

第一世代星の超新星爆発による 初期世代星形成の誘起

佐久間 優(立教) 須佐 元(立教)

2006 @ 理論懇シンポジウム

初期世代星研究の重要性

宇宙再電離の観点から・・・

- ・近年のSDSSやWMAPなどの観測から、宇宙再電離の詳細が明らかになりつつある。再電離時期は $z \sim 11$??
- ・宇宙再電離は宇宙全体の加熱を伴い、その後の銀河形成・進化に大きな影響を与える。初期世代星は宇宙再電離の重要な源であり、宇宙の**熱的な進化**を考える上で重要!!

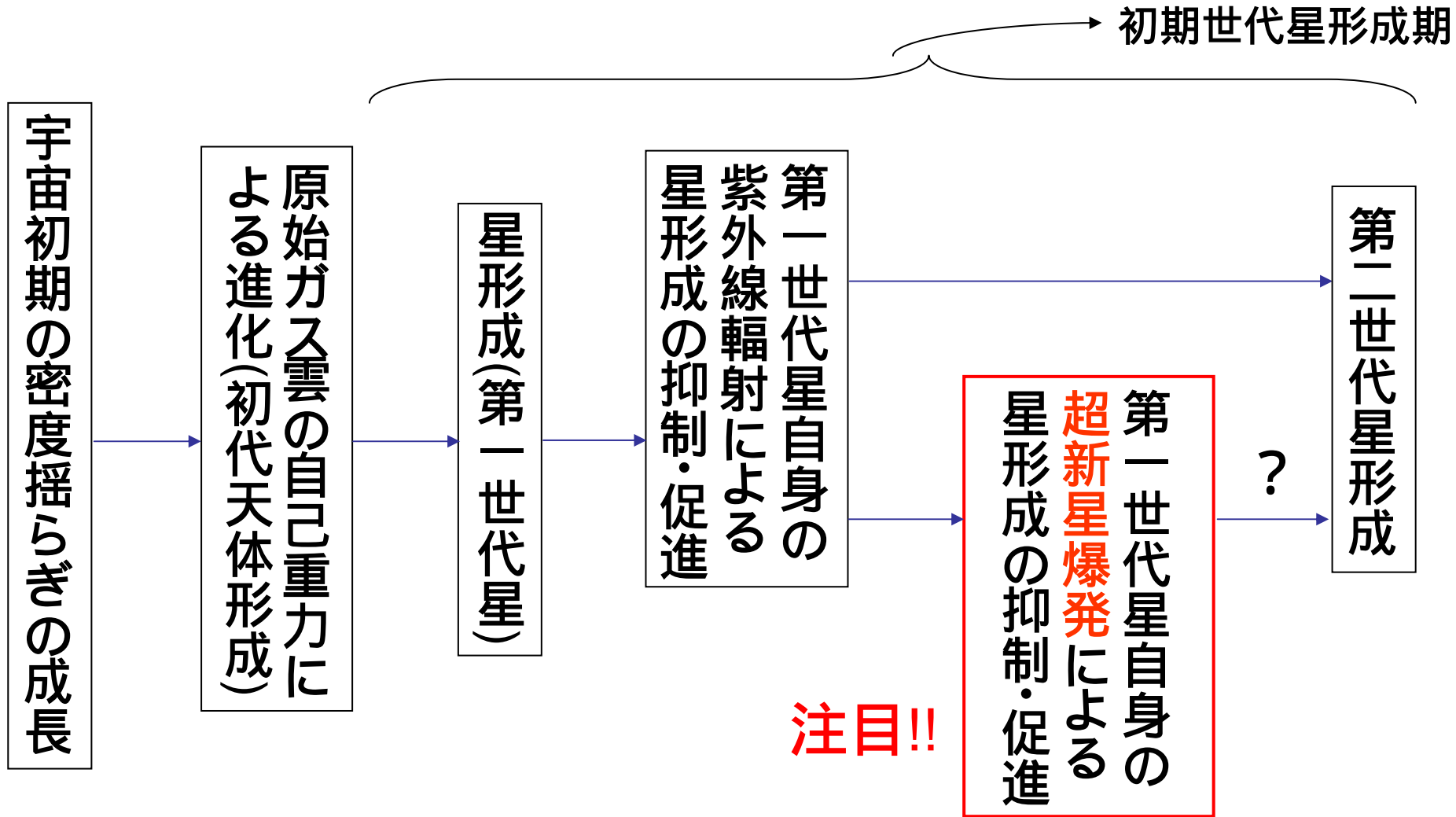
重元素起源の観点から・・・

- ・高赤方偏移のクエーサー吸収線観測から、 $z \sim 5$ ではすでにかなり多くの重元素が存在していることが確認されている。初期世代星の超新星爆発は初期の重元素汚染に大きく寄与していると考えられ、初期世代星はその後の宇宙の**化学的な進化**を考える上でも重要!!



初期世代星の形成メカニズムを明らかに！

本研究の位置づけ



Main cooling processes in primordial gas

• H cooling

) Radiative recombination
($H^+ + e \rightarrow H + \gamma$)

) Collisional ionization
($H + e \rightarrow H^+ + 2e$)

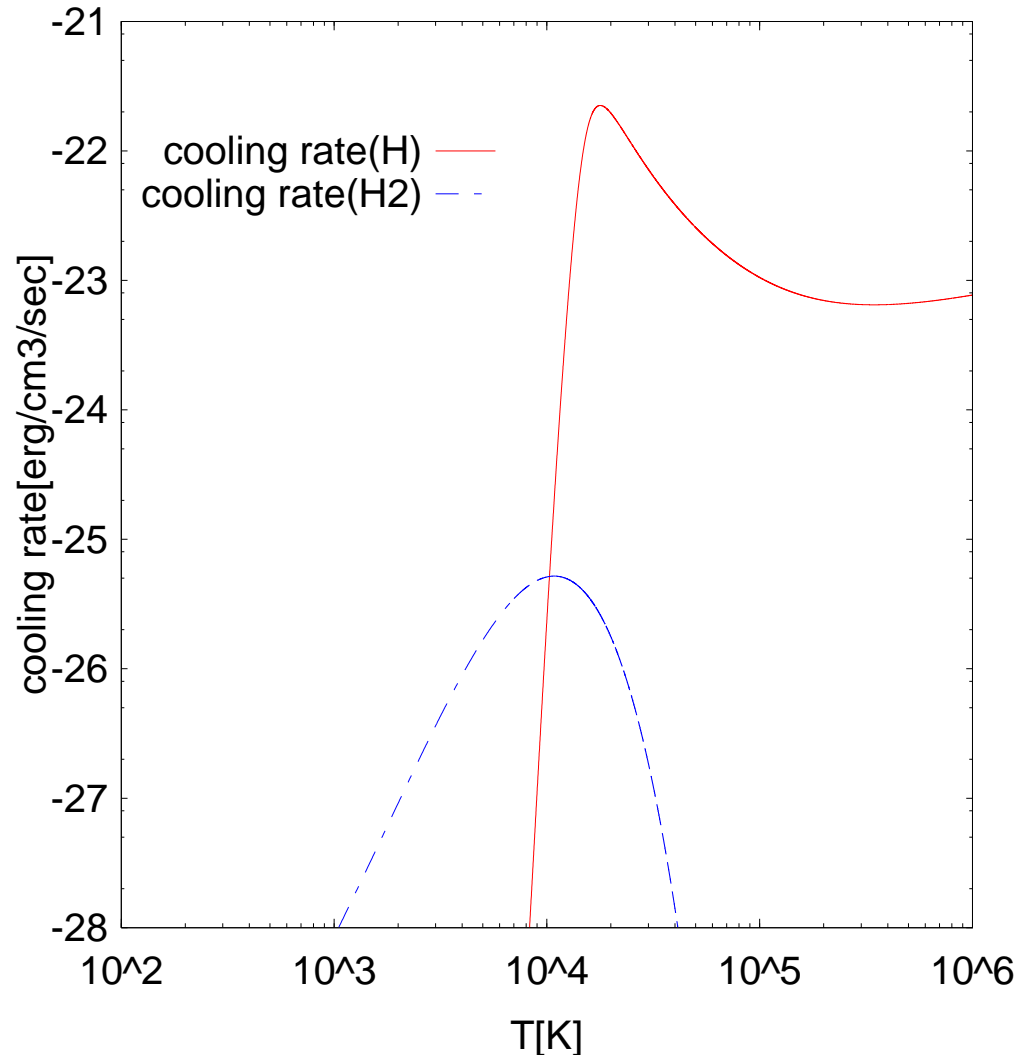
) Collisional excitation

) free-free

• H₂ cooling

) H₂ radiative cooling is caused by Rovibrational transitions.

) H₂ dissociation cooling
($2H_2 \rightarrow 2H + H_2, H_2 + H \rightarrow 3H$)





H₂ fraction : $f_{H_2} = 1.0 \times 10^{-4}$

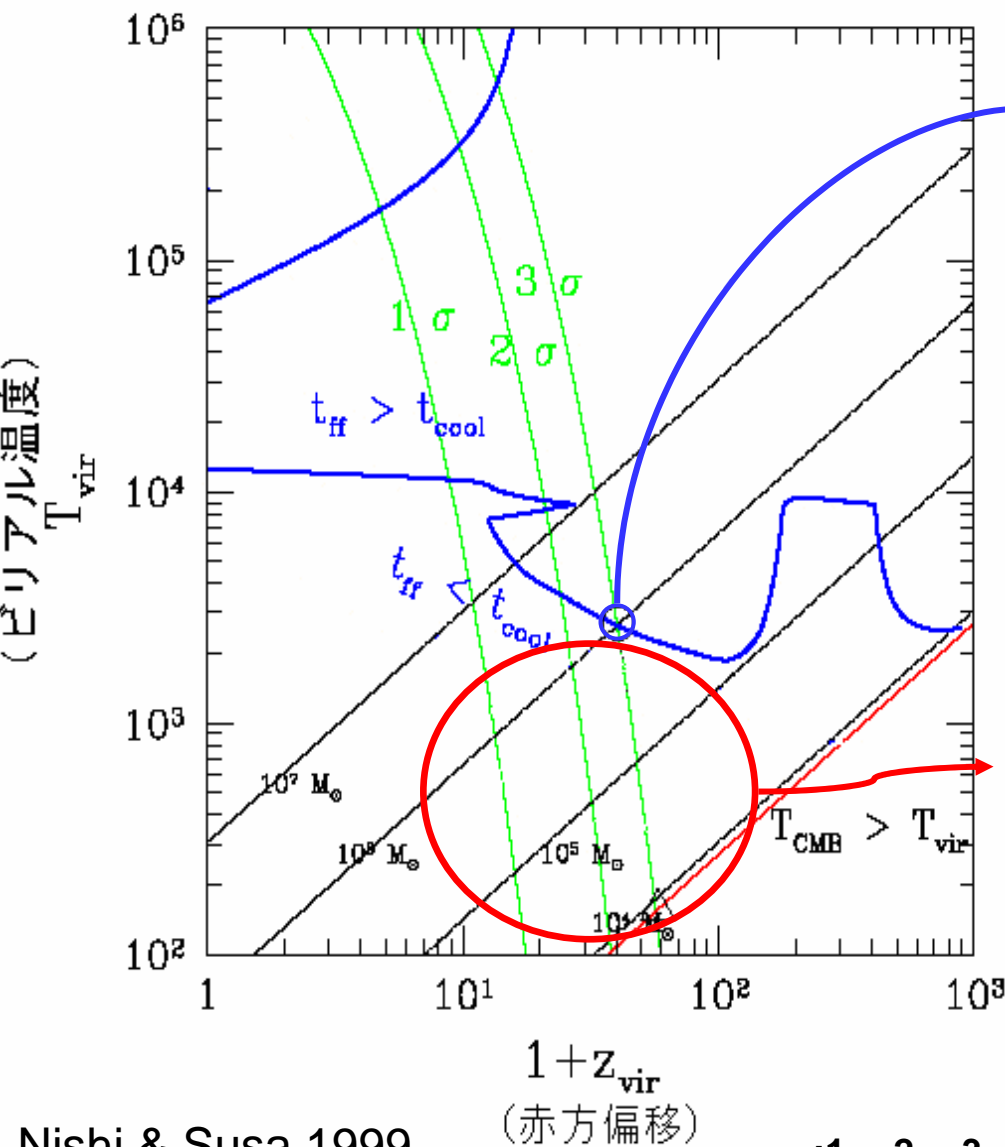
free-fall time(t_{ff})とcooling time(t_{cool})

・ t_{ff} と t_{cool} の比較から、系が冷却され収縮するかどうかを考える(μ :平均分子量, Λ :冷却率)

$$t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho_{vir}} \right)^{1/2}, \quad t_{cool} = \frac{1.5\mu^{-1}kT_{vir}}{n_{vir}\Lambda(T_{vir}, n_{vir})}$$

- $t_{ff} > t_{cool}$  {
- ・系の要素が自己重力で収縮する前に系外部にエネルギーを逃がすことができ、自己重力により収縮可能。
- $t_{ff} < t_{cool}$  {
- ・系の要素が自己重力で収縮する前に系外部にエネルギーを逃がしきれず、ビリアライズしたまままでそれ以上収縮できない。

冷却領域からわかる初代天体質量と形成時期



初代天体の質量と形成時期

: $M_{gas} \sim 10^6 M_{solar}$, $z \sim 40$
(3 objects)

第一世代星形成!!

と同時に...

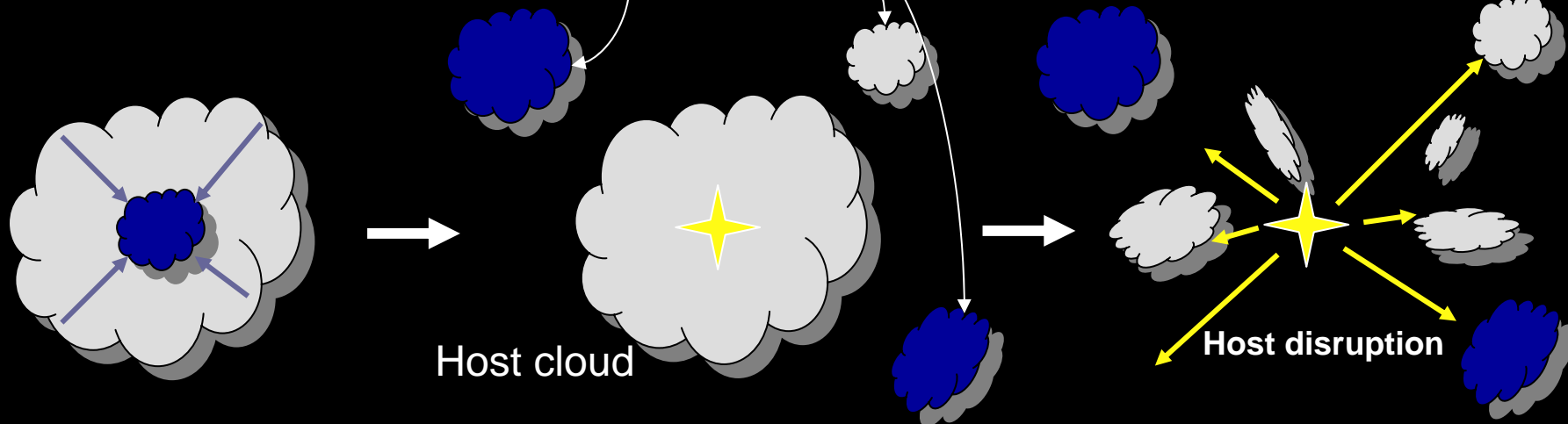
第一世代星近傍には重力収縮しながらも、星を形成するまでには至らなかったガス雲が多数存在。

$M_{gas} \sim 10^4 - 10^6 M_{solar}$, $T_{vir} < 2000K$

第一世代星の超新星爆発によって、近傍に存在するガス雲で星形成を促すことができるのでは??

Initial condition

low mass gas cloud



) Collapse of primordial gas

) Formation of first generation star

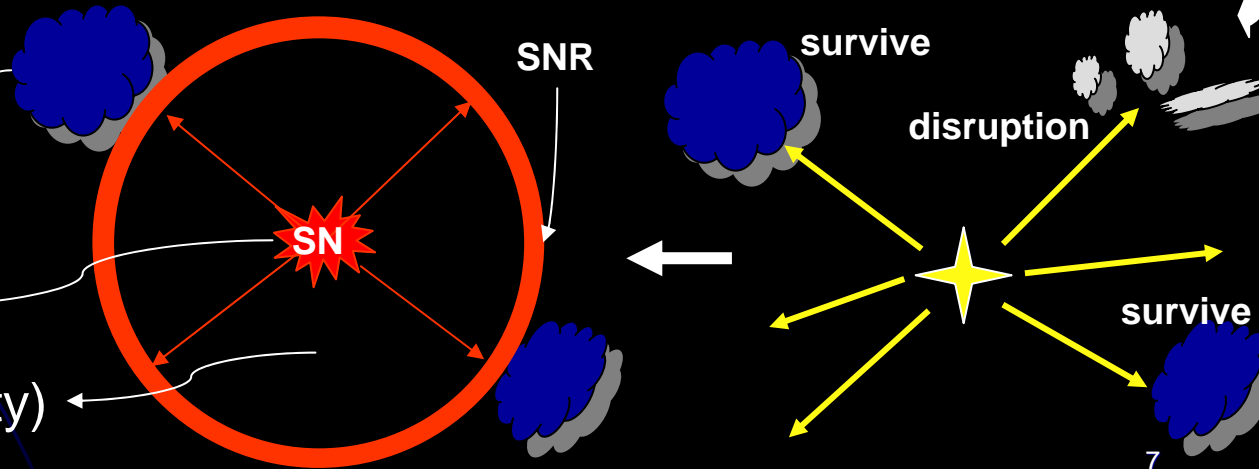
) UV radiation

Initial condition :

$$M_{\text{gas}} = 10^5 M_{\text{solar}}$$

$$E_{\text{SN}} = 10^{52} \text{ [erg]}$$

$$= \rho_0 \text{ (cosmic density)}$$

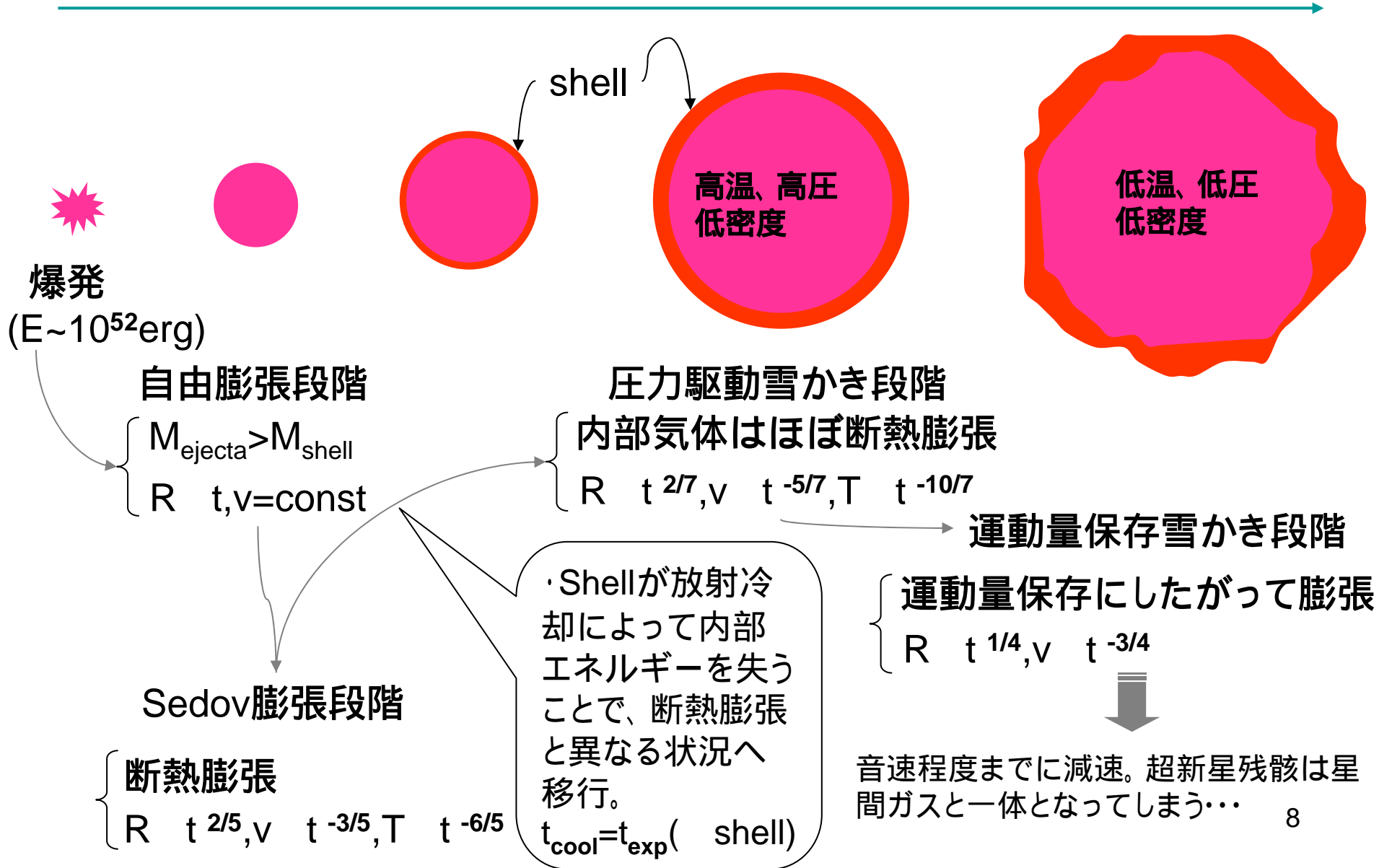


) SN feedback

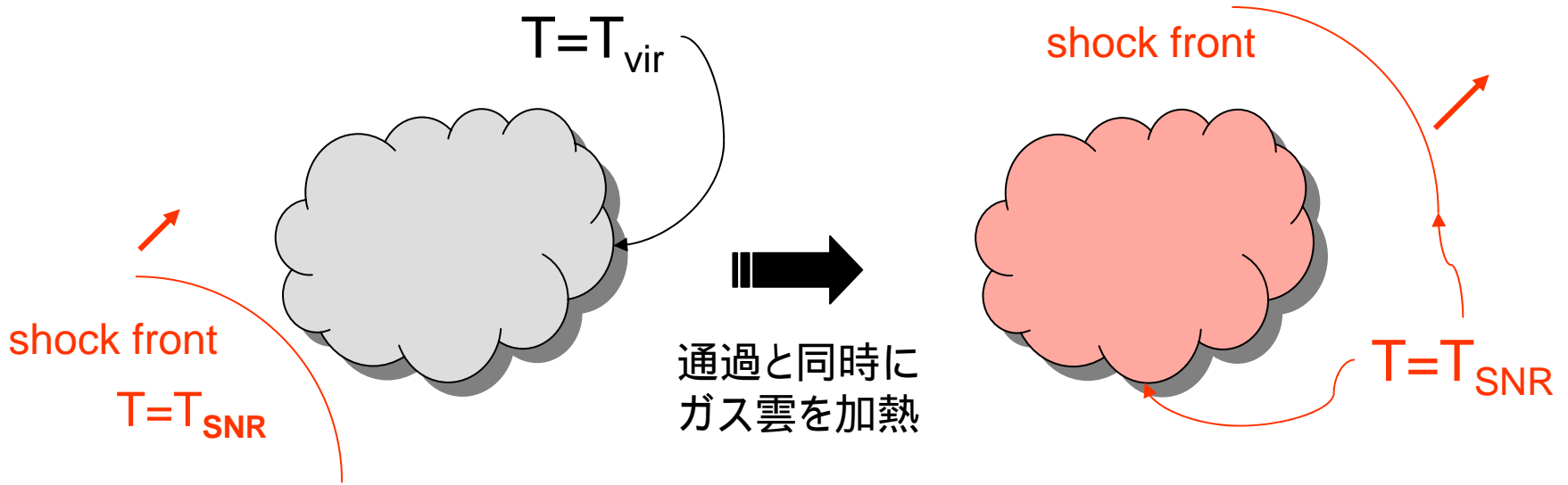
) Radiative feedback

超新星残骸の進化

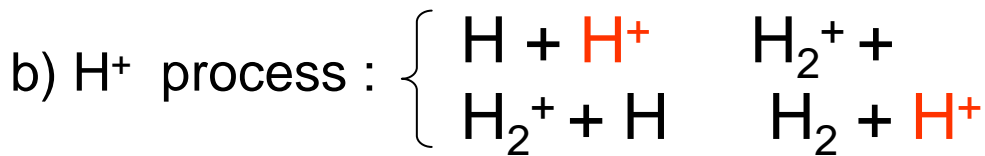
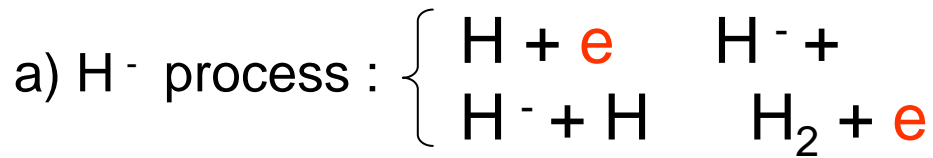
時間進化



SNの衝撃波によるガスへの影響



- Main two channels for the formation of H_2 in primordial gas.

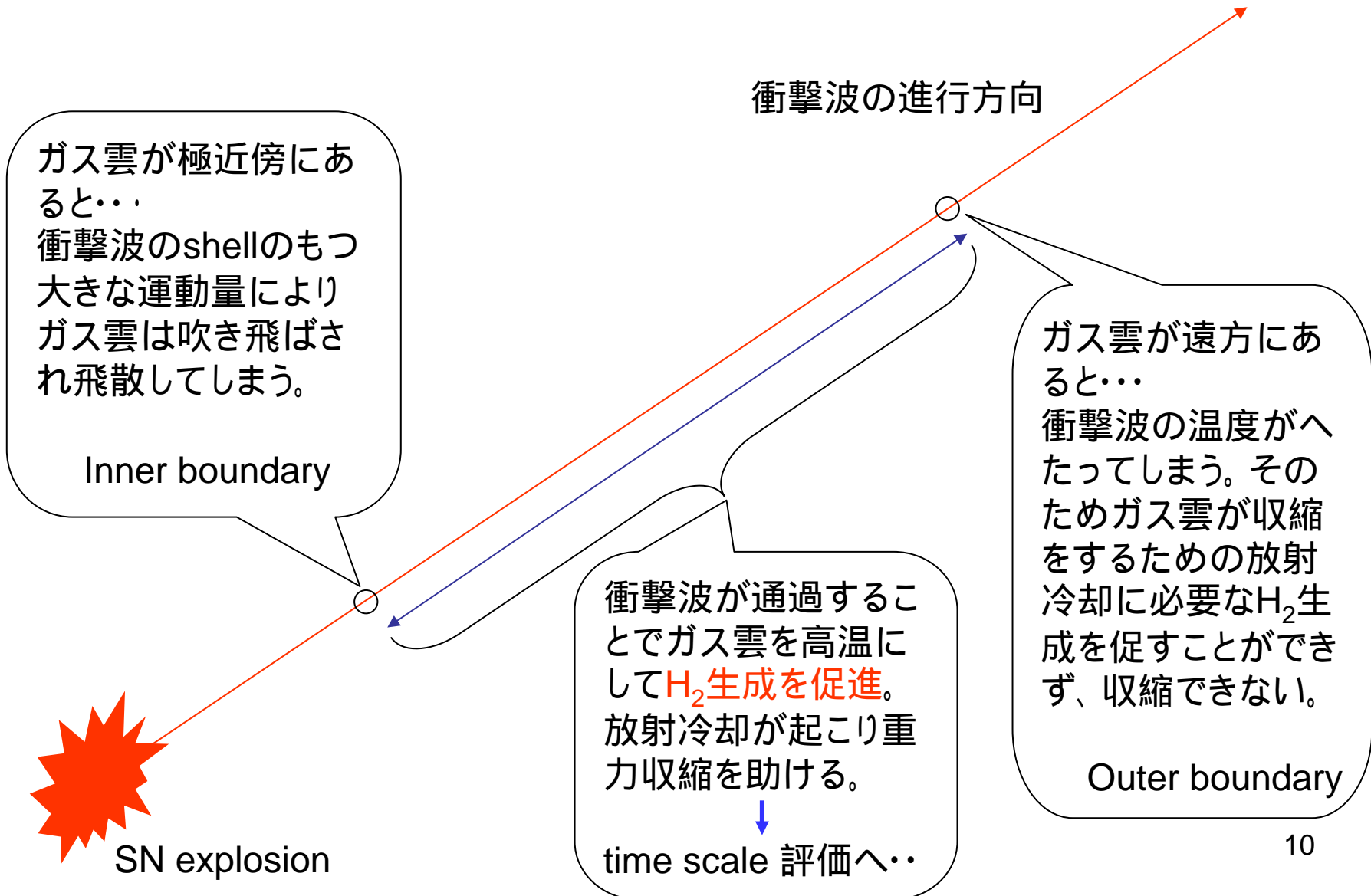


ガス雲が加熱されることで
触媒となる電子、プロトン
を形成。
反応速度の向上。



H_2 の形成促進。ガス雲は冷却
され、収縮が始まるのでは??

星形成が起こり得る領域とは??



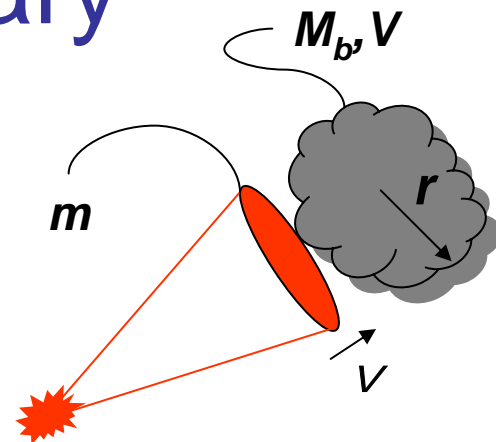
Inner & Outer boundary

Inner boundary Disruption effect

$(M_b + m)V > mv$: shellのもつ運動量ではガスをダークハローポテンシャルから逃がすことはできない。

$(M_b + m)V < mv$: shellのもつ運動量によりガス(バリオン)を吹き飛ばしてしまう。

$$(M_b + m)V = mv \longrightarrow t_1 \sim 2.23 \times 10^5 \text{ yr} \longrightarrow R_1 \sim 240 \text{ pc}$$



Outer boundary Promotion of H₂ formation by heating

ガス雲の温度を $T > 2000\text{K}$ に加熱することができないと水素分子形成を促すことができない。 $T_{\text{SNR}} = 2000\text{K}$ となる距離が外縁境界。

$$T_{\text{SNR}}(t) = C \left(\frac{E_{\text{SN}}}{\rho_0} R_{S \rightarrow P}^2 \right)^{2/7} \times t^{-10/7} = 2000\text{K} \quad (C \sim \text{const})$$

$$t_2 \sim 3.28 \times 10^7 \text{ yr} \longrightarrow R_2 \sim 1.53 \text{ kpc}$$

タイムスケールによる制限

Expansion time:

$$t_{\text{exp}} = \frac{r}{c_s} = r \times \left(\frac{5}{3} \times \frac{k}{\mu H} \times T \right)^{-0.5}$$

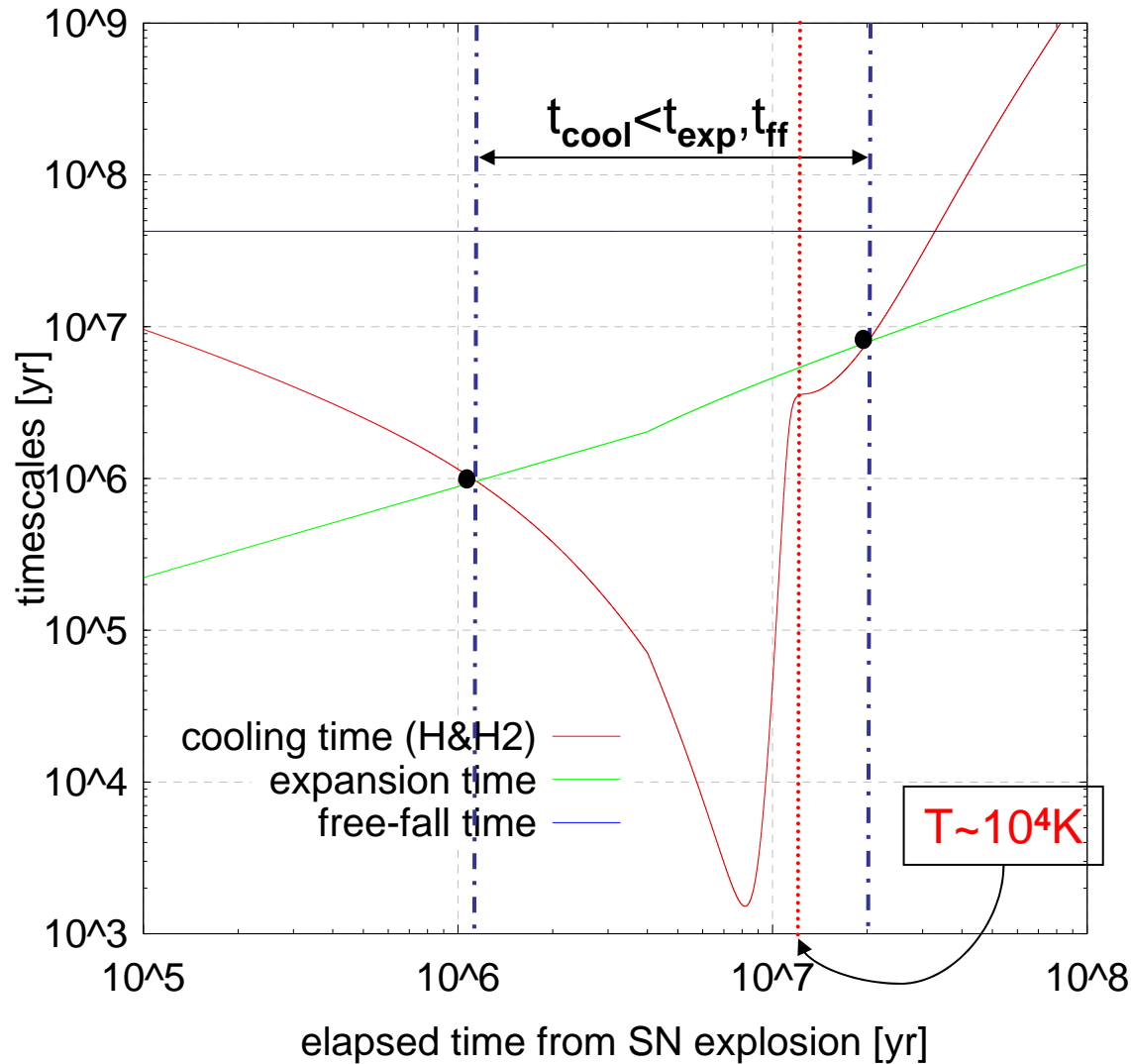
r : ガス雲の半径
 c_s : 加熱された温度に対応する音速

Cooling time:

$$t_{\text{cool}} = \frac{1.5 n_H k T_{\text{SNR}}}{\mu \Lambda_{\text{H\&H}_2}(T_{\text{SNR}})}$$

Free-fall time:

$$t_{\text{ff}} = \left(\frac{3\pi}{32 G \rho_{\text{vir}}} \right)^{1/2}$$



・衝突の瞬間のタイムスケールに注目!
 ガス雲が収縮し始めるか否かを評価

ガスの温度進化とタイムスケールの変化

— (red line)
:cooling time of H&H₂&HD
($f_{\text{H}_2}=2.0 \times 10^{-3}$)

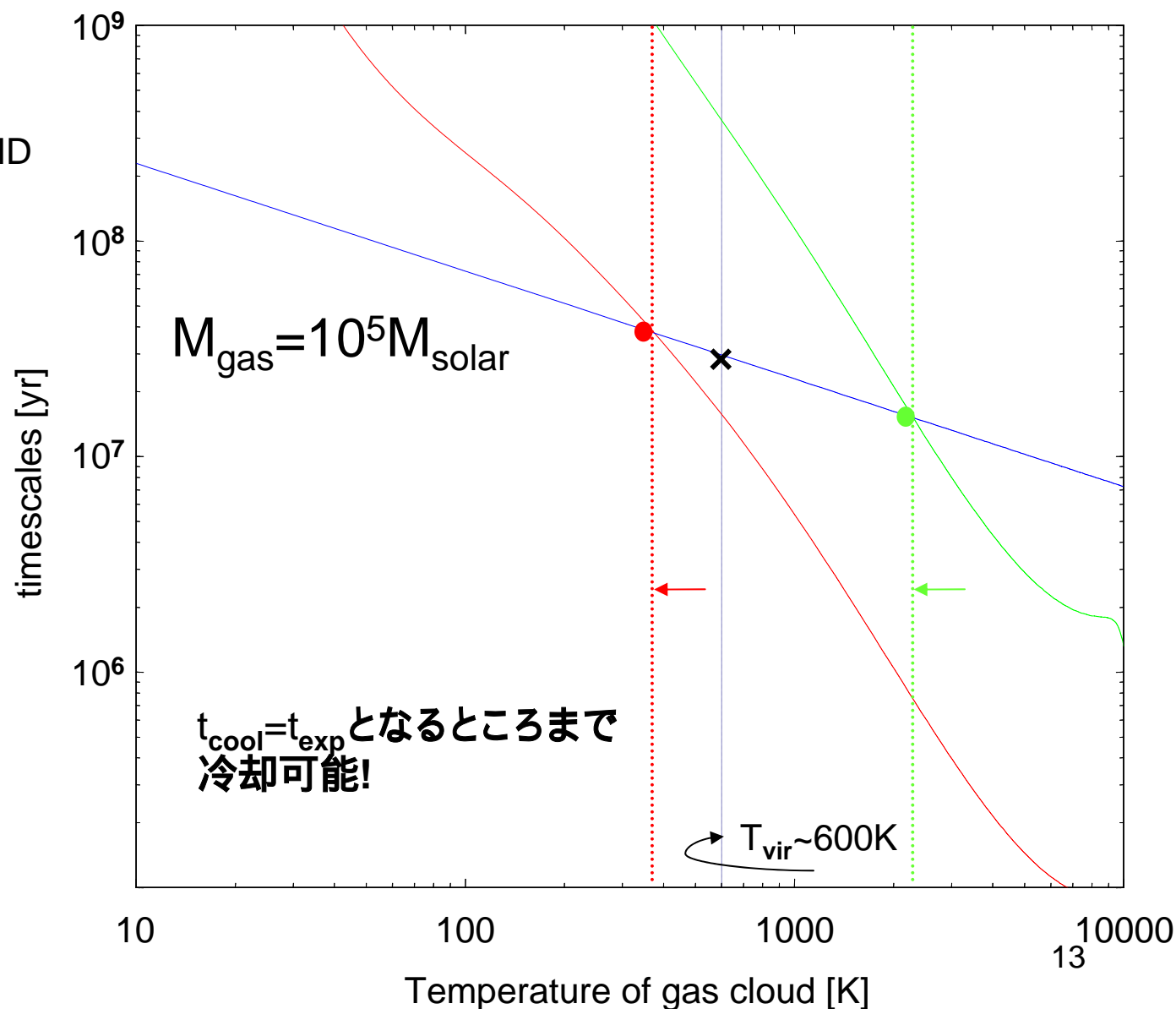
— (green line)
:cooling time of H&H₂
($f_{\text{H}_2}=1.0 \times 10^{-4}$)

— (blue line)
:expansion time
($M_{\text{gas}}=10^5 M_{\text{solar}}$)

・ガスをビリアル温度
以下にまで冷却する
ことができれば、その
後のさらなる冷却、収
縮の可能性あり!



星形成へ...



(補)ガスの温度進化とタイムスケールの変化

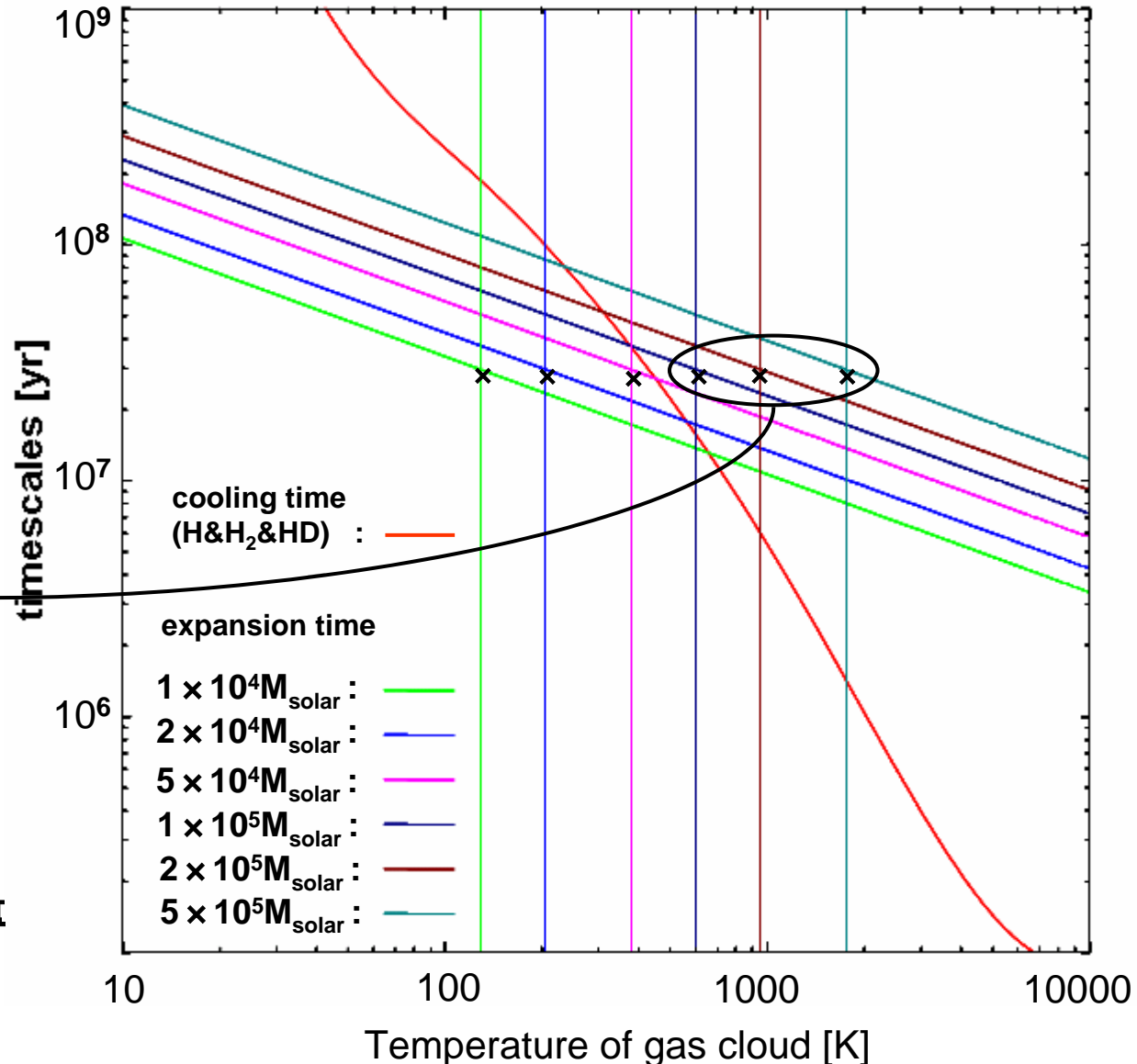
t_{exp} はガスの質量に依存



いろんな質量のガス雲に対して評価。

• $M_{\text{gas}} \sim 8 \times 10^4 M_{\text{solar}}$ より大きな質量のガスに対してはSNの衝撃波によってガスの温度を**ビリアル温度以下**に下げることができる。

1: 垂線はそれぞれの質量に対するビリアル温度



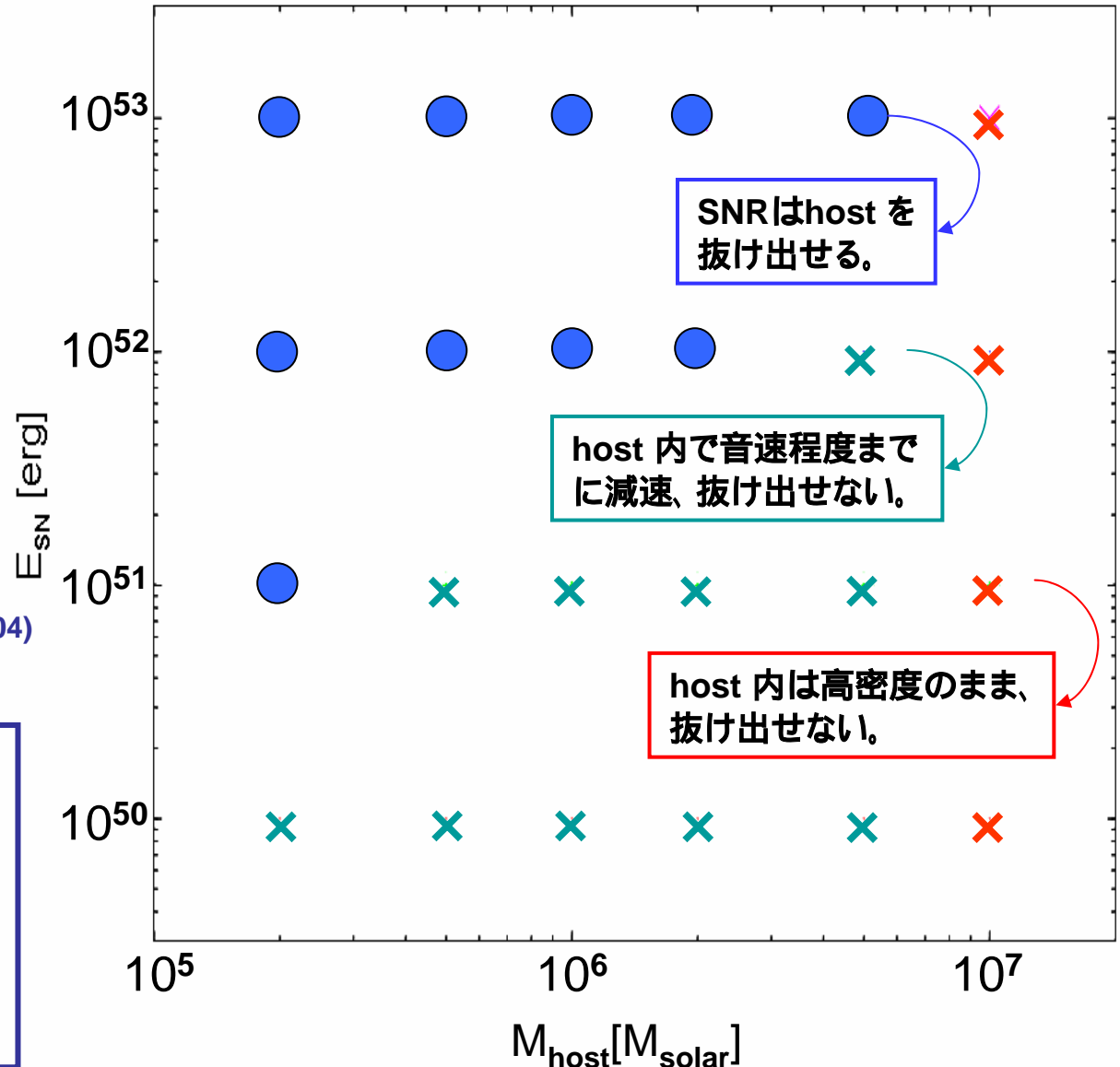
$E_{\text{SN}}-M_{\text{host}}$ diagram

• $M_{\text{host}} > 10^7 M_{\text{solar}}$:

第一世代星からのUV放射による電離フロントは host cloud内にとどまり、host内は高密度($\sim 10^4 \text{cm}^{-3}$)なまま。

• $M_{\text{host}} < 10^6 M_{\text{solar}}$:

第一世代星からのUV放射による電離フロントは、ただちにharo内を掃いて密度を減らす($\sim 0.2 \text{cm}^{-3}$)。



(Kitayama, Yoshida, Susa & Umemura 2004)



初代天体($\sim 10^6 M_{\text{solar}}$)の中心に形成された第一世代星SNの中で、 $E_{\text{SN}} > 10^{52}$ のエネルギーをもつものはhost cloudをぬけ出し他のハローへ影響を及ぼす。

Conclusion

$E_{\text{SN}} \sim 10^{52} - 10^{53}$ [erg] のような大きなエネルギーをもった supernova (e.g. hypernova or pair-instability supernova) では、SNの衝撃波が host cloud を抜け出し近傍のガス雲に影響を及ぼす。

= 0, $E_{\text{SN}} = 10^{52}$ [erg] では...

$\sim 0.8 - 5.0 \times 10^5 M_{\text{solar}}$ のガス雲に対して SN 中心からの半径が

$$\sim \mathbf{0.45 \text{ kpc} < R(t) < 1.10 \text{ kpc}}$$

の領域において、SNによる positive feedback が働く可能性があることがわかった。同様に...

= 0, $E_{\text{SN}} = 10^{53}$ [erg] では 下限値に領域の幅ができて...

$$0.8 \times 10^5 M_{\text{solar}} : \quad \sim \mathbf{1.89 \text{ kpc} < R(t) < 2.31 \text{ kpc}}$$

$$1.0 \times 10^5 M_{\text{solar}} : \quad \sim \mathbf{1.70 \text{ kpc} < R(t) < 2.31 \text{ kpc}}$$

$$2.0 \times 10^5 M_{\text{solar}} : \quad \sim \mathbf{0.95 \text{ kpc} < R(t) < 2.31 \text{ kpc}}$$

$$5.0 \times 10^5 M_{\text{solar}} : \quad \sim \mathbf{0.89 \text{ kpc} < R(t) < 2.31 \text{ kpc}}$$

となり、 $E_{\text{SN}} = 10^{52}$ のときと同様に、low mass ($\sim 10^4 M_{\text{solar}}$) のガス雲に対しては positive feedback は働きにくいことがわかった。

Discussion

さらに詳細に・・・

primordialにおける詳細な元素組成を詳細に考慮
非平衡化学反応をちゃんと計算!!

metal は・・・

-) 考慮すれば冷却効率が上がり、星形成領域はより広範囲に??
-) metal を含んだSNRとprimordial gas の衝突を考
えることになるが、これらの混ざり方はよくわかって
いない・・・
-) metal-poorなlow mass star formation を説明でき
るメカニズムの可能性も??

今後は・・・

・球対称1次元流体計算を数値的に解く。実際に収縮が進み、星形成
につながるような高密度領域を作るかどうかを評価。