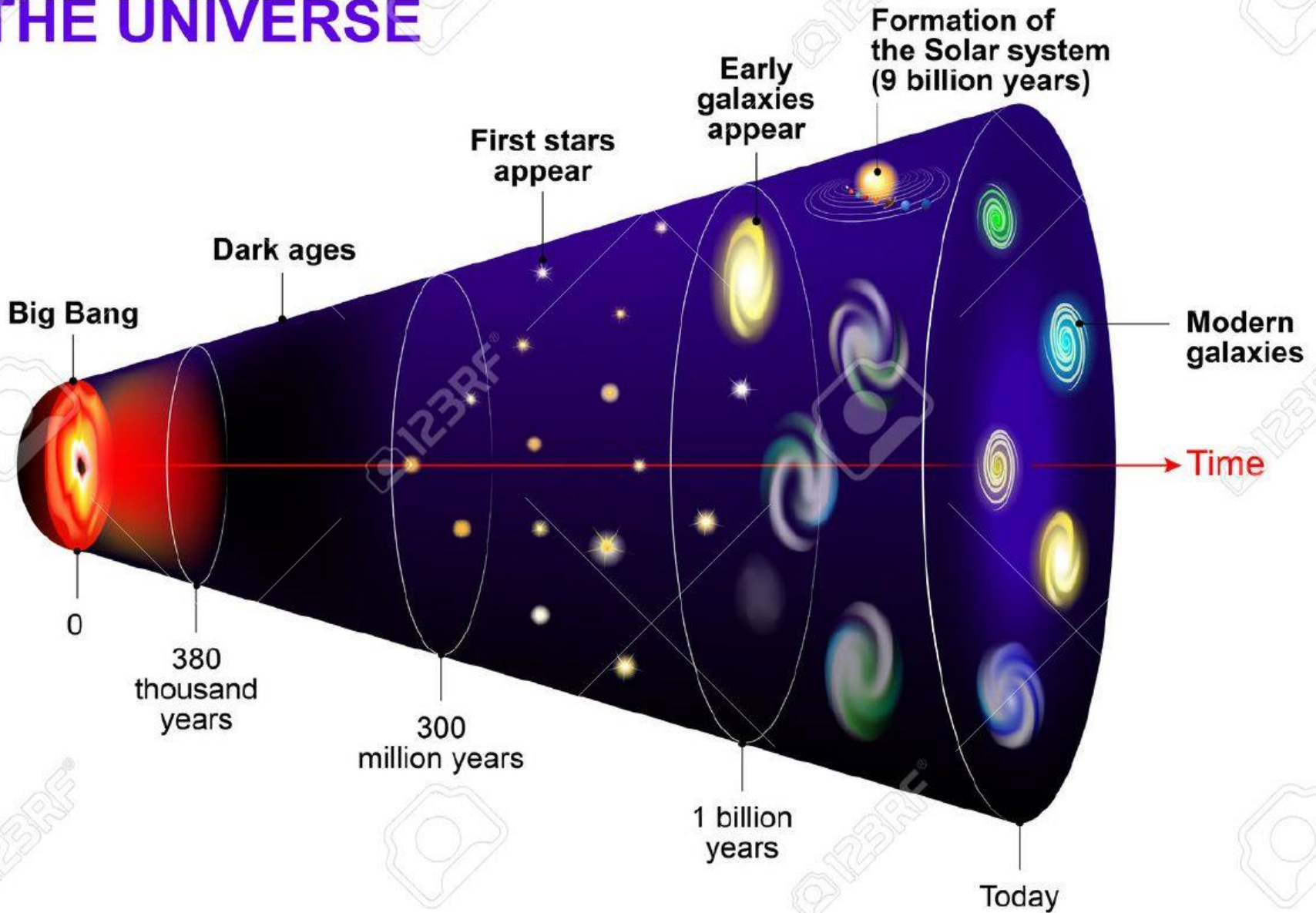


宇宙最初期天体形成時の水素分子輝線

西亮一(新潟大)

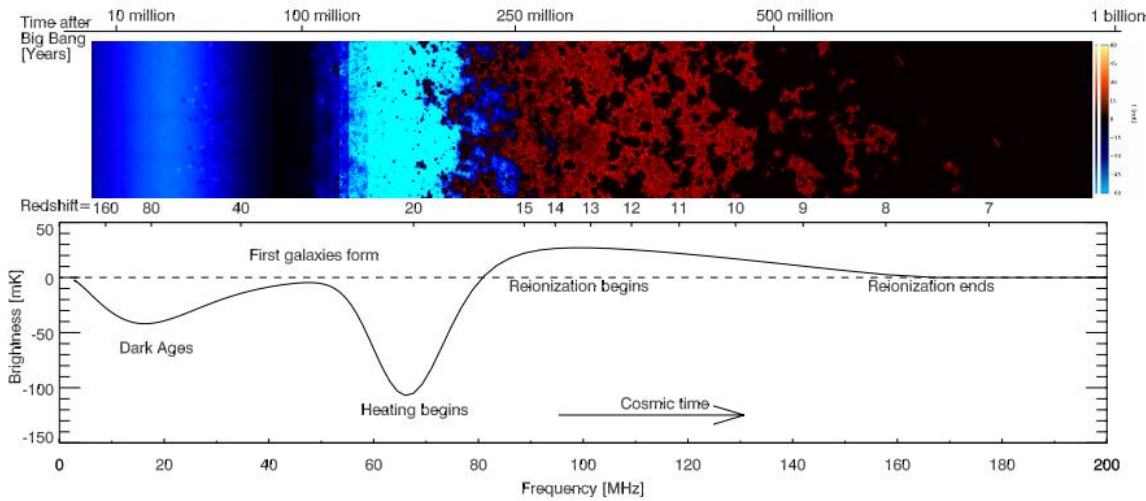
EVOLUTION OF THE UNIVERSE



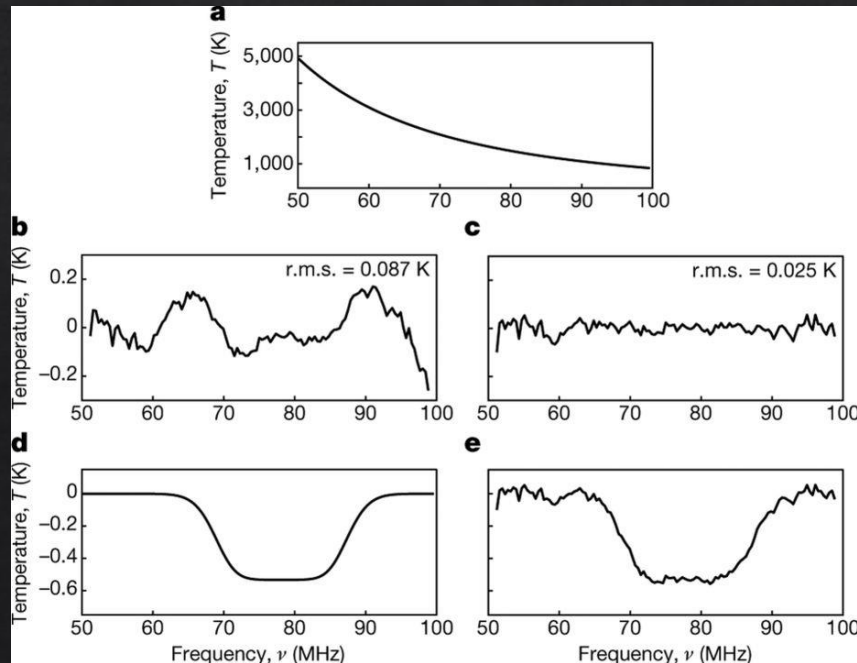
◆ 第一世代星の重要性

- ビッグバン元素合成ではヘリウムまで
炭素以降は星起源
 - 一➤ 第一世代星の超新星爆発で供給
星形成では重元素による冷却が重要
- 宇宙再電離のエネルギー源
 - $\tau_e \simeq 0.054$ (プランク衛星によるCMB偏光観測から)
- CMBの21cm線による吸収の起源(Ly α)
 $z \simeq 20$ の吸収？

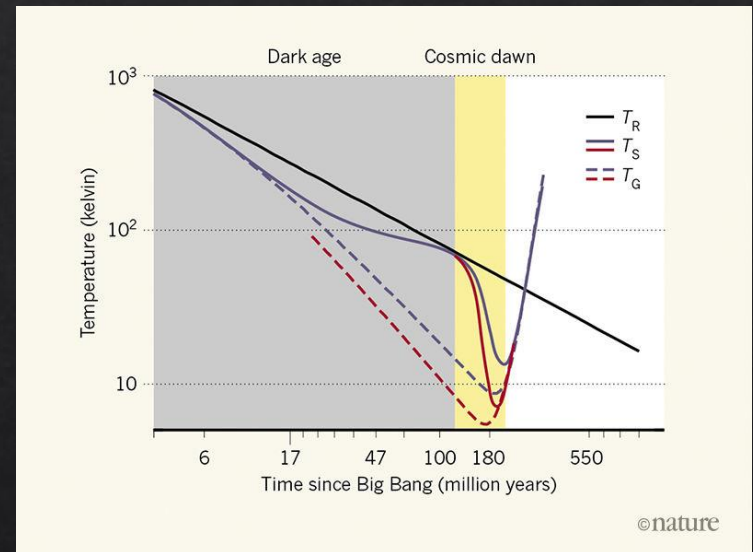
CMBの21cm線による吸収



Hのspin温度とCMB温度の差
Pritchard and Loeb (2012)



Absorption profile centred at 78 megahertz
Bowman et al. (2018)



Temperature changes during the evolution of the Universe.
Lincoln Greenhill (2018)

◆天体の形成

▶天体の階層構造

星・銀河・銀河団・宇宙



▶重力はスケールフリー

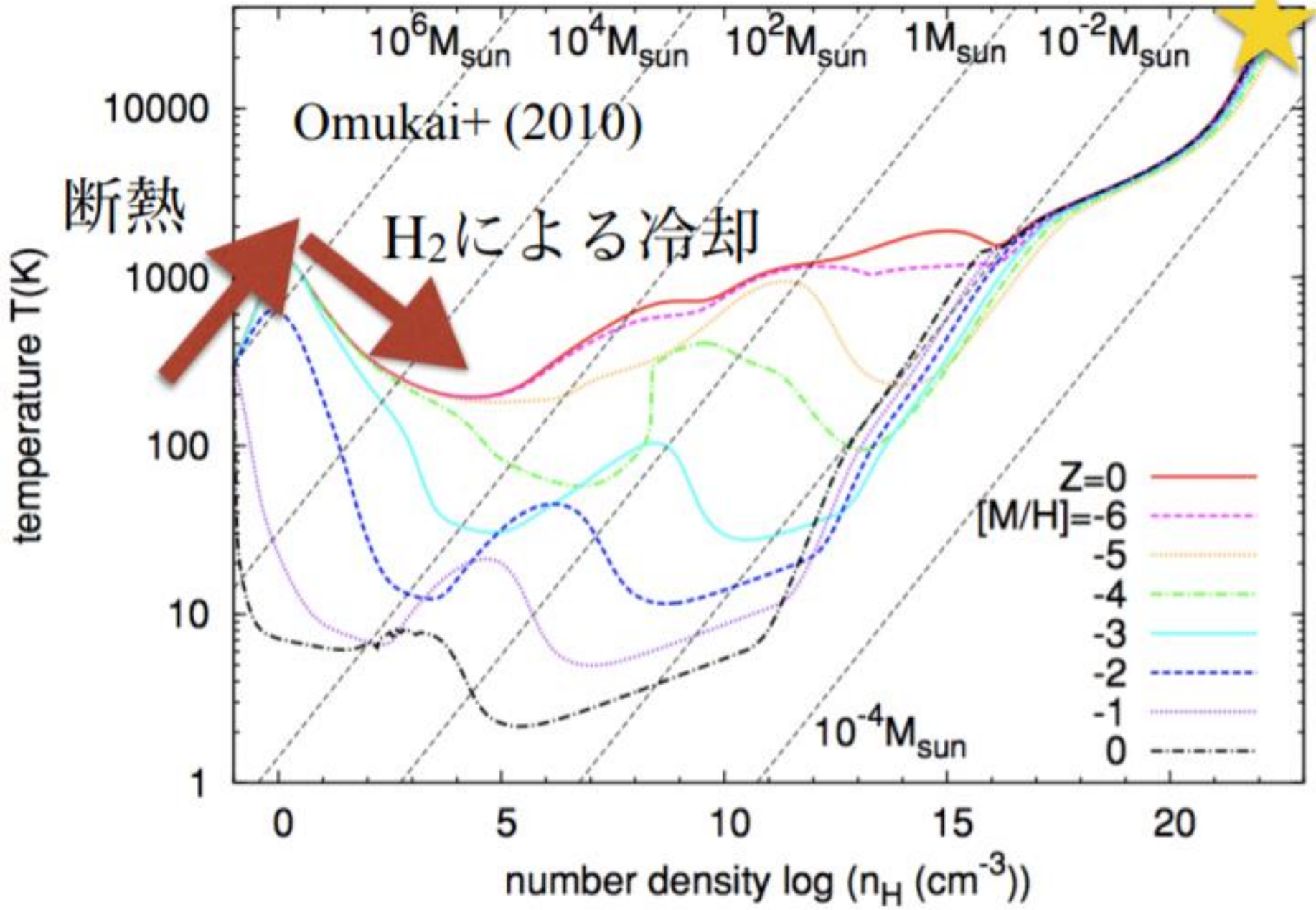
→ 重力以外の物理過程(熱的過程)が重要

→ 重力による収縮・分裂過程と

熱的過程(冷却)によるスケール決定

重力は非等方性や密度揺らぎを増大させる

原始星



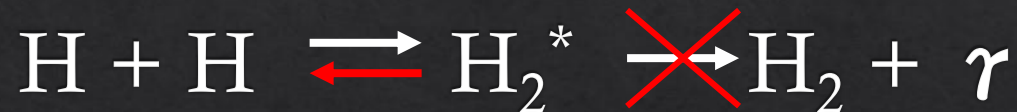
◆原始ガスでの冷却元

◆原始ガス：水素とヘリウムのみで構成

- 約 10^6 K以上：free-free 輻射
- 約 10^4 K以上、約 10^6 K以下：原子輝線輻射
- 約 10^4 K以下：水素分子輝線輻射
- 約200K以下：HD分子輝線輻射

◆水素分子形成過程

気相での水素原子同士の衝突では形成しない



✓反応するためには余分なエネルギーを
すてなければならない。でも、電磁波は
なかなか出さない。

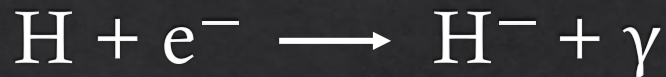
●現在の星間物質中：

ダストの表面で形成

ダストが余分なエネルギーを吸収

◆ 原始ガス中の水素分子形成過程

➤ H^- 過程: 電子を触媒

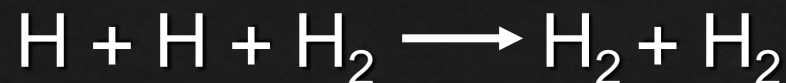
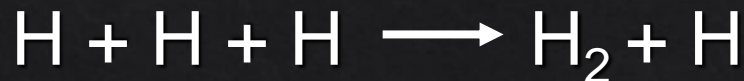


➤ H_2^+ 過程: 水素イオンを触媒



非化学平衡過程での水素分子形成過程が重要

高密度 ($n > 10^8 \text{ cm}^{-3}$) では3体反応が効く



水素分子冷却

◆水素分子：

- なかなかできない
- なかなか光らない
- 励起されにくい ($\Delta E_{\min} \sim 0.44\text{eV} \sim 500\text{K}$)
- 壊れやすい ($T_{\text{crit}} \sim 2000\text{K}$)

水素分子による冷却は四重苦

でもこれしかない

◆原始銀河雲の進化

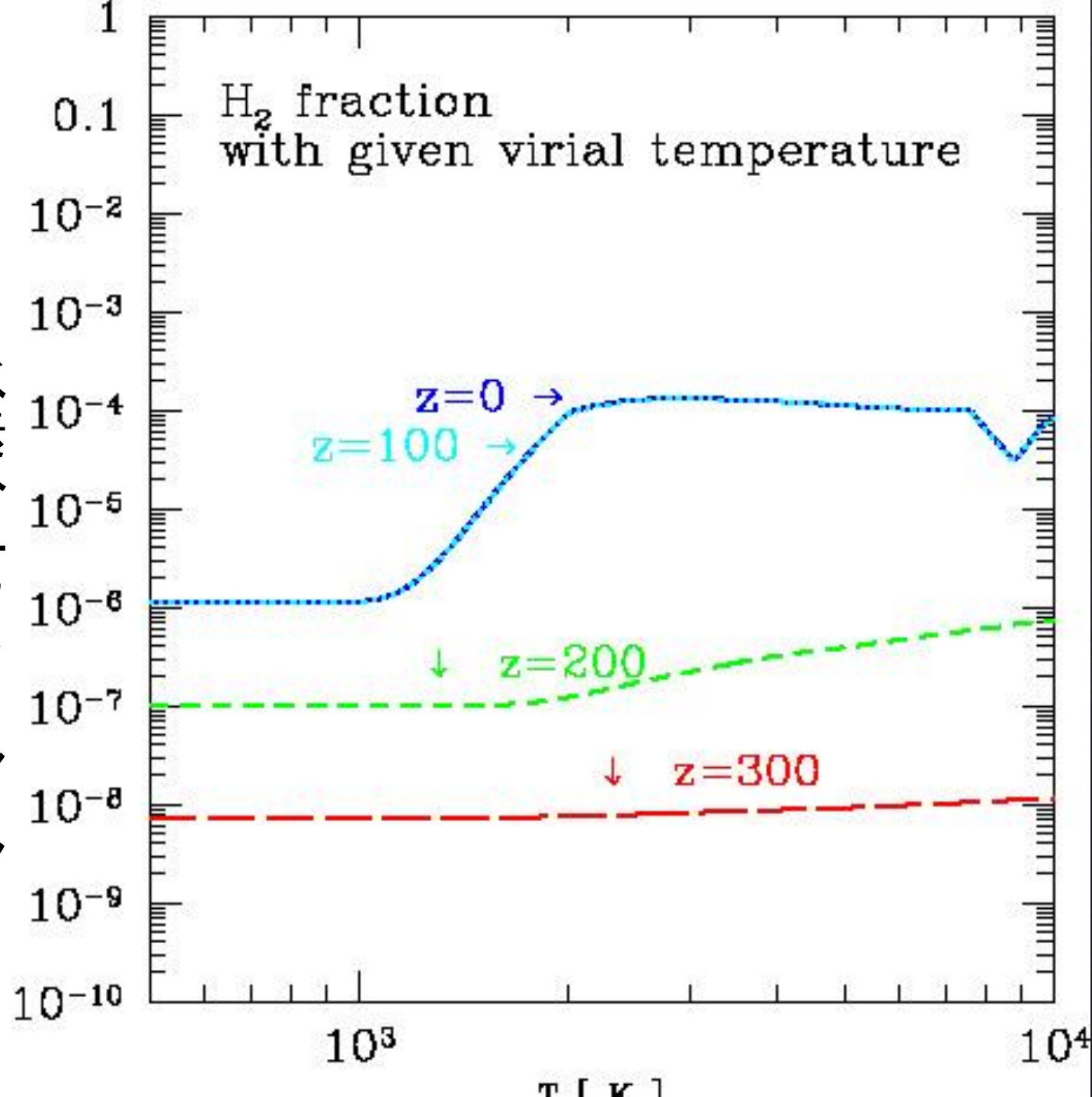
(Nishi and Susa 1999)

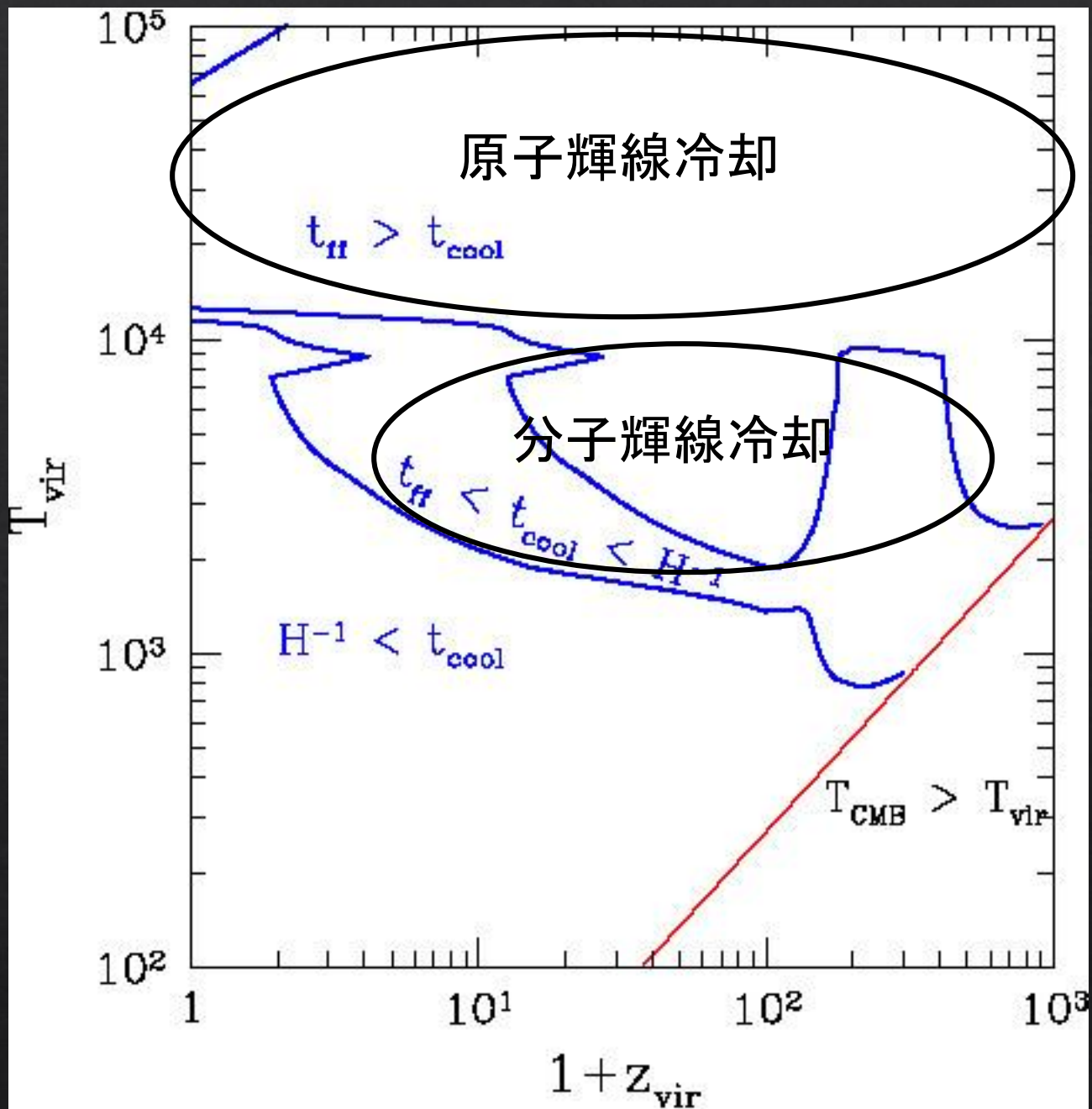
◆水素分子形成量の推定

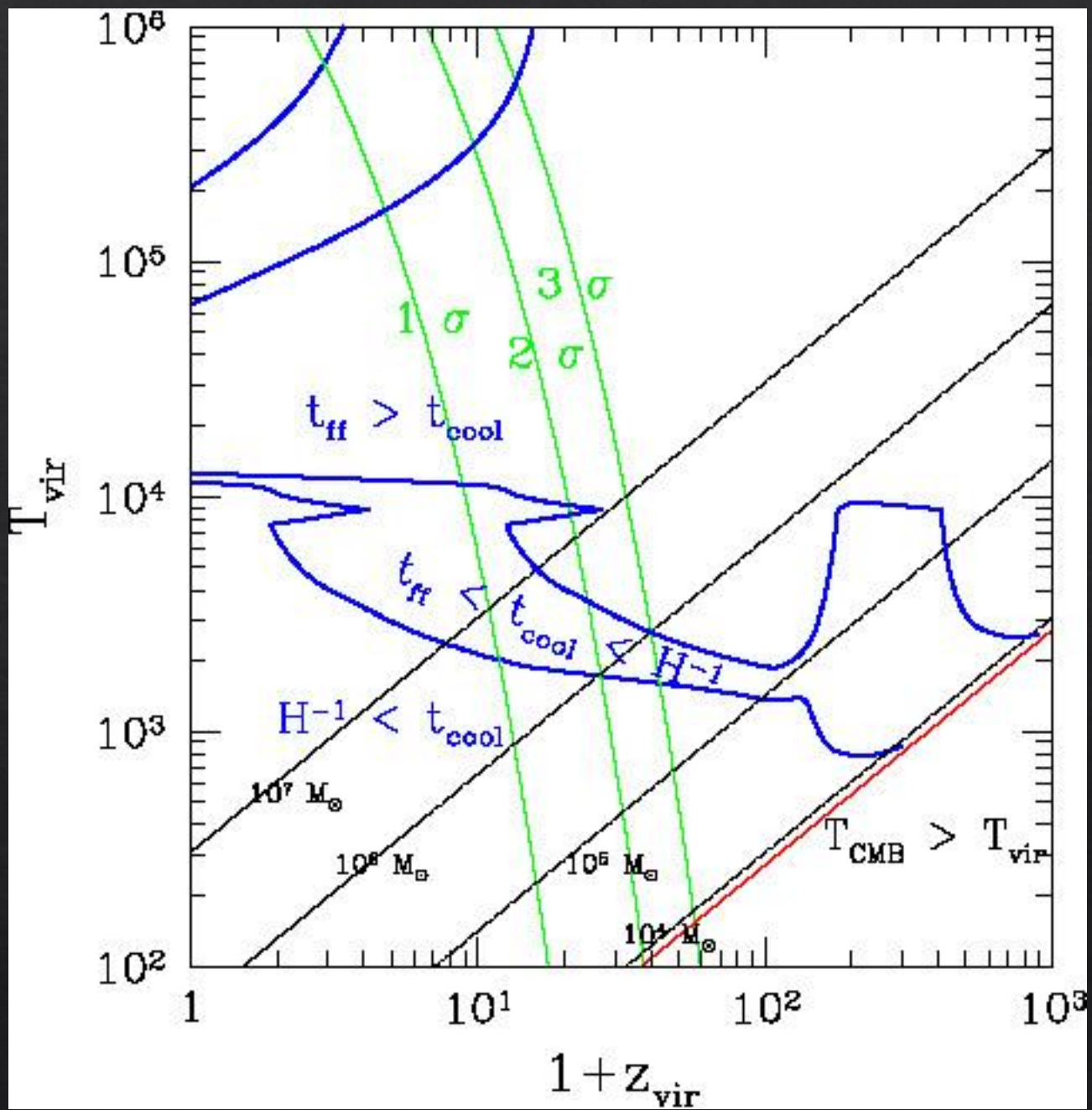
- 水素分子形成、解離、電離、ガス冷却のタイムスケールを比較
- 触媒の電子や陽子は宇宙膨張のため再結合しそこなって残ったもの(電離度 $\sim 10^{-3.5}$)

◆冷却時間を自由落下時間や宇宙膨張のタイムスケールと比較

水素分子フラクシオン







◆星形成過程(球対称近似)

◆収縮期(Omukai and Nishi 1998)

星形成コア(分裂片)の収縮による星形成

- 球対称近似
- 流体計算
- 熱的過程(化学進化、輻射輸送)

輻射輸送:

Line Profile を含めた水素分子輝線

水素分子のCollision Induced Absorption

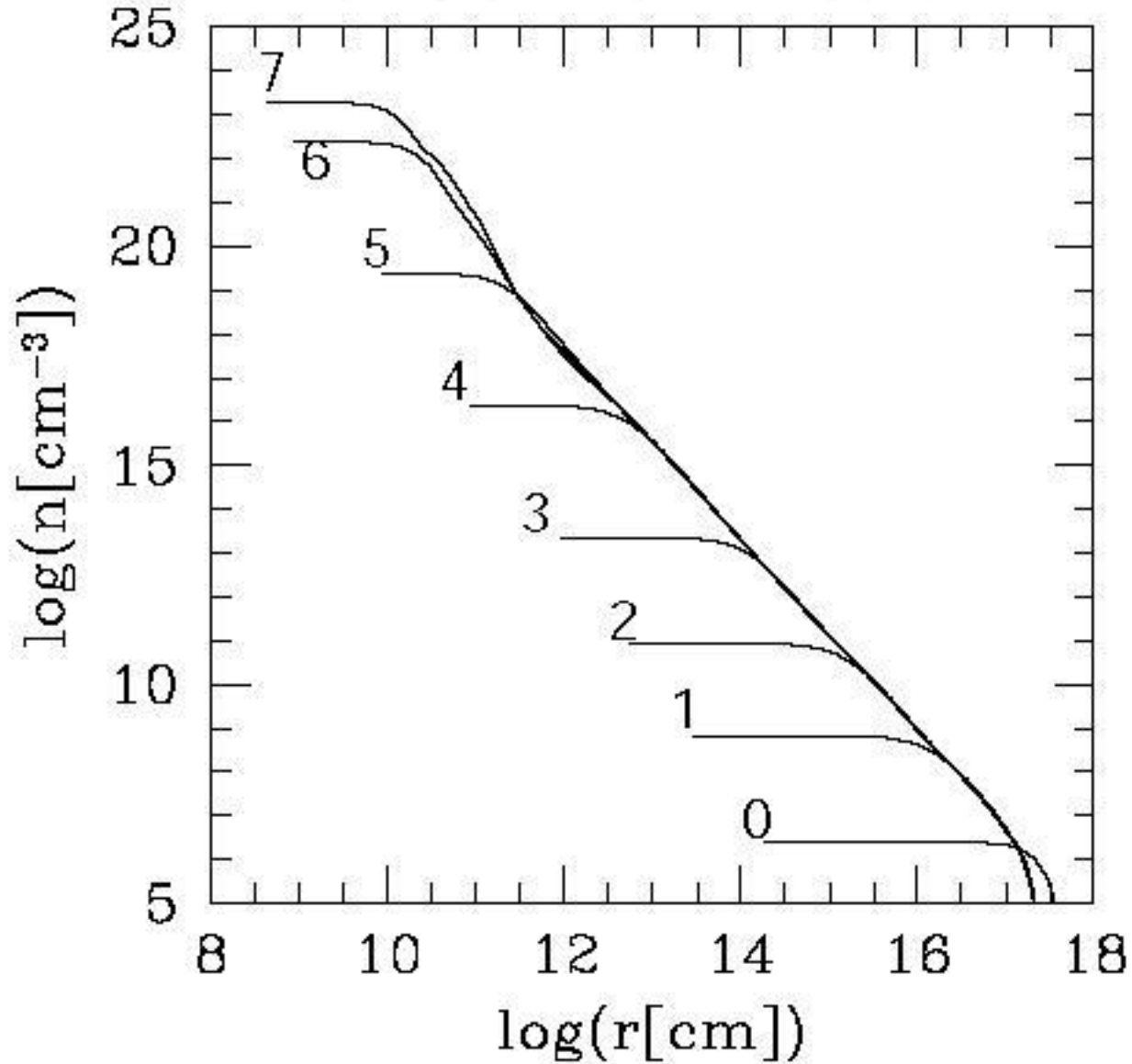
水素分子のLevel Population は Local に決まる

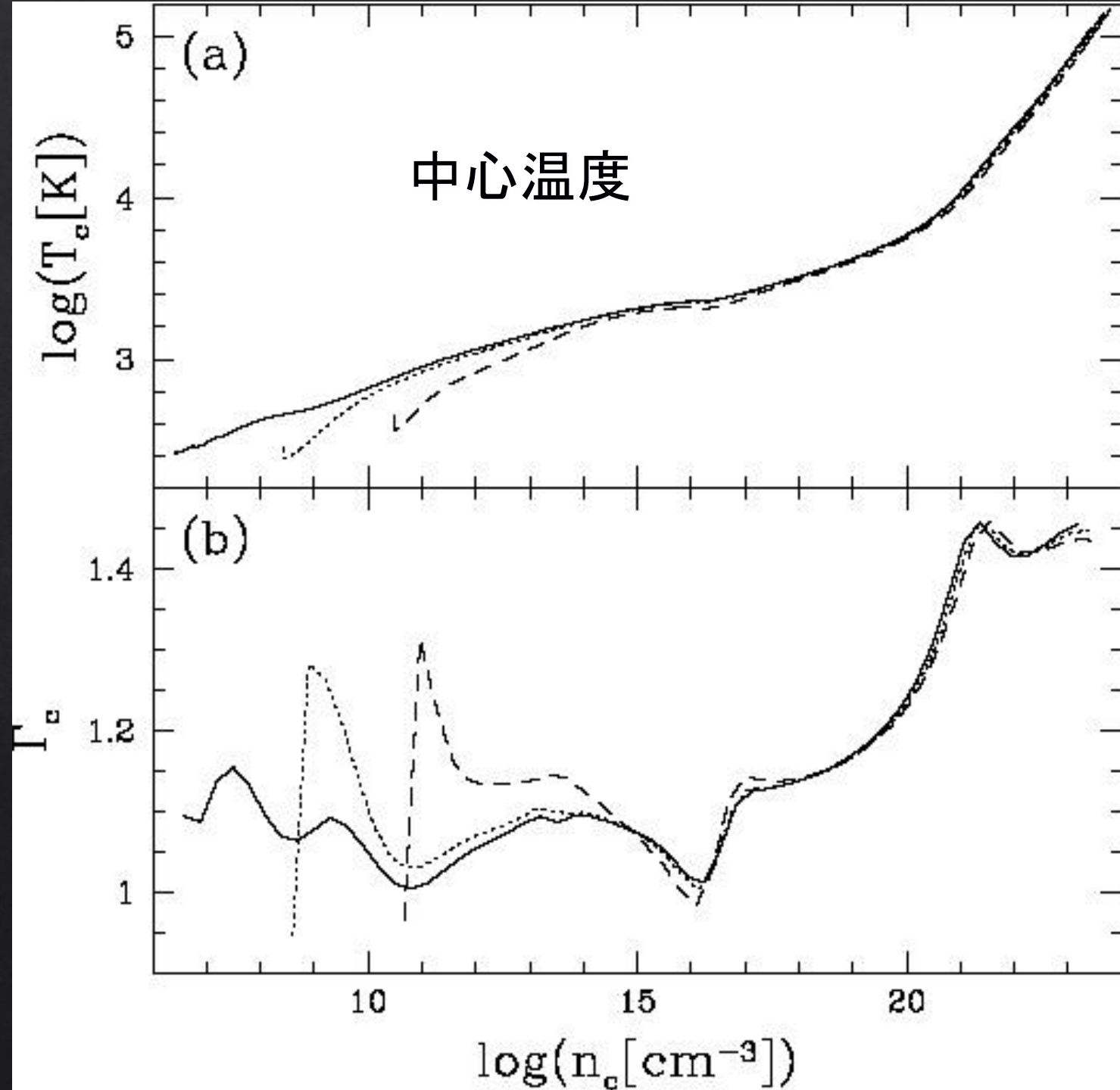
◆計算結果1

- 密度分布が自己相似的進化
 - 星形成コアの全質量はほとんど中心部の進化に影響しない
- 外縁部の密度分布は $\rho \propto r^{-2.2}$
- 中心部の有効断熱指数 Γ は非常に広い密度範囲で 1.1 に近い

$$\Gamma = \frac{\partial \ln P / \partial t}{\partial \ln \rho / \partial t}$$

密度分布の時間進化



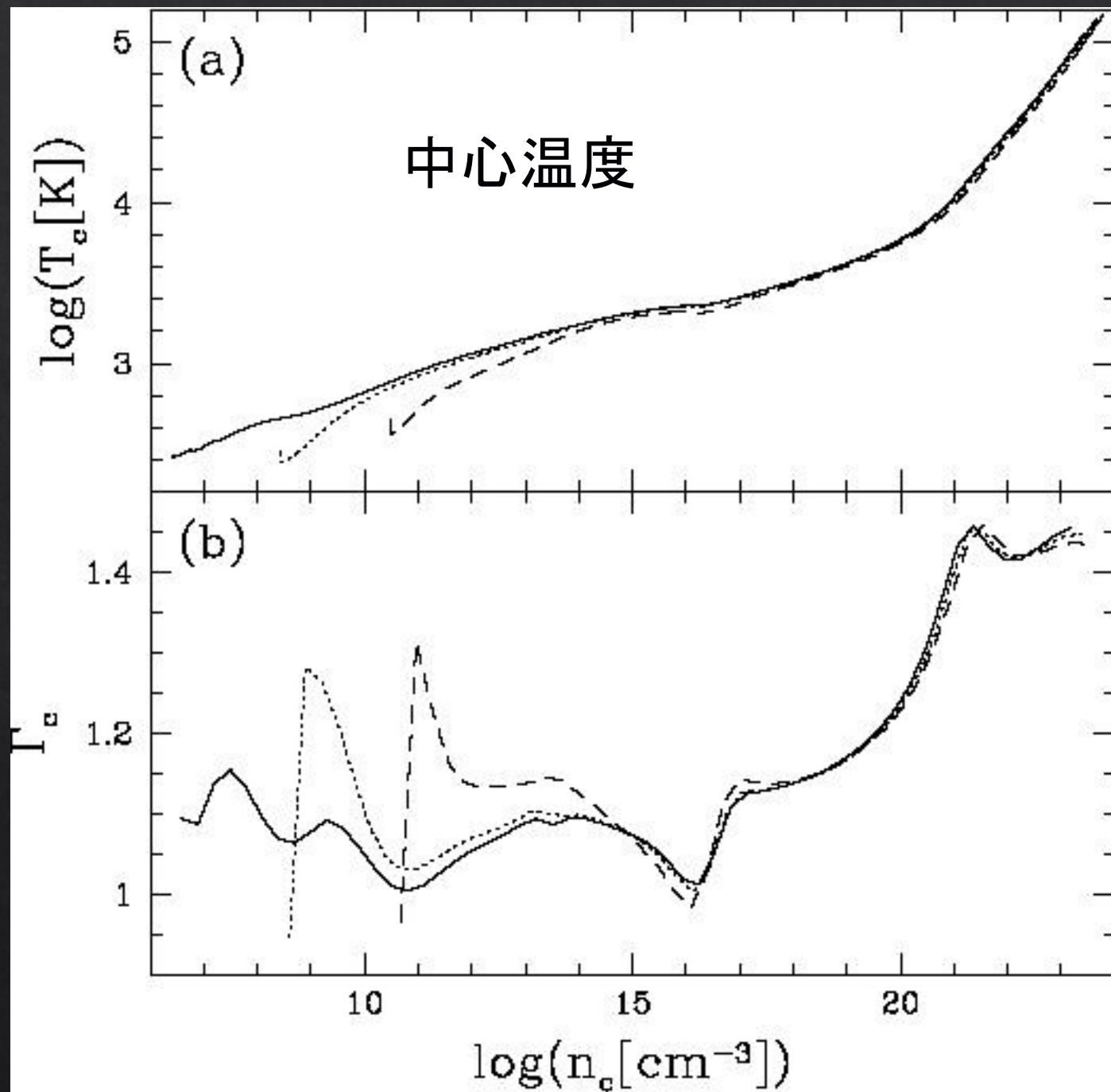


◆計算結果2

- 中心密度が 10^{20} cm^{-3} を超えると急速に状態方程式が硬くなり Γ は $4/3$ を超える



- 中心でバウンスが起きて星的核心が形成
- 星的核心の初期質量 ($5 \times 10^{-3} M_{\text{sun}}$) は現在の星形成の場合とほぼ等しい



◆質量降着

- 形成時の星的核心は、核融合反応も起きないほど低質量
- 星の質量決定には質量降着期が重要
- 自己相似解を用いると

$$\begin{aligned} M &= 8.3 \times 10^{-2} M_{\text{sun}} \text{ yr}^{-1} (t / 1 \text{ yr})^{-0.27} \\ &= 3.7 \times 10^{-2} M_{\text{sun}} \text{ yr}^{-1} (M / M_{\text{sun}})^{-0.37} \end{aligned}$$

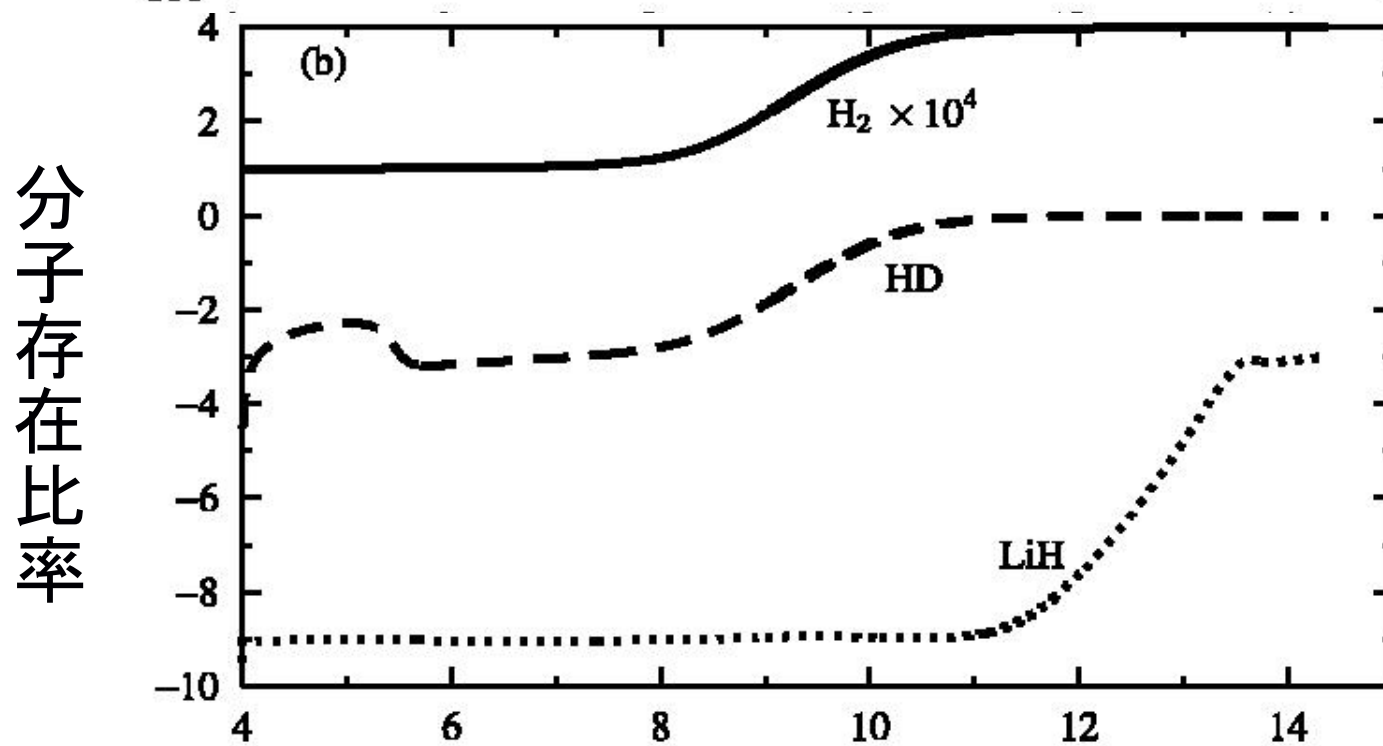
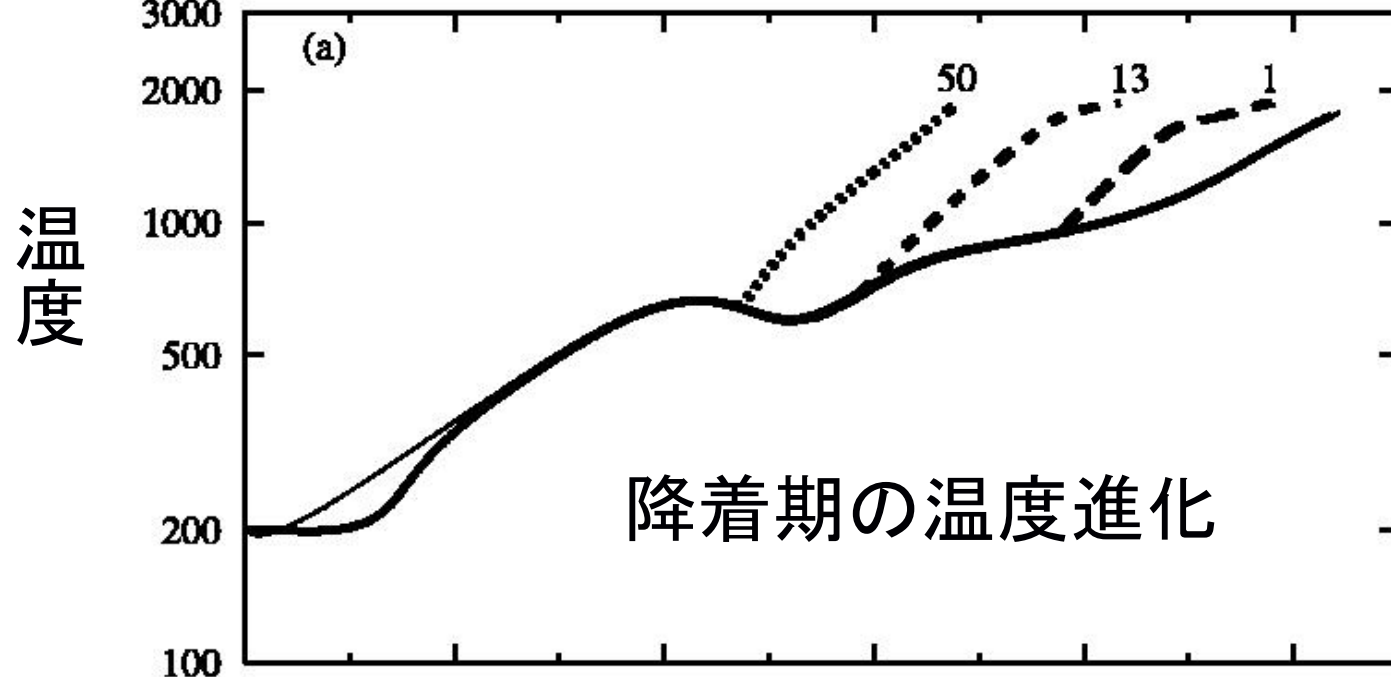


現在の星形成: $M \sim 10^{-5} M_{\text{sun}} \text{ yr}^{-1}$

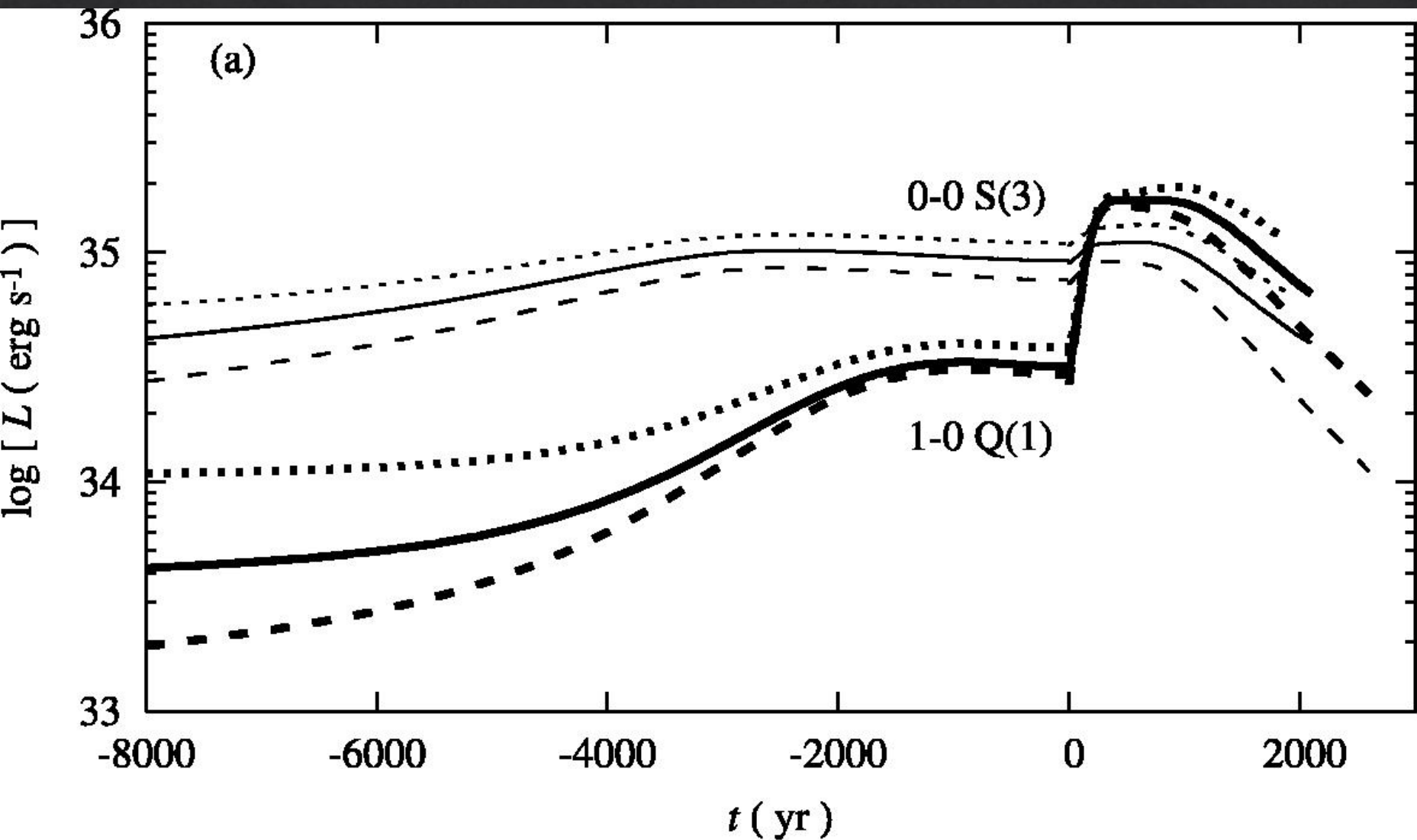
◆第一世代星形成の観測的直接検証

Mizusawa, Omukai and Nishi (2005)

- 第一世代星形成過程には水素分子輝線が特徴的
場合によってはHD輝線も重要
- ダイナミクスを簡略化して輝線強度を計算
- 降着期の重要性を指摘
- SPICAなどの次世代観測装置による観測可能性を評価

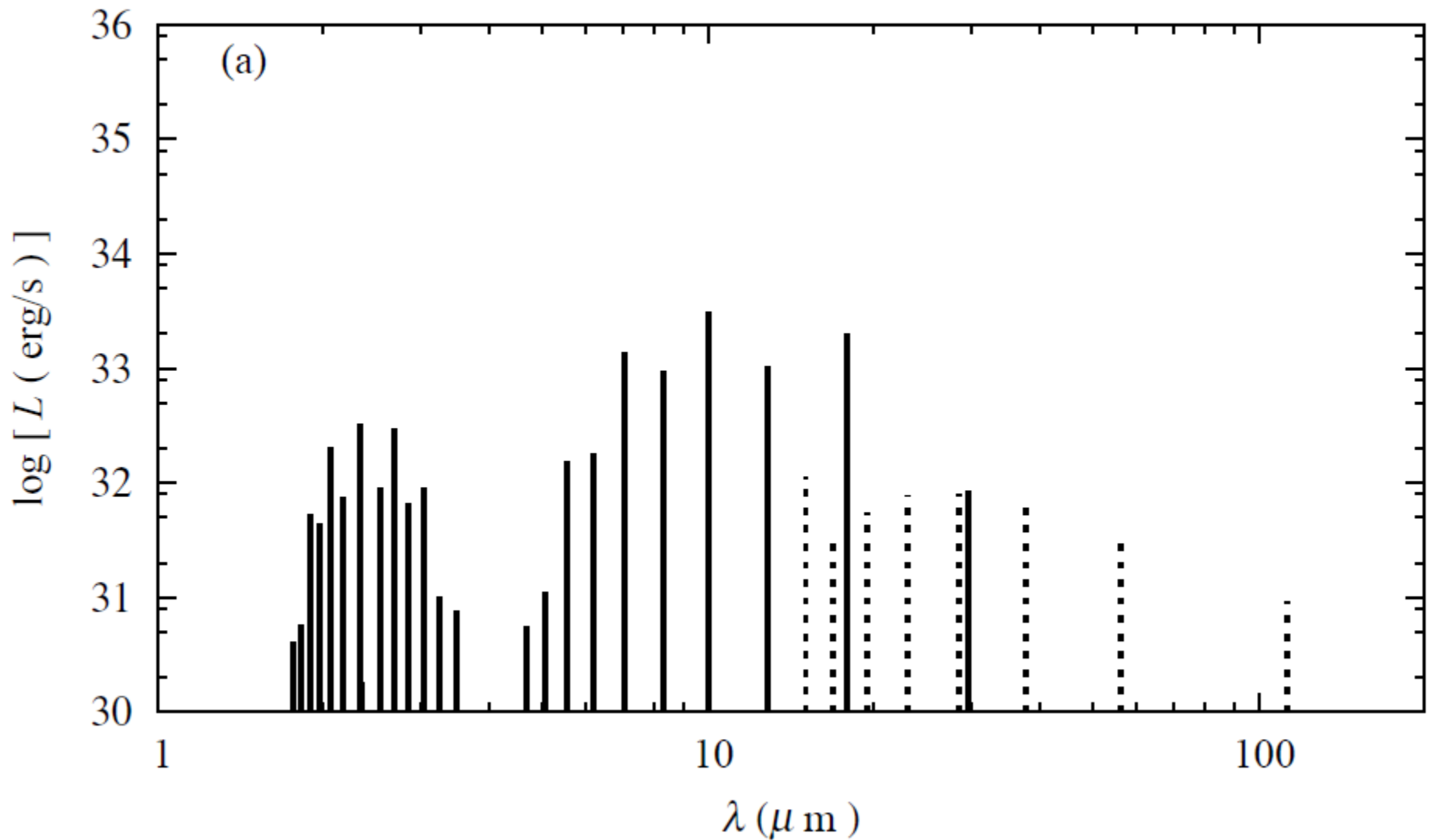


主要な水素分子輝線強度の進化

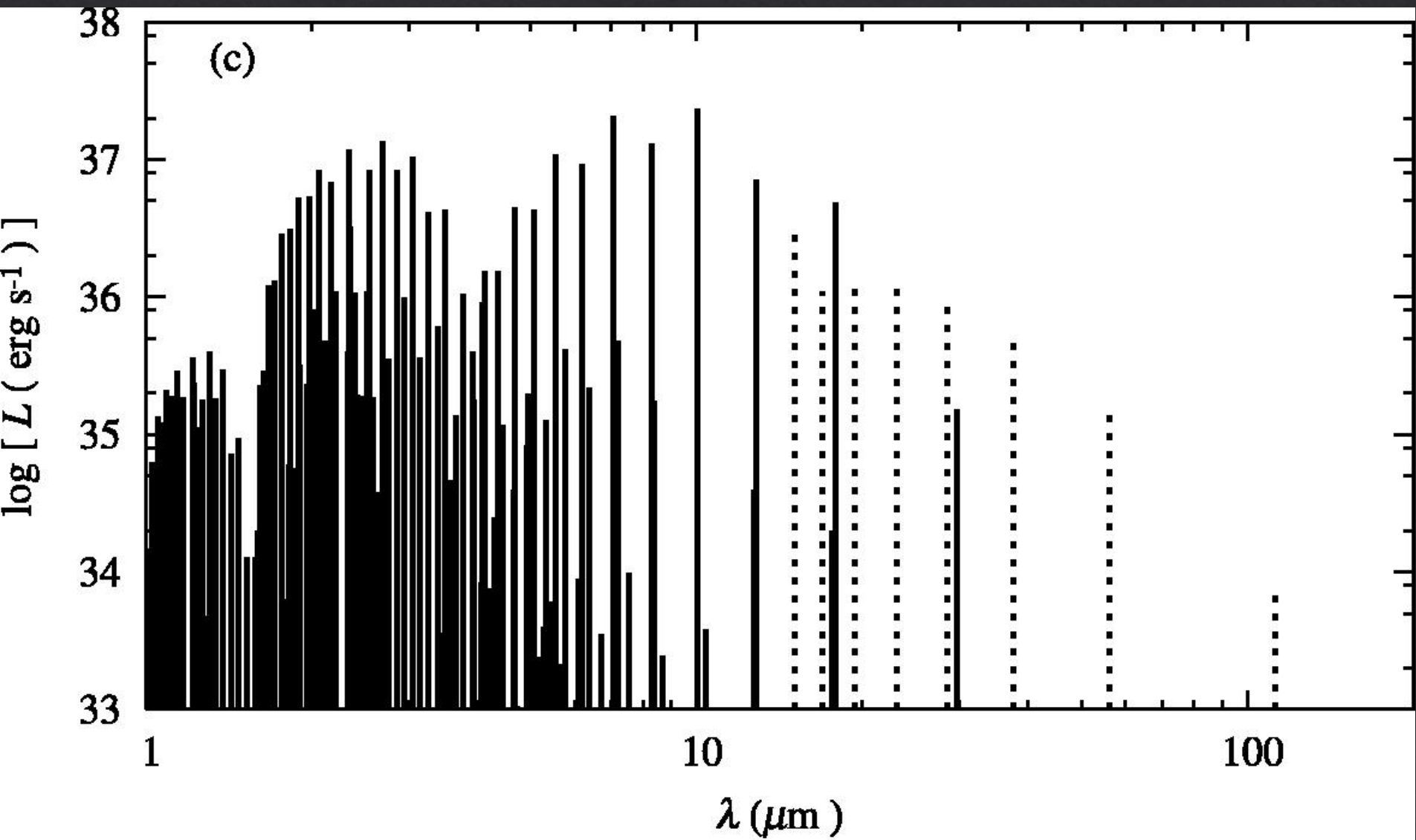


時間平均した輝線強度

実線: H_2 , 点線: HD



柱状雲 ($10^3 M_{\text{sun}}$) からの輝線強度



Infrared astronomy mission

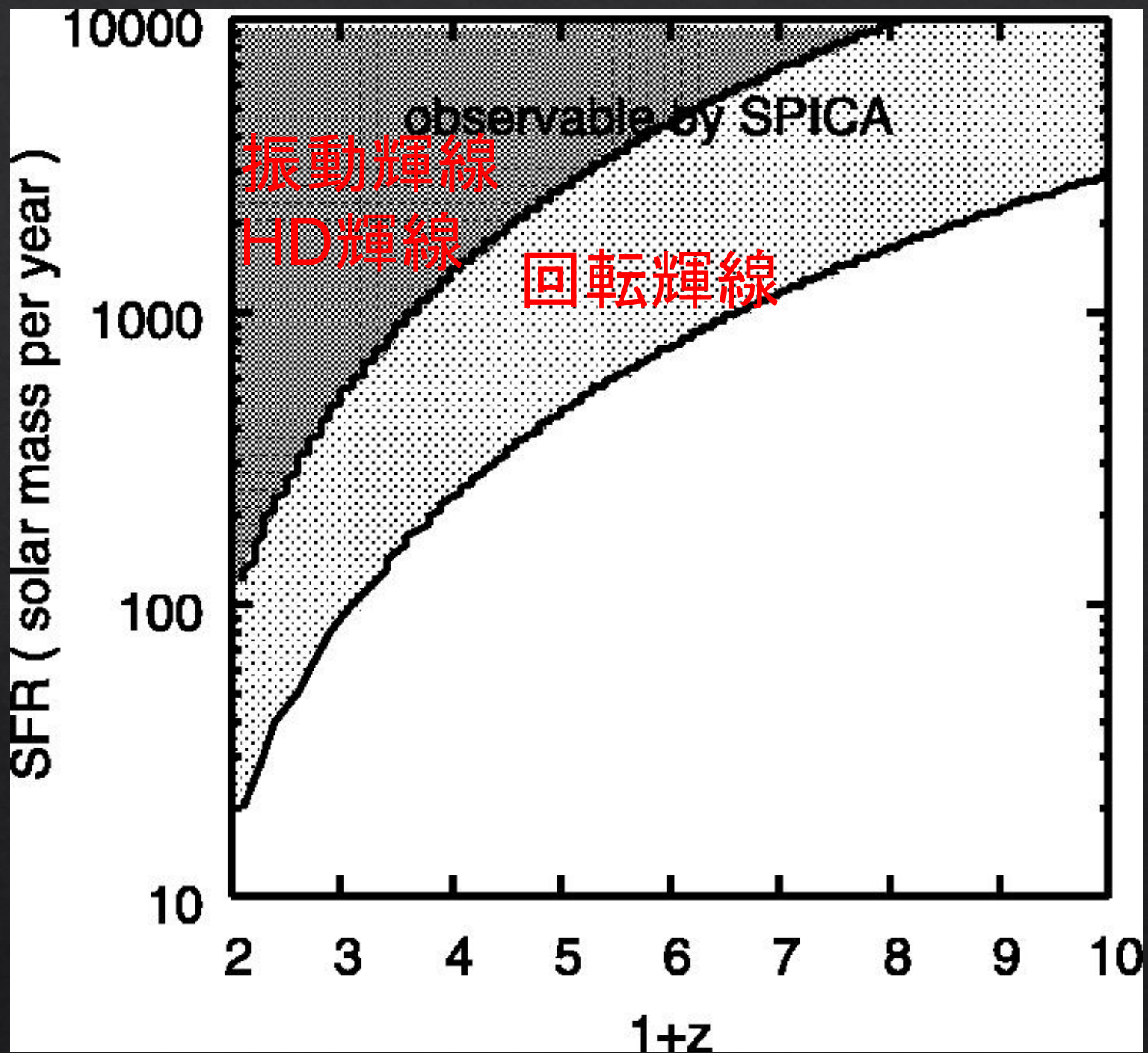
SPICA

Space Infrared Telescope for
Cosmology & Astrophysics



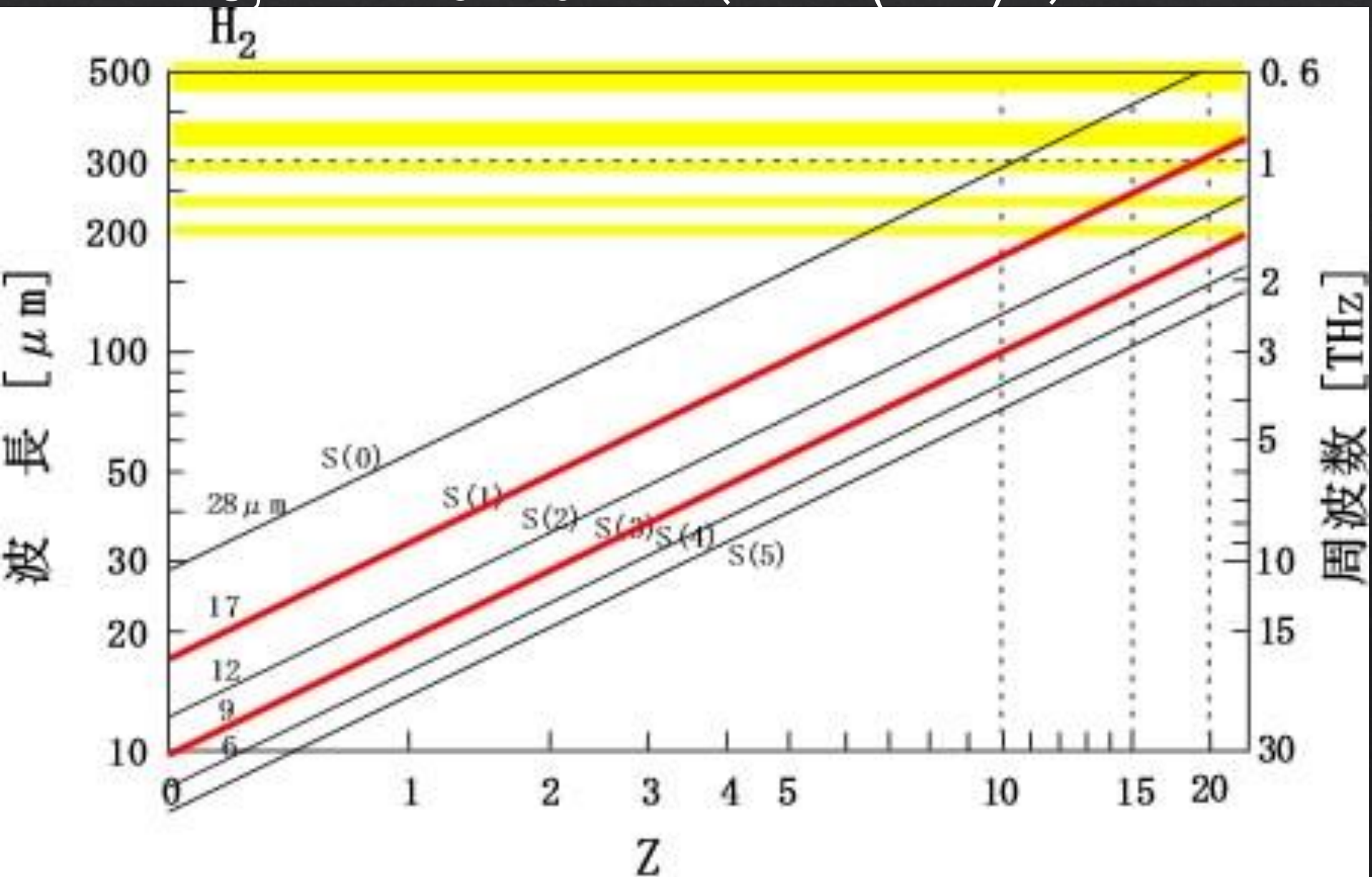
2007年12月3日
次世代天文衛星ワーキンググループ

SPICAによる
観測可能性
(10^{-22} w/m²)

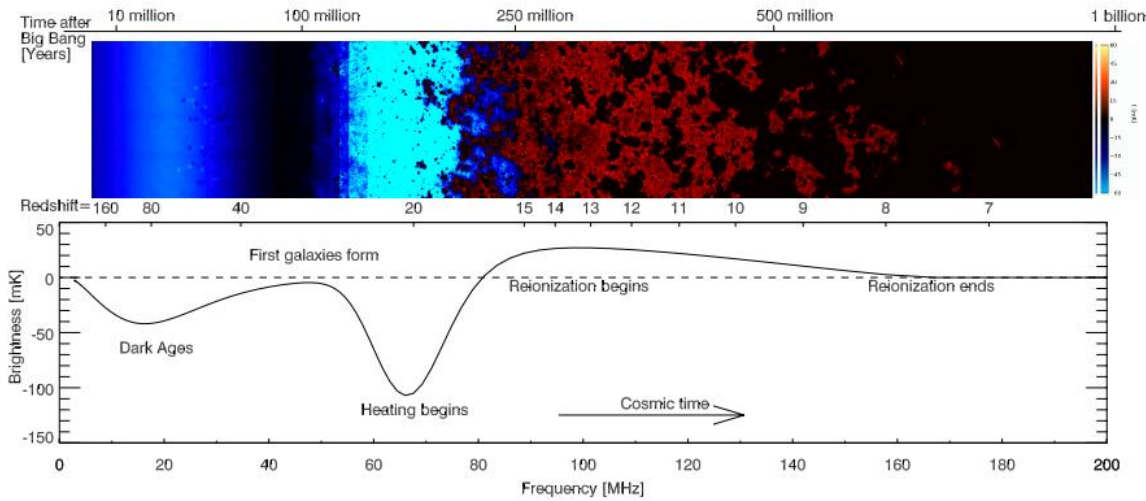


S(1), S(2), S(3)を観測したい

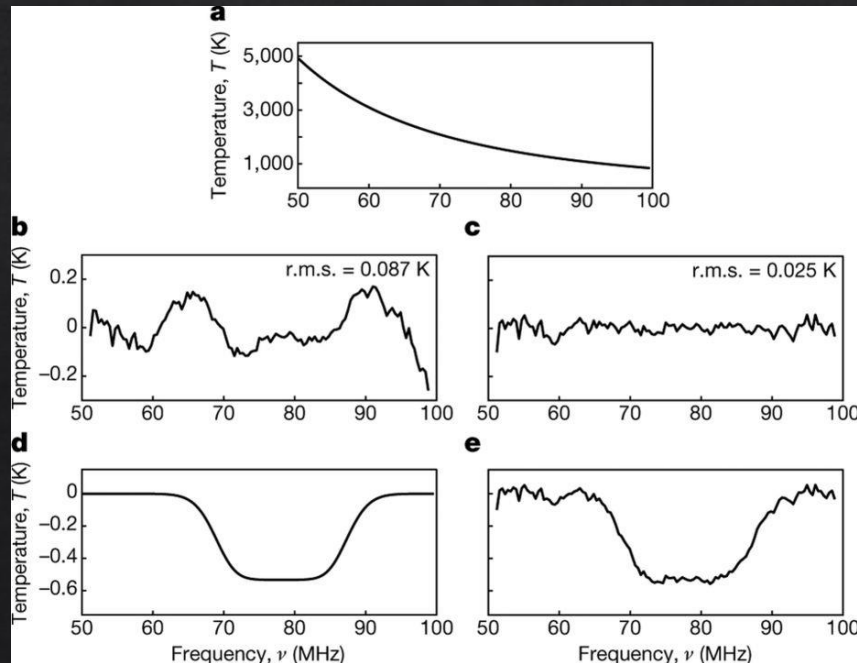
$$z \simeq 18, z \simeq 20 + \alpha \quad (F \propto (1+z)^{-2})$$



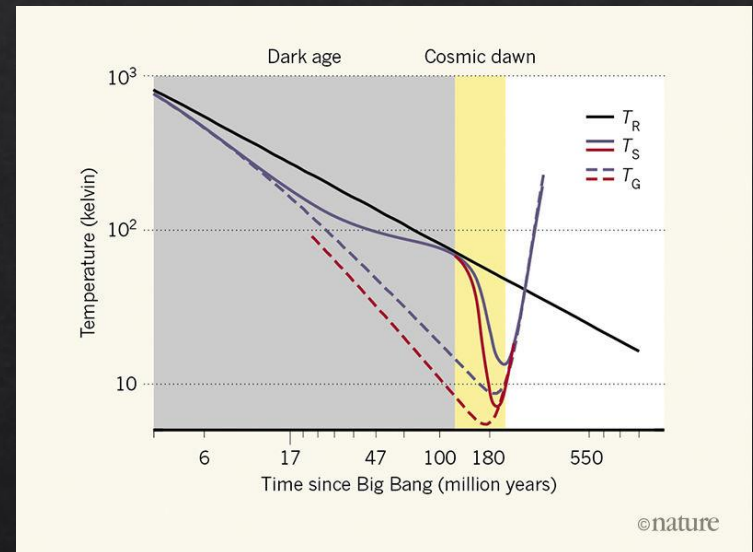
CMBの21cm線による吸収



Hのスピンの温度とCMB温度の差
Pritchard and Loeb (2012)



Absorption profile centred at 78 megahertz
Bowman et al. (2018)



Temperature changes during the evolution of the Universe.
Lincoln Greenhill (2018)

◆第一世代星形成時の水素分子輝線

◆直接観測できれば意義は大きい ミッシングリングを埋める

- ピーク時には振動輝線が強い
遠赤外 (SPICA)
- 時間平均すれば回転輝線が重要
テラヘルツ帯
- 複数輝線 (S(1), S(2), S(3)) が同程度の光度
同時観測で信頼度向上
- フォアグラウンドが良く理解できれば可能性？
CMBの21cm線による吸収の例