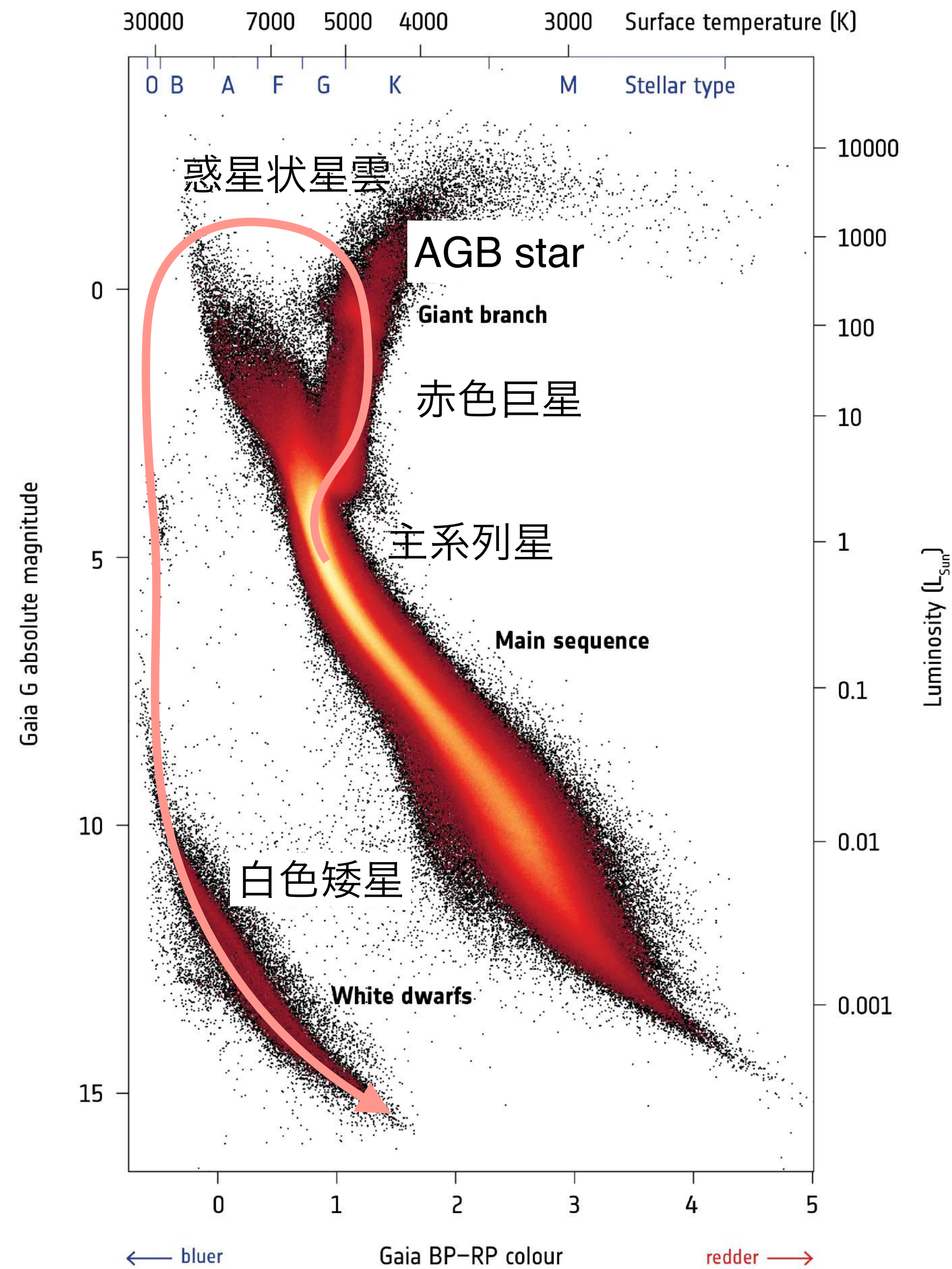


宇宙物理学特論

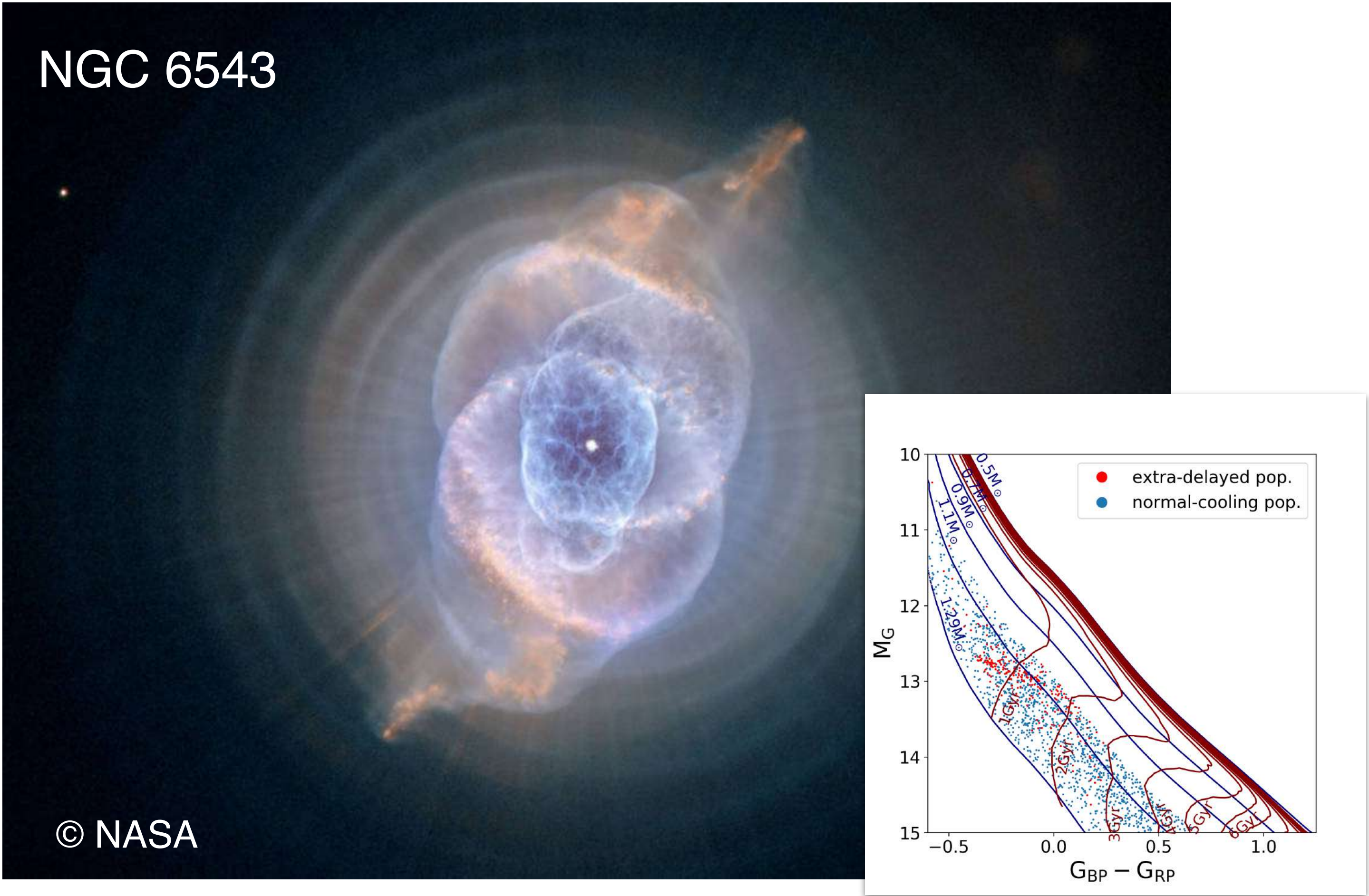
# 白色矮星の核暴走と Ia 型超新星

→ GAIA'S HERTZSPRUNG-RUSSELL DIAGRAM



# 白色矮星の誕生と冷却

太陽程度の恒星が死んだ後残るのが白色矮星  
⇒ 誕生直後はアツアツで徐々に冷却

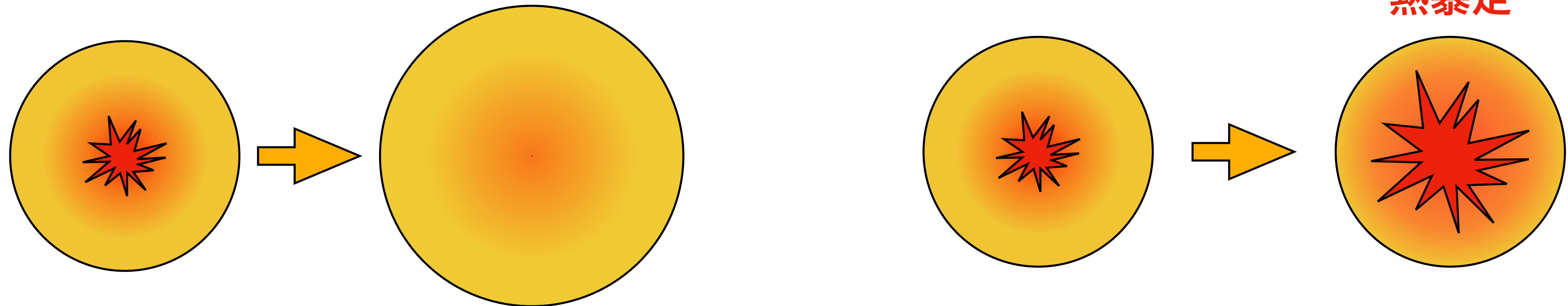


# 電子縮退で支える白色矮星と熱核暴走

電子が縮退した状態で、核融合着火+熱が発生すると...

**通常:** 熱が発生  $\Rightarrow$  圧力一定に保ち膨らむ

**縮退星:** 熱が発生  $\Rightarrow$  電子縮退で膨張できない

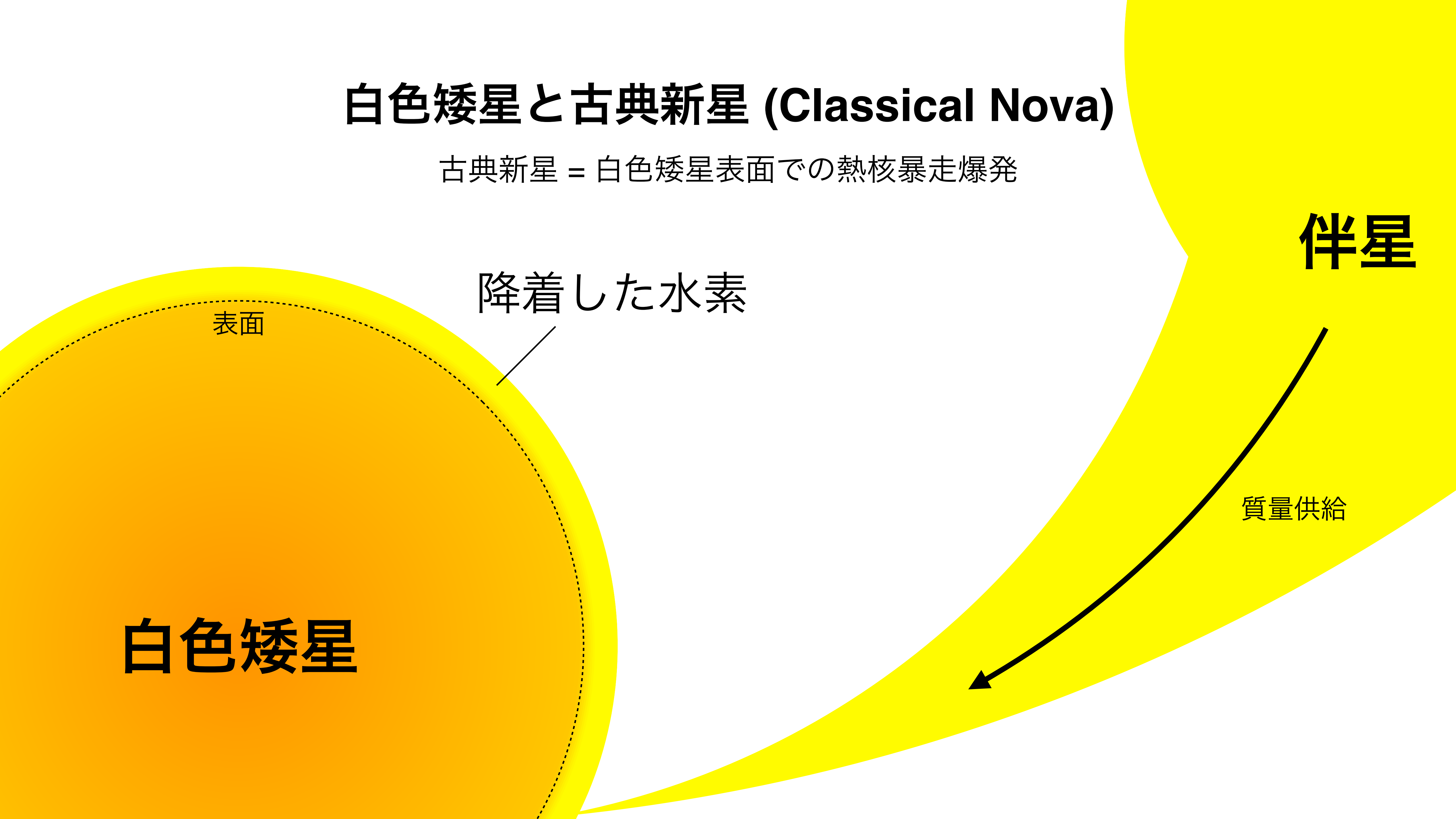


白色矮星表面や中心部で着火すると、**膨張せず温度上昇  $\Rightarrow$  熱核暴走**

これが新星や (Ia型) 超新星の起源

# 白色矮星と古典新星 (Classical Nova)

古典新星 = 白色矮星表面での熱核暴走爆発



伴星

降着した水素

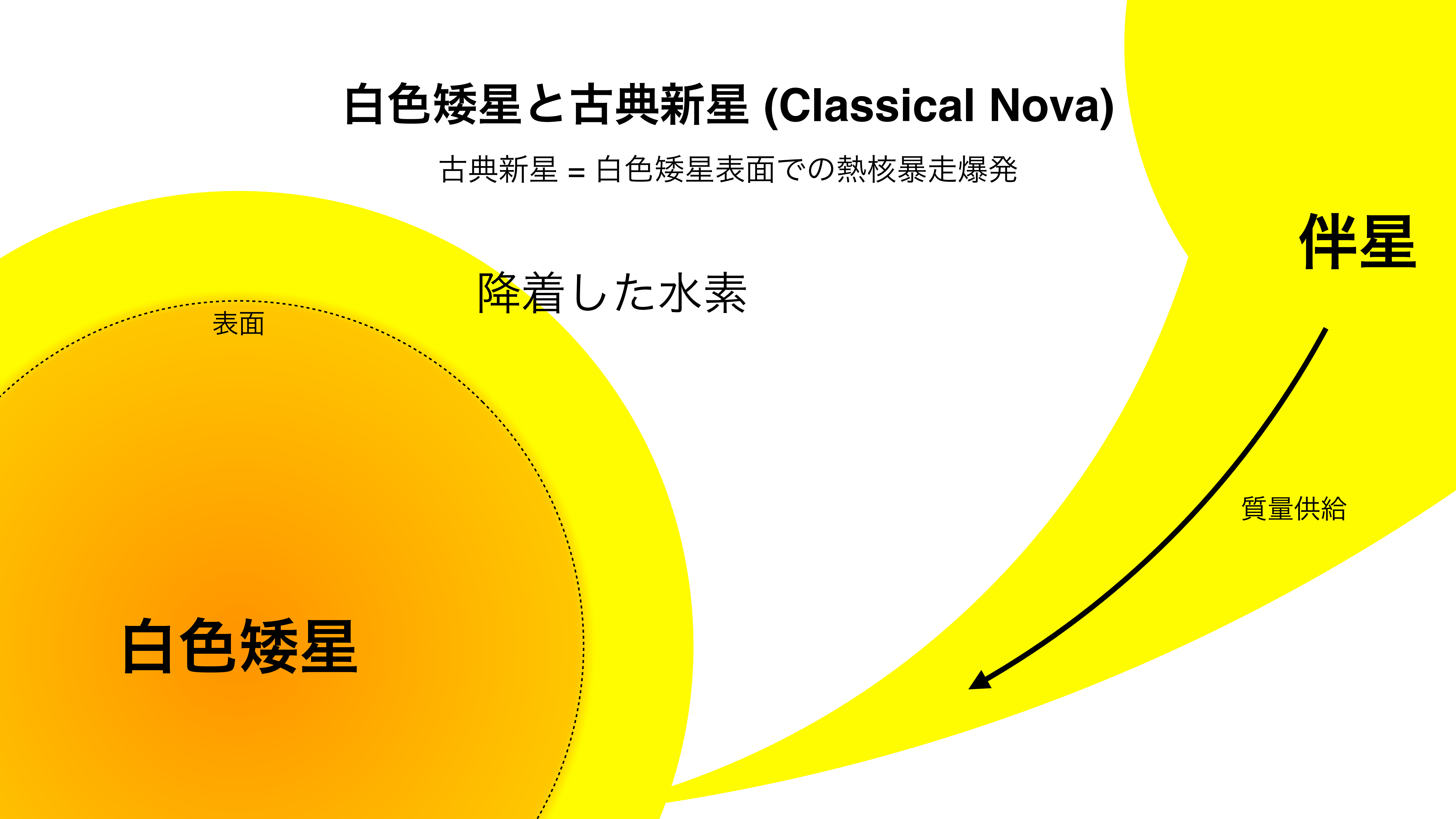
表面

質量供給

白色矮星

# 白色矮星と古典新星 (Classical Nova)

古典新星 = 白色矮星表面での熱核暴走爆発



降着した水素

表面

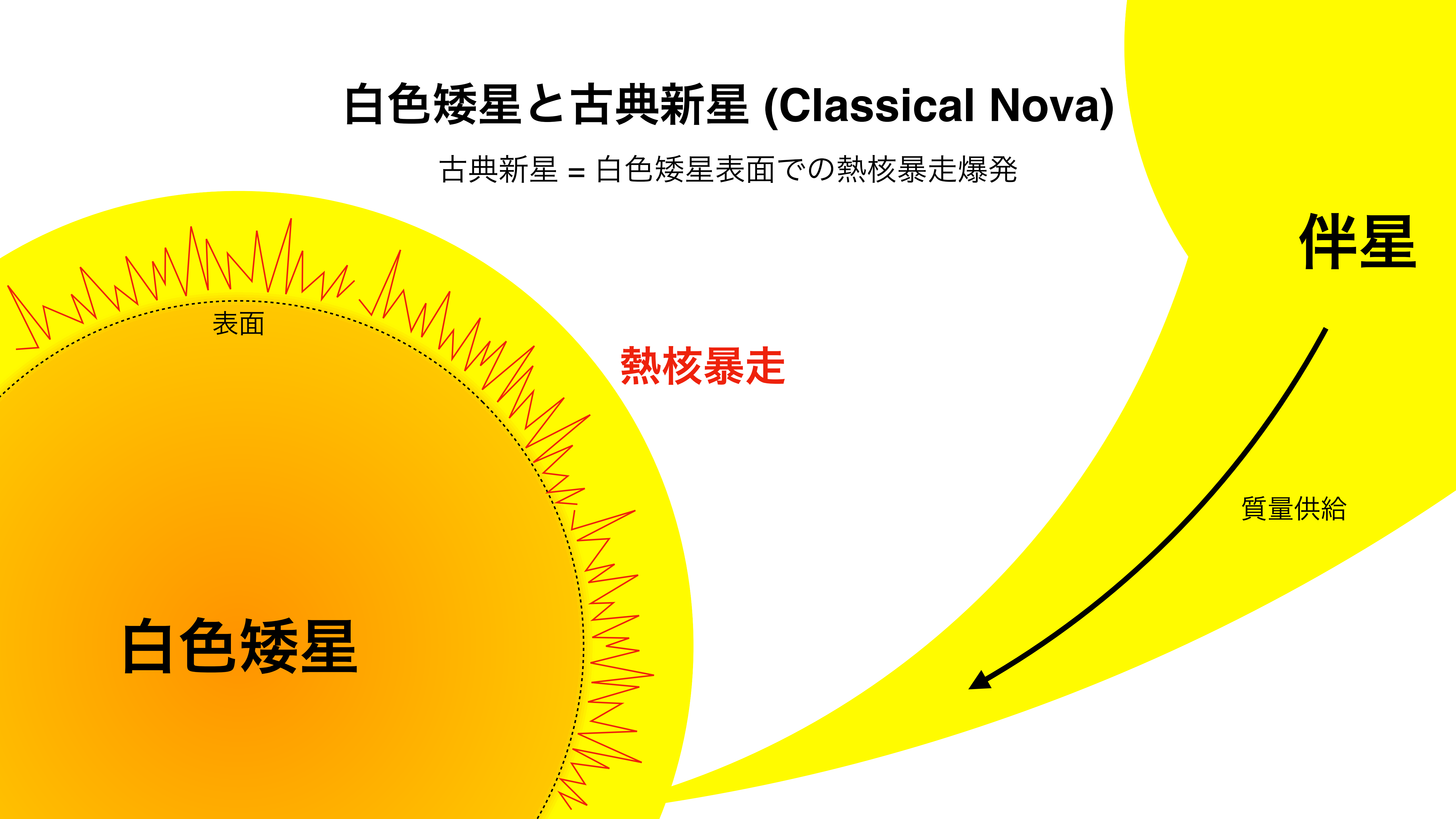
白色矮星

伴星

質量供給

# 白色矮星と古典新星 (Classical Nova)

古典新星 = 白色矮星表面での熱核暴走爆発



# 白色矮星と古典新星 (Classical Nova)

古典新星 = 白色矮星表面での熱核暴走爆発



白色矮星

表面

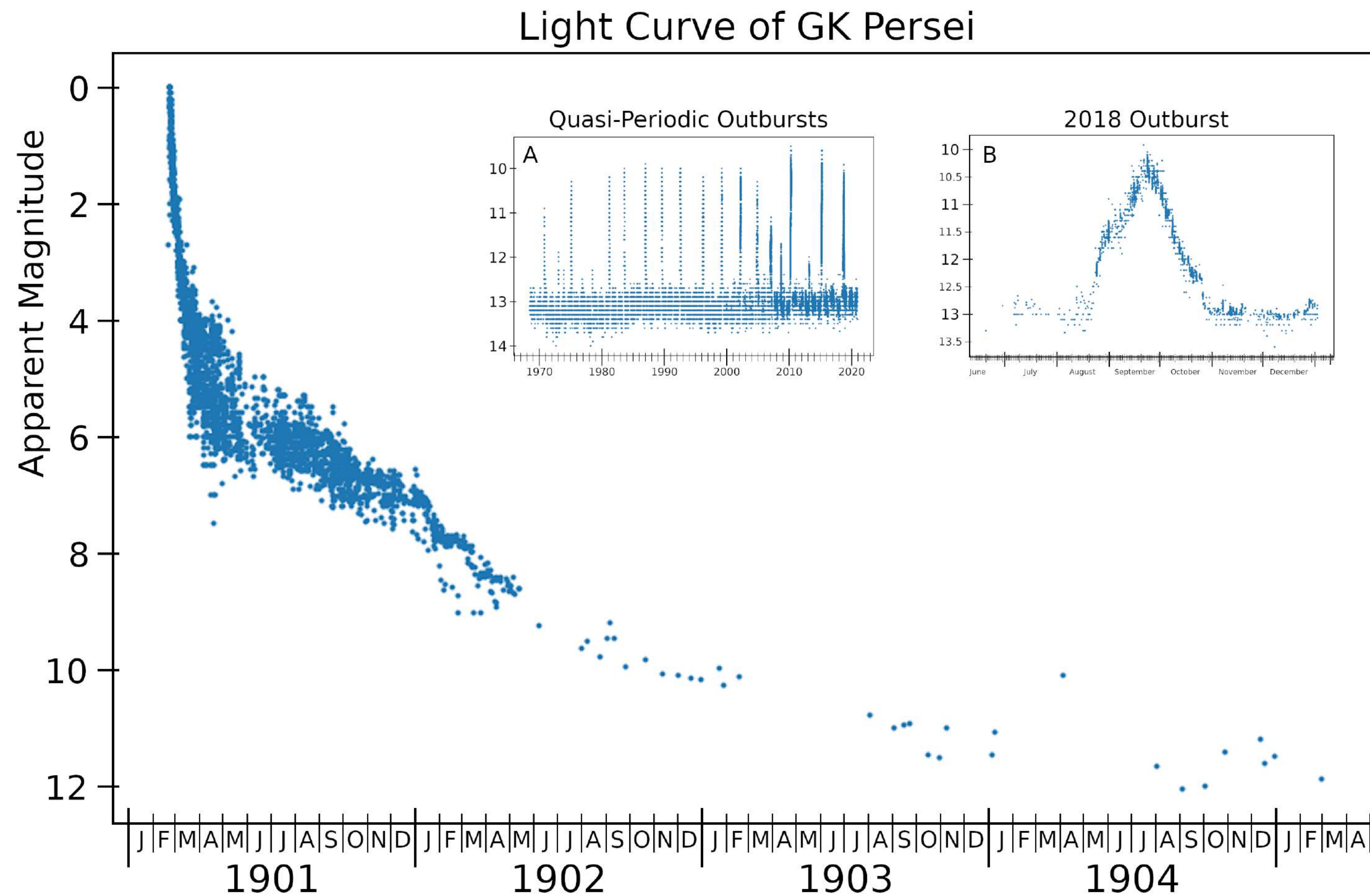
積らせた水素層を核暴走  
で吹き飛ばす  
(これを繰り返す)

伴星

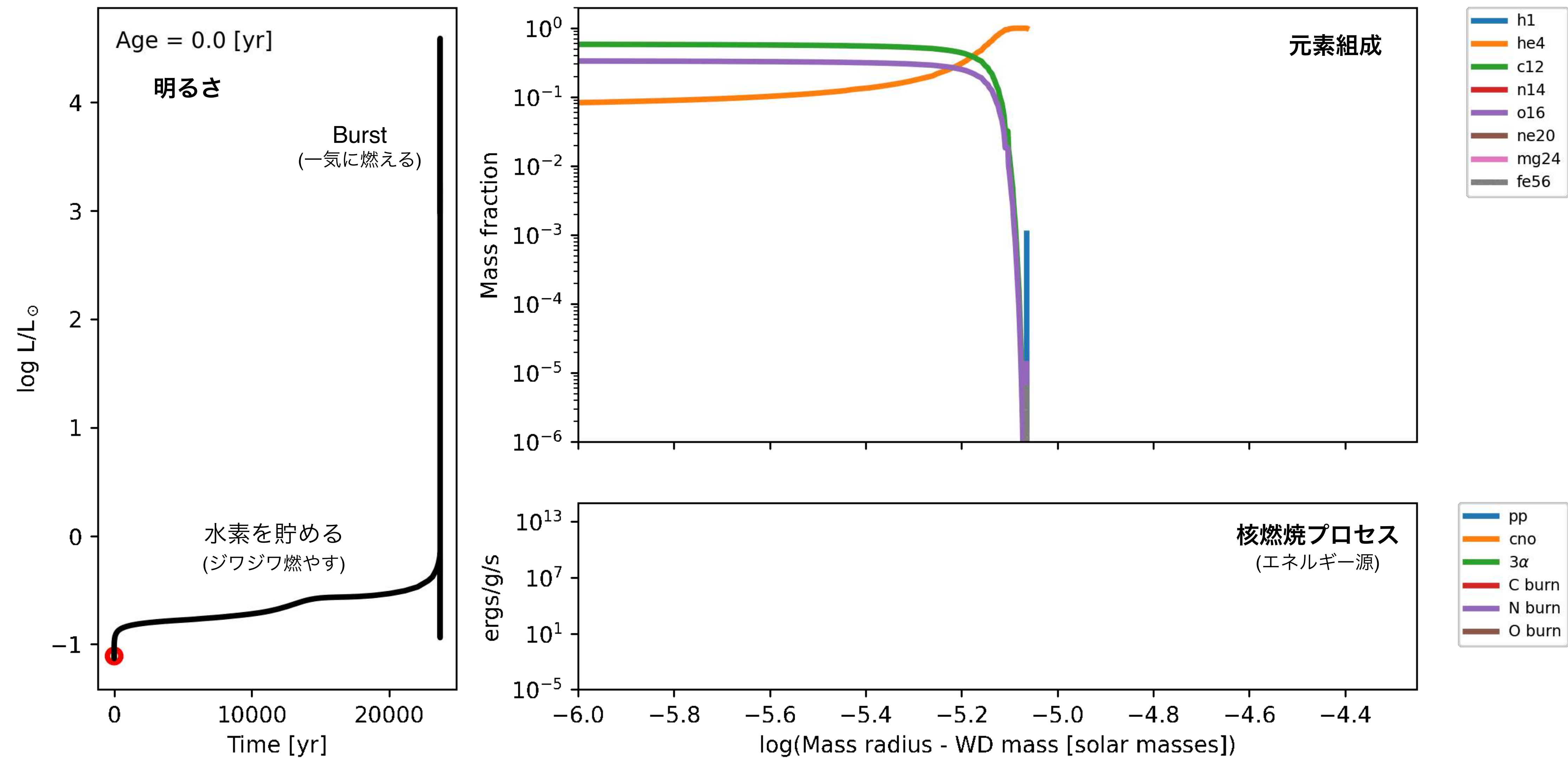
質量供給

# 白色矮星と古典新星 (Classical Nova)

古典新星 = 白色矮星表面での熱核暴走爆発

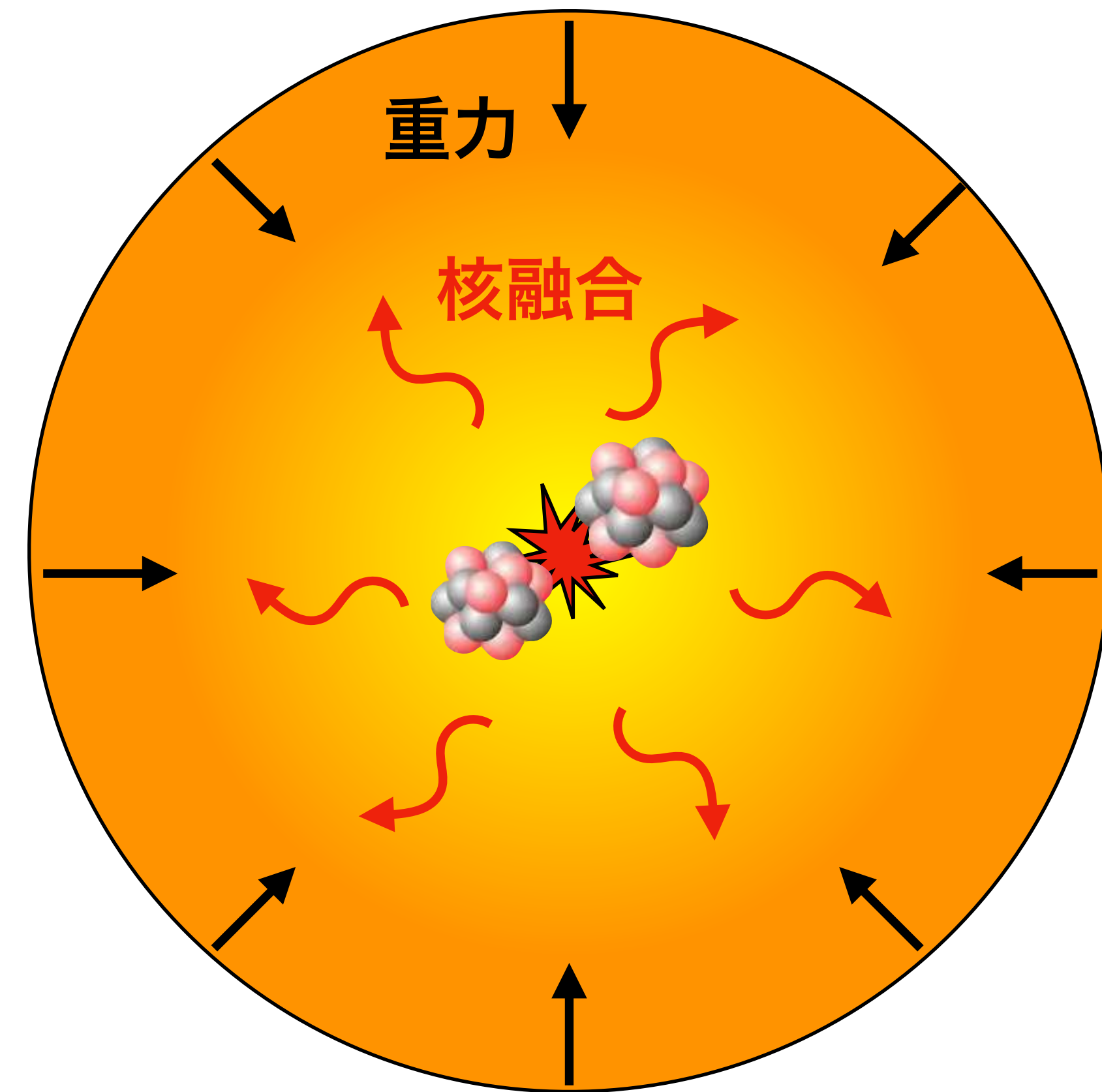


# Classical novae (白色矮星表面) での元素合成



# 白色矮星とその中心での核暴走 = Ia 型超新星

白色矮星中心で核暴走すれば、星全体を吹き飛ばす事ができる？



**課題①:** 白色矮星の重力束縛エネルギー(下の式参照)を求めよ。典型的の白色矮星の質量と半径は、1.2 太陽質量、3,000 km とする。

**課題②:**  $^{12}\text{C}$  の1核子あたりの結合エネルギーが 7.7 MeV、 $^{56}\text{Fe}$  の1核子あたりの結合エネルギーが 8.8 MeV とする。1 太陽質量の  $^{12}\text{C}$  が  $^{56}\text{Fe}$  に変換されたとした時の総エネルギーを求めよ。

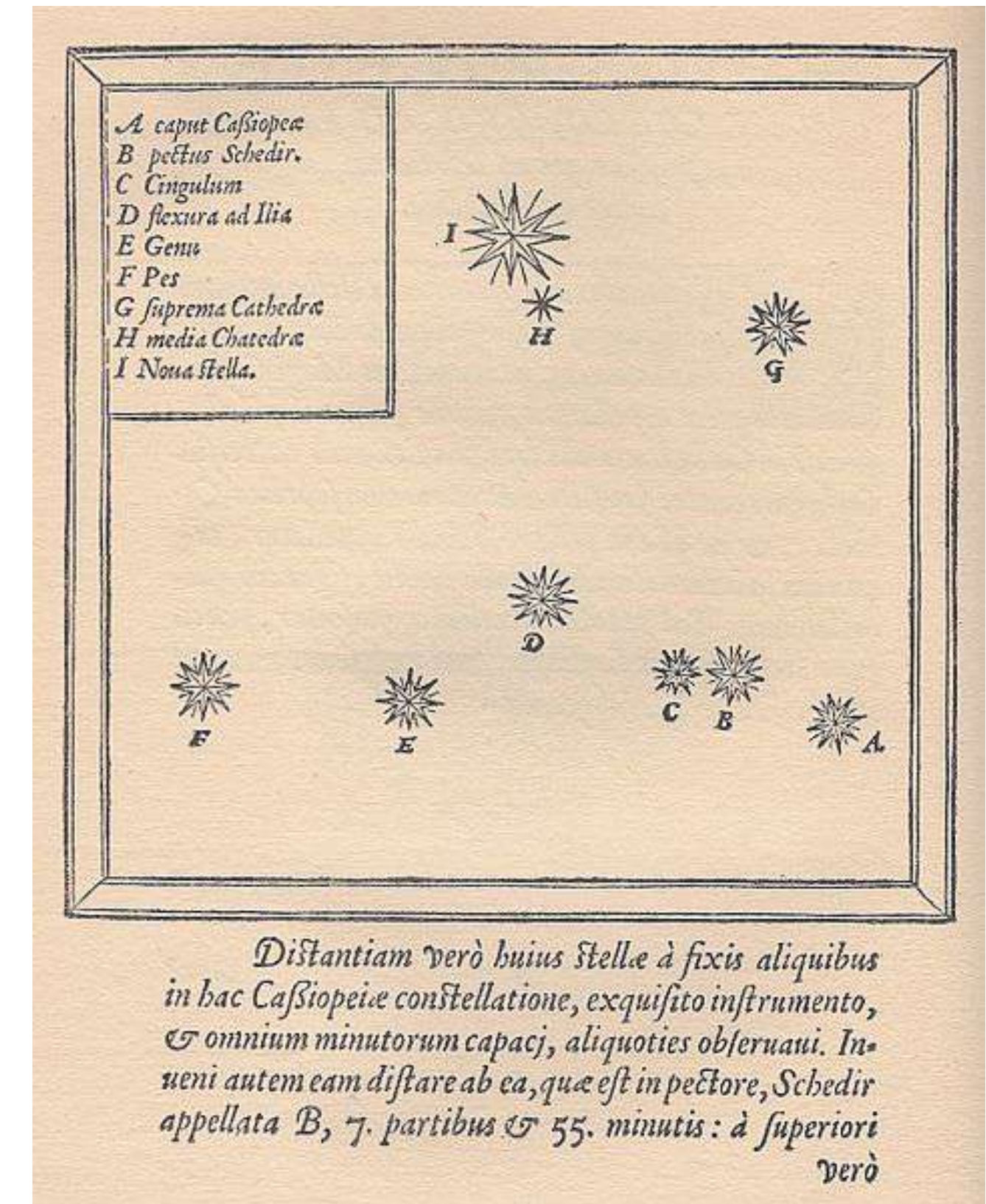
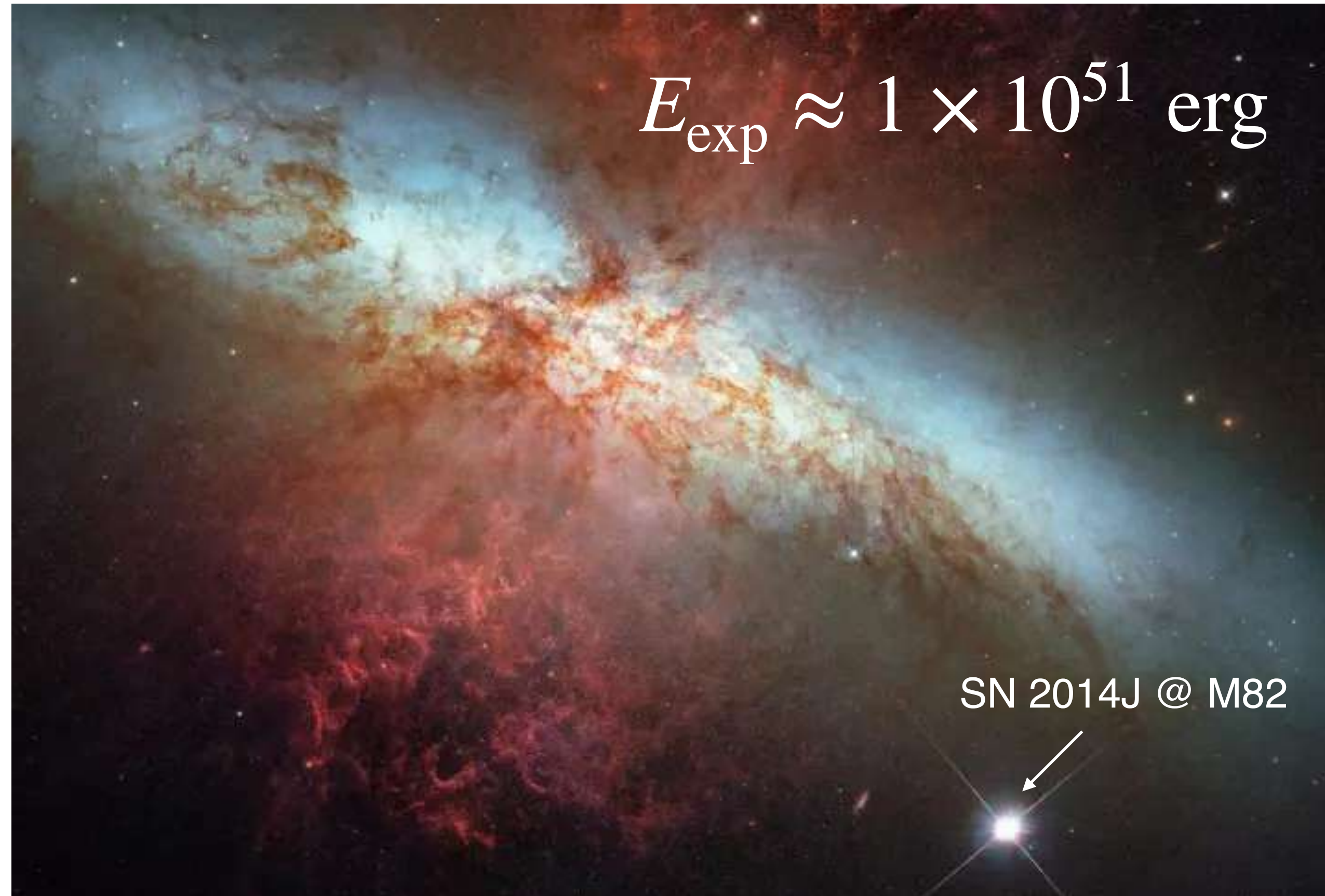
**注意:** エネルギーの単位は [erg] とし、有効数字二桁で求めよ。

$$1 M_{\odot} \simeq 2.0 \times 10^{33} \text{ [g]}$$

$$G \simeq 6.7 \times 10^{-8} \text{ [cm}^3\text{/g/s}^2\text{]}$$

$$E_g = \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

# 白色矮星とその中心での核暴走 = Ia 型超新星



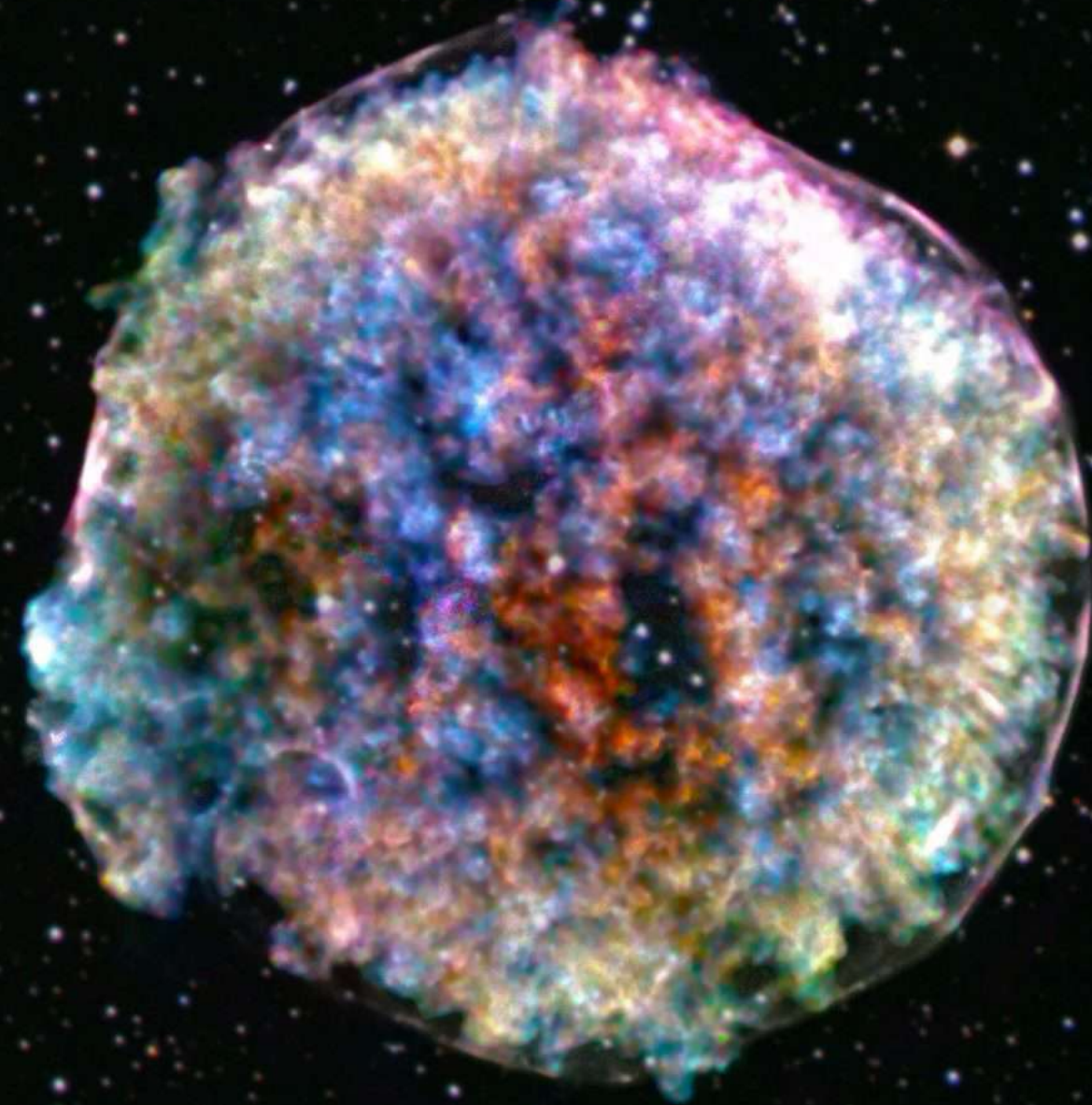
SN 1572 の記録 by ティコ・ブラーエ

明るさは銀河一つ分の光度に匹敵し、歴史的にも観測が記録されている

# 白色矮星とその中心での核暴走 = Ia 型超新星

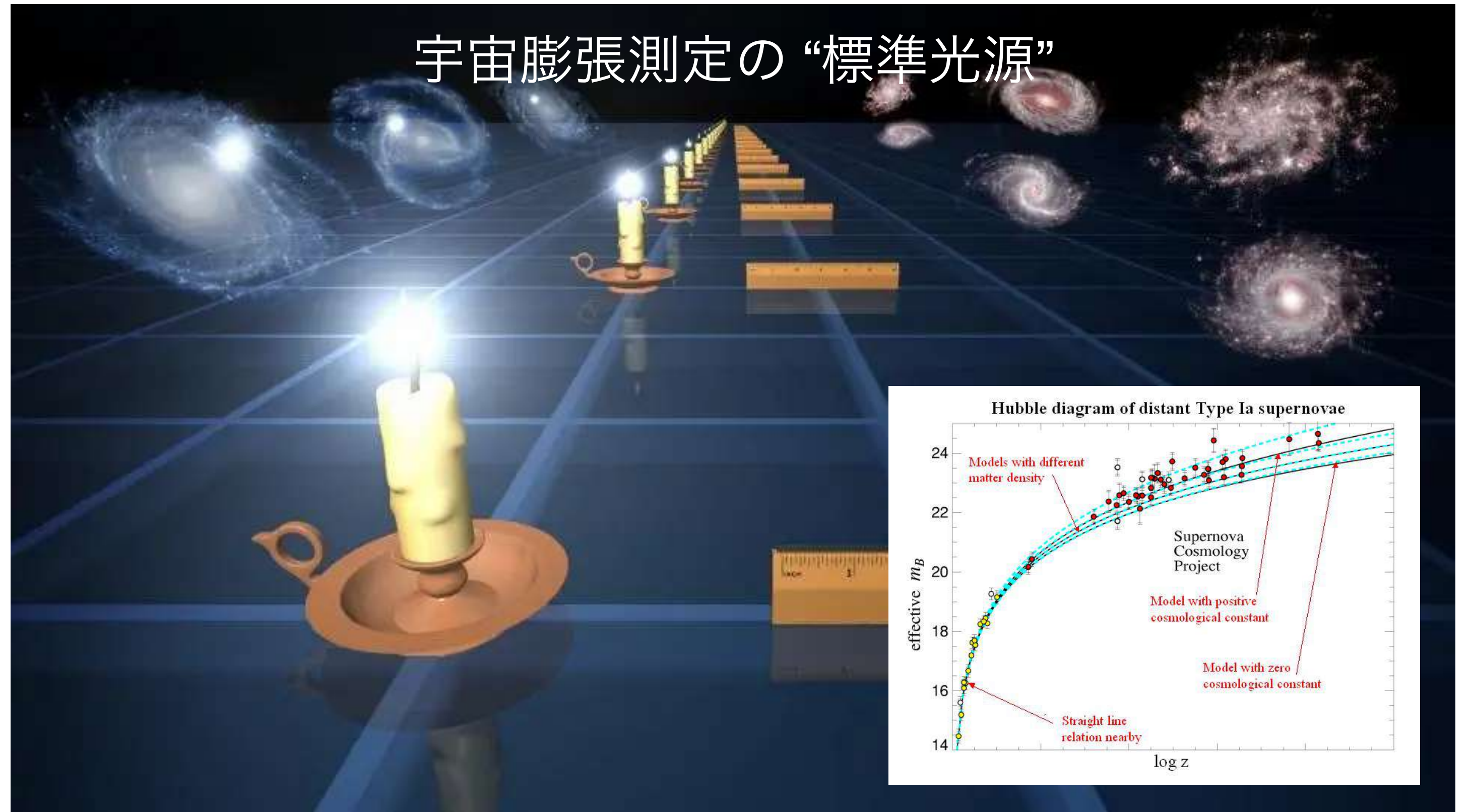
Ia 型超新星とその天文学的重要性

宇宙の鉄の主要供給源



ディコの超新星残骸 (T. Sato et al. 2019)

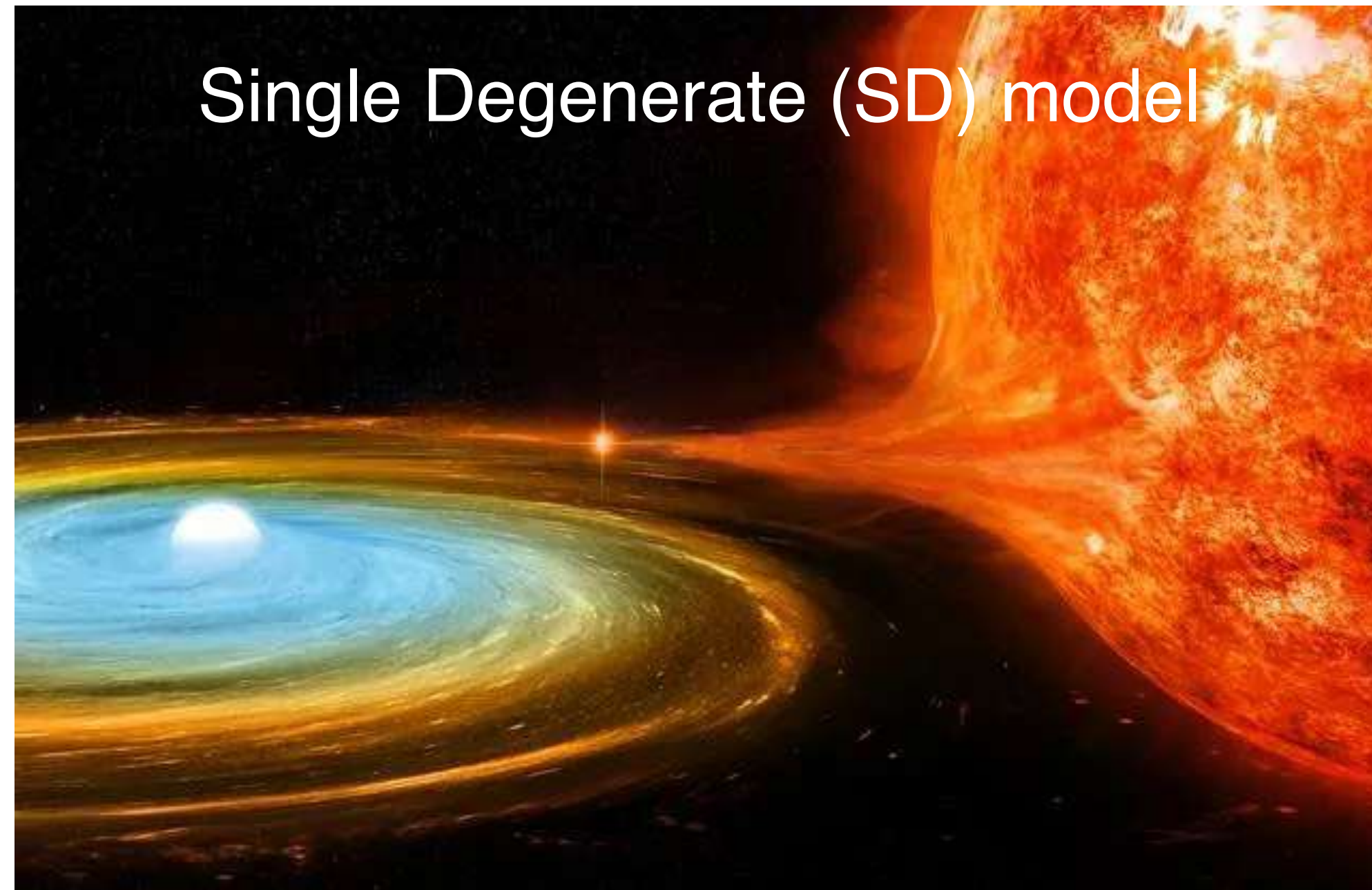
宇宙膨張測定の“標準光源”



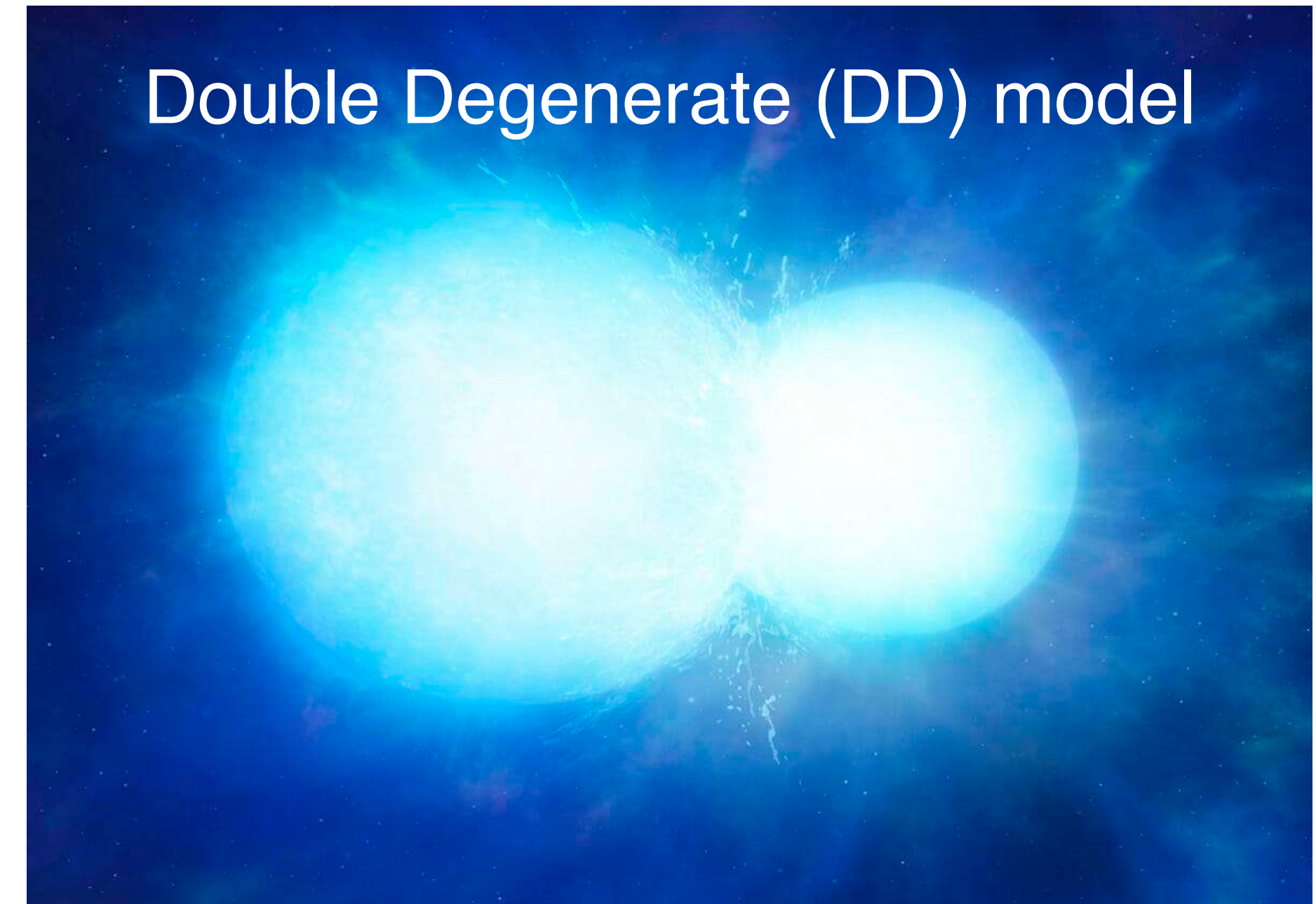
チャンドラセカール限界付近で中心で核融合が着火 & 暴走で爆発

# Ia 型超新星の爆発メカニズム①

未解決問題: どうやって、チャンドラセカール限界まで白色矮星を太らせるか？



隣の星から質量をもらう



合体して質量を増やす

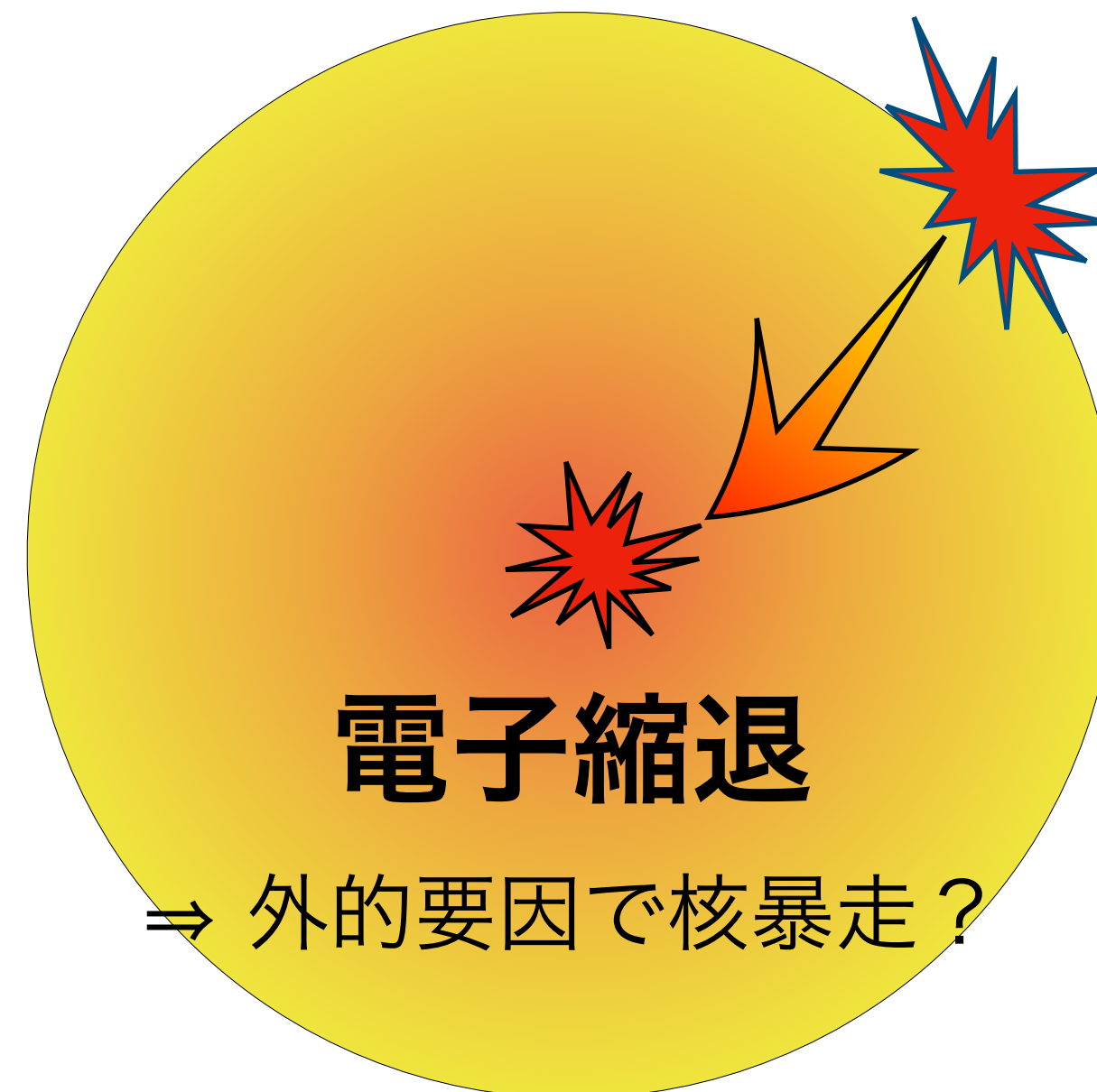
**未だに論争が続いており、宇宙の未解決問題の一つ**

# Ia 型超新星の爆発メカニズム②

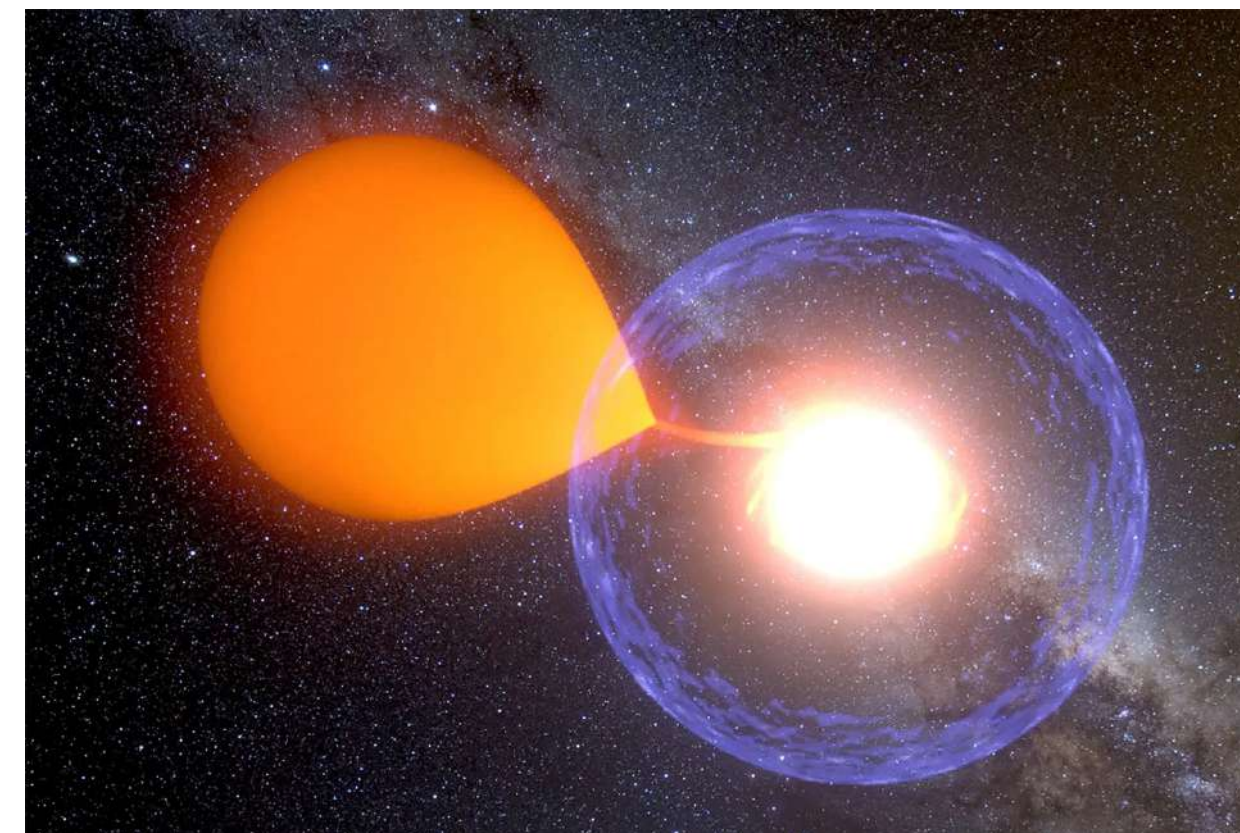
そもそも、チャンドラセカール限界まで達する必要は無いのでは？

電子縮退している中心で核融合を起こせば良い

⇒ 外側から衝撃波を走らせ、内側で着火できる？



表面の核暴走で中心着火



合体の衝撃で中心着火



例えば、太陽質量程度でも十分爆発でき、観測も説明できそう

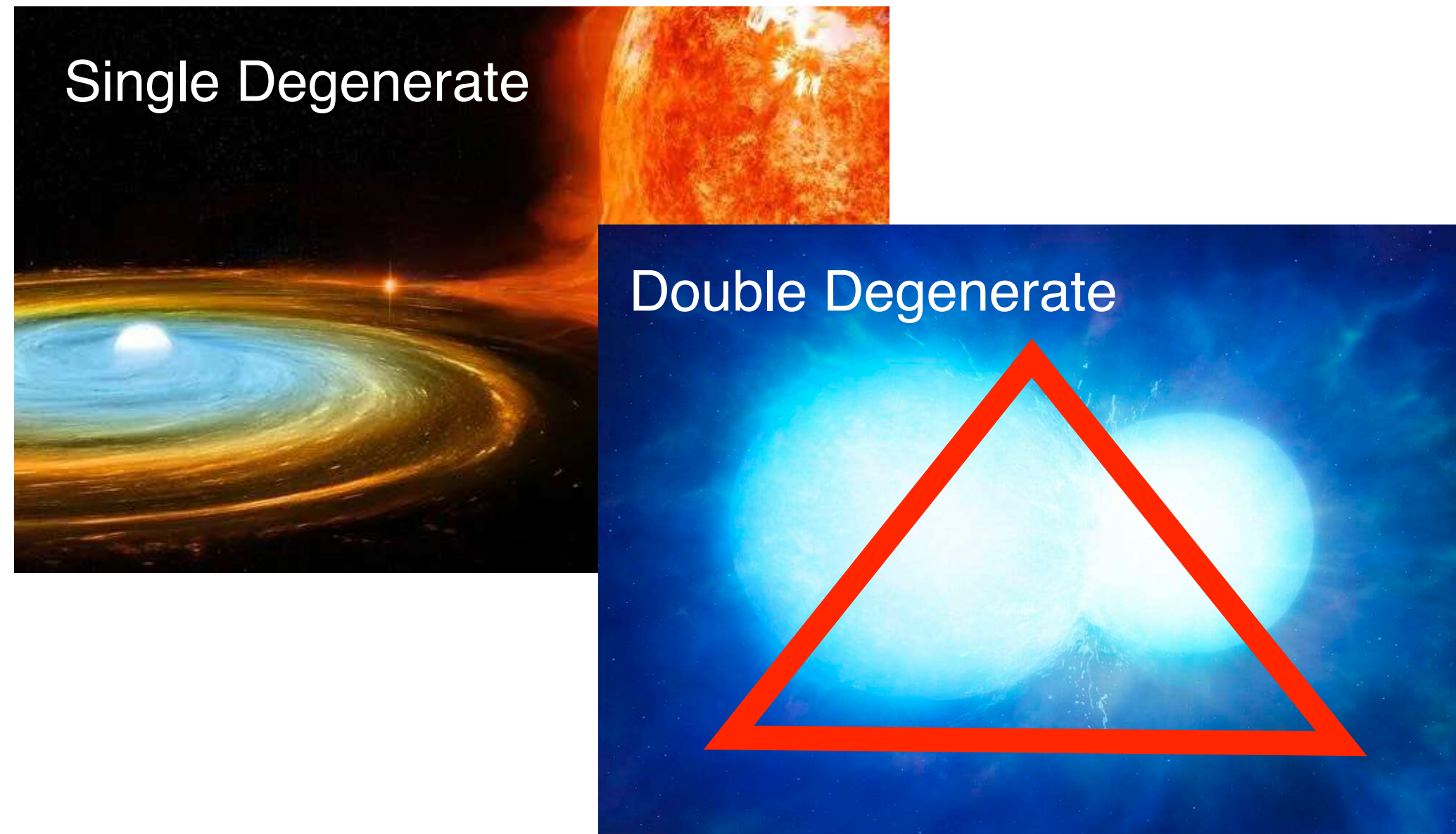
# Ia 型超新星の爆発メカニズム③

現在考えられている主要な白色矮星核暴走型爆発の種類

## Near- $M_{\text{Ch}}$ モデル

(チャンドラセカル質量ギリギリまで近づく)

相手の星 (恒星) から質量もらう

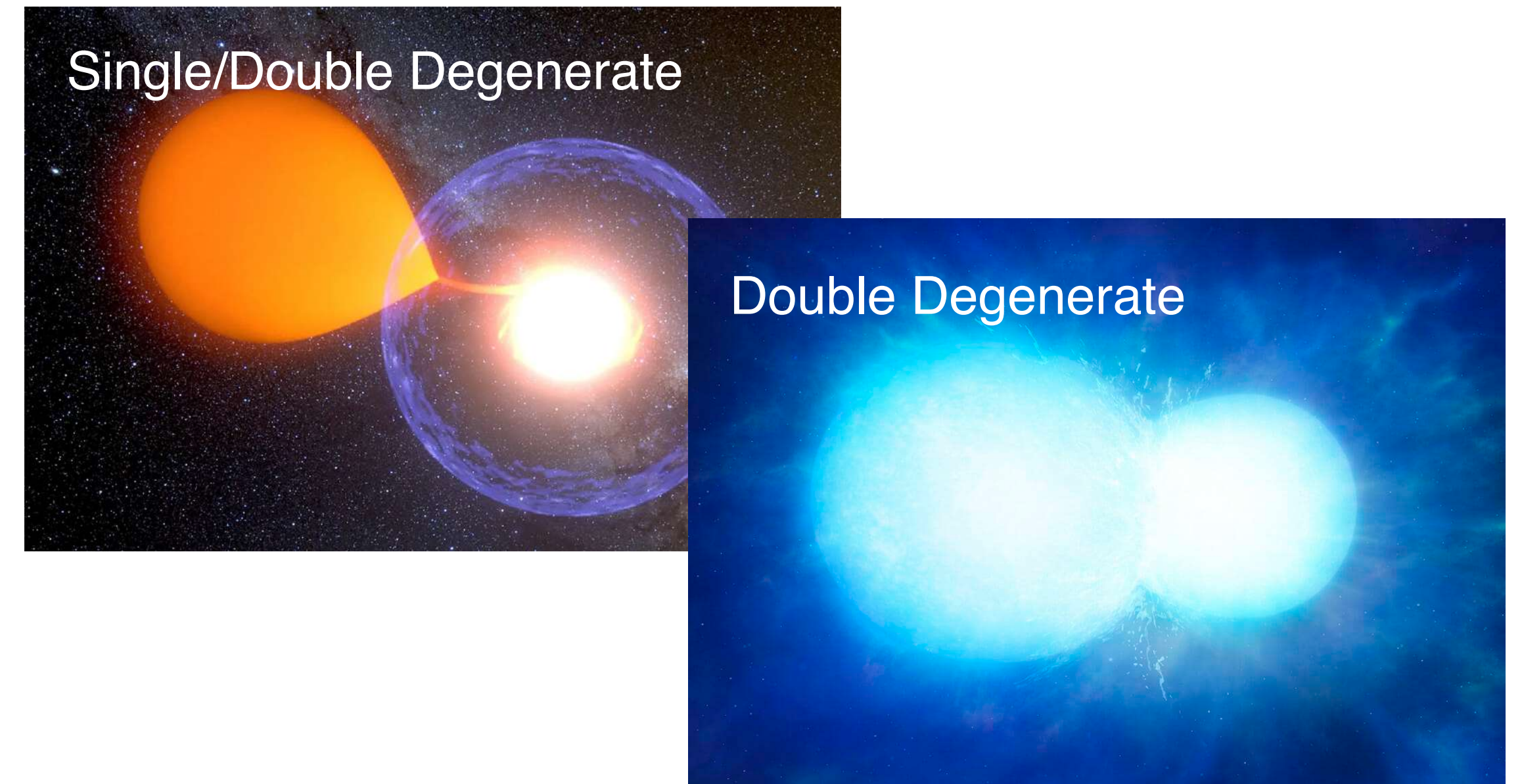


相手の星を合体させ、質量もらう  
(大部分が中性子星へ崩壊?)

## Sub- $M_{\text{Ch}}$ モデル

(チャンドラセカル質量手前で核融合)

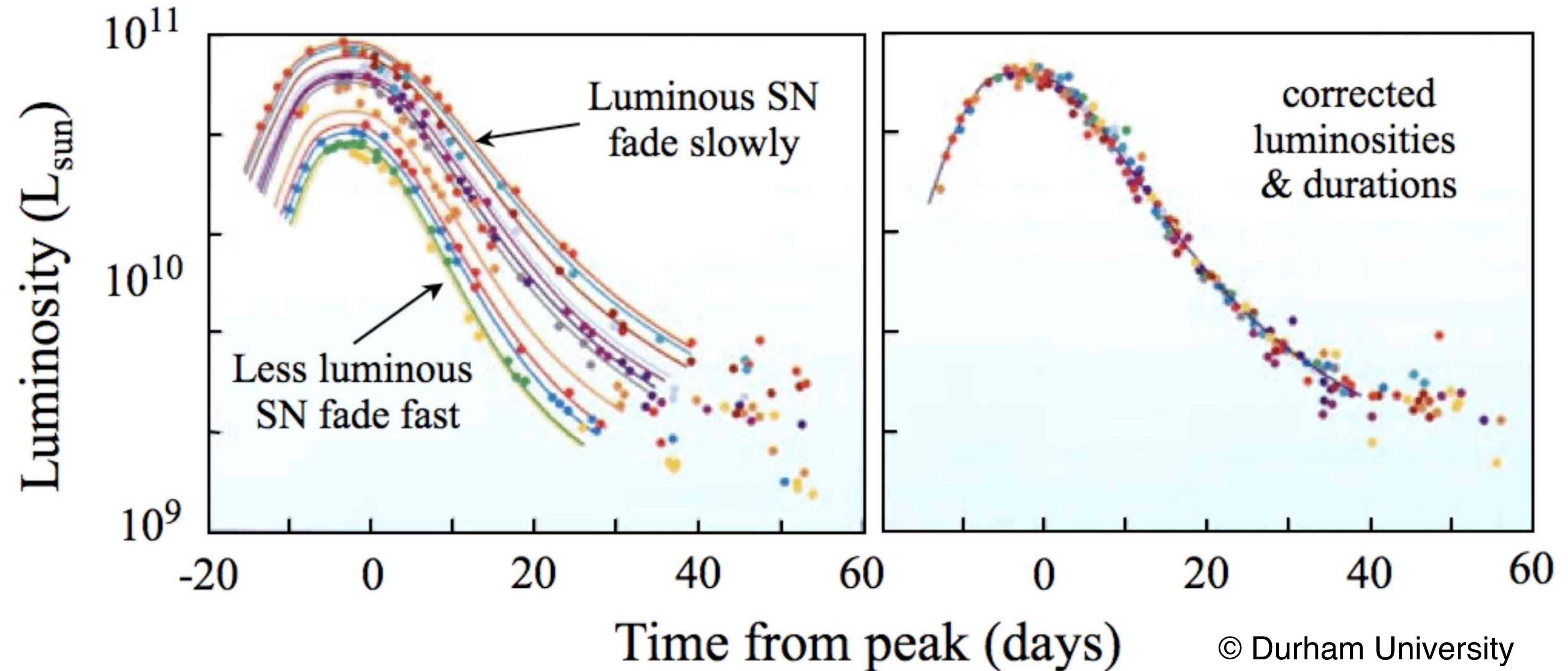
表面の核暴走で中心着火



合体の衝撃で中心着火

## Ia 型超新星の爆発メカニズム④

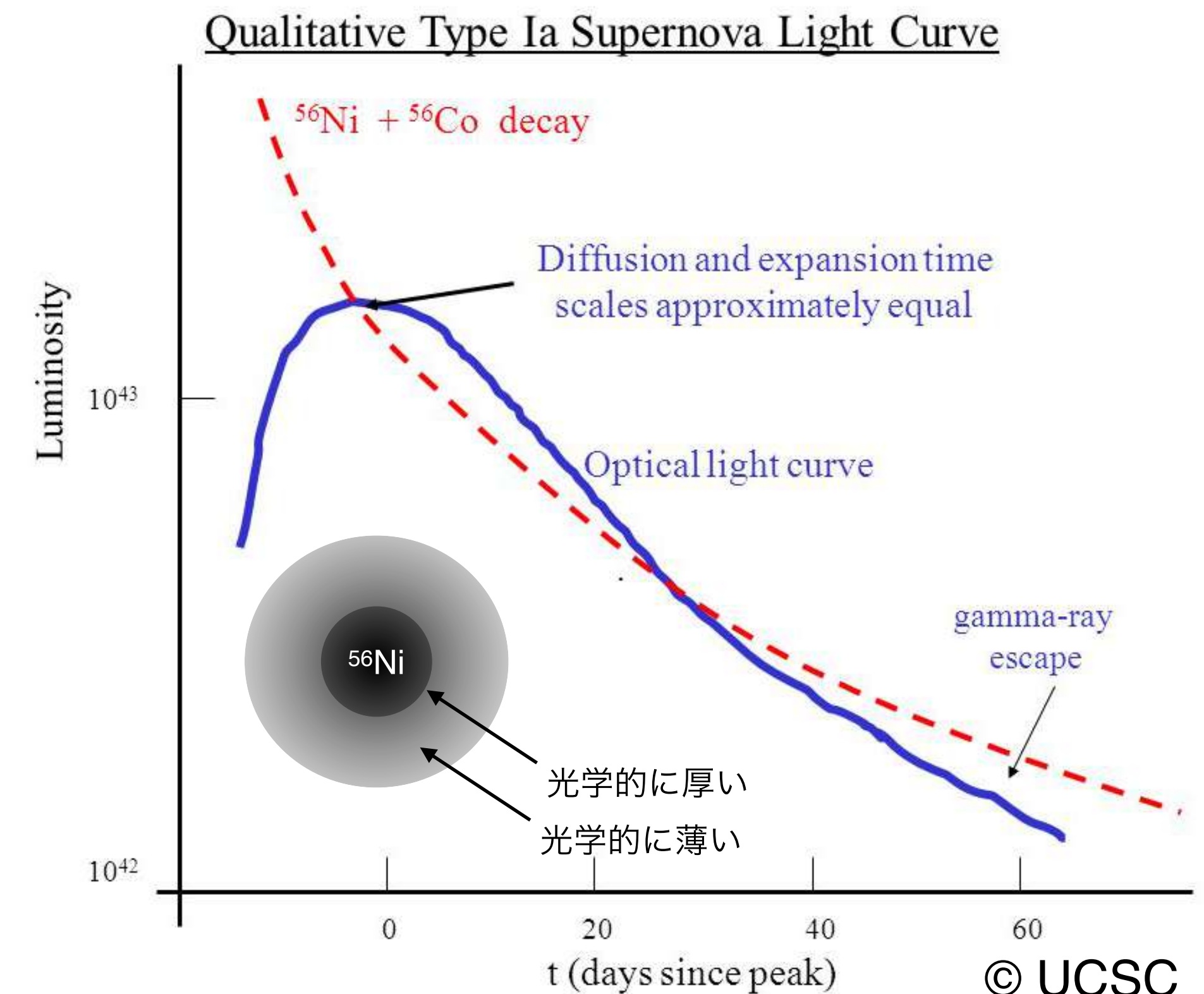
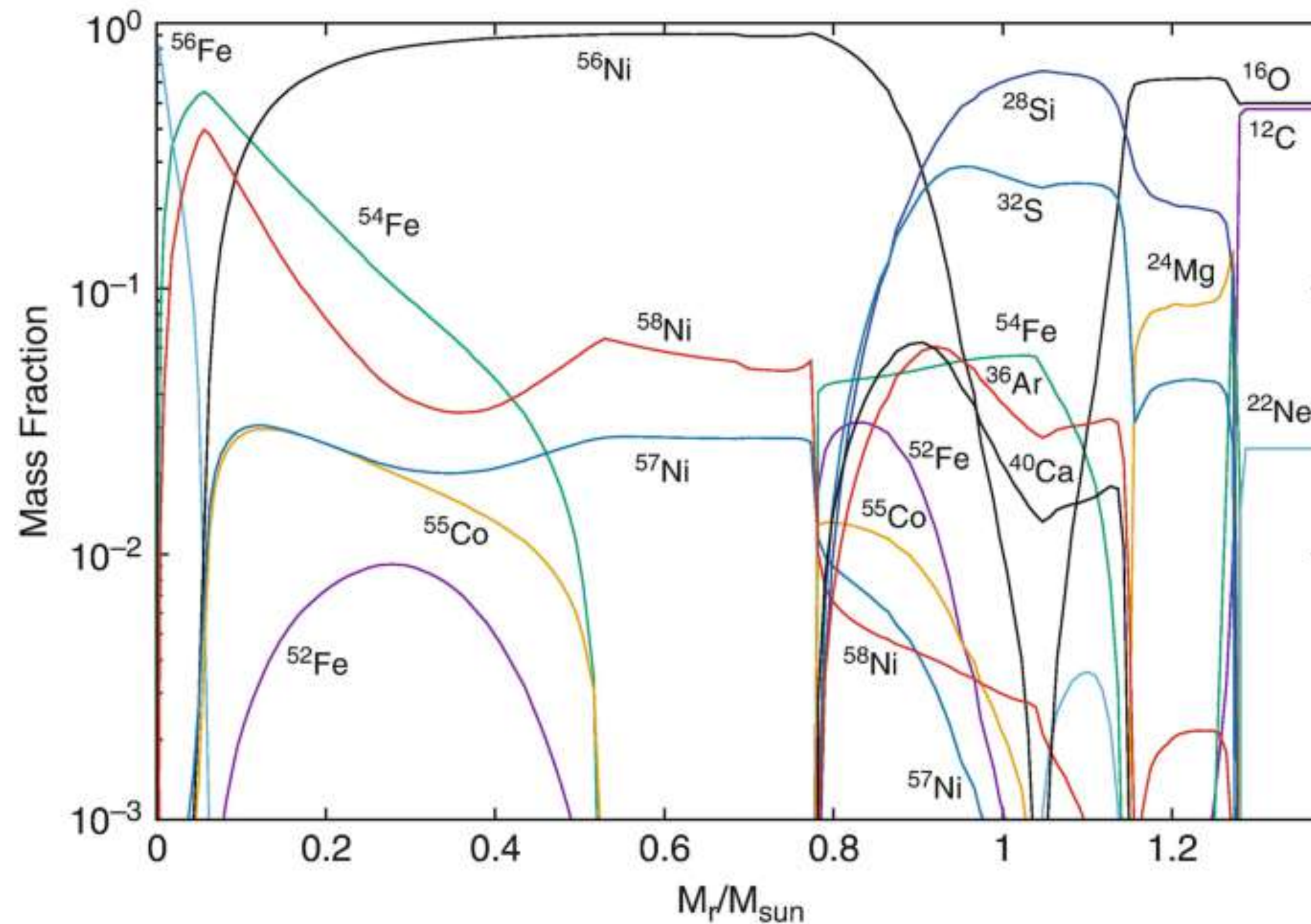
爆発メカニズムが分からないのに標準光源にして大丈夫なの!?



実は、明るさはバラバラで、補正して標準光源として用いている

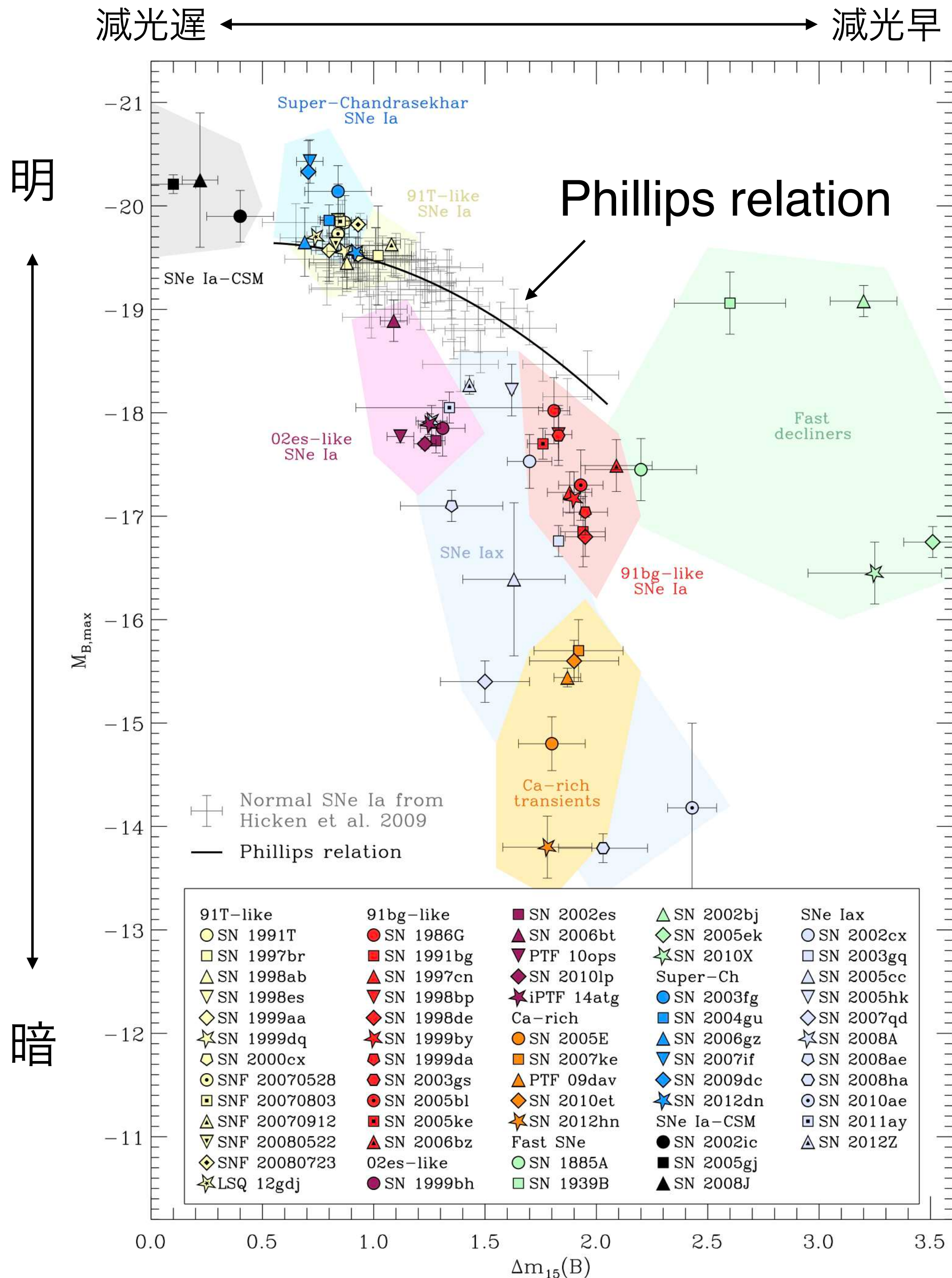
# Ia 型超新星は明るさは何で決まるのか？

A. 爆発で合成される  $^{56}\text{Ni}$  の量で明るさが決定



例外的に、白色矮星の近傍に濃い物質があると、その相互作用で明るくなる場合もある (Ia-CSM)

# Ia 型超新星の明るさの多様性



普通

Phillips relation: Normal SNe Ia

Ia型超新星を標準光源とするための経験則

明るい

Super-Chandrasekar SNe Ia

チャンドラセカル限界より重い質量で爆発？

Howell et al. (2006); Tanaka et al. (2010)

SNe Ia-CSM

濃い星周物質と衝突し、明るく輝いている

Fox et al. (2015)

暗い

SNe Iax

Detonation (爆轟波) になり損ねた弱い爆発

Foley et al. (2013); Kashyap et al. (2018)

# la 型超新星を少しまとめると

1. 白色矮星中心で核燃焼着火したものが la 型超新星
2. 爆発メカニズム未解決 (爆発モデルたくさん)
3. 標準光源だけど、明るさはバラバラで多様性あり
4. 明るさはざっくり  $^{56}\text{Ni}$  の合成量

**なんとなく、これらの事実から想像すること**

一つの爆発モデルで説明できないのでは？

# 元素を使った Ia 型超新星の爆発モデル推定

Ia 型超新星は「核暴走」が鍵なので、元素に多くのヒントが隠れている

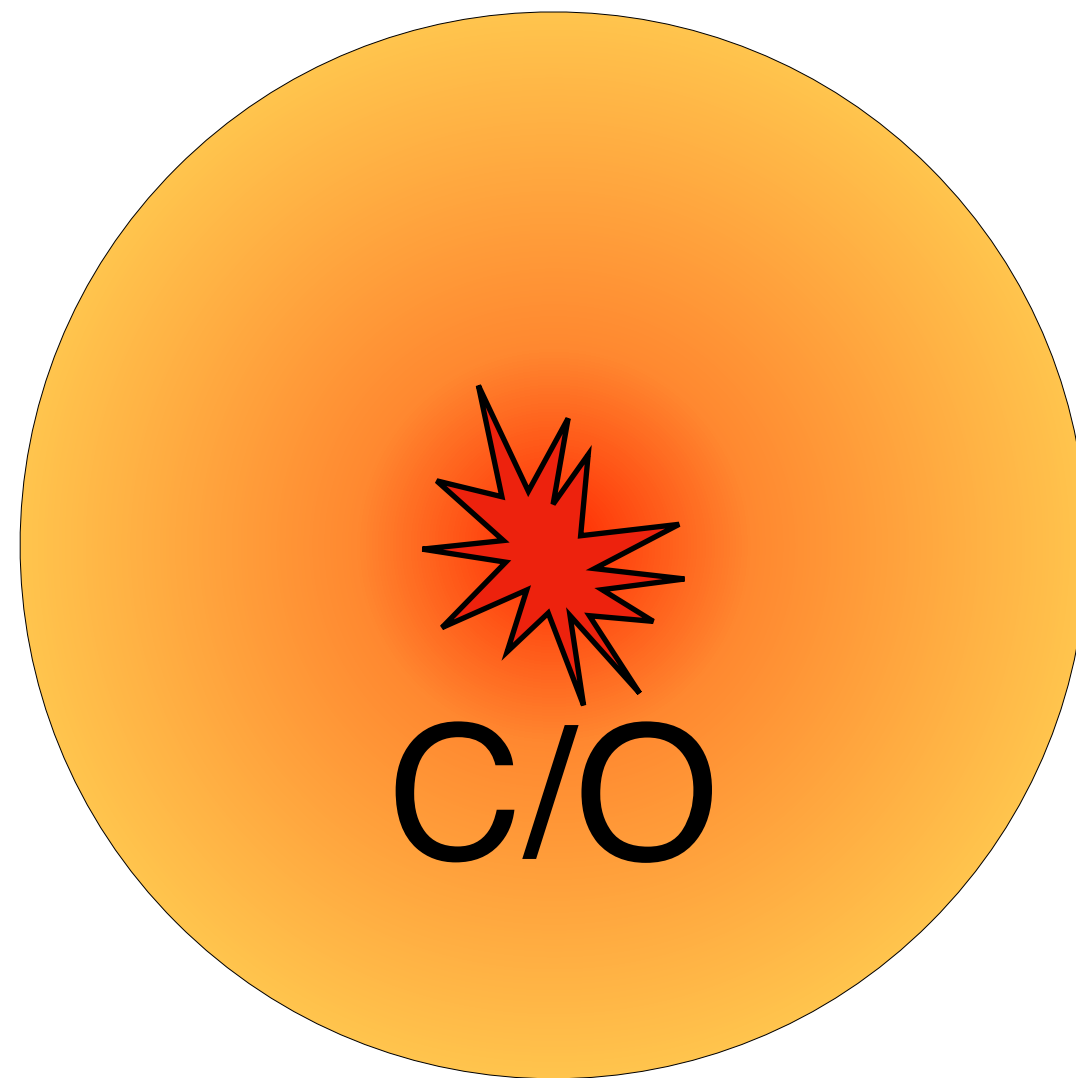
- 明るさの違いは  $^{56}\text{Ni}$  をどれだけ作れるか  $\Rightarrow$  燃やし方や質量に依存
- Near- $M_{\text{Ch}}$  と Sub- $M_{\text{Ch}}$  で爆発メカニズムは異なる
- Near- $M_{\text{Ch}}$  と Sub- $M_{\text{Ch}}$  で合成される元素はかなり違うはず

具体的にどのような違いがあるかを見てみましょう

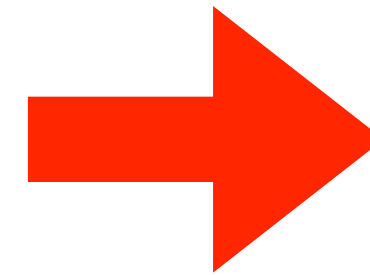
# 爆発モデルに入る前に、Ia型超新星の“爆発的”元素合成

C/O 白色矮星のほぼ全てを Si, S, Ar, Ca & 鉄族元素へ変換

CO 白色矮星 ( $\sim 1 M_{\odot}$ )



何らかの影響で中心で  
核燃焼着火 & 核暴走



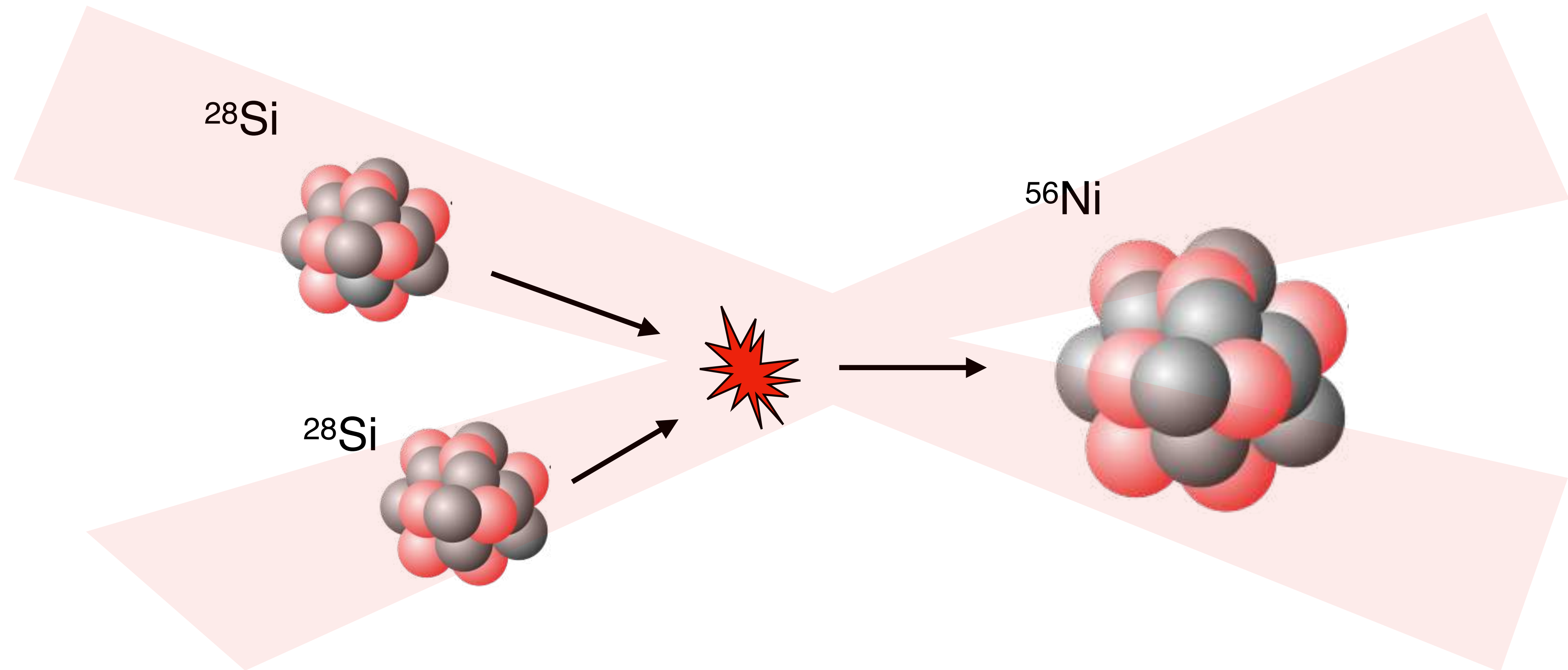
Ia型超新星爆発



親星 (白色矮星) の組成をほとんど残さず、爆発で異なる元素に変えてしまう

# 爆発モデルに入る前に、Ia型超新星の“爆発的”元素合成

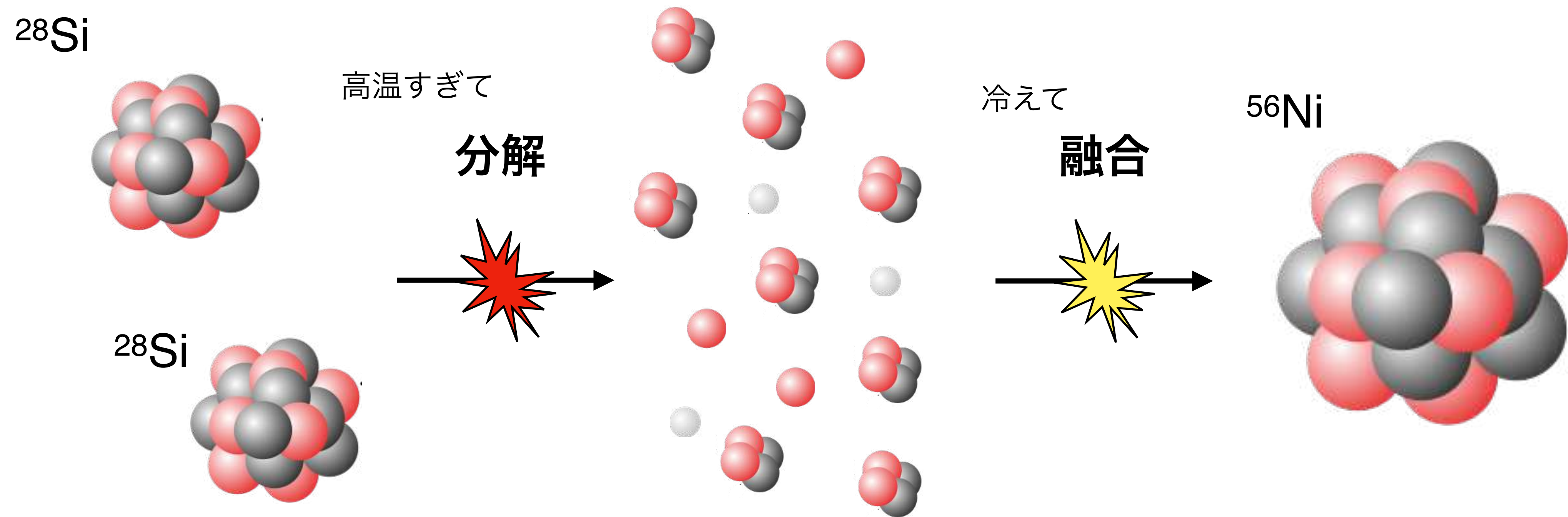
鉄 ( $^{56}\text{Ni}$ ) の合成を特徴づけるのは爆発的 Si 燃焼 (= 核統計平衡: NSE)



Si 燃焼とは言うものの  $^{28}\text{Si}$  を二つ合体させて  $^{56}\text{Ni}$  を作るわけではない

# 爆発モデルに入る前に、Ia型超新星の“爆発的”元素合成

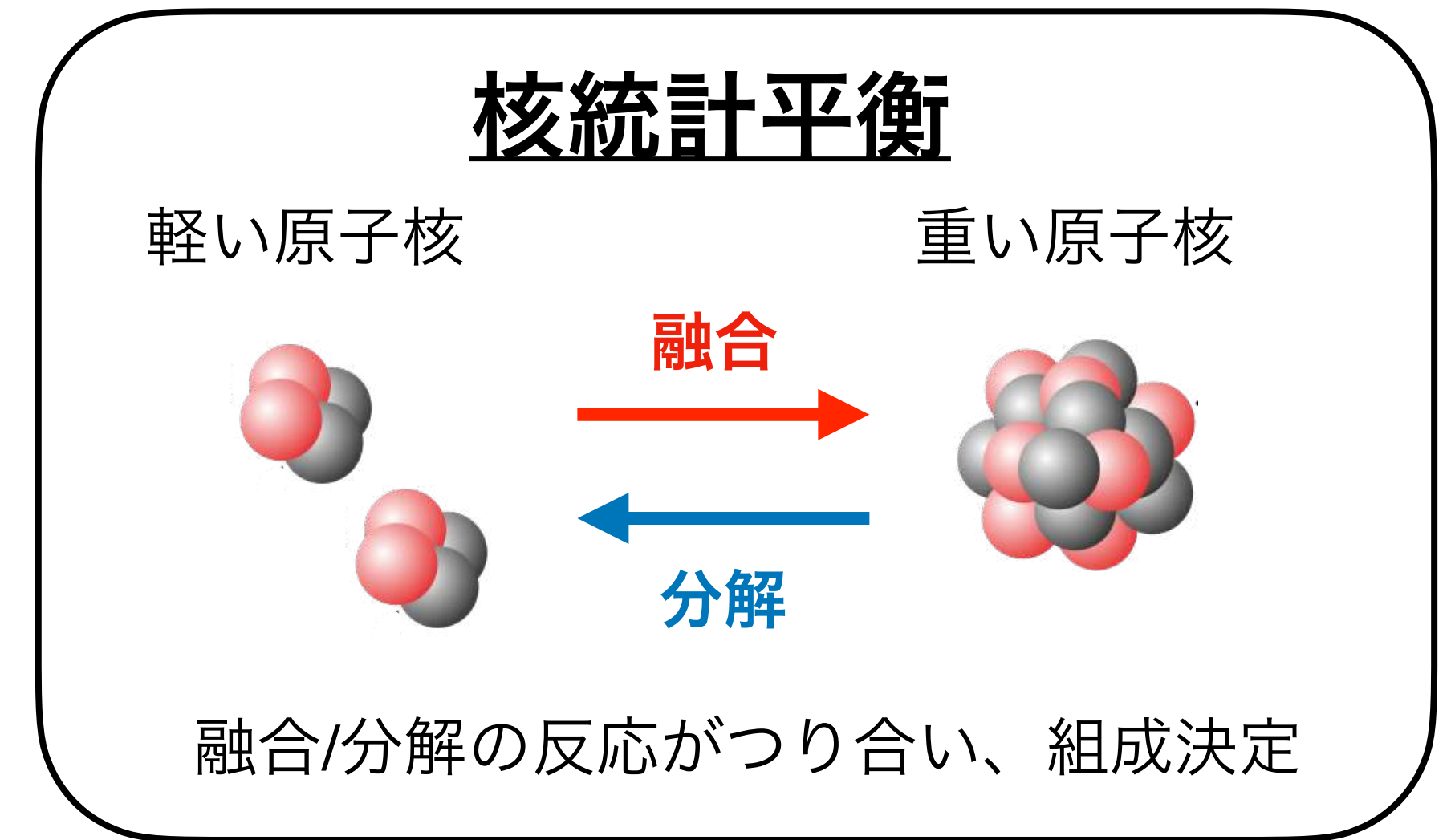
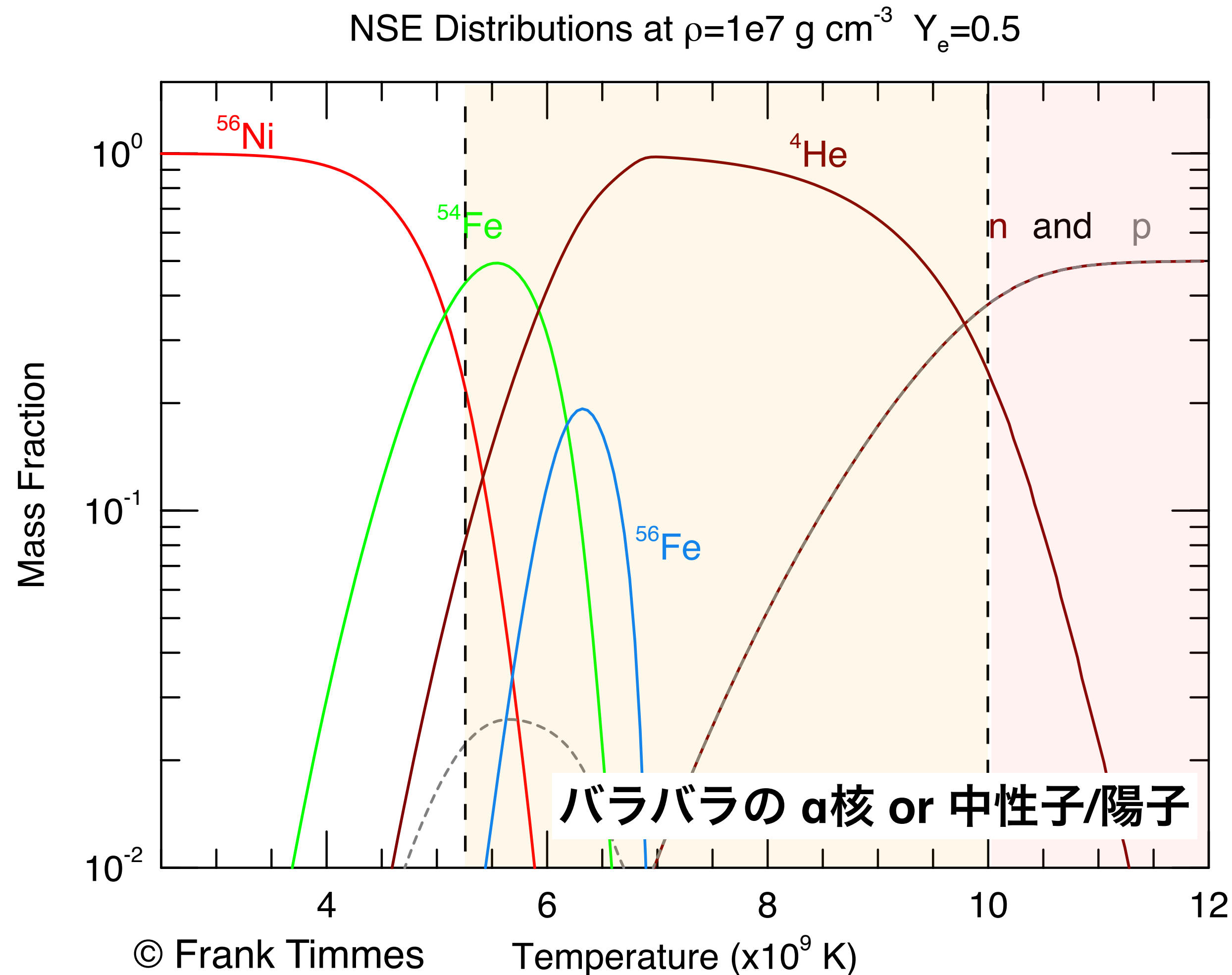
鉄 ( $^{56}\text{Ni}$ ) の合成を特徴づけるのは爆発的 Si 燃焼 (= 核統計平衡: NSE)



一旦、 $\alpha$ 核/陽子/中性子にバラバラになって冷える段階で重い原子核へ成長

# 爆発モデルに入る前に、Ia型超新星の“爆発的”元素合成

鉄 ( $^{56}\text{Ni}$ ) の合成を特徴づけるのは爆発的 Si 燃焼 (= 核統計平衡: NSE)



核統計平衡を経験後の組成は非常にシンプル

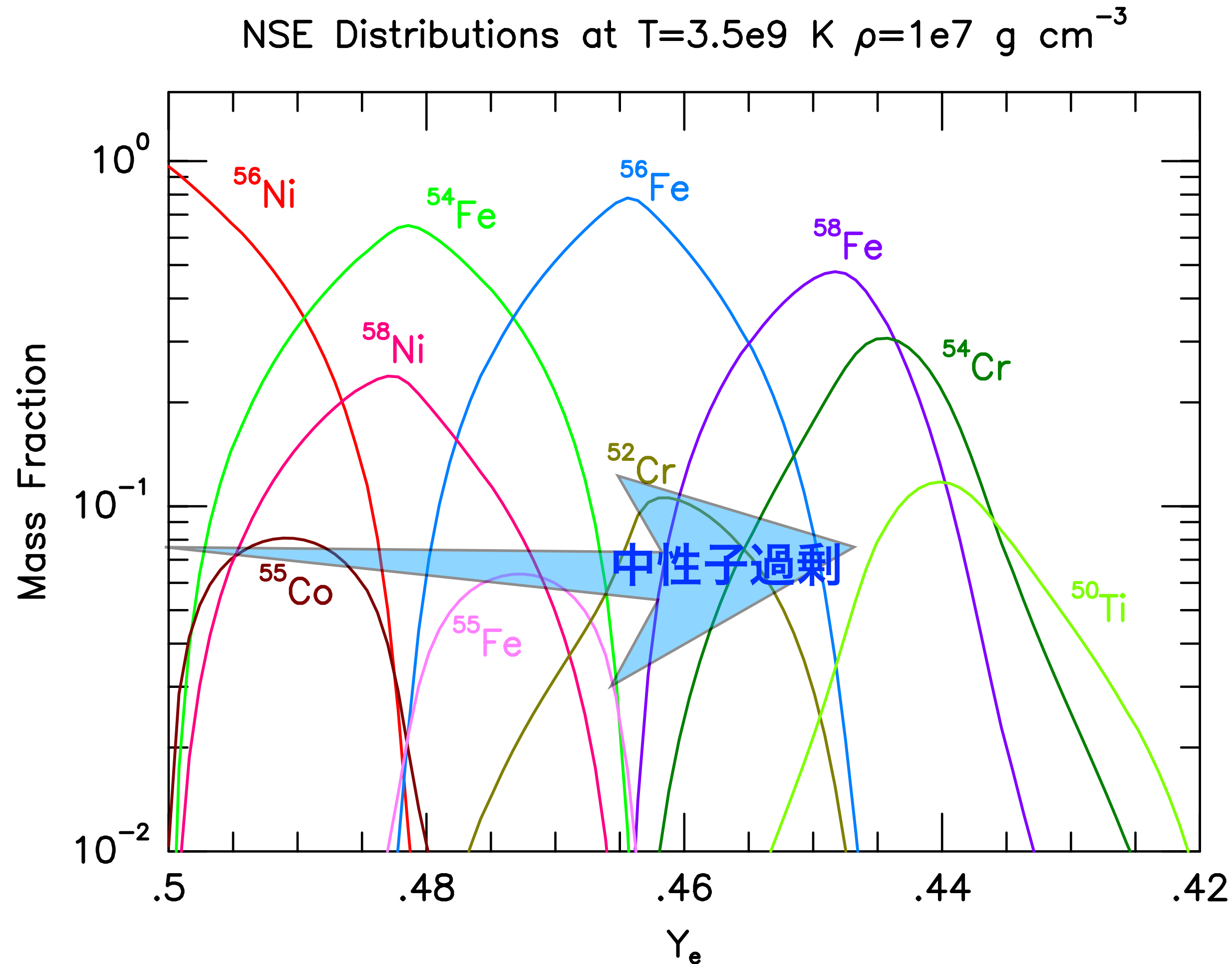
温度 密度 陽子/中性子 数比

$$T, \rho, Y_e$$

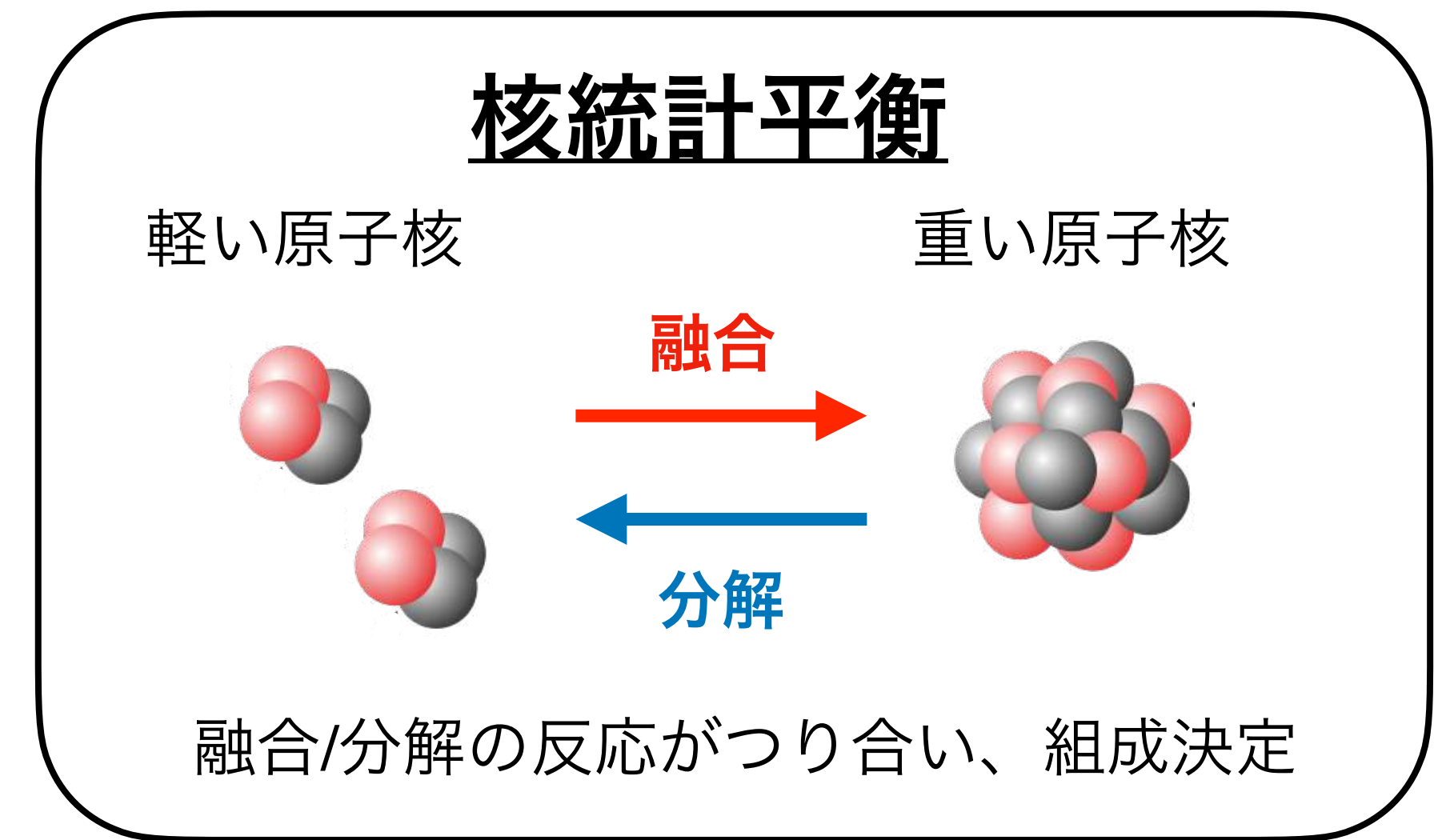
元の組成関係なく、三つの物理量で組成決定

# 爆発モデルに入る前に、Ia型超新星の“爆発的”元素合成

鉄 ( $^{56}\text{Ni}$ ) の合成を特徴づけるのは爆発的 Si 燃焼 (= 核統計平衡: NSE)



© Frank Timmes



核統計平衡を経験後の組成は非常にシンプル

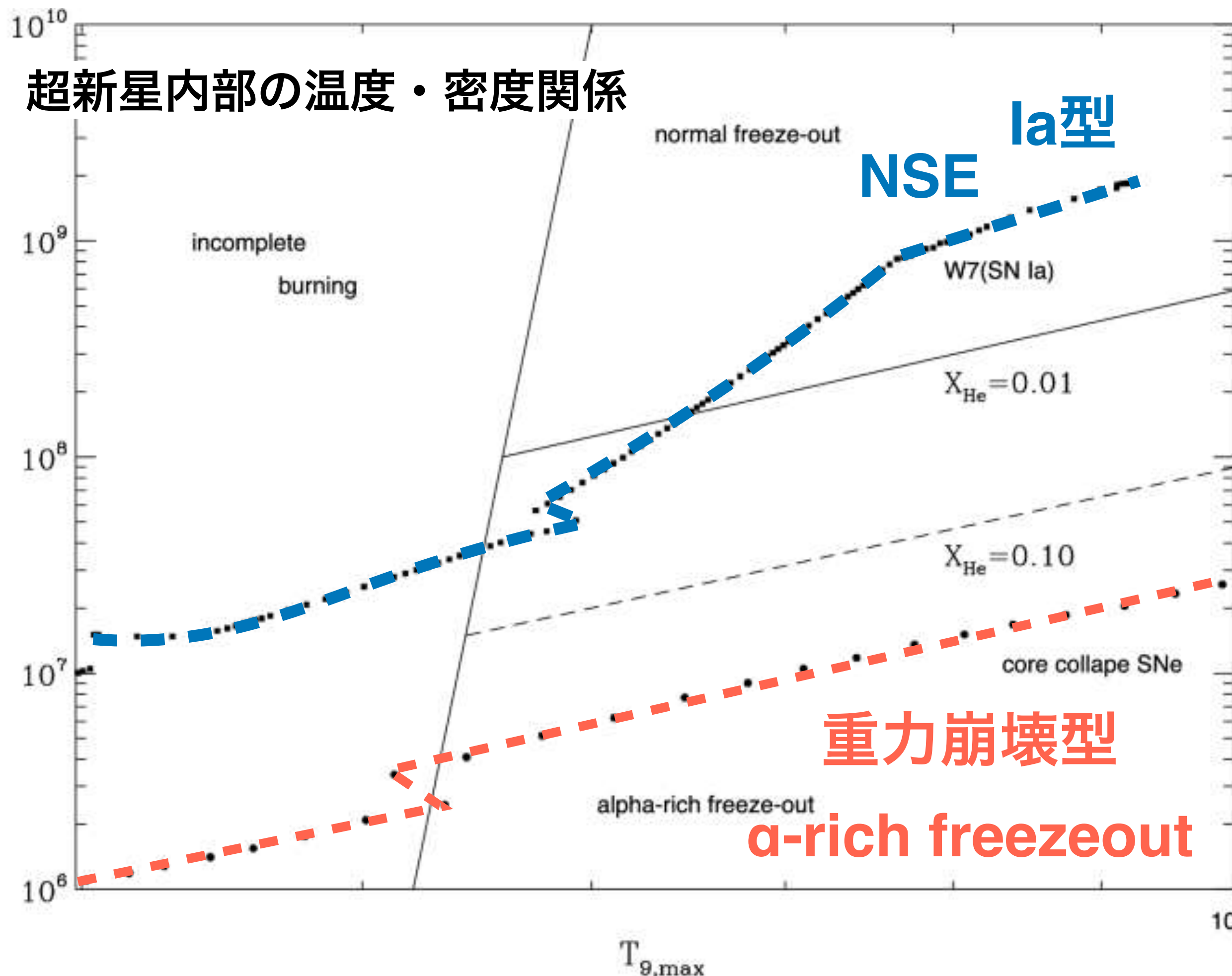
温度 密度 陽子/中性子 数比

$$T, \rho, Y_e$$

元の組成関係なく、三つの物理量で組成決定

# 復習：重力崩壊型超新星の“爆発的”元素合成

鉄 ( $^{56}\text{Ni}$ ) の合成を特徴づけるのは爆発的 Si 燃焼 (=  $\alpha$ -NSE)



重力崩壊型の場合、桁違いに低密度

エントロピー( $T^3/\rho$ )が高い環境  
(= 高温・低密度)

→  $\alpha$  捕獲過程の進みが遅い

通常の NSE とは組成も変わり

“ $\alpha$ -rich freezeout” と呼ぶ

代表的な合成同位体

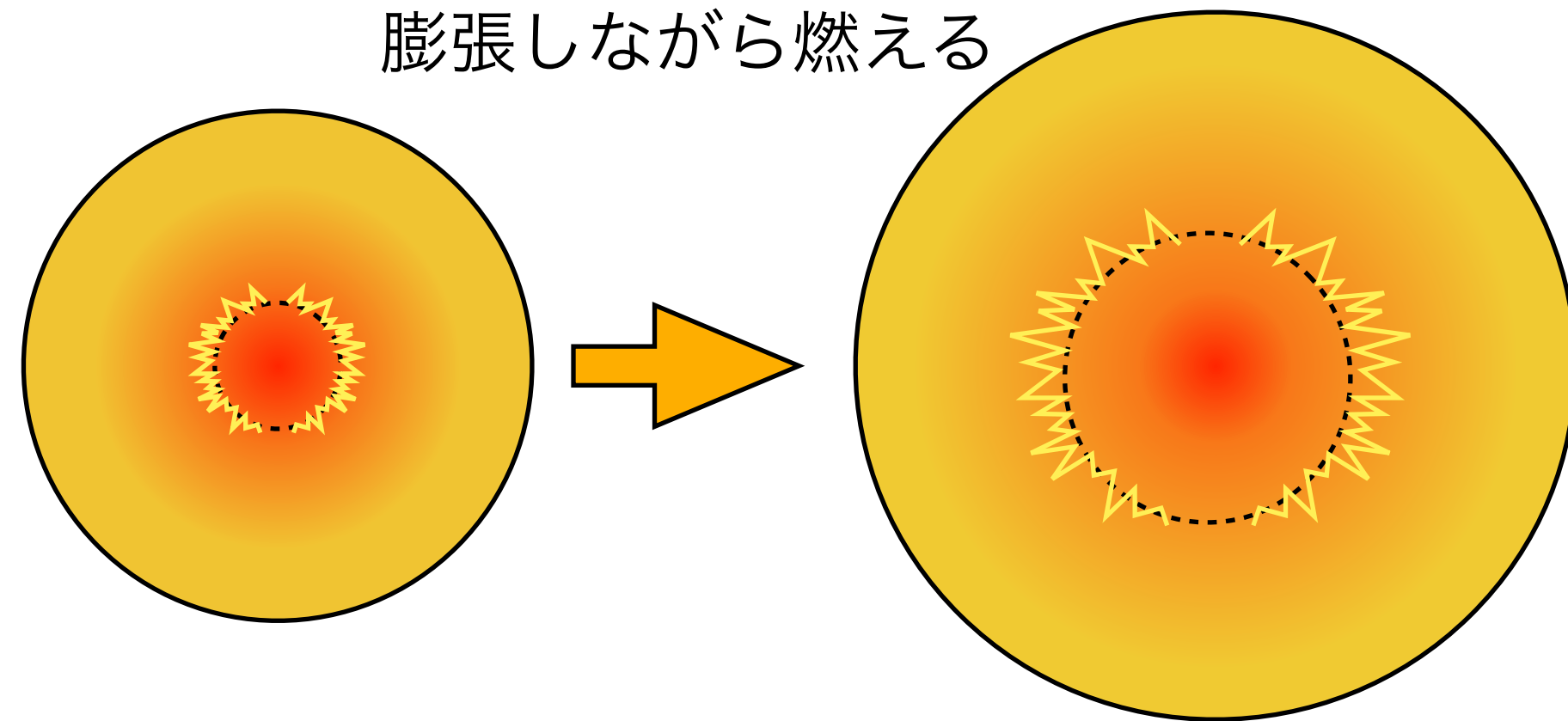
$^{56}\text{Ni}$ ,  $^{44}\text{Ti}$  (鉄になる手前の元素増加)

# Ia 型超新星の異なる燃焼波

**未解決問題:** 起きた核燃焼波は「亜音速」で伝わるか「超音速」で伝わるか？

亜音速の燃焼波：**deflagration** (爆燃波)

膨張しながら燃える

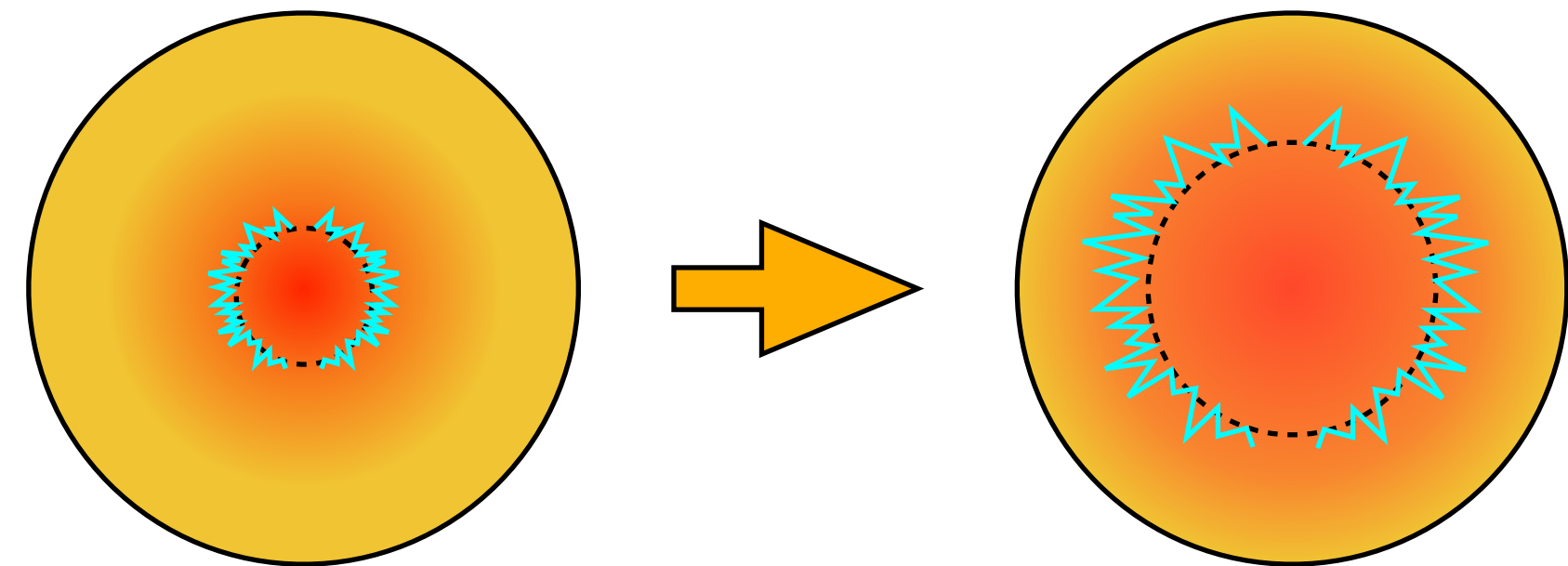


白色矮星を膨張させる時間の方が速い  
⇒ 密度 (核反応率) を下げながら燃える

**$^{56}\text{Ni}$  (鉄) の合成量が相対的に少ない**

超音速の燃焼波：**detonation** (爆轟波)

膨張前に燃え切る



燃焼波が表面に到着する方が速い  
⇒ 密度 (核反応率) を下がる前に燃える

**$^{56}\text{Ni}$  (鉄) の合成量が相対的に多い**

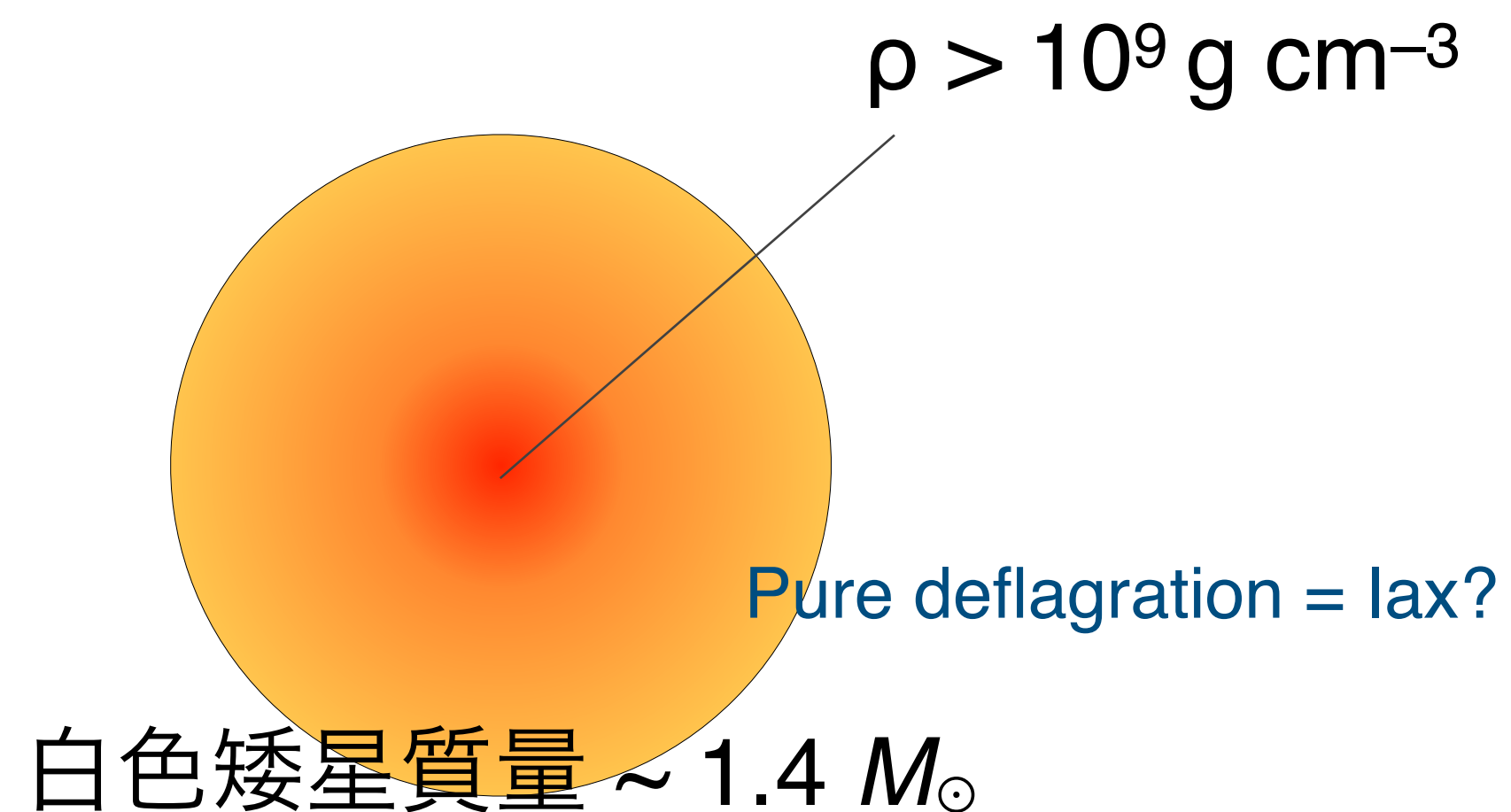
# Ia 型超新星の異なる燃焼波

$^{56}\text{Ni}$  総量を説明するために、燃焼波はどうあるべきか？

## Near- $M_{\text{Ch}}$ の場合

### Delayed-detonation model

(Deflagration から detonation へ遷移)

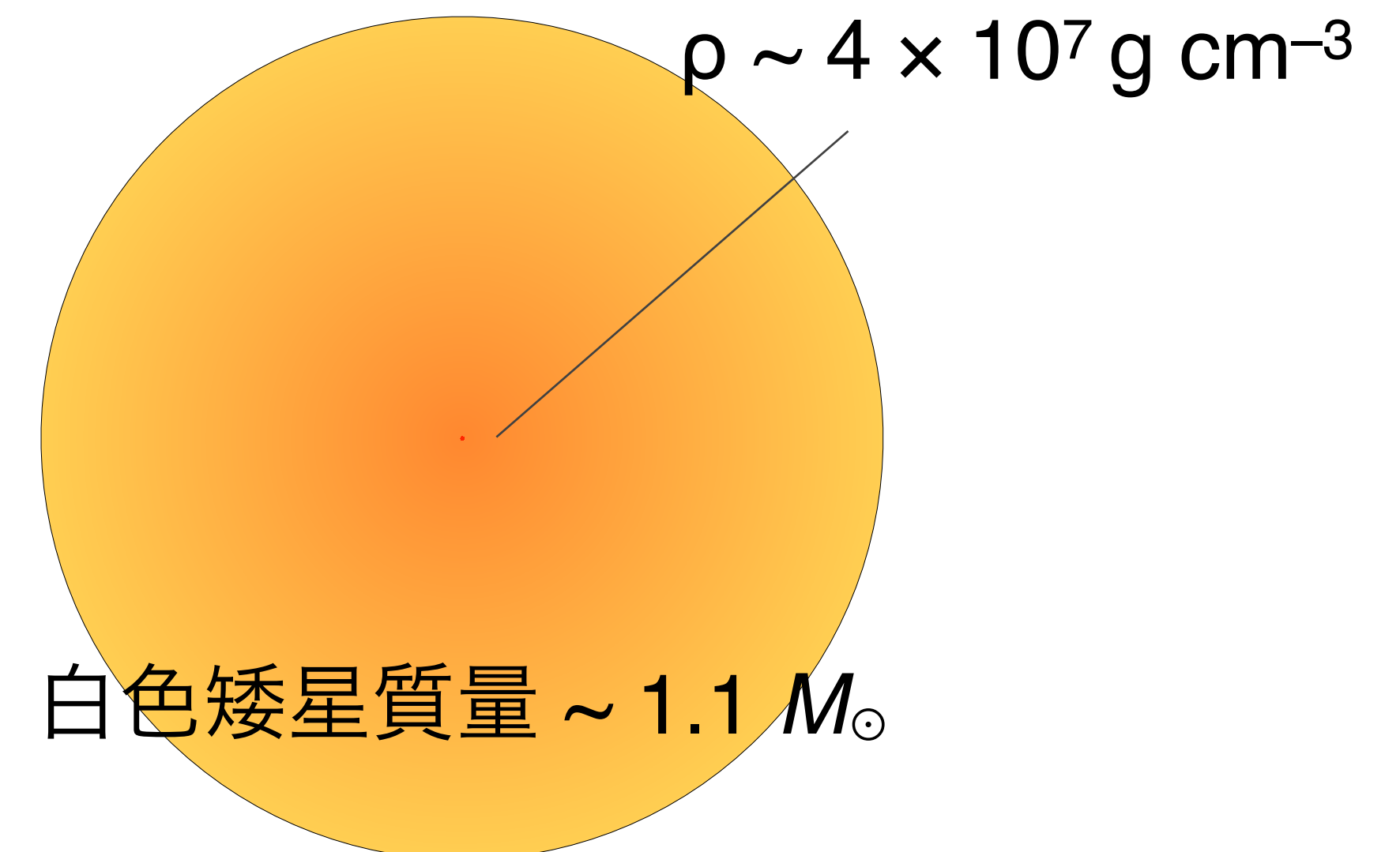


爆轟波で全て燃やすと、 $^{56}\text{Ni}$  が多過ぎるので**爆燃波を含む必要**がある

## Sub- $M_{\text{Ch}}$ の場合

### Pure detonation

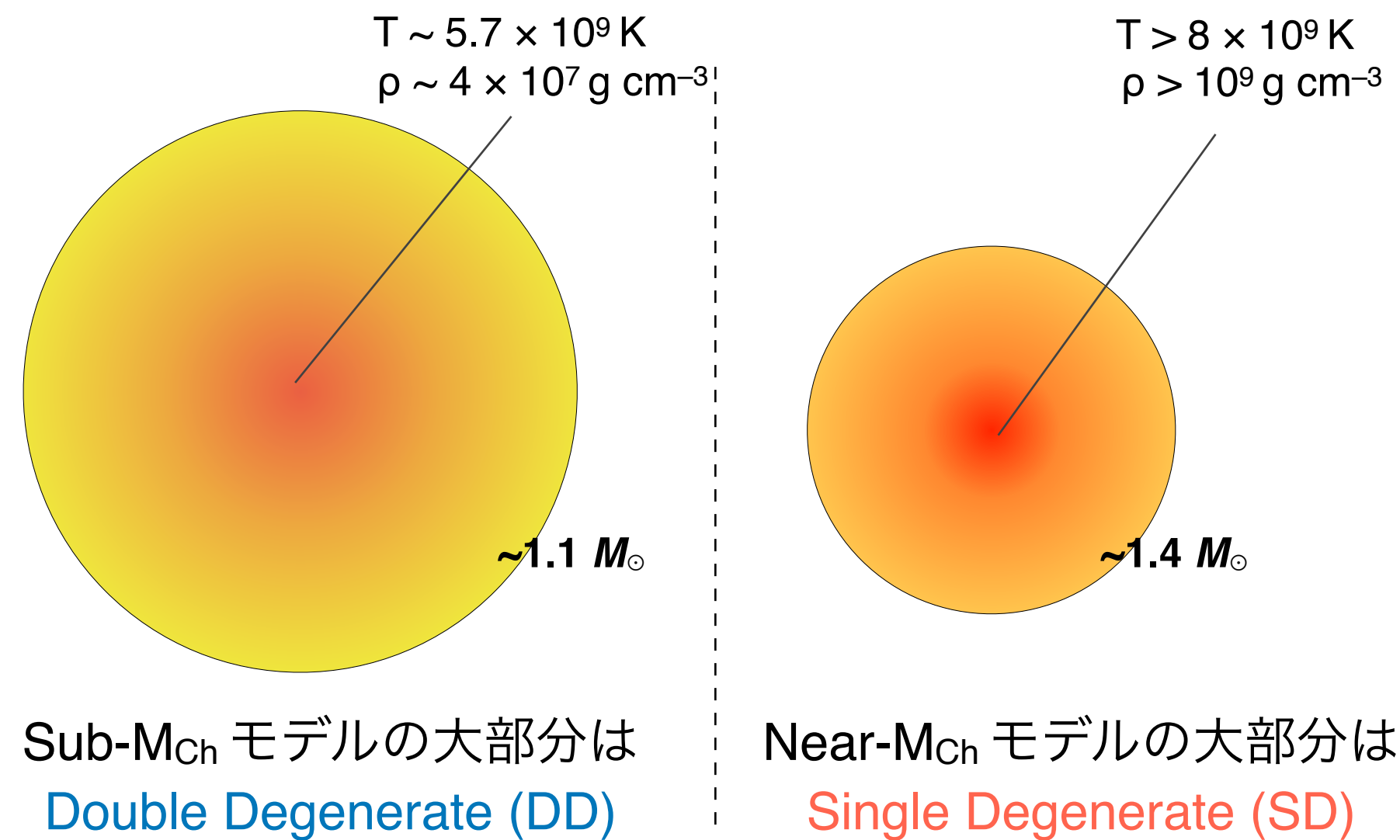
(外側から内側の核反応を誘発する必要あり)



低密度から開始するので、**爆轟波で全て燃やさない**と  $^{56}\text{Ni}$  足りない

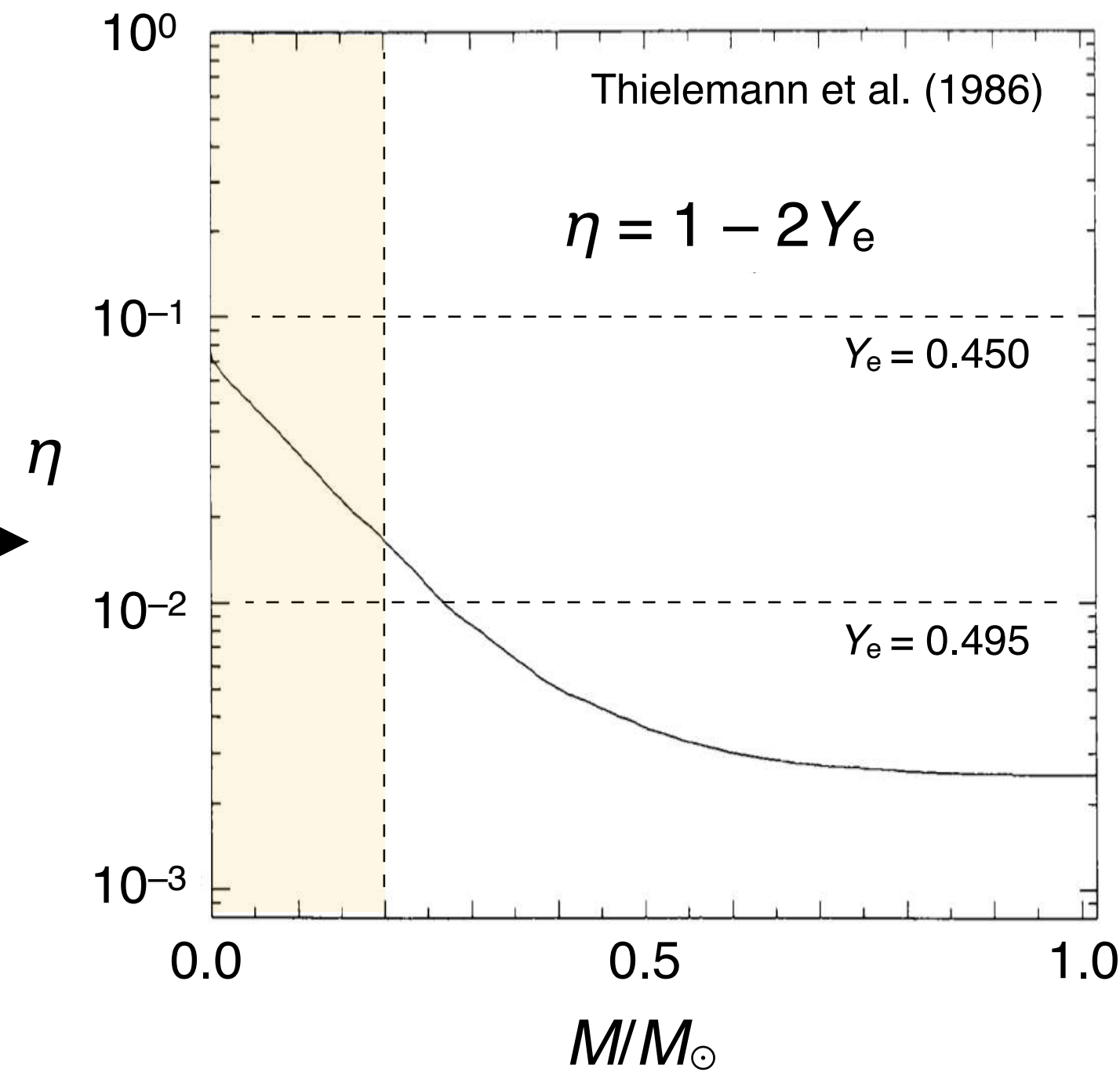
# 爆発モデルの違いによる元素合成の変化

Sub-M<sub>Ch</sub> v.s. Near-M<sub>Ch</sub> SN Ia

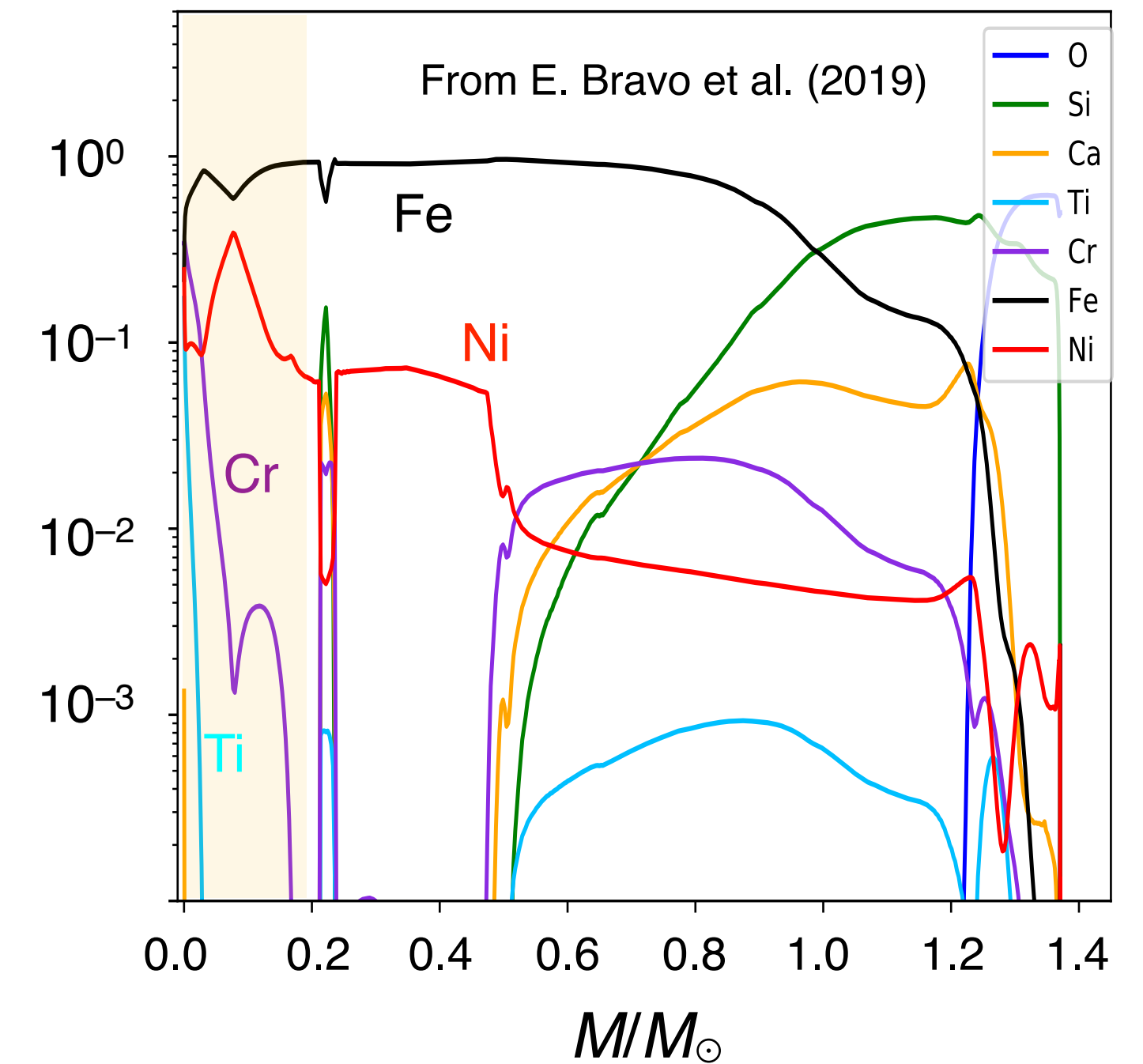


観測的な切り分けが難しく、爆発機構も未解明

Near-M<sub>Ch</sub> WD内部の中性子過剰度



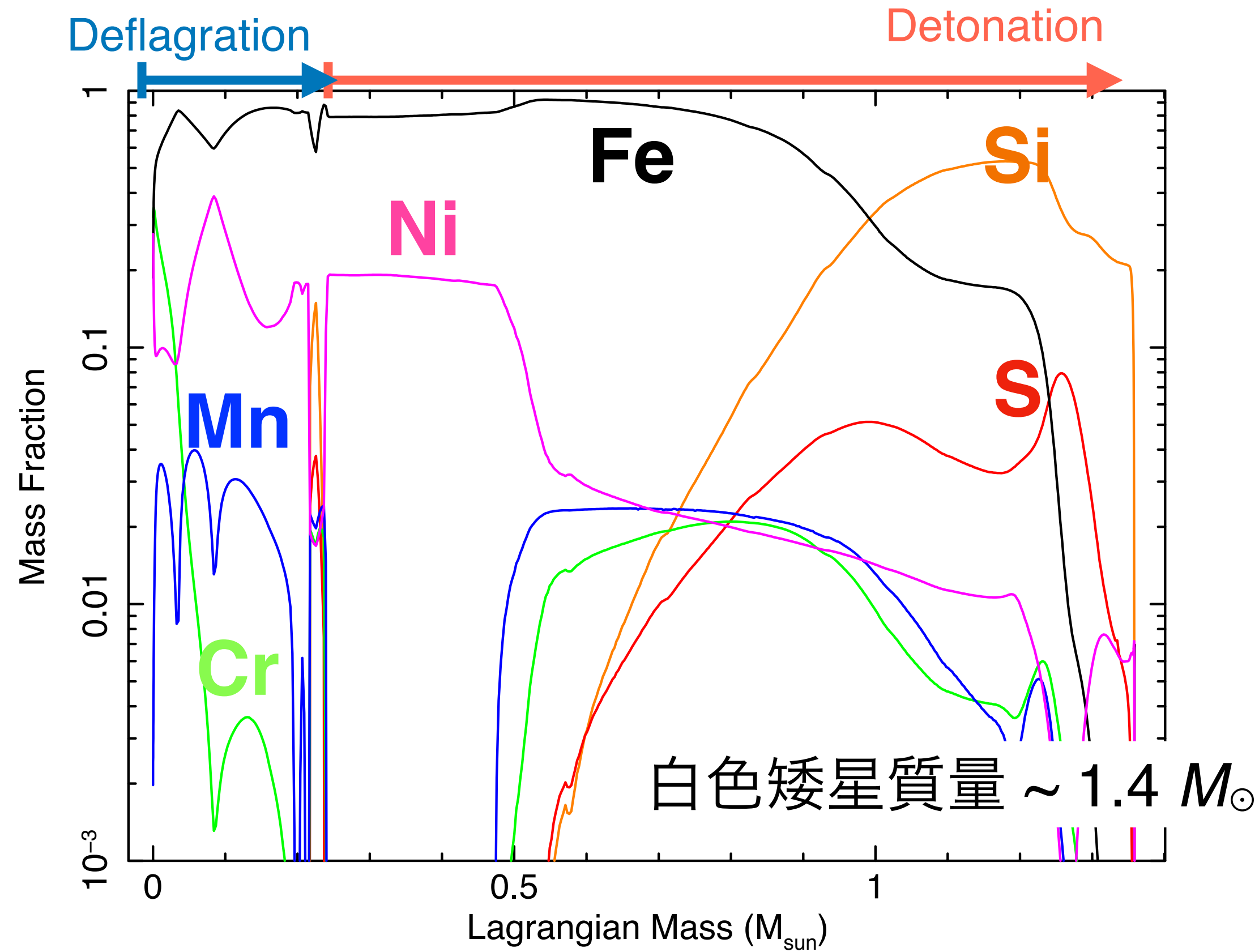
SN Ia 内部の元素組成



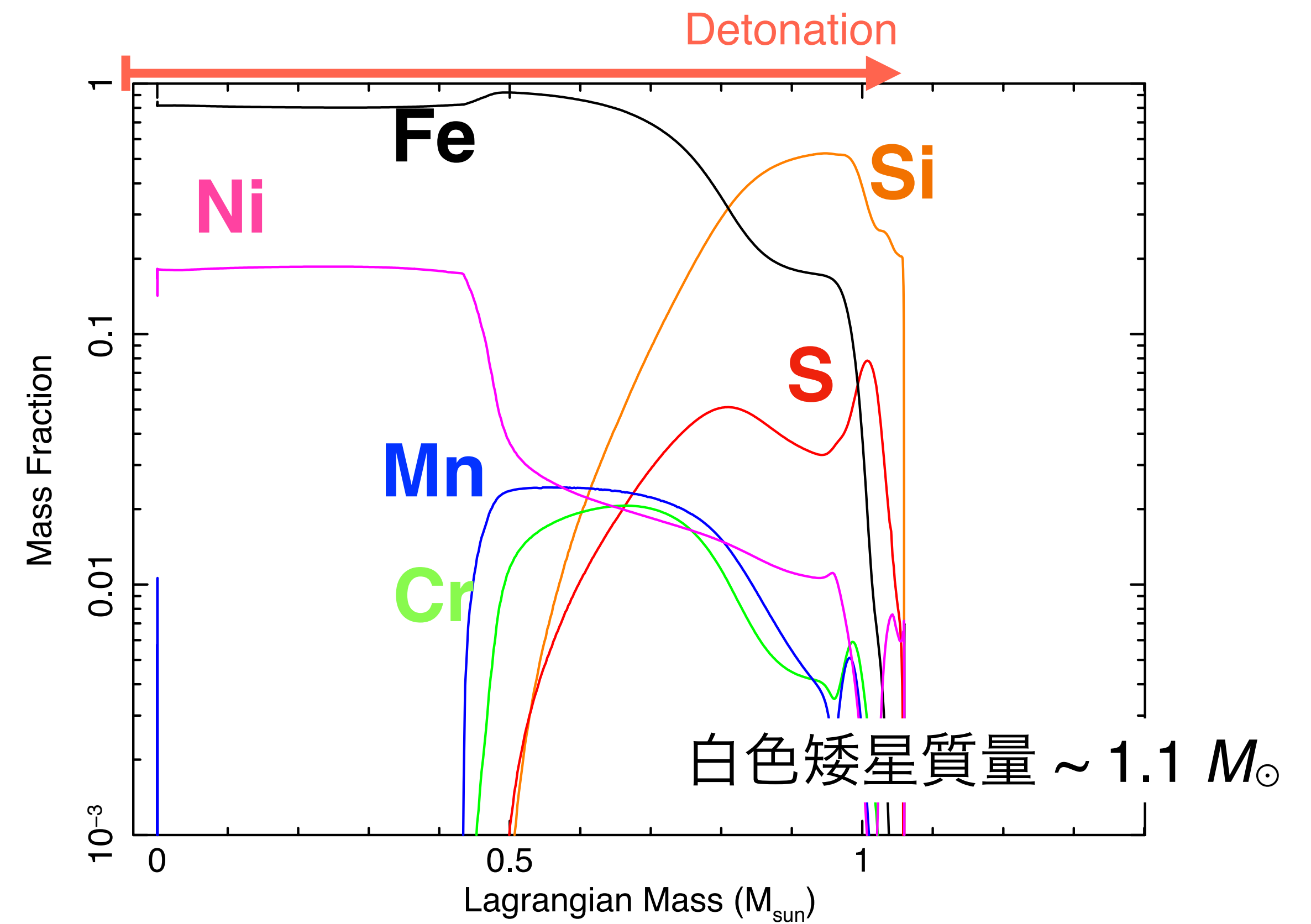
Near-M<sub>Ch</sub> SN Ia 中心部では、中性子過剰元素  $^{58}\text{Ni}$  ( $Y_e \sim 0.483$ ),  $^{54}\text{Cr}$  ( $Y_e \sim 0.444$ ),  $^{50}\text{Ti}$  ( $Y_e = 0.44$ ) の合成量が急上昇  
→ これらの元素の観測から爆発時の最終質量(中心密度)の推定が可能になり、爆発機構の理解にも繋がる

# 爆発モデルの違いによる元素合成の変化

Near- $M_{\text{Ch}}$  モデル (delayed-detonation)



Sub- $M_{\text{Ch}}$  モデル (pure detonation)



Sub- $M_{\text{Ch}}$  では、中心領域の電子捕獲由来の中性子過剰化が無いいため、Ni, Mn などの量が少ない

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

中性子過剰化で odd-Z 元素量変化  $\Rightarrow$  背景の物理の議論が可能に

1. 初期金属量

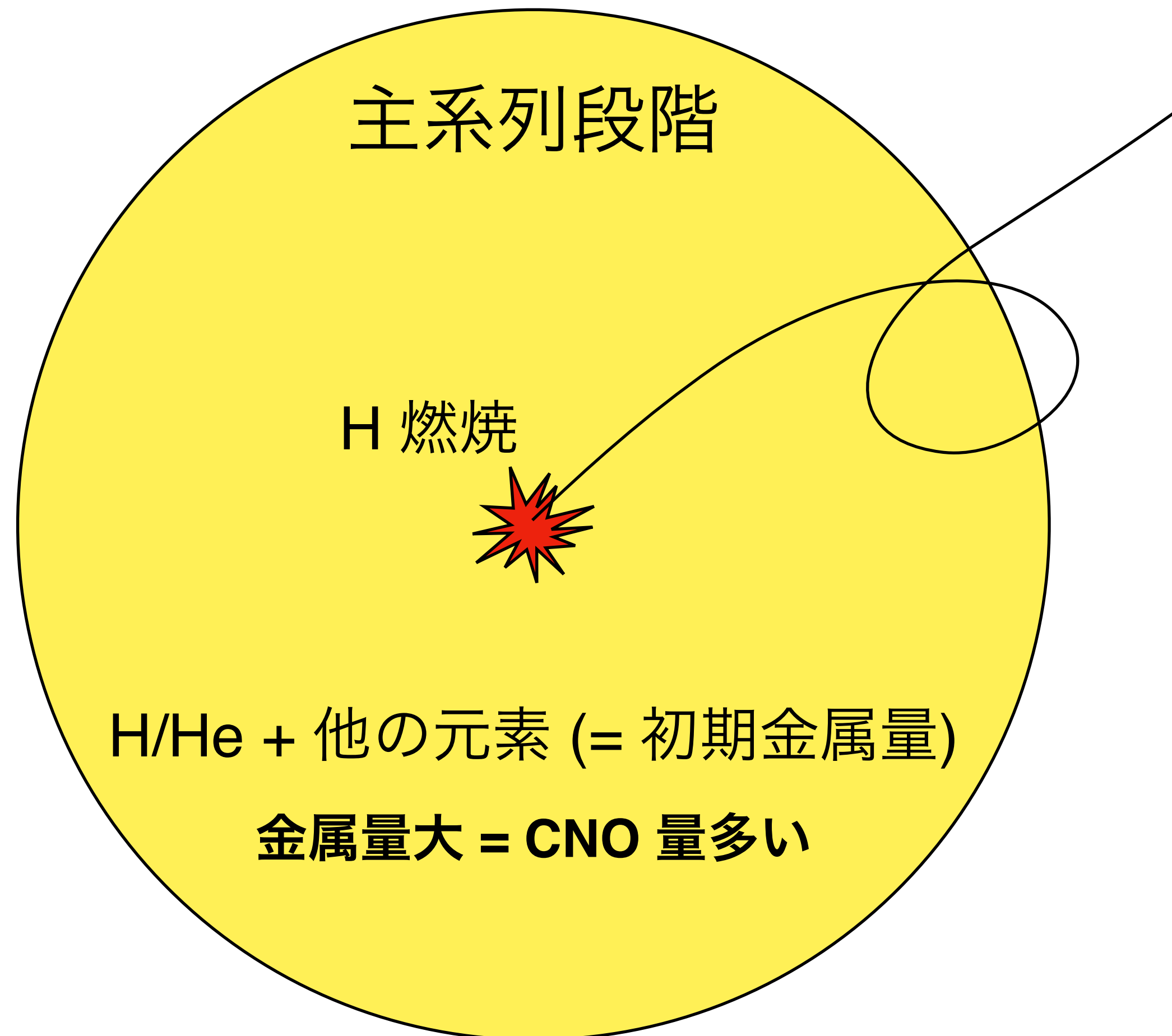
2. Carbon simmering

3. 電子捕獲反応 @ 中心領域

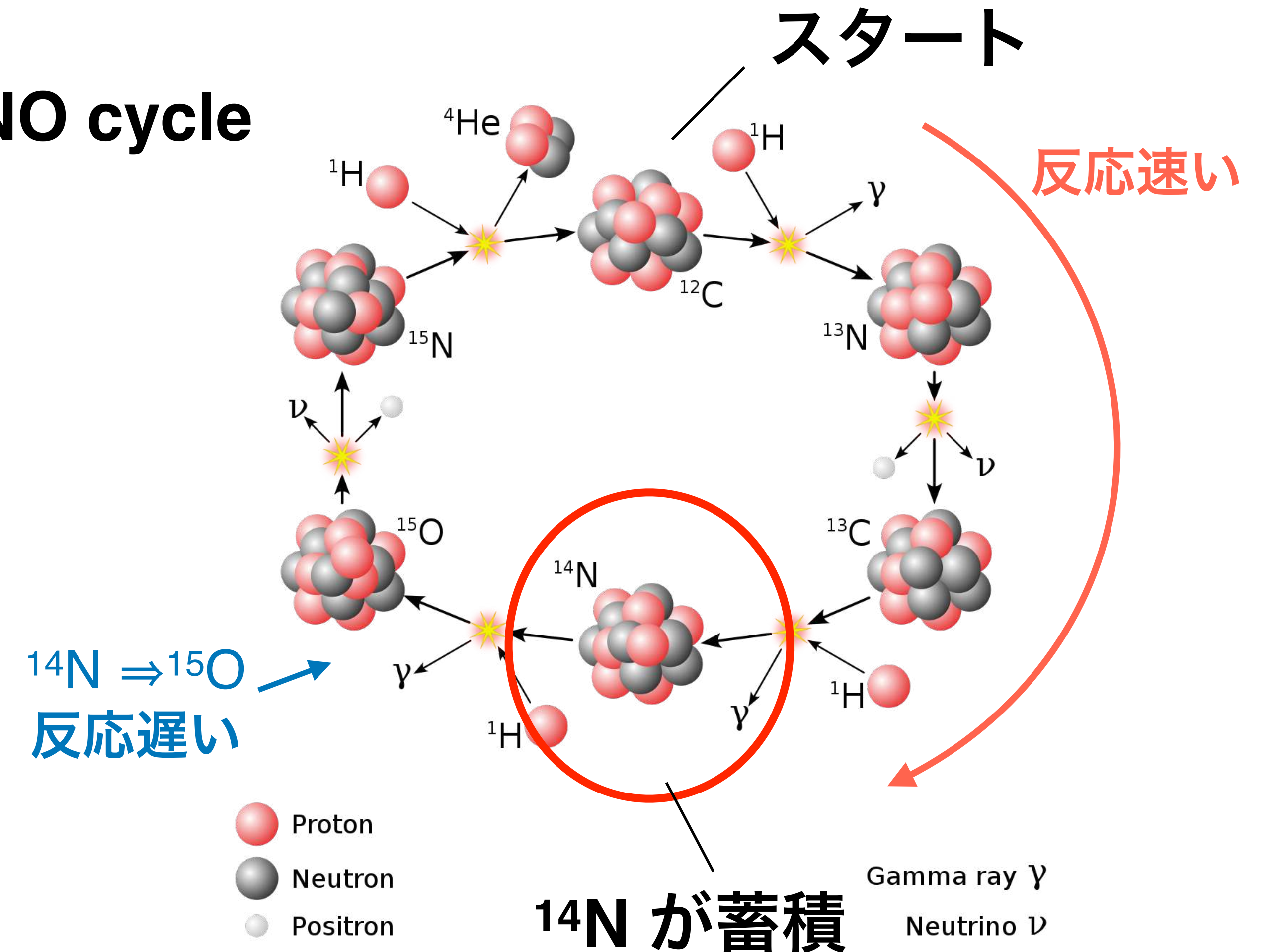
# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 1. 初期金属量と白色矮星内部の中性子過剰化

星の中心領域だけに注目



### CNO cycle



# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 1. 初期金属量と白色矮星内部の中性子過剰化

星の中心領域だけに注目

主系列段階  $\Rightarrow$  巨星へ

**He コア形成**

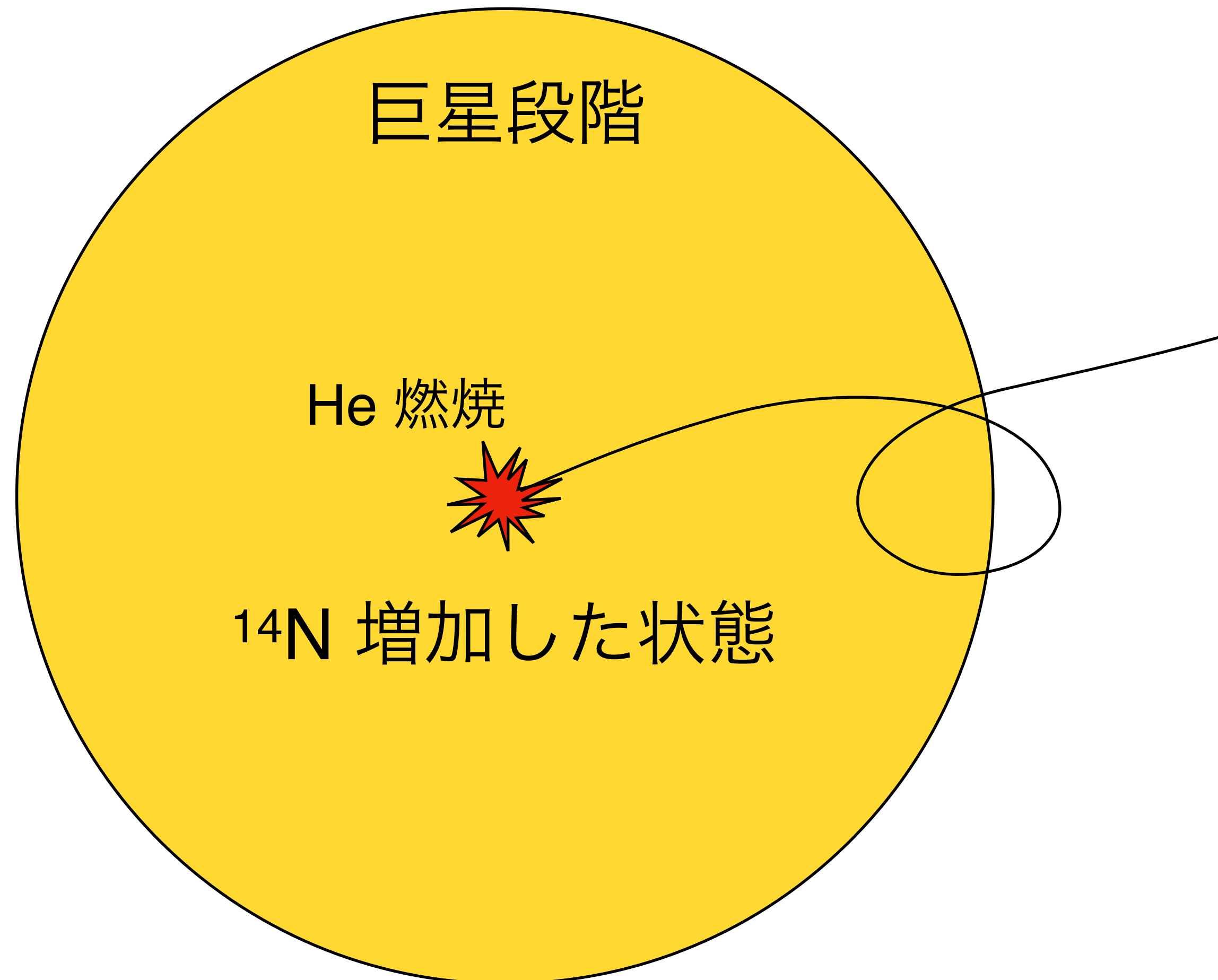
初期金属量大  $\Rightarrow$   $^{14}\text{N}$  増加

① 初期金属量が多いと CNO cycle  
通して  $^{14}\text{N}$  が増える

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

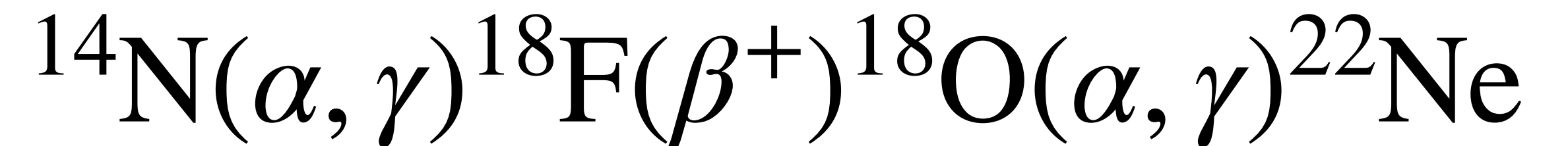
## 1. 初期金属量と白色矮星内部の中性子過剰化

星の中心領域だけに注目



① 初期金属量が多いと CNO cycle  
通して  $^{14}\text{N}$  が増える

$^{14}\text{N}$  が He 燃焼



$\alpha$ 捕獲

$\beta^+$ 捕獲

$\alpha$ 捕獲

中性子放出

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 1. 初期金属量と白色矮星内部の中性子過剰化

星の中心領域だけに注目

AGB  $\Rightarrow$  C/O WD

**C/O コア形成**

$\beta^+$  崩壊経路で中性子数多い

**$Y_e < 0.5$**

① 初期金属量が多いと CNO cycle 通して  **$^{14}\text{N}$  が増える**

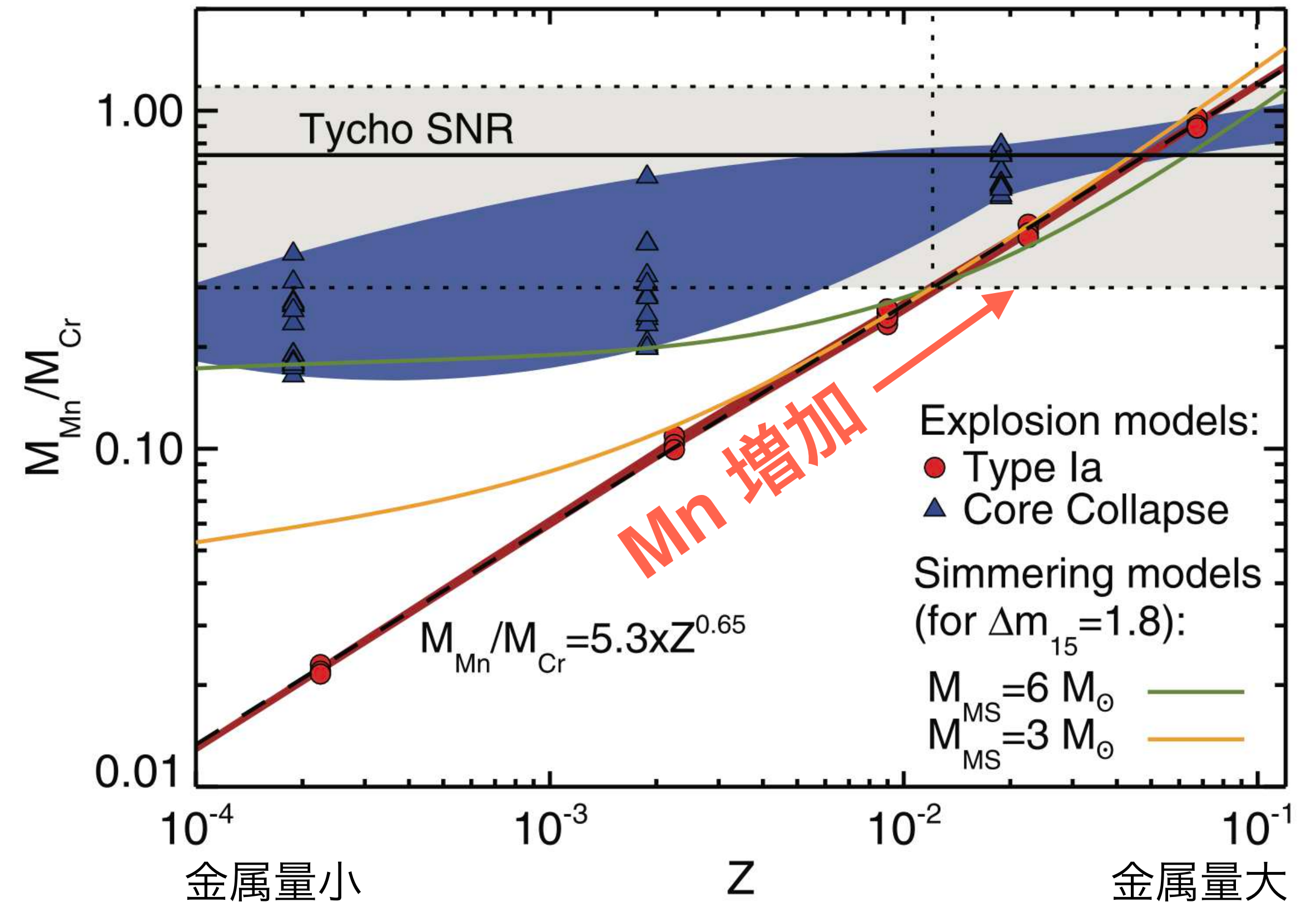
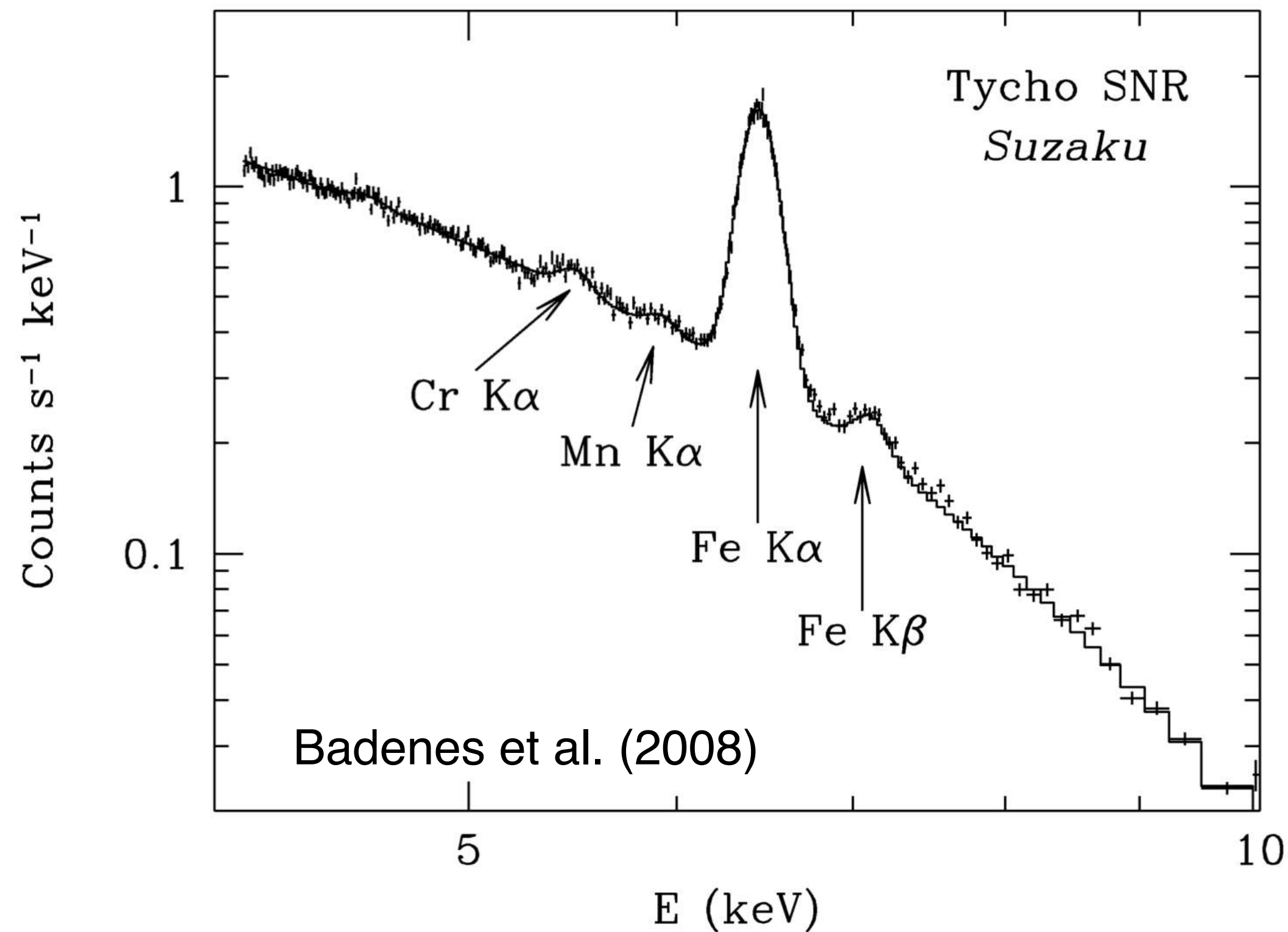
② 増えた  $^{14}\text{N}$  を燃やして  $^{22}\text{Ne}$  を作る過程で  $\beta^+$  崩壊し、**中性子を放出**

結果、**中性子過剰化**

陽子数/(陽子+中性子)数比 ( $Y_e$ ) が下がる

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 1. 初期金属量と白色矮星内部の中性子過剰化



金属量が大きいと Mn, Ni などの**中性子過剰元素の合成量増加**  $\Rightarrow$  金属量の観測的指標

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 2. Carbon simmering : ゆっくりとした炭素燃焼

**C/O 白色矮星**

反応例

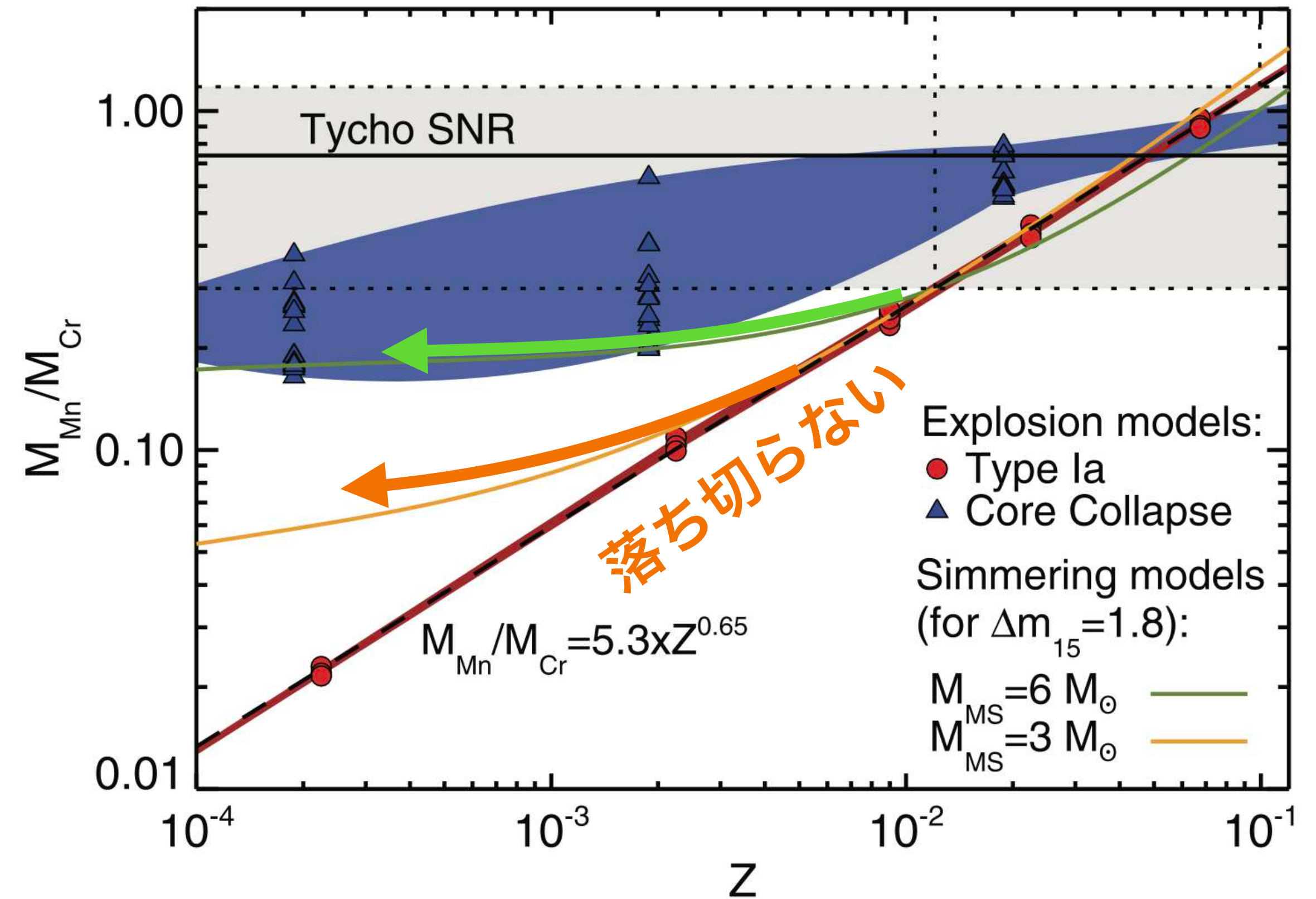
$$^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, \alpha)^{23}\text{Na}(e^-, \nu_e)^{23}\text{Ne}, \quad ^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}(e^-, \nu_e)^{13}\text{C}$$

電子捕獲                      電子捕獲



爆発前  $\approx 10^3$  yr とろとろと  
燃え中性子過剰へ

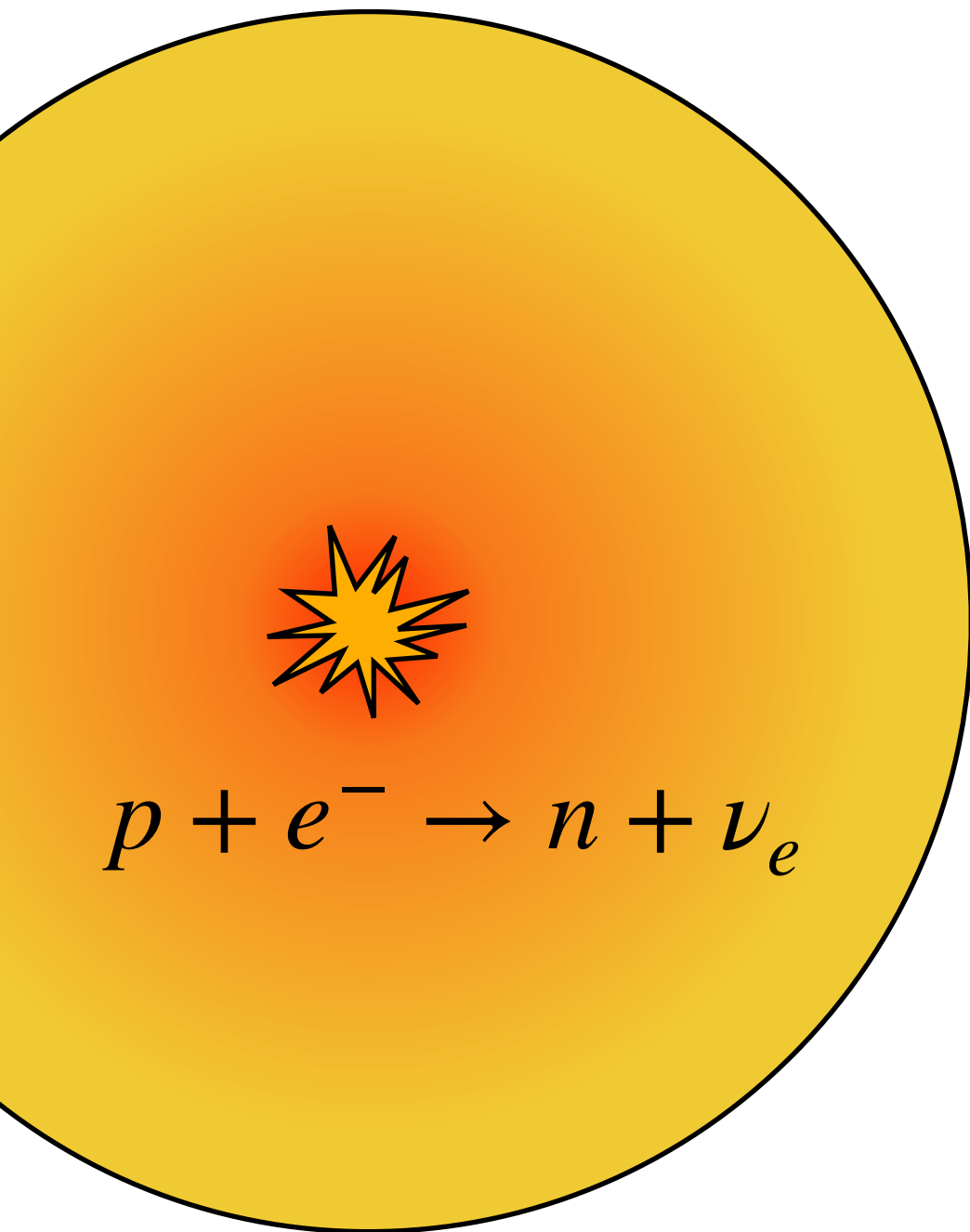
Piro & Bildsten (2008)



金属量低くても炭素燃焼で**ある程度**の中性子過剰へ

# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

## 3. 中心領域での電子捕獲反応

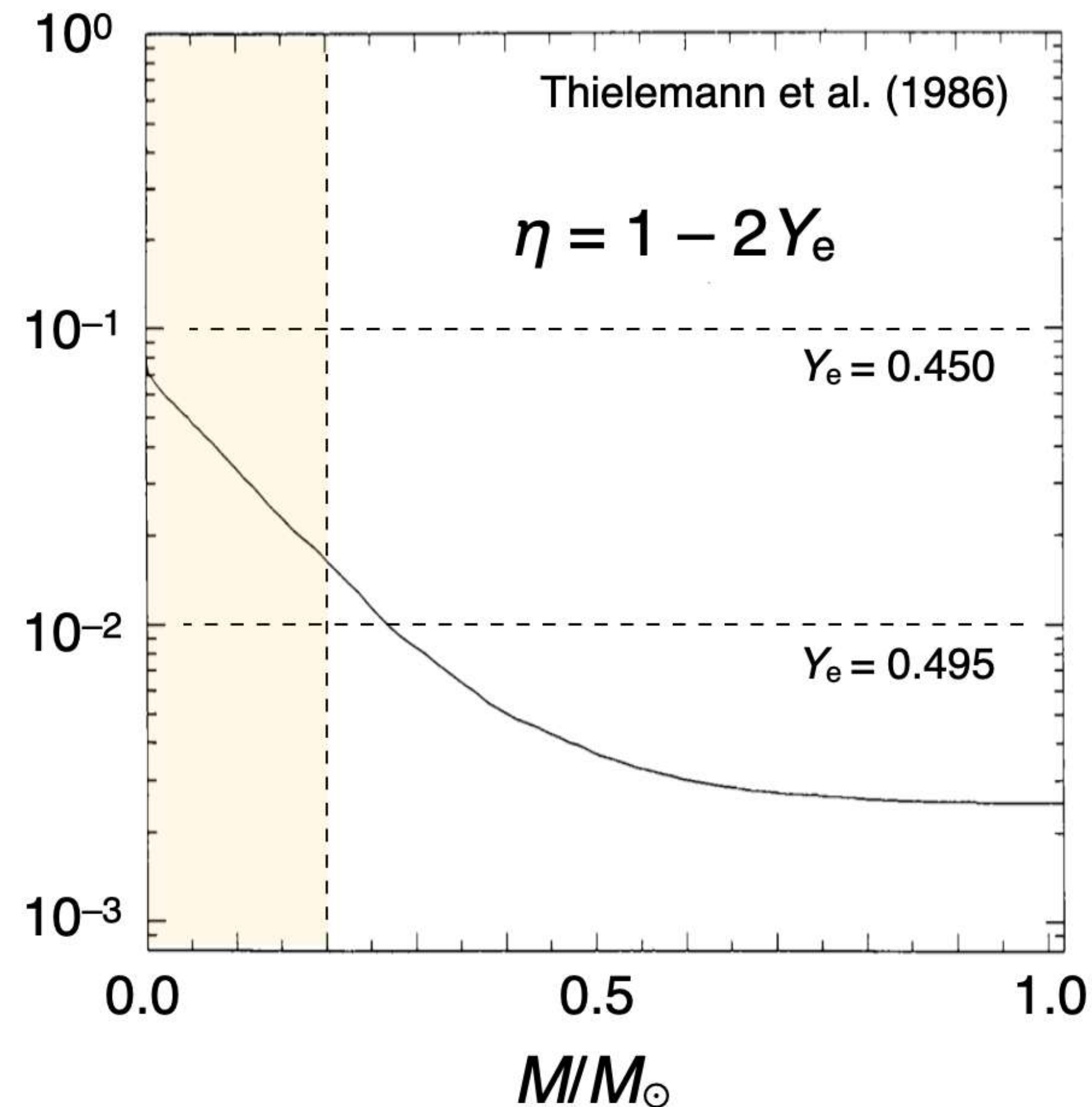


電子捕獲には

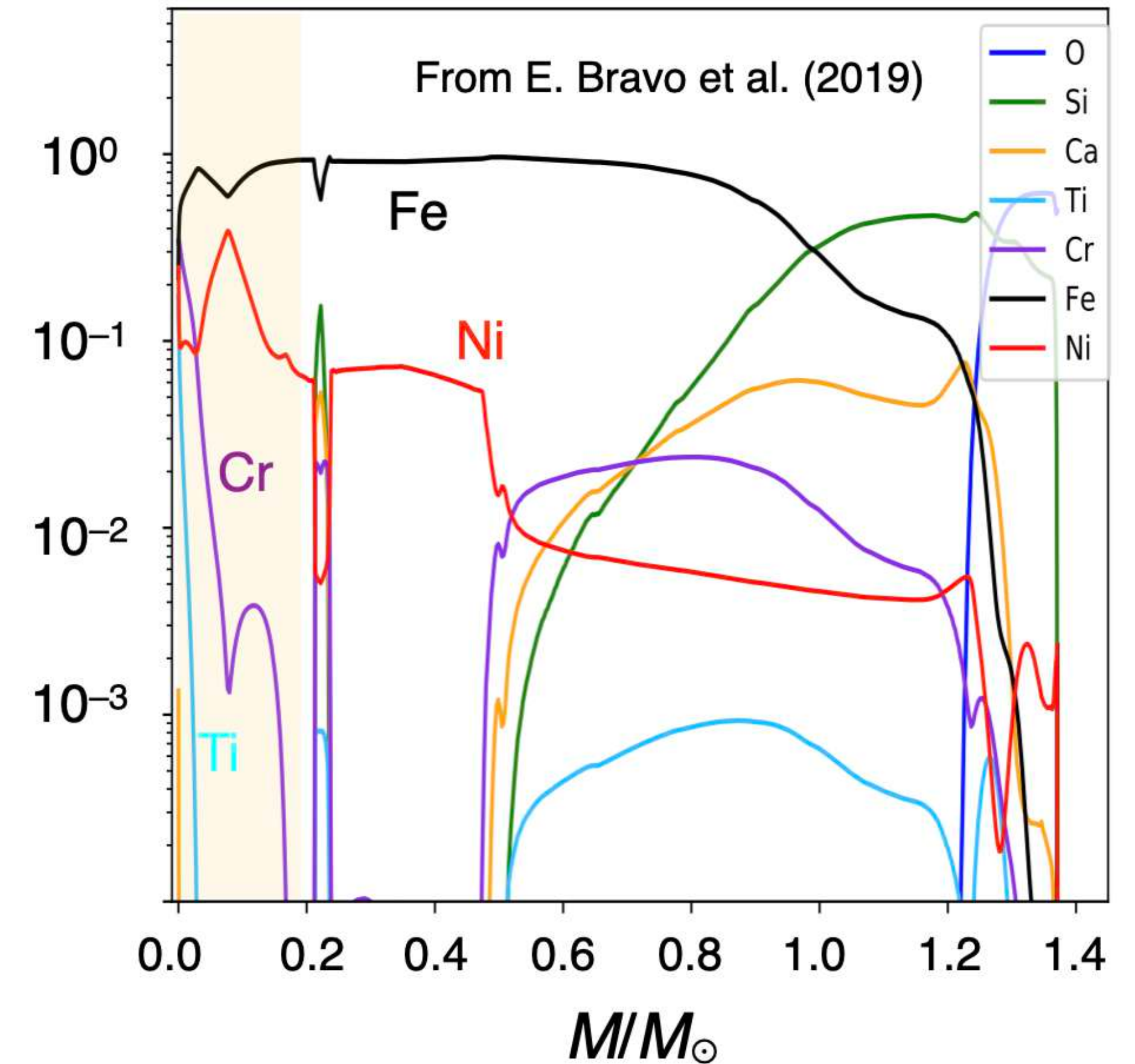
$$\gtrsim 1.2 M_{\odot}$$

Sub- $M_{\text{Ch}}$  では難しい

Near- $M_{\text{Ch}}$  WD内部の中性子過剰度



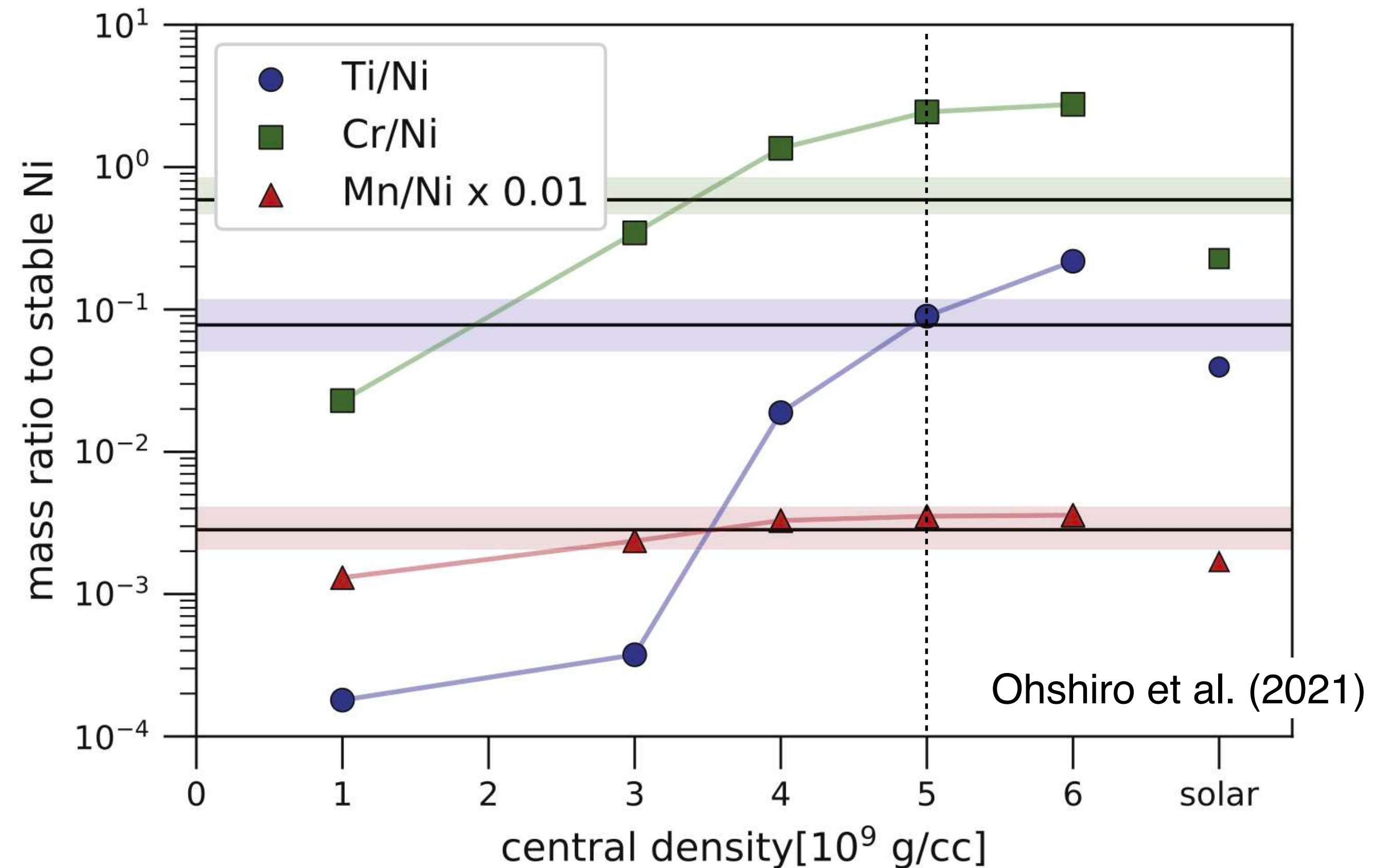
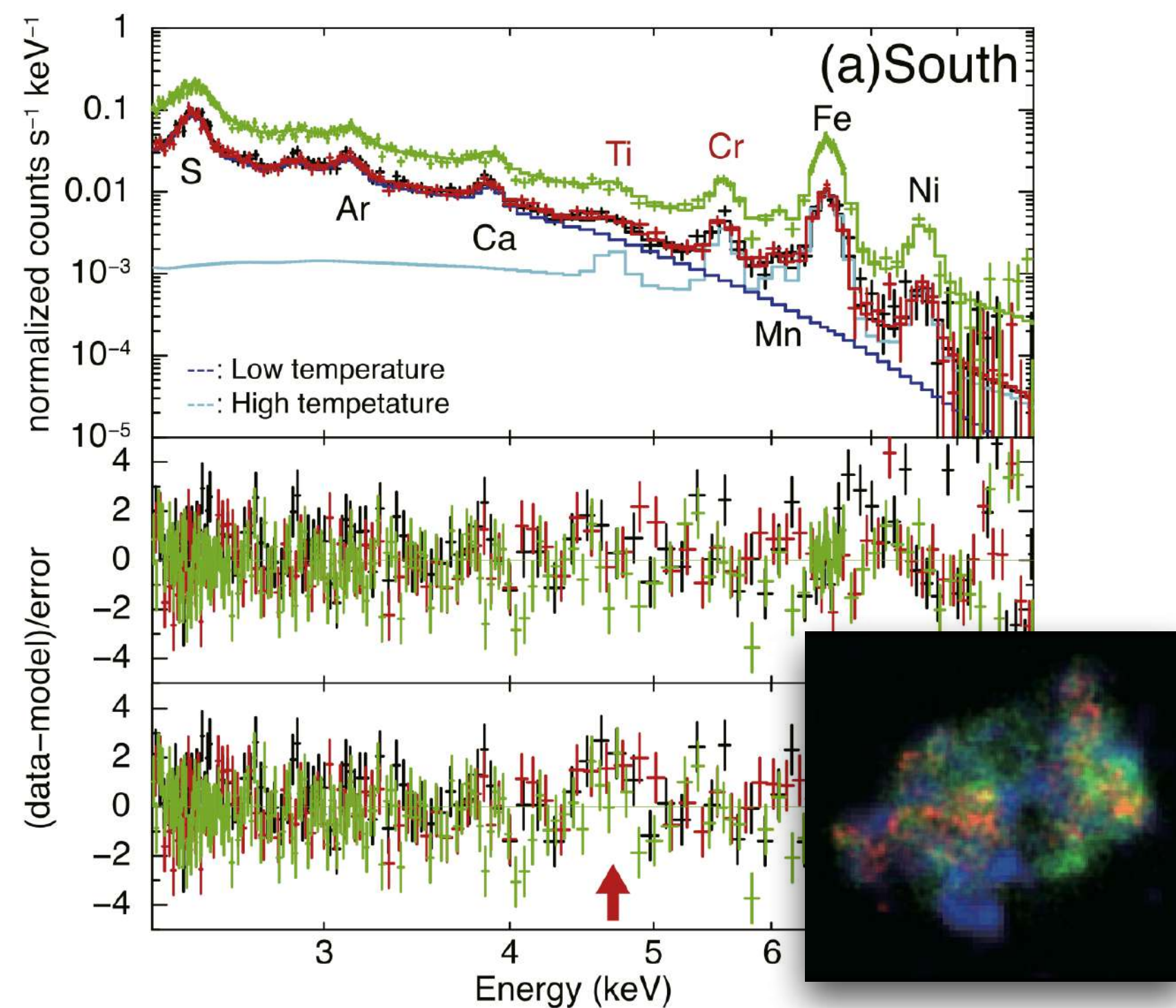
SN Ia 内部の元素組成



# 白色矮星内部での中性子過剰化プロセス

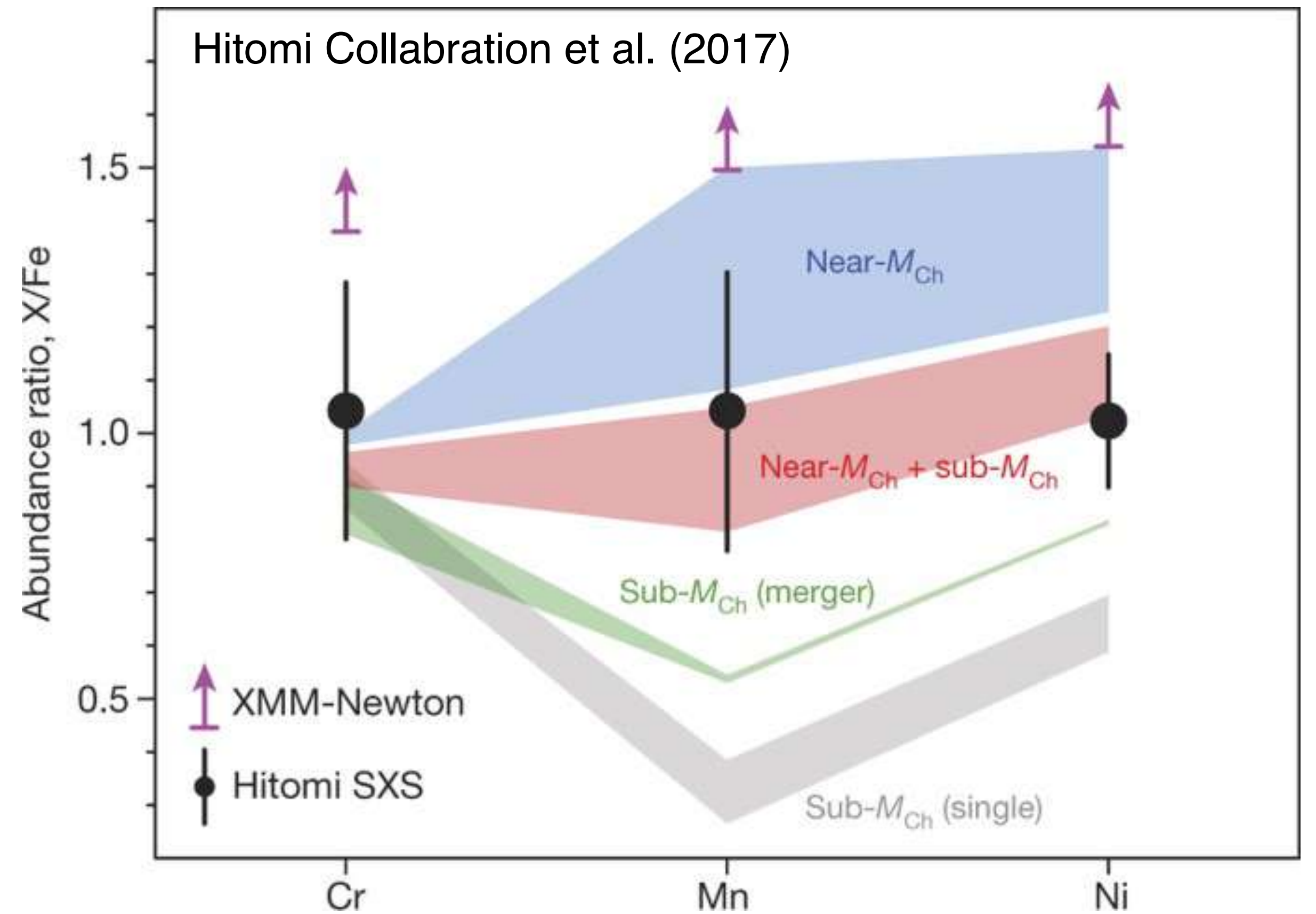
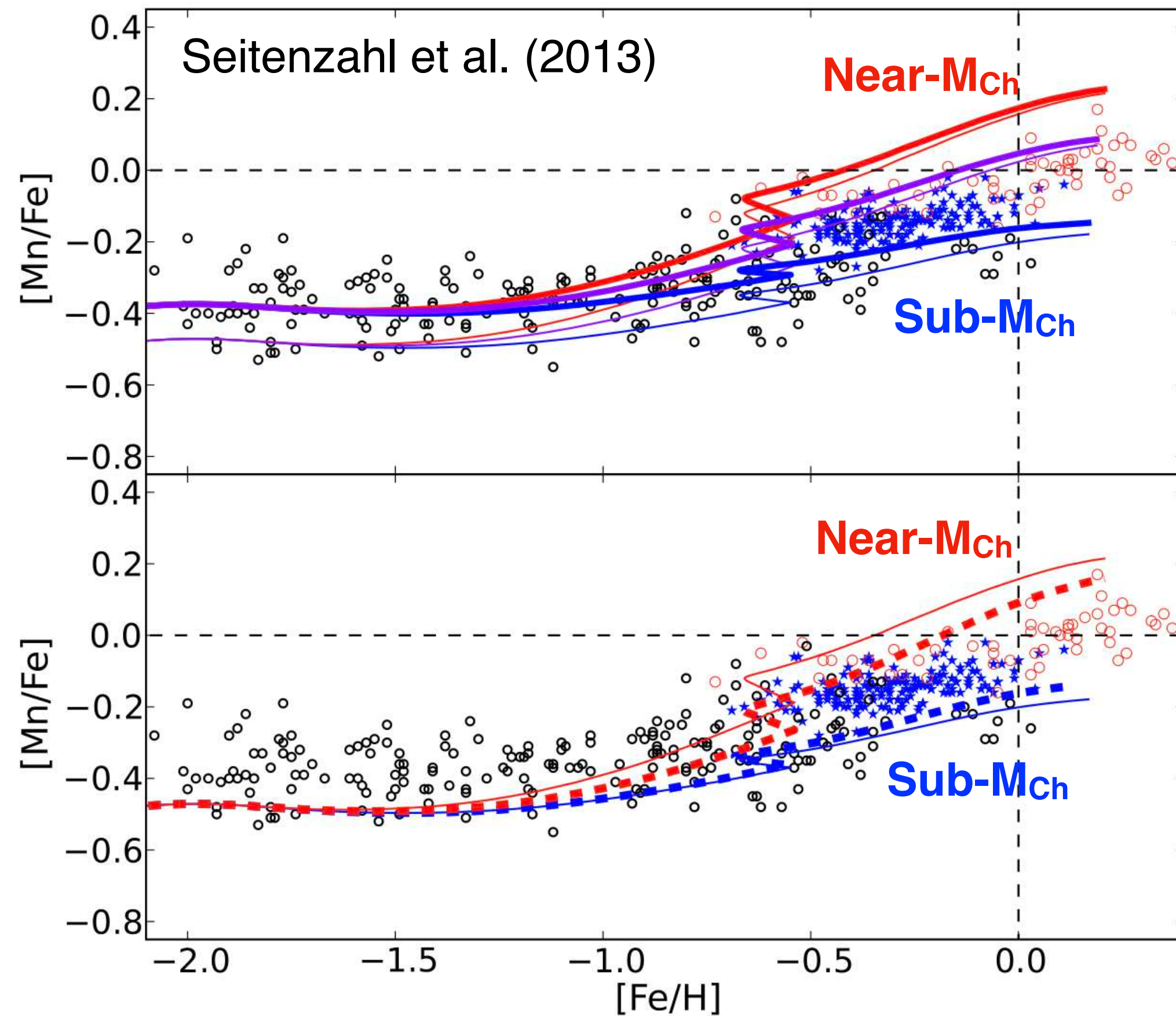
## 3. 中心領域での電子捕獲反応

Cr-/Ti-rich ejecta 発見: 中心密度の初推定



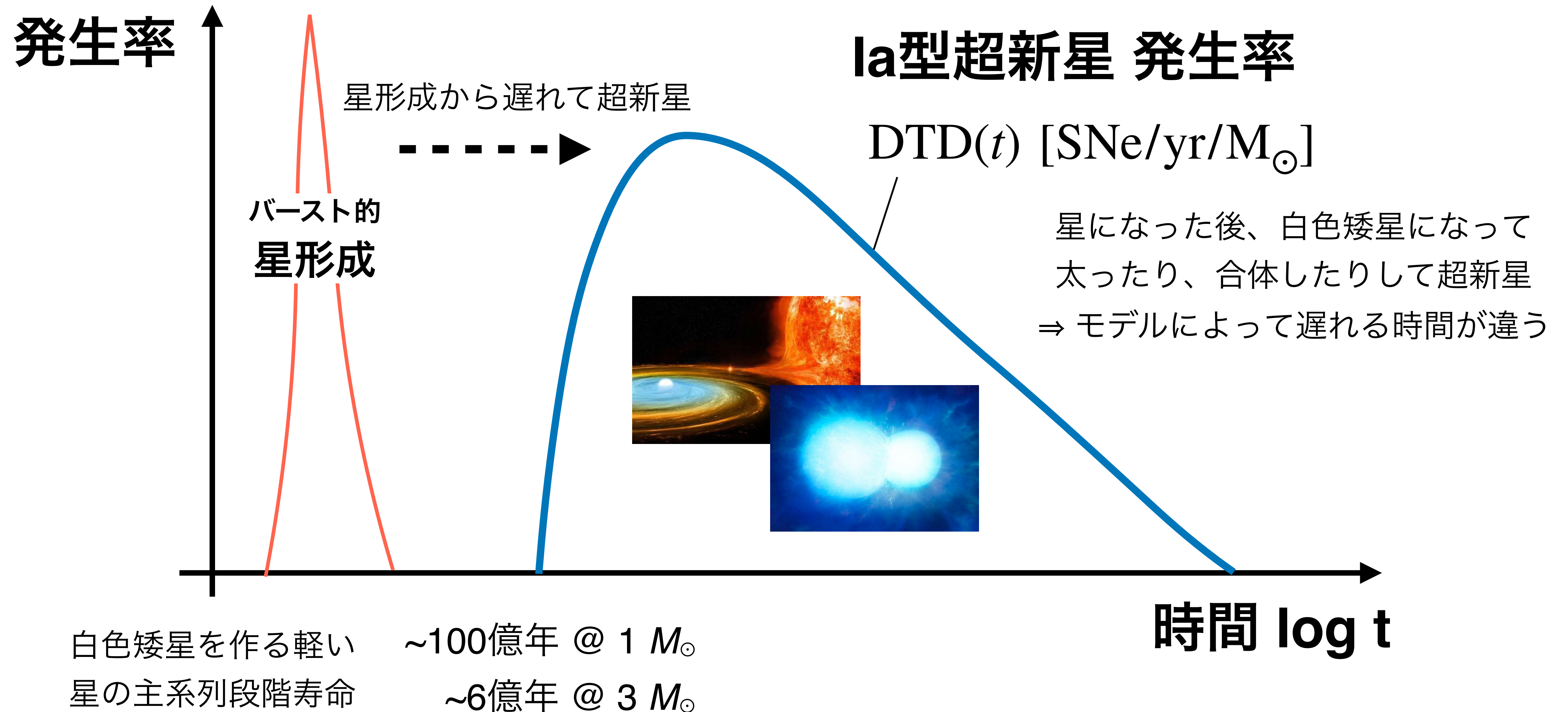
中性子過剰元素が Near- $M_{\text{Ch}}$  SN Ia の検証を可能に

# 宇宙の化学進化から探る Ia 型超新星の多様性



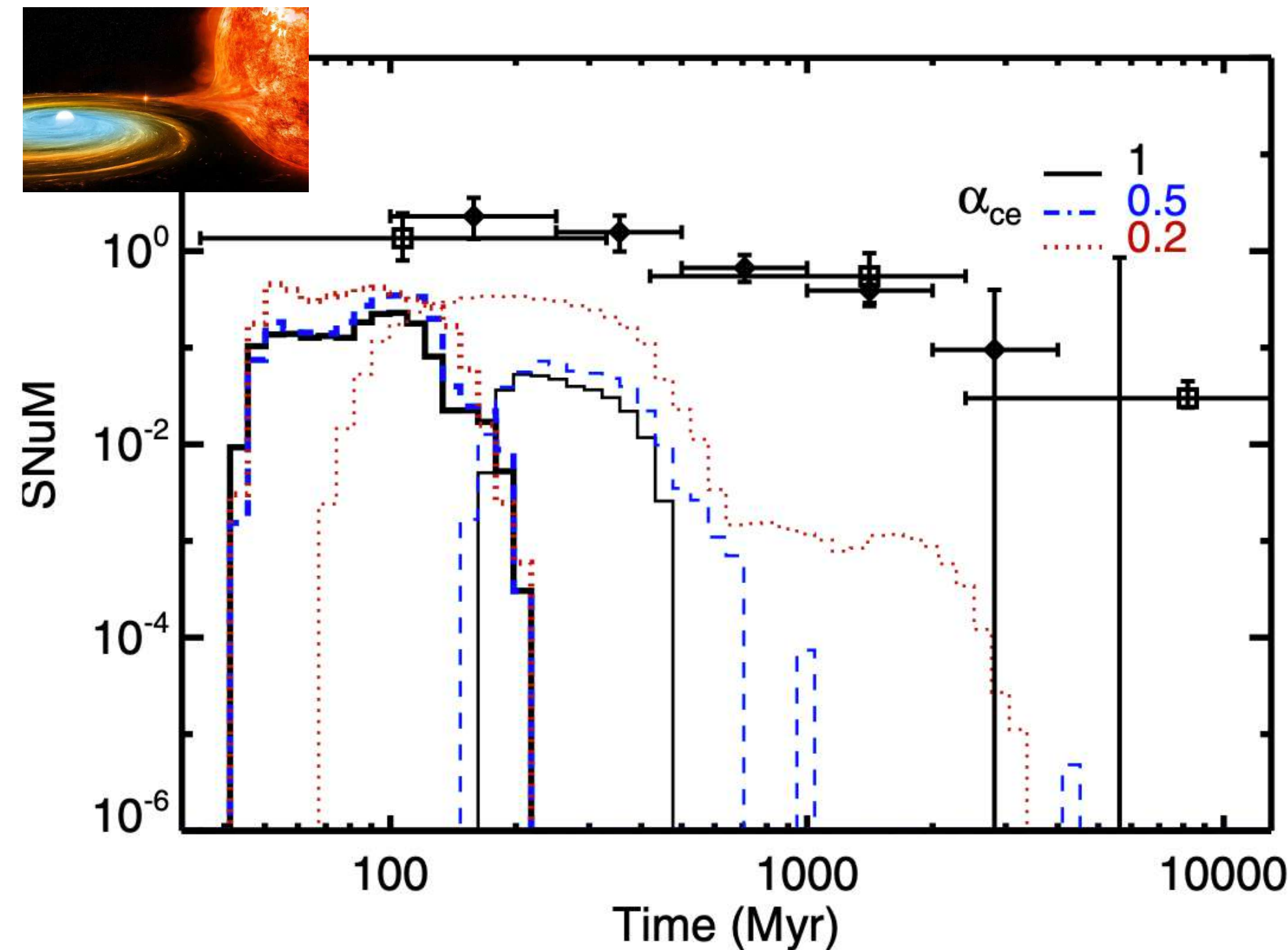
現状の理解: Sub- $M_{Ch}$  と Near- $M_{Ch}$  どちらも必要そう

# Delay time distribution (DTD) : 超新星発生率の時間の関数

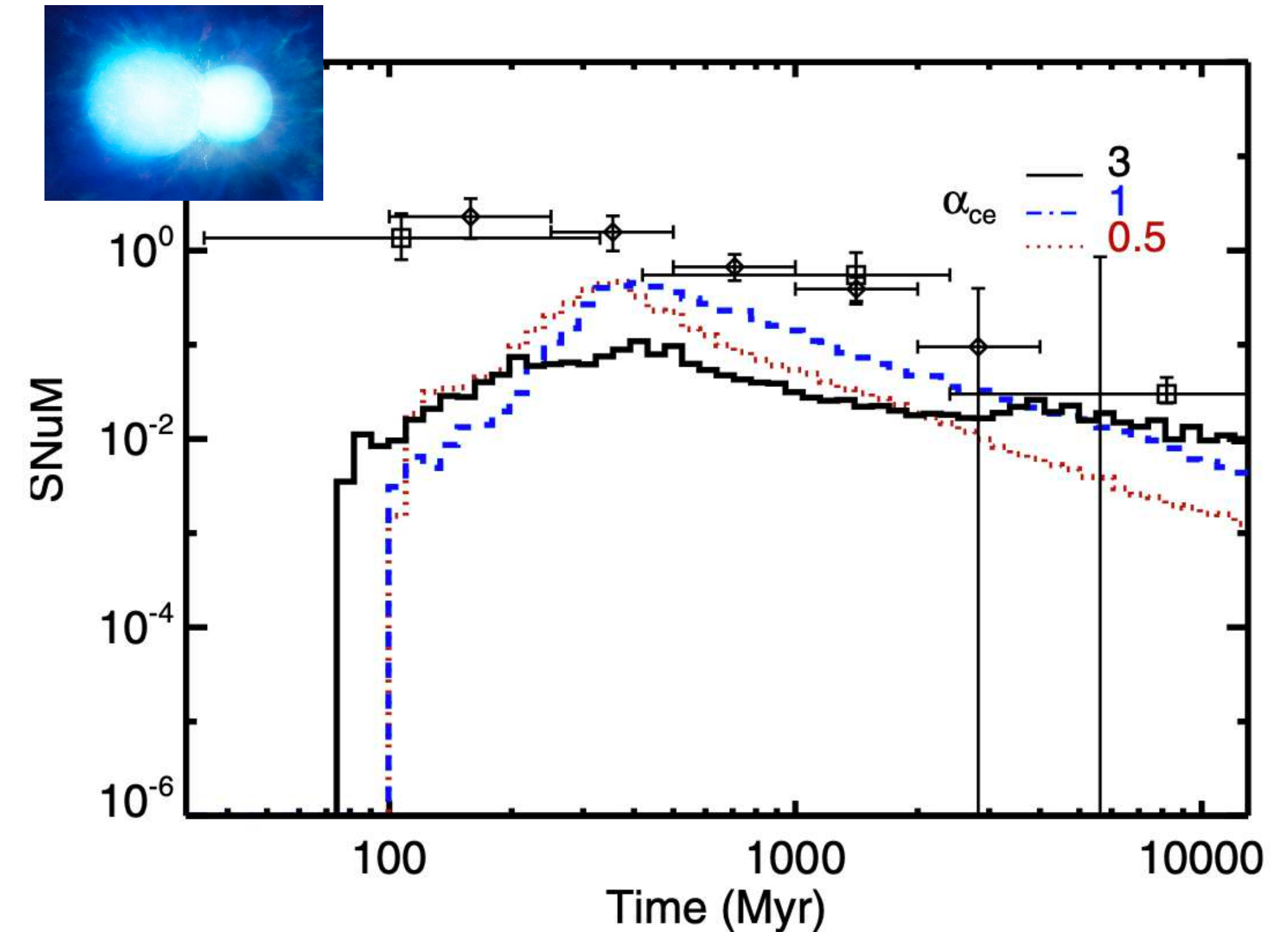


# Delay time distribution (DTD) : 超新星発生率の時間の関数

傾向: delay time 短いものは SD、delay time 長いものは DD (注意: モデル依存有り)



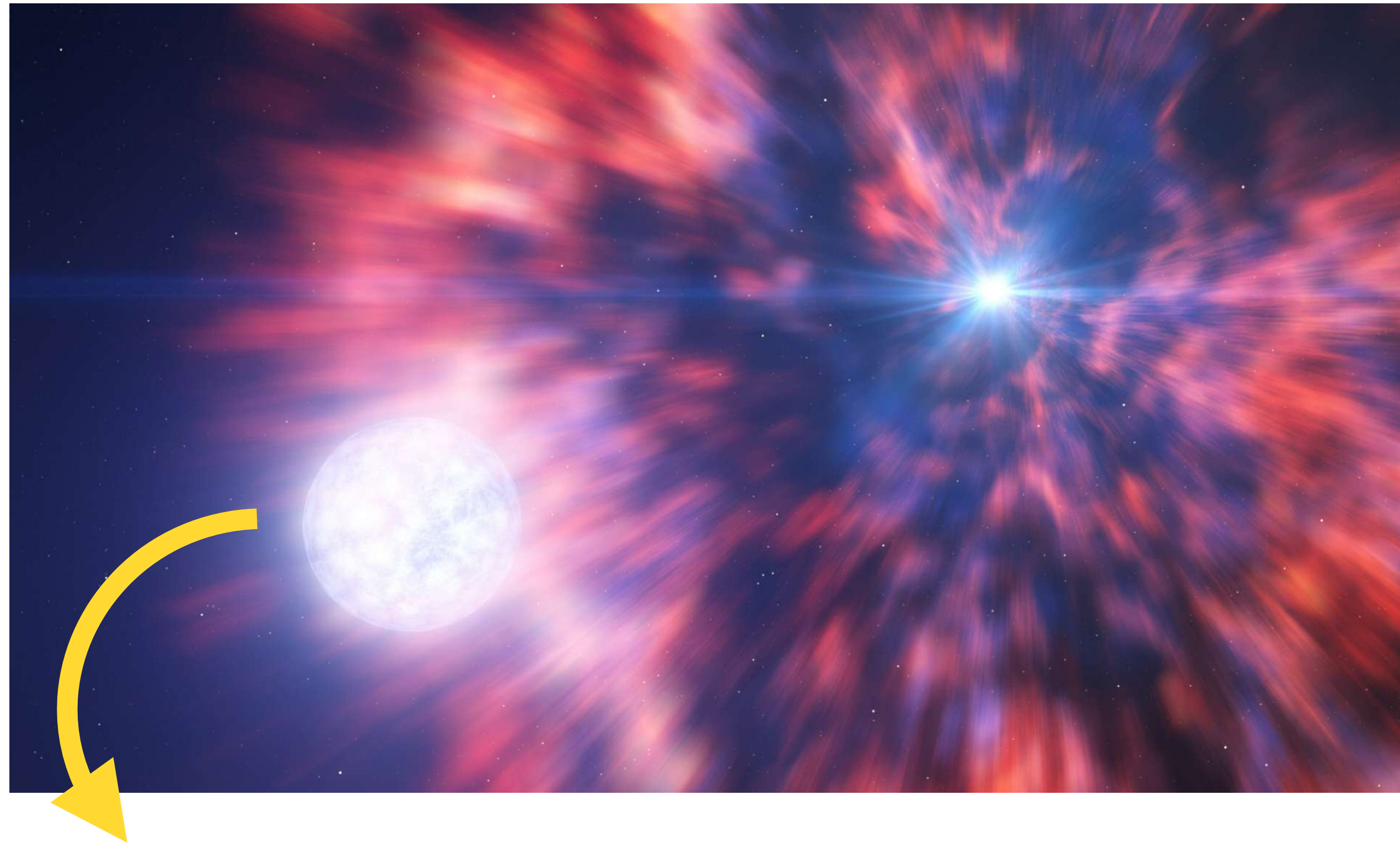
**Fig. 10.** DTD of the SD channel for the assumptions discussed in Sect. 2 and with variable CE efficiency  $\alpha_{ce}$ : 1 (black full line), 0.5 (blue dashed line), and 0.2 (red dotted line). The thick lines show the  $SD_{He}$  channel, while the thin lines show  $SD_H$  channel. Data points have the same meaning as in Fig. 7.



**Fig. 11.** DTD of the DD channel for our standard model (Sect. 2) and with variable CE efficiency  $\alpha_{ce}$ : 3 (black full line), 1 (blue dashed line), and 0.5 (red dotted line). Data points have the same meaning as in Fig. 7.

Claeys et al. (2014); Totani et al. (2008); Maoz et al. (2011)

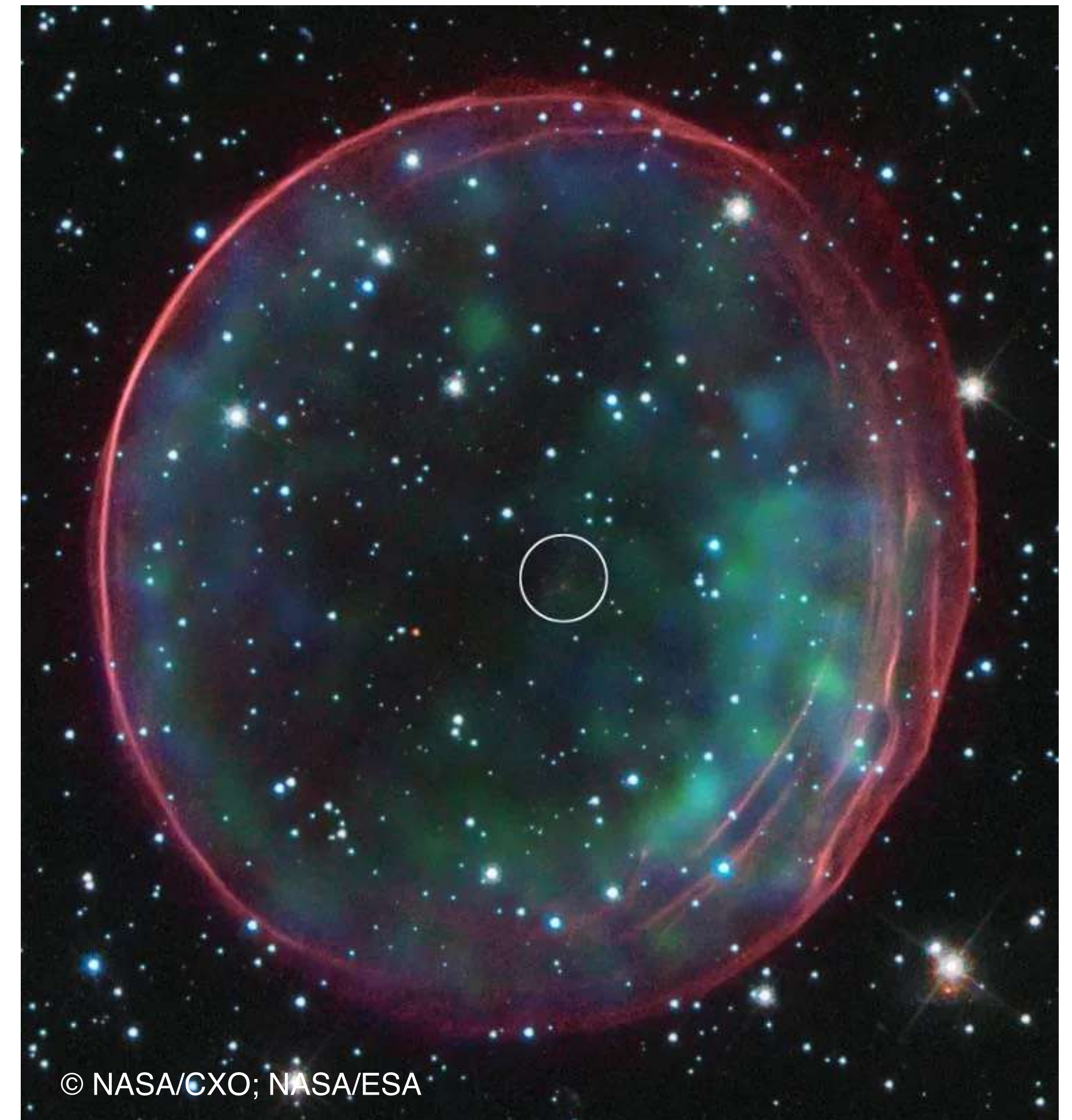
# 超新星を起こす前の環境を探る：相手の星はあるか？



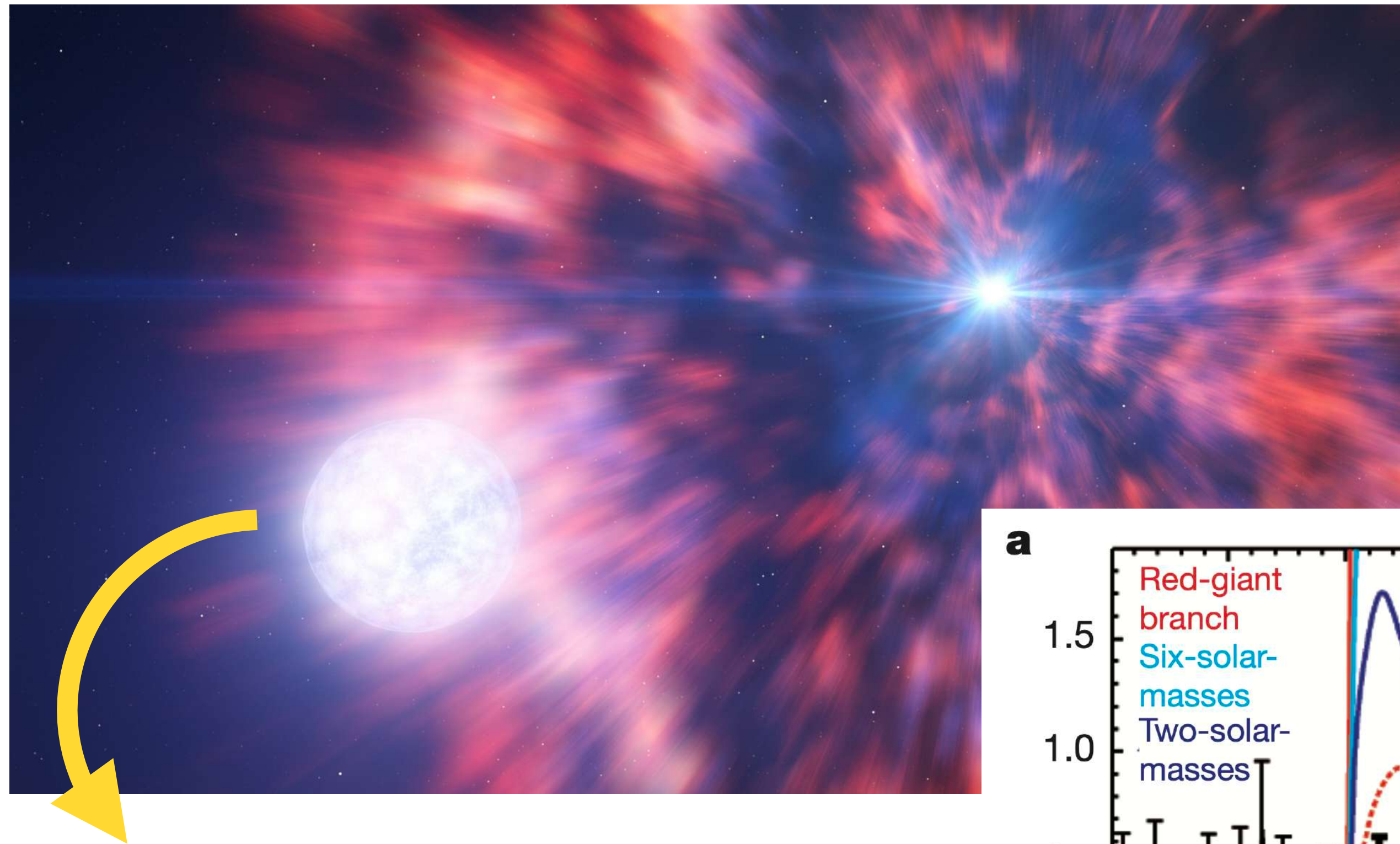
SD モデルなら、取り残された伴星が爆発中心に？

しかし、**超新星残骸内に見つからない**

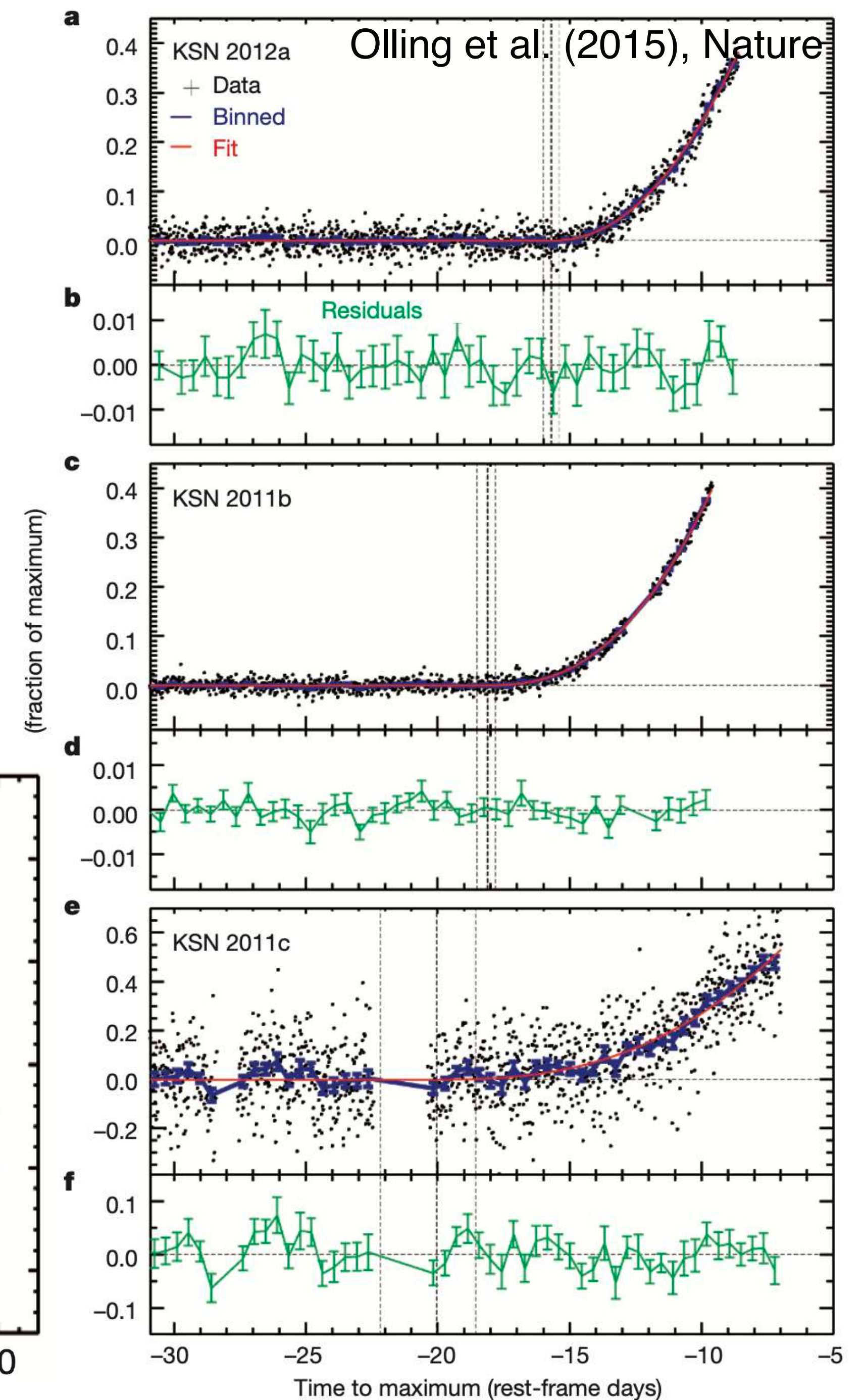
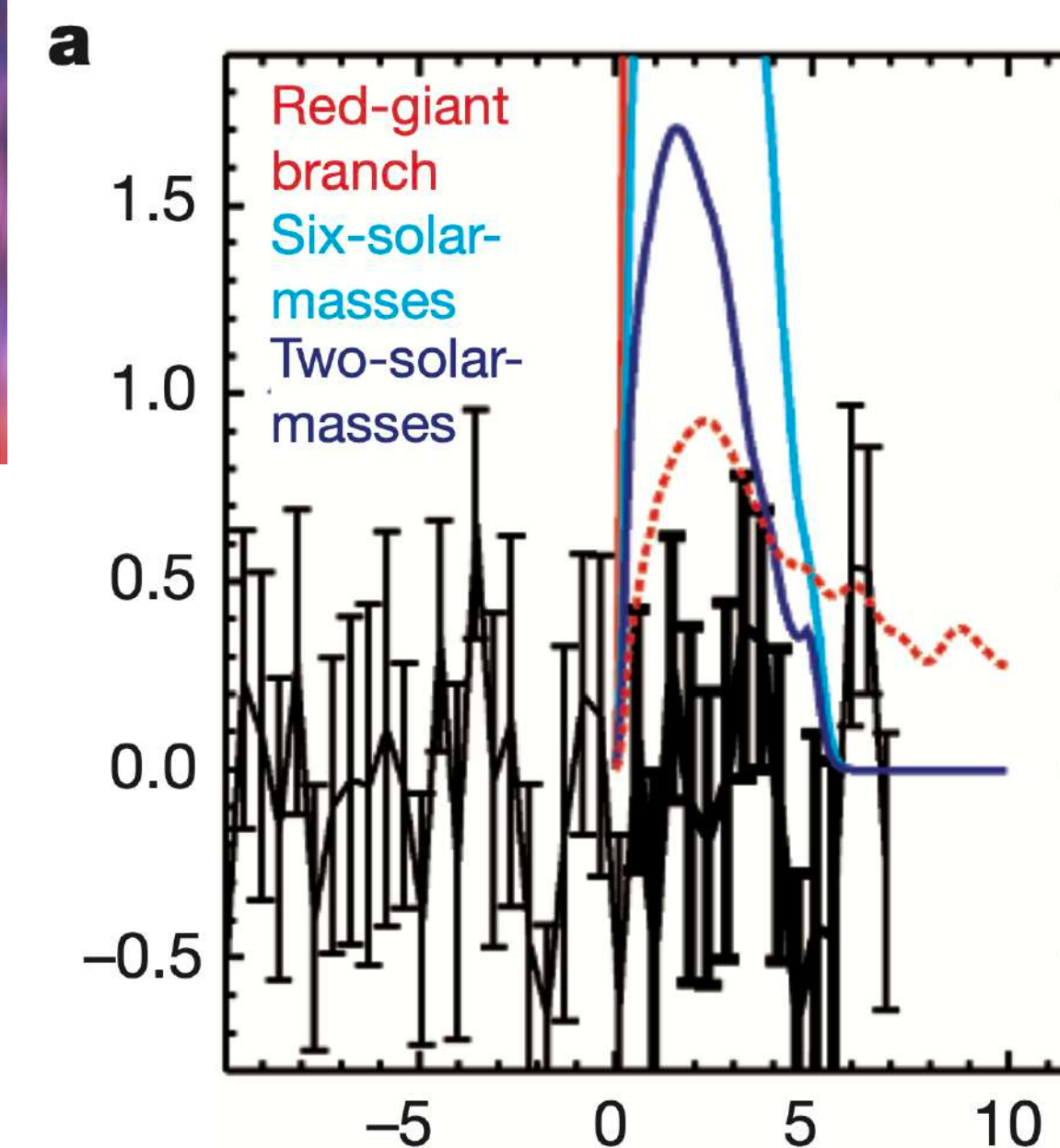
Schaefer & Pagnotta (2012); Kerzendorf et al. (2013, 2014, 2018a,b)



# 超新星を起こす前の環境を探る： 相手の星はあるか？



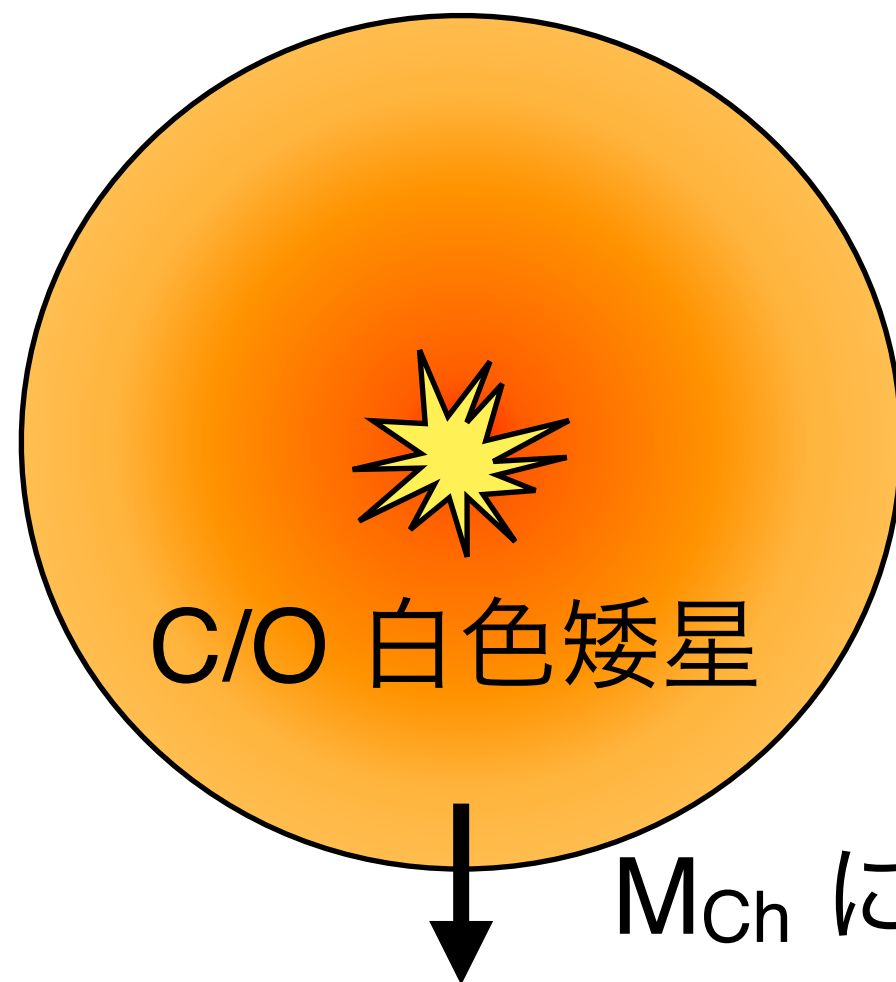
SD モデルなら、伴星と衝撃波の  
相互作用で爆発直後光るはず？  
⇒ **全く見えなかった (3 天体)**



# 白色矮星から中性子星への崩壊

Accretion-induced collapse, AIC

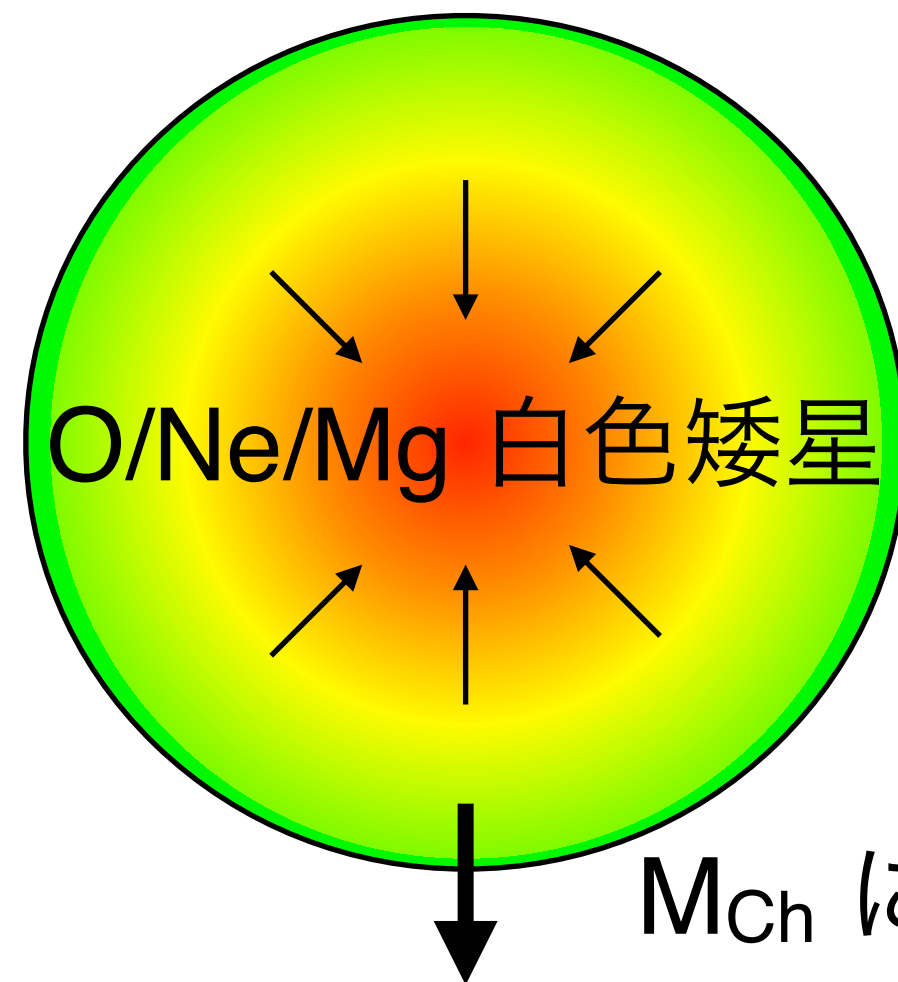
(降着誘発崩壊)



C/O 白色矮星

M<sub>Ch</sub> に近づく

炭素燃焼 ⇒ Ia型超新星



O/Ne/Mg 白色矮星

M<sub>Ch</sub> に近づく

電子捕獲 ⇒ 降着誘発崩壊

O/Ne/Mg WD は、核燃焼の着火ではなく、Mg  
による電子捕獲が始まり、中性子星へ崩壊

白色矮星同士での合体



爆発できなかった場合は中性子星へ崩壊  
(軽い場合は重い白色矮星 ⇒ SN Iax かも)

# まとめ

- 電子の縮退圧で支えている白色矮星は熱核暴走を起こす
- 表面の核暴走 = 新星、中心の核暴走 = Ia 型超新星
- Ia 型超新星は、鉄族の主要供給源、宇宙膨張測定の標準光源
- 一方で、爆発メカニズムには不明な点が多々ある
- 爆発で合成された鉄族は、白色矮星の中心部の情報を保持しており、爆発メカニズムのヒントに
- Near- $M_{\text{Ch}}$  と Sub- $M_{\text{Ch}}$  は共存していそうだが、SD の痕跡を見つけないのが難しい (伴星が見つからない)