



超新星残骸の観測から迫る 超新星の親星

勝田 哲（かつださとる）

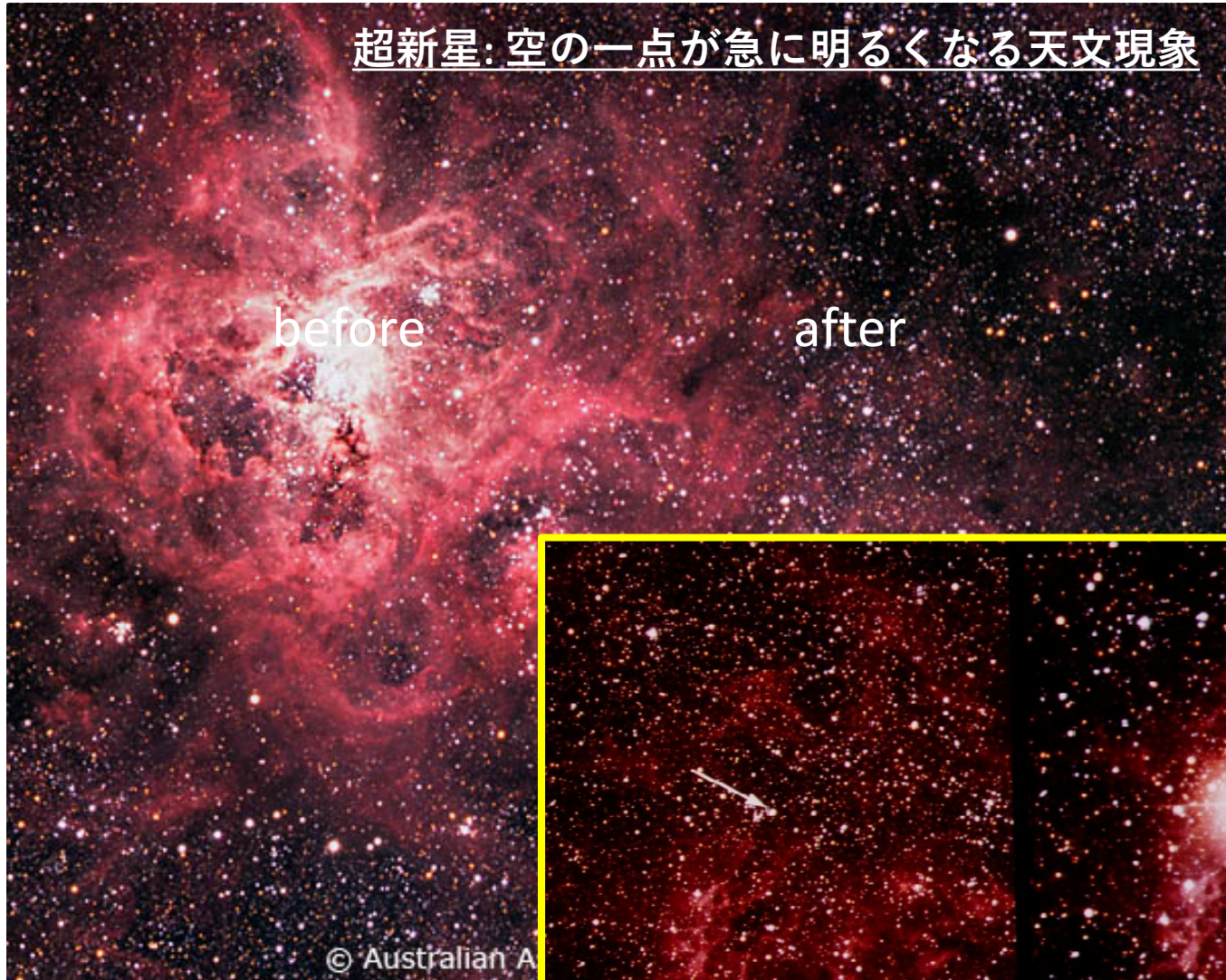
埼玉大学・理工研・宇宙観測センター・助教

目次

- 超新星爆発
 - 歴史的超新星
 - 超新星爆発のメカニズム
 - 超新星の親星
- 超新星残骸
 - 基本構造
 - 超新星残骸の(X線)観測から親星を探る

超新星爆発

超新星: 空の一点が急に明るくなる天文現象



超新星爆発



超新星爆発とは

- 重い恒星が一生の最期に起こす大爆発
- 明るさは太陽の数億倍
→ 銀河一つに匹敵する

肉眼で見えた超新星：日本の記録

西暦1181

1054

1006

皇極天皇九年秋七月甲寅客星入月
 陽成院自觀十九年正月廿五日丁酉戌時客星
 在辟見西方
 宇多天皇寬平三年三月元日卯戌時
 客星在東向早東方相去二十所
 醍醐天皇延長八年七月乙亥客星
 入羽林中
 一惟院寬弘三年八月二日庚子夜ハ降駒中
 中有大客星如紫殿元明動雅連夜上見
 南方或云騎降將軍是夜有怪信文
 後冷泉院天喜二年八月十日午後時客星在
 北嶺谷度見連方宮天向是大大客星
 二惟院承高二年七月廿日壬戌時客星見大
 此方直三島守侍金見
 高倉院治承二年六月廿日辰午氏時客星見
 此方直三島守侍金見

客星右珮例



藤原定家(1162-1241)

客星：
 普段見慣れない星
 (彗星や超新星)

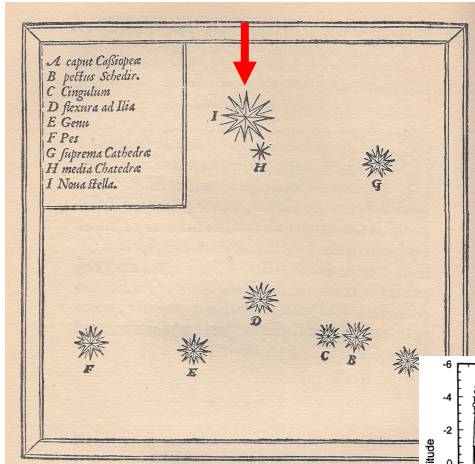
明月記 (公益財団法人 冷泉家 時雨亭文庫 蔵)
 ※藤原定家の19歳から75歳まで56年間にわたる日記

史上最大光度の超新星「SN 1006」

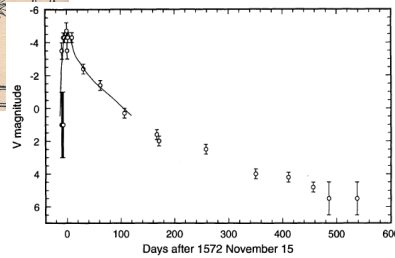
- 中国：夜でも地上のものがはっきり見えた
5日の月→ -8.5等
- エジプト： $\frac{1}{4}$ の月より少し明るい
- シリア：月のよう
- イラク：月のよう
- イエメン：水面がキラキラ輝いて太陽のよう
- スイス：目が眩むよう

(参考) 金星: -4.6 等、満月: -12.6 等、太陽: -30 等

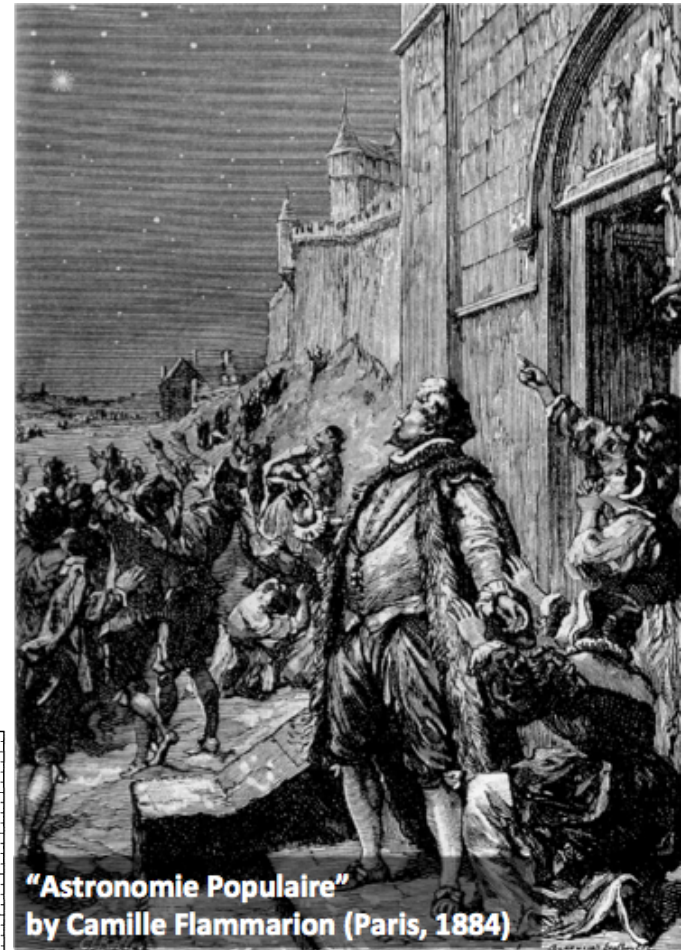
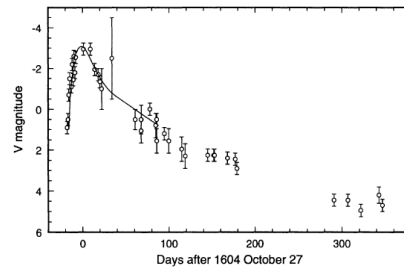
ルネサンス期のヨーロッパの記録



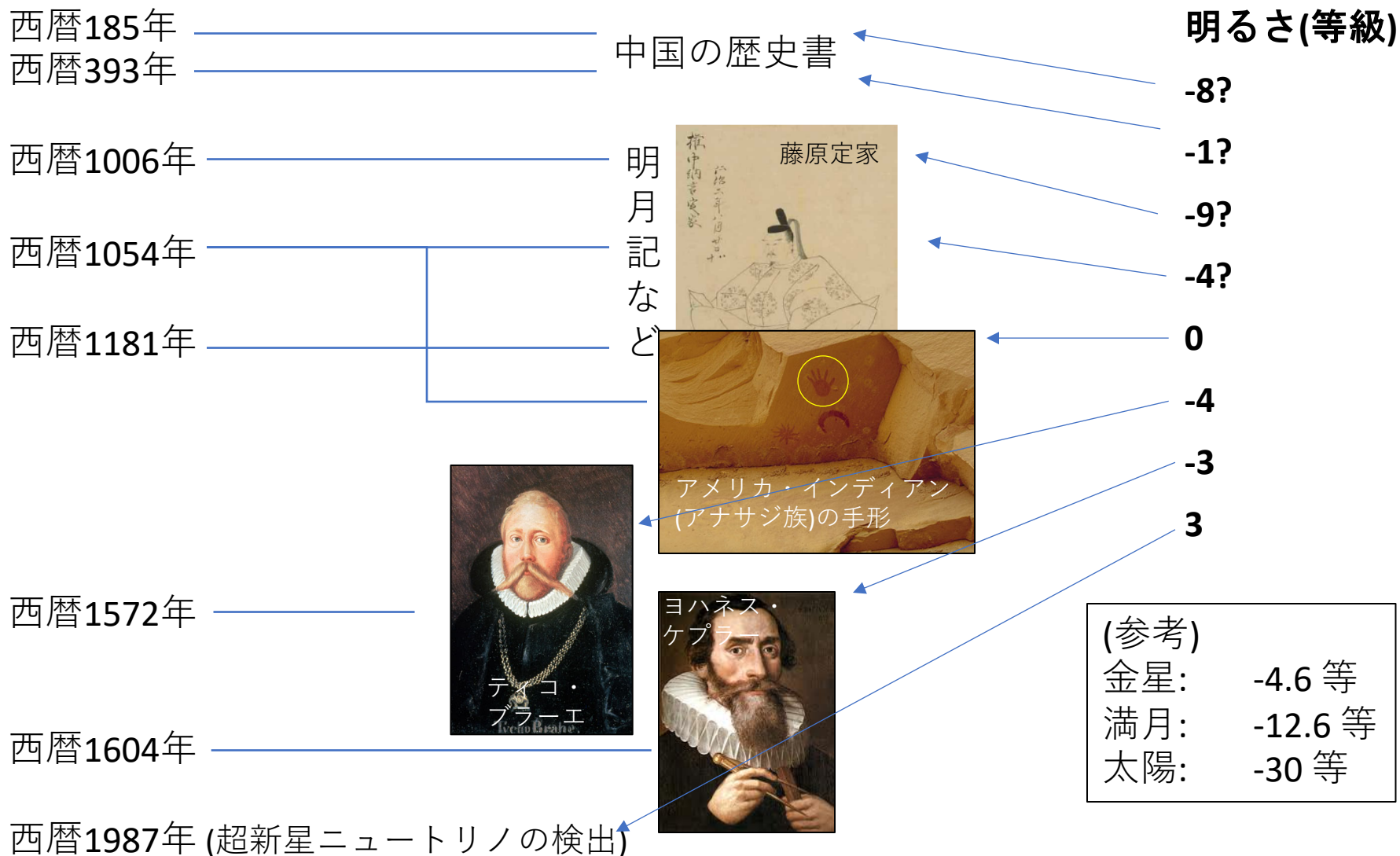
↑1572年
ティコ・ブラーエ
(修正天動説の提唱)



1604年→
ヨハネス・ケプラー
(ケプラーの法則の発見)



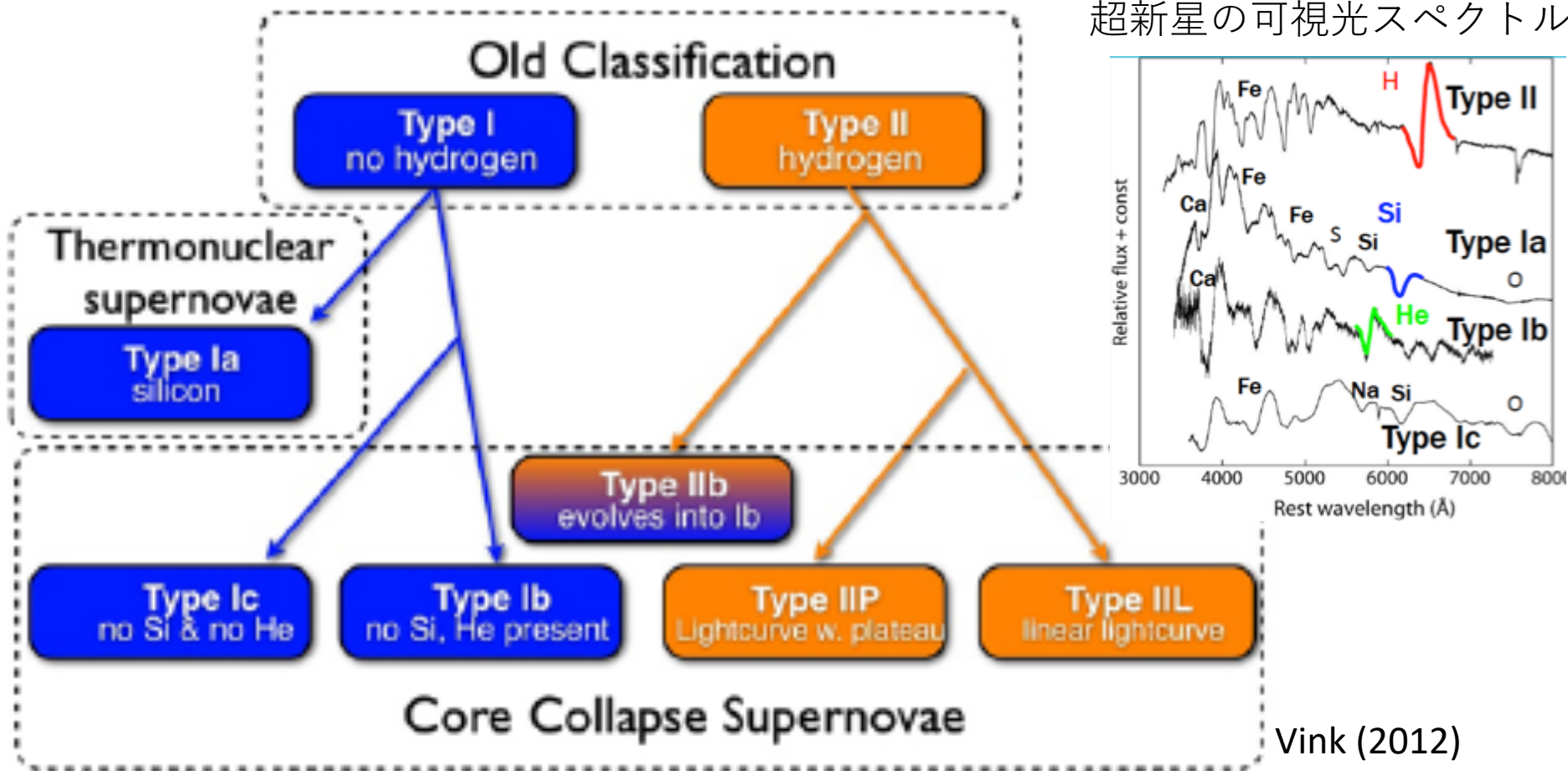
肉眼で見えた超新星一覧



(参考)	
金星:	-4.6 等
満月:	-12.6 等
太陽:	-30 等

超新星のタイプ

超新星の可視光スペクトル



爆発機構の観点では、熱核爆発型(Ia)と重力崩壊型(Ia以外全て)に区別できる。

重力崩壊型およびIa型超新星諸元

	重力崩壊型(II, Ib, Ic etc.)	Ia型
親星	重い星($M > 8M_{\odot}$)	白色矮星
エネルギー源	重力 (鉄コアの位置エネルギー)	核融合 (主に $C+O \rightarrow Ni$)
爆発エネルギー	10^{53} erg 1% (10^{51} erg)が運動エネルギー (99% はニュートリノ)	10^{51} erg
爆発後に残るもの	中性子星かブラックホール ※連星系を成す場合は伴星が残る。	跡形もなく吹き飛ぶ。 ※連星系を成す場合は伴星が残る。

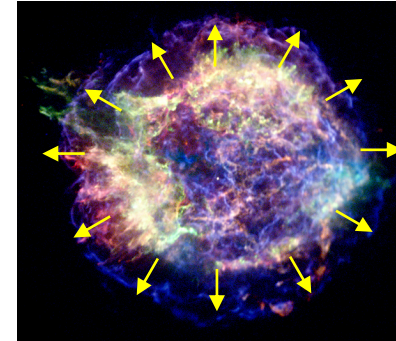
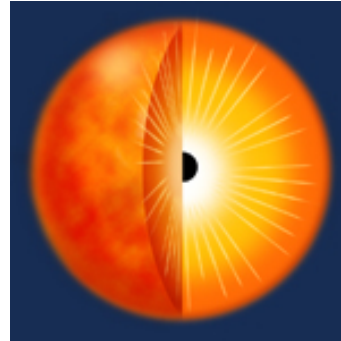
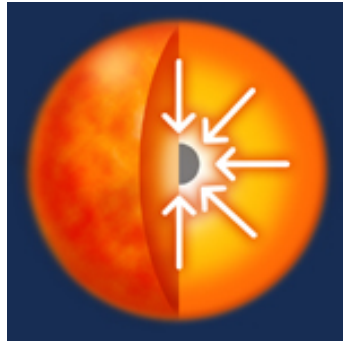
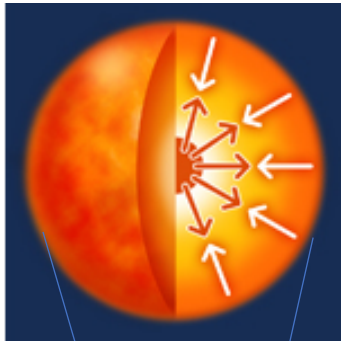
重力崩壊型超新星爆発の原理

超新星爆発までの時間

t=-0.2秒

t=0 (爆発!)

t=数百年



© ISAS/JAXA

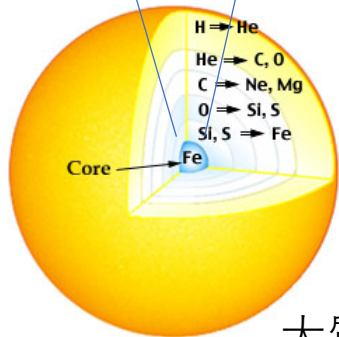
①核融合反応で自重を支えている。

②中心に**鉄コア**ができ、核融合が停止。一気に押し縮められる。

③中心に原子核の塊ができる。落下してくるガスが跳ね返る。

④超新星爆発!

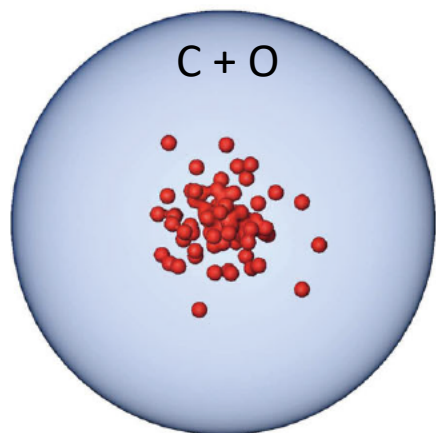
⑤超新星残骸。周辺に爆発破片が飛び散り、中心には中性子星 (or BH)が残る。



大質量星の終末期

Ia型超新星爆発の原理

白色矮星



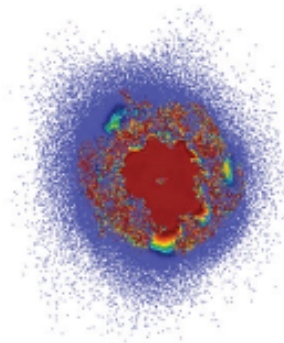
(h) N100(L,H)

核爆発



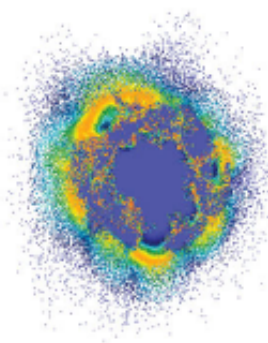
爆発後 100 秒の元素分布

Ni



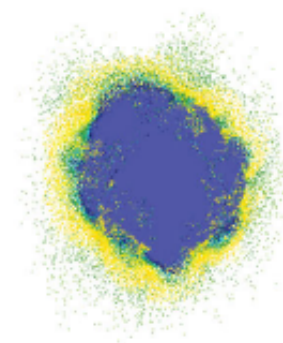
(f) N40; X(⁵⁶Ni)

Si



(h) X(²⁸Si)

O



(i) X(¹⁶O)

Seitenzahl et al. (2013)

チャンドラセカール限界質量
 $M \sim 1.38 M_{\odot}$ の重さになった時

超新星の母銀河



渦巻き銀河

- 主に重力崩壊型
但し全種類が発生し得る
- 古い星と若い星が混在



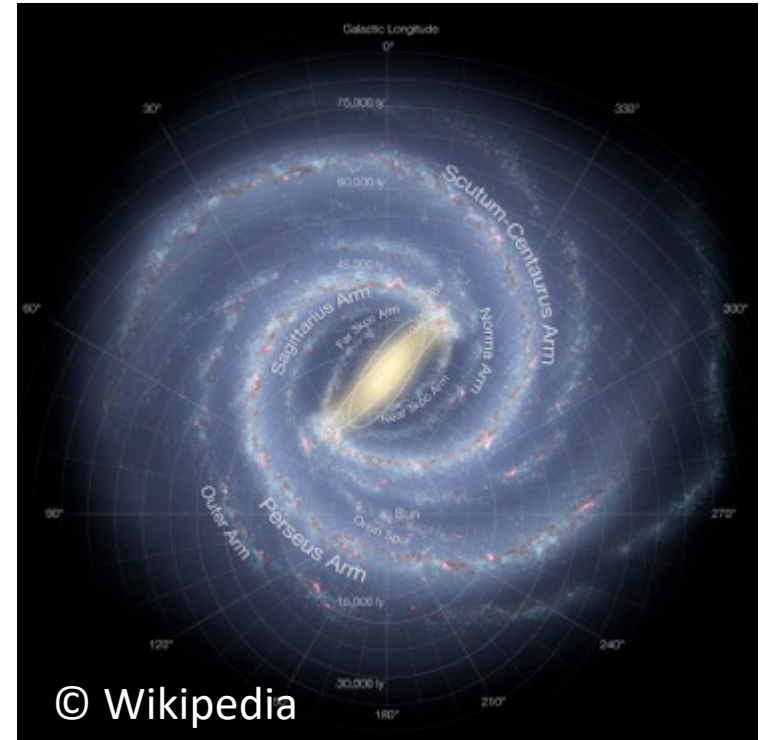
楕円銀河

la型のみ発生

古い星のみ

我々の銀河での超新星発生頻度

- 頻度: 1 個 / 40 ± 10 年
- 重力崩壊型: 85%
- Ia 型: 15%
(Tammann et al. 1994)

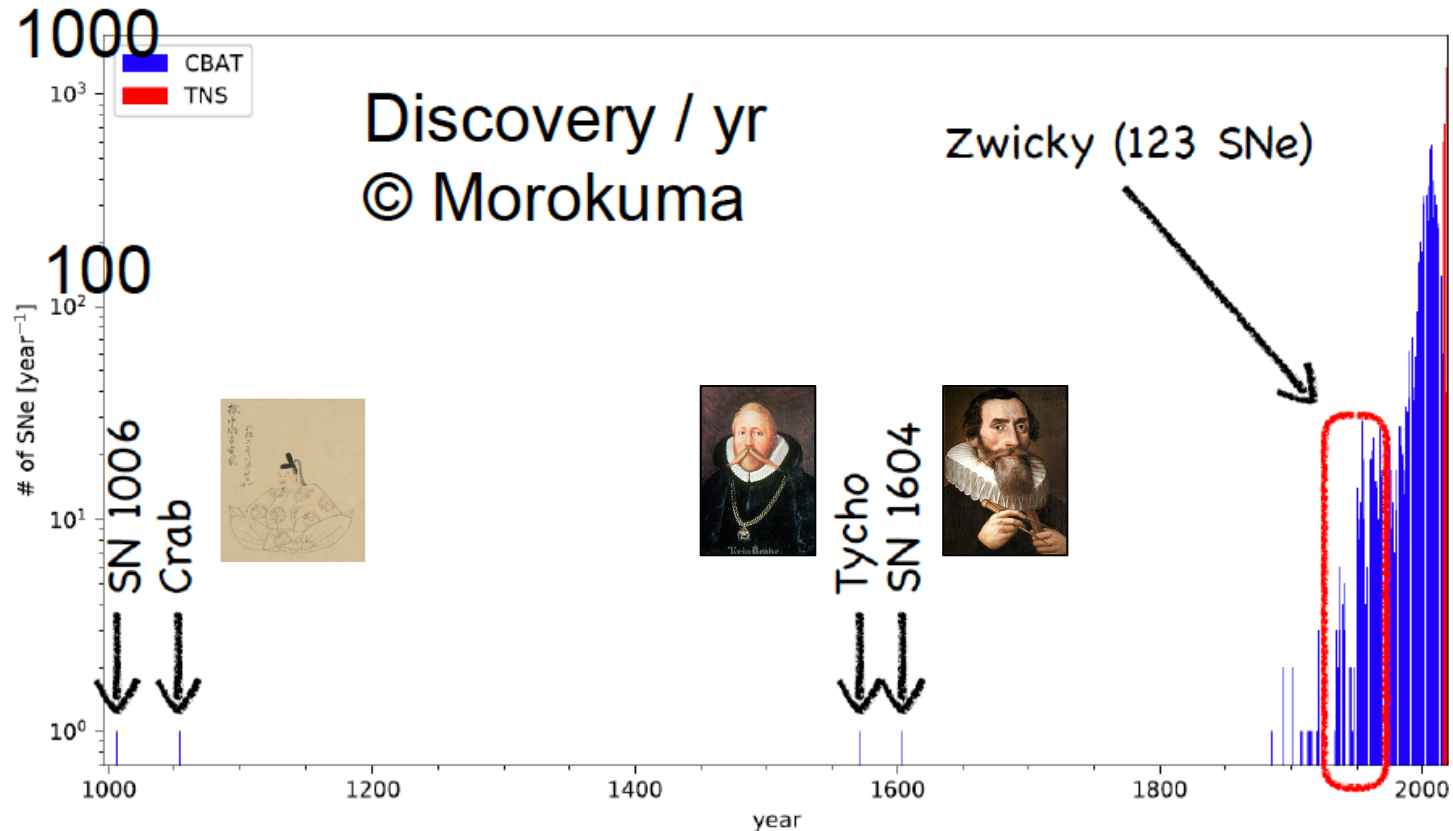


- 最大級の渦巻き銀河の場合、10年で1個の超新星が発生する。

超新星の「発見」頻度

CBAT: <http://www.cbat.eps.harvard.edu/lists/Supernovae.html>

TNS: <https://wis-tns.weizmann.ac.il>



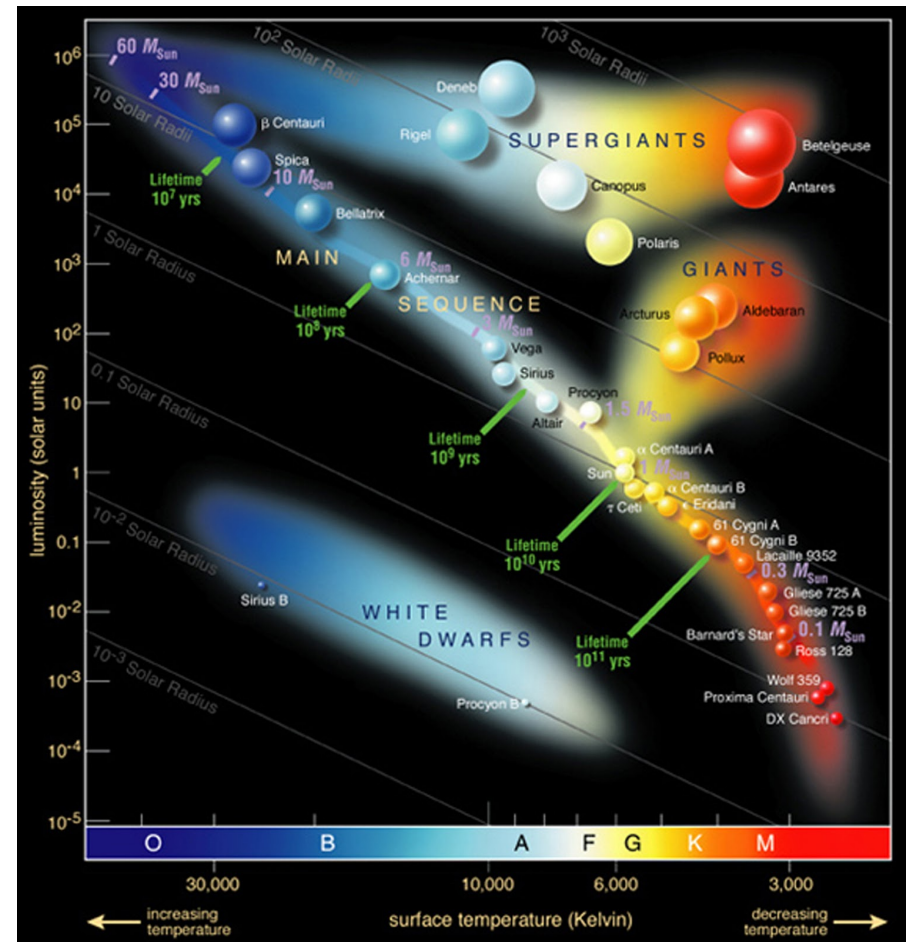
昔は数百年に一度の大イベントだったが、今や日常茶飯事。

超新星の親星

理論的には、

- 重力崩壊型:
重い星 ($M > 8 M_{\odot}$)
- Ia 型: 白色矮星

親星を観測的に解明したい。



重力崩壊型超新星の小分類・親星

親星の質量の違いが多様なサブタイプの主因か?

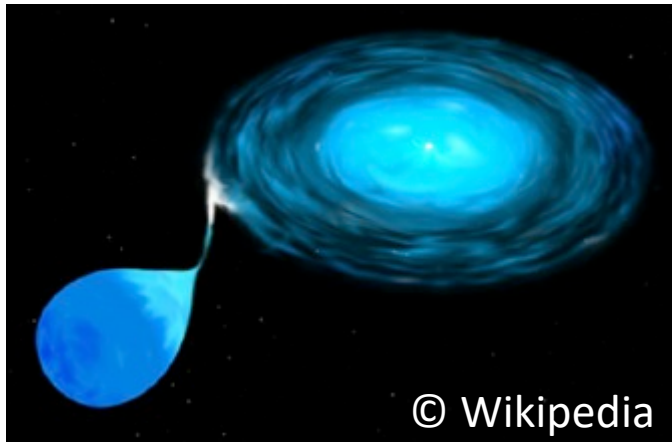
SN	Progenitor Star ^a	$M_{ZAMS} (M_{\odot})^b$
II-P	RSG	8–20
II-L	RSG/YSG	20–30 (?)
II-pec	BSG (b)	15–25
IIb	YSG (b)	10–25
Ib	He star (b)	15–25 (?)
Ic	He star (b)/WR	25–?
Ic-BL	He star (b)/WR	25–?
IIIn (SL)	LBV	30–?
IIIn	LBV/B[e] (b)	25–?
IIIn	RSG/YHG	25–40
IIIn-P	Super-AGB	8–10
Ibn	WR/LBV	40–?
Ia/IIIn	WD (b)	5–8 (?)

Smith (2014)

Ia 型超新星の小分類・親星

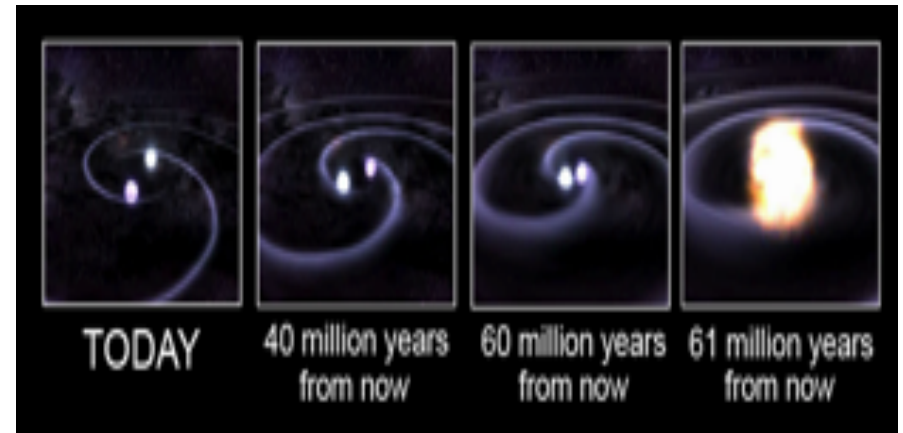
- 2 系統に大別できる。

A) Single degenerate (WD + MS or RG)



安定した質量降着(新星爆発してはいけない) → WD がチャンドラセカル質量($\sim 1.4 M_{\odot}$)に達したとき爆発する。

B) Double degenerate (WD + WD)



WD 連星が、重力波を放出し徐々に接近 → くっついてチャンドラセカル質量を超えれば爆発する。

親星の直接観測の難しさ

近傍銀河 NGC 2906 @ 30 Mpc で発生した超新星 SN 2005ip

爆発する前



爆発した後



Fox et al. (2009)

近傍銀河と言えども距離が遠い(~10 Mpc)ため、親星が見つかるケースは極めて稀。
→ 銀河系内(~ 10 kpc)の超新星残骸の観測から親星に迫れないか?

目次

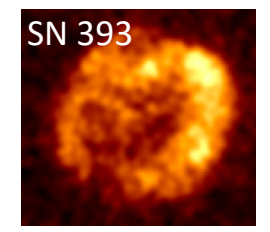
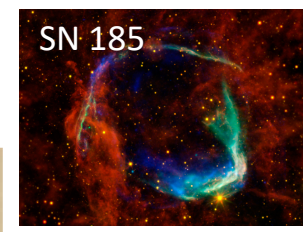
- 超新星爆発
 - 歴史的超新星
 - 超新星爆発のメカニズム
 - 超新星の親星
- 超新星残骸
 - 基本構造
 - 超新星残骸の(X線)観測から親星を探る

超新星残骸

現在の姿(超新星残骸)

西暦185年
西暦393年

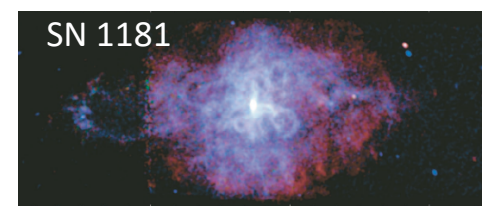
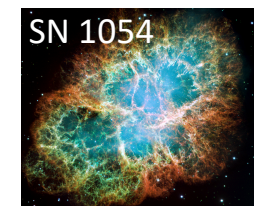
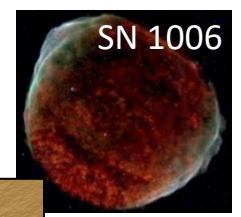
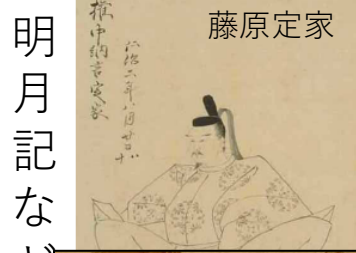
中国の歴史書



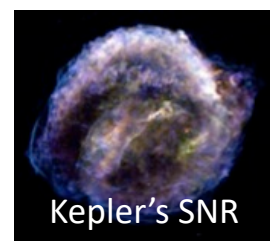
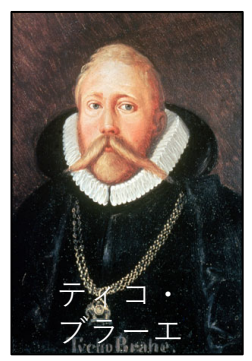
西暦1006年

西暦1054年

西暦1181年



西暦1572年

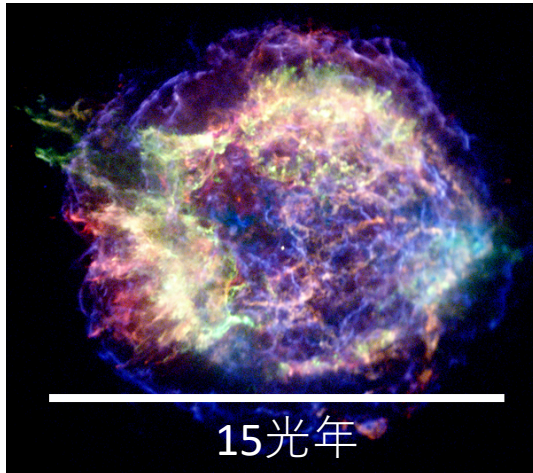


西暦1604年

西暦1987年 (超新星ニュートリノの検出)



超新星残骸の数

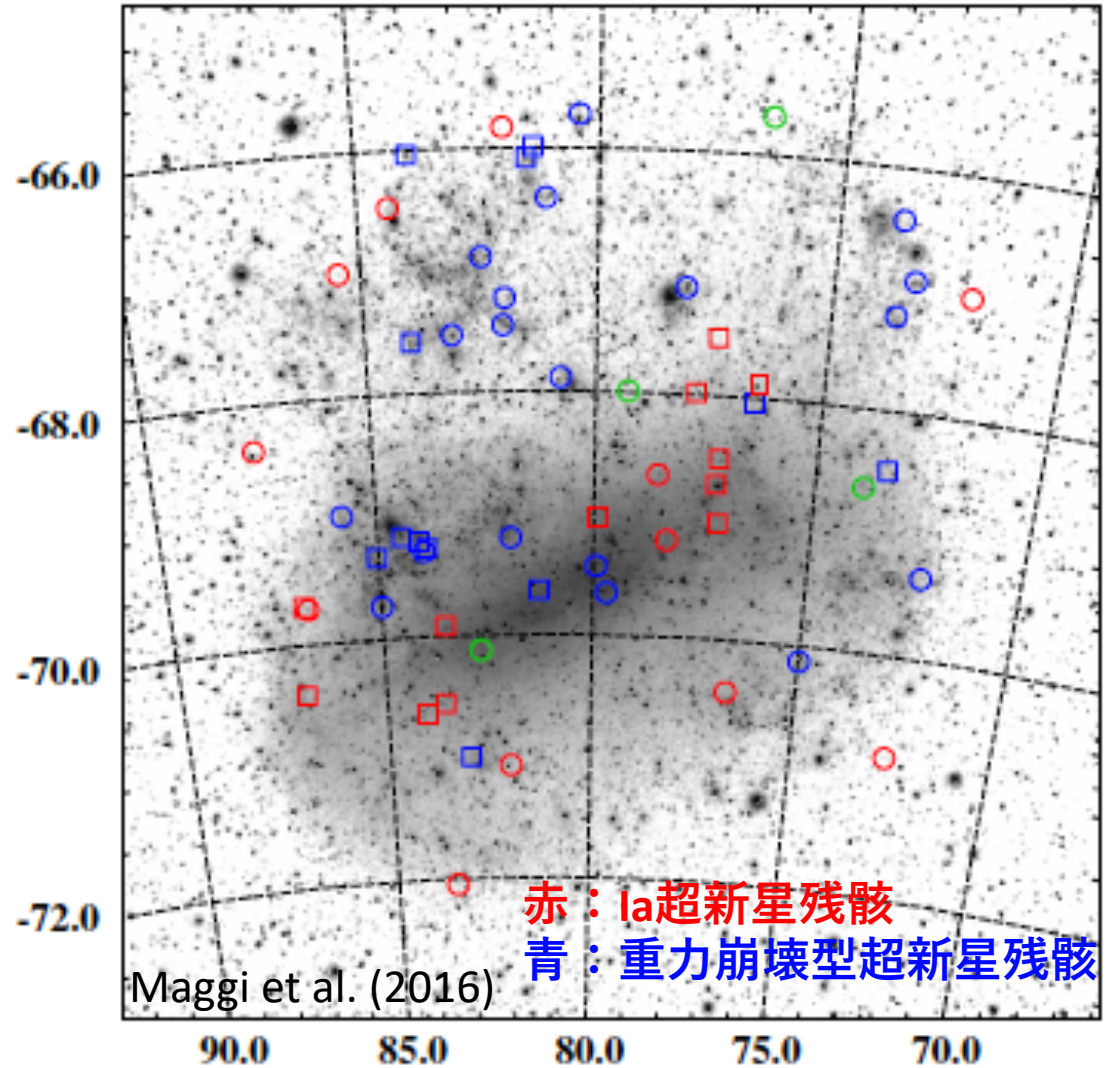


超新星残骸の観測寿命:
数万年

超新星の発生頻度:
1回/銀河/100年

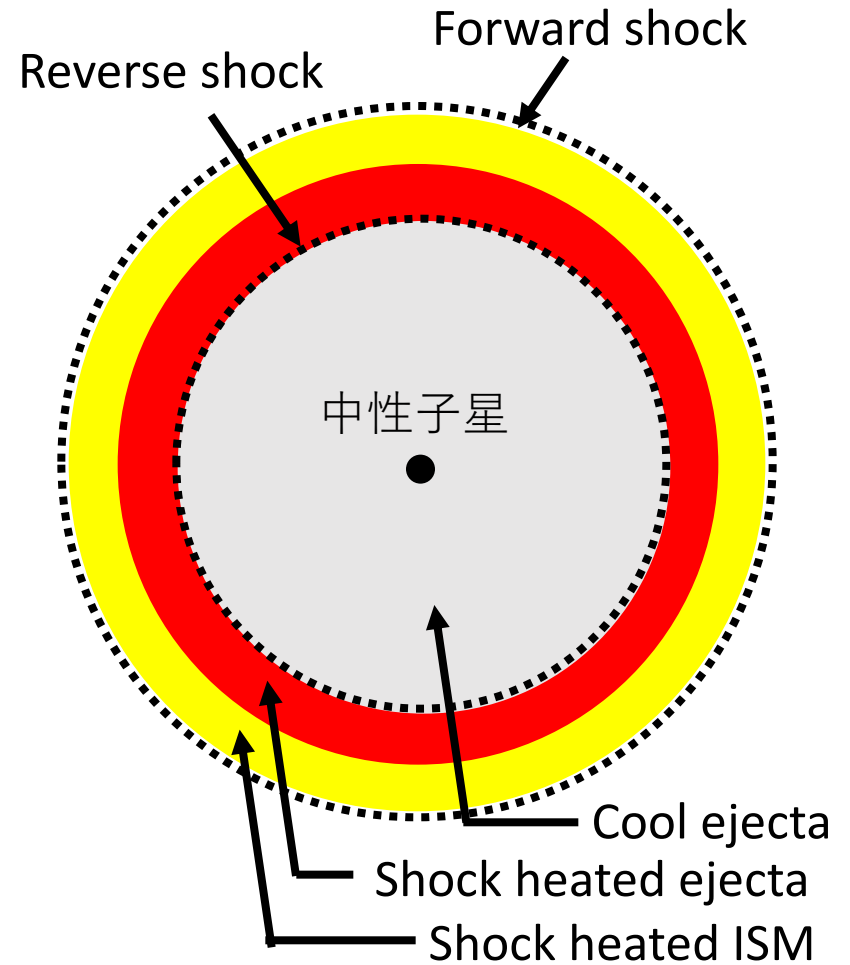
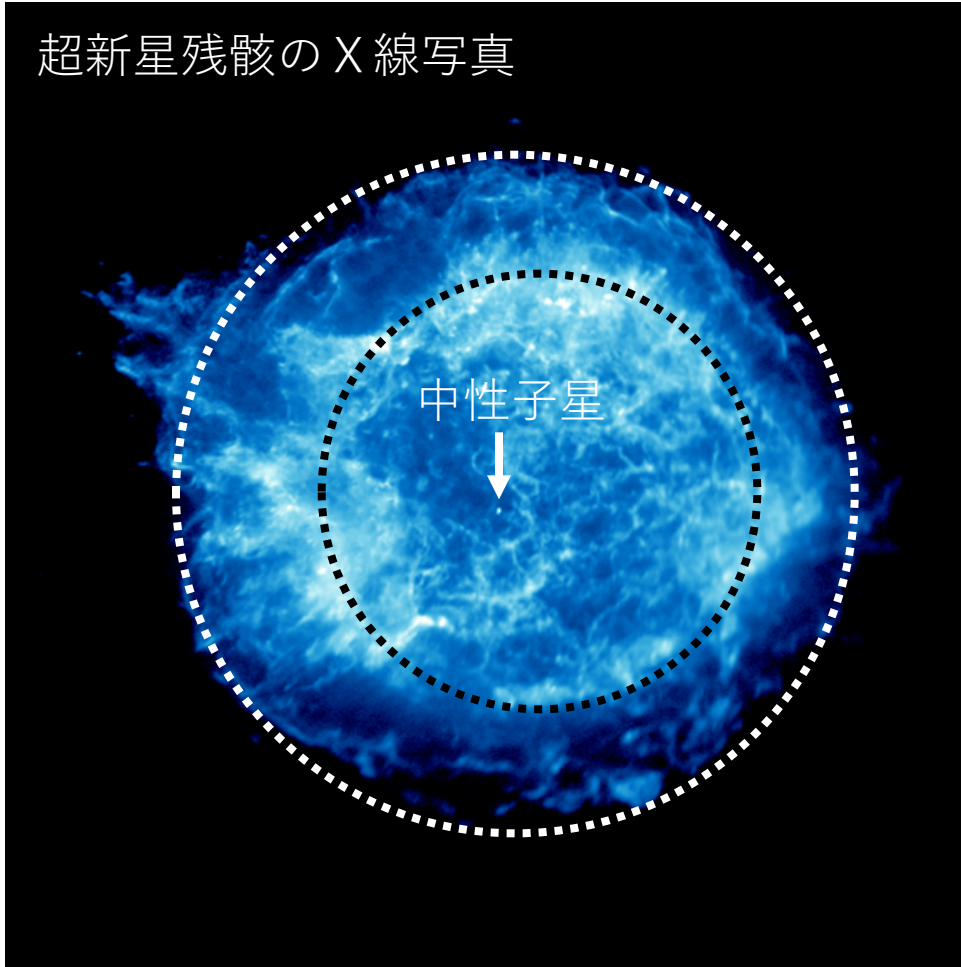
超新星残骸の個数:
 $(1/\text{銀河}/100\text{年}) \times (\text{数万年})$
= 数百個/銀河

大マゼラン星雲(隣の銀河)の全貌



超新星残骸の基本構造

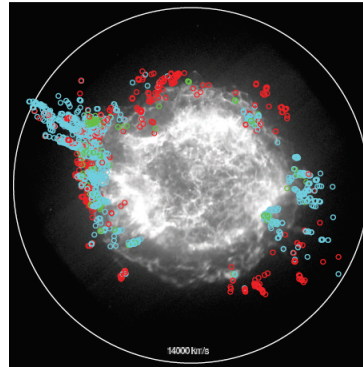
超新星残骸のX線写真



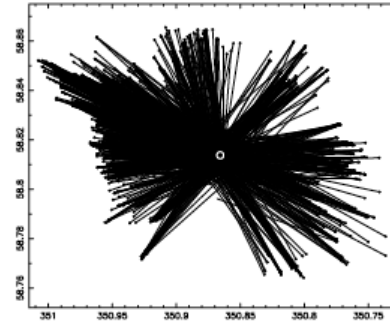
爆発噴出物(ejecta)と星周・星間物質(CSM/ISM)が光る。

超新星残骸に残る親星の情報・痕跡

- 爆発噴出物



爆発破片の固有運動



Fesen et al. (2006)

- 星周物質 ← 親星の星風(外層)

WR 124 (Wolf-Rayet star)



爆発噴出物の観測

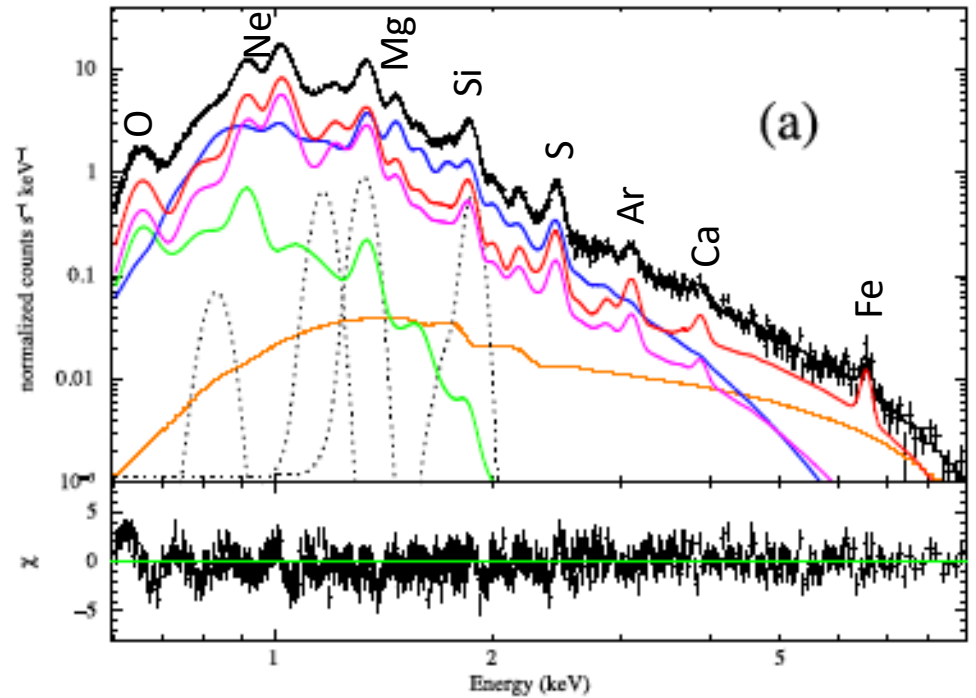
- X線観測すると大体いつも検出できる。
→ 元素組成比から親星の質量を推定。

X線スペクトル → 元素組成比

G292.0+1.8 – Chandra X-ray image

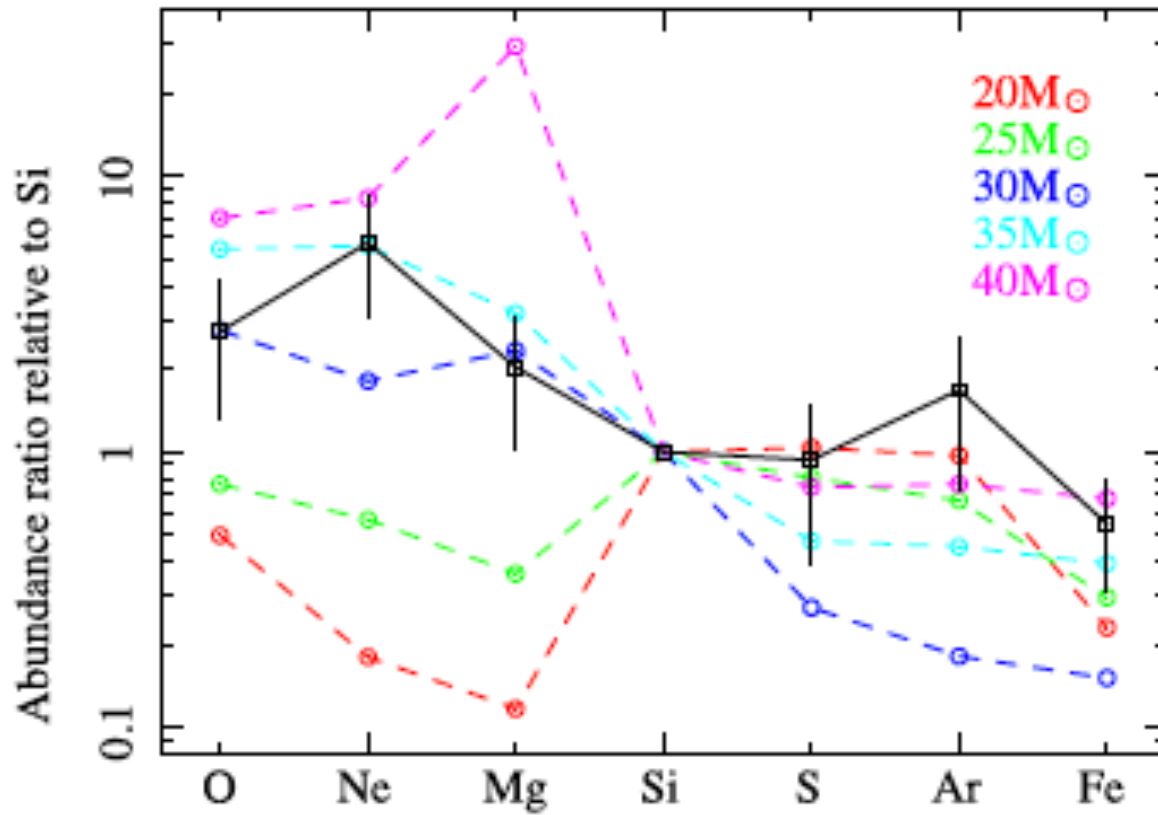


Suzaku/XIS X-ray spectrum



Kamitsukasa et al. (2014)

元素組成比 vs. 元素合成モデル

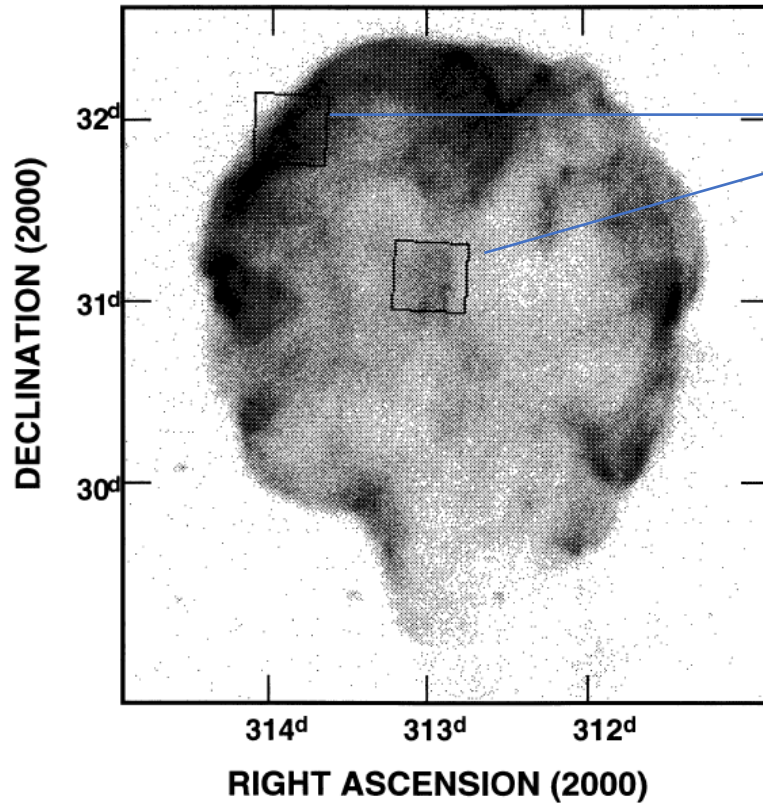


Kamitsukasa et al. (2014)

→ 元素組成比を最もよく再現するのは $M \sim 30-35 M_{\odot}$

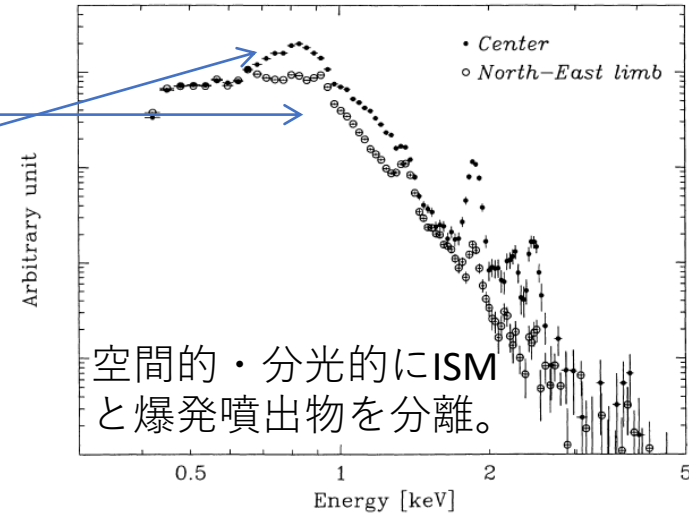
古い残骸でも爆発噴出物を検出可能

The Cygnus Loop: 爆発後 1 万年程度

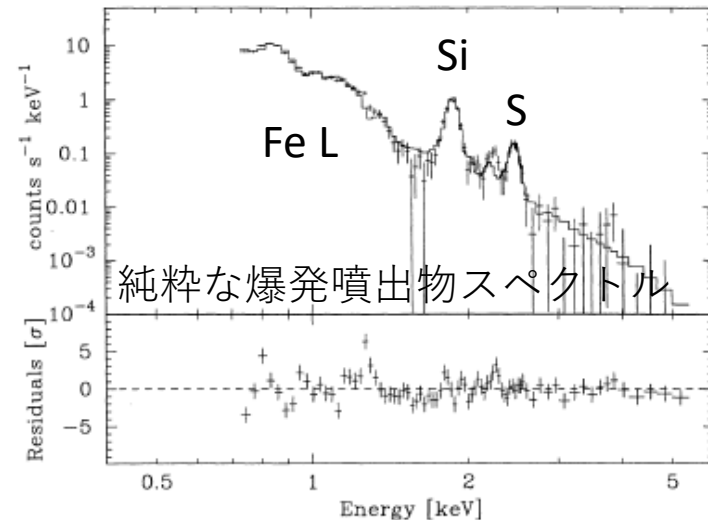


Miyata et al. (1998)

元素合成モデルの直接検証が可能になった。



空間的・分光的にISM
と爆発噴出物を分離。



純粋な爆発噴出物スペクトル

過去の測定結果をまとめてみると...

文献値のまとめ

SNR	Age (years)	$M_{ZAMS} (M_{\odot})$
*** Galactic SNRs ***		
Cassiopeia A	~340 (1)	15-20 (2)
Kes 73	~750 (4)	20-30 (5)
G350.1-0.3	~900 (6)	15-25 (7)
RX J1713.7-3946	~1600 (8)	≤15 (9)
MSH 15-52	~1700 (10)	N.A.
G292.2-0.5	~1900 (12)	25-30 (13)
RCW103	~2000 (14)	18-20 (15)
G349.7+0.2	~2800 (16)	35-40 (7)
G292.0+1.8	~3000 (17)	30-35 (18)
Puppis A	~4500	15-25 (19)
Kes 79	4400-6700 (21)	30-40 (22)
Cygnus Loop	~10000 (23)	≤15 (24)
Sgr A East	~10000 (26)	13-20 (26,27)
MSH 15-56	~11000 (29)	N.A.
IC443	3000-30000 (31,32)	~25 (33)
G290.1-0.8	10000-20000 (35)	20-25 (36)
3C391	~19000 (37)	~15 (38)
W44	20000 (39)	8-15 (40)
G284.3-1.8	~21000 (42)	>25 (43)
G156.2+5.7	20000-30000 (44)	≤15 (45)
3C400.2	~100000 (47)	N.A.
3C396	~3000 (49)	13-15 (49)
G15.9+0.2	2000-6000 (50)	20-25 (50)
Kes 17	2000-4000 (51)	25-30 (52)
CTB109	~14000 (53)	30-40 (54)
G116.9+0.2 (CTB1)	~16000 (55)	13-15 (56)
G296.1-0.5	~28000 (57)	25-30 (57)
W51C	~30000 (58)	≥20 (59)
*** LMC SNRs ***		
N132D	~2500 (60)	~50 (61)
N63A	2000-5000 (63)	N.A.
N23	~4000 (65)	N.A.
N49	~4800 (67)	N.A.
N49B	~10000 (63)	>25 (68,69)
B0453-68.5	12000-15000 (70)	N.A.
30 Dor C	4000-20000 (71)	N.A.
Honeycomb	N.A.	N.A.
*** SMC SNRs ***		
IE0102.2-7219	~2050 (72)	25-35 (73)
IKT2	N.A.	N.A.
DEM S32	N.A.	N.A.
IKT6	~14000 (76)	13-15 (77)
IKT23	~18000 (79)	~18 (79)

銀河系内

組成比と元素合成モデルの比較から沢山の超新星残骸の親星の質量が見積もられてきた。そこで、これらの結果をまとめてみた↓

$f(M < 15M_{\odot})$	$f(15-22.5M_{\odot})$	$f(M > 22.5M_{\odot})$
0.27	0.27	0.46

重い星の方が多い!
そんな例は他にない。
→ 本当なのか?

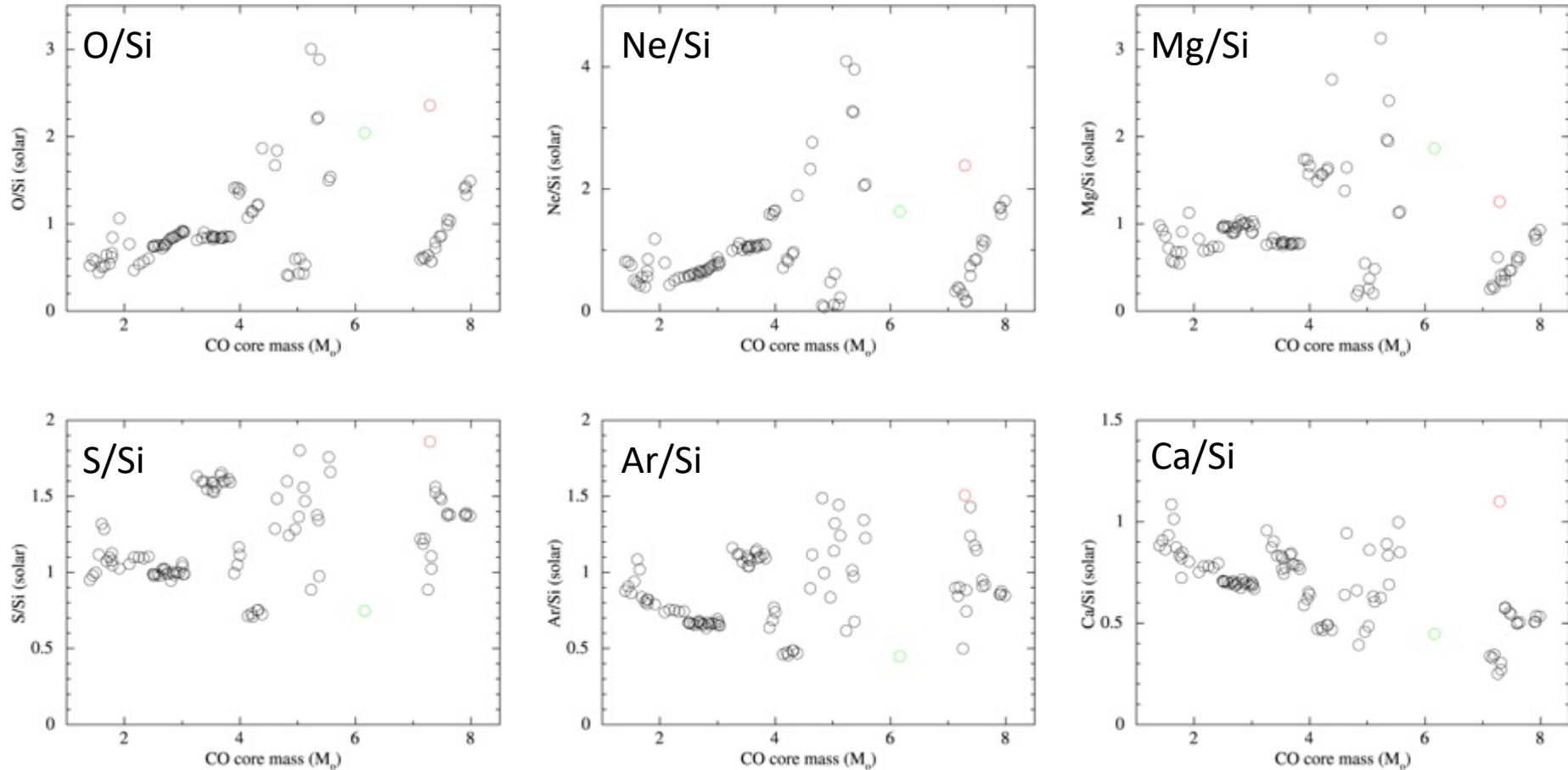
Katsuda, Takiwaki, Tominaga, Moriya, Nakamura, ApJ (2018), 863, 127

大マゼラン雲

小マゼラン雲

天文・天体物理若手の会

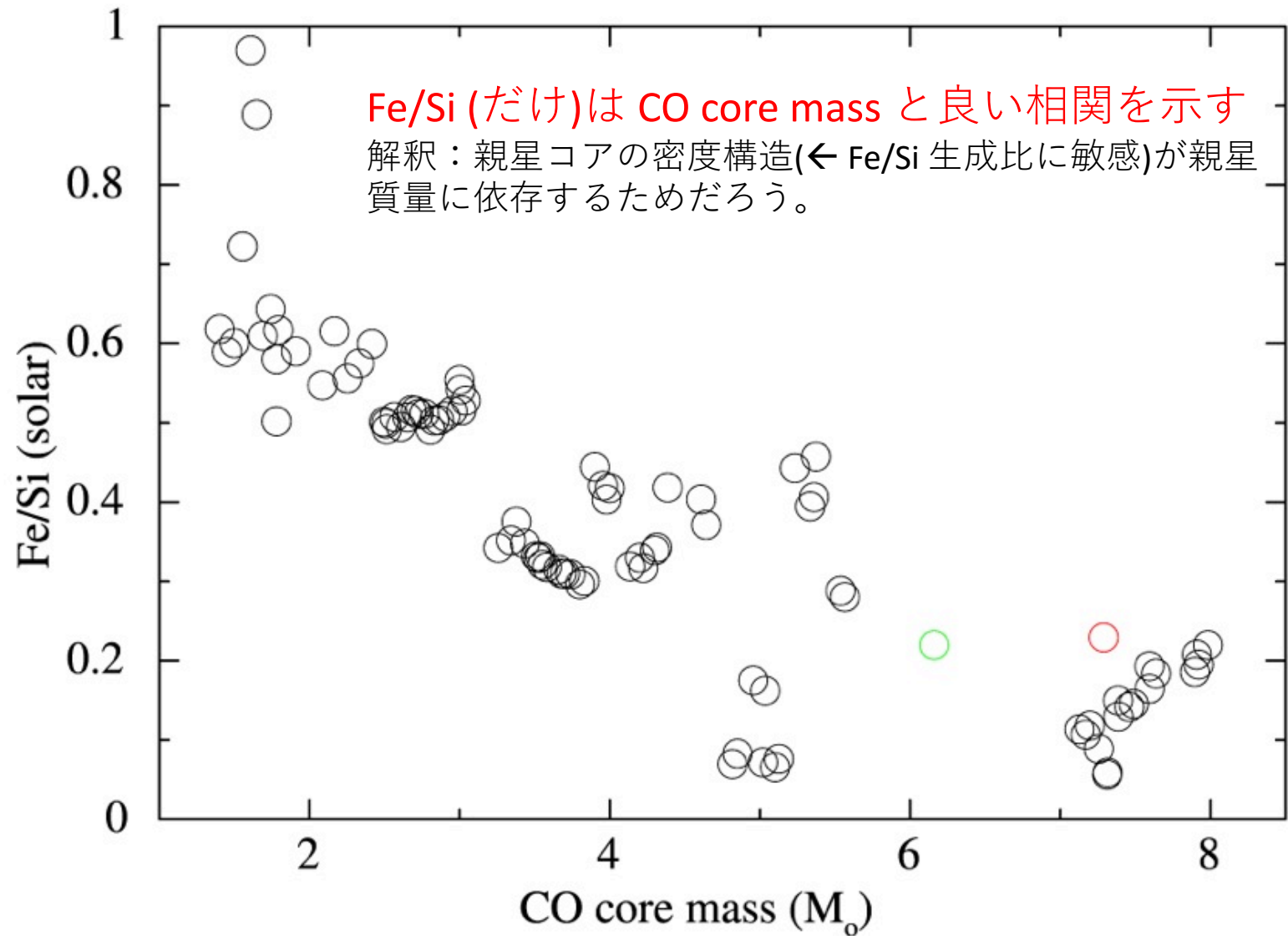
X/Si vs. CO core mass (Sukhbold+2016)



Black: ZAMS = 9.0--28 M_{\odot} ; Red: ZAMS = 60 M_{\odot} ; Green: ZAMS = 120 M_{\odot}

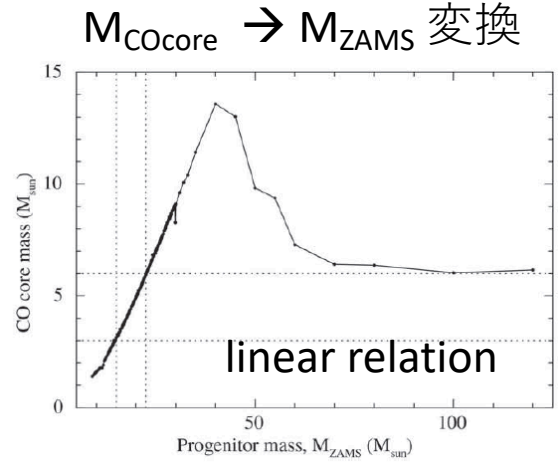
→ 実は、X/Si は親星質量 (CO core mass) に鈍感...

Fe/Si vs. CO core mass (Sukhbold+2016)



Fe/Si を基に親星質量を更新

SNR	Age (years)	$M_{ZAMS} (M_{\odot})$	$(Fe/Si)/(Fe/Si)_{\odot}$	CO core	ZAMS
				Revised $M_{CO\text{core}} (M_{\odot})$	Revised $M_{ZAMS} (M_{\odot})^*$
*** Galactic SNRs ***					
Cassiopeia A	~340 (1)	15-20 (2)	1.0 ± 0.1 (3)	<3	<15
Kes 73	~750 (4)	20-30 (5)	$0.8^{+0.1}_{-0.1}$ (5)	<3	<15 ^{m1}
G350.1-0.3	~900 (6)	15-25 (7)	0.35 ± 0.05 (7)	3-6	15-22.5 ^{m1}
RX J1713.7-3946	~1600 (8)	≤15 (9)	<0.03 (9)	>6	>22.5
MSH 15-52	~1700 (10)	N.A.	0.78 ± 0.09 (11)	<3	<15
G292.2-0.5	~1900 (12)	25-30 (13)	$0.59^{+0.02}_{-0.02}$ (13)	<3	<15 ^{m1,m2}
RCW103	~2000 (14)	18-20 (15)	$1.33^{+0.27}_{-0.14}$ (15)	<3	<15
G349.7+0.2	~2800 (16)	35-40 (7)	$0.56^{+0.09}_{-0.10}$ (7)	<3	<15 ^{m1}
G292.0+1.8	~3000 (17)	30-35 (18)	0.55 ± 0.24 (18)	<3	<15 ^{m1,m2}
Puppis A	~4500	15-25 (19)	0.63 ± 0.05 (20)	<3	<15
Kes 79	4400-6700 (21)	30-40 (22)	$0.35^{+0.04}_{-0.05}$ (22)	3-6	15-22.5 ^{m1}
Cygnus Loop	~10000 (23)	≤15 (24)	0.7 ± 0.1 (25)	<3	<15
Sgr A East	~10000 (26)	13-20 (26,27)	$0.26^{+0.12}_{-0.09}$ (28)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
MSH 15-56	~11000 (29)	N.A.	0.37 ± 0.11 (30)	3-6	15-22.5 ^{m1}
IC443	3000-30000 (31,32)	~25 (33)	0.25 ± 0.10 (34)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
G290.1-0.8	10000-20000 (35)	20-25 (36)	$>0.11 \pm 0.06$ (36)	>6	>22.5
3C391	~19000 (37)	~15 (38)	<0.06 (38)	>6	>22.5
W44	20000 (39)	8-15 (40)	0.03 ± 0.01 (41)	>6	>22.5 ^{m2}
G284.3-1.8	~21000 (42)	>25 (43)	$0.59^{+0.39}_{-0.36}$ (43)	<3	<15 ^{m1,m2}
G156.2+5.7	20000-30000 (44)	≤15 (45)	0.37 ± 0.1 (45,46)	3-6	15-22.5 ^{m1}
3C400.2	~100000 (47)	N.A.	$5.3^{+1.1}_{-1.1}$ (48)	<3	<15
3C396	~3000 (49)	13-15 (49)	N.A.	N.A.	N.A.
G15.9+0.2	2000-6000 (50)	20-25 (50)	N.A.	N.A.	N.A.
Kes 17	2000-4000 (51)	25-30 (52)	N.A.	N.A.	N.A.
CTB109	~14000 (53)	30-40 (54)	N.A.	N.A.	N.A.
G116.9+0.2 (CTB1)	~16000 (55)	13-15 (56)	N.A.	N.A.	N.A.
G296.1-0.5	~28000 (57)	25-30 (57)	N.A.	N.A.	N.A.
W51C	~30000 (58)	≥20 (59)	N.A.	N.A.	N.A.
*** LMC SNRs ***					
N132D	~2500 (60)	~50 (61)	$0.48^{+0.14}_{-0.15}$ (62)	<3	<15 ^{m1}
N63A	2000-5000 (63)	N.A.	0.87 ± 0.13 (64)	<3	<15
N23	~4000 (65)	N.A.	0.38 ± 0.13 (66)	3-6	15-22.5 ^{m1}
N49	~4800 (67)	N.A.	0.18 ± 0.01 (66)	>6	>22.5 ^{m2}
N49B	~10000 (63)	>25 (68,69)	1.03 ± 0.07 (66)	<3	<15
B0453-68.5	12000-15000 (70)	N.A.	$0.42^{+0.14}_{-0.14}$ (64)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
30 Dor C	4000-20000 (71)	N.A.	$0.08^{+0.20}_{-0.06}$ (71)	>6	>22.5 ^{m2}
Honeycomb	N.A.	N.A.	$0.17^{+0.13}_{-0.10}$ (64)	>6	>22.5 ^{m2}
*** SMC SNRs ***					
IE0102.2-7219	~2050 (72)	25-35 (73)	$0.63^{+0.26}_{-0.20}$ (74)	<3	<15 ^{m1}
IKT2	N.A.	N.A.	0.32 ± 0.24 (75)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
DEM S32	N.A.	N.A.	0.28 ± 0.26 (75)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
IKT6	~14000 (76)	13-15 (77)	$0.26^{+0.16}_{-0.07}$ (78)	3-6	15-22.5 ^{m1,m2}
IKT23	~18000 (79)	~18 (79)	$0.48^{+0.14}_{-0.25}$ (78)	<3	<15 ^{m1,m2}

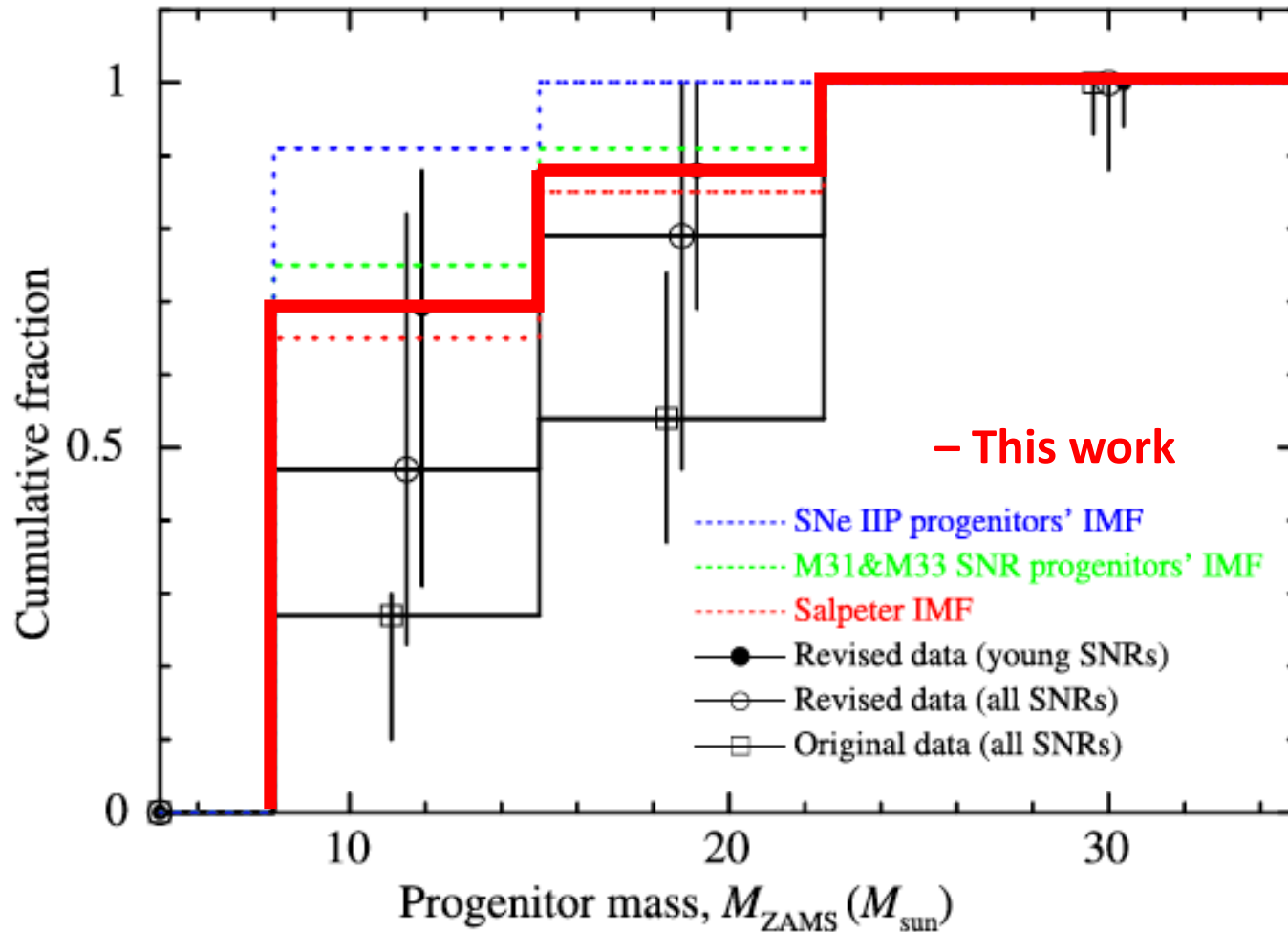


↑ 単独星の進化を仮定

$M_{CO\text{core}} (M_{\odot})$	$M_{ZAMS} (M_{\odot})$	Fraction (%)
< 3	< 15	47
3 - 6	15 - 22.5	32
> 6	> 22.5	21

質量分布

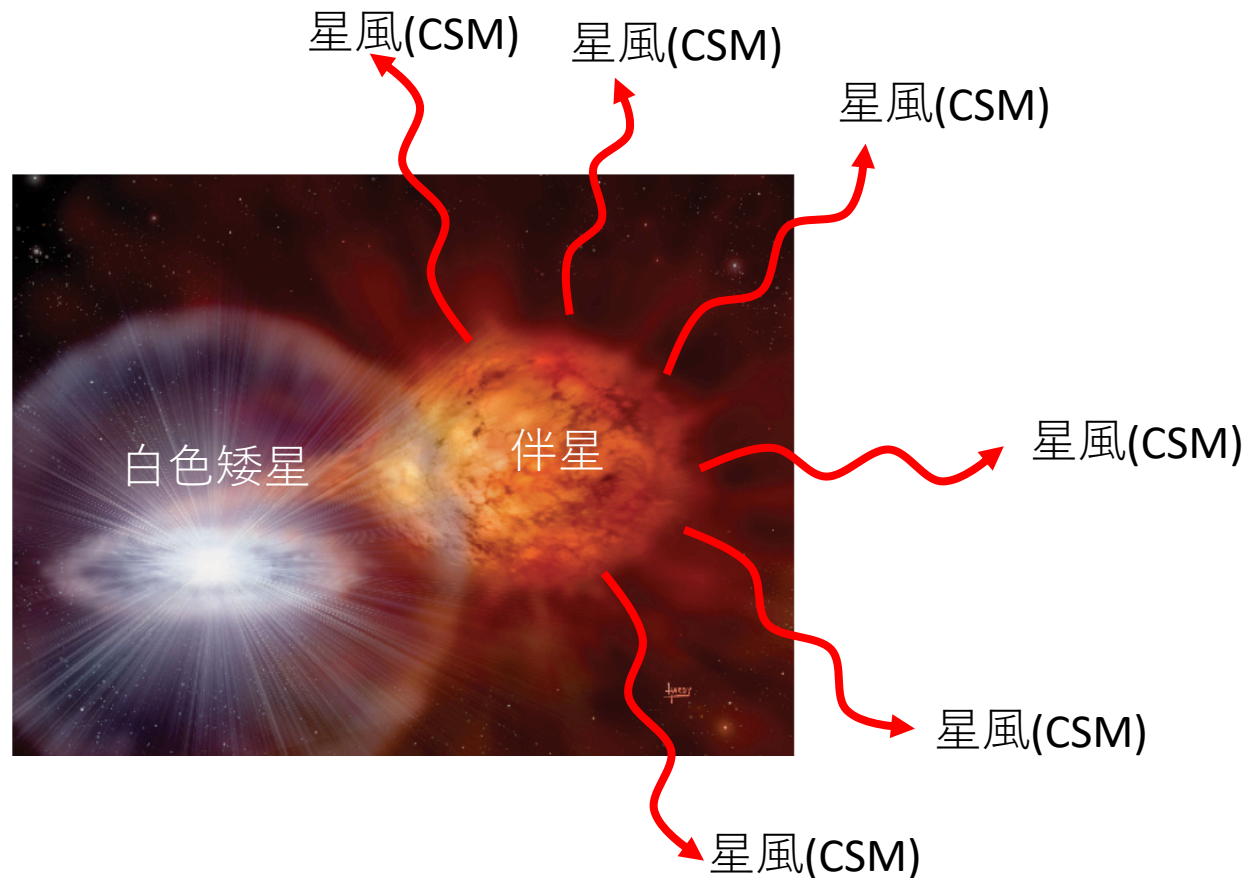
Katsuda, Takiwaki, Tominaga, Moriya, Nakamura, ApJ (2018), 863, 127



更新した親星質量分布は標準的な Salpeter IMF に一致!
※ただし連星を考慮できていないことには注意が必要。

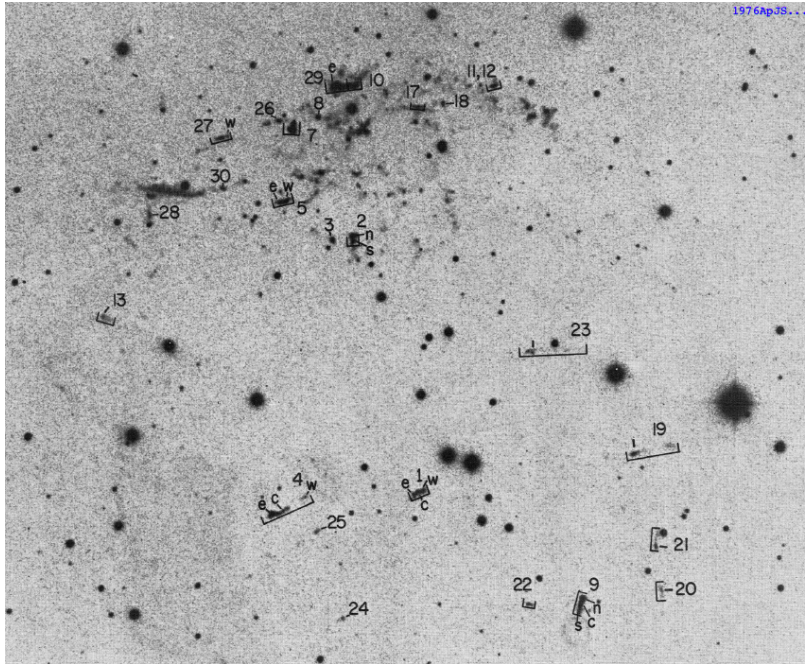
星周物質の観測

- 星周物質が検出できる場合は珍しい。
 - Ia型で検出された場合、single degenerate の証拠。



Cas A 超新星残骸中の準静止輝点

Quasi-stationary flocculi (QSFs)



Line intensities of QSFs and some models

LINE	OBSERVED INTENSITIES: $A_v = 4.3$		RAYMOND MODEL J: $v_s = 60 \text{ km s}^{-1}$	RAYMOND MODEL Z: $v_s = 60 \text{ km s}^{-1}$	OBSERVED INTENSITIES: $A_v = 6.5$ 1Q1	RAYMOND MODEL A: $v_s = 50 \text{ km s}^{-1}$
	1Q1	2Q4				
H β λ 4861.....	100	< 180	100	100	100	100
O III λ 4959.....	< 62	< 137	11.7	11.4	< 58	1.36
O III λ 5007.....	50	< 120	34.6	33.9	46	4.03
Fe II λ 5159.....	30	< 90	26	...
N I λ 5198.....	32	< 84	{2.98	2.01}	27	3.66
N I λ 5200.....	{2.98	1.33}	...	3.99
Fe II λ 5527.....	20	< 52	14	...
N II λ 5755.....	109	64	3.18	4.16	70	7.73
He I λ 5876.....	62	88	5.93	5.43	37	9.84
O I λ 6300.....	170	< 26	22.5	48.6	84	22.2
O I λ 6364.....	56	< 26	7.25	15.7	27	7.15
N II λ 6548.....	559	676	46.5	56	254	78
H α λ 6562.....	676	676	509	505	300	317
N II λ 6583.....	1710	2030	140	168	760	233
He I λ 6678.....	10	< 26	1.7	1.5	4	2.8
S II λ 6716.....	12	< 26	48.2	27.5	5	90.6
S II λ 6731.....	32	< 26	36.0	43.3	13	66.2
He I λ 7065.....	10	< 33	0.48	0.44	4	0.79
Fe II λ 7155.....	25	< 35	9	...
Ca II λ 7291.....	...	< 37	1.72	2.54	...	3.12
O II λ 7320-30.....	62	< 37	{15.4	36.5}	21	{41.6
Ca II λ 7324.....	{1.14	1.70}	...	{2.08

→ N & He rich

(Kirshner & Chevalier 1977; Chevalier & Kirshner 1978)

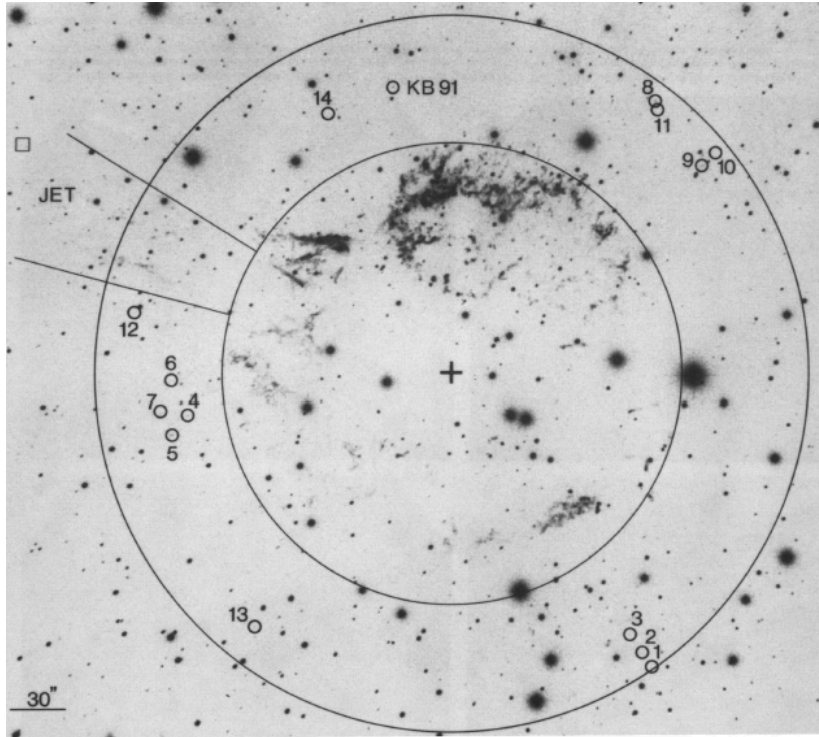
$V < \sim 500 \text{ km/s}$ (Kamper & van den Bergh 1976)

運動速度と[NII]/H α 比がWR nebula NGC 6888に一致。
→ 親星はWRであろう (Kirshner & Chevalier 1977)。

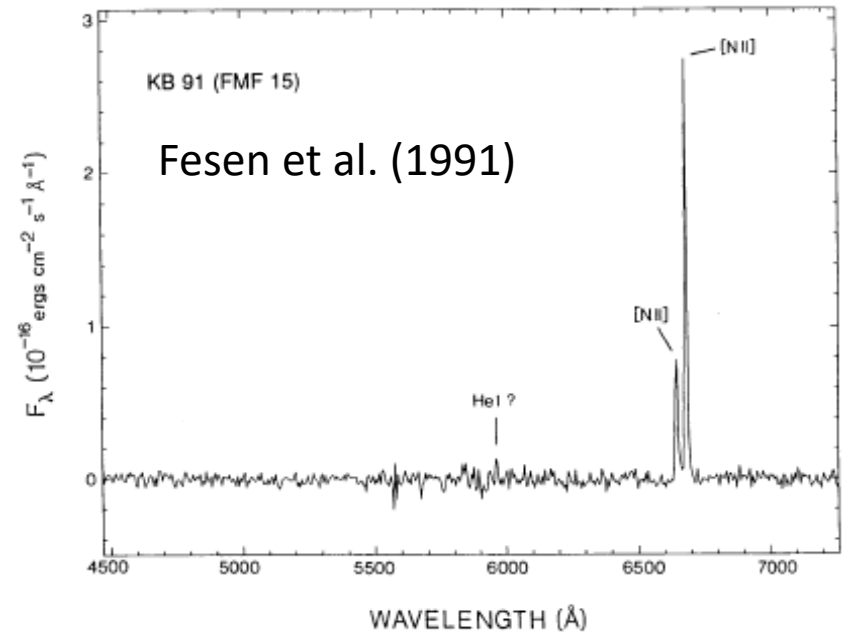


Cas A: FMFs

Fast-moving flocculi (FMFs) $v \sim 5000$ km/s

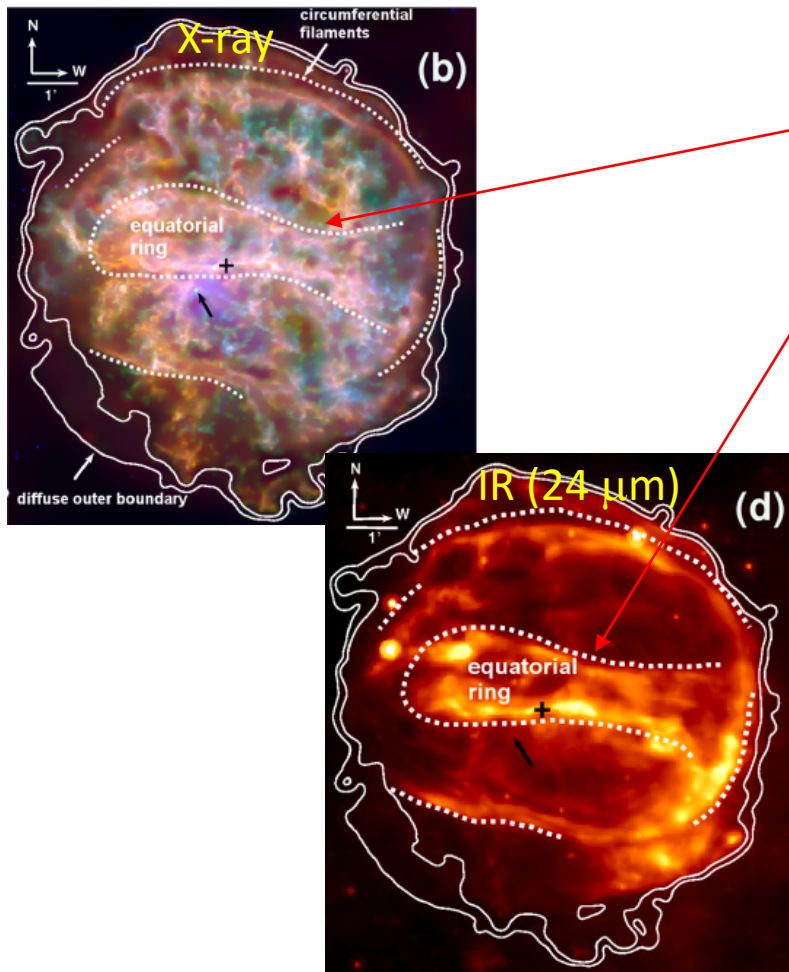


Similar abundance pattern to QSFs

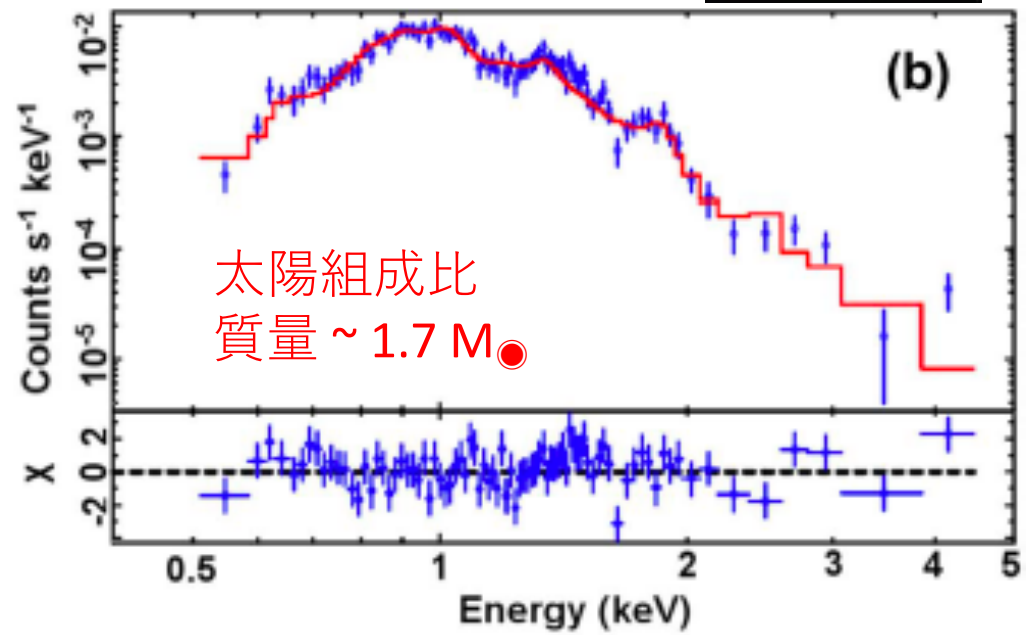


爆発時、親星表面に N- and He-rich ガスが存在した証拠。
→ 親星は late WN star (WN7—WN9), not WC nor WO であろう。

G292.0+1.8: 星周物質リング?



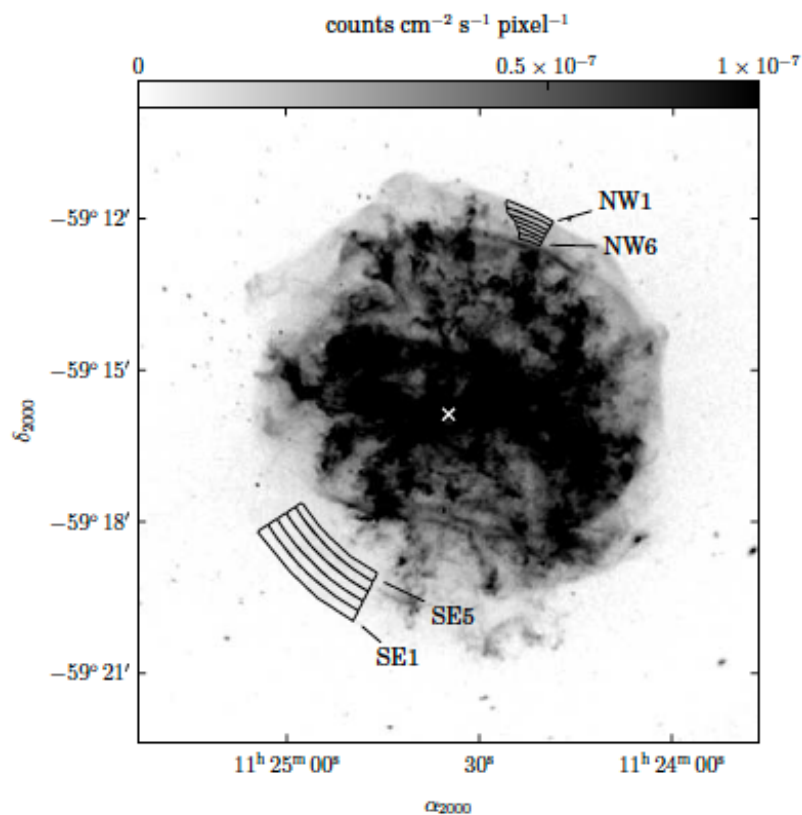
赤道のリング構造
(SN 1987A の星周物質リングと似ている)



太陽組成比
質量 $\sim 1.7 M_{\odot}$

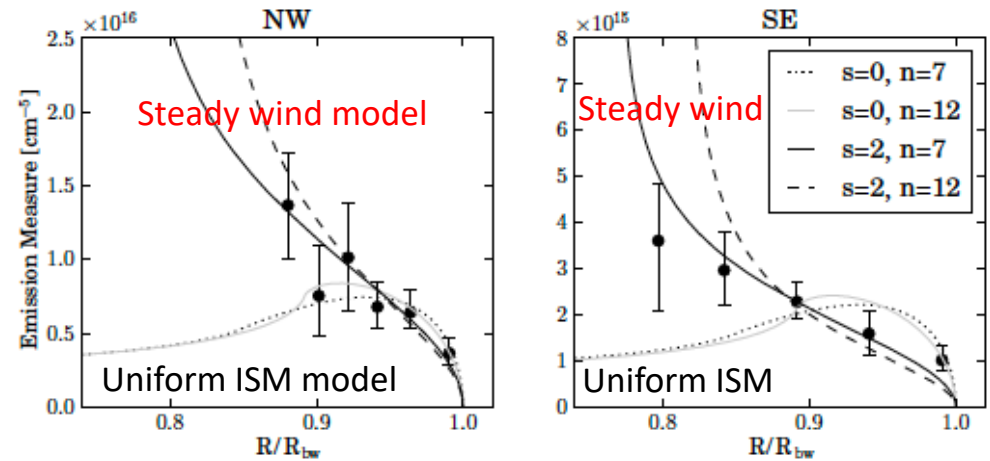
Bhalerao et al. (2019)

G292.0+1.8: 周辺ガスの密度構造



Lee et al. (2010); Bhalerao et al. (2019)

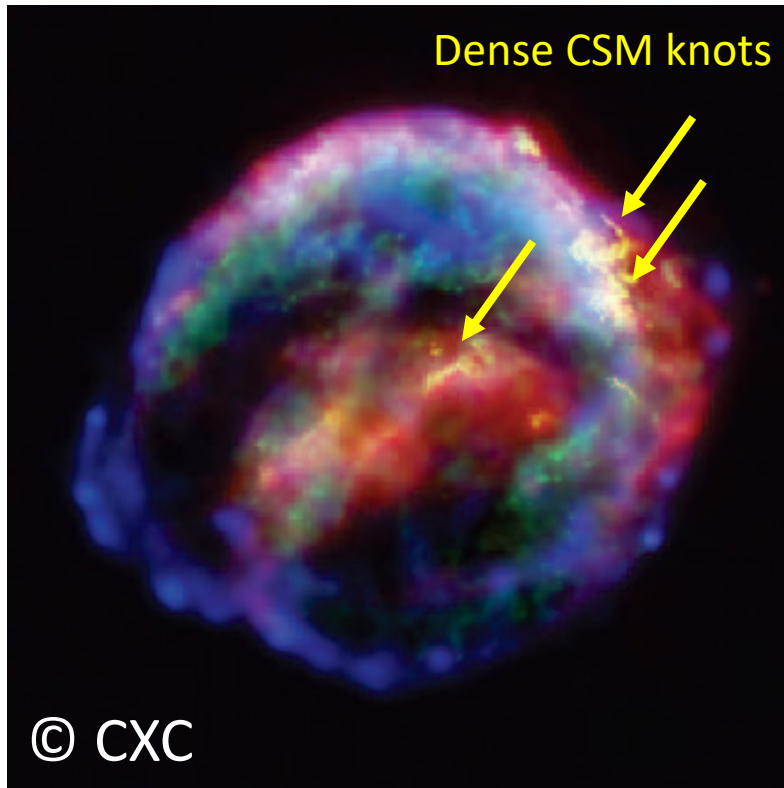
密度構造



- 周辺ガスの密度構造
- 星風の密度構造($\rho \propto r^{-2}$)を示唆
- 星周物質の総質量: $\sim 14 M_{\odot}$

→ 親星質量: $13 M_{\odot} < M < 30 M_{\odot}$

ケプラーの超新星: Type Ia with CSM



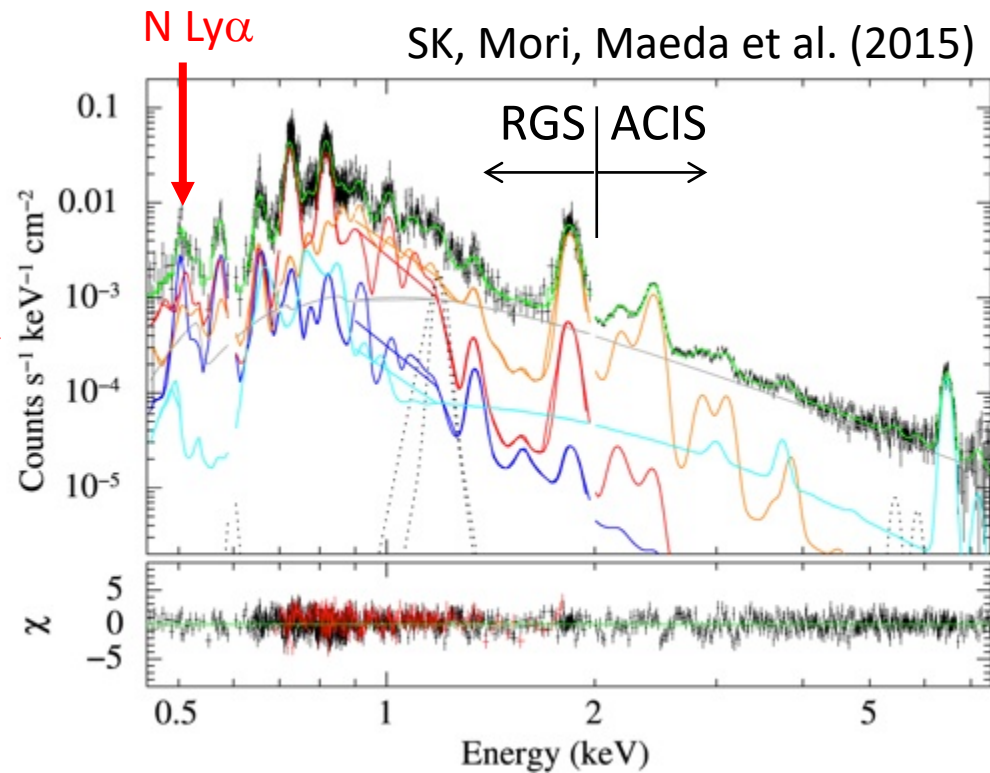
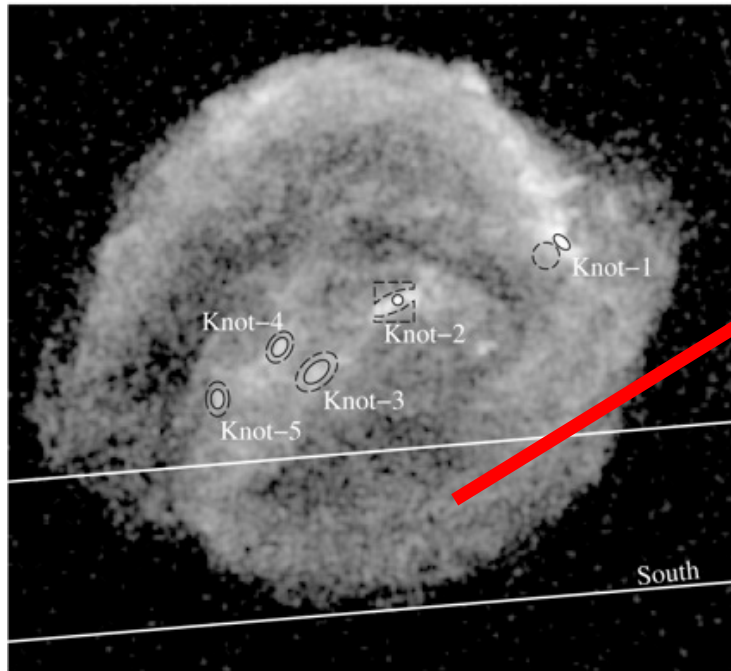
Optical & IR observations

高い密度 ($n \sim 100 \text{ cm}^{-3}$)

N-rich ($N/H \sim 4$ times solar) knots
(e.g., Blair et al. 1991; 2007; Williams et al. 2012)

→ 親星システムからの星風

X-Ray Evidence for Diffuse N-rich CSM



Strong N Ly α \rightarrow $N/H = 6 \pm 3$ solar
The mass of diffuse CSM: $\sim 0.3 M_{\odot}$
 $\rightarrow \dot{M} \sim 1.5 \times 10^{-5} (V_w/10 \text{ km s}^{-1}) M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$



Consistent with AGB
star wind properties

(See also Sun & Chen 2019)

未解決問題: 爆発後に生き残るはずの伴星が未発見 (Luiz-Lapuente+2018)

まとめ

- **超新星爆発**は重力崩壊型とIa型の2通りある。
- 近年の観測技術の進歩により、今や日常的に検出されている。
- ところが、**親星**はいまだによく分かっていない。
- **超新星残骸**が親星の手がかりを与えてくれる。
- **爆発噴出物の Si/Fe 組成比**は親星質量の良い指標になりうる。親星の質量分布は標準的なSalpeter IMFに一致する。
- **星周物質**も親星推定に役立つ。