

第一世代星の形成過程

大向 一行

国立天文台 理論天文学系

第一世代星（始原星）は紫外線輻射、超新星爆発などにより、銀河間ガスの再電離や重元素の放出といった、その後の宇宙の進化へ大きな影響を与える可能性がある。これらの効果は、星の質量、形成率に強く依存するが、それを知るためにには形成過程を明らかにする必要がある。ここでは、第一世代星（始原星）の形成過程に関して、自分自身の仕事を中心にレビューする。

1 初代天体形成とその分裂過程

現在の宇宙論の主流である、冷たい暗黒物質（CDM）による構造形成論では小さい天体が最初にコラプスし、それらの合体・降着により大きい天体がその後に形成されるとされている。しかし、コラプスした天体中でさらに星が形成されて、光る天体（luminous object）になるためには、ガス雲が輻射により冷却することが必要である。この条件から、ガス雲の質量はある質量（最小冷却質量）よりも大きくなければならないという条件がでる（e.g., Haiman et al. 1996; Tegmark et al. 1997）。この最小冷却質量は z の関数で、high z ほど小さくなる。最初にコラプスする天体としてたとえば CDM シナリオの 3σ ピーク¹を考えると、最初の光る天体が形成されるのはだいたい $z \simeq 30$ で質量は約 $10^6 M_\odot$ （バリオン質量は約 $10^5 M_\odot$ ）となる。

このような天体（初代天体）が収縮していく過程で分裂が起こり、いくつかの高密度のコア（始原雲コア）が形成される。分裂は始原ガス中の輻射冷却剤である H_2 の準位が 10^3 cm^{-3} で局所熱平衡（LTE）に達し、冷却の効率が下がり始める結果起こるので、その時のジーンズ質量である $10^{3-4} M_\odot$ が分裂素片（始原雲コア）の典型的な大きさとなる（Abel et al. 2002; Bromm et al. 2002; Nakamura & Umemura 2001; Tsuribe 2001）。次にこの始原雲コアが収縮して、最終的に星になる過程を見ていくことにしよう。

2 始原ガスによる原始星形成

図 1 に様々な重元素比のガス雲が重力収縮する際の中心温度の進化を、中心密度の関数として示す（Omukai 2000）。直線（破線）はガス雲中心部の連続光に対する光学的厚さが 1 になる位置を示している。すなわち、この線の左側ではガス雲は光学的に薄く、右側では厚い。この図から分るように、ガス雲が光学的に薄い時には温度はガスの組成に依存し、低重元素比のガス雲ほど温度が高い（これは冷却剤が少ないからである）。それに対し、光学的に厚くなったガス雲の温度進化は重元素比によらず、ある線に収束する。

¹もちろん、より rare な天体を考えると、もっと高い z での形成も可能なのであるが、あまり数が少なすぎても宇宙の進化に重要ではないので、初代天体として、 3σ くらいを取ることが多い。 4σ の揺らぎを考えるとコラプスの時期は $z \simeq 40$ となり、質量は少し小さくなる。

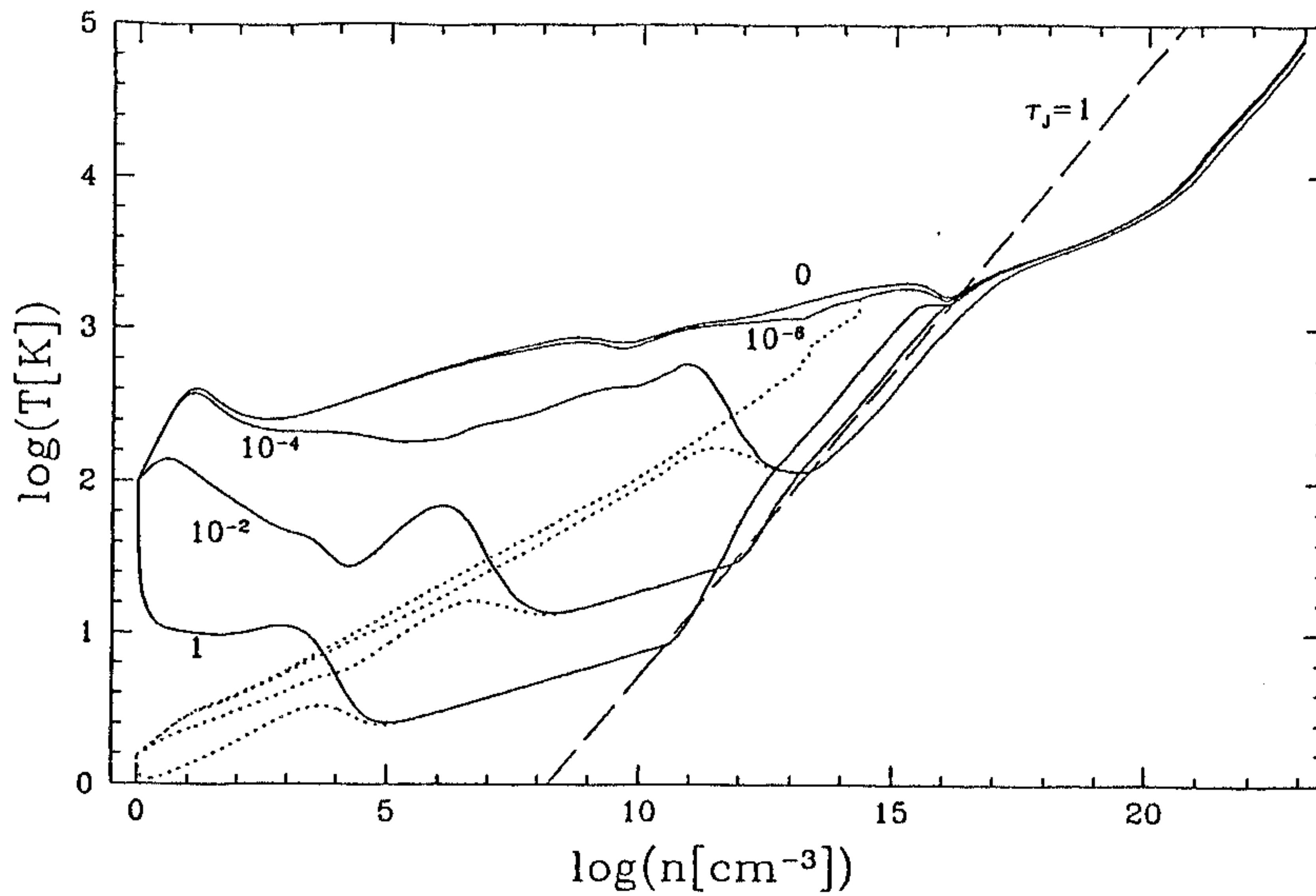


図 1: 様々な重元素量のガス雲の収縮の際の中心温度・密度関係。数字は現在の星間物質の重元素量との比

始原ガス雲の収縮は H_2 が LTE に達する 10^3 cm^{-3} から H_2 の解離がほぼ終わる 10^{20} cm^{-3} まで、非常に広い密度領域にわたって密度・温度関係（状態方程式）がほぼ $\gamma \equiv d\ln p / d\ln \rho = 1.1$ のポリトロープで近似できる。ガス雲が光学的に厚くなつた後も、 H_2 解離が引き続いて起きるため、 γ の値は大きくならない。 H_2 解離後に $\gamma > 4/3$ になると圧力勾配が重力よりもつよくなり、最終的に力学平衡なコア（原始星）が形成されると予想される。図 2 に、始原雲コアが重力収縮して、原始星が形成される過程のシミュレーション結果を示す。上の密度・温度関係を反映して、 $\gamma \approx 1.1$ の自己相似的収縮が、 H_2 解離がほぼおわる 10^{20} cm^{-3} まで続く。原始星は数密度 10^{22} cm^{-3} で形成され、形成時の温度は 30000 K 、質量は約 $10^{-3} M_\odot$ である。ちなみに、光学的に厚いガス雲の温度進化がガスの重元素比に依らないことから、形成時の原始星の性質もほぼ同じとなる。

3 原始星の質量降着進化

原始星の形成時の質量は $10^{-3} M_\odot$ と始原雲コアの質量 ($10^{3-4} M_\odot$) に比べて何桁も小さい。したがって、原始星は形成後、この周囲のガス（エンベロープ）の降着により質量が増加していく。この段階を主降着フェイズという。主降着フェイズにおける質量降着率は、始原雲コアの収縮の際の温度で決まり、音速 c_s を用いて、 $\dot{M} \approx c_s^3 / G$ と与えられる。これに始原ガスの場合の $\sim 10^3 \text{ K}$ を用いると、降着率は $10^{-(2-3)} M_\odot / \text{yr}^{-3}$ と非常に大きな値となる。この大きな降着率は第一世代原始星の質量降着進化における大きな特徴である。

それでは、形成される星の最終的な質量はどのように決まるのであろうか？これは、質量降着がいつ終わるかにより決まると考えられている。降着を終わらせる機構はまだよく分っていないが、原始星の活動性により降着流が止められる可能性が指摘されている（種族 I の場合には、降着流中のダスト上への輻射圧が大質量の原始星上への降着を困難にしている； Larson & Starrfield 1971）。始原ガスの場合には質量降着率が大きいことと、ダストがなく opacity が小さいことから、種族 I の場合よりも中心星の質量が大きくなないと降着は止まらない。また、始原雲コア

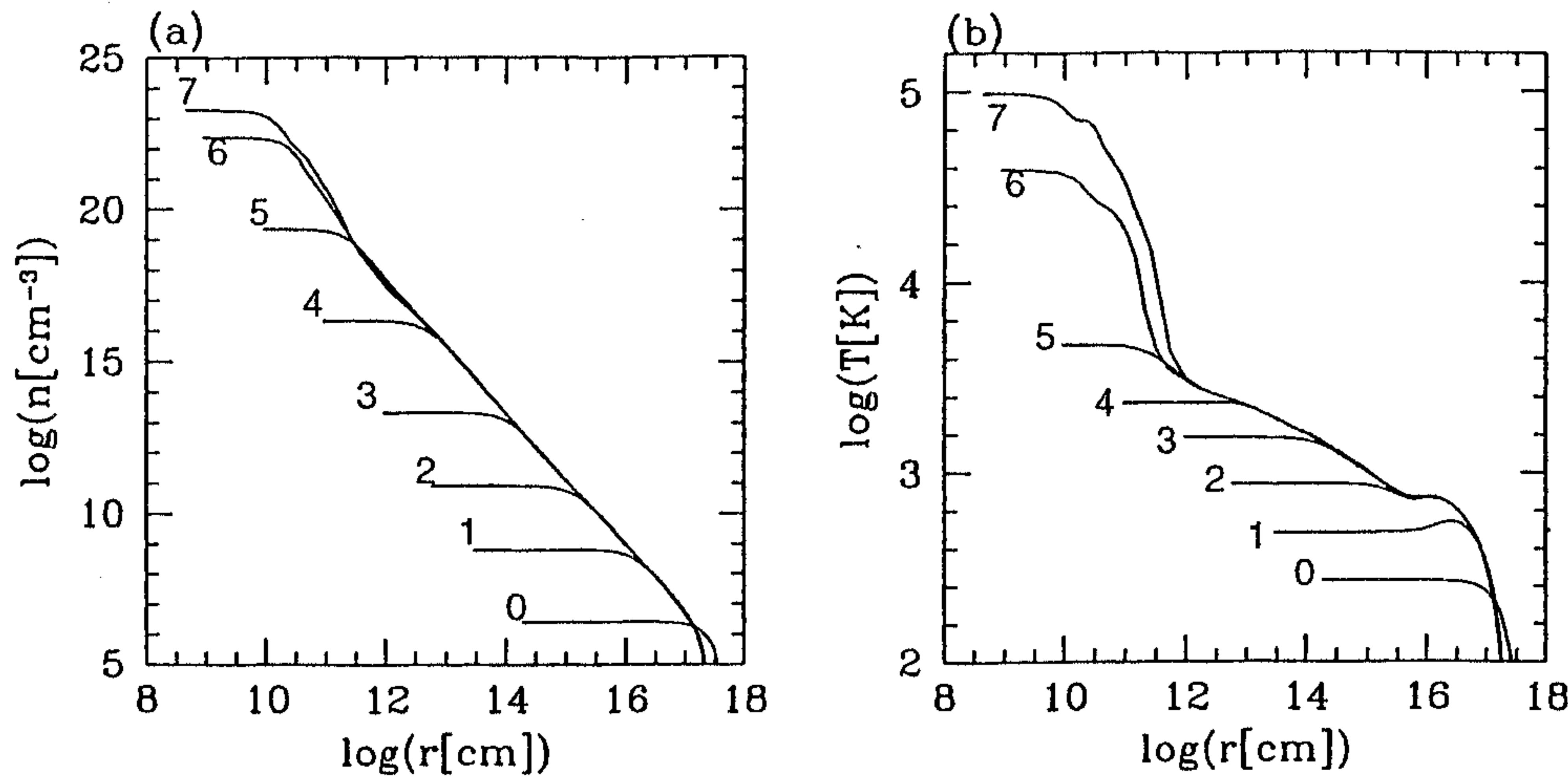


図 2: 始原雲コアの重力収縮、原始星形成過程。(a) 密度と(b) 温度分布の進化を示している。0 – 7 は時系列を表す。6 が原始星形成時に対応

の質量が大きく、エンベロープのガスが十分にあることから、最終的に形成される星の質量は大きくなると予想されている。

図 3 は始原ガスから形成される原始星の主降着フェイズにおける、原始星半径、光球半径を示してある (Omukai & Palla 2001)。光球面は星の表面ではなく、降着流中に形成されている。これは降着率が大きいために、エンベロープの密度が高くなるためである。次に原始星半径の進化に着目しよう。断熱的降着による膨張 (中心星質量 $M_* < 10M_\odot$)、Kelvin-Helmholtz 収縮段階 ($10M_\odot < M_*$) の後、光度が Eddington 限界に近くなり、降着流、原始星内部ともに強い輻射圧を受けるようになる ($M_* > 60M_\odot$)。特にイオン化のため、opacity が他よりも大きな原始星表面はとくに強い輻射圧を受け、このため膨張する。原始星質量が $300M_\odot$ に達した時の膨張は極めて速いので、原始星表面の剥ぎ取り、さらには原始雲コアの散逸、降着の終了にいたる可能性がある。この場合でも、形成される星は $300M_\odot$ と非常に大きくなる。以上により、第一世代星の質量は非常に大きいことが分る。上の結果は、質量降着率が $4.4 \times 10^{-3} M_\odot \text{yr}^{-1}$ の場合に得られたものであるが、進化の様子は質量降着率に強く依存する可能性があり、これに関しては今後の研究が望まれる。また、実際の降着は円盤を通して起こると考えられるが、この効果も考慮していく必要がある。

4 第一世代星からその母体雲へのフィードバック

以上のように、第一世代星は大質量 ($10^{2-3} M_\odot$) であるものと思われる。一方、その母体である初代天体が小質量 ($10^6 M_\odot$) であるので、第一世代星からのフィードバックの影響は非常に大きいと予想される。

まず、輻射によるフィードバック (radiative feedback) として、第一世代星による H_2 光解離の結果、冷却剤が失われ、以後の星形成を抑制するという効果が考えられる (Omukai & Nishi 1999)。これは第一世代星の質量が約数十 M_\odot 以上で重要となる。また、光電離による母体初代天

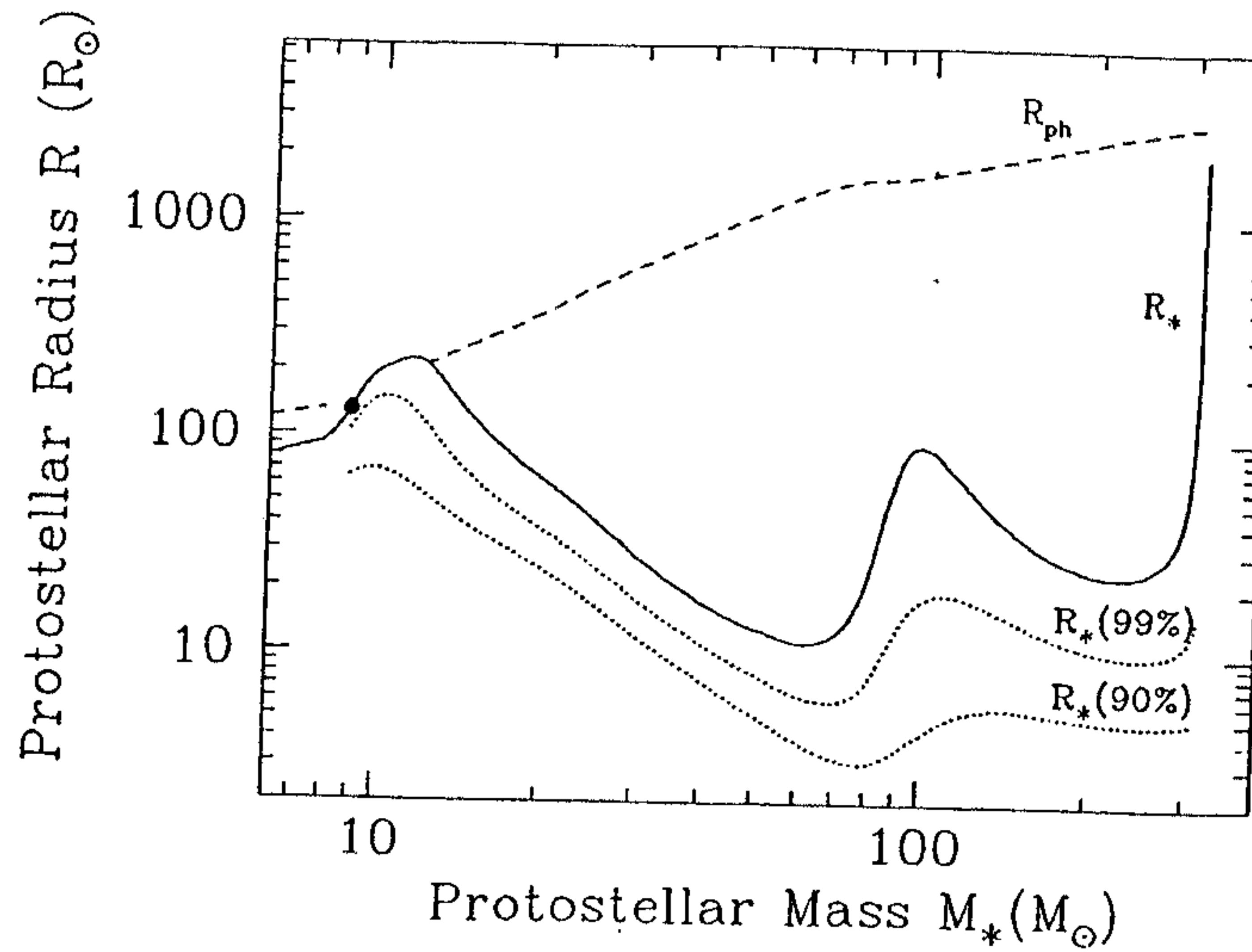


図 3: 始原的原始星の主降着フェイズにおける半径進化。実線 (R_*) は原始星、破線 (R_{ph}) は光球面の半径を示す。

体の「光蒸発」も第一世代星の質量がより大きいと重要になり得る (Madau & Rees 2001)。前者の効果は、星形成を一時的に抑制するのみであるが、後者は母体となる初代天体の破壊につながる。また、超新星爆発による母体雲の破壊 (kinematic feedback) も重要なフィードバックである (Omukai & Nishi 1999; Nishi & Susa 1999)。

以上のフィードバックの効果により、最初に大質量星ができた後の星形成は強く抑制される。そのため、初代天体中での星形成の効率はあまり高くないと思われる。たとえば、約 $10^6 M_\odot$ (バリオン質量は $10^5 M_\odot$) の初代天体中に約 $100 M_\odot$ の星が一つしか形成されないとすると星形成効率は 10^{-3} となる。

これらの議論は主に初代天体が一様として議論されたものであるが、実際には第一世代星が形成された段階で、すでに初代天体中には密度のむらが存在する。上で考えたフィードバックは低密度の領域に特に強い影響を与える傾向があり、一様近似を用いた解析では、定量的な議論は十分にはできない。今後は 3 D 計算も含めたより現実的なモデル化が望まれる。

参考文献

- [1] Abel, T., Bryan, G., & M. L. Norman 2002, Science, 295, 93
- [2] Bromm, V., Coppi, P., S., & Larson, R. B. 2002, ApJ, 564, 23
- [3] Haiman, Z., Thoul, A. A., & Loeb, A. 1996, ApJ, 464, 523
- [4] Larson, R. B. & Starrfield, S. 1971, A&A, 13, 190
- [5] Madau, P., & Rees, M. J. 2001, ApJ, 551, L27
- [6] Nakamura, F., & Umemura, M. 2001, ApJ, 548, 19

- [7] Nishi, R. & Susa, H. 1999, ApJ, 523, 103
- [8] Omukai, K., & Palla, F. 2001, ApJ, 561, L55
- [9] Omukai, K. 2000, ApJ, 534, 809
- [10] Omukai, K., & Nishi, R. 1998, ApJ, 508, 141
- [11] Omukai, K., & Nishi, R. 1999, ApJ, 518, 64
- [12] Tegmark, M. et al. 1997, ApJ, 474, 1
- [13] Tsuribe, T. 2001, in ASP Conf. Ser. 222, The Physics of Galaxy Formation (ed. M. Umemura & H. Susa), 27