

## 第二回 超新星ニュートリノ研究会@富山

チュートリアル講演:

大質量超新星の親星の種類と進化

梅田 秀之 (東大天文)

2016年1月6日

## 本講演の目的

- 本研究領域の研究目的の一つは近傍超新星の爆発前の前兆ニュートリノ放射を観測する体制を整える事である。
- これまで想定している爆発天体候補はベテルギウスなどの赤色超巨星やWolf-Rayet星のように一般に良く知られている進化末期の星であった。
- しかし実際にはSN1987Aに代表されるように、必ずしもこのような天体のみが爆発して超新星になっているわけではない。
- 本講演では現在考えられている全ての重力崩壊型超新星とその親星の性質を考えることにより、どのような状態の星が重力崩壊型の超新星爆発を引き起こす可能性があるのか解説を行う。

## 大質量超新星の親星の種類と進化

Ia型を除くほとんど全ての超新星は太陽質量の9倍以上の大質量星の爆発であり、Ib, Ic, Ic-BL, IIp, IIL, IIb, IIIn型そしてSLSN (super luminous SN)などが観測されている。また観測的に示唆される親星は必ずしも一般によく言われるような赤色超巨星やウォルフ・レイエ星だけでなく一見意外なものも含まれている。本講演ではこれらの超新星の親星の性質とそれらがどのように作られたかについて、分かっていること及び分かっていないことを説明する。

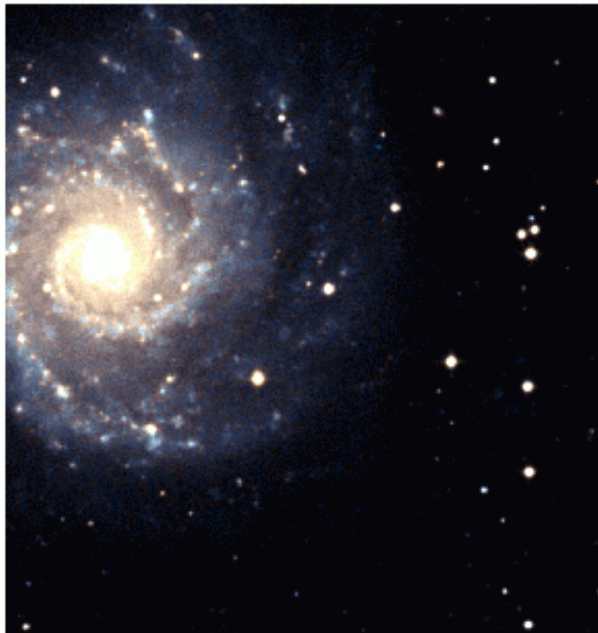
## 内容（～と親星）

1. Shock heating 超新星 (II-P, II-L, IIb型)
  2. SNe in Binary Systems
  3. (比較的)近傍の有名な重力崩壊型超新星
  4. Shock breakout & cooling phase
  5. SN1987Aの(親星の)謎
  6. SNe Ic & Ic-BL (hypernova)
  7. Faint SN & ECSN
  8. (Super luminous) SNe IIn
  9. Super luminous SNe
- まとめ

# (重力崩壊型)超新星 — 大質量星の死 —

- ⇒ 中心に中性子星またはブラックホールを残して星の大部分を吹き飛ばす大爆発
- ⇒ 太陽の約100億倍の明るさ(銀河系の明るさに匹敵)
- ⇒ 元素の主要な起源と考えられている(爆発で撒き散らす)

M74 - Digital Sky Survey  
1990

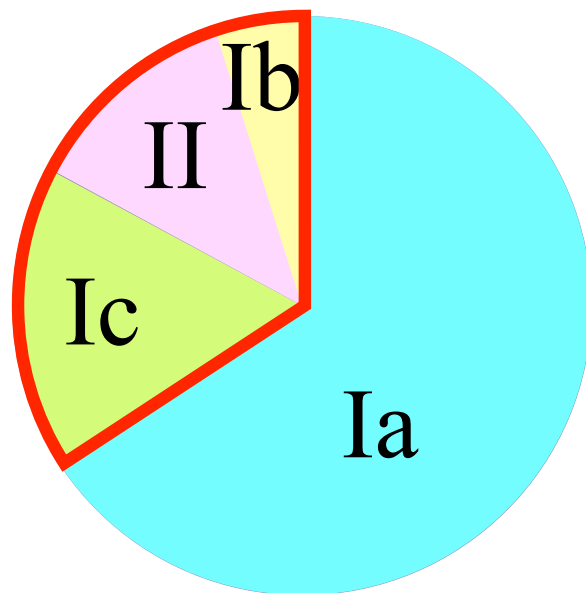


Mt. Hopkins 1.2m - SN 2002ap  
Jan 31, 2002



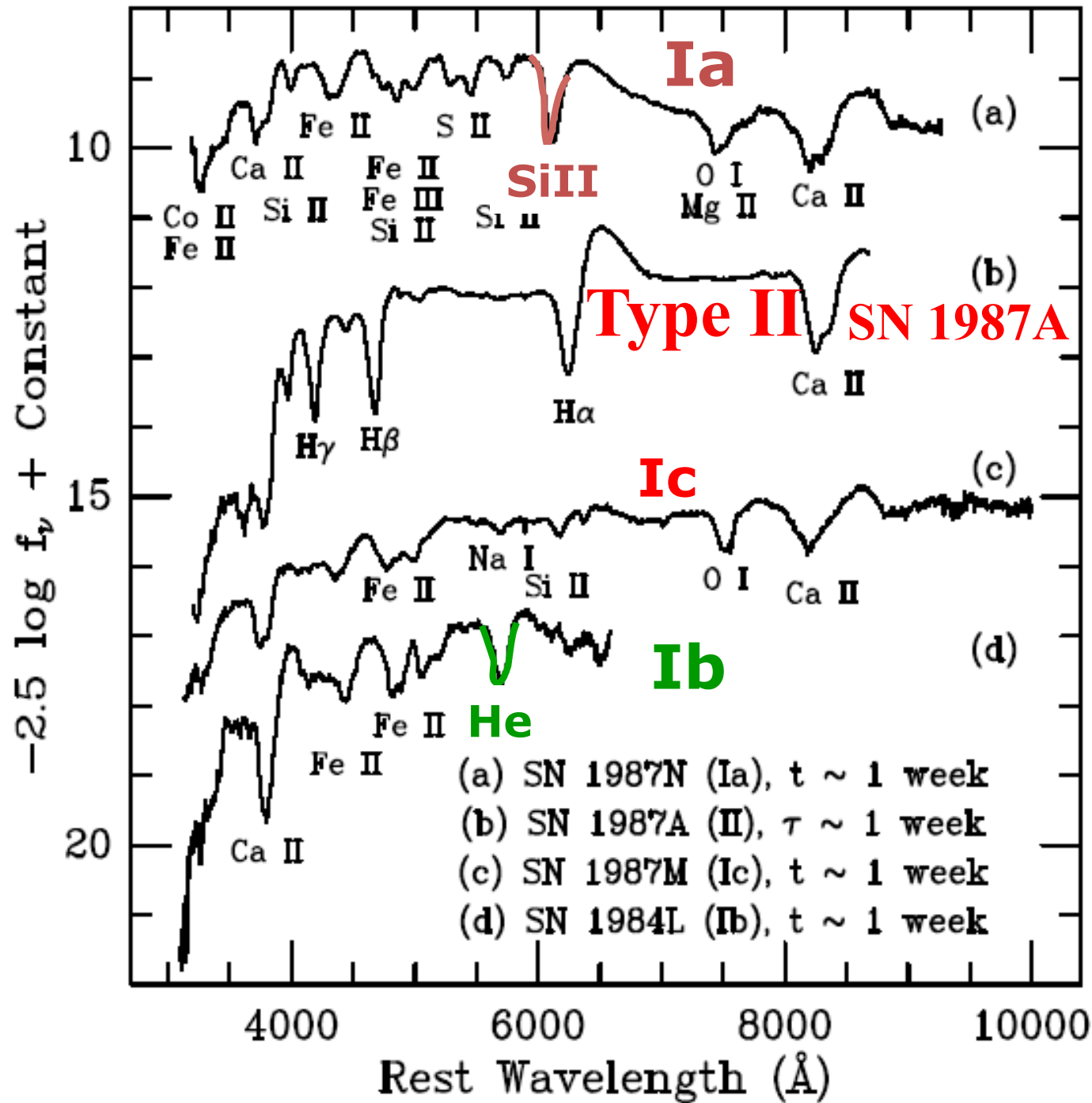
# 超新星(SuperNova)の発見数

- SN 1987A—1987T 20個/年
- ~ SN 2006ue 551個/年



Ia型超新星  
炭素爆燃型超新星

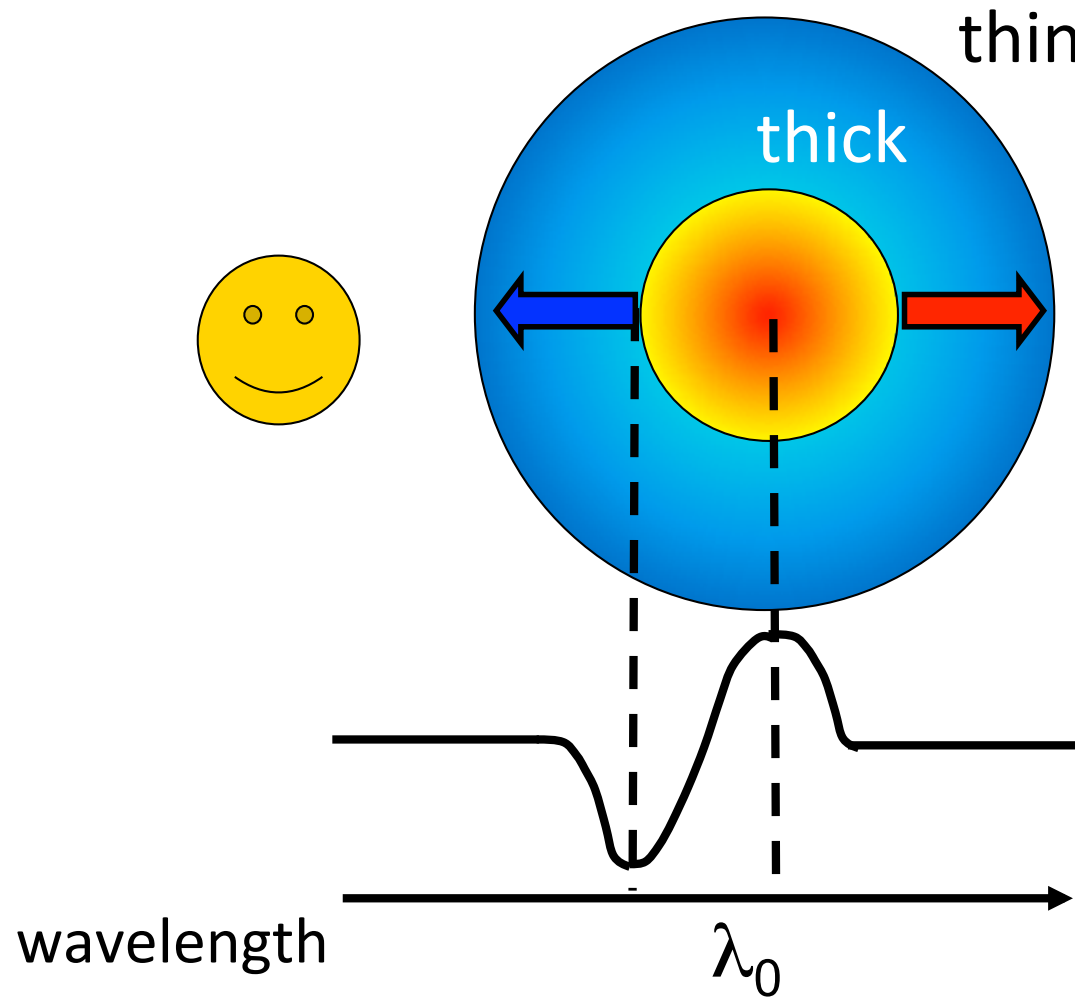
II, Ib, Ic型超新星  
重力崩壊型超新星



超新星の分類:  
 主に**最大光度時**  
**のスペクトル**  
 による

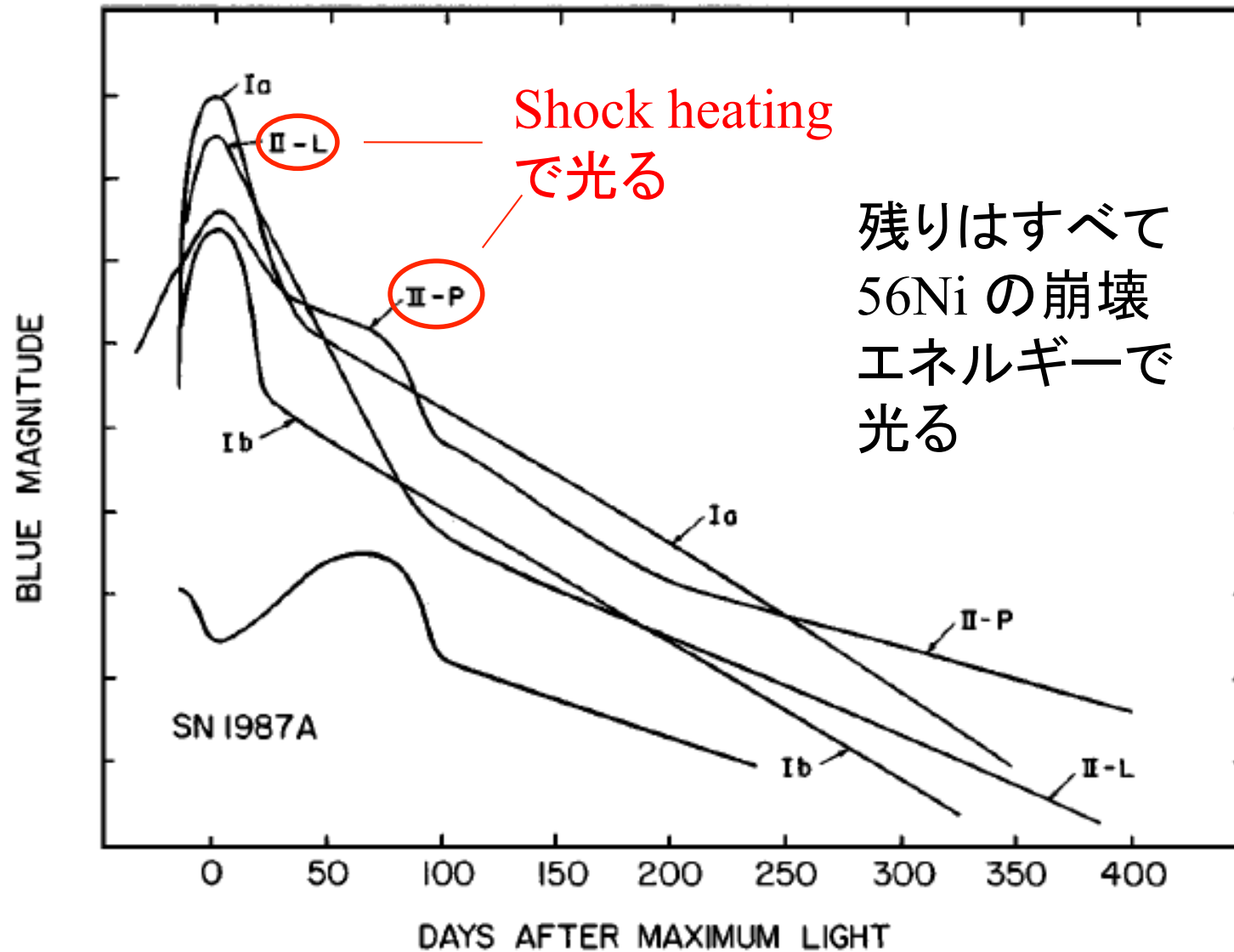
**Ic:**  
 no H,  
 no strong He,  
 no strong Si

# P – Cygni profile: 吸収線が blueshift





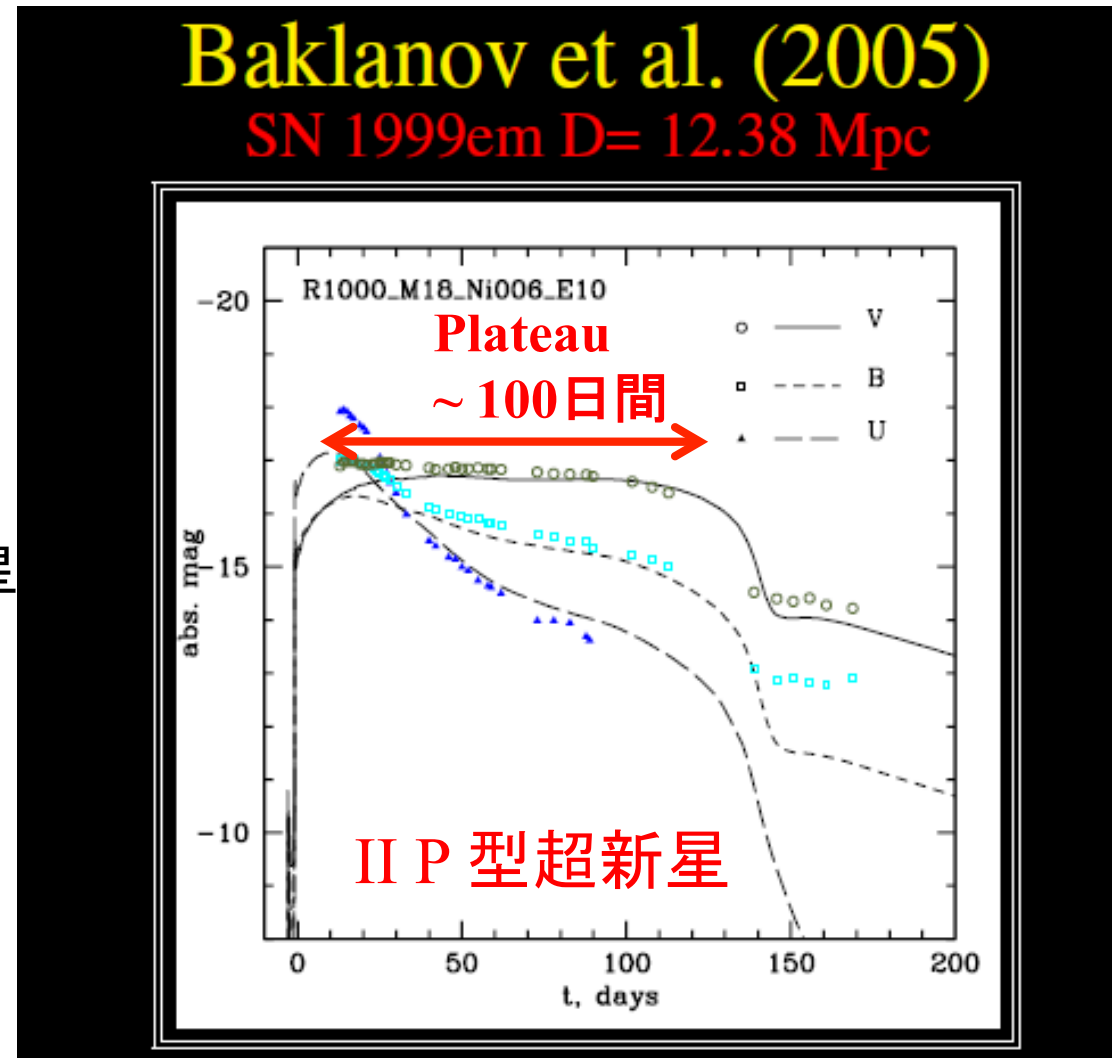
# 超新星の型と光度曲線の形



Filippenko 1997, ARAA

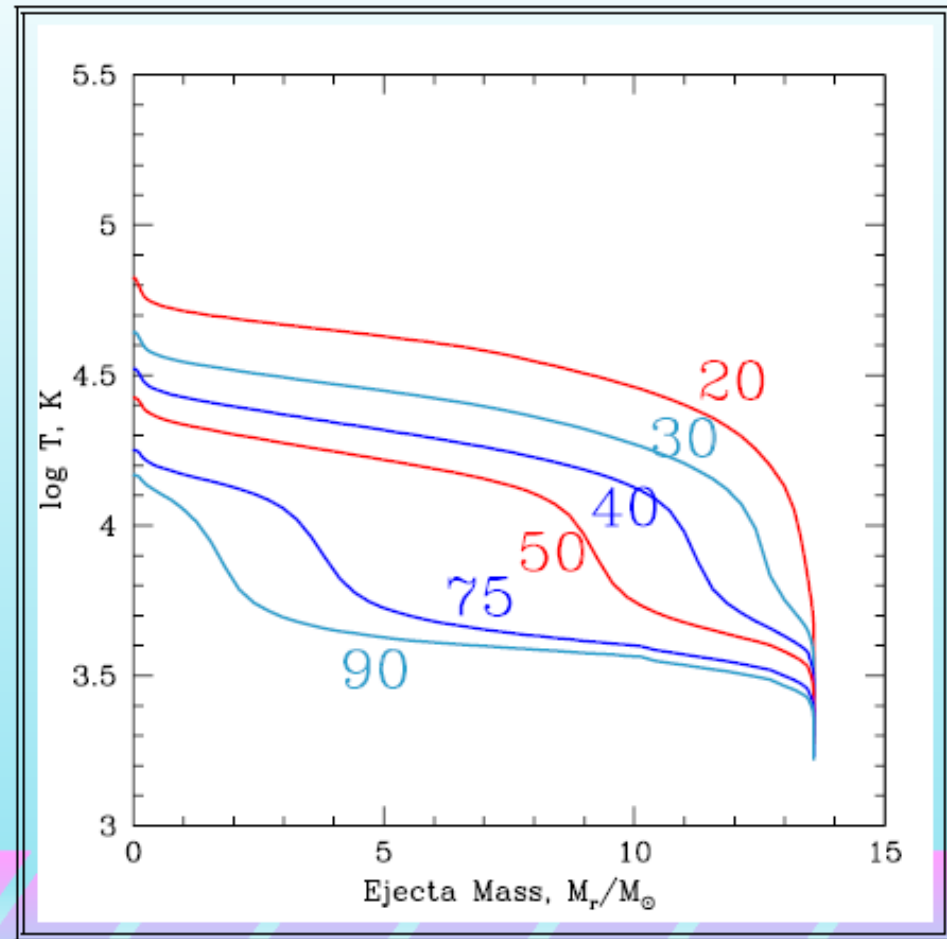
# Shock heating 超新星 (II-P, II-L, IIb型)

- Shock heating
  - II-P 型超新星の長い Plateau の光源
  - II-P 型超新星の親星は厚い水素層を持った赤色超巨星 (あまり Mass Loss をしていない大質量星)  
=  $11 \sim 18 M_{\odot}$  ぐらいの単独星



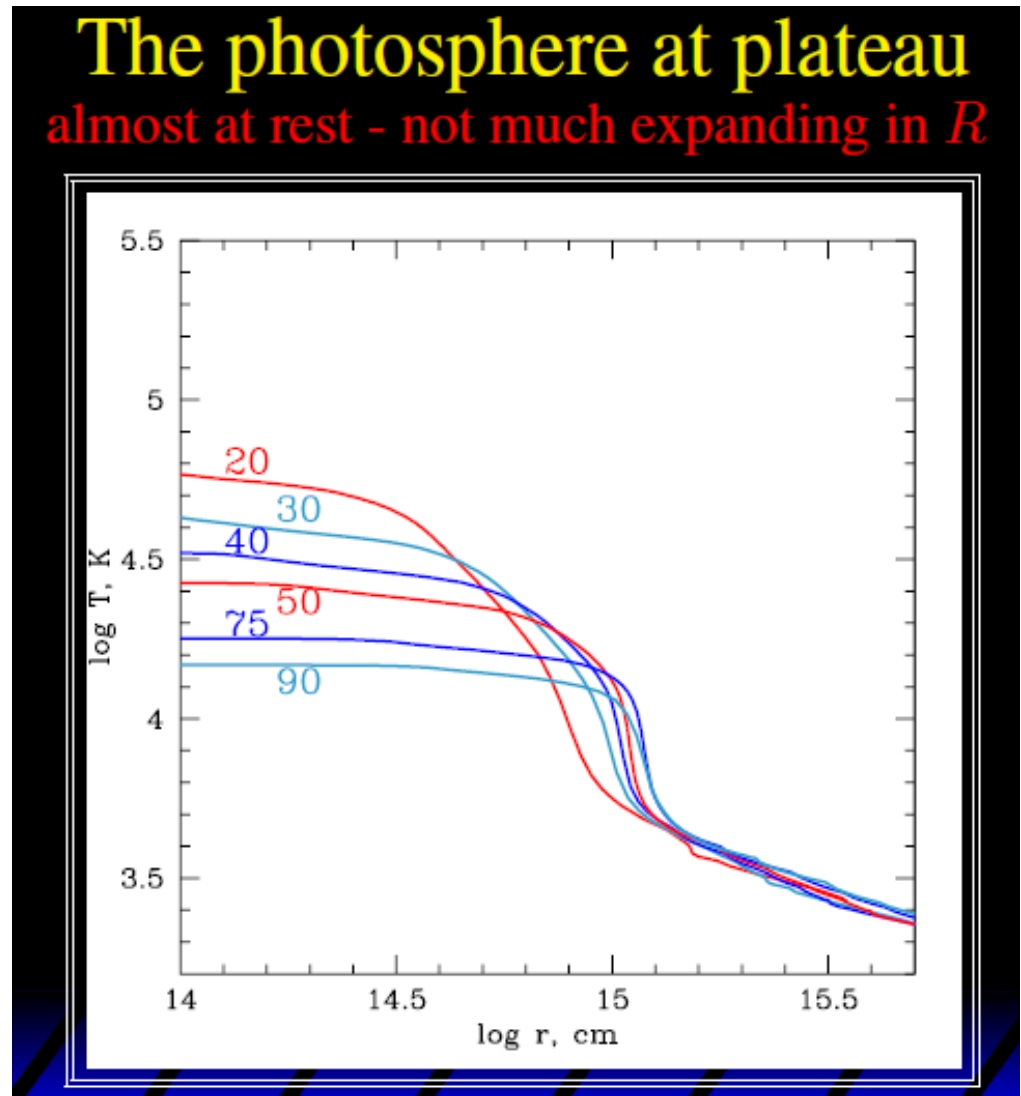
- II-P のPlateauは、なぜできるのか
- 衝撃波の通過後、電離した厚い水素の外層は徐々に冷え再結合する
- 電離した層は光に対し不透明であり、右図の温度が急激に落ちている場所(recombination front)がほぼphotosphereとなる

## Formation of LC plateau - $T$ Recombination front moving inside in $M_r$



A model for SN 1999em, Baklanov et al.(2005)

- recombination front (photosphere とほぼ一致) は質量座標で見ると内側へ入って行くが、半径で見るとほぼ動かない(右図)
- また、photosphereの温度はほぼ一定であるため、長時間に渡って超新星光度  $L \sim 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ph}}^4 \sim \text{一定}$  となる。
- II-L型超新星はII-Pと光の源は同じだが水素層が薄いため、明るさが保たれず減光が早いと考えられる

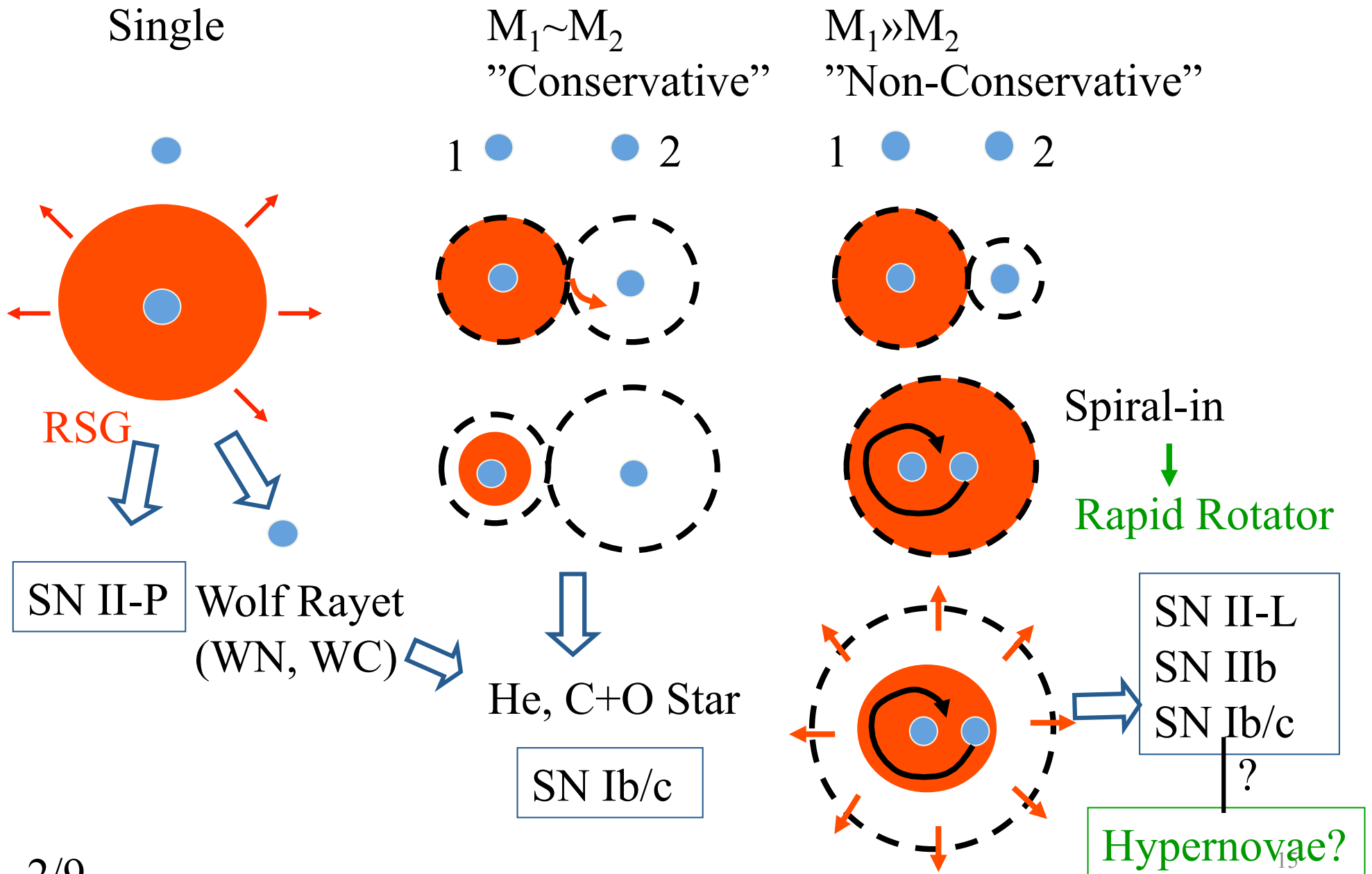


A model for SN 1999em, Baklanov et al.(2005)

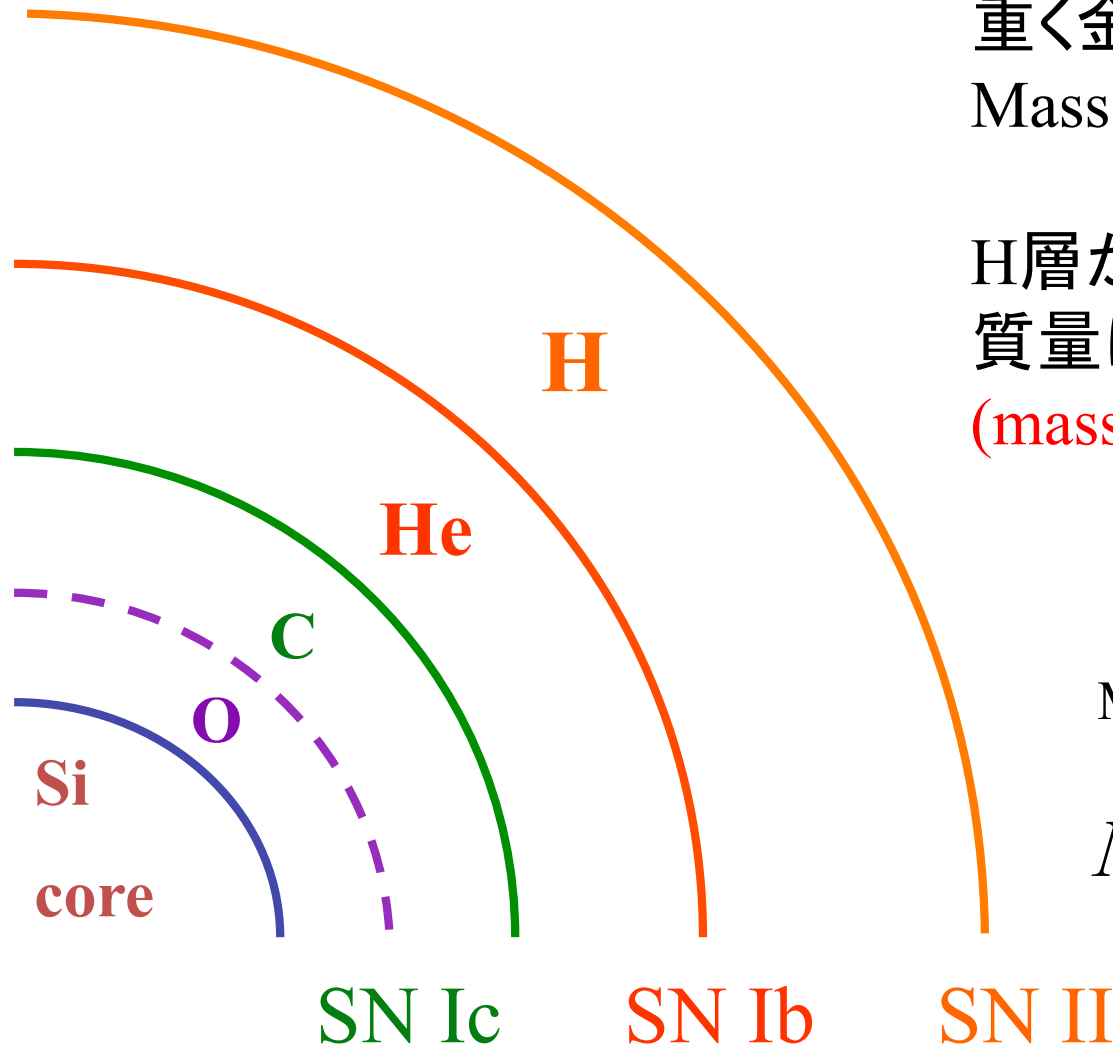
## 親星質量の決め方(II-P型)

- 爆発エネルギーとEjecta質量を仮定するとPlateauの明るさと光る継続時間を予測でき、それを観測と比較する事によっておおよその推定ができる。
- 更に、スペクトルの情報(Ejecta 速度がわかる)
- や、後期の光度曲線から $^{56}\text{Ni}$ の量が決定できると、元素合成の理論を通じてより詳細にパラメーターを決定できる。

# SNe in Binary Systems: II-L, Ib, Ib/c



# 大質量(>10M<sub>☉</sub>)超新星の分類



重く金属の多い星ほど  
Mass Loss が多い

H層が無くなる(SN I型になる)  
質量は実は良くわかっていない  
(mass loss rate に不定性)

Mass Loss Rate

$$\dot{M} \approx A(L, T_{eff}) Z^{0.5} \frac{L}{T_{eff}}$$

## 理論計算: 吉田 & 梅田 2010

### ● Mass loss rate

OB stars

→ Vink et al. (2001)

$$\propto Z^{0.85}$$

Red giant branch → de Jager et al. (1988)

$$\propto Z^{0.5} \text{ 依存性を追加}$$

(e.g. Kudritzki and Puls 2000)

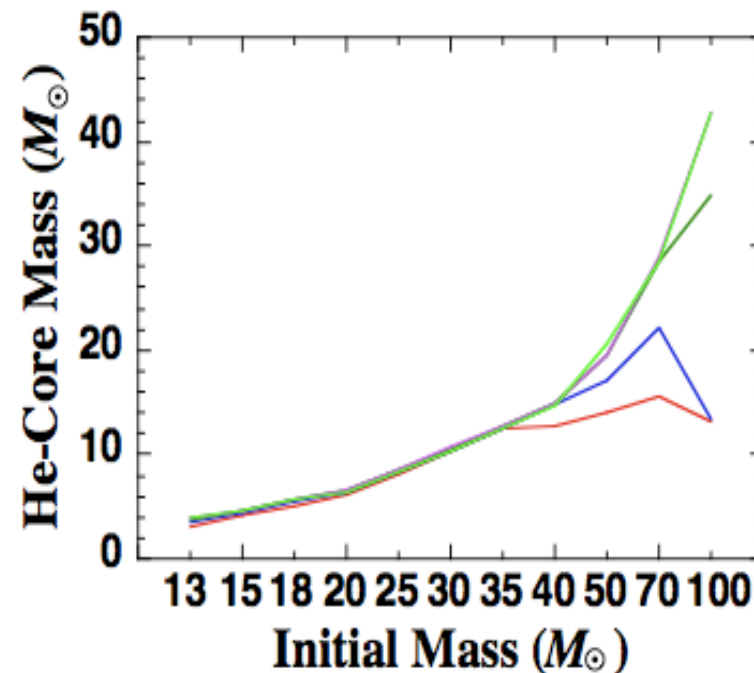
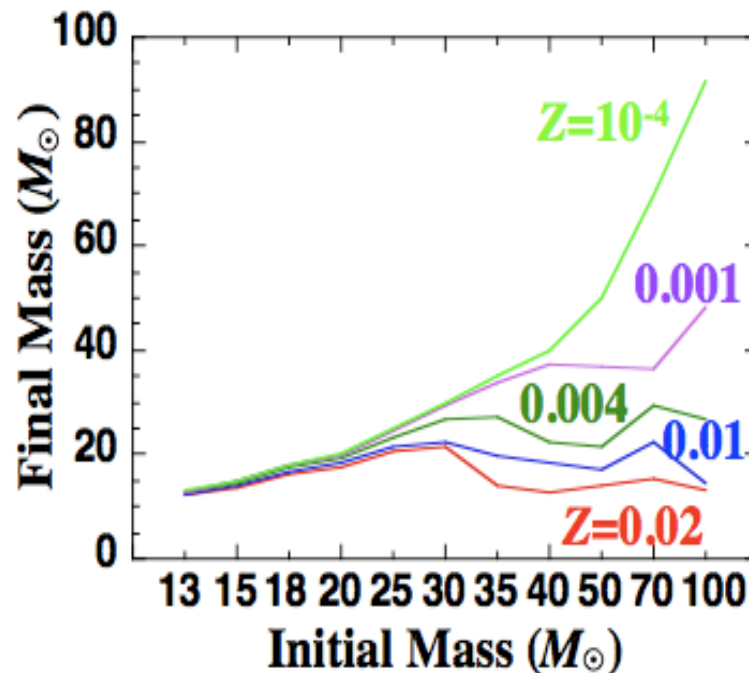
Wolf-Rayet stars → Nugis & Lamers (2000)

(外層に水素が無い青い星)

$$\propto Z^{0.47}$$

Z: metallicity

$$Z_{\odot} = 0.02$$





# 星の進化の質量, 金属量依存性

(理論計算)

- 炭素燃焼終了時における恒星の種類

$Z \setminus M$	$\sim 35M_{\odot}$	$40M_{\odot}$	$50M_{\odot}$	$70M_{\odot}$	$100M_{\odot}$
<b>0.02</b>	RG	WO	WO	WO	WO
<b>0.01</b>	RG	RG	WO	WO	WO
<b>0.004</b>	RG	RG	RG	RG	WO
<b>0.001</b>	RG	RG	RG	RG	RG
<b><math>10^{-4}</math></b>	RG	RG	RG	RG	RG

小質量, metal poor  $\rightarrow$  Red giantへ進化

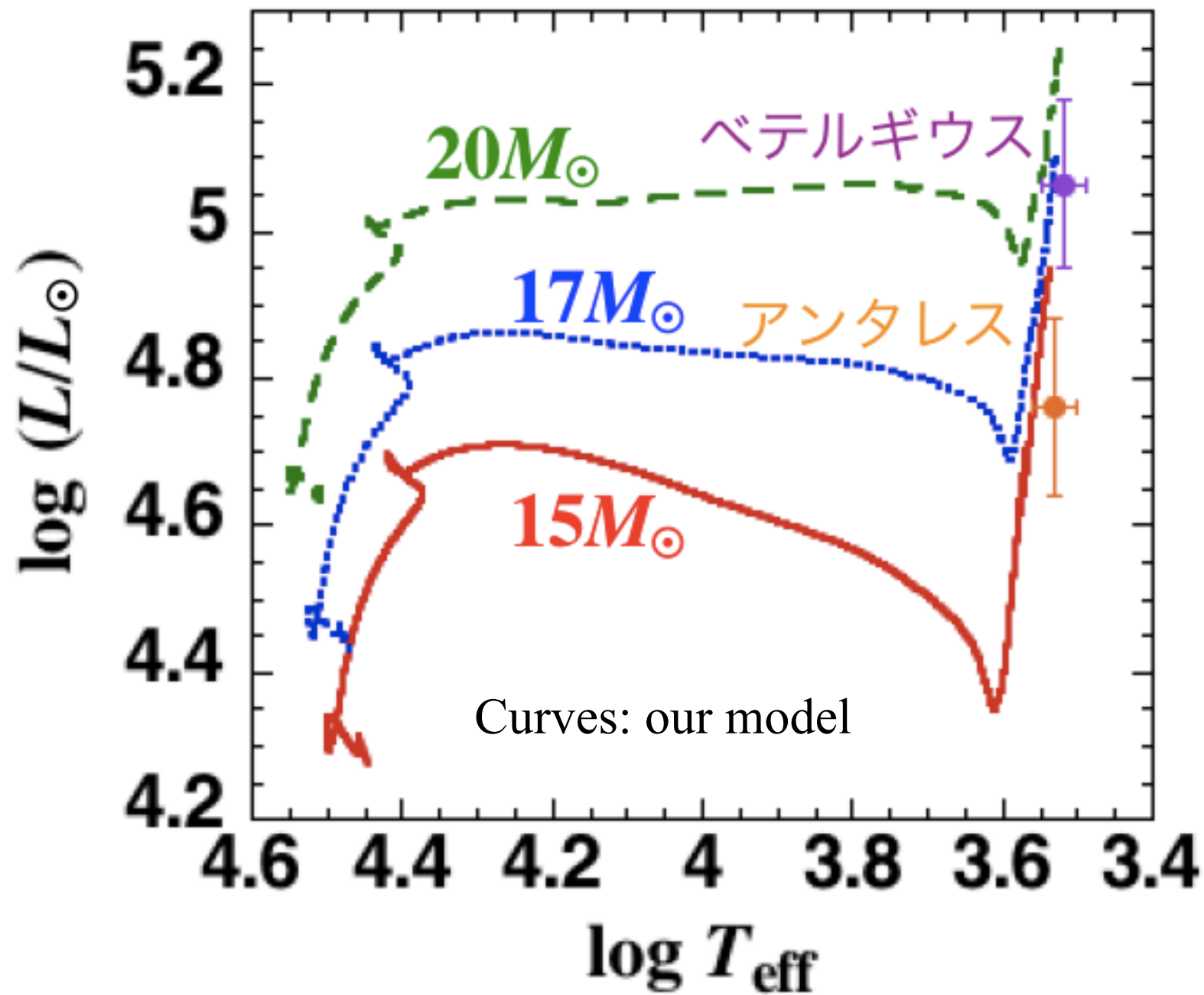
大質量, metal rich  $\rightarrow$  Wolf-Rayet星へ進化

Smartt et al. 2009 (observation), MNRAS, 395, 1409

親星の画像を用い初期質量の推定

- stars above an initial mass limit around 17-18  $M_{\odot}$  do not explode as type II-P supernova
- Suggests no RSG above 18  $M_{\odot}$  (?)
- some observations (Smith et al. 2004; van Loon et al. 2005) indicating that red supergiants experience stronger mass loss than presently accounted for, which has led recently some authors (Yoon & Cantiello 2010) to explore the physical mechanisms responsible for this.

星進化末期の突発的Mass Lossや自転効果によるMass Lossなど？



## (比較的)近傍の有名な重力崩壊型超新星

名称	距離pc	Type	初期質量	最大B等級	単独星(S) or 連星(B)
SN1987A	51.4k	II-P	16~22M <sub>☉</sub>	-14.3	B (BSG, 合体後爆発?)
SN1993J	3.6M	I Ib	12~15	-16.7 (+C)	B (+cooling phase) SNII → Ib
SN1994I	8.3M	Ic	13~15	-14.4	B (Wolf-Rayet)
SN1997D	17.3M	II	20~40?	> -14.0	S (Faint SN)
SN1998bw	43M	Ic-BL	35~45	-18.7	(Hypernova)
SN1999em	7.8M	II-P	12~14	-16 (+C)	S (+cooling phase)
SN2002ap	1M	Ic-BL	20~25	-16.7	SNとHNの間
SN2005bf	79M	Ib	25~30?	-16.2	S? 特異、マグネター?
SN2006gy	73M	II In	> ~100	-21.8(R)	SLSN-II In
SN2006jc	26M	I bn	(25~30)	-17.8	S (WR star + CSM interaction)
SN2008S	1.9M	II In	9 (~15?)	-13.9(R)	S (ECSN or SN impostor)
SNe Ia				-19.0(Ave)	Miller & Branch 1990
SNe II-P,L				-16.9(Ave)	
SNe Ib				-17.1(Ave)	

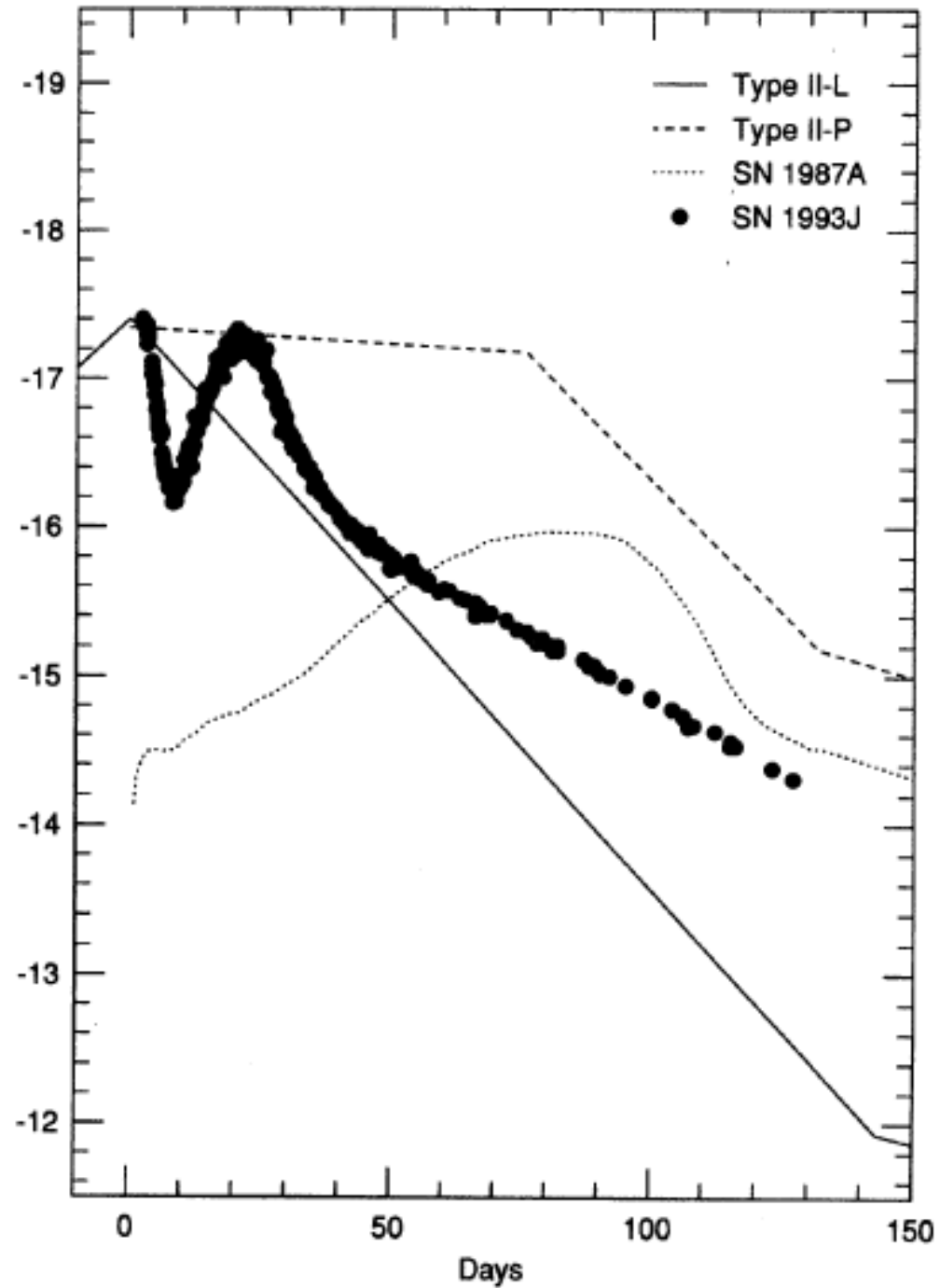
## Asiago SN Catalogue ~2015 (Barbon et al.)

Ia	II	II P	Ic	II n	Ia pec	Ib	II b	Ib/c	II pec	II L
2872	858	363	218	204	150	118	90	65	26	22
58%	17%	7%	4%	4%	3%	2%	2%	1%	0.5%	0.4%

- 総計 4986

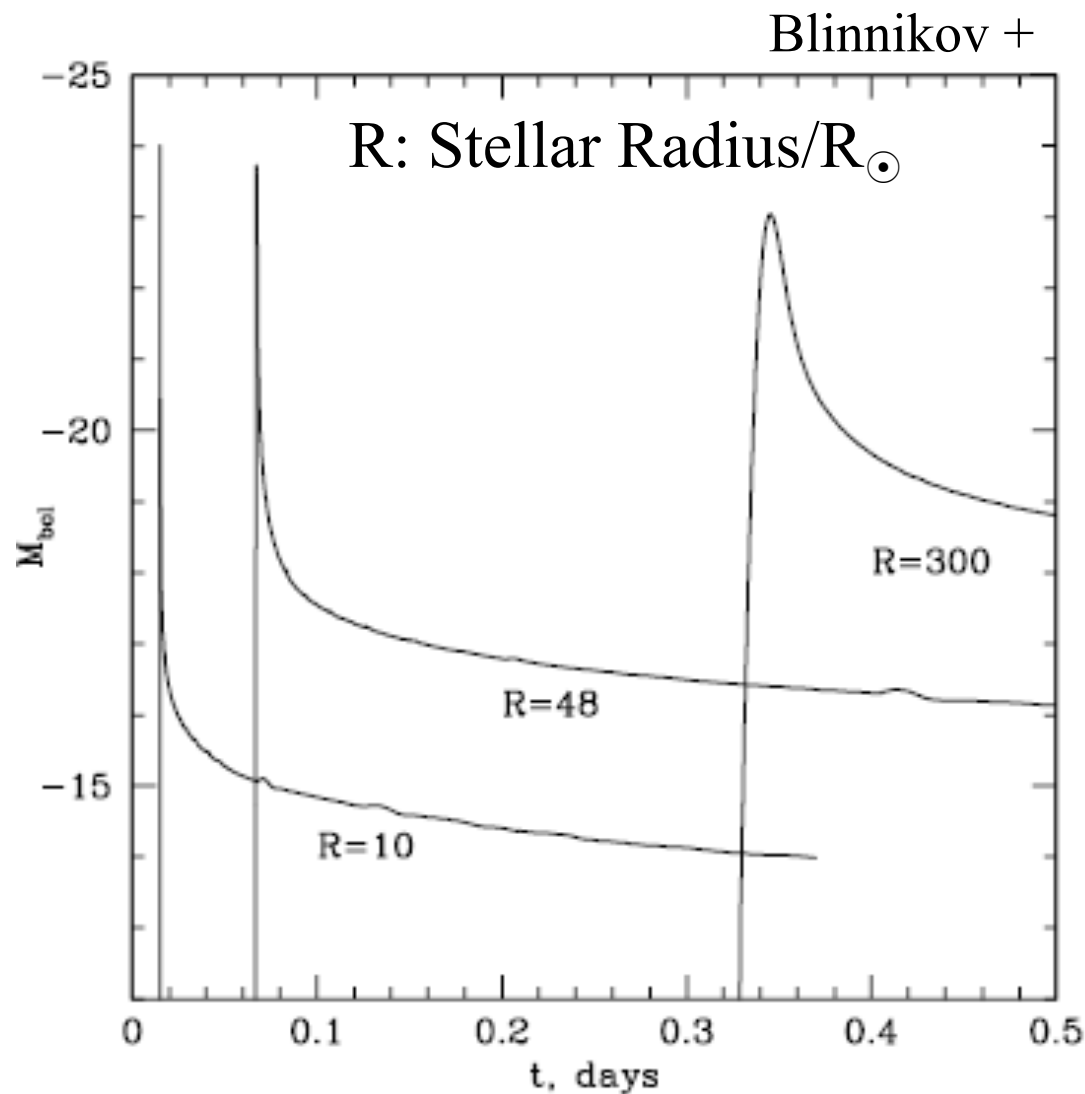
- II とは水素が見えて sub-class がわからないもの
- I というものはリストから除外してある (数は60)
- Ic-BL (hypernova) は Ic に含まれている
- Ic pec は SLSN-Iを含む
- II pec は SN1987A や SN1997D (faint SN)を含む

Light Curve:

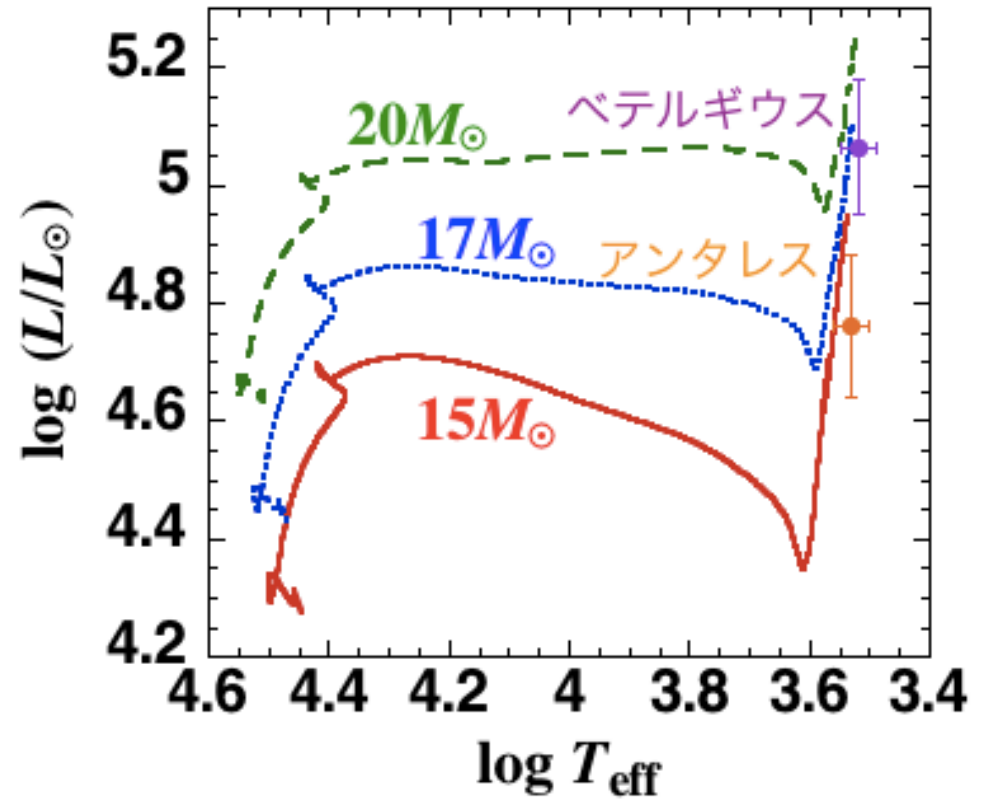
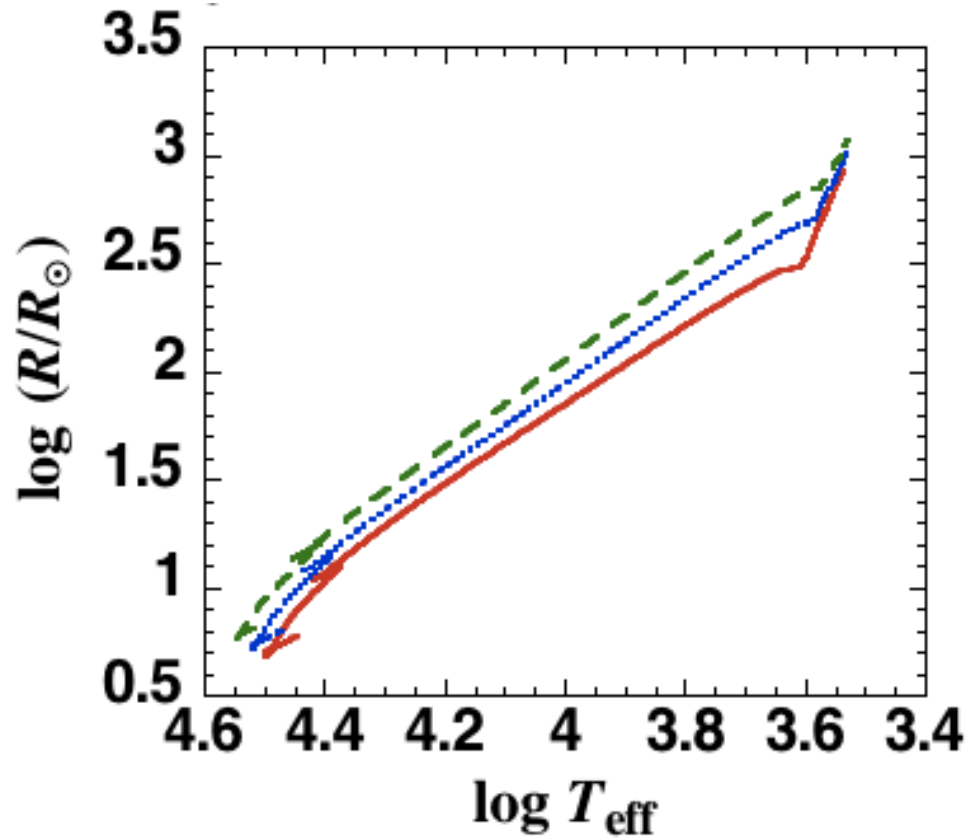
SN87A  
(II-P peculiar)SN1993J  
(IIb: II  $\rightarrow$  Ib)  $M_V$ 

# Shock breakout & cooling phase

- Shock breakout
  - When supernova shock breaks out of the stellar surface, a flash of thermal UV (or soft X-ray) radiation is emitted.
  - The duration time is longer for a larger  $R$  star. (It will be easier to observe for a red-giant progenitor.)
  - few observations



# 半径進化



By T. Yoshida



# SN1987Aの(親星の)謎

- 爆発前に青かった！
- 3つのリングがある(親星が一旦赤➡青に戻った証拠と言われている)
- Ejecta が非対称に見える
- 組成が少し変(ヘリウムが多い)
- これらは関係しているのか無関係か？

# 超新星 SN1987A

久々に肉眼で見える超新星がマゼラン雲 (LMC) に出現



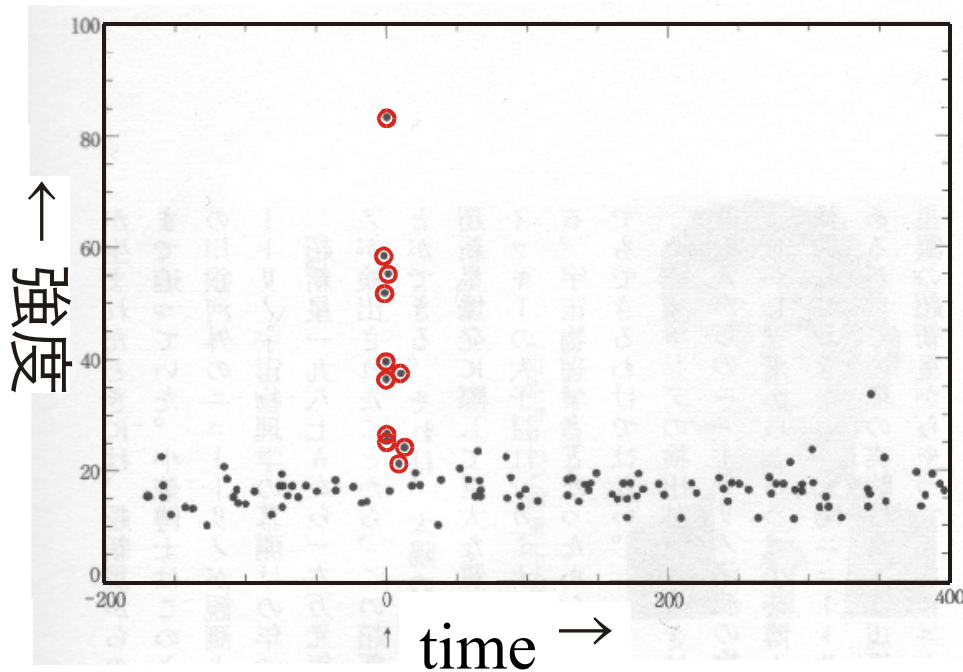
爆発前  
1984年2月5日



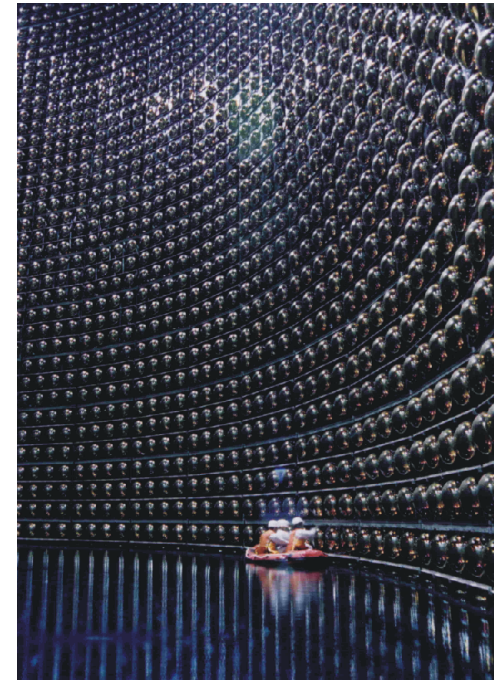
爆発後  
1987年3月8日

# Neutrino from SN1987A

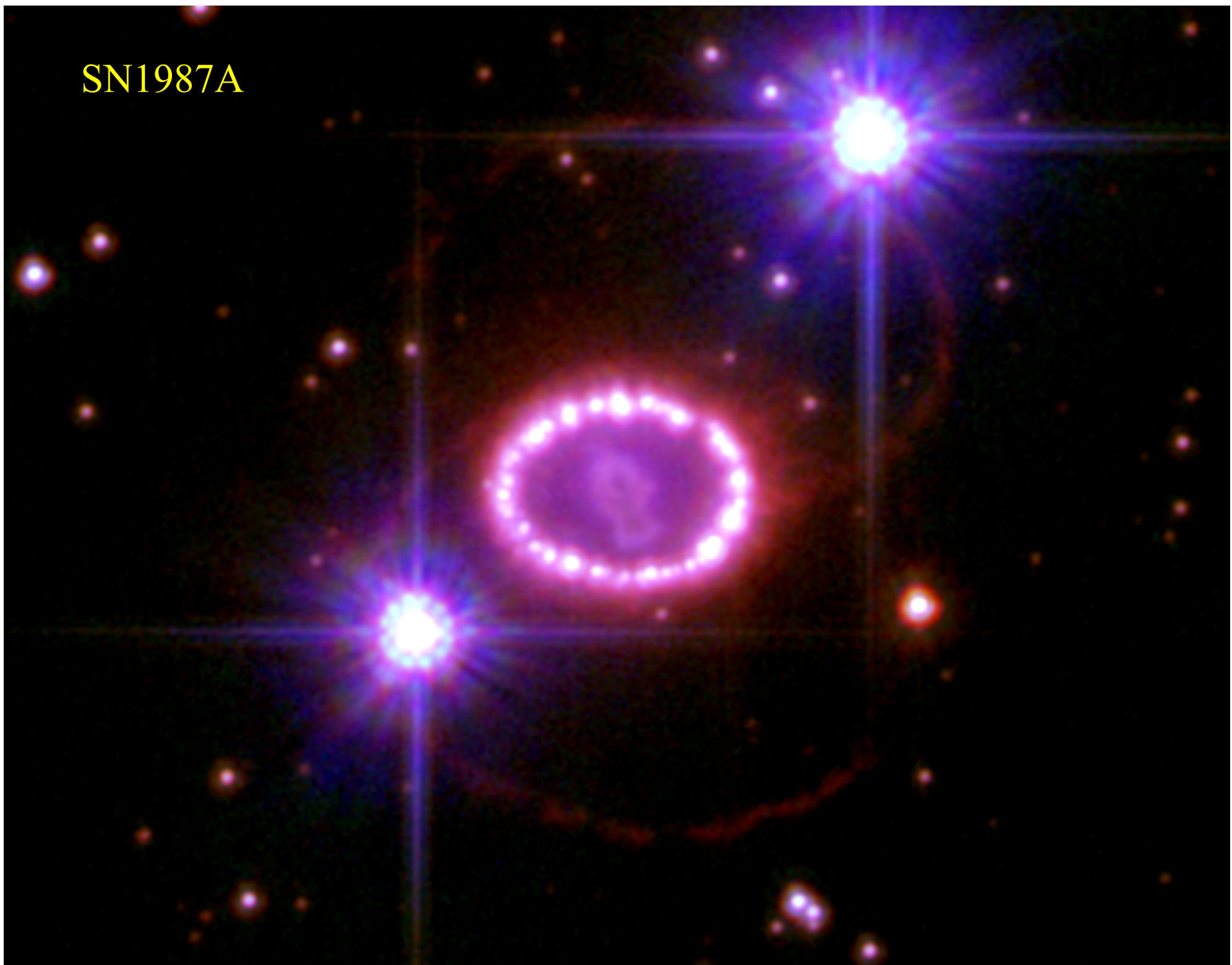
- ➡ Kamiokande detected
- ➡ 11 in 13 seconds  
10 billion neutrinos per  $1\text{cm}^2$  on the earth
- ➡ **Supernova explosion theory was confirmed !**



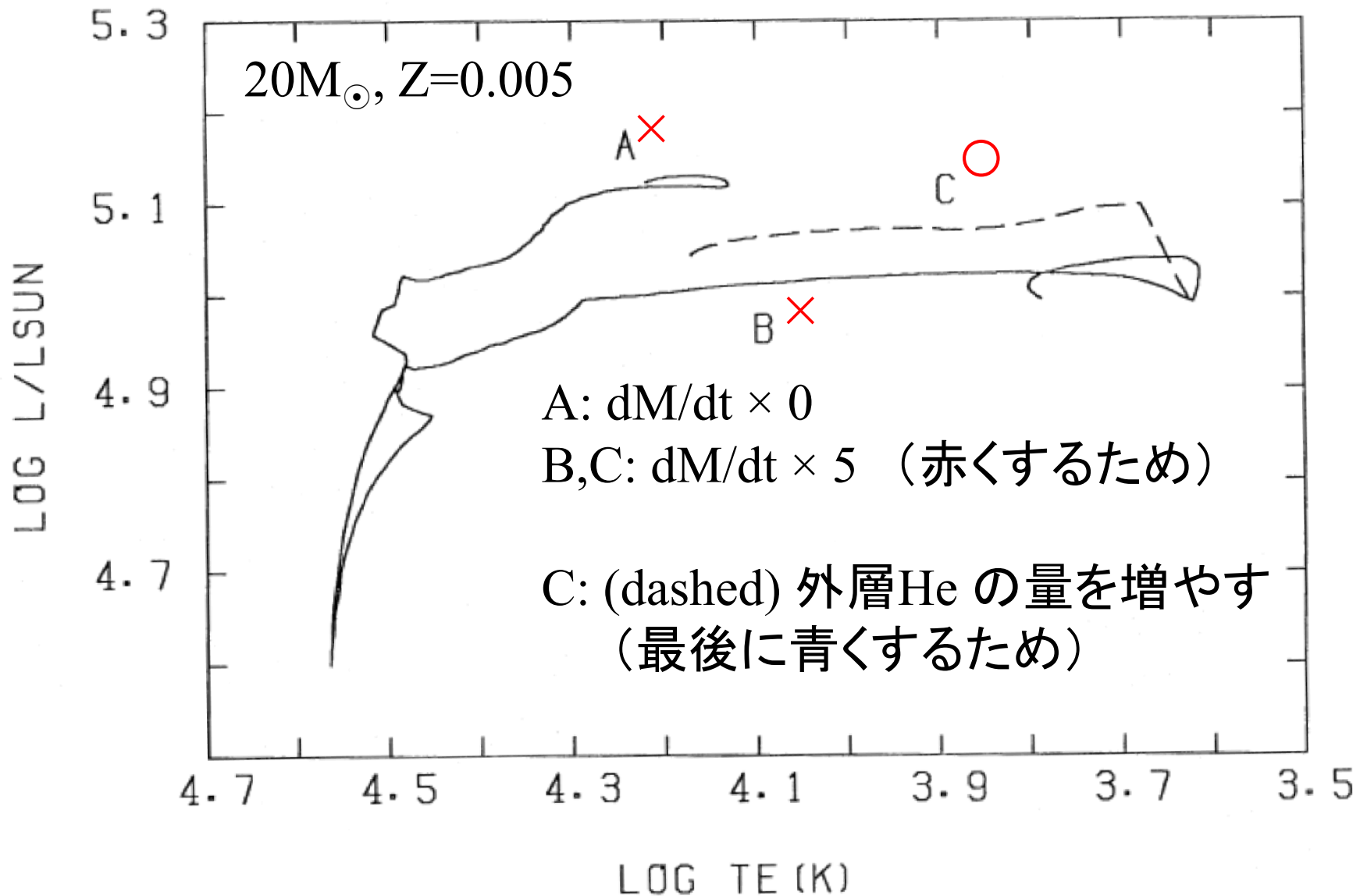
東京大学宇宙線研究所  
ニュートリノ測定装置  
「カミオカンデ」



SN1987A



# “急ごしらえ”のモデル (Saio, Nomoto, Kato 1988)



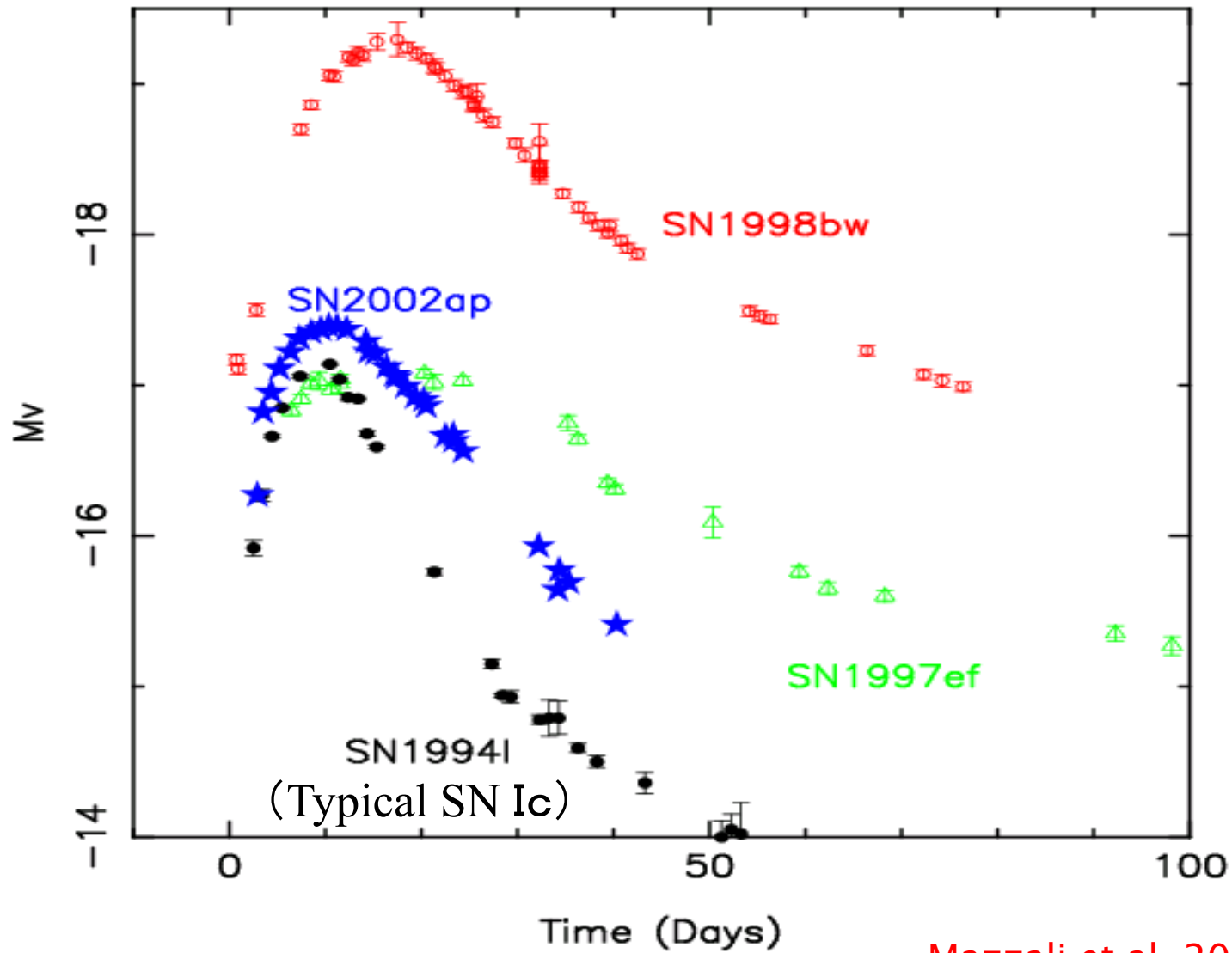
## SN87A親星：その後

- 最近の計算では一度赤くするためにmass loss rateを大きくする必要はない(1996年のopacity更新のせい?)
- Saio et al. でHeを増やした根拠として自転効果によるミキシングの可能性を挙げていた
- その後、自転星の進化計算手法の発展に伴い実際にこれが再現できるかどうかの試みはいくつかなされた
  - LangerやWoosleyなど、いずれも不成功、publishされていない  
(他のことで忙しかったらしい)
  - 自転ミキシングで表面組成が変化しても青くならない
  - 自転でコアが大きくなる事が原因らしい (Woosley, Langer proceedings)
- 現在までのところ一番成功しているモデルは Podsiadlowskiらによる連星合体モデル (PASP 1992など)

## SN87A親星：連星合体モデル

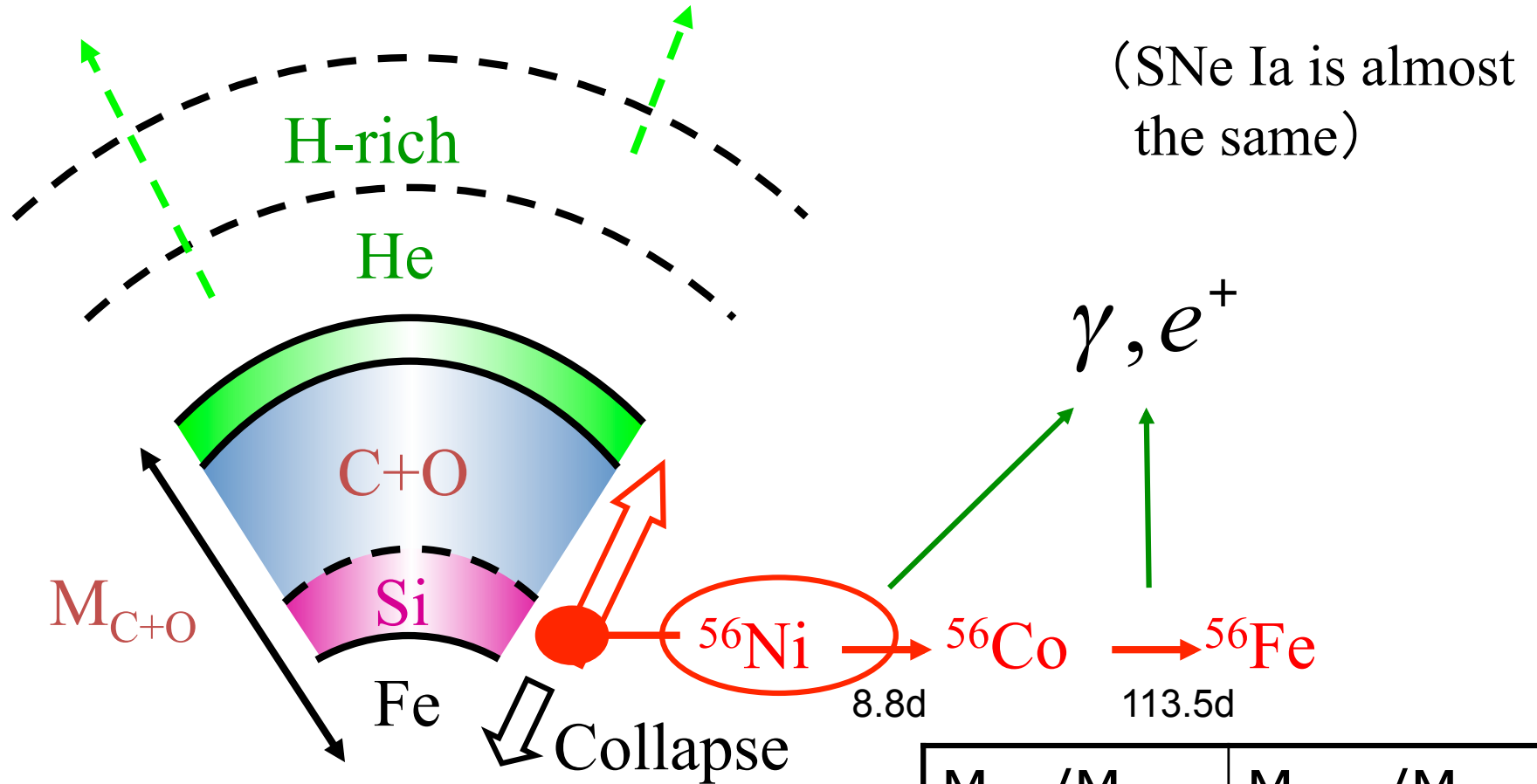
- 約 $15M_{\odot}$ と $5M_{\odot}$ の wide orbit 連星 (初期の周期10年程度)
- $15M_{\odot}$ のほうが赤色巨星になった段階で合体
- 87Aの周りの3重リングの説明が可能
- 合体時にリング状に質量を放出することにより効率的に角運動量を放出し、質量の降着を起こせる
- 合体で外層が重くなった星は赤色から青色に進化し (半径が収縮)、そのまま爆発
- リング形成のシミュレーションも行われている (成功)
  
- 彼らのモデル改善の余地
  - Fe core形成までの計算はされていない
  - 恒星進化に関する自転効果は入っていない
    - 表面でのHe増加は手で加えられている

# Light Curve : SNe Ic & Ic-BL (hypernova)





# CO Star Models for SNe Ic (観測からの質量の決め方)



## Parameters

$[M_{\text{ej}}, \text{KE}, M(^{56}\text{Ni})]$

$M_{\text{ms}}/M_{\odot}$	$M_{\text{C+O}}/M_{\odot}$
$\sim 40$	13.8
$\sim 35$	11.0
$\sim 22$	5.0

# Modelling of SNe

to obtain  $M_{ej}$ ,  $M(^{56}\text{Ni})$ ,  $E$

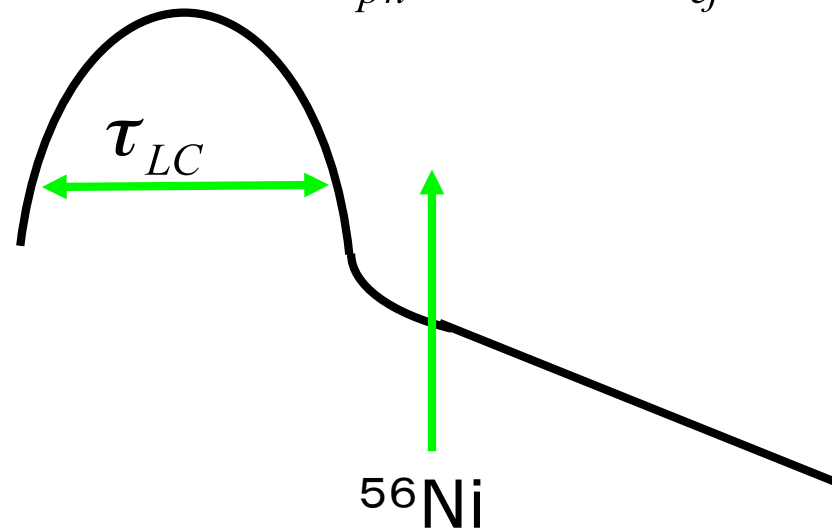
Light Curve

Spectra

$$\tau_{LC} \sim (\tau_{dyn} \cdot \tau_{diff})^{1/2}$$
$$\sim \left[ \frac{R}{v} \cdot \frac{\kappa M_{ej}}{R c} \right]^{1/2}$$

$$\tau_{LC} \propto \frac{\kappa^{1/2} M_{ej}^{3/4}}{E^{1/4}}$$

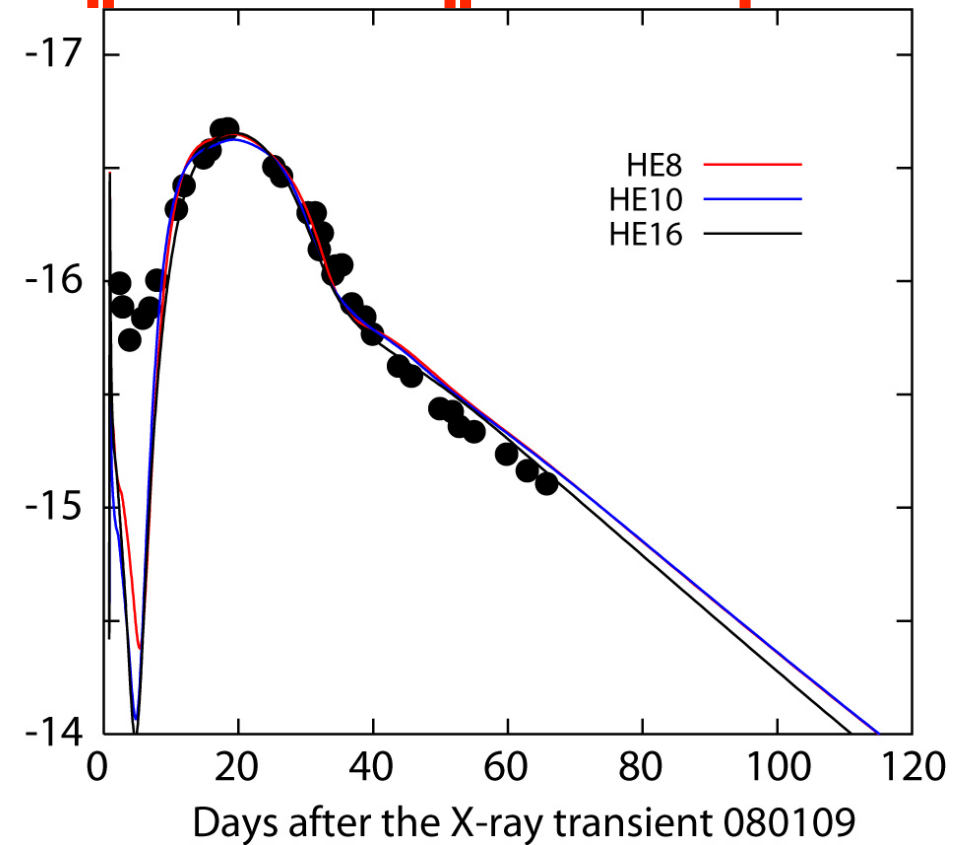
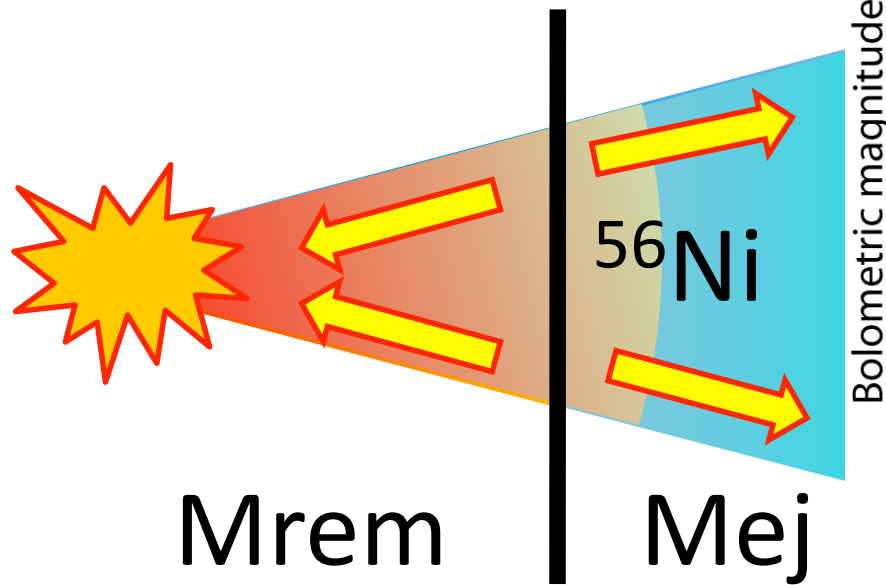
$$v_{ph} \propto (E / M_{ej})^{1/2}$$



$$\tau_{\text{peak}} \propto \kappa^{1/2} M_{\text{ej}}^{3/4} E_K^{-1/4}$$

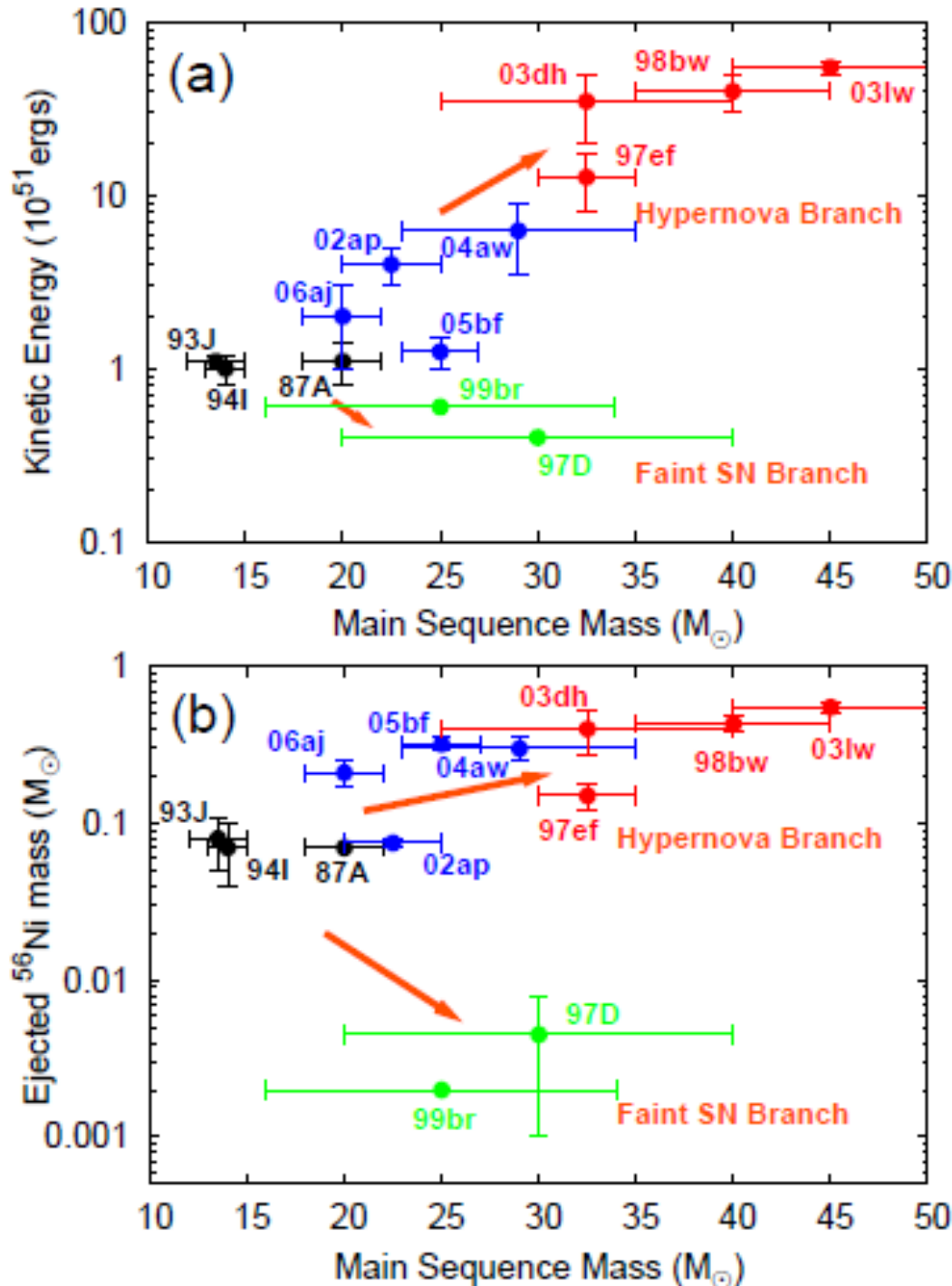
Luminosity

Model	$M_{\text{MS}}^a$	$M_{\text{He}}^b$	$M_{\text{cut}}^c$	$M_{\text{ej}}^d$	$E_K^e$	$M(^{56}\text{Ni})^f$
HE4	$\approx 15$	4	1.3	2.7	1.0	0.065
HE6	$\approx 20$	6	1.6	4.4	3.0	0.06
HE8	$\approx 25$	8	1.8	6.2	6.7	0.06
HE10	$\approx 30$	10				
HE16	$\approx 40$	16				



# Core Collapse SNe at present :

$M_{\text{ini}}$  vs  $E_{\text{exp}}$  vs  $^{56}\text{Ni}$



# Faint SN

- 文字通り暗い超新星、少なくとも3種類ある(可能性)
  1. SN1997D type (II型, massive,  $M \sim 20-40M_{\odot}$ )
  2. Ultra stripped SNe Ic (SN2005ek like)  
model (Suwa, Yoshida et al. 2015 MNRAS, 454, 3073)
  3. ECSN (electron capture SN) , ONeMg超新星とも言われる  
Crab pulsar を作った超新星がこれであると良く言われる

1のタイプの親星は $20-40M_{\odot}$ であるという説が有力であるが、Fe CCSNの質量の下限に対応するものであるという説もある(両方とも存在する可能性もある)。その場合の爆発機構は2のものと似ていると考えられる。

親星が重い場合にはHNになるのに失敗したいわゆるFailed SNであると考えられ、中心エンジンはブラックホール又はマグネター。

# Faint SN

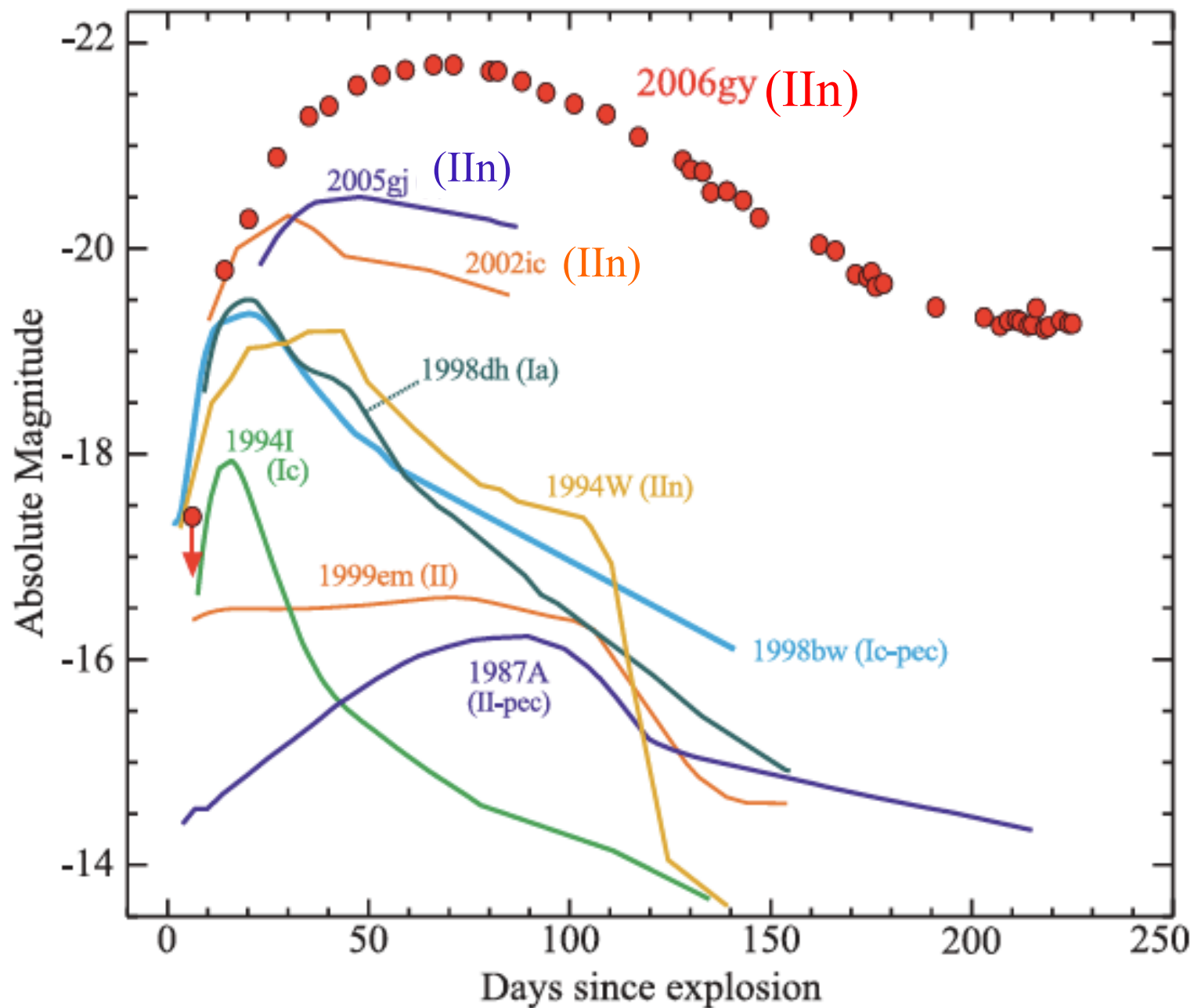
- 2のタイプは超近接連星系で作られたFe coreを形成する最小質量に対応するCO星の爆発。現在のmulti-D 爆発シミュレーション結果は通常のCCSNを説明するには爆発エネルギーが小さすぎるが、このタイプの超新星の性質とはよく似ている (Suwa et al. 2015).
- 3のタイプは直接Fe核を形成する星より少し軽い親星により作られ、最初は中心で酸素に火が付かずO-Neコアを形成し冷却し、(Super)AGB星へと進化する。その後Shell燃焼によってONeコアの質量が増えて中心密度が上がって行くが、ある密度まで達すると電子捕獲反応によってコア圧力が低下し重力崩壊を開始する。このような星が超新星爆発を起こす事は Kitaura et al. (2006)の詳細な1 D-GR+Full Boltzman neutrino transfer計算によって明らかになった。

# ECSN

- 3のこのような爆発はElectron Capture supernova (ECSN)と呼ばれる
- ECSNは理論的には存在するが、実在するという確たる証拠はまだない
- 実在するかどうかは、SAGB phaseでの(全く不定である)mass loss rate に依存し、mass loss が早すぎるとONe コアが十分成長する前に外層が無くなってしまう。(ECSN mass range の見積もりは  $9M_{\odot}$  近辺の狭い範囲。)
- Crab SN 以外にもSN2008S (faint SN IIn) もECSNだという説がある (e.g., Moriya et al. 2014).
  - このような場合には爆発前親星は SAGB星 である。
  - 恒星進化末期の Mass loss がよくわかっていないため、これらと Fe CCSNe のlow mass end と区別がつくのかどうか自明ではない。
    - Neutrino signal は違うかも (Kato et al. 2015)

# (Super luminous) SNe IIn

N.Smith et al 2007



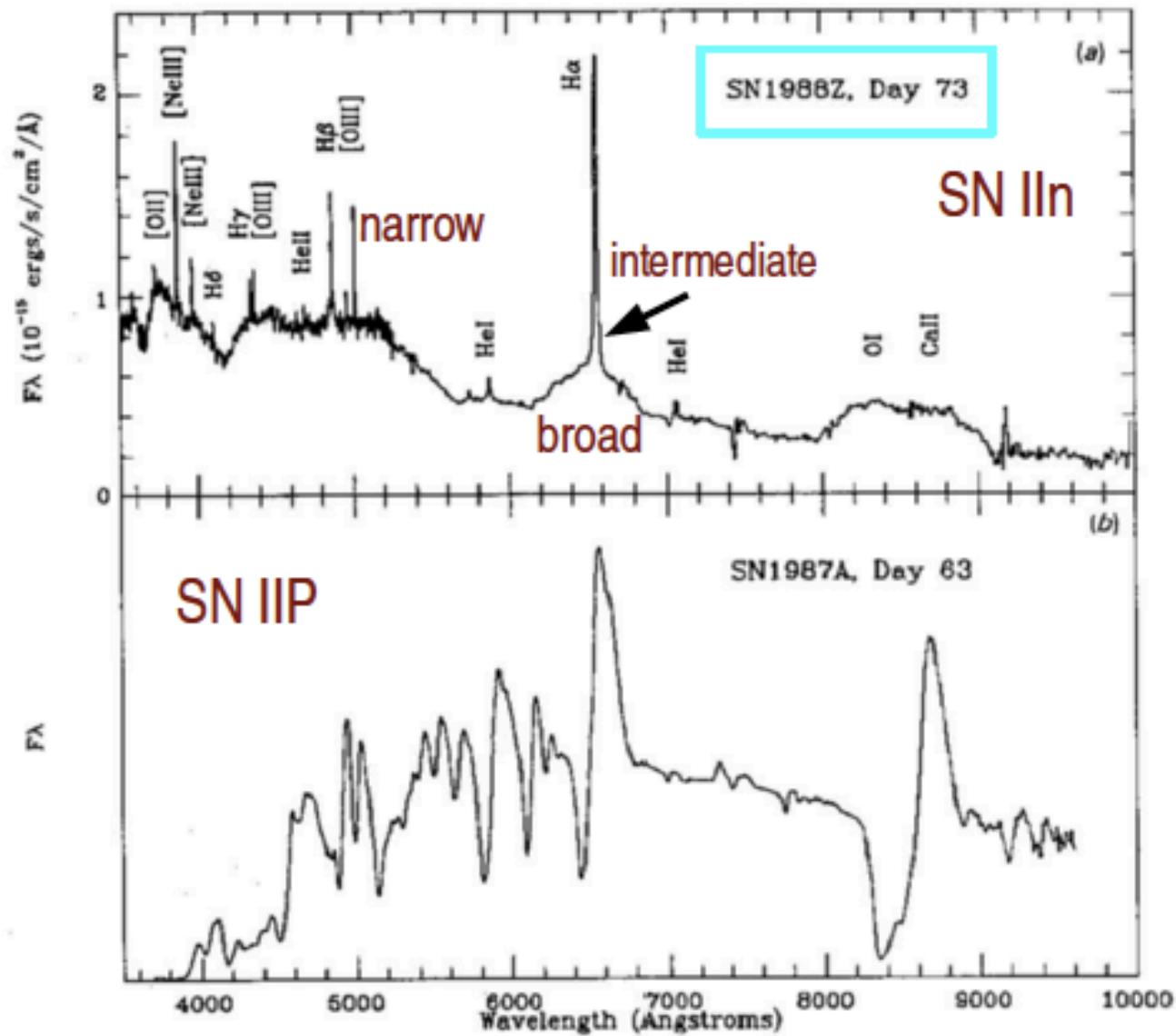


## IIIn型は(簡単に)非常に明るくなれる

- スペクトルは星周物質と超新星物質との相互作用を示唆。
- $L = 4\pi\sigma R^2 T_{\text{eff}}^4$  でR が大きいいため明るい
- 大きな爆発エネルギーも大量の $^{56}\text{Ni}$ も不要
- 光度曲線は似ていないもの多数
- Slides about SN IIIn by N.Chugai (2012)  
<http://www.exul.ru/workshop2012/chugai0612.pdf>

# SN 1988Z

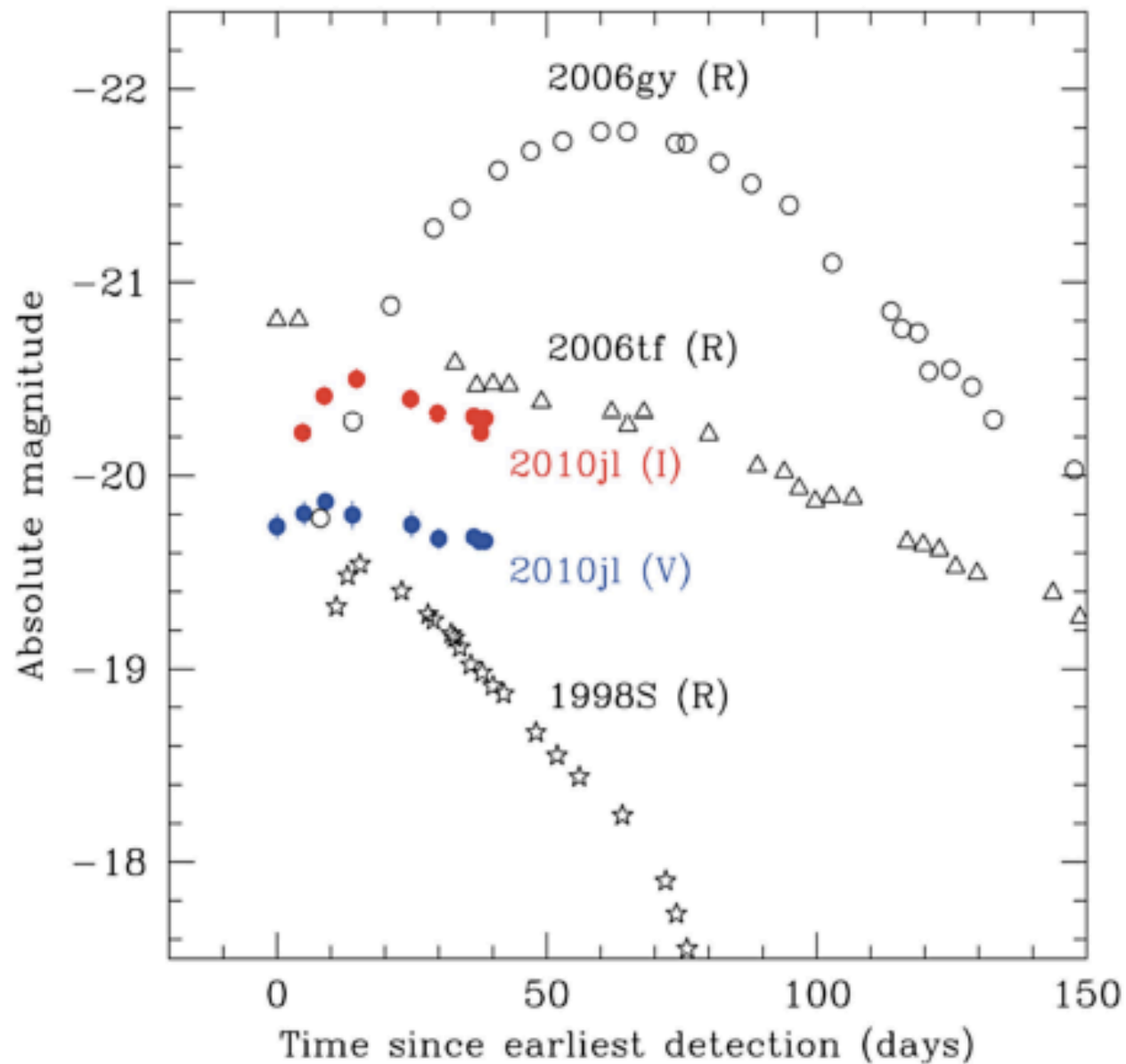
( Stathakis & Sadler 1991)



# 他のSNIIn と Luminosity

(Stoll et al 2011)

LogL = 44 (erg/s)



# Luminosity from shock-CSM interaction

$$dE_{kin} = 4\pi r_{sh}^2 \frac{\rho_{csm}}{2} v_{sh}^2 dr_{sh}$$

衝撃波shellの運動  
エネルギー

$$\dot{M} = 4\pi r_{sh}^2 \rho_{csm} v_w$$

Mass loss rate,  
CSM density, and  
wind velocity

$$L = \varepsilon \frac{dE_{kin}}{dt} = \frac{\varepsilon}{2} \frac{\dot{M}}{v_w} v_{sh}^3$$

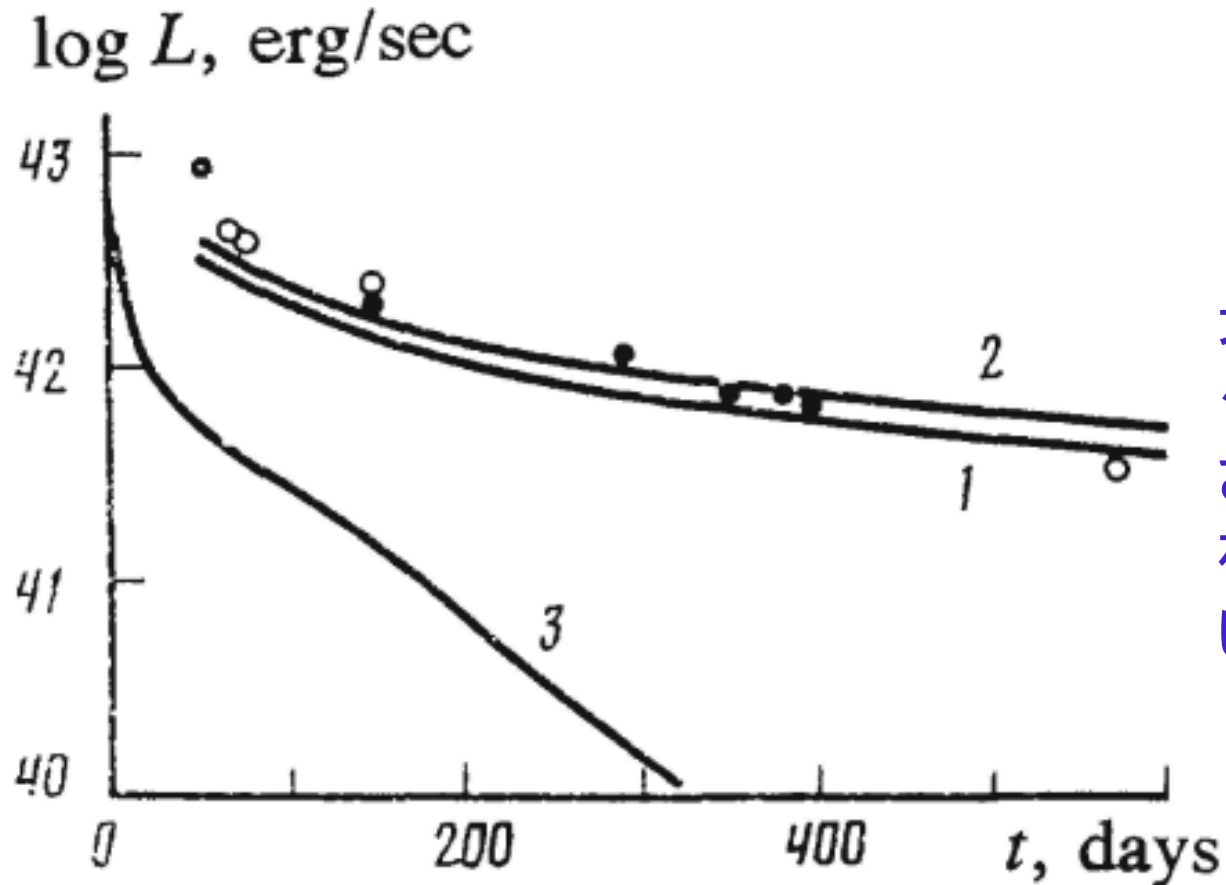
光度はshellの運動  
エネルギーの損失に  
よってまかなわれる  
 $\varepsilon$ : エネルギー変換  
効率

$$L \propto \frac{\dot{M}}{v_w}$$

SN1987F

Curve #3

$M=8 M_{\text{sun}}$   $E=1 B$   
 $M(\text{Ni56})=0.07 M_{\text{sun}}$



(1990, 1992)

光度は爆発の100  
 ~1000年前に放出  
 された濃いCSMとの  
 相互作用で作られて  
 いる

$$w = (dM/dt)/u_w \sim (1.5-2) \cdot 10^{17} \text{ g/cm}$$

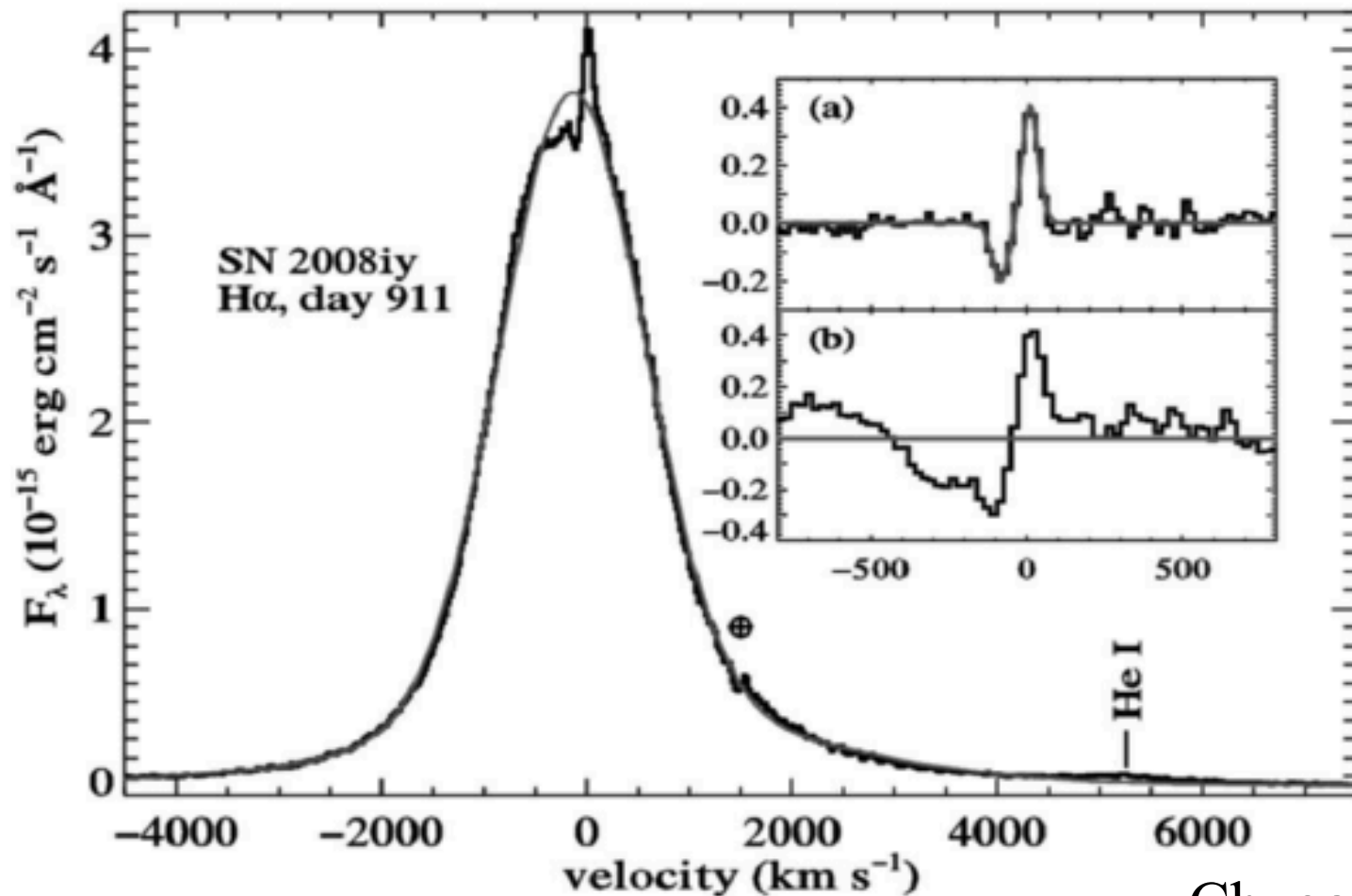
$dM/dt=?$

Wind velocity ?

In most SN IIn  $\sim 100$  km/s

$$dM/dt = 0.015w_{17}(v_w/100 \text{ km/s}) M_{\odot}/\text{yr} \text{ --- Very Large!}$$

SN 2008iy (Miller et al 2010)



Chugai 2012

# SN 2010jl: dM/dt via X-rays

SN 2010jl : Heavily absorbed X-rays  
(Chandra et al 2012)

X-ray view on CSM around SN 2010jl

$$N(\text{H}) \sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$$

$$L_{\text{X}} \sim 10^{42} \text{ erg/s}$$

$$dM/dt \sim 0.01 M_{\odot}/\text{yr}$$

このように、多くのIIInは  $dM/dt > \sim 0.001 M_{\odot}/\text{yr}$ を示唆する

(e.g., Moriya, Maeda et al. 2013)

がこのような大きなmass loss rateを実現する理論

(または経験的モデル)は無く、恒星進化論と一致していない

# 可能性

- 通常使われている mass loss rate では進化末期では高々  $dM/dt = 10^{-5} \sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$  程度にしかならないが、これは全く間違っている？ (Smartt の重い IIp が見つからない問題と関係しているのか?) 水素が外層に付いている場合のみ？
  - Gravity wave model など進化最末期に外層の不安定が起きるモデルなどが考え始められている (e.g., Quataert & Shiode 2012)
- 水素の無い超新星でも異常に明るいものがあり、これらも一部 CSM interaction が疑われている
- II<sub>n</sub> は実は非常に重い星で、mass loss rate が大きい？
- $M_{\text{ini}} \sim 100 M_{\odot}$  の星は Si 燃焼時に pulsational pair-instability という不安定性で外層を非定常的に放出する。これと関わっているのか？ 理論よりも小さい質量の星にもこの現象が起きるのか？



## 親星質量の決め方 (IIn型)

- 一般的にはあまり簡単ではない
- 光度曲線のモデルだけでは爆発エネルギーとEjecta massが縮退
- スペクトルから速度に関する有用な情報が得られれば縮退が(一部)解ける場合もある
- 水素が見えることなど組成から「親星質量はこの程度の範囲であるべし」と考えることができるかもしれない

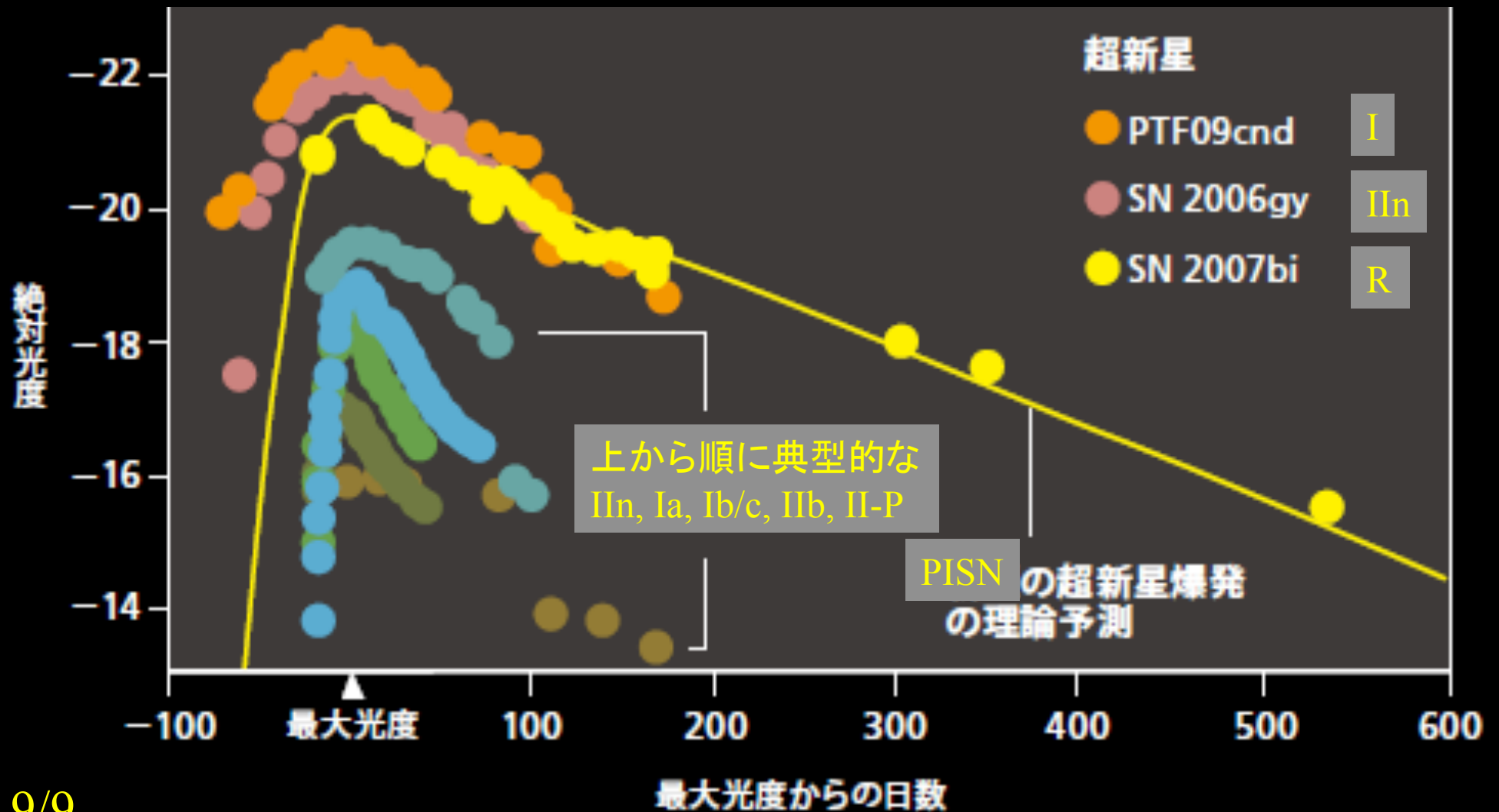
(しかしSLSN IInのように当てはまらないように見えるものもある)

- 非常に重い星なのに水素がある(metal poor?), にもかかわらず進化末期の mass loss rateが非常に大きい

# Super luminous SNe

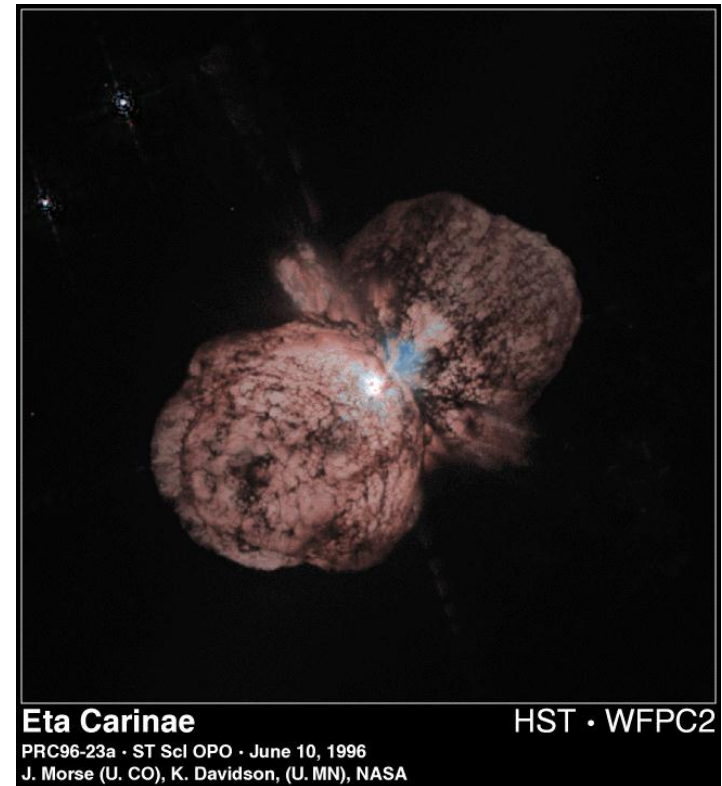
定義: 絶対等級 -21 等より明るい

SLSN-I (水素あり), SLSN-II (水素なし), SLSN-R (radio active decay)



# SLSN

- 非常に明るいいため遠方でも見えるが、近傍のものがSLSNにならないとは限らない(ため我々と無縁ではない)
- 例えば、非常に重い星であるエータ・カーリーナがSLSNになる可能性は否定できない



## SLSN-II

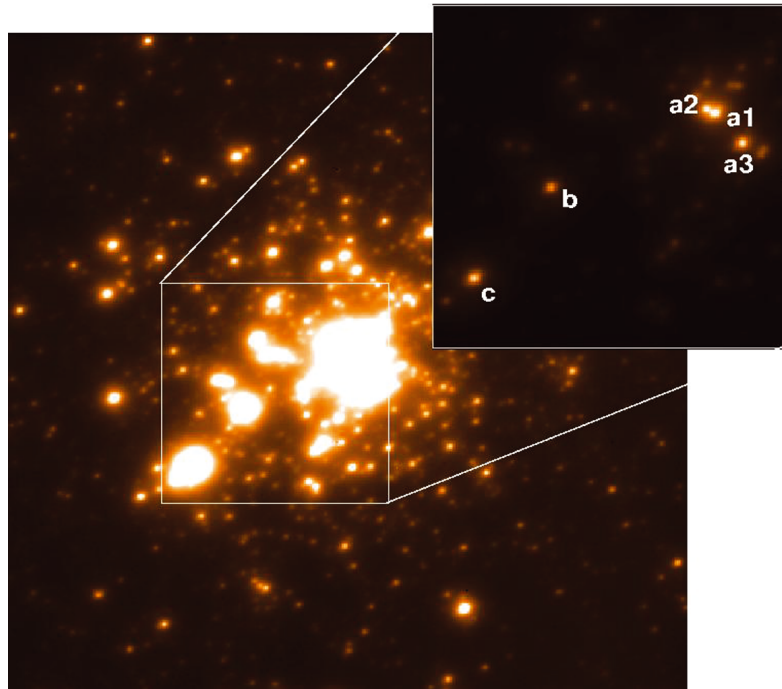
- これまでにスペクトルが詳しくわかっているものは(ほぼ)すべてIIn (shock interaction type)
- IIp 型のような機構で光ることも可能であるが、莫大な爆発エネルギーが必要になるため、あまり考えられない
  - マグネター(後述)、コラプサーモデルでは比較的容易に明るくできる
- Proto-type: SN2006gy (IIn, 73Mpc)  
Progenitor mass > CSM  $15M_{\odot}$  + ejecta  $\sim 15M_{\odot}$  (Moriya et al. 2013)  
explosion energy >  $4 \times 10^{51}$  erg, mass loss rate  $\sim 0.1 M_{\odot}/\text{yr}$
-

## SLSN-R (観測例ではI型、水素無し)

- Radio active decay ( $^{56}\text{Ni}$ の)という名前の通り $^{56}\text{Ni}$ のdecay curve にちゃんと合っている例は一つしかない: SN2007bi
- もし本当に $^{56}\text{Ni}$  decayであるなら PISNの初めての観測例かもしれない (Very Massive star のCCSNでも説明不可能ではない Yoshida, Okita, HU 2014)
- しかし、類似の光度曲線で傾きが少し違う例がいくつもある
  - ので、2007biの傾きがたまたま $^{56}\text{Ni}$ の傾きと一致しただけ、という説も根強い(私も一票)
  - その場合他のSNSL-Iと同じものであり、考えられるのは CSM-interaction, マグネター、非常にmassiveな CCSN

## 大マゼラン雲にある巨大星

The R136 star cluster hosts several stars more  $150M_{\odot}$ .  
Crowther 他2010, MNRAS



archival *Hubble Space Telescope* and *Very Large Telescope* spectroscopy, and high spatial resolution near-IR photometry, including Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator (MAD)

- $105\text{--}170M_{\odot}$  for three systems in NGC3603, plus  $165\text{--}320M_{\odot}$  for four stars in R136
- エータカリーナより更に重い: SLSNにならない保証はない

## SLSN-I (水素無し)

- 通常の超新星ではI型になるものは $^{56}\text{Ni}$ で光っている。しかし後期光度曲線が $^{56}\text{Ni}$ 崩壊の傾きと合わないため、 $^{56}\text{Ni}$ 以外の光源が必要。
- 現在よく考えられている可能性は2つ(CSM-interactionかマグネター)
- CSM-interaction model
  - SLSN-IIn と似たモデル,ただしCSMがHe-C/O組成,  $E_{\text{exp}} \sim 10^{52}$  erg
  - 親星: SLSN-IIn よりも少し重く(もしくは金属量が少し多く) mass loss が進行
  - $150M_{\odot}$ くらいのPPISN (PI mass loss + SN explosion)も妥当な可能性  
(Yoshida, HU, Maeda, Ishii 2016 in press, arXiv1511.01695)
- interaction model の問題点: narrow line が見えない
  - そのためInteraction model はあり得ないという意見も見られる
  - しかしC/O組成の場合にはnarrow line は簡単に見えないという議論がある (Blinnikov & Solokina 2010)
- CSM interaction model calculation (Solokina et al. 2015, submitted)
  - SN2010gx :  $E_{\text{exp}} \sim 2 \times 10^{51}$  erg,  $M_{\text{ej}}+M_{\text{csm}} \sim 0.2 + 9.7 M_{\odot}$
  - PTF09cnd :  $E_{\text{exp}} \sim 4 \times 10^{51}$  erg,  $M_{\text{ej}}+M_{\text{csm}} \sim 5 + 49 M_{\odot}$

# SLSN-I & マグネターモデル

Fast-spinning magnetar at birth:  $E = I\omega^2/2 = 2 \times 10^{50} (P/10\text{ms})^{-2} \text{ erg}$

Dipole radiation:  $dE/dt = 10^{45} (B/10^{15}\text{G})^2 (P/10\text{ms})^2 \text{ erg/s}$

Spindown time:  $E/(dE/dt) = 4.8d (B/10^{15}\text{G})^{-2} (P/10\text{ms})^2$

Dipole radiationで放出された  
エネルギーが熱化してejectaに  
与えられると仮定

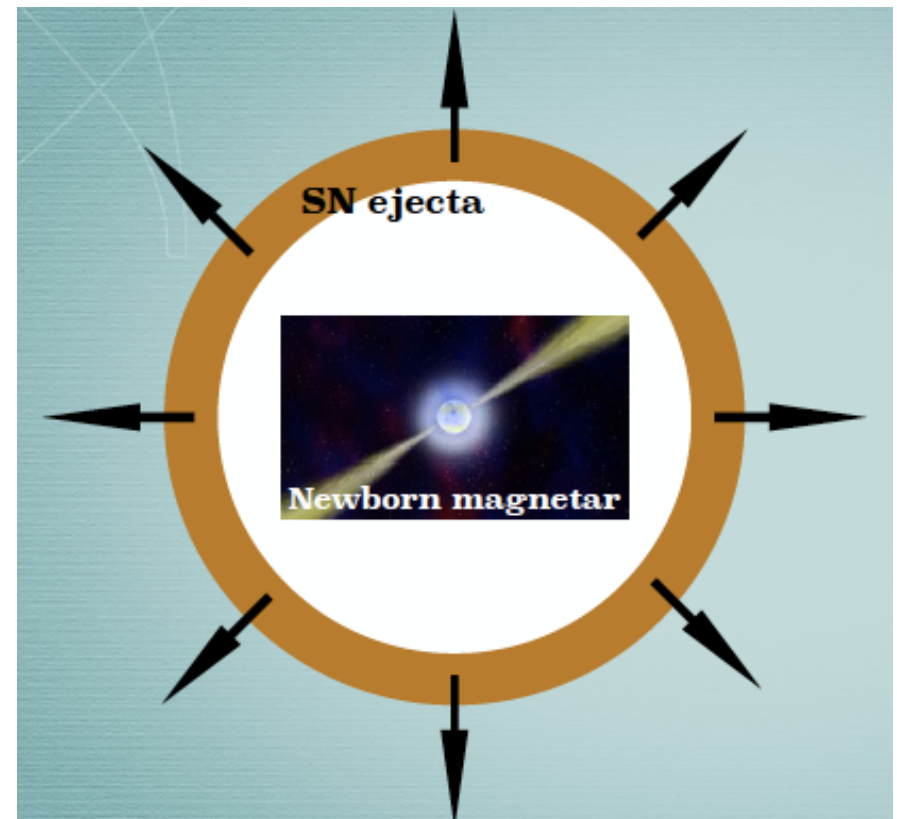
Effects:

Snow plow of inner ejecta

⇒ Fast dense shell at base

Injection of internal energy

⇒ High ejecta temperatures



Chatzopoulos 2015



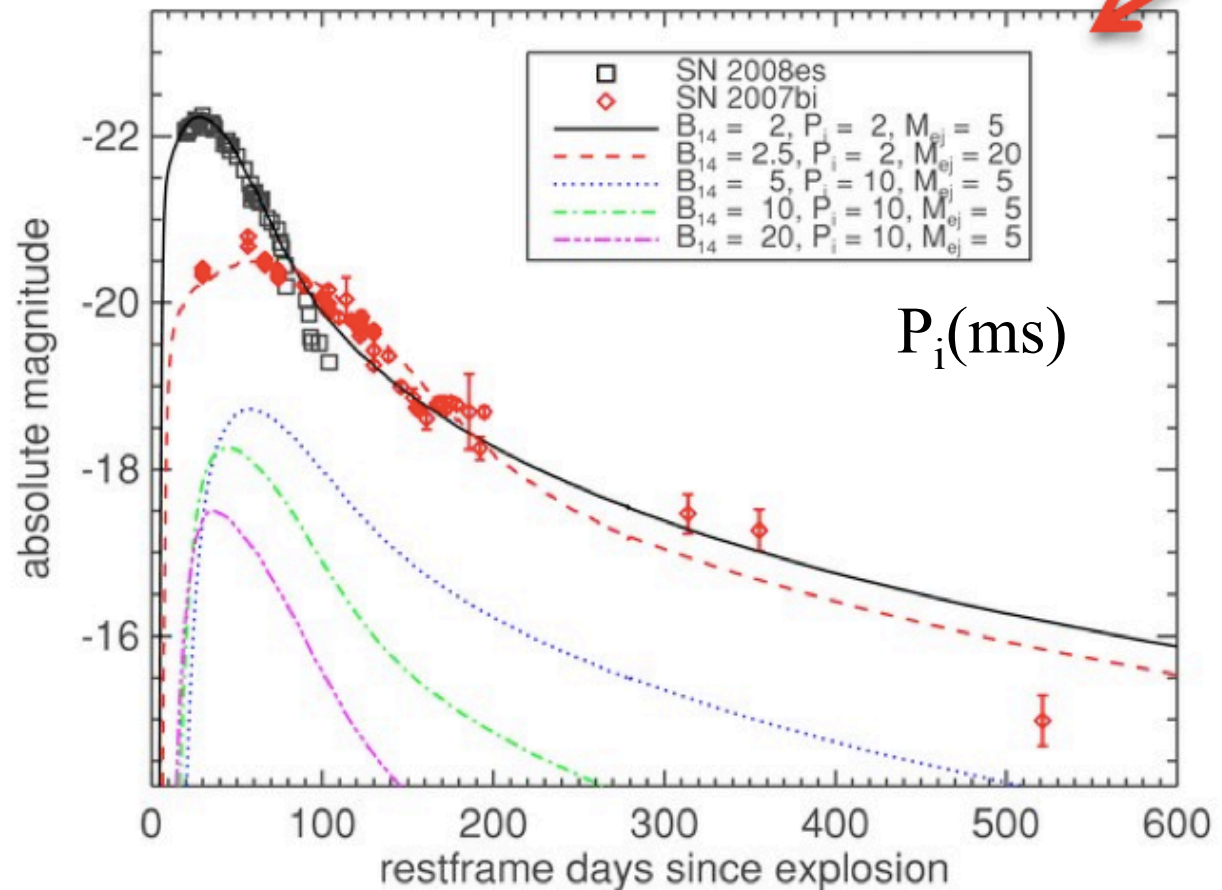
# マグネターモデルの利点

超新星の明るさと光度曲線の幅(形)を $P_i$ ,  $B$ と $M_{ej}$ を変える事により簡単に自在に変えられる

妥当な範囲の $P_i$ と $B$ の値でSLSNを説明できる

*Kasen & Bildsten (2010)*

Magnetar model for SN2007bi



# マグネターモデルの利点

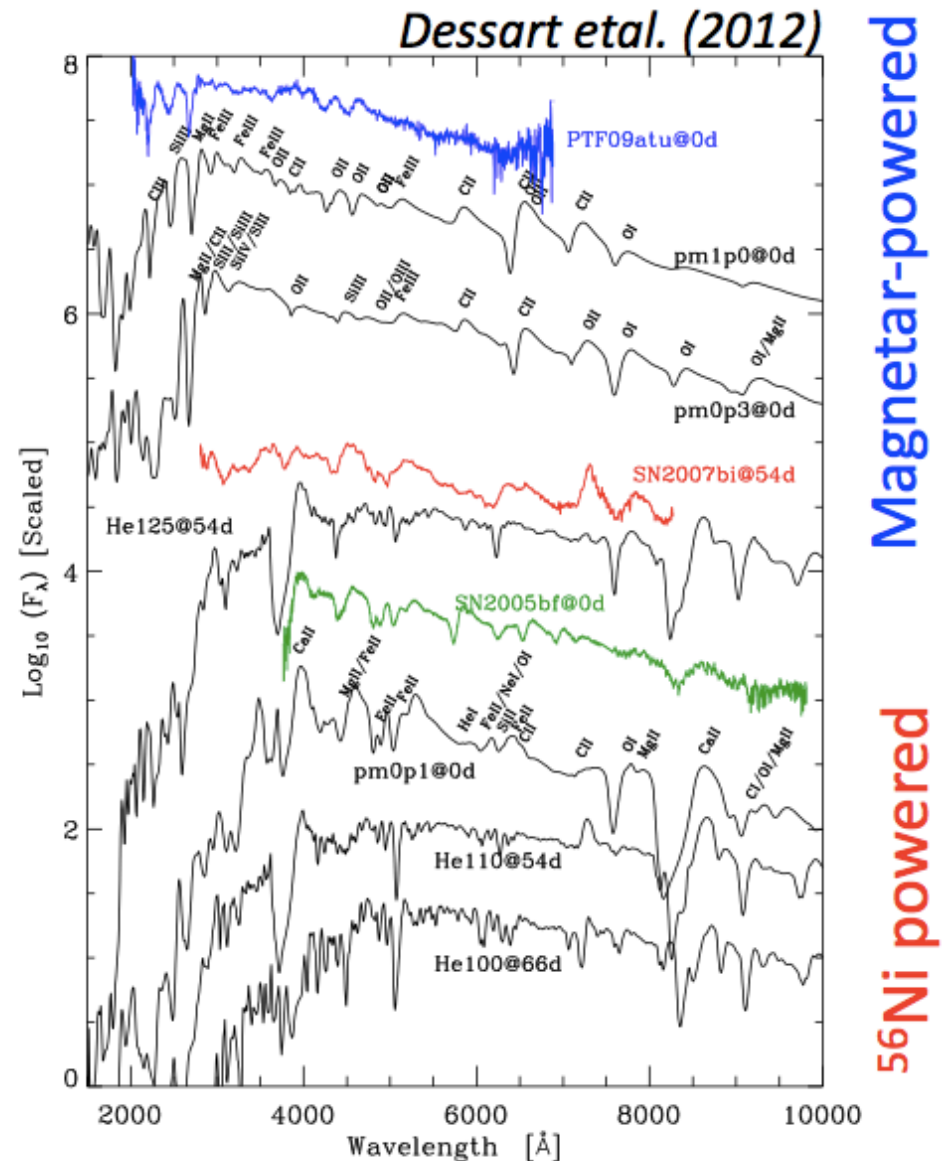
SLSNの青い色を説明可能 ( $^{56}\text{Ni}$  モデルではできない)

後期光度曲線が合わない場合には $^{56}\text{Ni}$ を足す事によって大体どんな光度曲線でも再現できる (このあたりから少しいかがわしくなってくる)

- 最大の問題点

Dipole radiation を膨張している ejecta 内で thermalize させることは非常に困難 (Bucciantini et al. 2005)

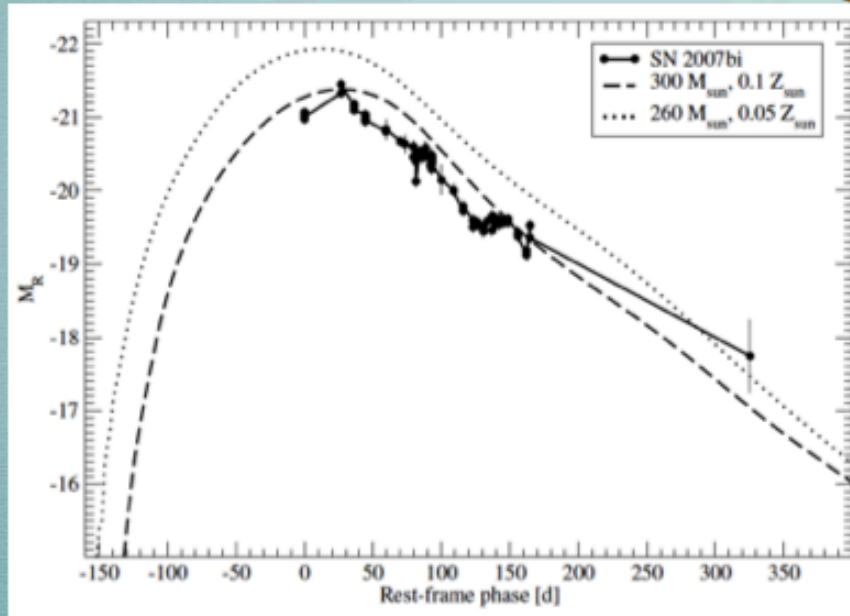
以下Chatzopoulos (2015)のスライドを3枚借用してまとめの代わりに



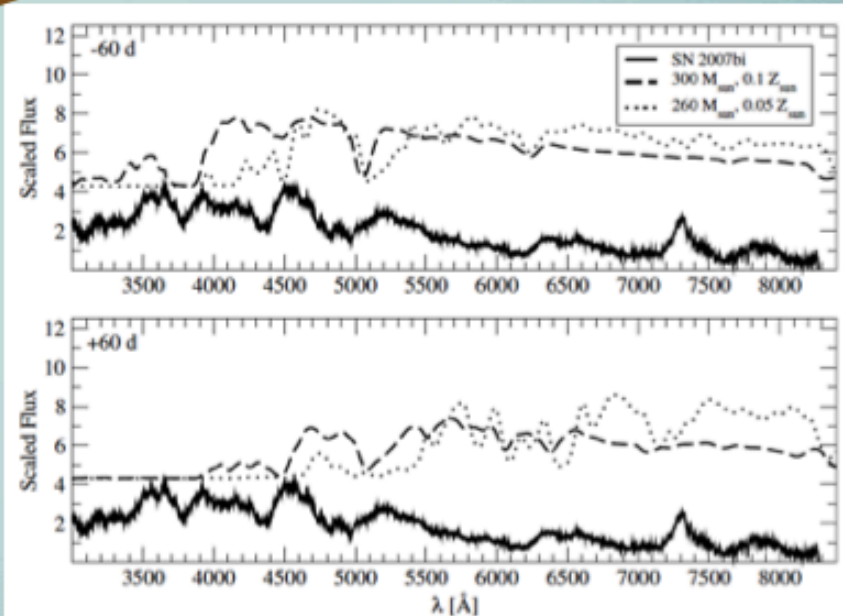
# SN 2007bi - A CONTINUOUS DEBATE

**Gal-Yam et al. (2009): PISN Based on Light Curve Fits but Ni/Co line blends at late-time spectra.**

**Dessart et al. (2013); Chatzopoulos et al. (2015): Too blue to be true! LC concerns (explosion date) and stellar evolution constraints.**



*Chatzopoulos et al. (2015)*



*Chatzopoulos et al. (2015)*

## MAGNETAR SPIN-DOWN VS H-POOR CSM INTERACTION

*Dessart et al. (2013b)*

*Chatzopoulos et al. (2014, 2015)*

# MAGNETAR SPIN DOWN

*Kasen & Bildsten (2010); Woosley (2010); Dessart et al. (2012)*



- One can reproduce SLSN-I like blue/hot spectra by assuming a constant “top-hat” energy injection (Dessart et al. 2012).
- SLSN-I and GRBs have similar hosts (Lunnan et al. 2014).

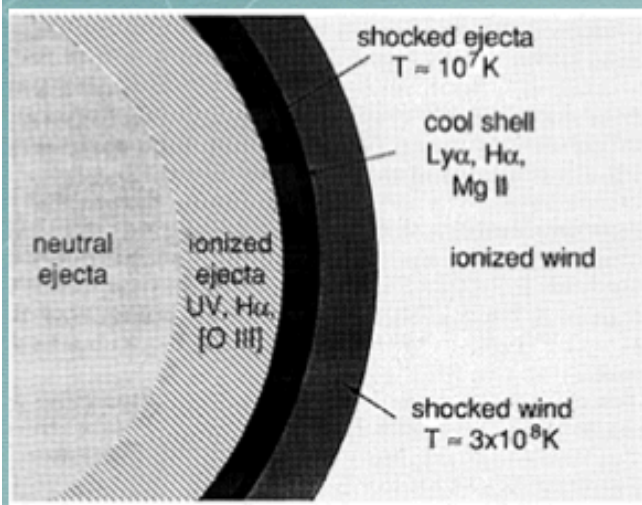
## Scoreboard

Event	LC	Spectra
SN 2007bi	Y	Y?
SN 2008es	Y	?
SN 2010gx	Y	?
PS1-11ap	Y	?
SN 2012il	Y	?

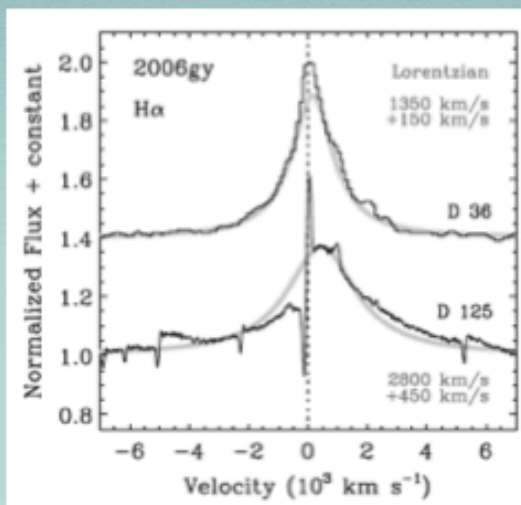
## Challenges

It's hard to thermalize magnetar radiation in the expanding SN ejecta (Bucciantini et al. 2005). Asymmetrical deposition of energy.

# CSM INTERACTION



*Chevalier & Fransson (1994)*



*Smith et al. (2010)*

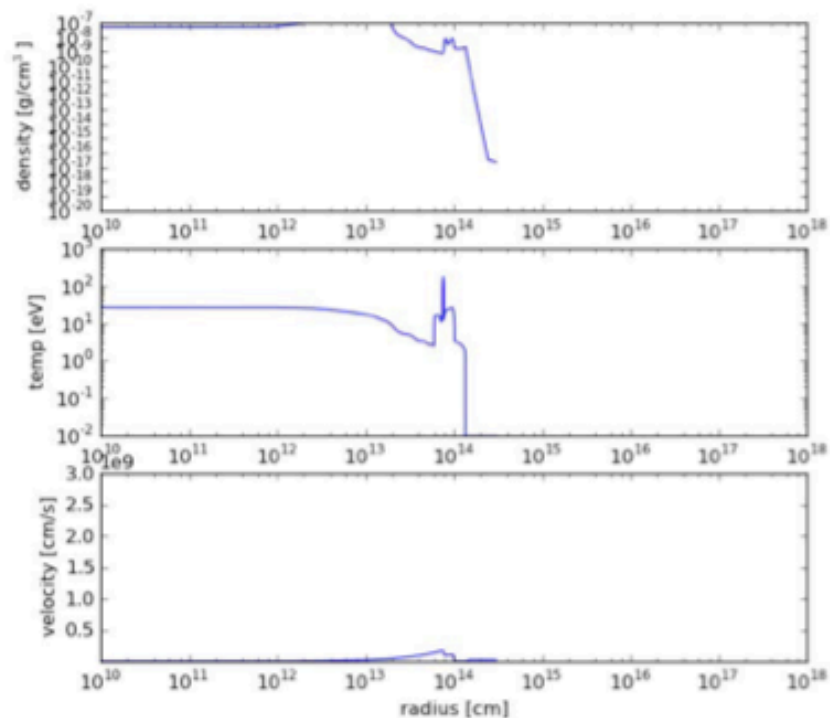
- Can fit all SLSN LCs (Chatzopoulos et al. 2013).
- Naturally explains diversity.
- Consistent with advanced massive stellar evolution/ mass-loss.

## Scoreboard

Event	LC	Spectra
SN 2005ap	Y	?
SN 2006gy	Y	Y
SN 2007bi	Y	?
SN 2008am	Y	Y
PTF 12dam	Y	?

## Challenges

Hard to compute spectra. Complex conditions for presence/absence of emission features.



## まとめ（～と親星）

1. Shock heating 超新星 (II-P, II-L, IIb型)
2. SNe in Binary Systems (II-P, II-L, IIb, Ib/c)
3. (比較的)近傍の有名な重力崩壊型超新星
4. Shock breakout & cooling phase (II, IIb)
5. SN1987Aの(親星の)謎 (II-pec)
6. SNe Ic & Ic-BL (hypernova)
7. Faint SN & ECSN (II 型)
8. (Super luminous) SNe IIn
9. Super luminous SNe (Type I, II, R)

## 再掲： 近傍の有名な重力崩壊型超新星

名称	距離pc	Type	初期質量	最大B等級	単独星(S) or 連星(B)
SN1987A	51.4k	II-pec	16~22M <sub>☉</sub>	-14.3	B (BSG, 合体後爆発?)
SN1993J	3.6M	I Ib	12~15	-16.7 (+C)	B (+cooling phase) SNII → Ib
SN1994I	8.3M	Ic	13~15	-14.4	B (Wolf-Rayet)
SN1997D	17.3M	II	20~40?	> -14.0	S (Faint SN)
SN1998bw	43M	Ic-BL	35~45	-18.7	(Hypernova)
SN1999em	7.8M	II-P	12~14	-16 (+C)	S (+cooling phase)
SN2002ap	1M	Ic-BL	20~25	-16.7	SNとHNの間
SN2005bf	79M	Ib	25~30?	-16.2	S? 特異、マグネター?
SN2006gy	73M	II In	> ~100	-21.8(R)	SLSN-II In
SN2006jc	26M	Ibn	(25~30)	-17.8	S (WR star + CSM interaction)
SN2008S	1.9M	II In	9 (~15?)	-13.9(R)	S (ECSN or SN impostor)
SNe Ia				-19.0(Ave)	Miller & Branch 1990
SNe II-P,L				-16.9(Ave)	
SNe Ib				-17.1(Ave)	