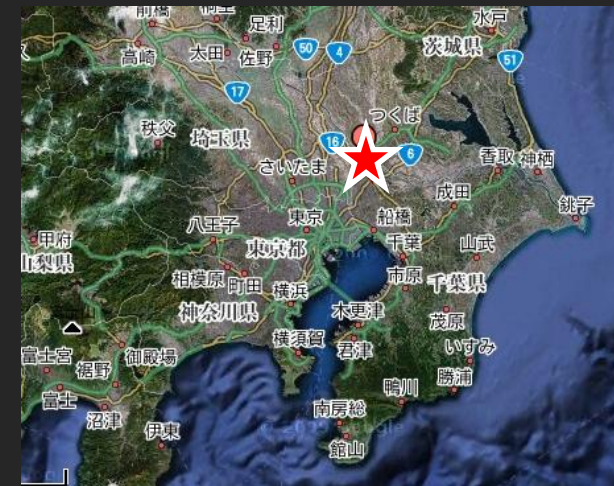




# Ia型超新星研究の現状と 将来への宿題



前田 啓一

東京大学 数物連携宇宙研究機構 (IPMU)

[Keiichi.maeda@ipmu.jp](mailto:Keiichi.maeda@ipmu.jp)



# 要旨

---

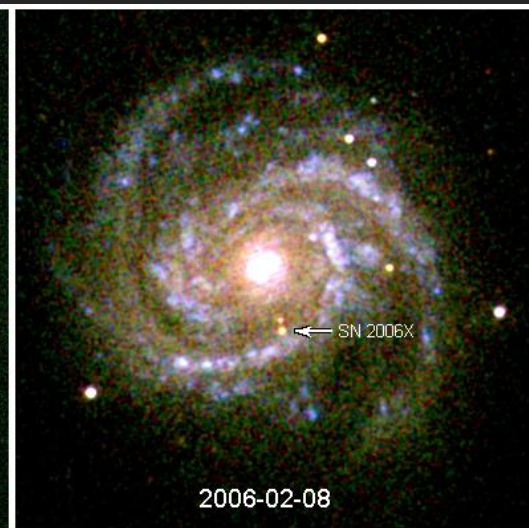
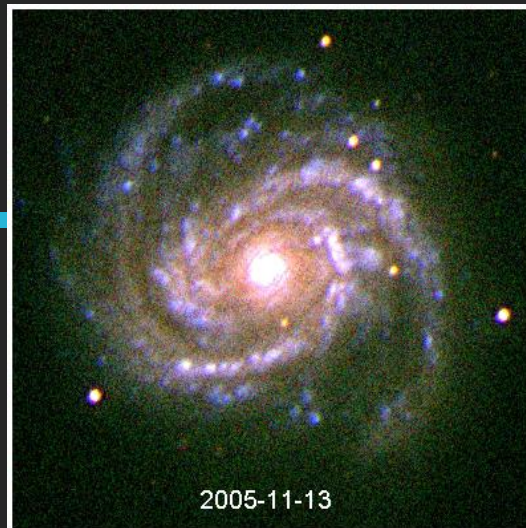
- 爆発に至る進化は？
- 爆発機構は？
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？

# Ia型超新星研究の背景(イントロ)

---

- 超新星とは？
- サーベイ観測まとめ。
- 親星・爆発過程・放射過程の概略。
- 元素の起源・銀河化学進化の概略。
- 超新星宇宙論の概略。

# 超新星



# (銀河系外)超新星

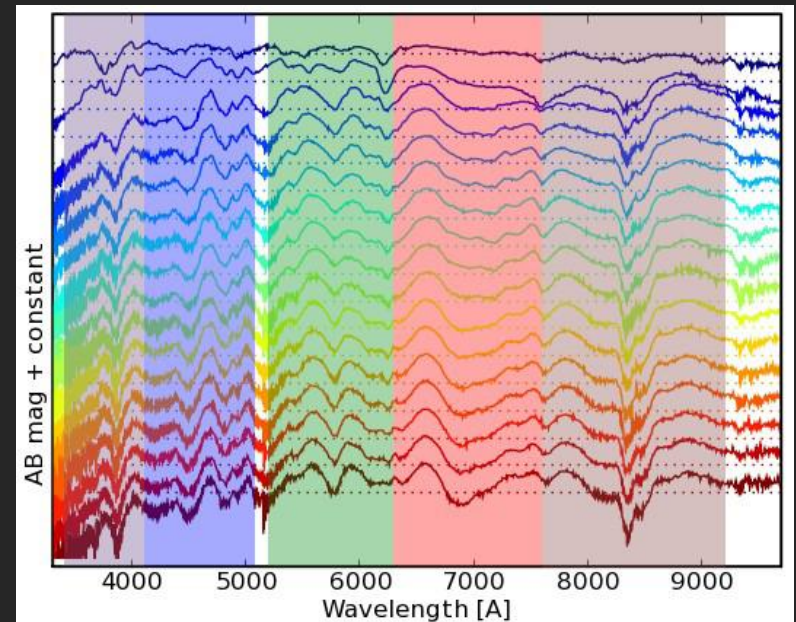
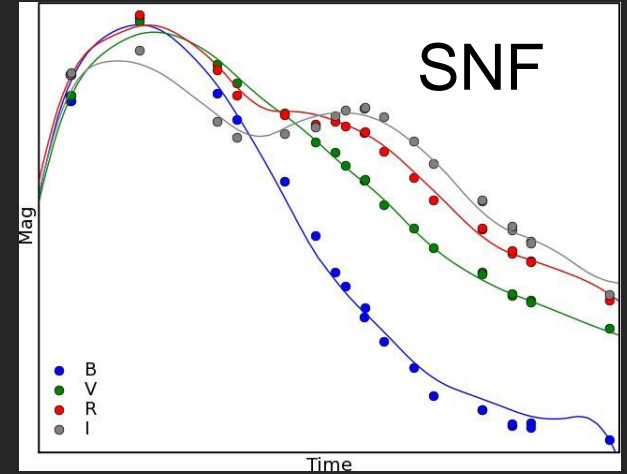
---

- (主に可視での) **突発現象**。
- **年間 >500個** 発見(2006年=557個、2007年=584個).
  - 1超新星/銀河/数十年。
  - 銀河系内では数百年記録無し。
  - 過去の銀河系内超新星=超新星残骸。
- 銀河系外⇒ **点源** (空間分解できない)。
- 最大光度  $\sim 10^{42}\text{erg} \sim 10^9 L_{\odot}$ .
  - 近傍( $\sim 100$  Mパーセク)のもので最大光度  $V \sim 15$ 等。

$z < 0.03$

# 超新星サーベイ+フォローアップ:近傍

- アマチュア, LOSS, Center for Astrophysics, Carnegie Supernova Project, ROTSE-III, SN Factory (SNF), Quest, CHASE, Catania Real-Time Transient Survey, Palomar Transient Factory (PTF), PanSTARRS
- 例: SNF 600超新星/2年, PTF 500超新星/1年。

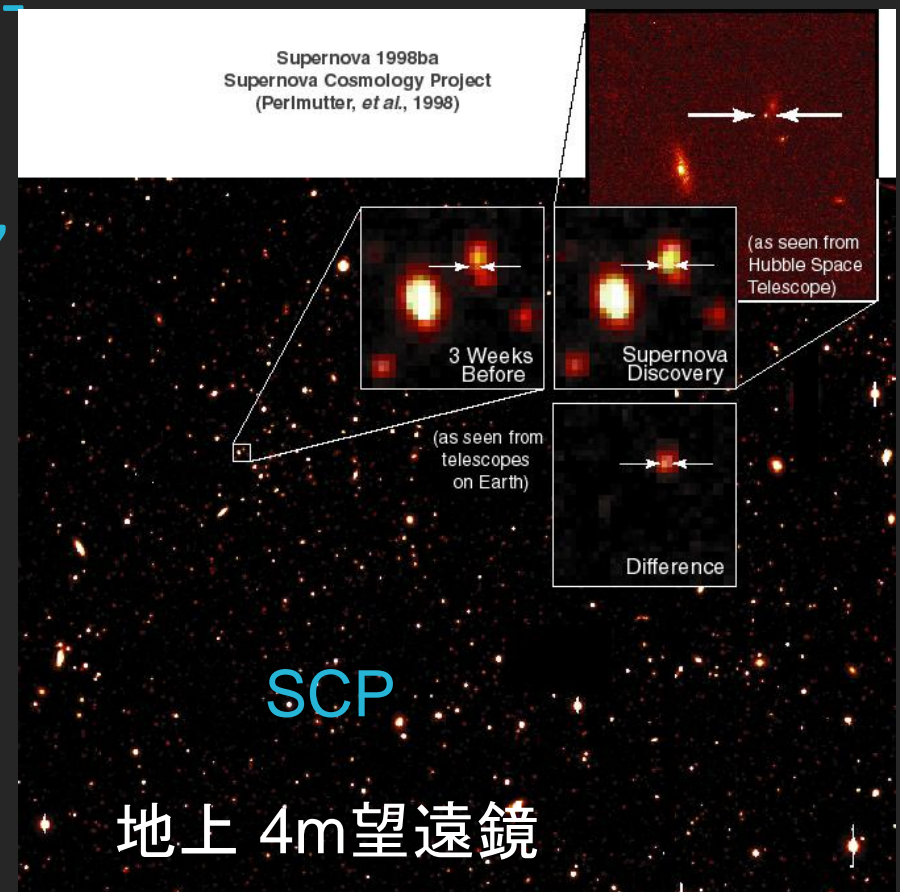


$z > 0.03$

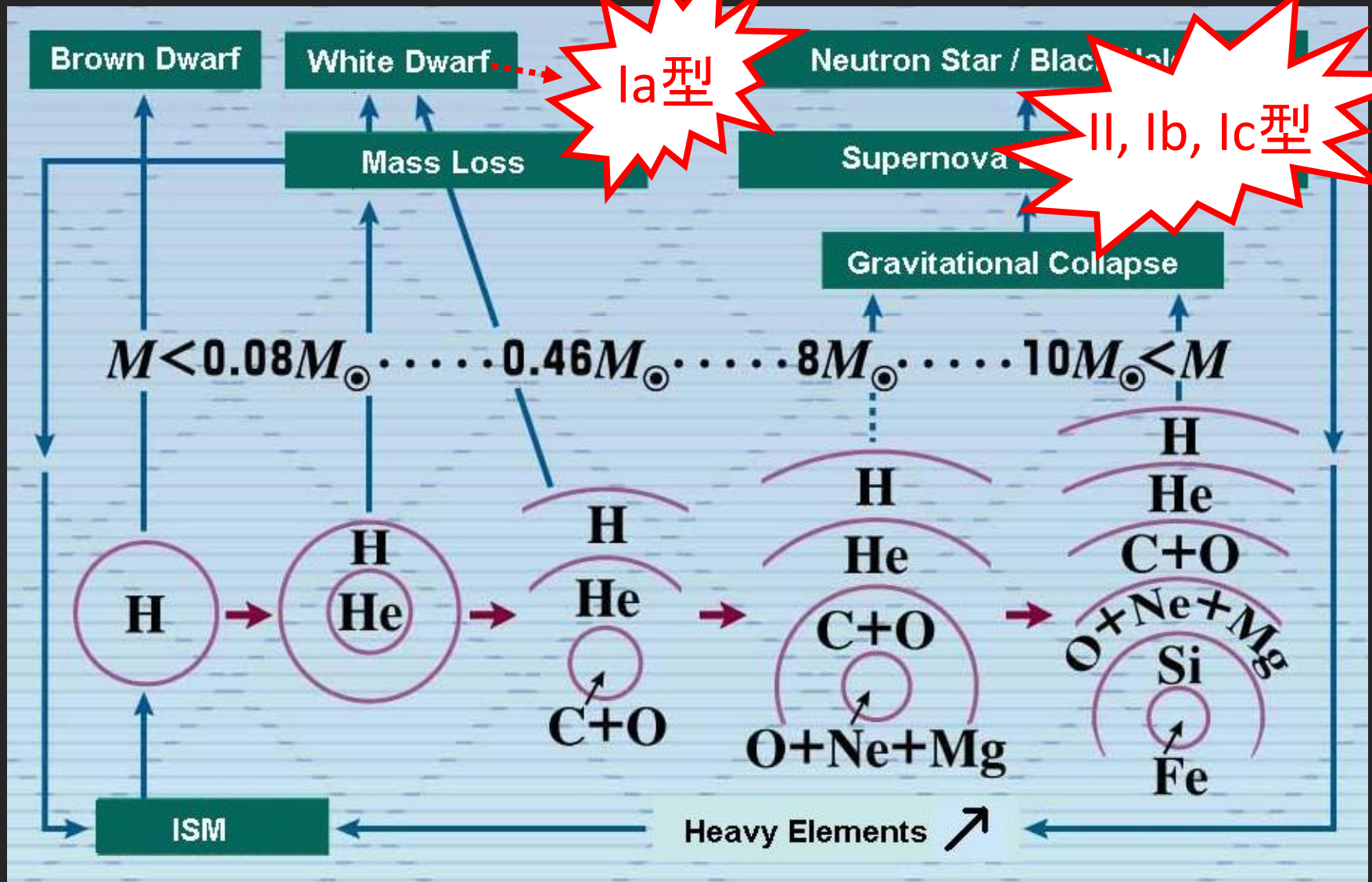
# 超新星サーベイ+フォローアップ:遠方

- SDSS-II, CSP, Supernova Cosmology Project, High- $z$  SN Search, CFHT SN Legacy Survey (ESSENCE, GOODS), SUBARU deep
- 例: SDSS-II 140超新星 @  $z = 0.05-0.3$ ,
- SCP 20超新星 @  $z > 1$ 。

ハッブル宇宙望遠鏡



# 星の進化と超新星爆発

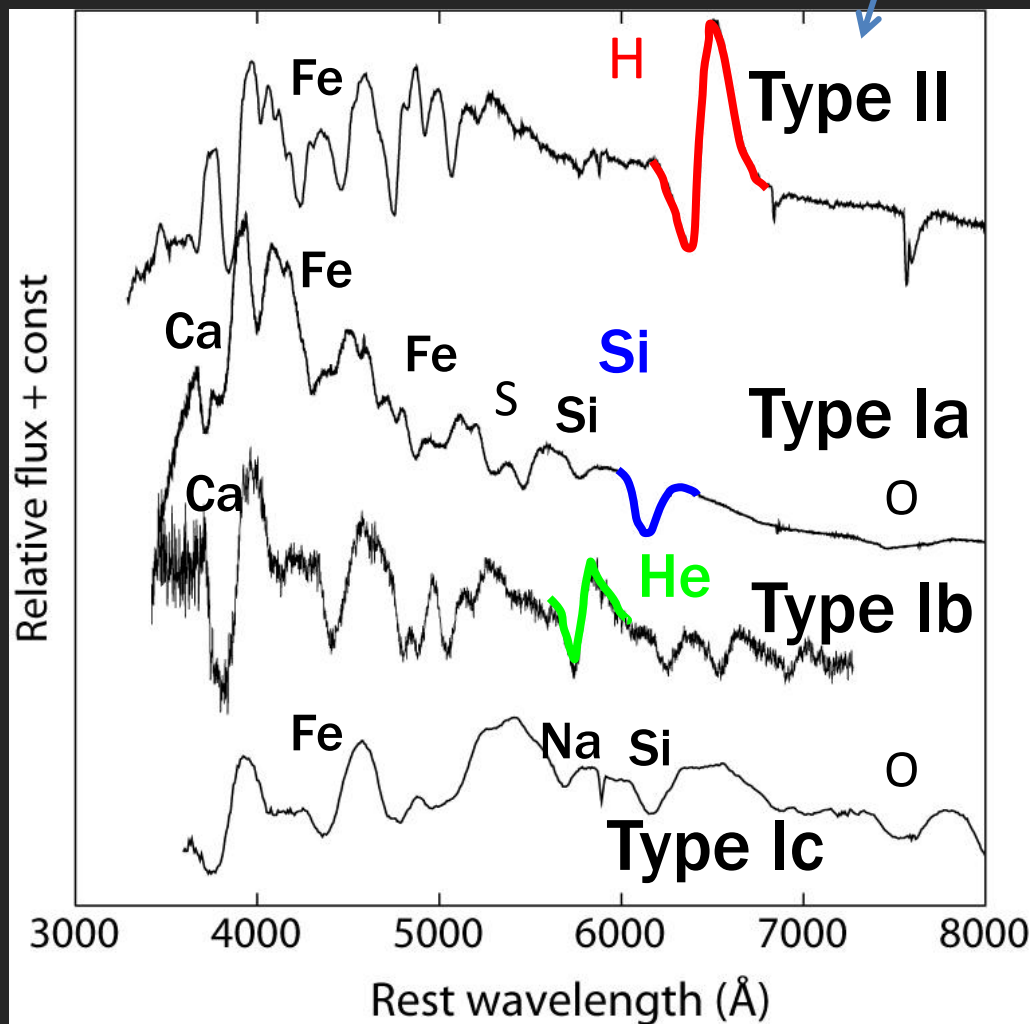




# 超新星分類と親星

@ 最大光度(~ 爆発後数週間):

光球 = 表面 ⇒ 表面組成。

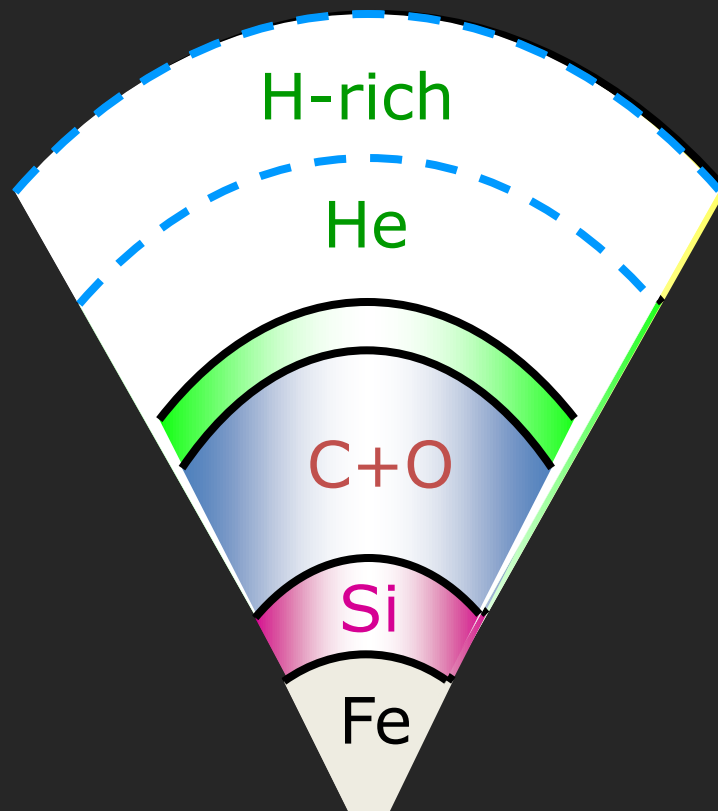


Ia

白色矮星、核反応

II/Ib/Ic

大質量星、重力崩壊



# 白色矮星とチャンドラセカール限界質量



炭素 + 酸素

$M \sim M_{\odot}$

$R \sim 10^9 \text{ cm}$

熱圧力



$$\bar{\rho} = \frac{M}{4\pi R^3} \approx 10^6 \text{ g cm}^{-3}$$

$$P_{th} \approx n_e kT \approx 10^{21} \left( \frac{T}{10^7 \text{ K}} \right) \text{ g cm}^{-1} \text{ s}^{-2}$$

$$P_{deg} \approx \frac{h^2 n_e^{5/3}}{m_e} \approx 10^{24} \left( \frac{\rho}{10^6 \text{ g cm}^{-3}} \right)^{5/3} \text{ g cm}^{-1} \text{ s}^{-2}$$

$$P_c \approx \bar{\rho} R g \approx \frac{GM^2}{R^4} \approx P_{deg}$$

$$R \approx 10^9 \text{ cm} \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-1/3} \quad \text{半径 - 質量関係}$$

縮退圧 (非相対論) :  $P \propto \rho^{5/3}$

重力 = 縮退圧

質量増加  $\Rightarrow$  密度増加

相対論的縮退圧 :  $P \propto \rho^{4/3}$

$$P_c \approx \bar{\rho} R g \approx \frac{GM^2}{R^4} \approx P_{deg} \propto \rho^{4/3} \propto \frac{M^{4/3}}{R^4}$$

$$M \approx 1.4 M_{\odot}$$

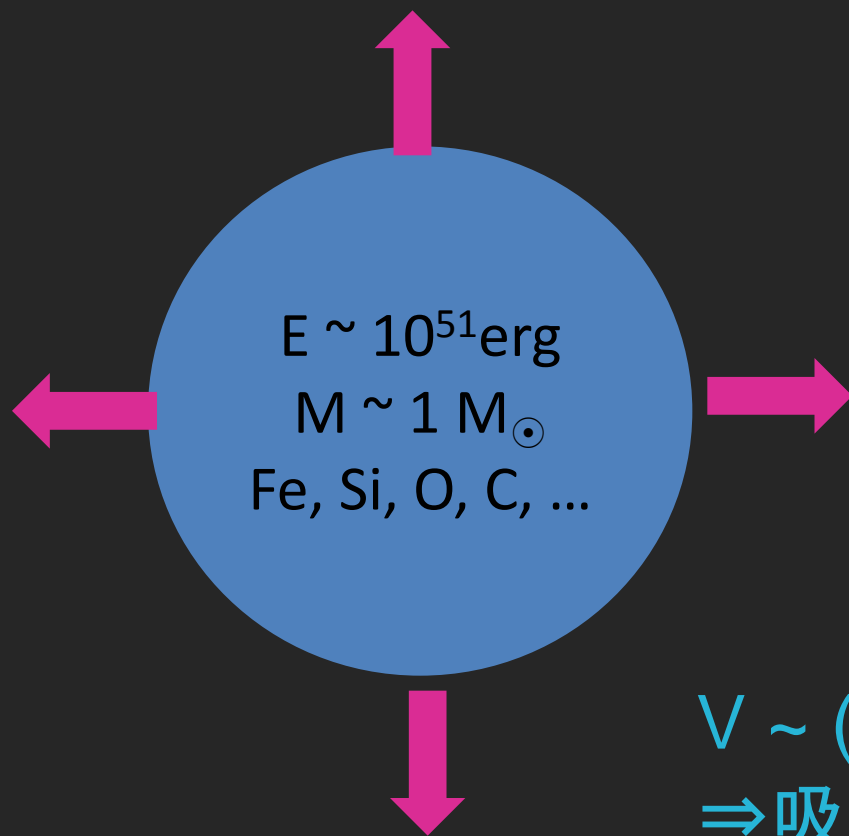
チャンドラセカール質量

# 爆発的核反応

- $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg}$  など。
- 縮退圧支配下での核暴走。
  - 膨張による“温度低下→安定化”が効かない。
- 暴走⇒温度上昇⇒鉄族まで生成。
  - コンパクト天体は残らない。
  - $2 \times ^{12}\text{C} + 2 \times ^{16}\text{O} \rightarrow ^{56}\text{Ni}$  。
  - $(8 \text{ MeV} - 6 \text{ MeV}) \times 56$  / Ni原子核当たり。
  - $2 \times 10^{51} \text{ erg}$  / Ni  $1M_{\odot}$  当たり。
  - 核反応>重力 ⇒ 爆発エネルギー  $\sim 10^{51} \text{ erg}$ .

# 超新星＝高速膨張ガス

---



$V \sim (2E/M)^{1/2} \sim 10^9 \text{ cm s}^{-1}$   
⇒ 吸収線・輝線のライン幅  
(ドップラーシフト)

# Ia型超新星からの放射

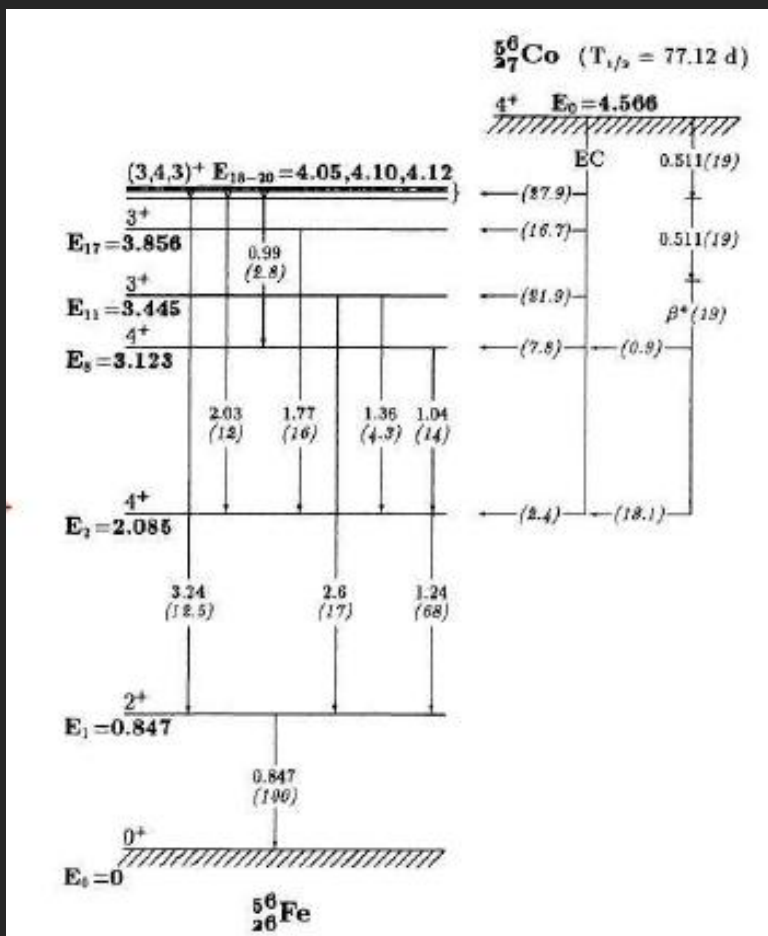
核暴走→鉄族生成

弱い相互作用はあまり効かない

$^{12}\text{C}$ ,  $^{16}\text{O}$ : 陽子数=中性子数

⇒主要生成元素  $^{56}\text{Ni}$

(陽子28個+中性子28個)



MeV  $\gamma + e^+ \rightarrow$  熱的電子  $\rightarrow$  熱輻射

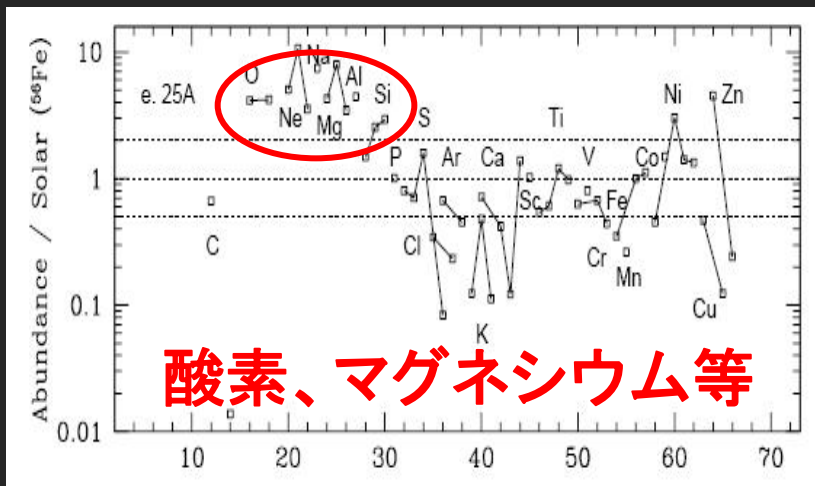
最大光度 @ 15-20日

$$L \sim 1.3 \times 10^{43} \text{ erg} \frac{M(^{56}\text{Ni})}{M_{\odot}} \exp\left(\frac{-t}{113.5 \text{ day}}\right)$$

# 元素の起源

質量数 vs. 各元素の質量比/太陽組成

重力崩壊:  $25M_{\odot}$



$M(\text{Fe}) = 0.08M_{\odot}$

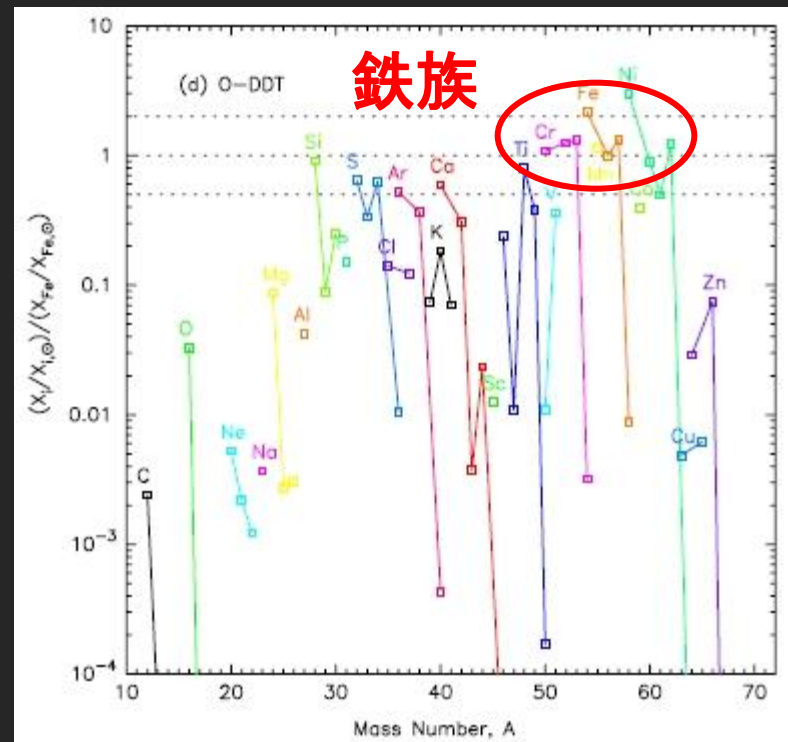
$M(\text{O}) = 2.7M_{\odot}$

理論計算例:

重力崩壊: Maeda & Nomoto (2003)

Ia型: Maeda et al. (2010)

Ia型: 白色矮星



$M(\text{Fe}) = 0.65M_{\odot}$

$M(\text{O}) = 0.15M_{\odot}$

# 銀河化学進化

## 元素の周期表

I	<sup>1</sup> H 1.008 水素																		H	希ガス
																				0
金属元素										非金属元素										
1A		2A												3A	4A	5A	6A	7A		
II	<sup>3</sup> Li 6.941 リチウム	<sup>4</sup> Be 9.012 ベリリウム											<sup>5</sup> B 10.81 ホウ素	<sup>6</sup> C 12.01 炭素	<sup>7</sup> N 14.01 窒素	<sup>8</sup> O 15.99 酸素	<sup>9</sup> F 18.99 フッ素	<sup>10</sup> Ne 20.18 ネオン		
	III	<sup>11</sup> Na 22.99 ナトリウム	<sup>12</sup> Mg 24.31 マグネシウム	3B	4B	5B	6B	7B	8	1B	2B	<sup>13</sup> Al 26.98 アルミニウム	<sup>14</sup> Si 28.08 ケイ素	<sup>15</sup> P 30.97 リン	<sup>16</sup> S 32.06 イオウ	<sup>17</sup> Cl 35.45 塩素	<sup>18</sup> Ar 39.95 アルゴン			
IV		<sup>19</sup> K 39.09 カリウム	<sup>20</sup> Ca 40.08 カルシウム	<sup>21</sup> Sc 44.95 スカンジウム	<sup>22</sup> Ti 47.90 チタン	<sup>23</sup> V 50.94 バナジウム	<sup>24</sup> Cr 51.99 クロム	<sup>25</sup> Mn 54.94 マンガン	<sup>26</sup> Fe 55.85 鉄	<sup>27</sup> Co 58.93 コバルト	<sup>28</sup> Ni 58.70 ニッケル	<sup>29</sup> Cu 63.55 銅	<sup>30</sup> Zn 65.39 亜鉛	<sup>31</sup> Ga 69.72 ガリウム	<sup>32</sup> Ge 72.61 ゲルマニウム	<sup>33</sup> As 74.92 ヒ素	<sup>34</sup> Se 78.96 セレン	<sup>35</sup> Br 79.90 臭素	<sup>36</sup> Kr 83.80 クリプトン	
V	<sup>37</sup> Rb 85.47 ルビジウム	<sup>38</sup> Sr 87.62 ストロンチウム	<sup>39</sup> Y 88.91 イットリウム	<sup>40</sup> Zr 91.22 ジルコニウム	<sup>41</sup> Nb 92.91 ニオブ	<sup>42</sup> Mo 95.94 モリブデン	<sup>43</sup> Tc [98] テクネチウム	<sup>44</sup> Ru 101.07 ルテニウム	<sup>45</sup> Rh 102.91 ロジウム	<sup>46</sup> Pd 106.42 パラジウム	<sup>47</sup> Ag 107.86 銀	<sup>48</sup> Cd 112.41 カドミウム	<sup>49</sup> In 114.82 インジウム	<sup>50</sup> Sn 118.71 スズ	<sup>51</sup> Sb 121.75 アンチモン	<sup>52</sup> Te 127.60 テルル	<sup>53</sup> I 126.90 ヨウ素	<sup>54</sup> Xe 131.29 キセノン		
VI	<sup>55</sup> Cs 132.91 セシウム	<sup>56</sup> Ba 137.33 バリウム	57~71 ランタン 系列元素	<sup>72</sup> Hf 178.49 ハフニウム	<sup>73</sup> Ta 180.95 タンタル	<sup>74</sup> W 183.85 タングステン	<sup>75</sup> Re 186.21 レニウム	<sup>76</sup> Os 190.20 オスミウム	<sup>77</sup> Ir 192.22 イリジウム	<sup>78</sup> Pt 195.08 白金	<sup>79</sup> Au 196.96 金	<sup>80</sup> Hg 200.59 水銀	<sup>81</sup> Tl 204.38 タリウム	<sup>82</sup> Pb 207.20 鉛	<sup>83</sup> Bi 208.98 ビスマス	<sup>84</sup> Po [209] ポロニウム	<sup>85</sup> At [210] アスタチン	<sup>86</sup> Rn [222] ラドン		
VII	<sup>89</sup> Fr [223] フランシウム	<sup>88</sup> Ra [226] ラジウム	89~103 アクチニウム 系列元素	<sup>104</sup> Rf [261] ラザフォードニウム	<sup>105</sup> Db [262] ドブニウム	<sup>106</sup> Sg [263] シーボグニウム	<sup>107</sup> Bh [264] ボーリウム	<sup>108</sup> Hs [265] ハッシウム	<sup>109</sup> Mt [266] マイトネリウム	<sup>110</sup> Uun [267] ウンウンニウム	<sup>111</sup> Uuu [268] ウンウンニウム	<sup>112</sup> Uub [269] ウンウンビウム	113	<sup>114</sup> Unq [270] ウンウンクワジウム	115	<sup>116</sup> Unh [271] ウンウンハキシウム				

ランタン 系列元素	<sup>57</sup> La 138.90 ランタン	<sup>58</sup> Ce 140.12 セリウム	<sup>59</sup> Pr 140.91 プラセオジム	<sup>60</sup> Nd 144.24 ネオジム	<sup>61</sup> Pm [145] プロメチウム	<sup>62</sup> Sm 150.40 サマリウム	<sup>63</sup> Eu 151.96 ユーロピウム	<sup>64</sup> Gd 157.25 ガドリニウム	<sup>65</sup> Tb 158.93 テレビウム	<sup>66</sup> Dy 162.50 ジスプロシウム	<sup>67</sup> Ho 164.93 ホルミウム	<sup>68</sup> Er 167.26 エルビウム	<sup>69</sup> Tm 168.93 ツリウム	<sup>70</sup> Yb 173.04 イットルビウム	<sup>71</sup> Lu 174.96 ルテチウム
アクチニウム 系列元素	<sup>89</sup> Ac 227 アクチニウム	<sup>90</sup> Th 232.04 トリウム	<sup>91</sup> Pa 231.04 プロトアクチニウム	<sup>92</sup> U 238.03 ウラニウム	<sup>93</sup> Np [237] ネプツニウム	<sup>94</sup> Pu [244] プルトニウム	<sup>95</sup> Am [243] アメリシウム	<sup>96</sup> Cm [247] キュリウム	<sup>97</sup> Bk [247] バークリウム	<sup>98</sup> Cf [251] カホリウム	<sup>99</sup> Es [252] エイスタイニウム	<sup>100</sup> Fm [257] フェルミウム	<sup>101</sup> Md [258] メンデレヴィウム	<sup>102</sup> No [259] ノーベリウム	<sup>103</sup> Lr [260] ローレンシウム

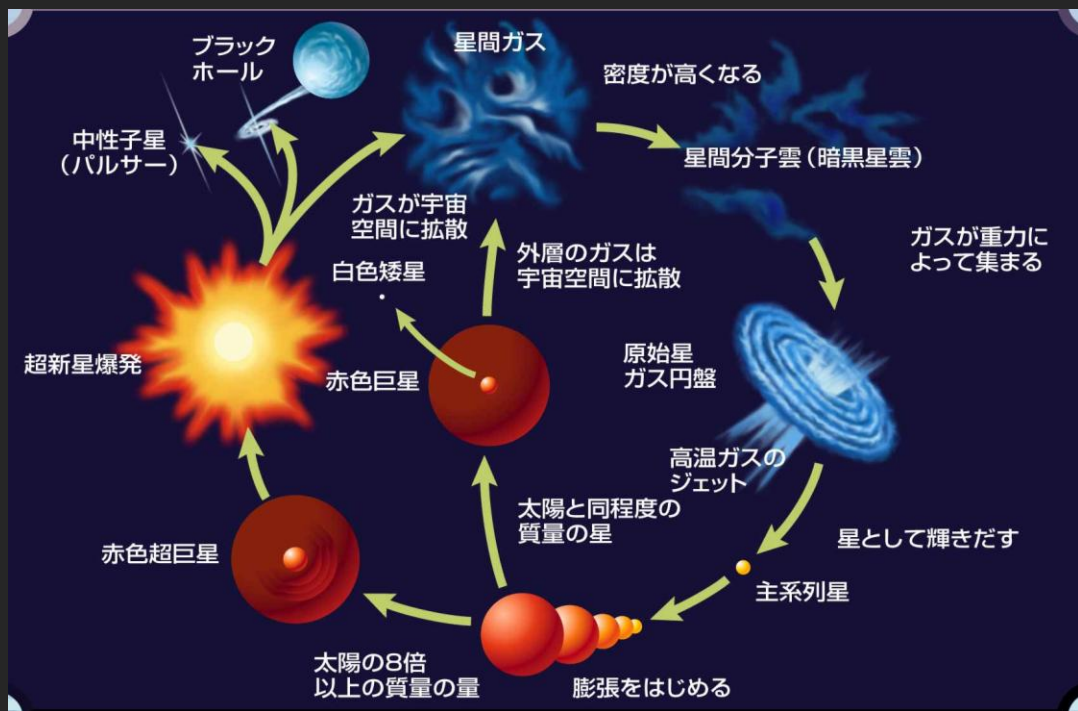
# 銀河化学進化

元素の周期表										
I		<p>▶表の見かた ●大きなアルファベットの記号は、元素記号です。 ●元素記号の左上の肩にある数字は、原子番号です。 ●元素記号の下の数字は、原子の質量をあらわす「原子量」です。原子量とは、わかりやすくいうと、52ページでのべた「質量数」を、さらに精密にあらわしたものであるということになります。</p>						H		希ガス
		金属元素						非金属元素		0
								3A 4A 5A 6A 7A		<sup>2</sup> He
1A 2A										4.003
II								5B		ヘリウム
3Li 4Be								10.81		8
リチウム ベリリウム								ホウ素		

## ビッグバン直後の宇宙組成

“重元素”：  
星 → 超新星 → 星間物質

炭素、酸素：星内部  
⇒ 大質量星  
鉄：超新星爆発  
⇒ Ia型超新星

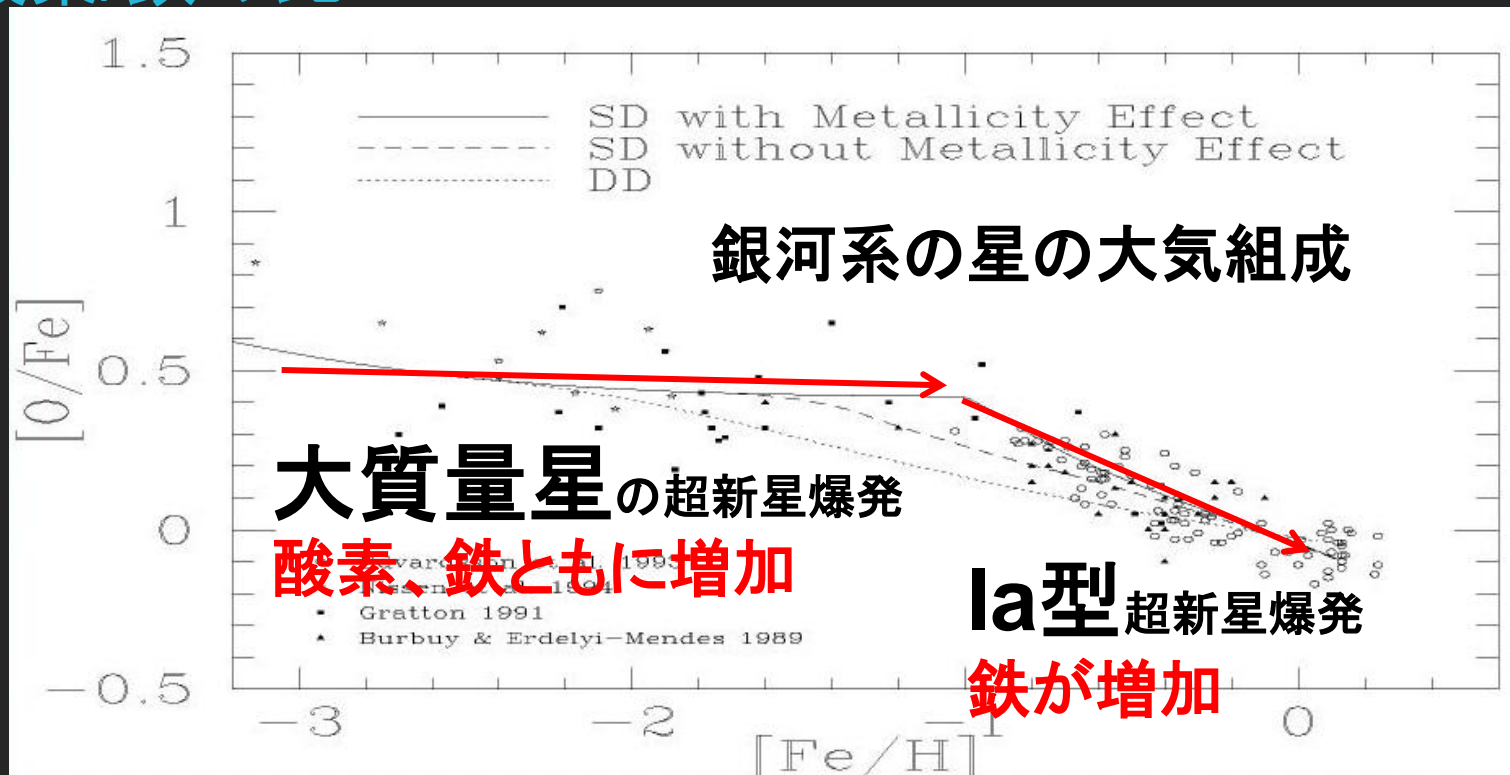




# 銀河化学進化

酸素/鉄の比

Kobayashi et al. 1998



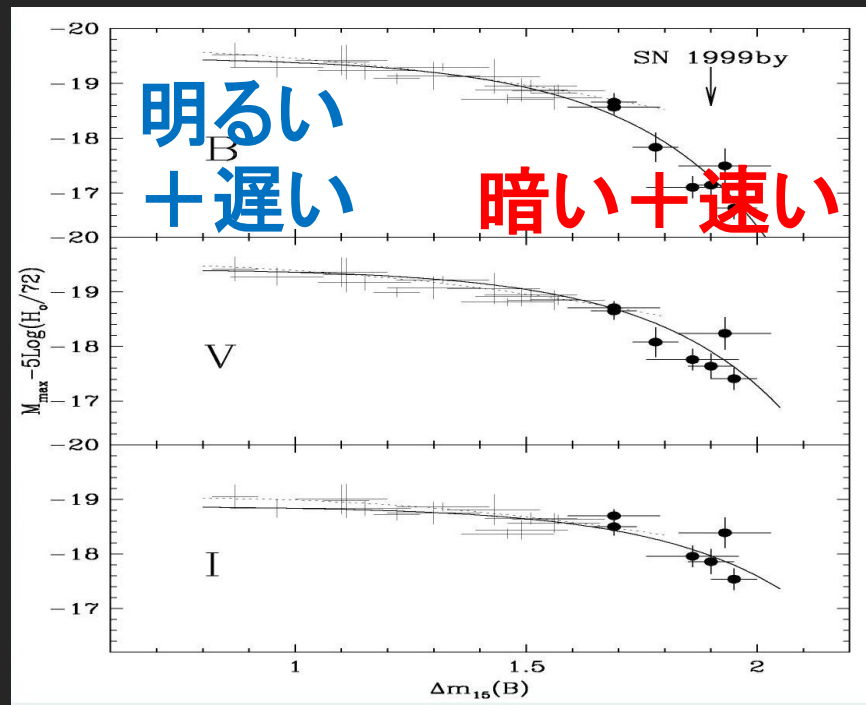
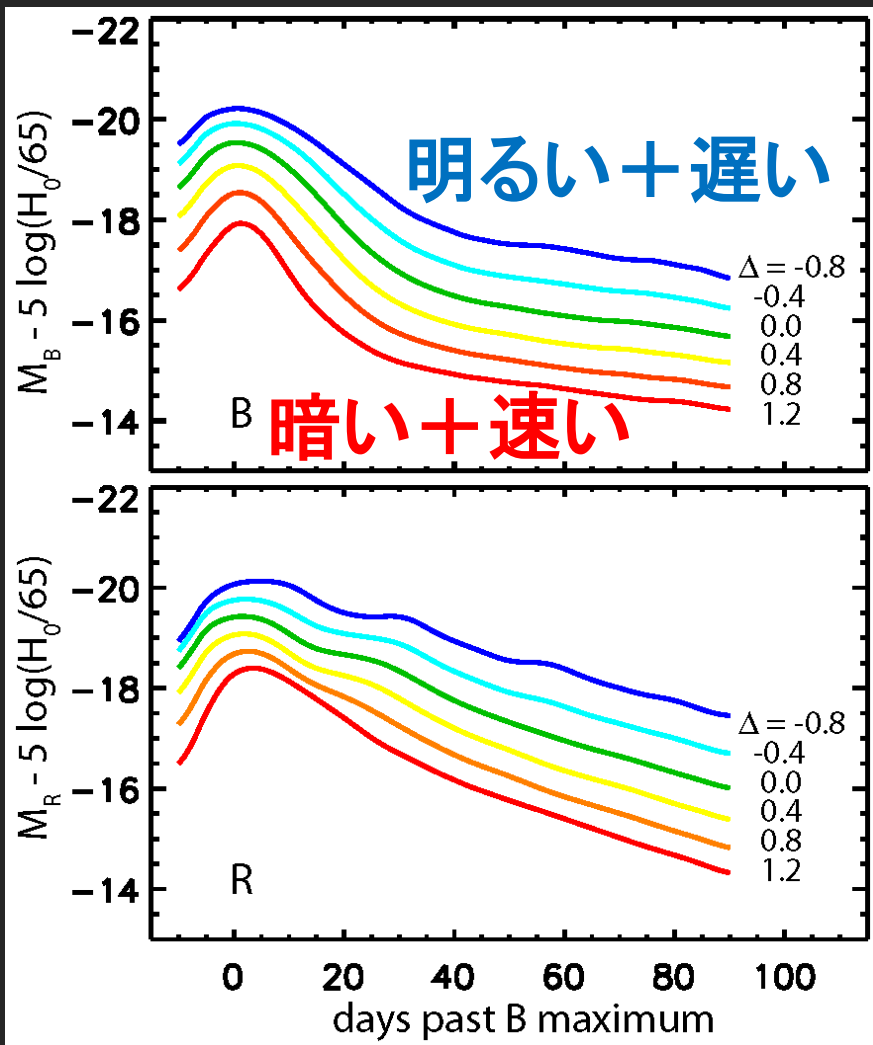
鉄/水素の比

古い星  
(過去の銀河組成)

最近できた星  
(最近の銀河組成)

# Ia型超新星=標準光源

Phillips 1993, 1999  
 “Phillips関係”



$\Delta m_{15}(B)$ :

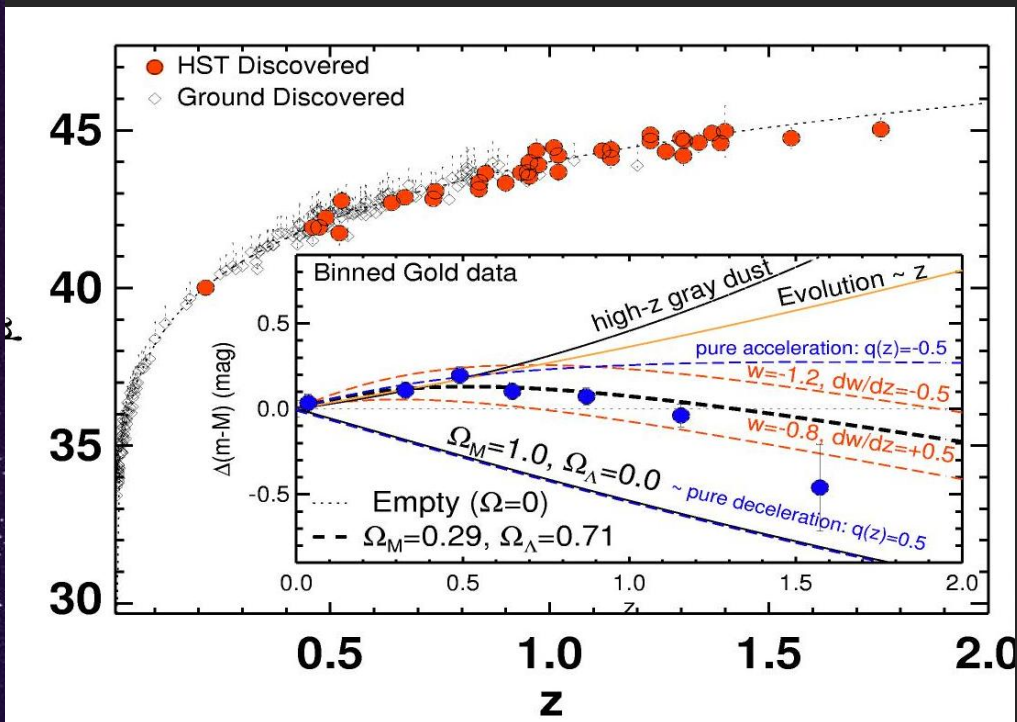
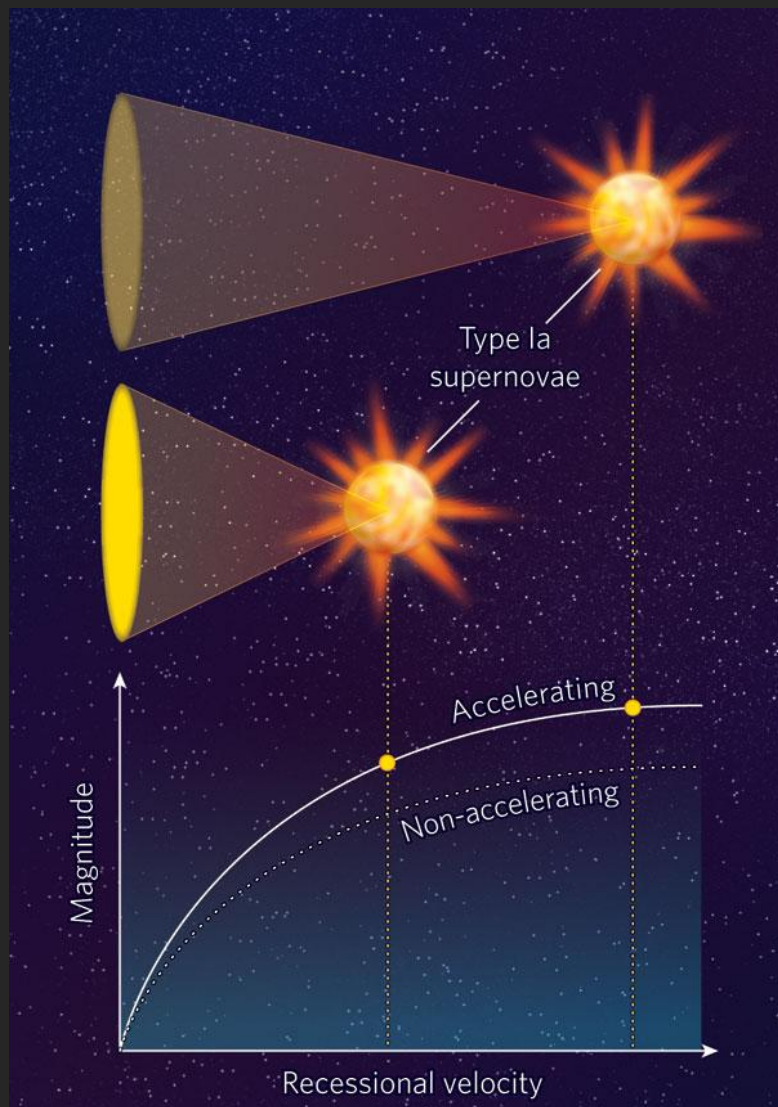
等級(+15日) - 最大等級

光度進化 → 絶対最大等級・光度

$$F = L / (4 \pi D^2)$$

# 超新星宇宙論→暗黒エネルギー

Riess et al. 2007



$\Omega_\Lambda \sim 0.73$

“暗黒エネルギー”

“Dark Energy”

# 爆発に至る進化

---

- 爆発に至る進化は？
- 爆発機構は？
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？

# 爆発に至る進化: SD vs. DD

白色矮星:  $<1M \rightarrow \sim 1.4M$



白色矮星 + 主系列星/巨星 (SD)

質量降着率等の制限が厳しい。

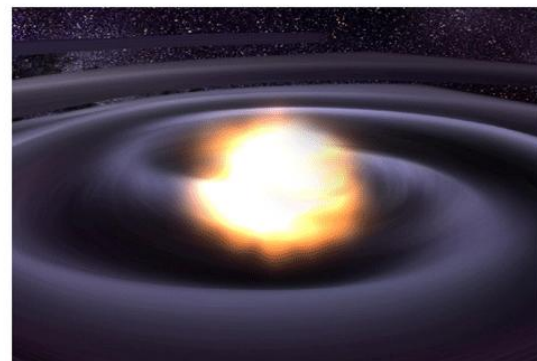
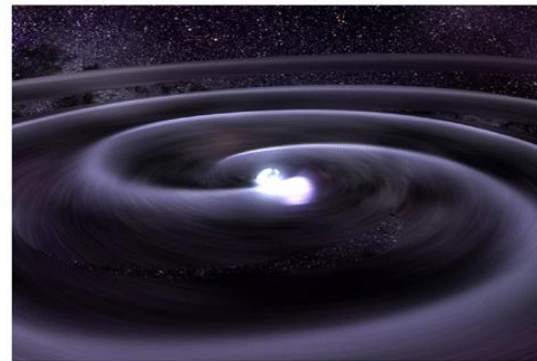
中心付近での核暴走

白色矮星 + 白色矮星 (DD)

表面での核暴走爆発?

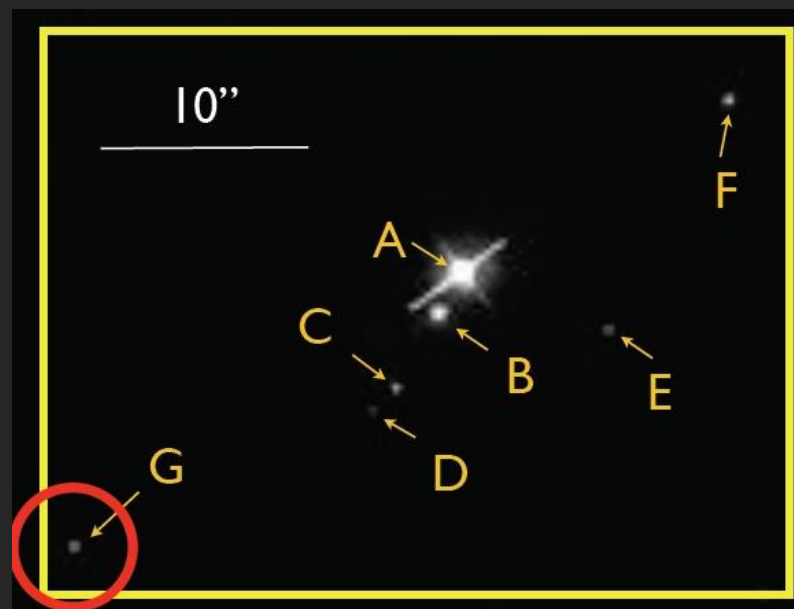
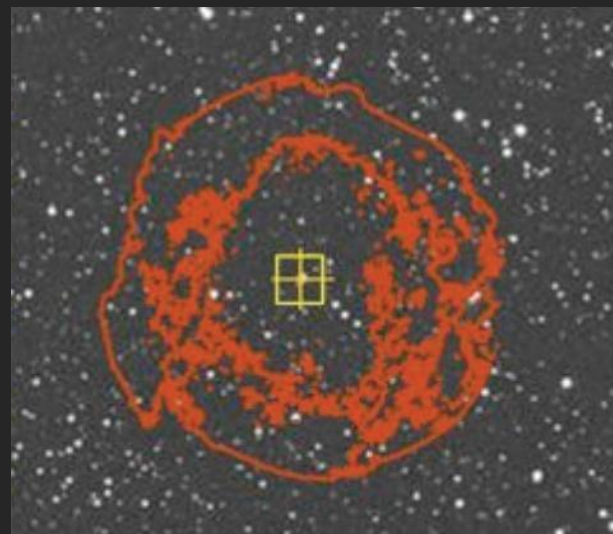
表面での核暴走  $\rightarrow$  ONeMg WD  $\rightarrow$  中性子星?

DD: Double Degenerate



# 観測的制限

- 伴星→SD
- 星周物質(星風)→SD
- 超新星頻度
- 母銀河の性質
  - など。
  - 近年、様々な観測的手法が提案されている。
- が、まだ**未決着**。



# 例：超新星頻度→Delay Time?

$$r(t) = \int_0^{t_0} S(t - \tau) \Psi(\tau) d\tau,$$

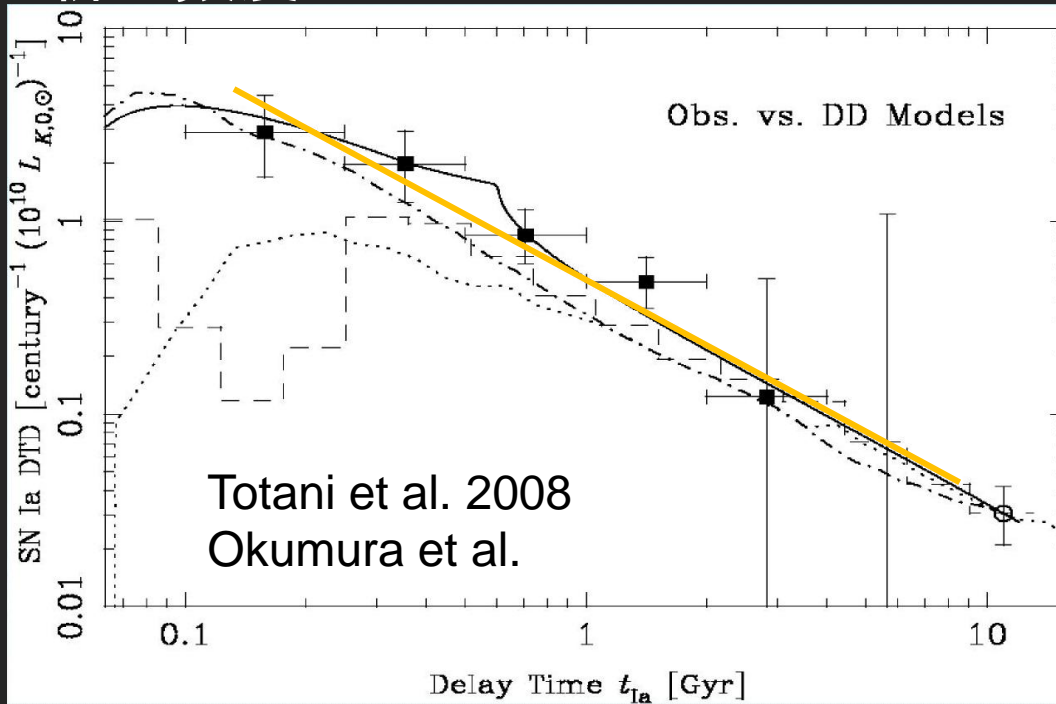
超新星頻度

星生成率

“Delay Time” function

星生成→爆発の時間(分布)

超新星頻度



Delay Time

爆発までの時間

SD: ロッシュローブ  
→伴星の寿命(質量)

DD: 重力波  
→連星軌道距離

観測=べき分布  
→DDが有利。  
SDでも可能。

# 超新星残骸

---

- 爆発に至る進化は？
- 爆発機構は？
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？

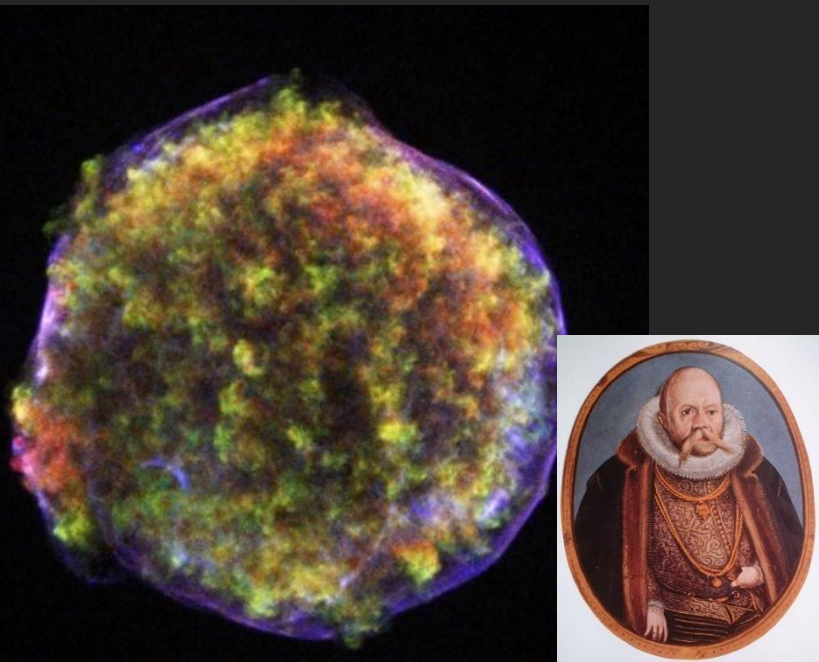


# 超新星→超新星残骸

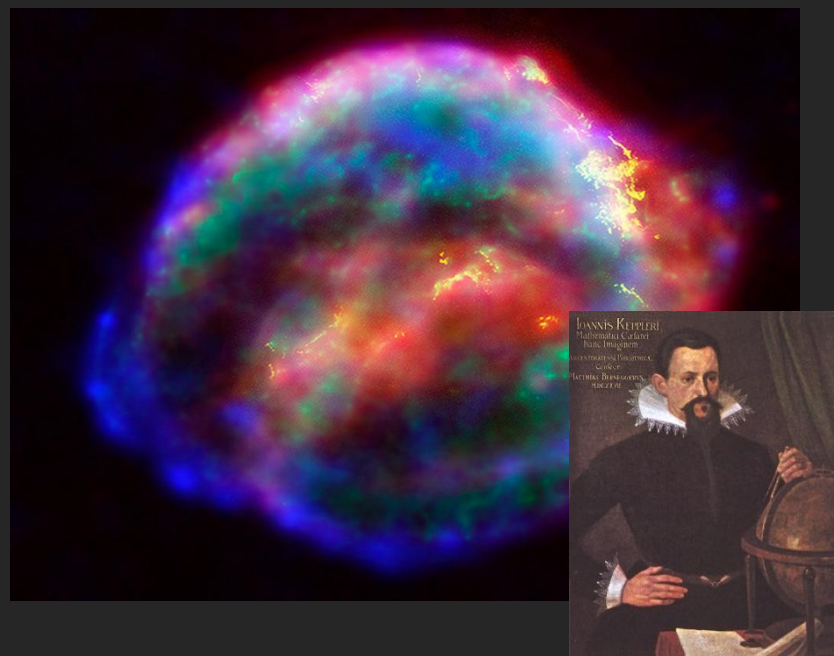
膨張でかき集める星間物質⇒衝撃波(熱的・非熱的放射)

$$M_{ISM} \sim \frac{4\pi}{3} (V_{sn} t)^3 m_p n_{ISM} \sim 0.1 M_{\odot} \left( \frac{V_{sn}}{10^9 \text{ cm/s}} \right) \left( \frac{t}{100 \text{ year}} \right)^3 \left( \frac{n_{ism}}{1/\text{cm}^3} \right)$$

Tycho (X線; チャンドラ宇宙望遠鏡)

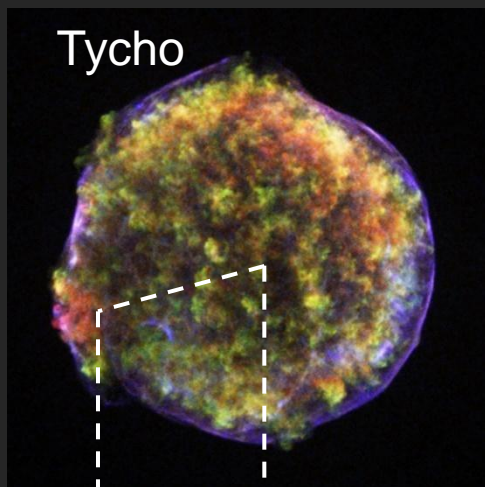


Kepler (赤外線、光、X線の合成画像)



# エコー：過去の超新星を見る

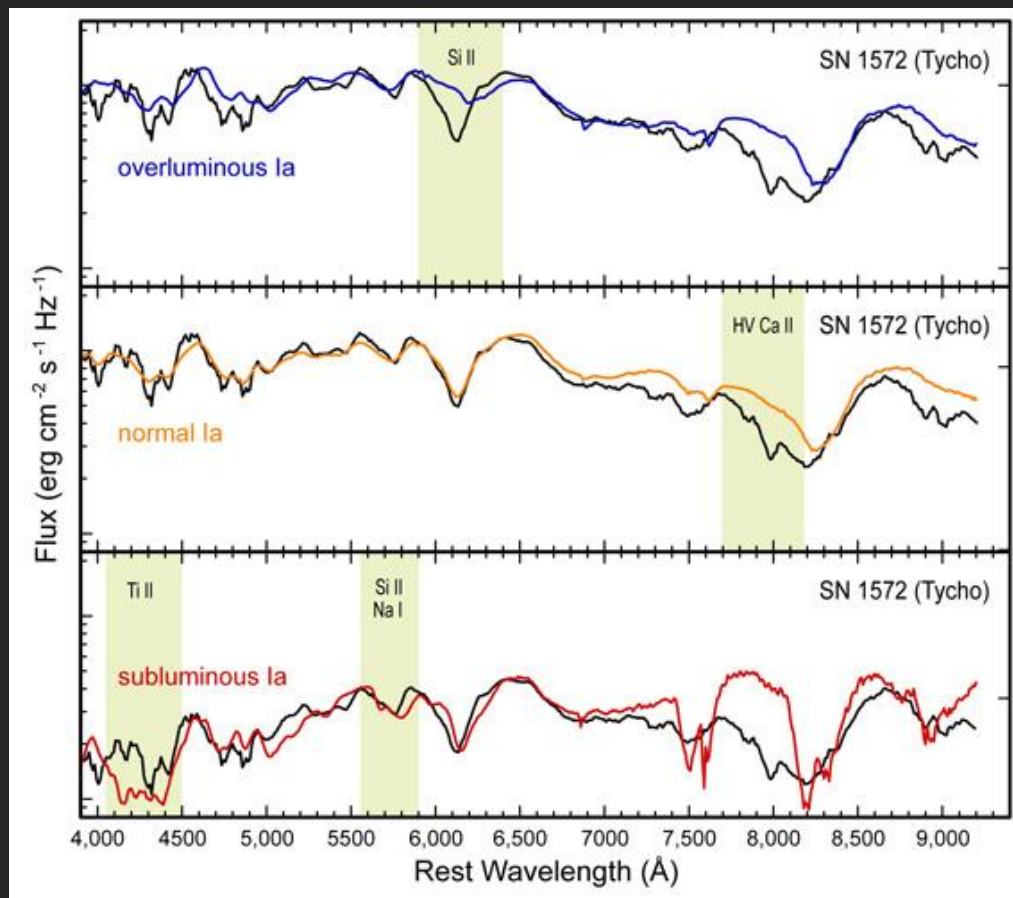
Krause et al. 2008 (Nature)



Tycho

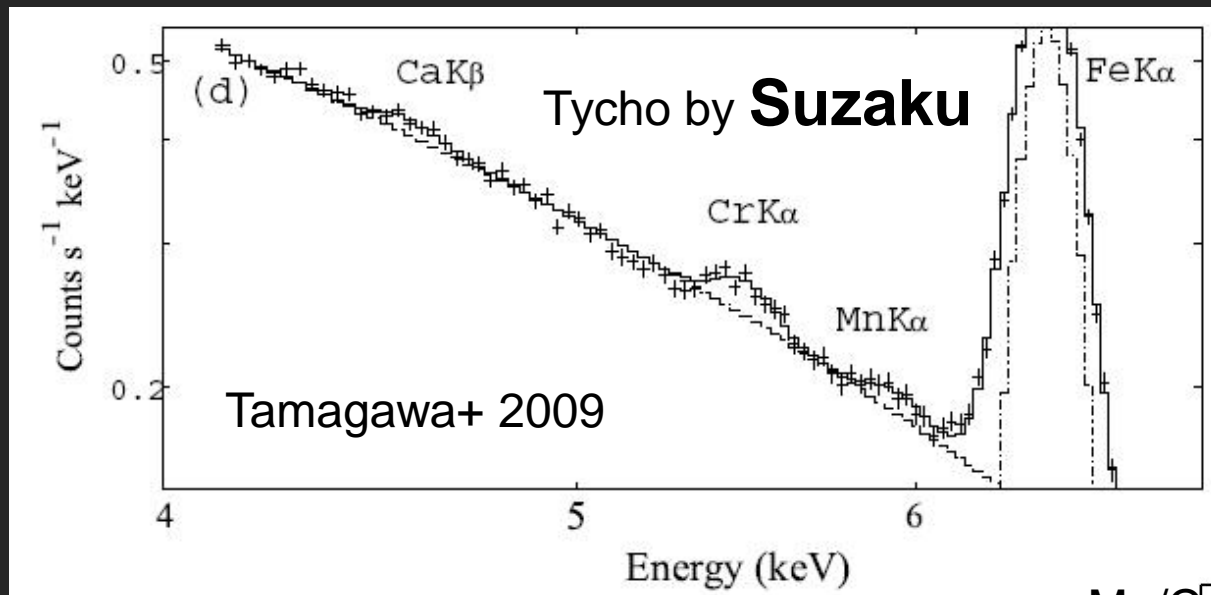
2008年

1572年



超新星の特徴⇔超新星残骸の特徴

# 超新星残骸熱的放射：親星+元素合成



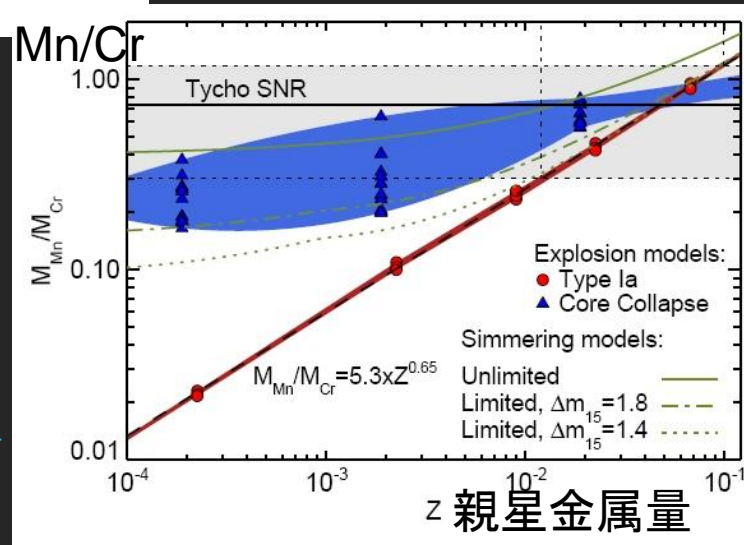
Badenes+ 2008

## 元素組成

Ia型：強い鉄輝線

Cr, Mn等も可能に (Suzaku⇒Astro-H)

⇒爆発機構・親星の金属量など



# 爆発機構と元素合成

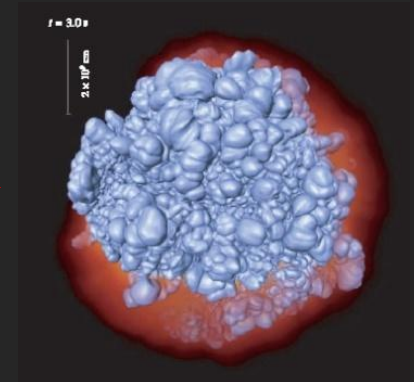
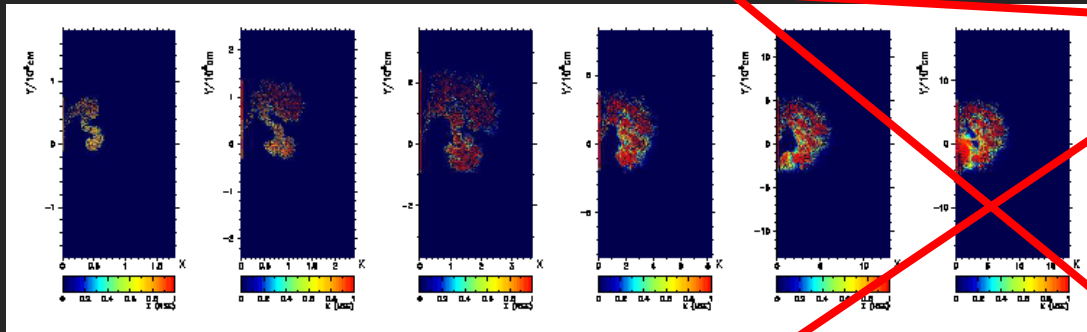
---

- 爆発に至る進化は？
- **爆発機構は？**
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？

# 爆発過程：点火条件、伝搬モード？

- 点火条件：

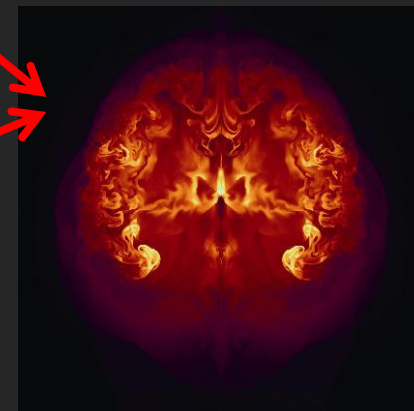
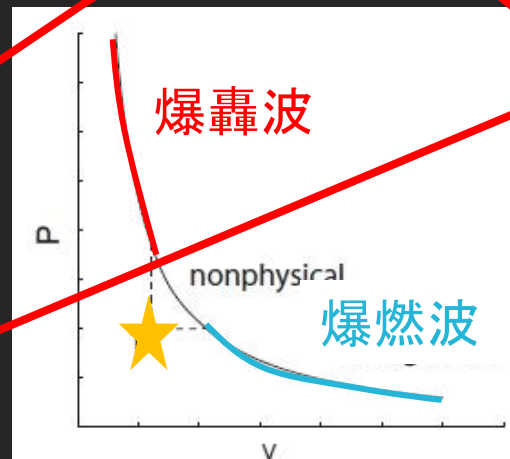
- 中心？表面？非対称性？



- 伝搬モード：

- (亜音速) 爆燃波？
- (超音速) 爆轟波？
- 爆燃 → 爆轟波？

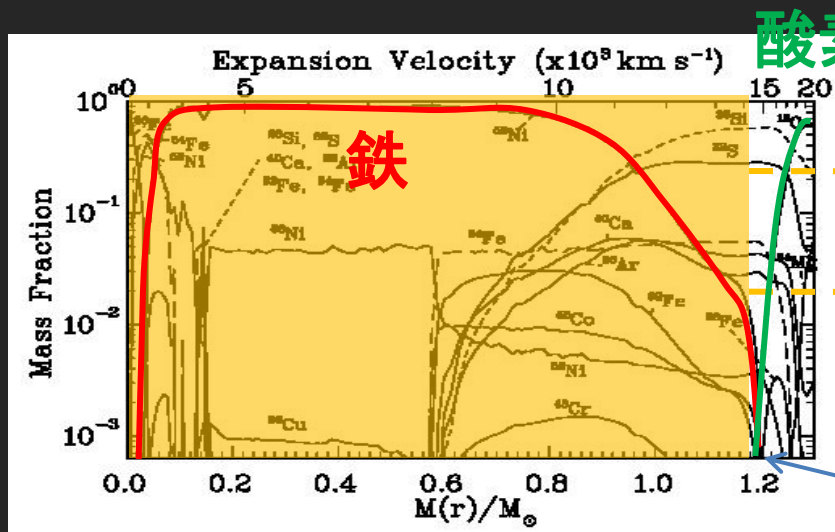
圧力



密度<sup>-1</sup>

# 分光→元素組成

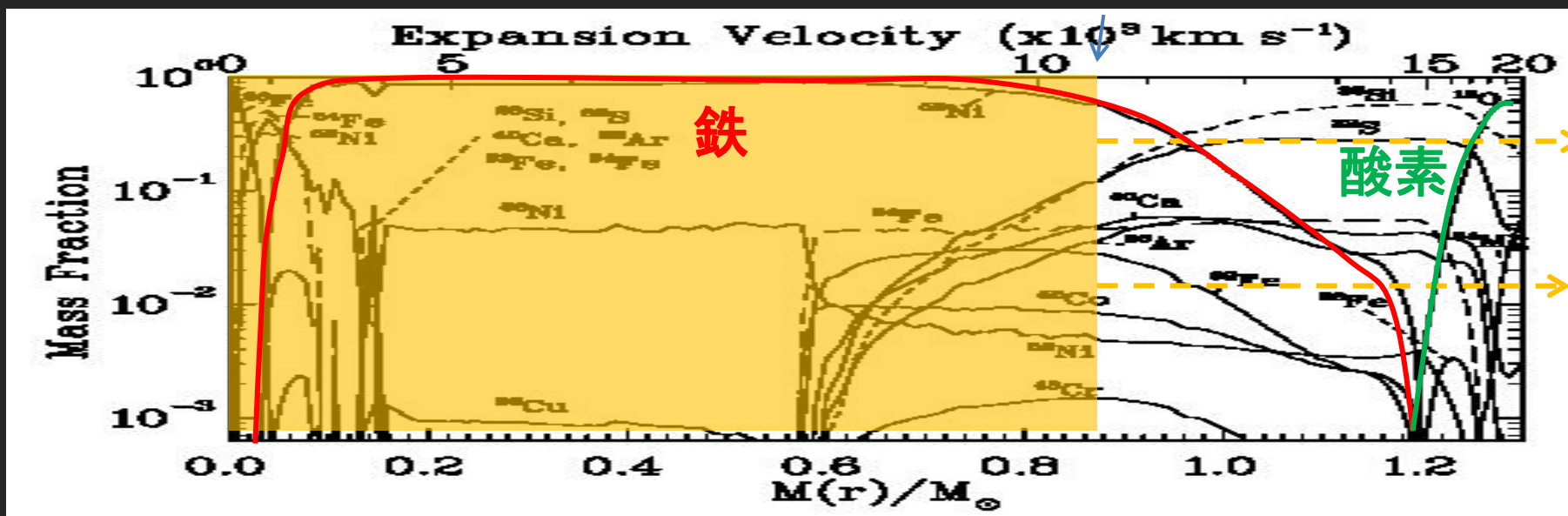
$$\tau(v = R/t) = \int_{R_0=v_0t}^{R=vt} \kappa\rho(-dr) \propto t^{-2}$$



酸素

- 時間経過  
 ⇒ 膨張・密度減少  
 ⇒ より内側 (低速度)  
 #ラグランジ座標で"内側"

光球

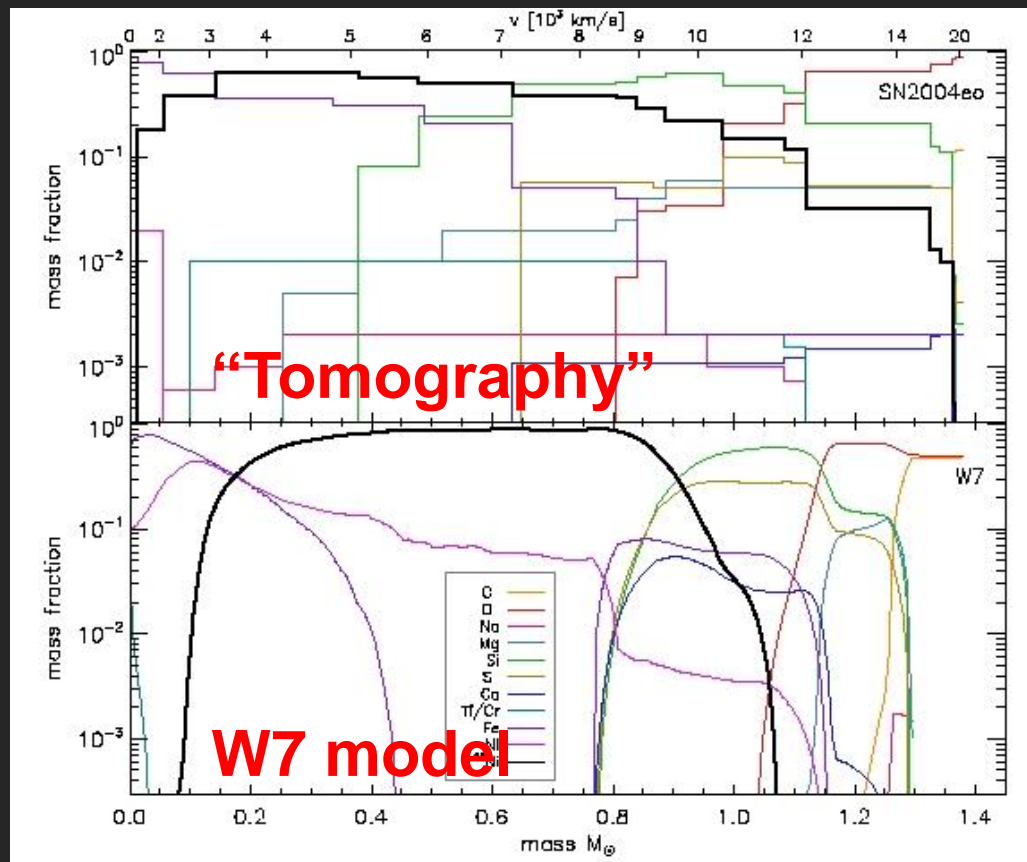


酸素



# (1D)モデル vs. 分光 Tomography

## 元素組成



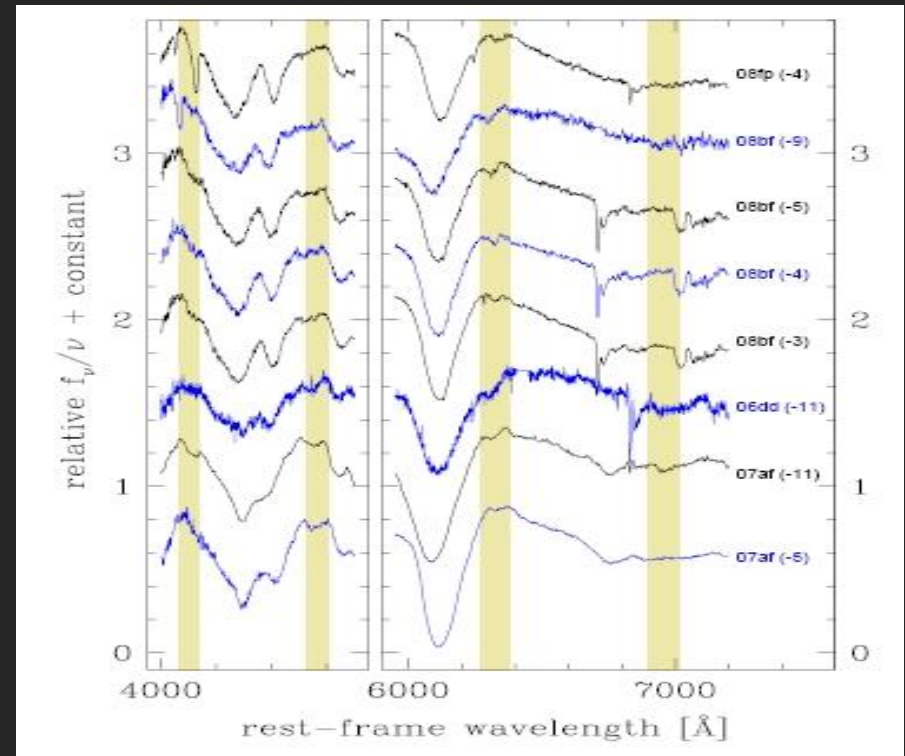
- これまで数例。
- 核反応爆発モデルの概略は正しい。
- (1D)モデルより分布が広がっている。
  - 多次元効果 (ミキシング)。



# 最外層：炭素？

Folatelli et al. 2011

- 最外層部は？
  - 炭素：
    - 爆燃波モデル。
  - 酸素：
    - (遅延)爆轟波。
- 観測的に困難。
  - 爆発直後の分光。  
→1~2日間隔での  
超新星サーベイ。

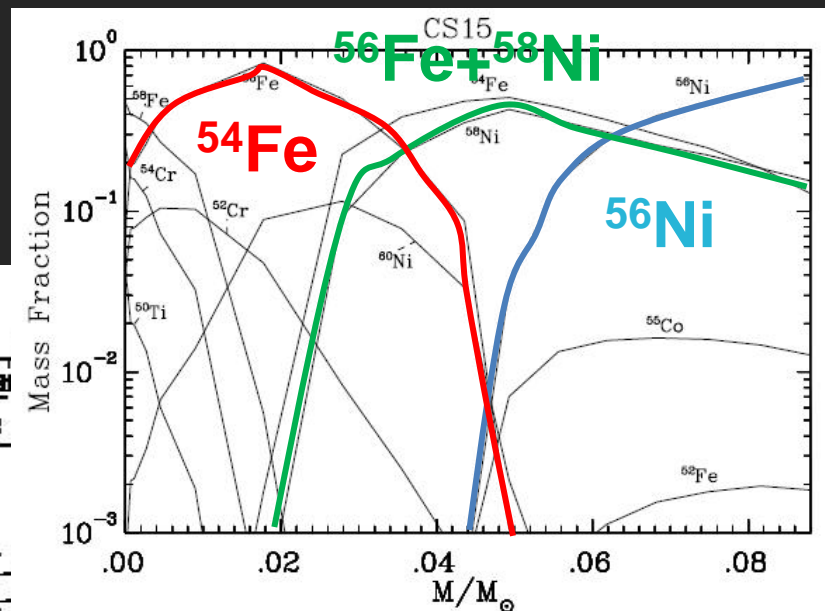
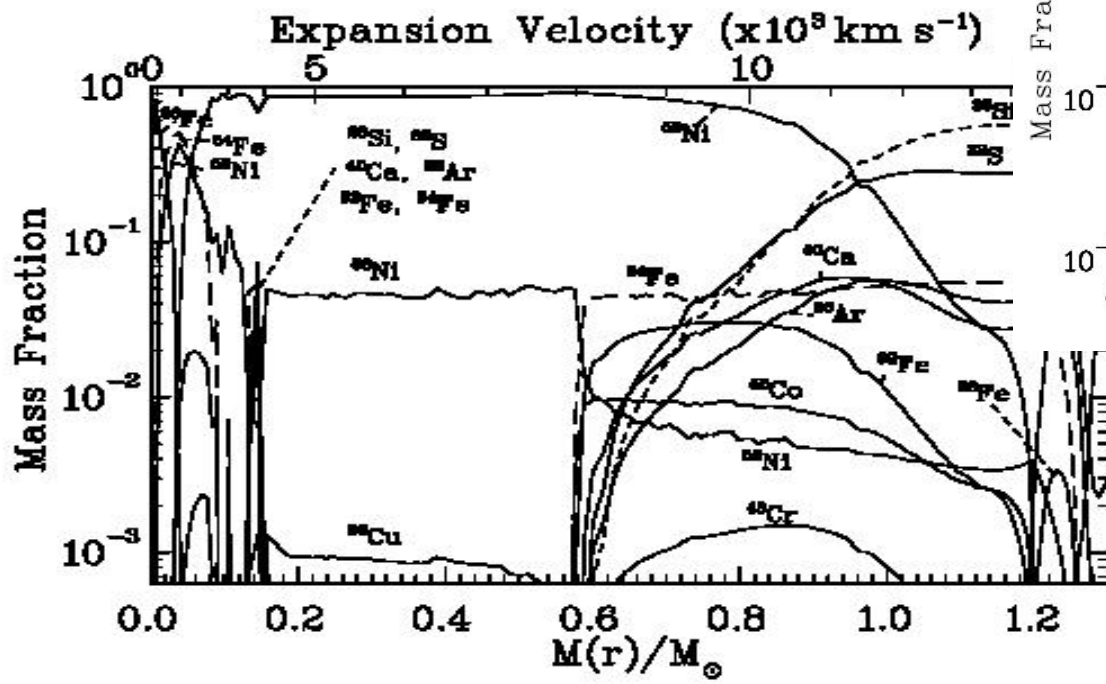


少量の炭素の検出。  
爆轟波の燃え残り？  
(多次元効果)

# 最深部: 爆燃波の痕跡

> 爆発後200日⇒中心からの放射

高密度 ←————→ 低密度



Fe, Niからの禁制線、  
高密度で強い輝線

⇒ [Fe II] 7315

[Ni II] 7378

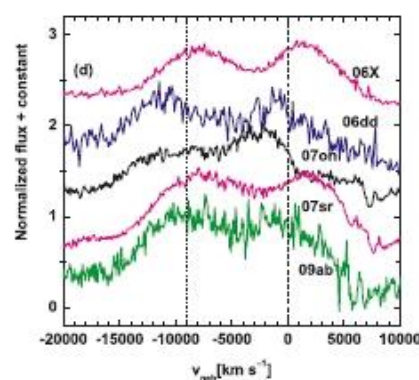
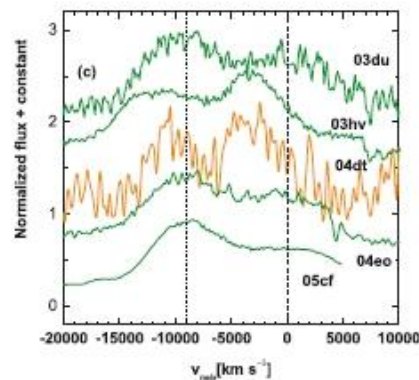
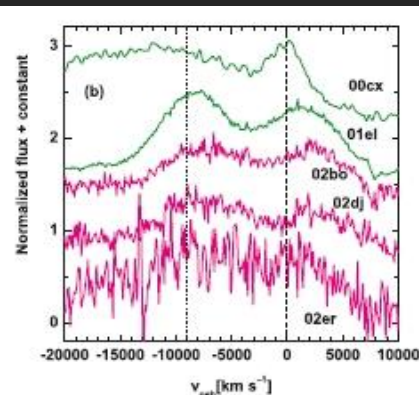
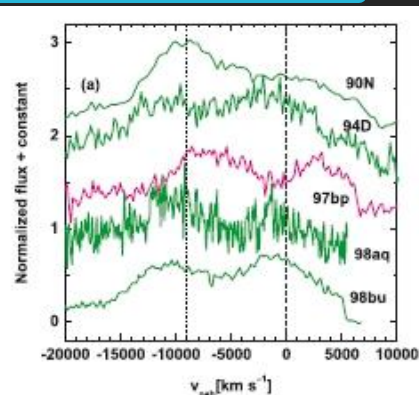
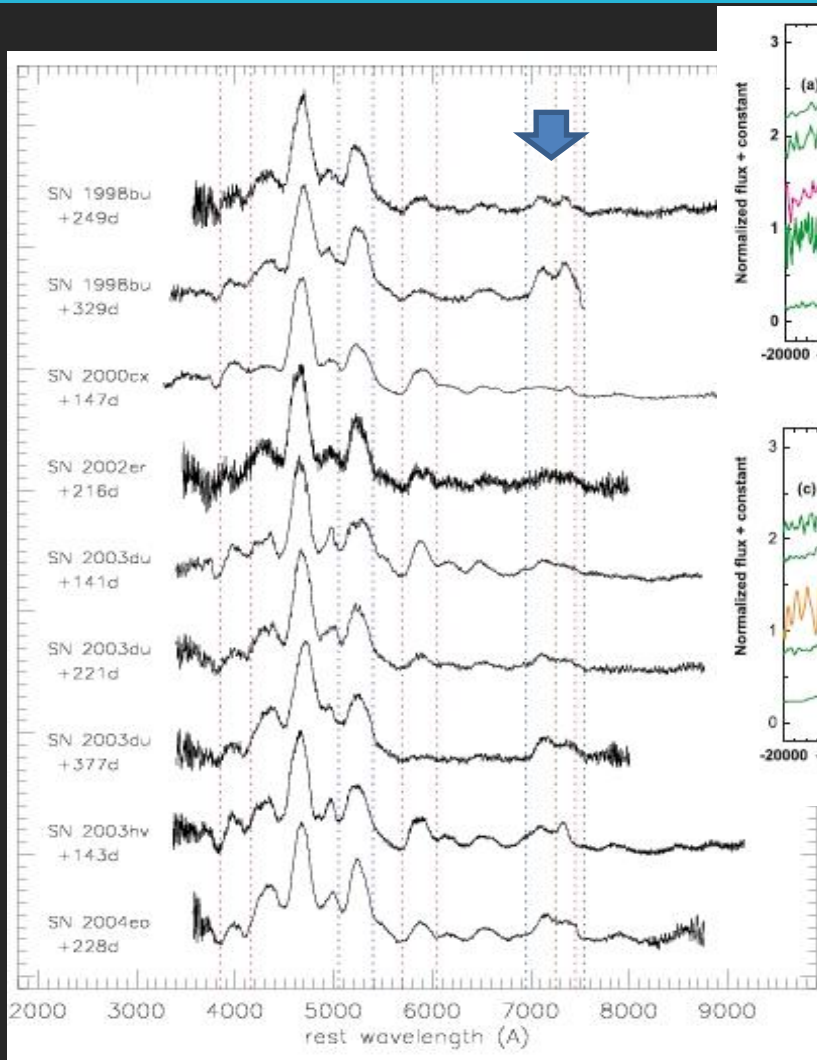
[Fe II] NIR

Maeda et al. 2010

爆燃波 ←————→ 爆轟波:  $^{56}\text{Ni} \rightarrow \text{Fe}$

# 最深部: 爆燃波の痕跡

Maeda et al. 2010, 2011



“Normal”なIa型超新星のほとんどで検出。

爆発は爆燃波で始まる。

# (多次元)爆発構造

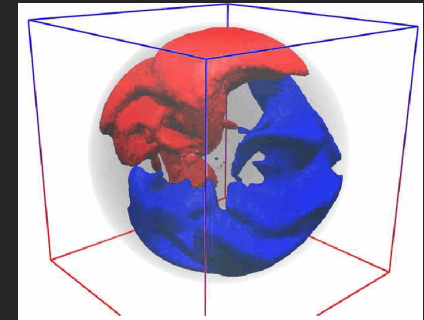
- 多次元効果:

- 爆発の点火 + 燃焼波伝搬に伴うミキシング  
観測的に不明。 観測的に支持されている。



Kuhlen et al. 2006

対流(理論計算)



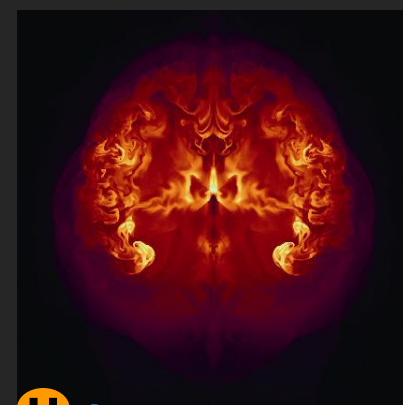
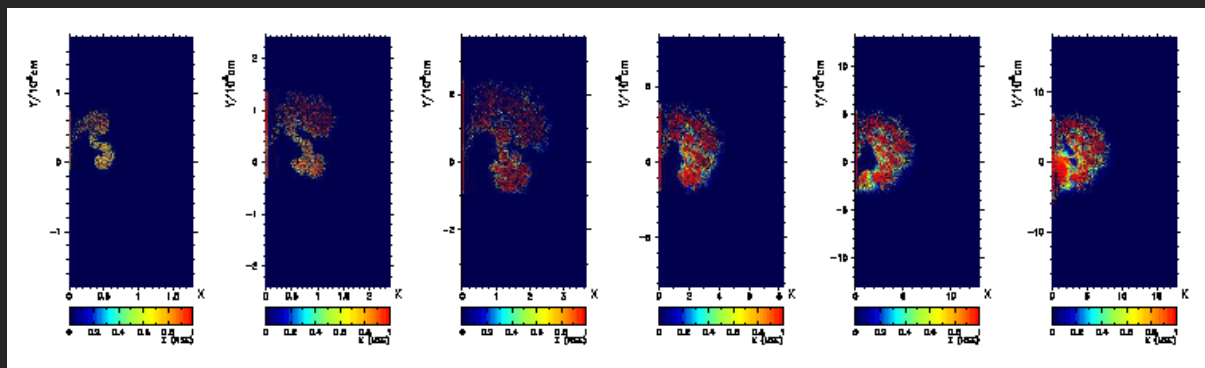
- 理論的には可能(最近の提案)。
  - 非対称の種 = 白色矮星内の対流など。

# 非対称爆発 ⇒ 理論予測



鉄族分布

時間



爆燃波

爆轟波

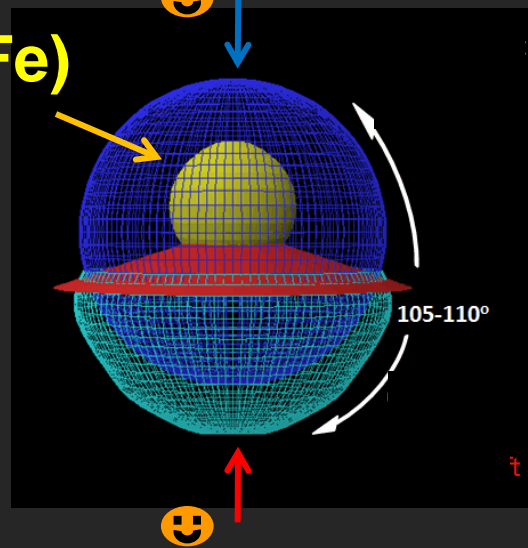
中心部 Ni (+ Fe)

理論予測

>200日のスペクトルで判別できる。

[Fe II] 7315, [Ni II] 7378

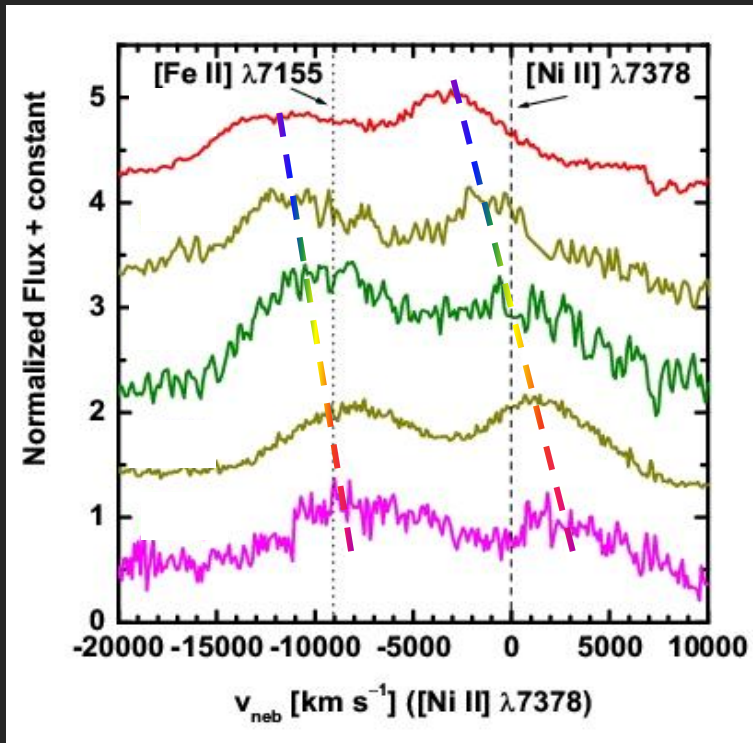
↓ Blueshift, ↑ redshift, 球対称ならno shift.



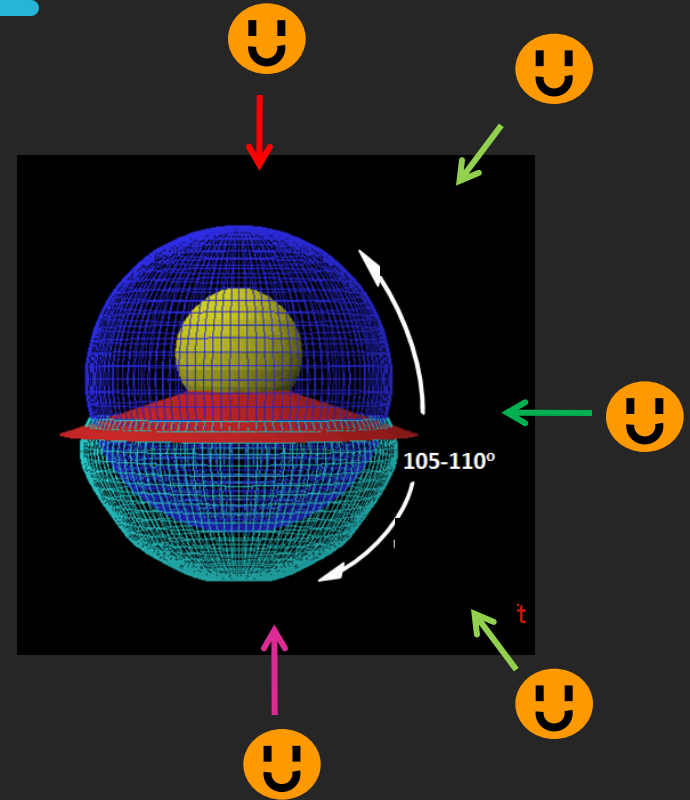
# 非対称な核反応点火の証拠

観測データ: 約20超新星

例 (5 超新星)



← →  
Blueshift    Redshift

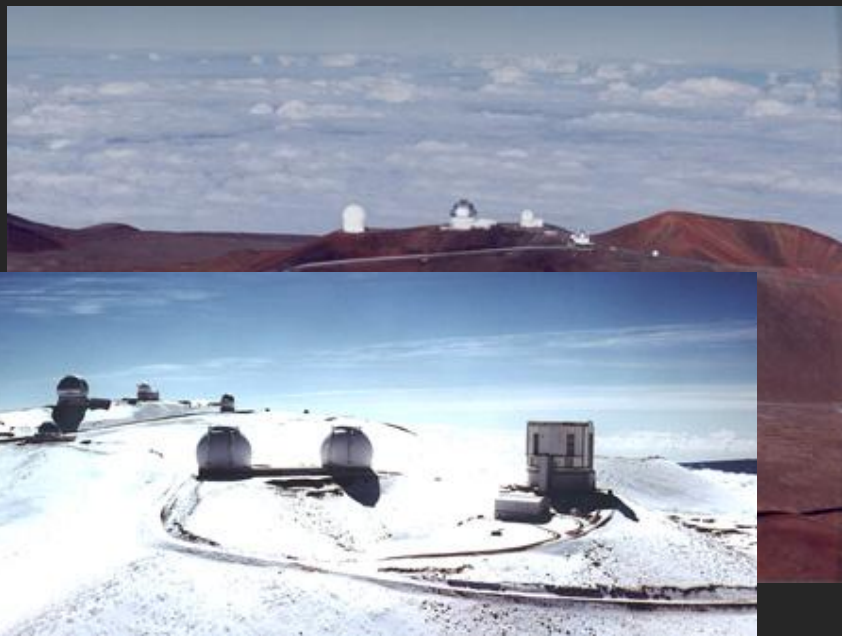


- 非対称点火は一般的。
- 輝線波長シフト⇒視線方向。

# 観測データ増加中

- 2010前期ー: PI 前田
  - FOCAS(可視)
  - IRCS+AO188(近赤外補償光学)

すばる望遠鏡:  
ハワイ島、マウナケア山頂



# 観測的多様性とその起源

---

- 爆発に至る進化は？
- 爆発機構は？
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？



# Ia型超新星の多様性

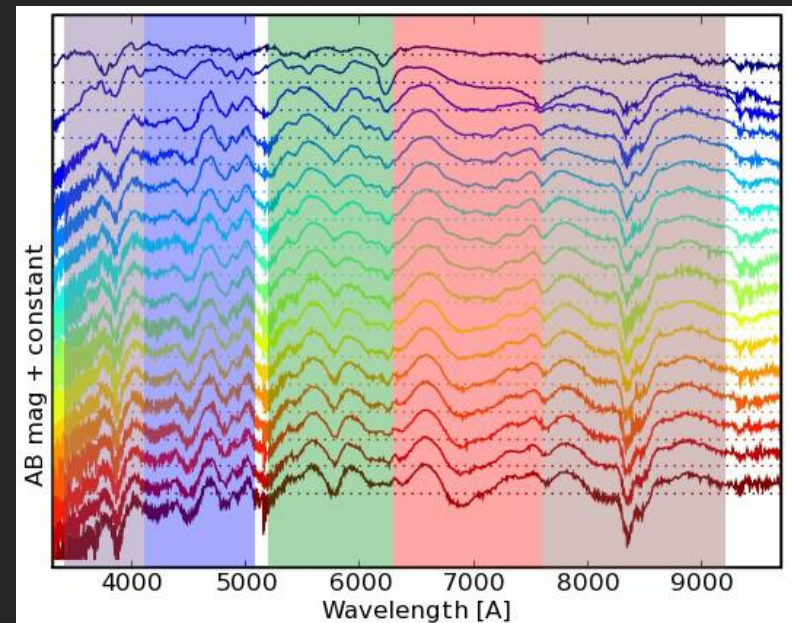
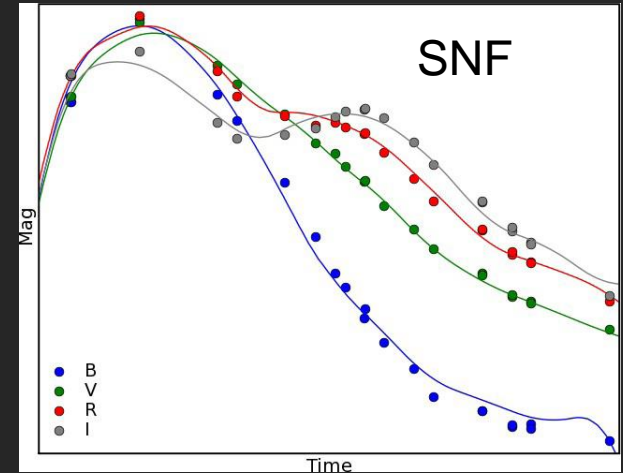
---

- Barbon et al. 1990
- Branch & van den Bergh 1993
- Nugent et al. 1995
- Hatano et al. 2000
- Folatelli 2004
- Benetti et al. 2005
- Hook et al. 2005
- Blondin et al. 2006
- Bongard et al. 2006
- Hachinger et al. 2006
- Blondin & Tonry 2007
- Garavini et al. 2007
- Bronder et al. 2008
- Foley et al. 2008
- Matheson et al. 2008
- Altavilla et al. 2009
- Branch et al. 2009
- Wang et al. 2009
- Blondin et al. 2011
- Konishi et al. 2011
- Nordin et al. 2011
- Walker et al. 2011

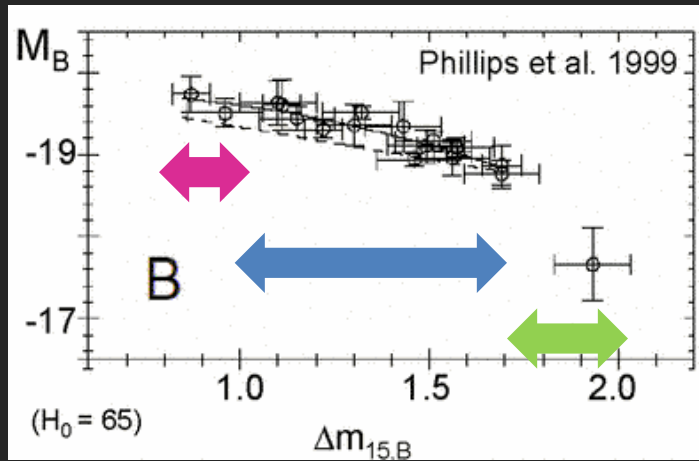
$z < 0.03$

# 超新星サーベイ+フォローアップ:近傍

- アマチュア, LOSS, Center for Astrophysics, Carnegie Supernova Project, ROTSE-III, SN Factory (SNF), Quest, CHASE, Catania Real-Time Transient Survey, Palomar Transient Factory (PTF), PanSTARRS
- 例: SNF 600超新星/2年, PTF 500超新星/1年。



# “1パラメータ”内の多様性



1991T-like:  
明るい+遅い

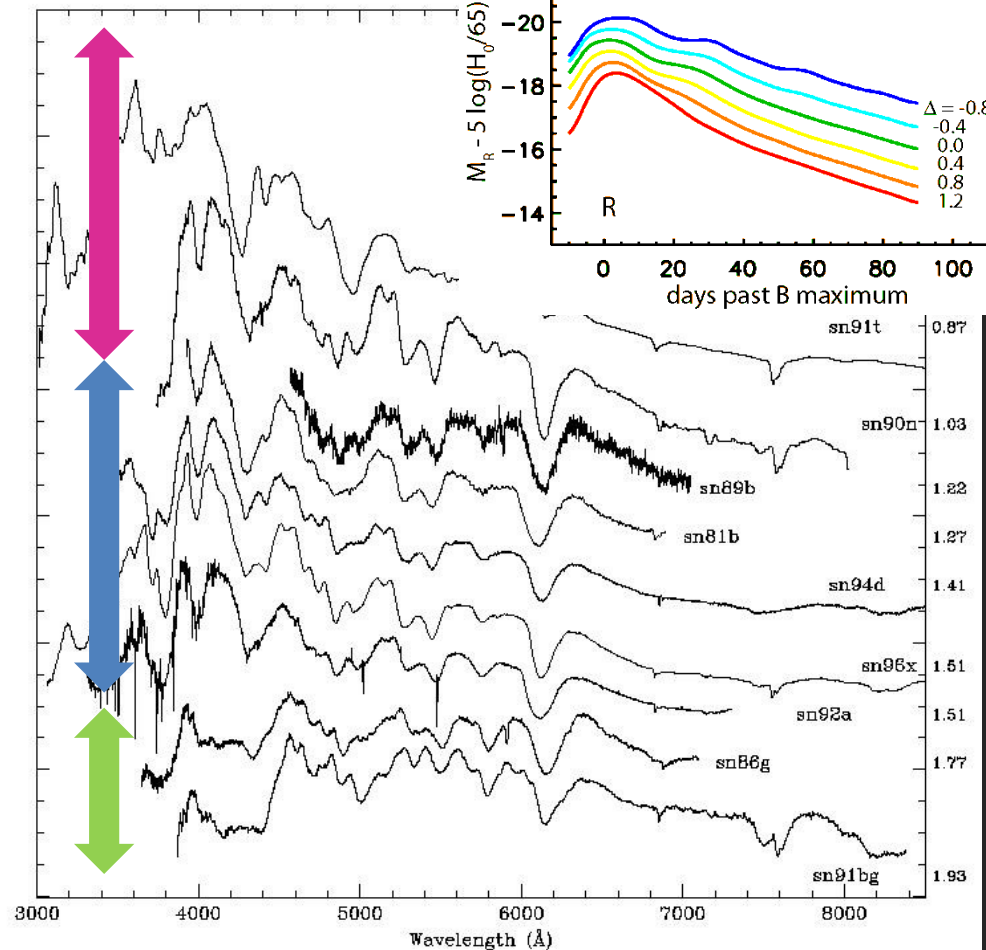
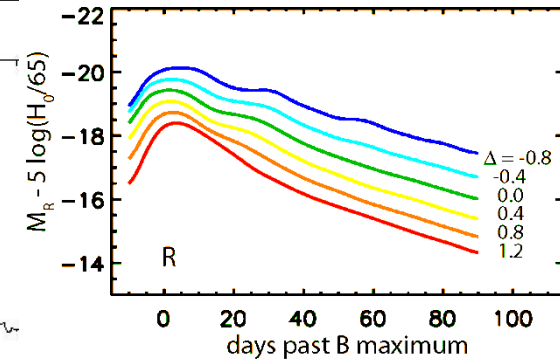
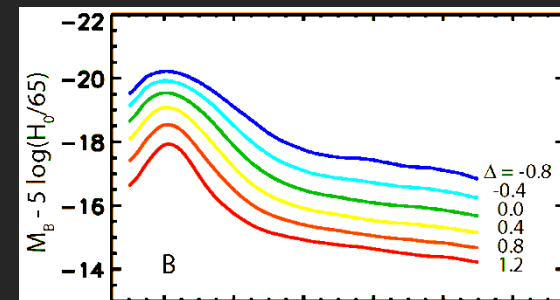
“Normal”

1991bg-like:  
暗い+速い

“1パラメータ”  
 $\Delta m_{15}$  (光度曲線)

⇒ 最大光度

⇒ スペクトル



# 光度曲線

熱源 = 放射性元素崩壊

$$L \sim 1.3 \times 10^{43} \text{ erg} \frac{M(^{56}\text{Ni})}{M_{\odot}} \exp\left(\frac{-t}{113.5 \text{ day}}\right)$$

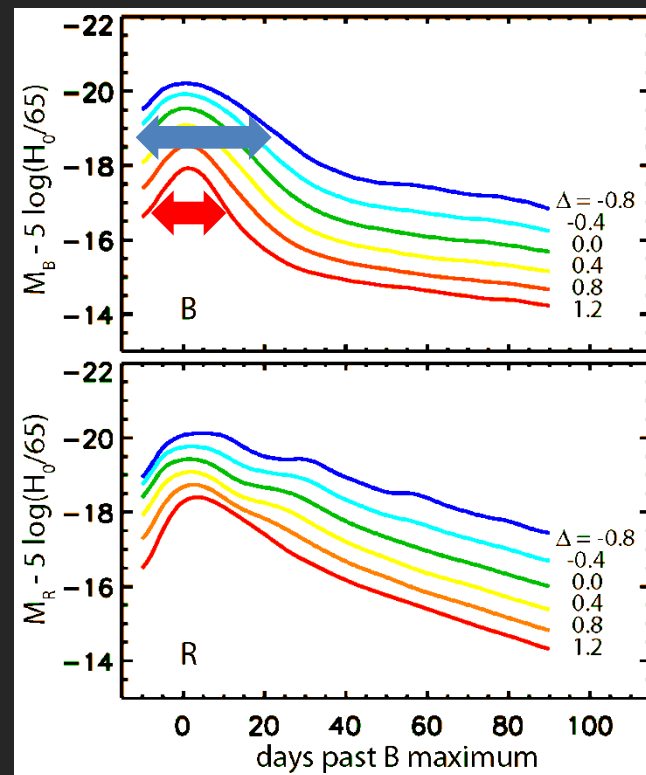
$M(^{56}\text{Ni}) \uparrow \Rightarrow \text{光度} \uparrow$

光度進化の速さ = 可視光拡散時間

$$\Delta t \approx \kappa^{1/2} M^{3/4} E^{-1/4}$$

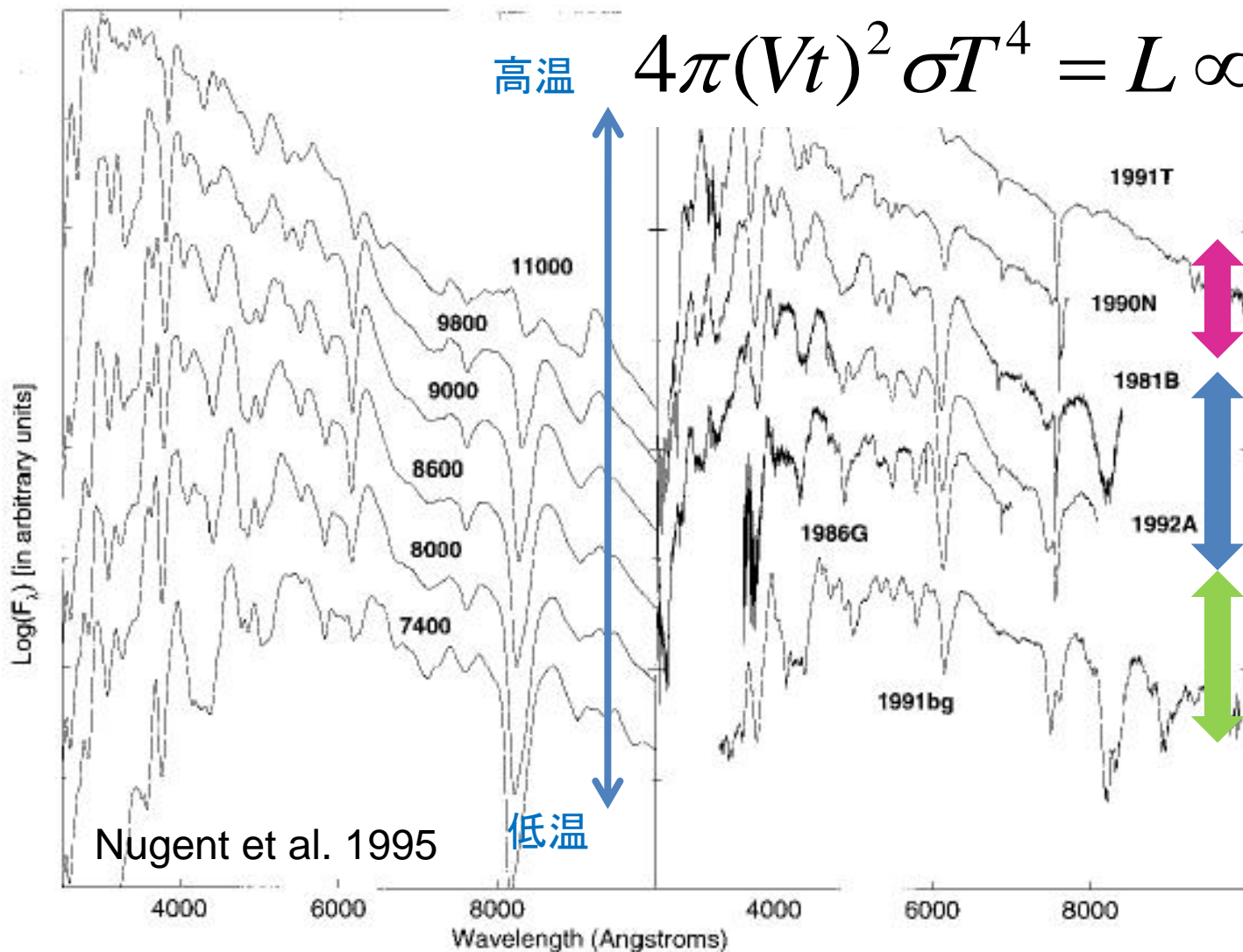
$M(^{56}\text{Ni}) \uparrow \Rightarrow M(\text{Fe}) \uparrow \Rightarrow \text{拡散時間} \uparrow$

鉄族は可視吸収係数が大きい



# フィリップス関係⇔分光的性質

$$4\pi(Vt)^2 \sigma T^4 = L \propto M(^{56}\text{Ni})$$



1991T-like:  
明るい+遅い

“Normal”

1991bg-like:  
暗い+速い

# “1パラメータ”内での多様性= $^{56}\text{Ni}$ 質量

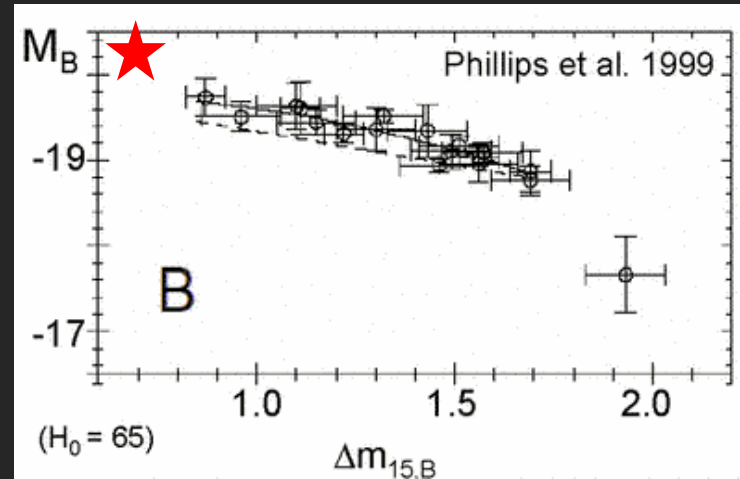
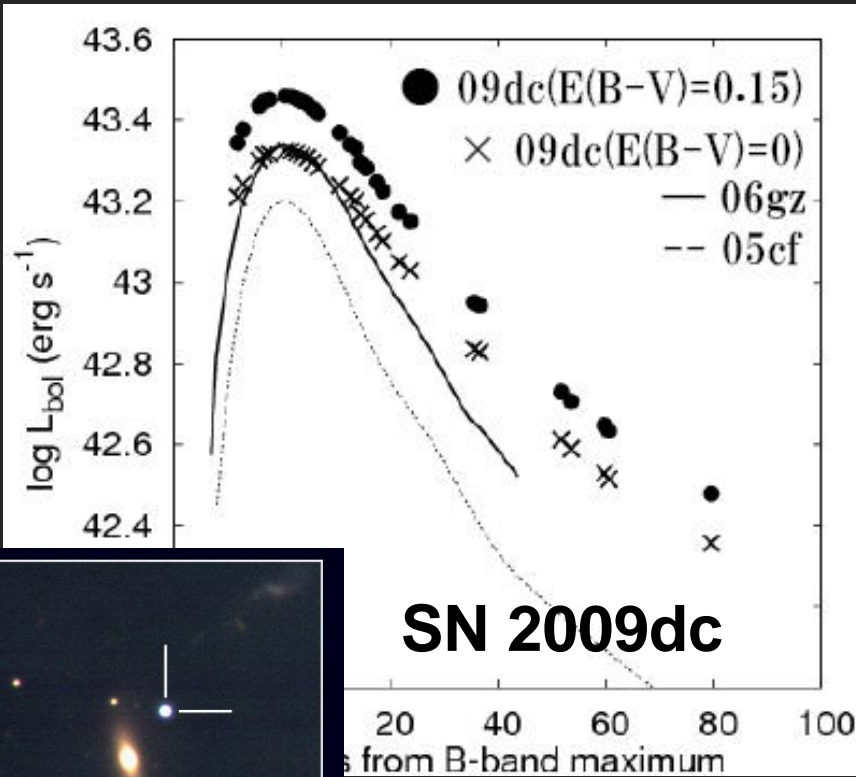
---

- 現象論的理解：
  - パラメータ= $^{56}\text{Ni}$ 質量。
- 物理的(根本的)理解：
  - なぜ $^{56}\text{Ni}$ 質量が異なるか？何が決めるか？
    - アイデアはいくつかあるが、まだ**未解決**。
    - 例えば、白色矮星対流→点火条件のばらつき。

# 超チャンドラセカール白色矮星？

遅い ← → 速い

“明るい+遅い”の極限



明  
↑  
↓  
暗

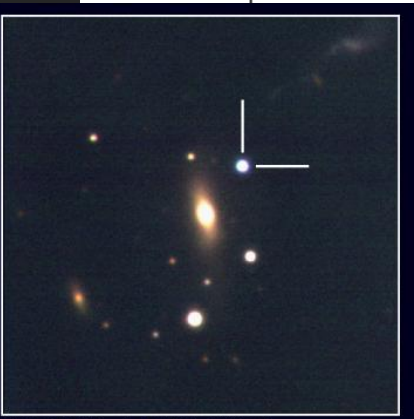
$M(^{56}\text{Ni}) > 1 M_{\odot}$

$M(^{56}\text{Ni}) + M(\text{Si}) + M(\text{O}) \dots > 1.4 M_{\odot}$

超チャンドラセカール質量？  
 高速回転？進化過程は？

Yamanaka+ 2009

これまで数例

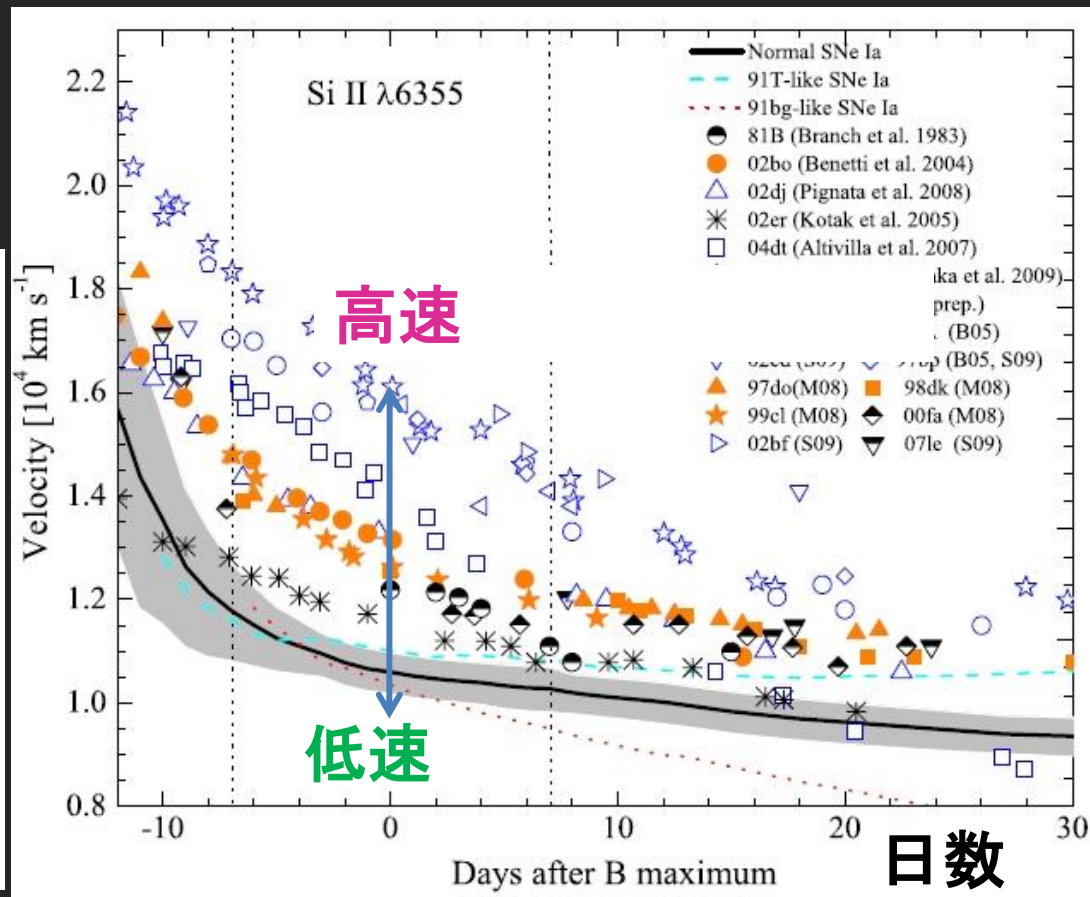
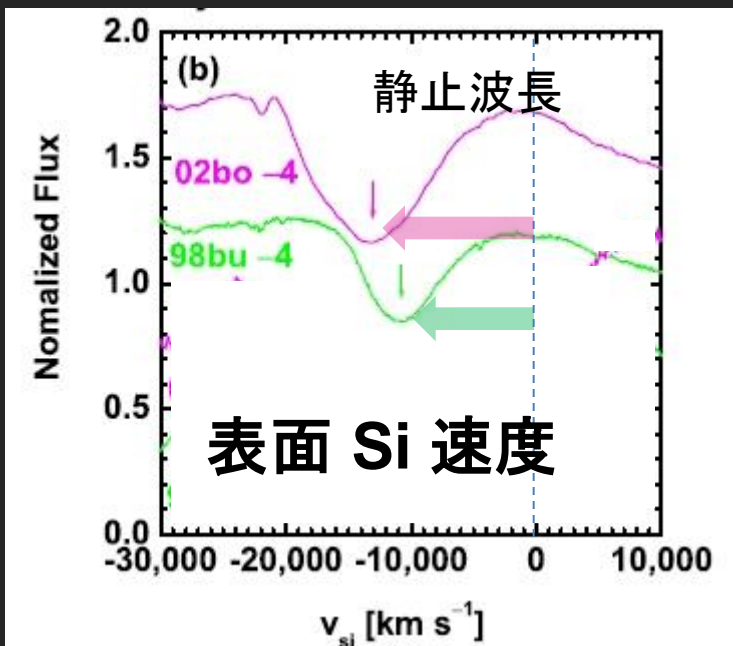


SN 2009dc in UGC 10064  
 KANATA Telescope/HOWPol (B, V, R)  
 Copyright © Higashi-Hiroshima Observatory

# “1パラメータ”を超えた多様性: Si速度

## Si 速度

### 最大光度時(表面)の Si速度



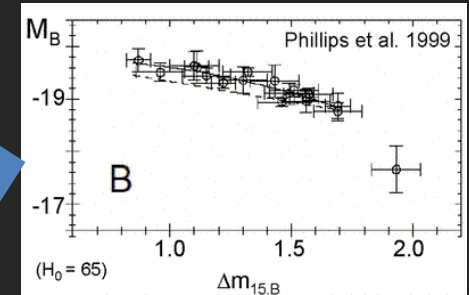
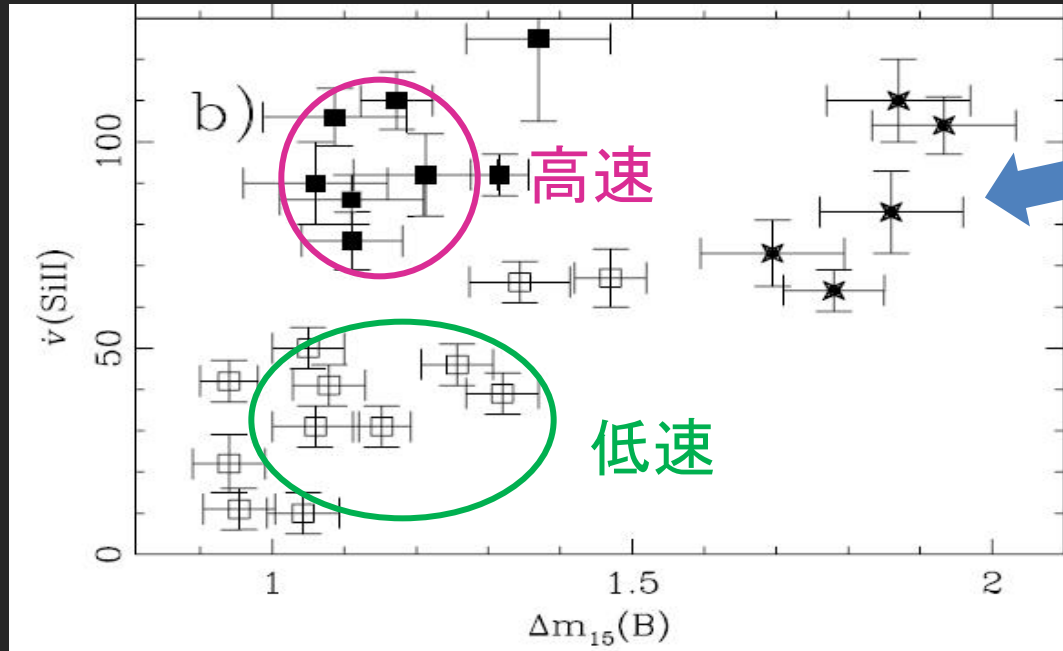
表面Si速度は、ばらばら。



# 多様性:速度・速度勾配

Benetti et al. 2004, 2005

Si速度(の時間変化率)



$\Delta m_{15}(B)$  = 光度進化

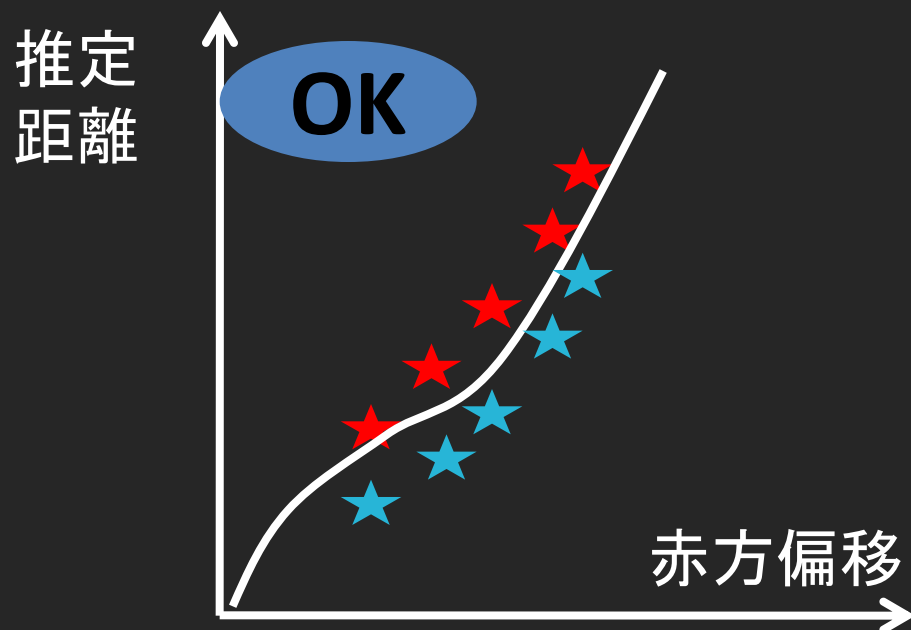
1パラメータ:  $\Delta m_{15}$ (光度時間進化)  $\Leftrightarrow$  最大光度、スペクトル...

$\Delta m_{15}$ と相関しない多様性  $\Rightarrow$  別のパラメータ?

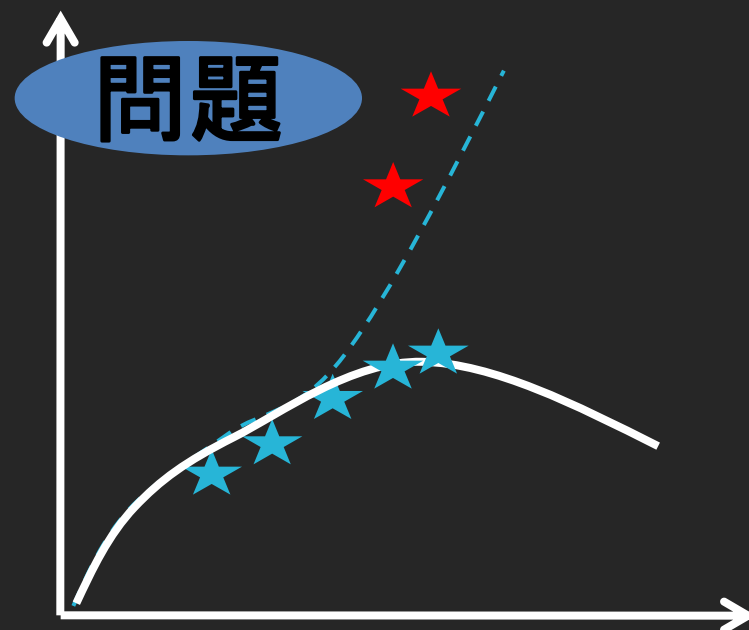
Ia型超新星には異なる数種類のものが混在?

# 宇宙論にも重要？

- もし明るさの違う2種類の超新星があると...  
(→距離の見積もりにバイアス)



環境非依存  
(進化なし)



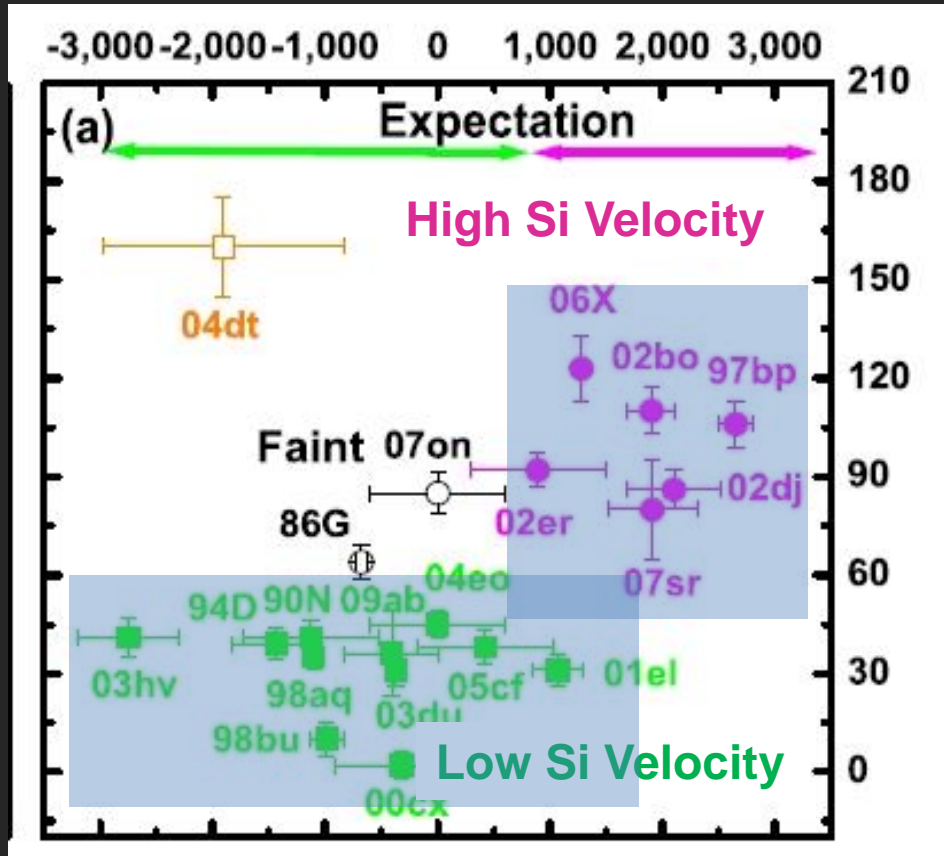
環境依存  
(宇宙年齢で進化)

# 多様性の起源 = 非対称爆発 + 視線方向

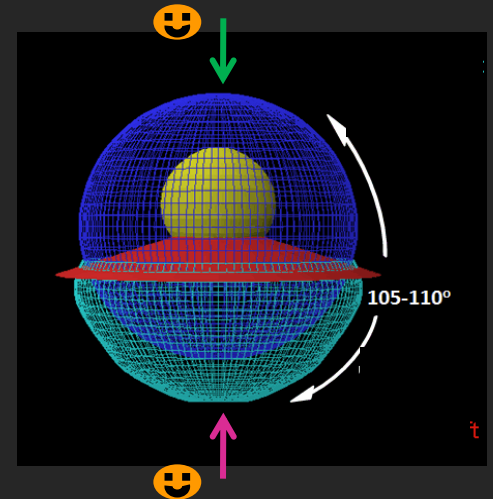
## 表面Si 速度

高速

低速



“低速”な超新星



“高速”な超新星

見かけの多様性。

Ia型 = 一種類。

→ 宇宙論 OK。

Blueshift

Redshift

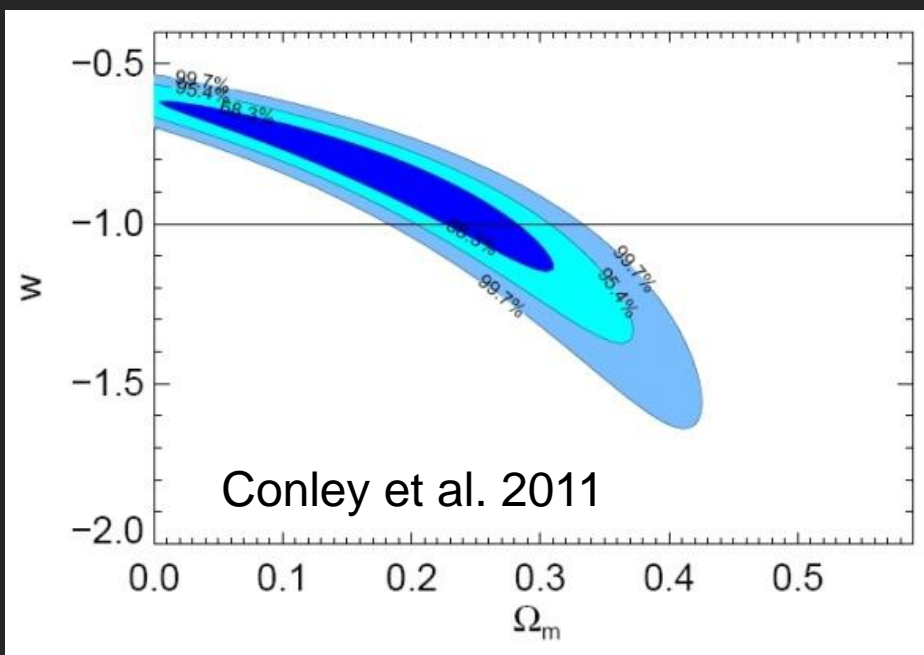
中心のNi/Feからの放射の波長 ⇒ 視線方向

# 今後の超新星宇宙論への応用

---

- 爆発に至る進化は？
- 爆発機構は？
- なぜ宇宙論的標準光源か？
- 多様性とその理解？
- 今後の宇宙論への応用？

# 超新星宇宙論の将来？



$$E \propto a^{-3(1+w)}$$

Einstein's  $\Lambda$

$\Rightarrow w = -1, z$  変化無し。

Table 7: Identified systematic uncertainties

Description	$\Omega_m$	$w$
Stat only	$0.19^{+0.08}_{-0.10}$	$-0.90^{+0.16}_{-0.20}$
All systematics	$0.18 \pm 0.10$	$-0.91^{+0.17}_{-0.24}$
Calibration	$0.191^{+0.095}_{-0.104}$	$-0.92^{+0.17}_{-0.23}$
SN model	$0.195^{+0.086}_{-0.101}$	$-0.90^{+0.16}_{-0.20}$
Peculiar velocities	$0.197^{+0.084}_{-0.100}$	$-0.91^{+0.16}_{-0.20}$
Malmquist bias	$0.198^{+0.084}_{-0.100}$	$-0.91^{+0.16}_{-0.20}$
non-Ia contamination	$0.19^{+0.08}_{-0.10}$	$-0.90^{+0.16}_{-0.20}$
MW extinction correction	$0.196^{+0.084}_{-0.100}$	$-0.90^{+0.16}_{-0.20}$
SN evolution	$0.185^{+0.088}_{-0.099}$	$-0.88^{+0.15}_{-0.20}$
Host relation	$0.198^{+0.085}_{-0.102}$	$-0.91^{+0.16}_{-0.21}$

{

 より高精度の標準光源 (+ 物理的理解)  
 観測・解析技術

# 宇宙論：超新星Color⇔星間吸収・赤化

距離指標  $\sim \log(\text{距離})$

星間吸収  $A_V = R_V E(B-V)$

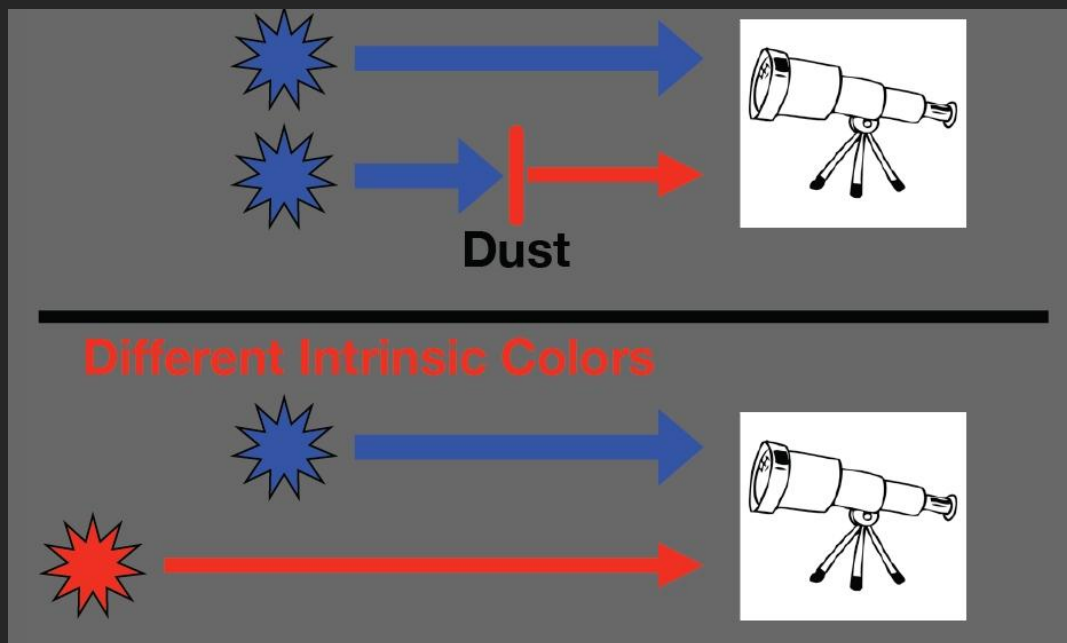
$$\mu = m_V - M_V(0) - \alpha[\Delta m_{15}(B) - 1.1] - R_V E(B-V)$$
$$E(B-V) = (B-V)_{obs} - (B-V)_0$$

色超過

赤化を受ける前の色 (color)

もともとの色と  
星間吸収の  
理解が重要

超新星宇宙論におけ  
る大きな不定要素



# 星間赤化？

最大等級

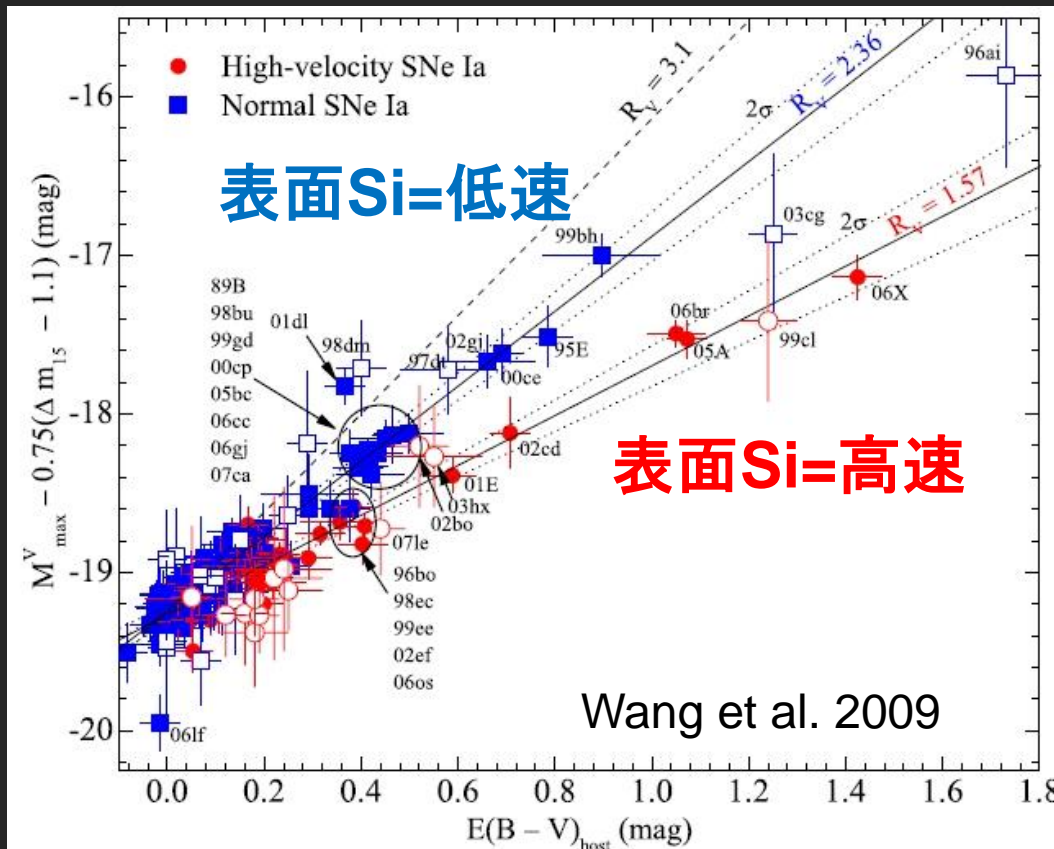
暗

明

星間物質の性質



星間吸収  $A_V = R_V E(B-V)$



もともとの色が同じと仮定

“高速”と“低速”で  $R_V$  が異なる。

→異なる環境？

⇔ホスト銀河の性質等は違いが無い。

”視線方向”。

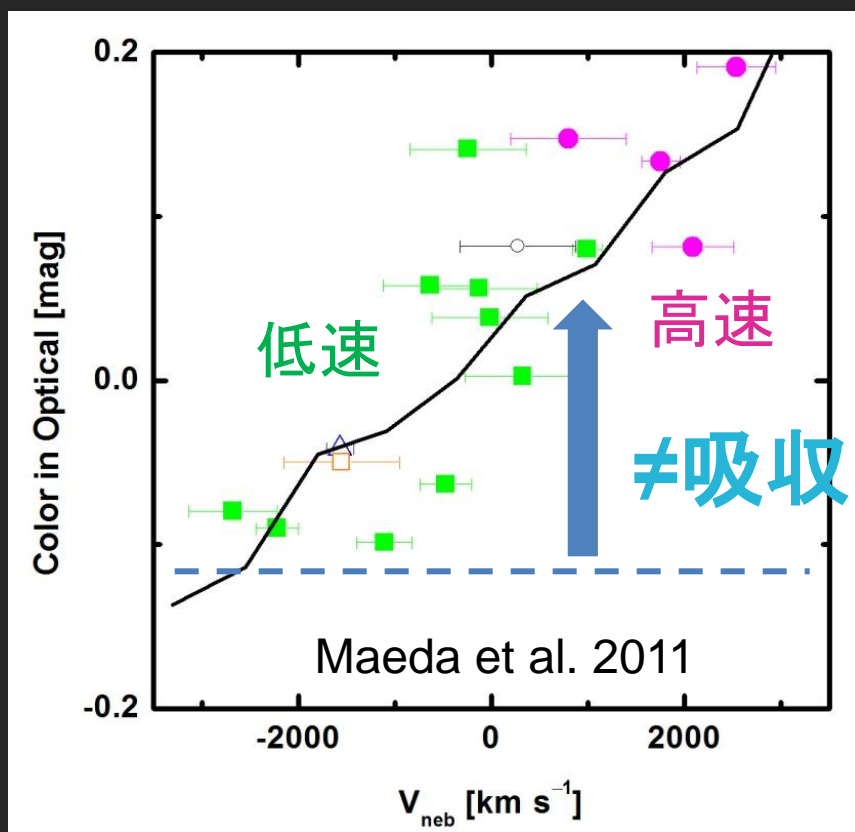
青(吸収少)

赤(吸収大)

$E(B-V)$

# もともとの色

B-V(色)



視線方向(Ni輝線)

星間吸収  $A_V = R_V E(B-V)$

- 視線方向 $\leftrightarrow$ 本来の色。

- “高速”超新星に対して色超過・星間吸収を大きく見積もっていた。

#多数の超新星＝平均的には打ち消す効果。

- $R_V$ (星間物質の性質)は同じで良い。



# より高精度の超新星宇宙論へ向けて

距離指標  $\sim \log(\text{距離})$

星間吸収  $A_V = R_V E(B-V)$

$$\mu = m_V - M_V(0) - \alpha[\Delta m_{15}(B) - 1.1] - R_V E(B-V)$$
$$E(B-V) = (B-V)_{obs} - (B-V)_0$$

色超過

赤化を受ける前の色 (color)

もともとの色 ( $\Rightarrow$  星間吸収) のより正確な導出。

距離不定性 10%  $\Rightarrow$  6%。

相補的

他のアプローチ:

近赤外での明るさを用いる: 星間吸収が小さい。

# まとめ

---

- 爆発に至る進化は？
  - 新しい観測アイデア多数。だがまだ未決着。
  - 超チャンドラセカール白色矮星？
- 爆発機構は？
  - 非対称点火＋爆燃・爆轟の強い証拠。
  - 点火の仕方等はさらなる理解が必要。
- なぜ宇宙論的標準光源か？
  - $^{56}\text{Ni}$ 質量のばらつきの起源は？点火条件？

# まとめ

---

- 多様性とその理解？
  - Si速度・色等是非対称＋視線方向で理解できる。
- 今後の宇宙論への応用？
  - 星間吸収のより正確な補正が可能。
  - 近赤外サーベイ等と相補的。