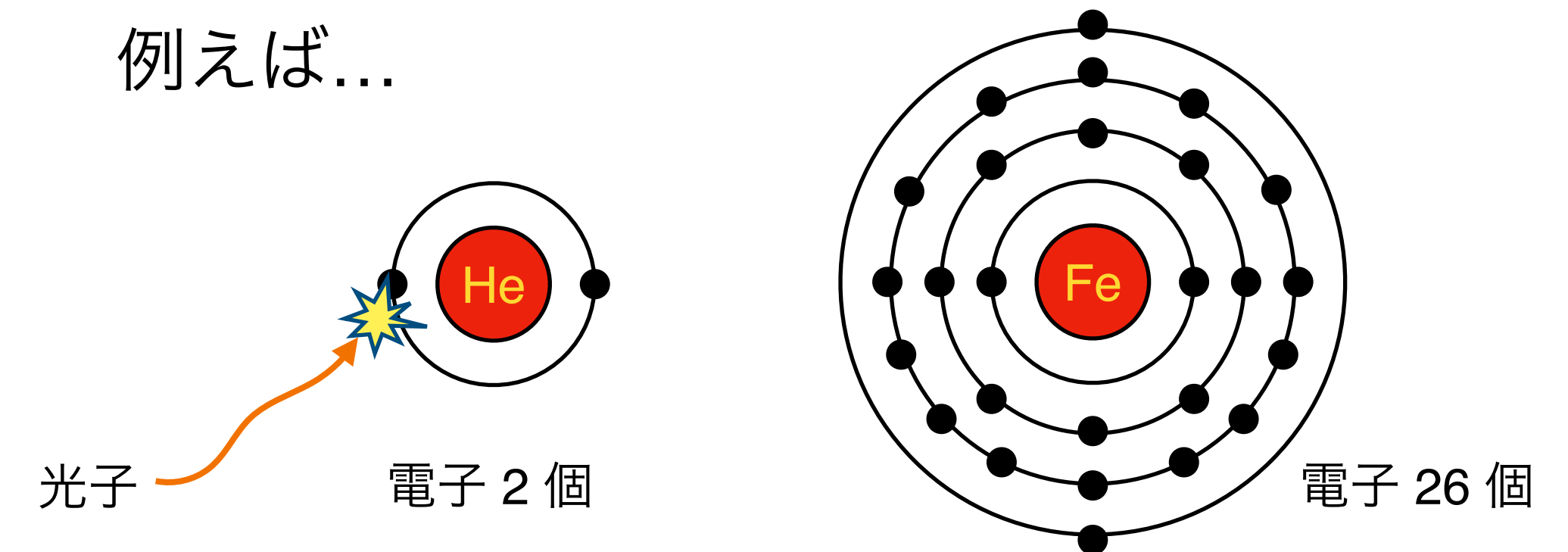
金属量とは？⇒ 水素やヘリウム以外の元素の量



通常は鉄の量を基準に、下のように表す
(log をとって、0 で太陽組成、-1 で一桁落ちの意味)

$$[\text{Fe}/\text{H}] = 0$$

例えば...



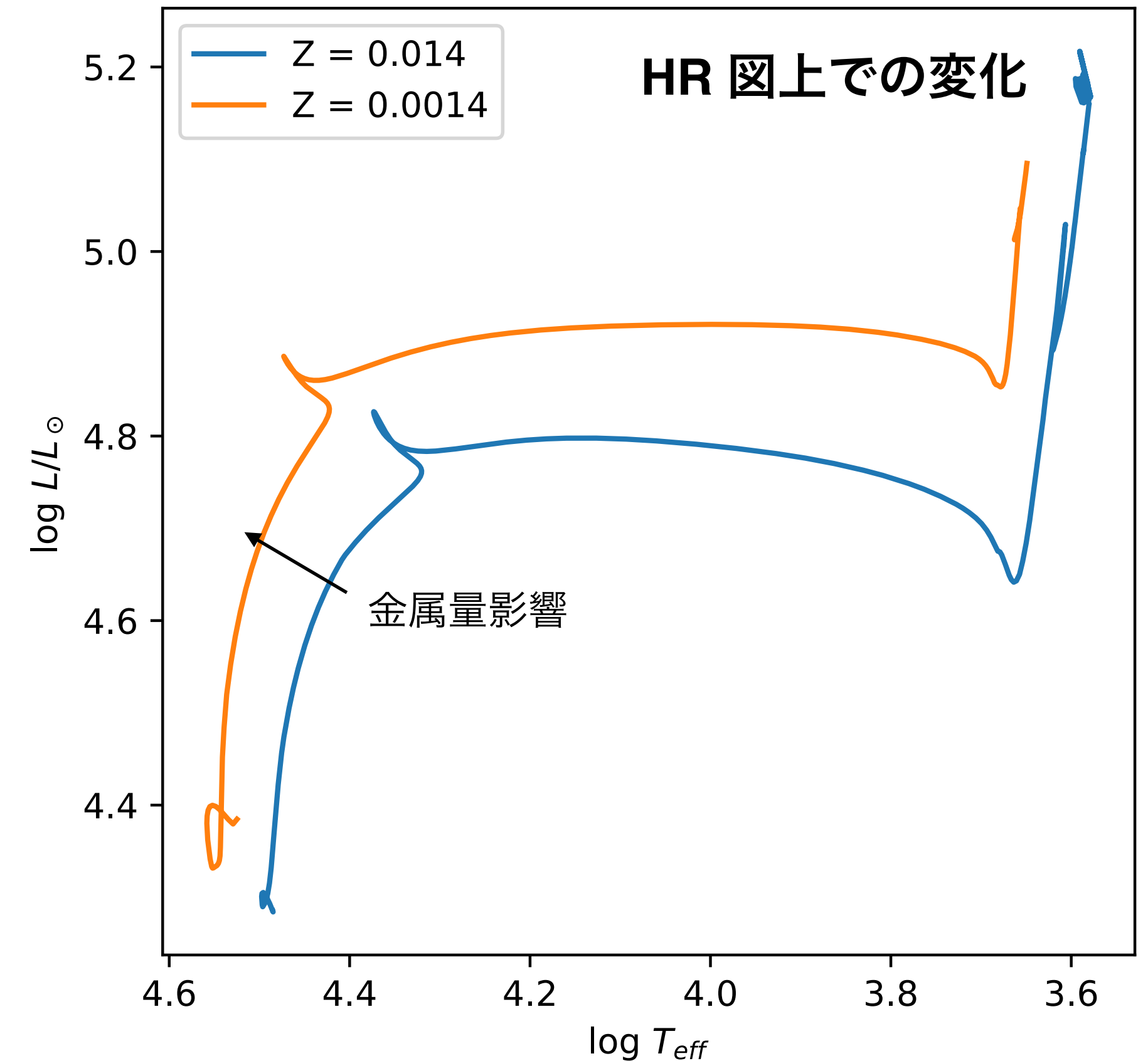
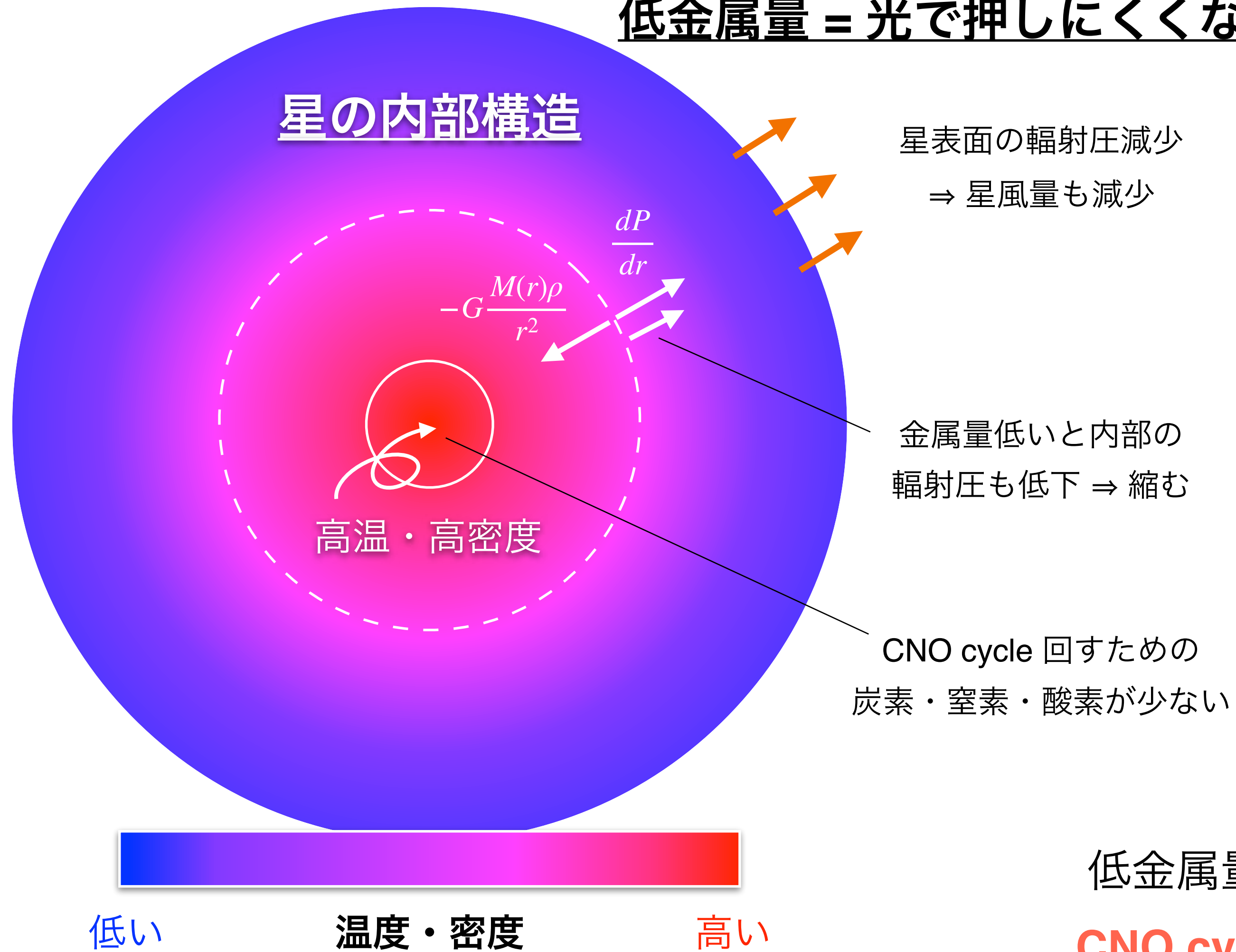
重い元素はいろんな光を吸える ⇒ opacity 大

ビッグバン直後は、水素やヘリウムのみ
⇒ 初期宇宙では重い元素少ない ⇒ 星にも影響

金属量の違いで変化する恒星進化

星を支えるのは、熱的なガス圧 + 輻射圧 (光が元素に吸収)

低金属量 = 光で押しにくくなる



低金属量環境だと、より**コンパクトで明るい**星 & **星風量減少**
CNO cycle も非効率 (材料少ない) ⇒ 同じ質量でも異なる進化

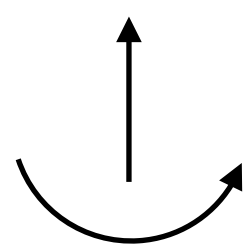
星の回転が恒星進化に与える影響

星の自転 ⇒ 子午面還流による物質混合で、内側から外側へ物質が運ばれる

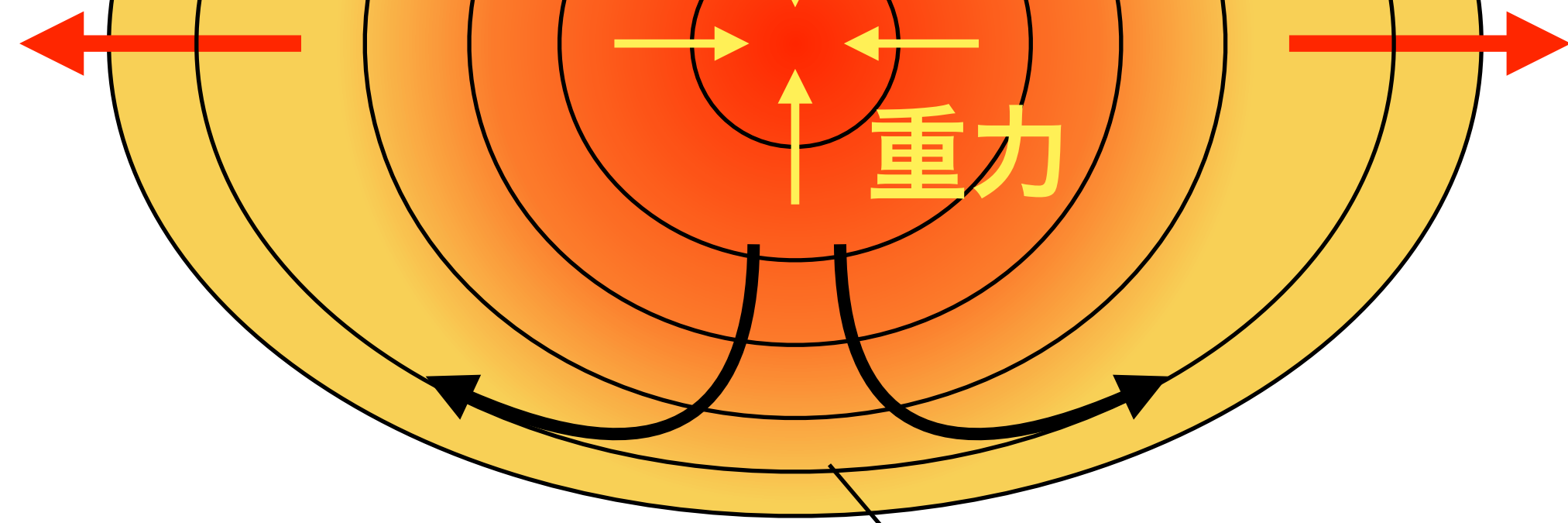
放射平衡

$$L_r = -4\pi r^2 \frac{4acT^3}{3\kappa\rho} \frac{dT}{dr}$$

回転軸



遠心力



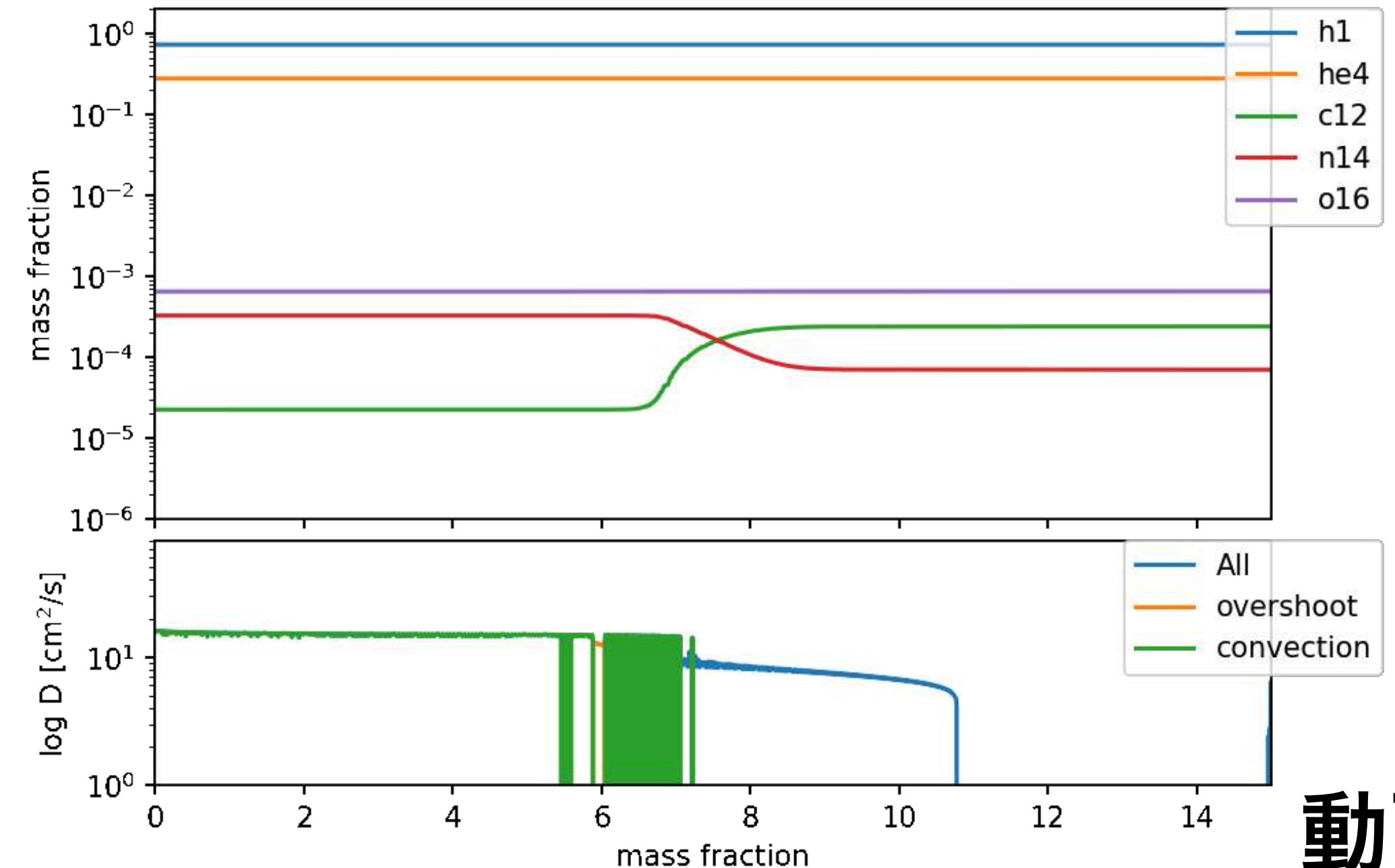
極方向で急な温度勾配

遠心力+流体的性質で回転軸の垂直方向へ等圧面が広がる

→ 極方向で温度勾配がきつく、放射強い

→ 非等方な輻射圧で子午面還流発生

主系列段階から対流構造を超えて物質混合可能



動画

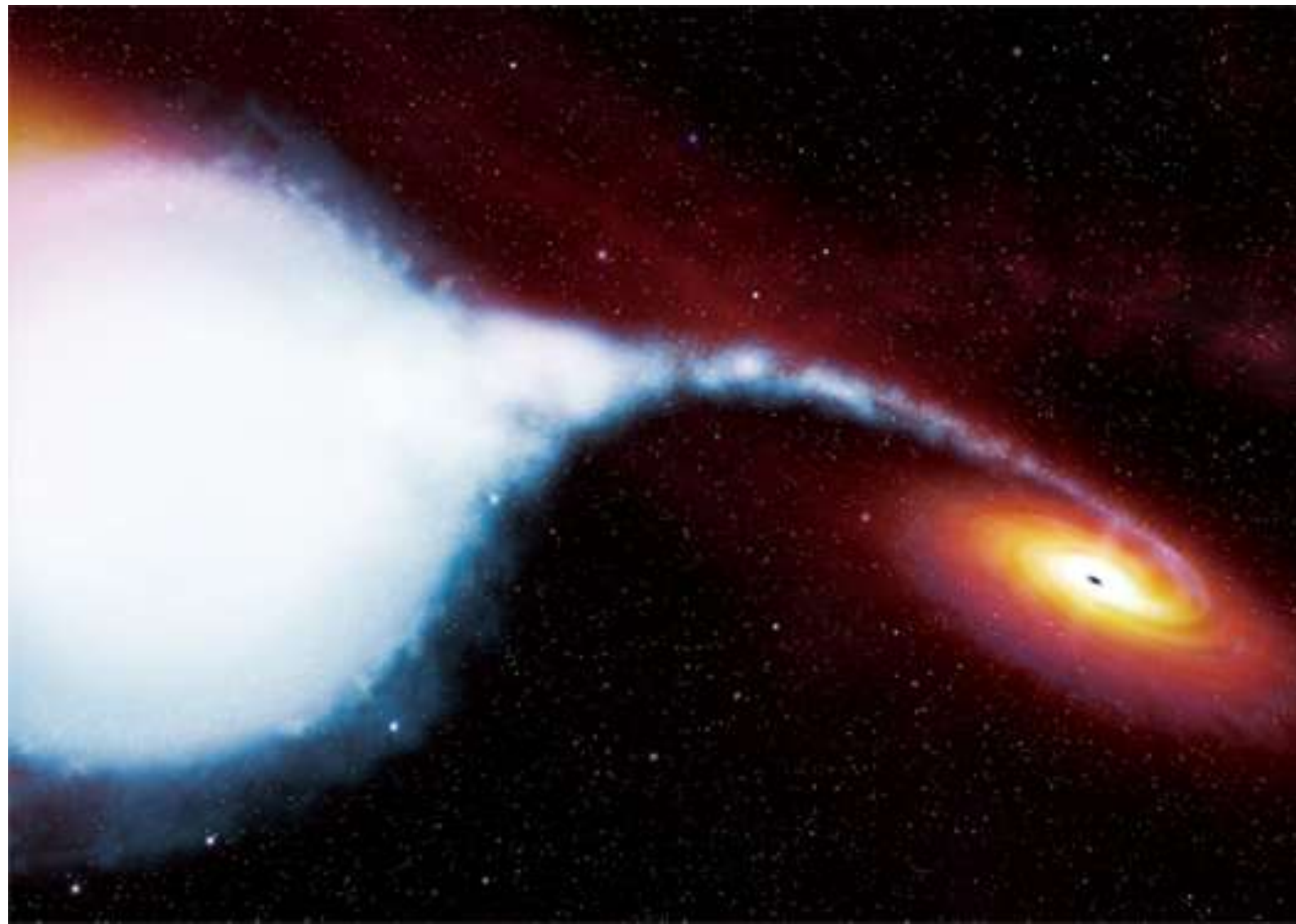
連星進化とその面白さ

大質量星の約8割は連星で誕生する (天文学) + 重力波 (基礎物理) との融合

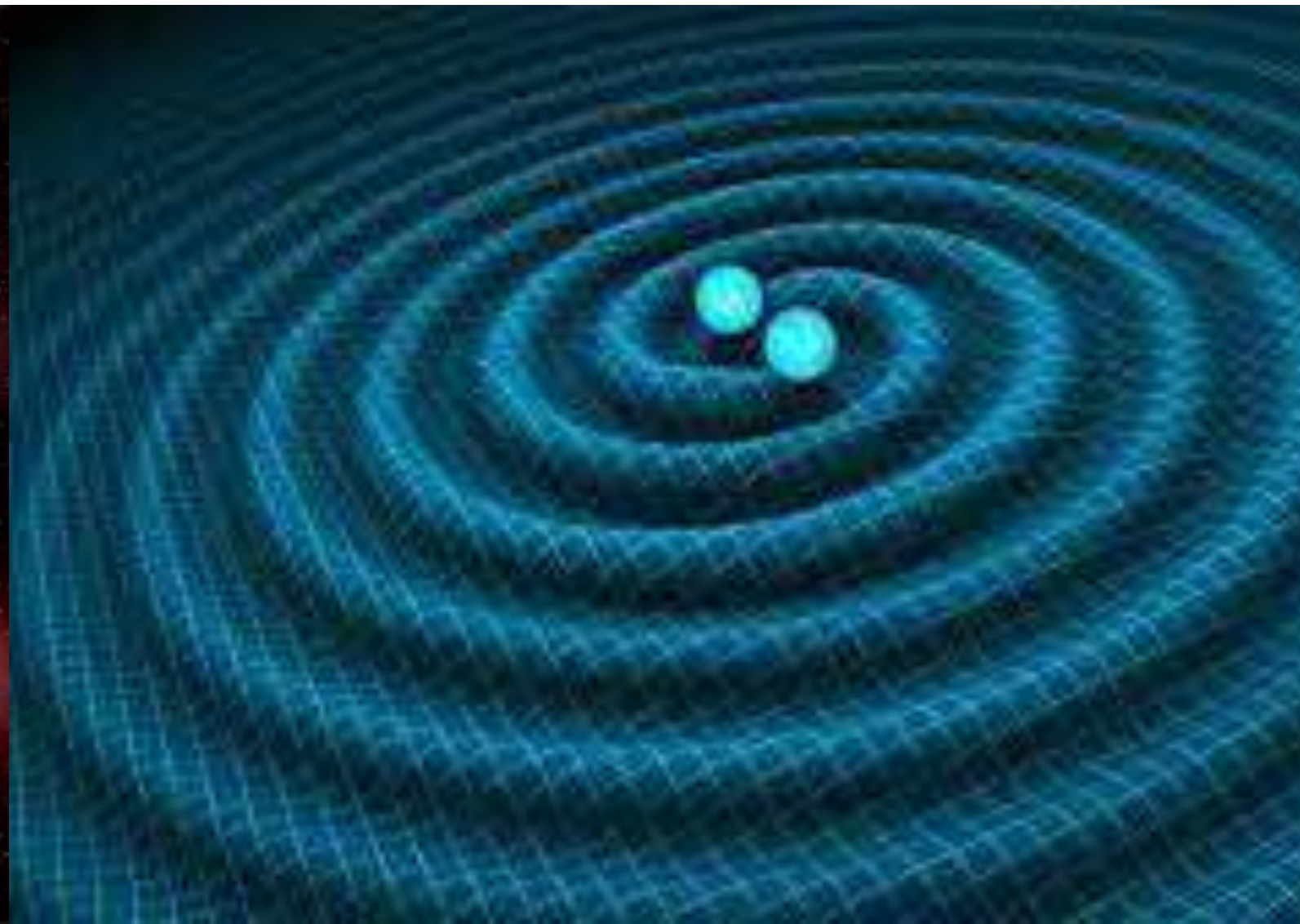
ブラックホール連星

二重中性子星連星 (重力波)

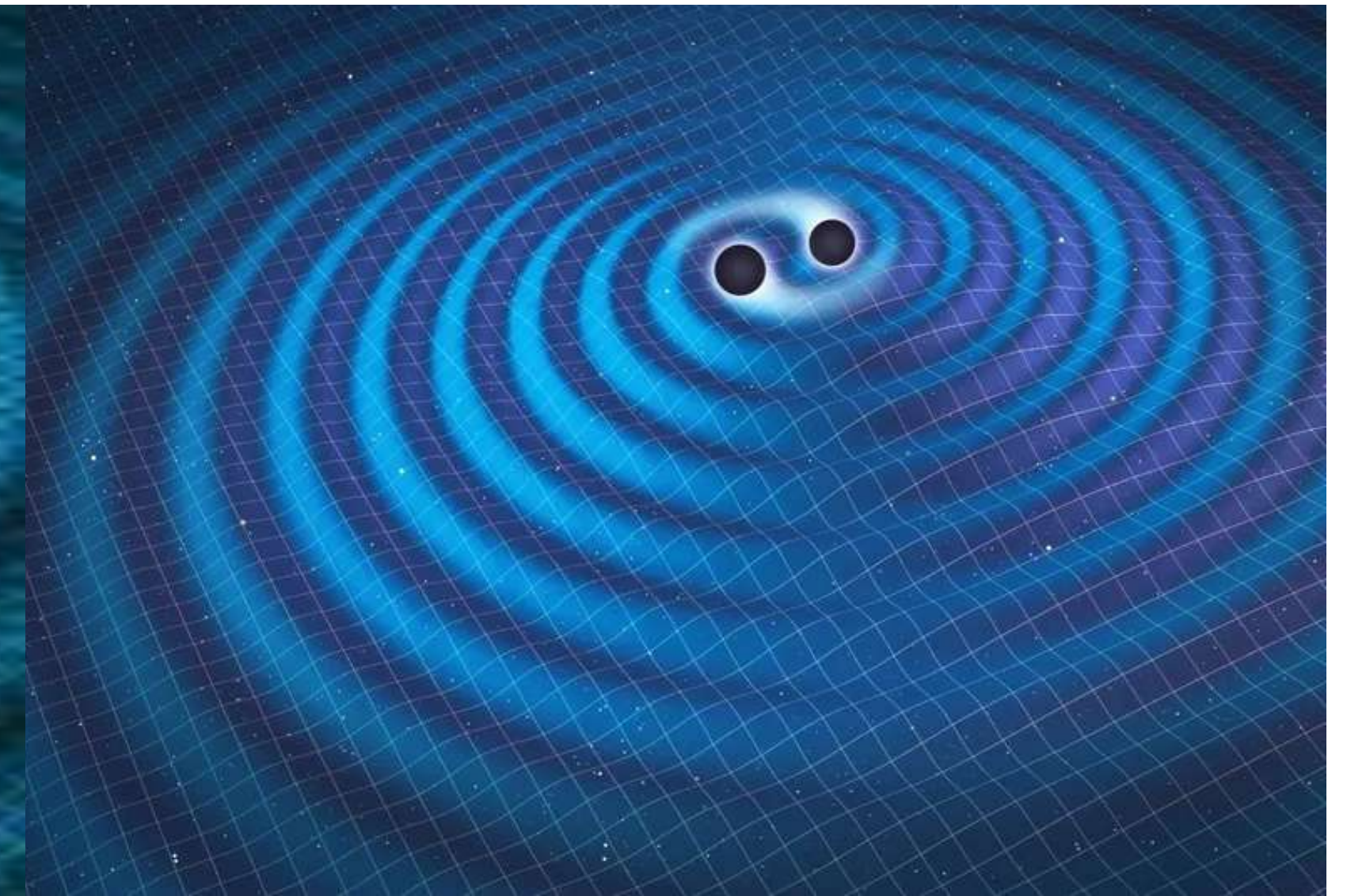
二重ブラックホール連星 (重力波)



ノーベル物理学賞 (?)



ノーベル物理学賞



ノーベル物理学賞

そもそも「重い星同士が重力波放出して合体する」根拠すら無かった

単独星の進化ですら理解が難しいのに、質量をあげたりもらったりするので更に難しい