



1961年頃の林先生

# 林忠四郎先生と原始星形成論

中野武宣

小質量星の林フェイズと Brown Dwarf の進化

星間雲の熱的、動力学的性質

星間雲の動的収縮

# 林フェイズと Brown Dwarf の進化

Red Giants の  $T_{\text{eff}}$  に下限  $\sim 3000\text{K}$

Hayashi & Hoshi 1961

H-ionization zone が photosphere の内側に

$$\nabla_{\text{rad}} \equiv \left( \frac{d \log T}{d \log P} \right)_{\text{rad}} = \frac{\kappa L_r}{16\pi c G (1 - \beta) M_r}$$

$$\nabla_s \equiv \left( \frac{d \log T}{d \log P} \right)_s$$

Convection occurs only when  $\nabla_{\text{rad}} > \nabla_s$ .

$$\begin{aligned} \nabla_s &= 0.4 && \text{for ideal gas with } \beta = 1 \\ &\sim 0.1 && \text{in the H-ionization zone} \end{aligned}$$

H-ioniz. zone では対流が起こりやすい。

$T_{\text{eff}}$  の低下を抑制

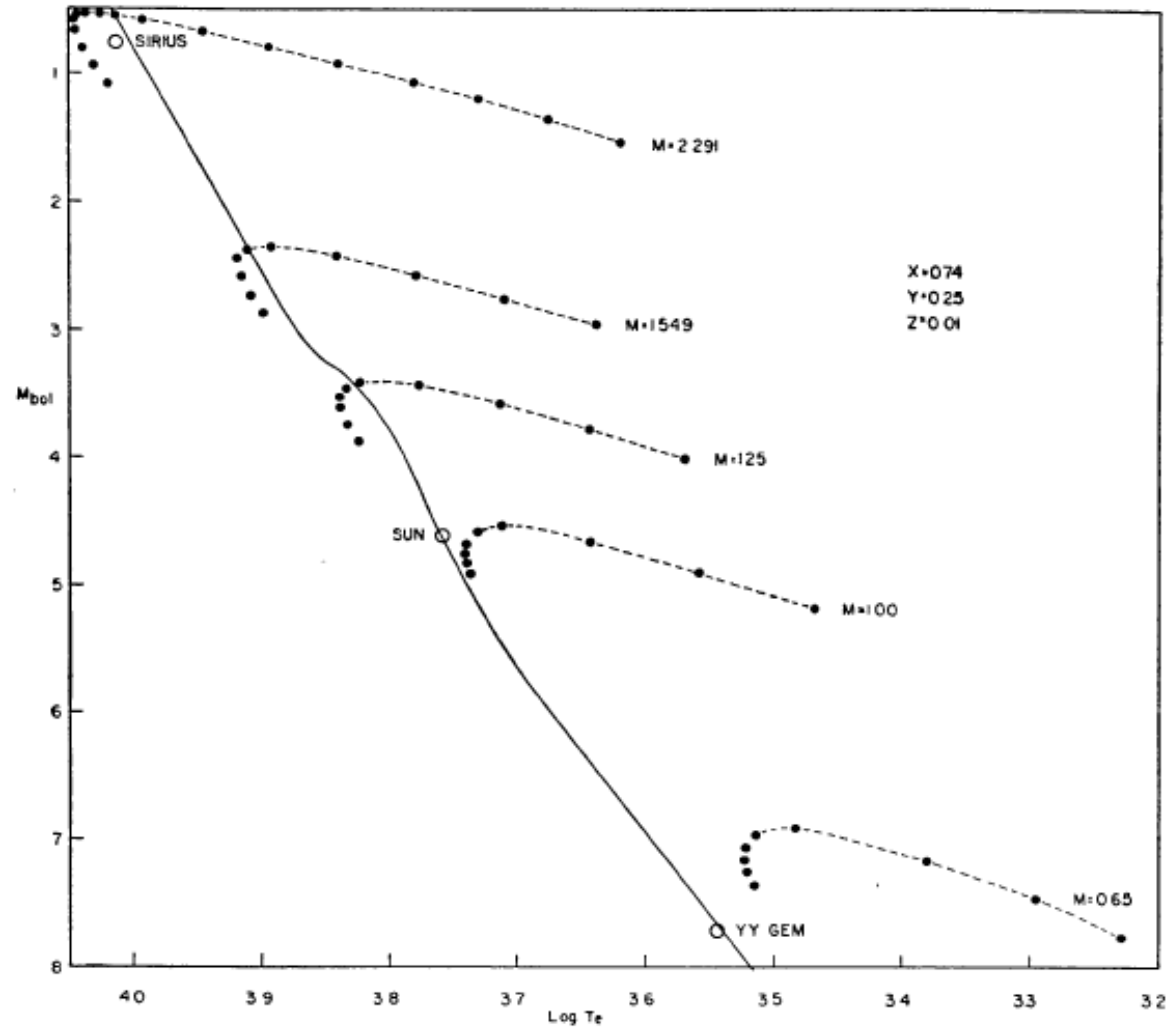
⇒ 力学平衡状態の星の  $T_{\text{eff}}$  に下限値 ( $\sim 3000\text{K}$ ) がある。

Hayashi 1961 : 進化の後期の red giants だけでなく、pre-main seq. stars にも適用されねばならない。

Hayashi 1961 以前の pre-main sq. evol.

Heney, LeLevier, Levee 1955

H-ioniz. zone による対流を無視



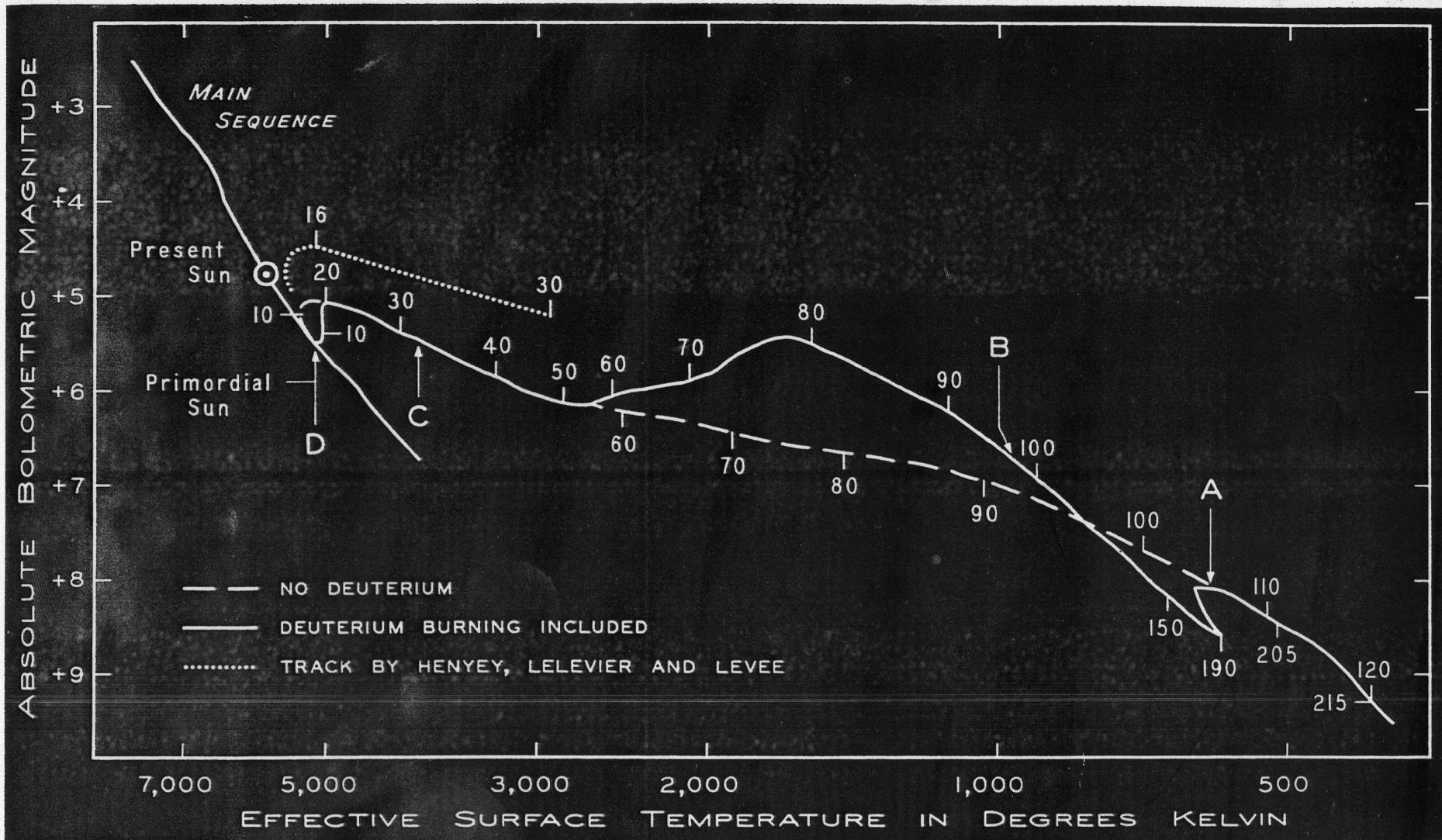
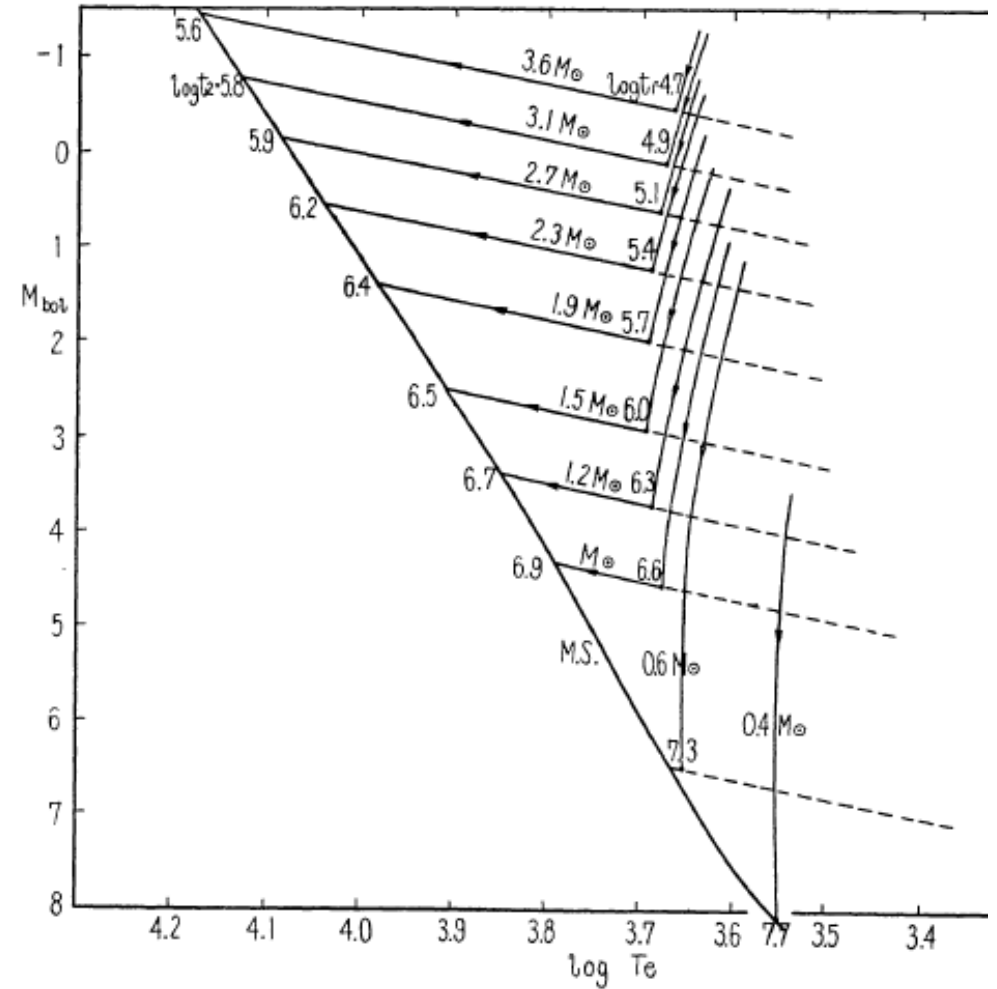
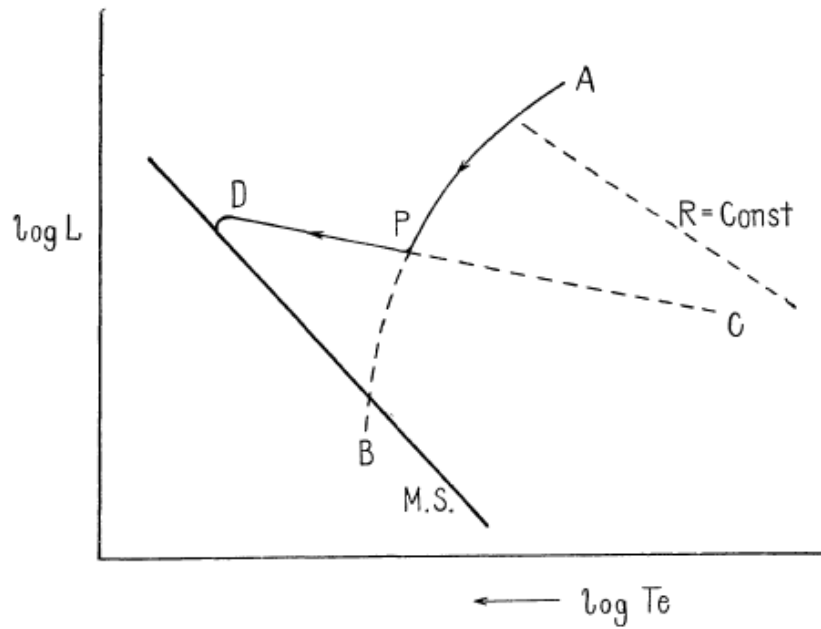


Fig. 5. Evolutionary tracks of three different model suns plotted on a theoretical Hertzsprung-Russell diagram. The tracks are labeled in millions of years before the main sequence is reached, matching Fig. 4. The letters A, B, C, and D correspond to those at the top of Fig. 4 and to the table of physical properties on page 256.

# Hayashi 1961



- CPD : Henyey track
- AP : Hayashi track (phase)
- APB : Hayashi line
- その右側(低温側):
- Hayashi's forbidden region

星形成の最終段階は dynamical  
 太陽は形成時非常に明るかった。  
 ⇒ 惑星等の形成に大きな影響

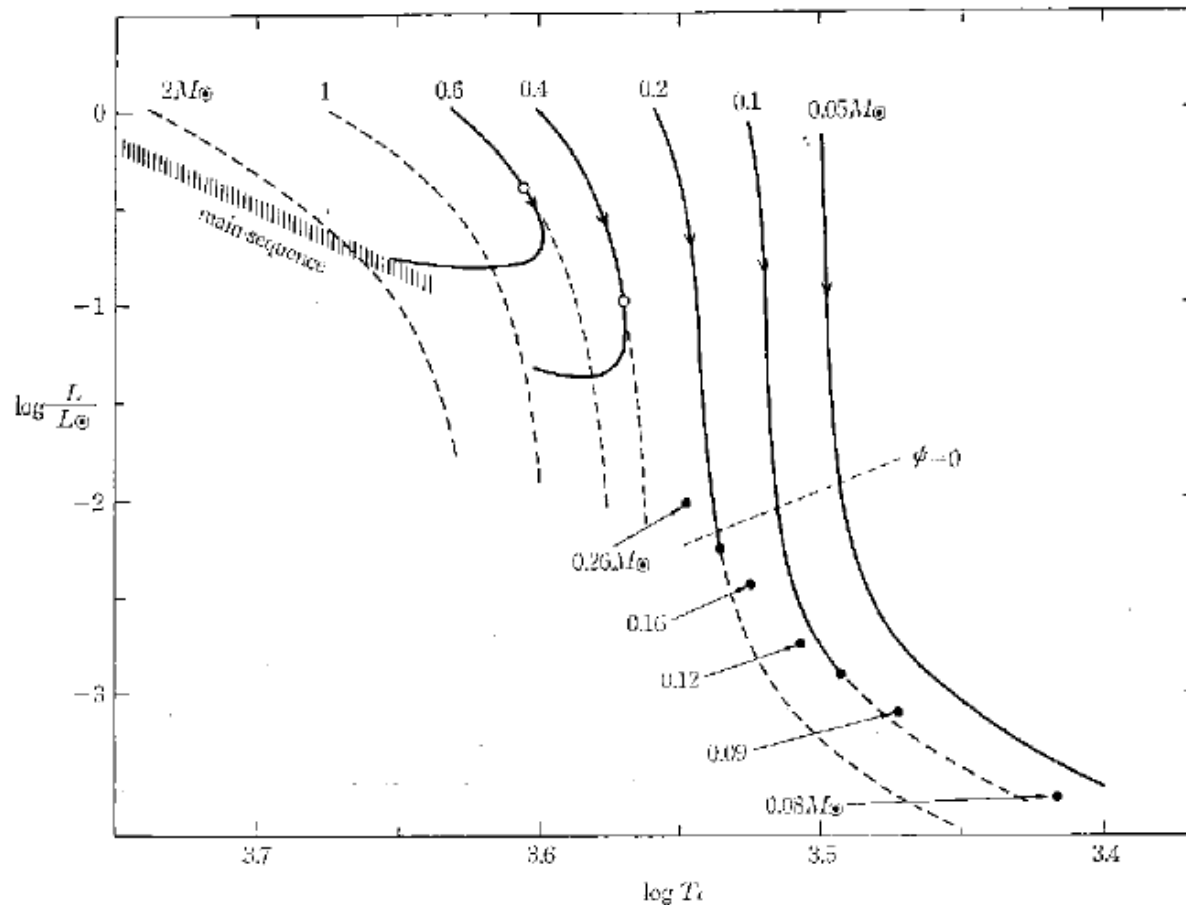
# 小質量星の林フェイズ

星の質量が小さくなると

Hayashi line 上の  $T_{\text{eff}}$  が低下

⇒ H<sub>2</sub>-dissociation zone が光球の内側に入る

H<sub>2</sub>-dissoc. zone :  $T_{\text{eff}}$  の低下を抑える



質量が小さくなると、  
Heney track が短くなり、  
Hayashi track が長くなる。

主系列星の下限質量

0.08 – 0.07  $M_{\odot}$  の間

最新の計算 (Burrows  
et al. 1997)

0.08 – 0.075  $M_{\odot}$  の間

Brown Dwarf の進化

0.05  $M_{\odot}$

Hayashi & Nakano 1963, Prog. Theor. Phys.

Shiv S. Kumar 1963 Ap.J. に短い論文2編

1. 主系列星の下限質量

$0.07M_{\odot}$  for Pop. I

$0.09M_{\odot}$  for Pop. II

“assuming reasonable luminosities for these stars”

2. Brown Dwarf の進化について 簡単な議論

ある半径まで収縮するのにかかる時間を求めた。

assuming  $T_{\text{eff}} = \text{constant}$

IAU Symp. No. 211 “Brown Dwarfs”

2002 Hawaii

Invited talk by Kumar

Late scheduled short talk on HN1963 by M. Tamura

in the Proceedings (2003) short note on HN1963 by TN



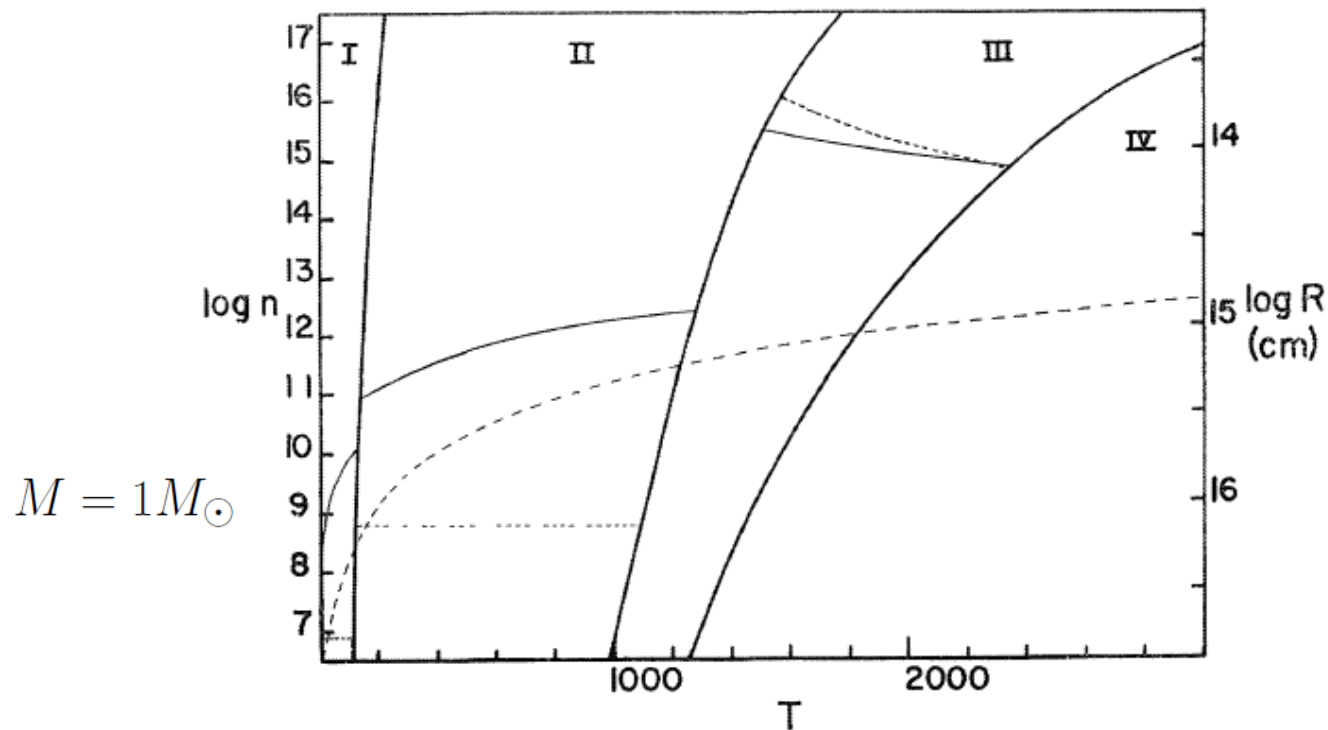
# 星間雲の熱的、動力的性質

Hayashi & Nakano 1965

Motivated by J. Gaustad 1963 Ap. J.

星間ガスの opacity

星間雲の収縮について簡単な考察  $\Rightarrow$  free fall



## 問題点

- 温度についての考察がない。
- $\tau = 1$  に温度依存がない。

FIG. 6.—Temperature-density diagram for  $M = 1.0$ . The heavy lines divide the diagram into the regions where (I) the opacity is produced by ice grains, (II) the opacity is produced by mineral grains, (III) the opacity is produced by hydrogen, and (IV) the hydrogen becomes dissociated. Light solid lines show the density at which  $L_c = L_r$ . Dotted lines show where  $\tau = 1$ . Dashed line represents the central density of a polytrope of index 3.

## 星間雲の（平均温度、平均密度）面上での進化の道筋

4つの基本的な time scale を比較

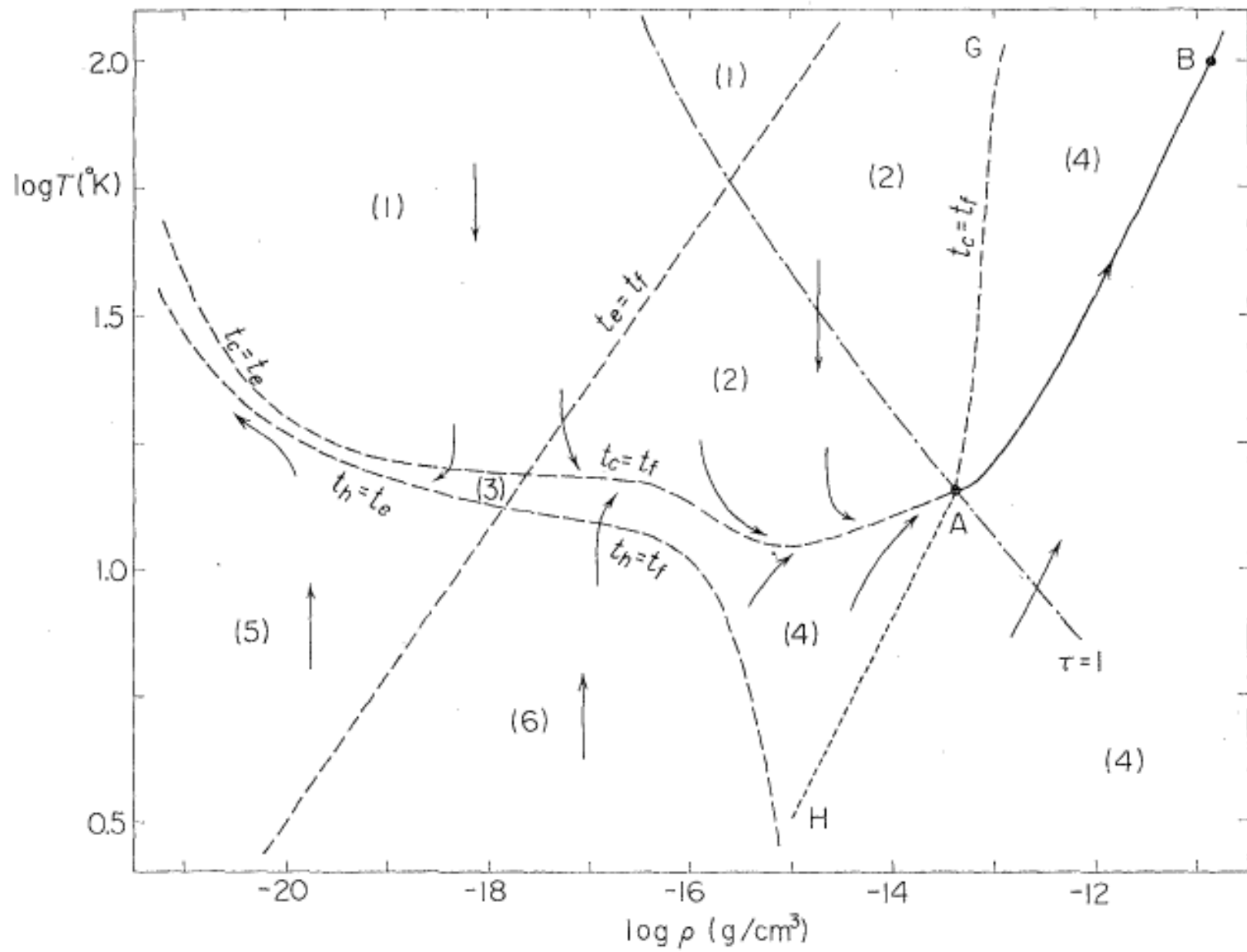
$$t_c = \frac{3k\rho T}{2\mu m_H(\Lambda - \Gamma)} \quad : \text{cooling time}$$

$$t_h = \frac{3k\rho T}{2\mu m_H(\Gamma - \Lambda)} \quad : \text{heating time}$$

$$t_f = \left(\frac{32\pi G\rho}{3}\right)^{-1/2} \quad : \text{free-fall time}$$

$$t_e = \left(\frac{\mu m_H}{8kT}\right)^{1/2} \left(\frac{3M}{4\pi\rho}\right)^{1/3} \quad : \text{free-expansion time}$$

e.g.,  $t_f = t_e \iff$  virial equilibrium



$$M = 1M_{\odot}$$

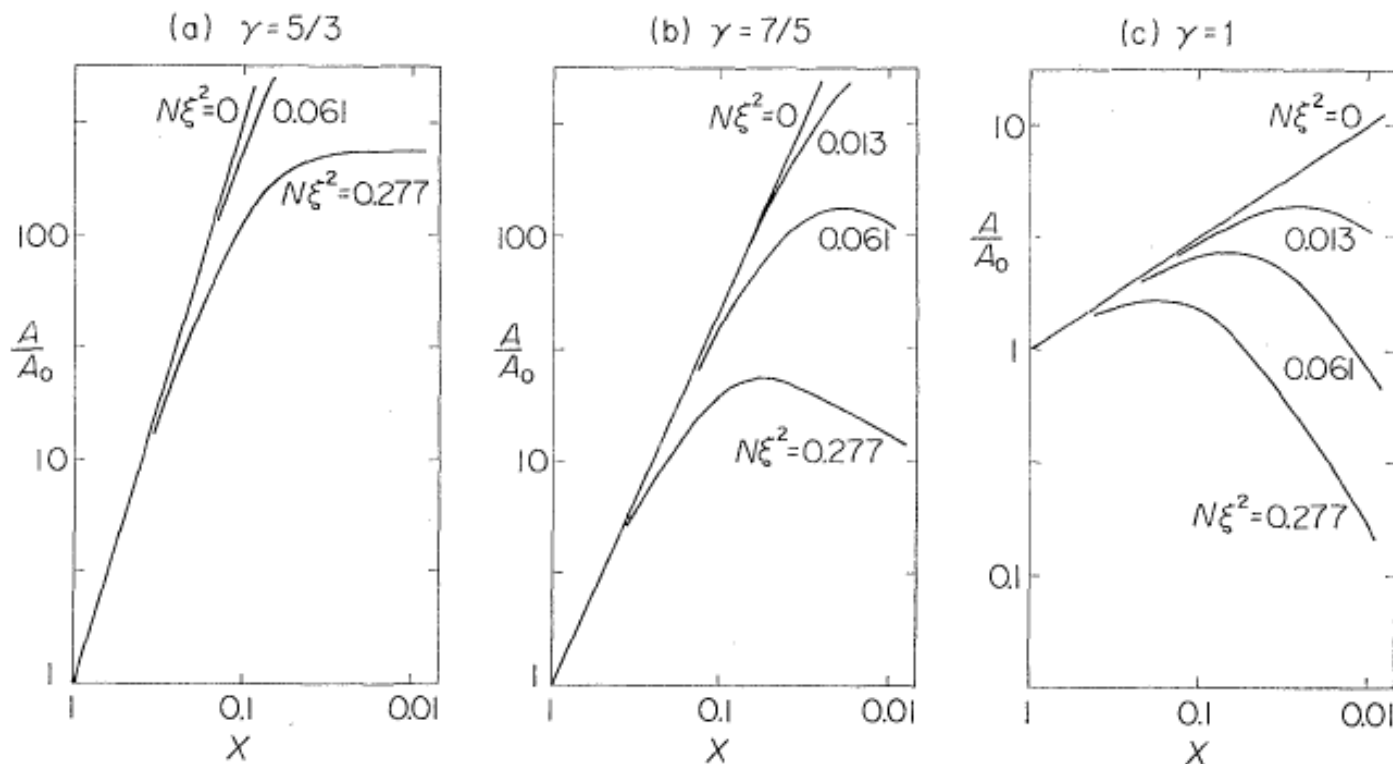
opaque stage  $\Rightarrow$  adiabatic contraction  
 構造の変化を考える

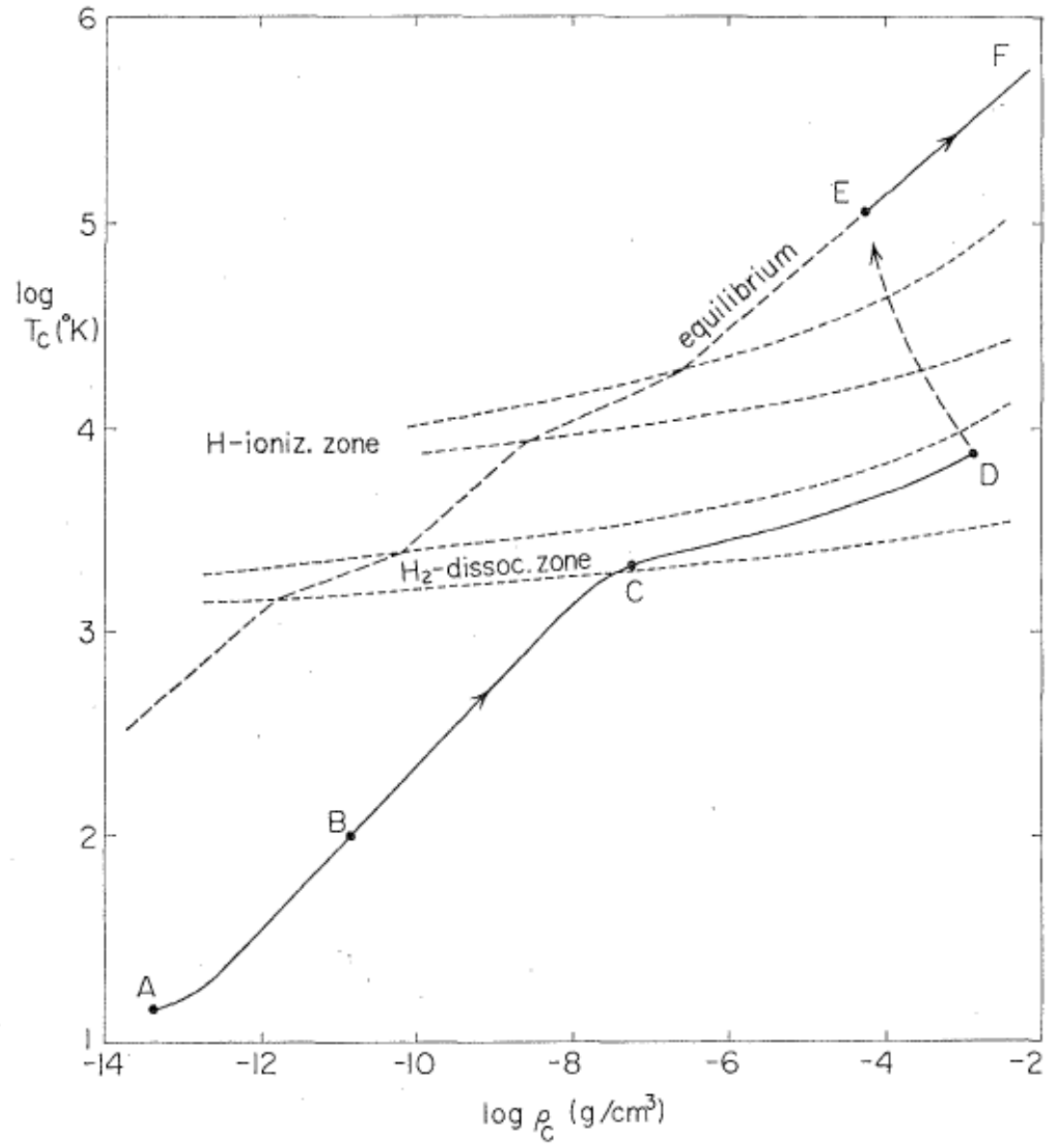
ある時刻での密度分布が index  $N$  の Emden 解だとする。  
 各 shell が free-fall contraction  
 中心近くにおける

$$A = \text{pressure force} / \text{grav. force}$$

の時間変化

$A > 1 \Rightarrow$  bounce





$M = 1M_{\odot}$

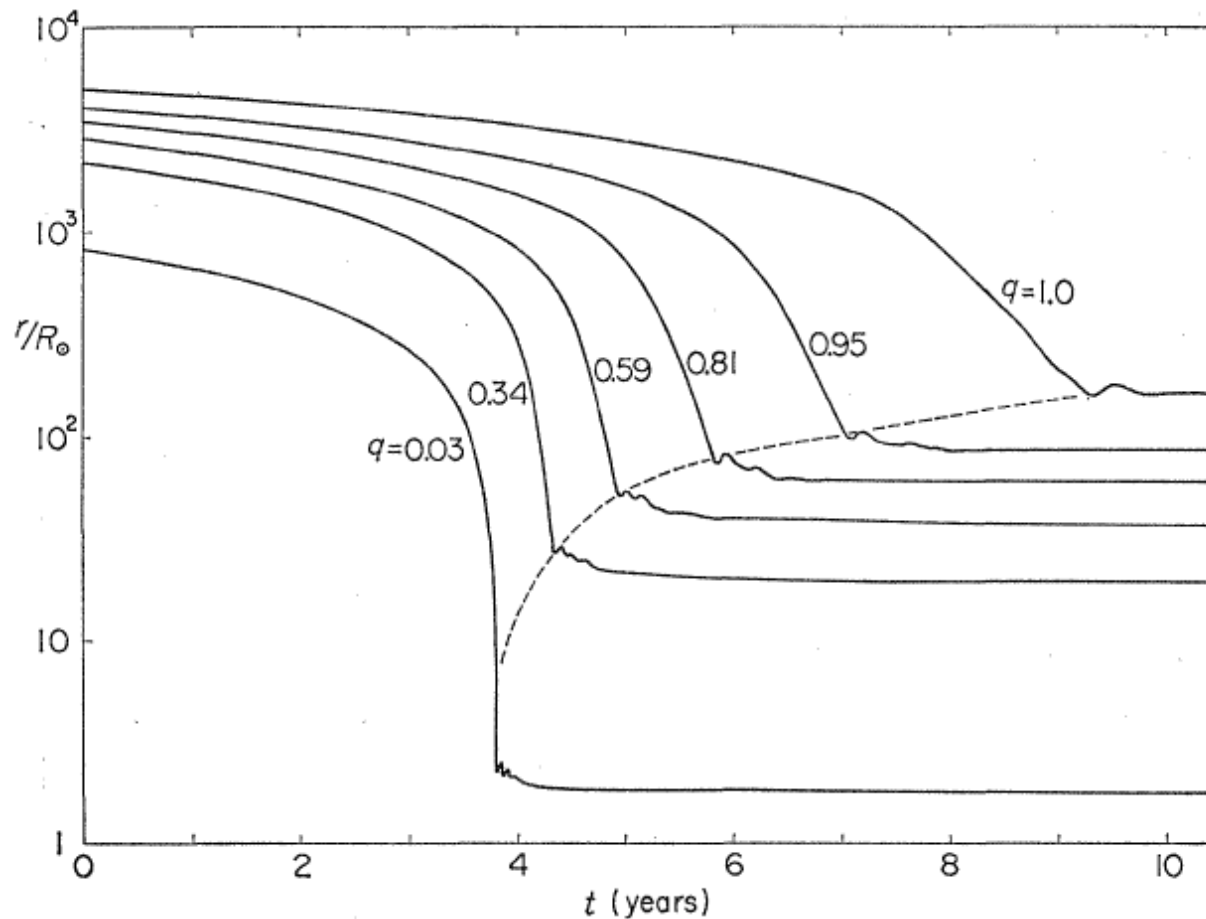
## 星間雲の動的収縮

国内でも電子計算機が使えるようになる。

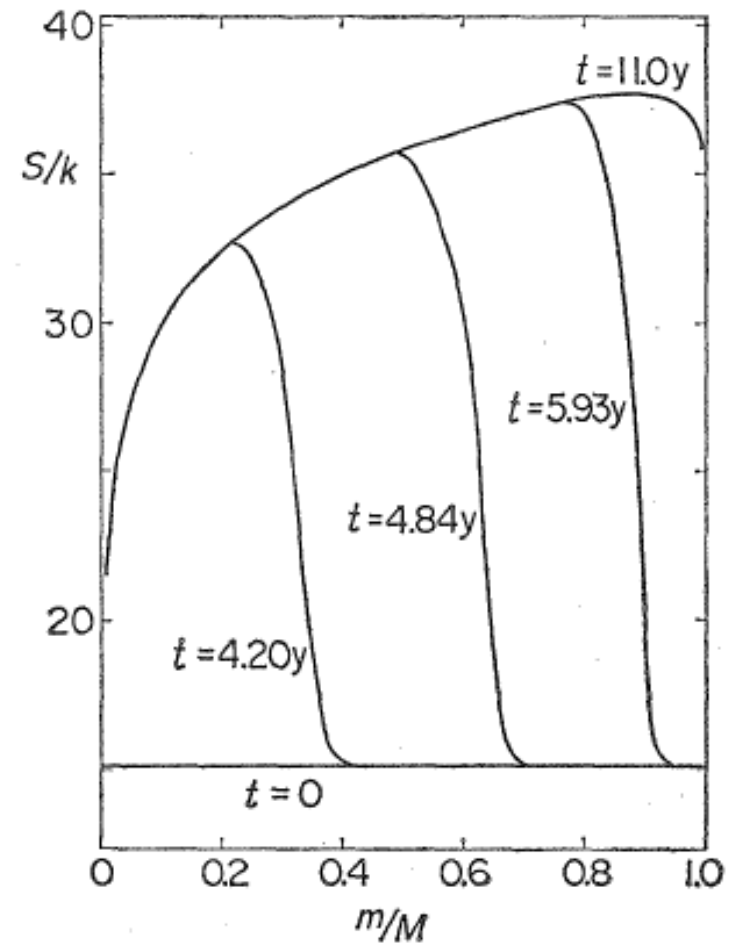
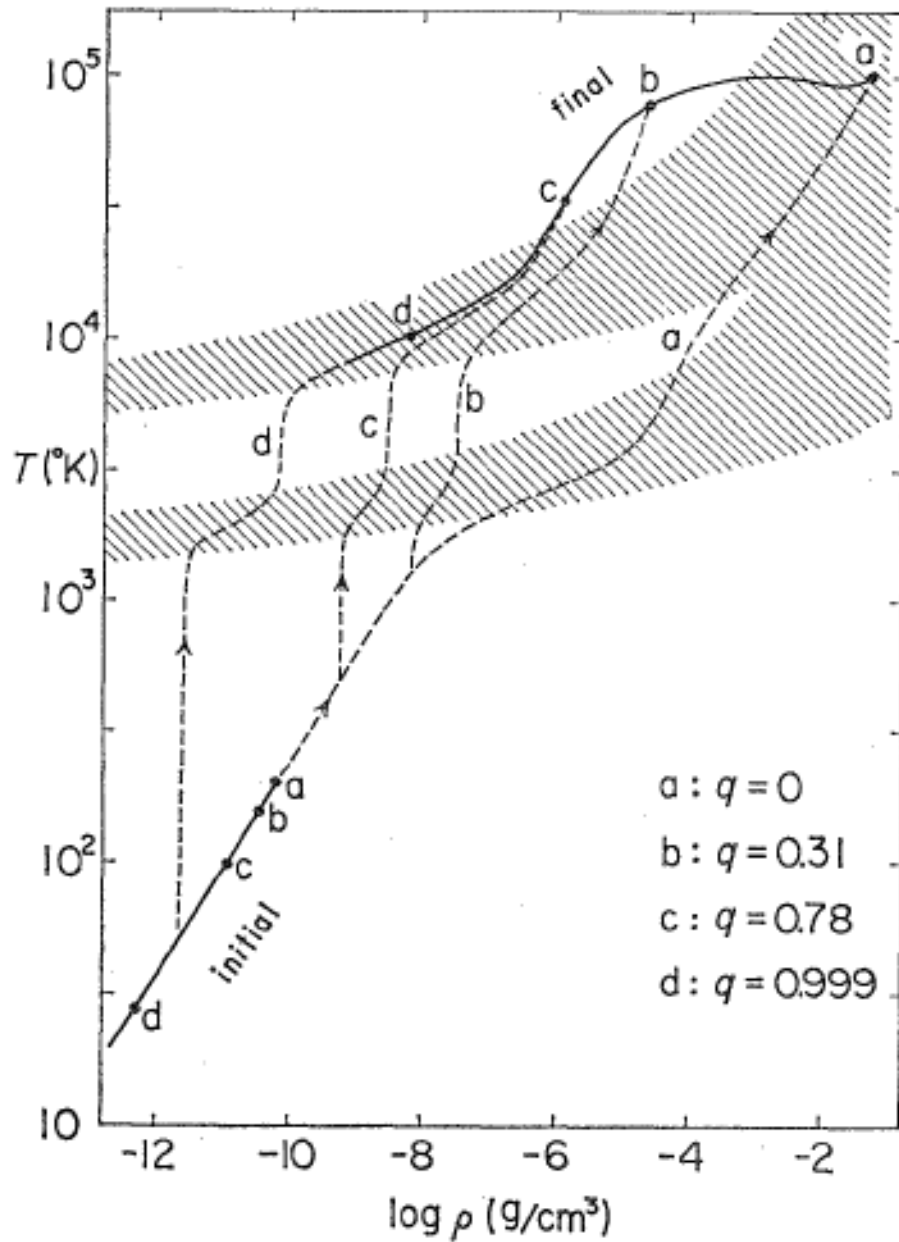
Dynamical Contraction のシミュレーション

球対称 30 mesh in the r-direction

without energy transport (opaque) : Nakano, Ohyama, Hayashi 1968



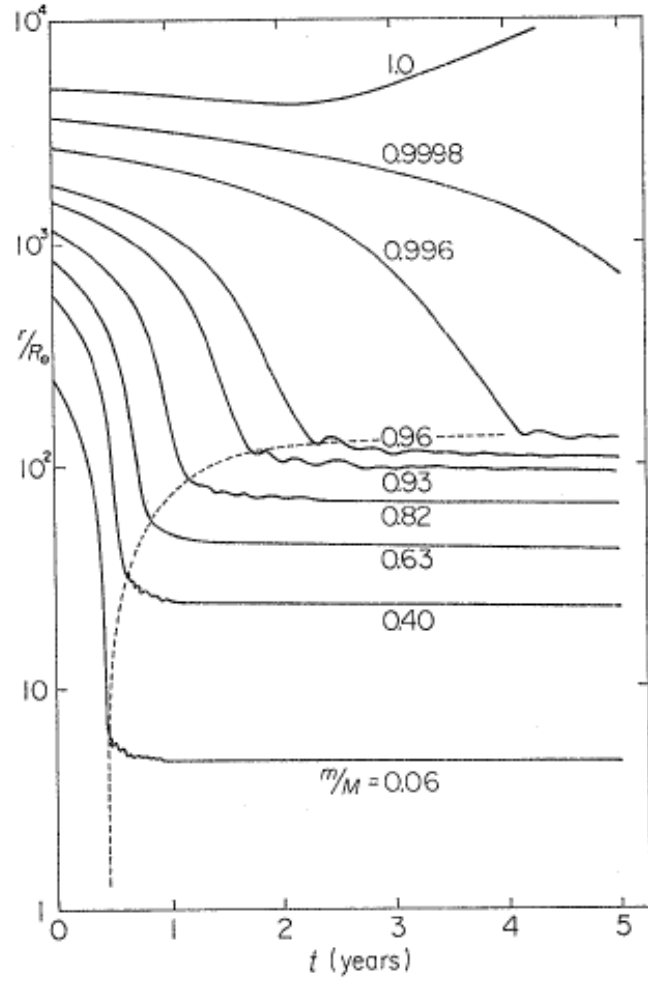
$$M = 1M_{\odot}$$



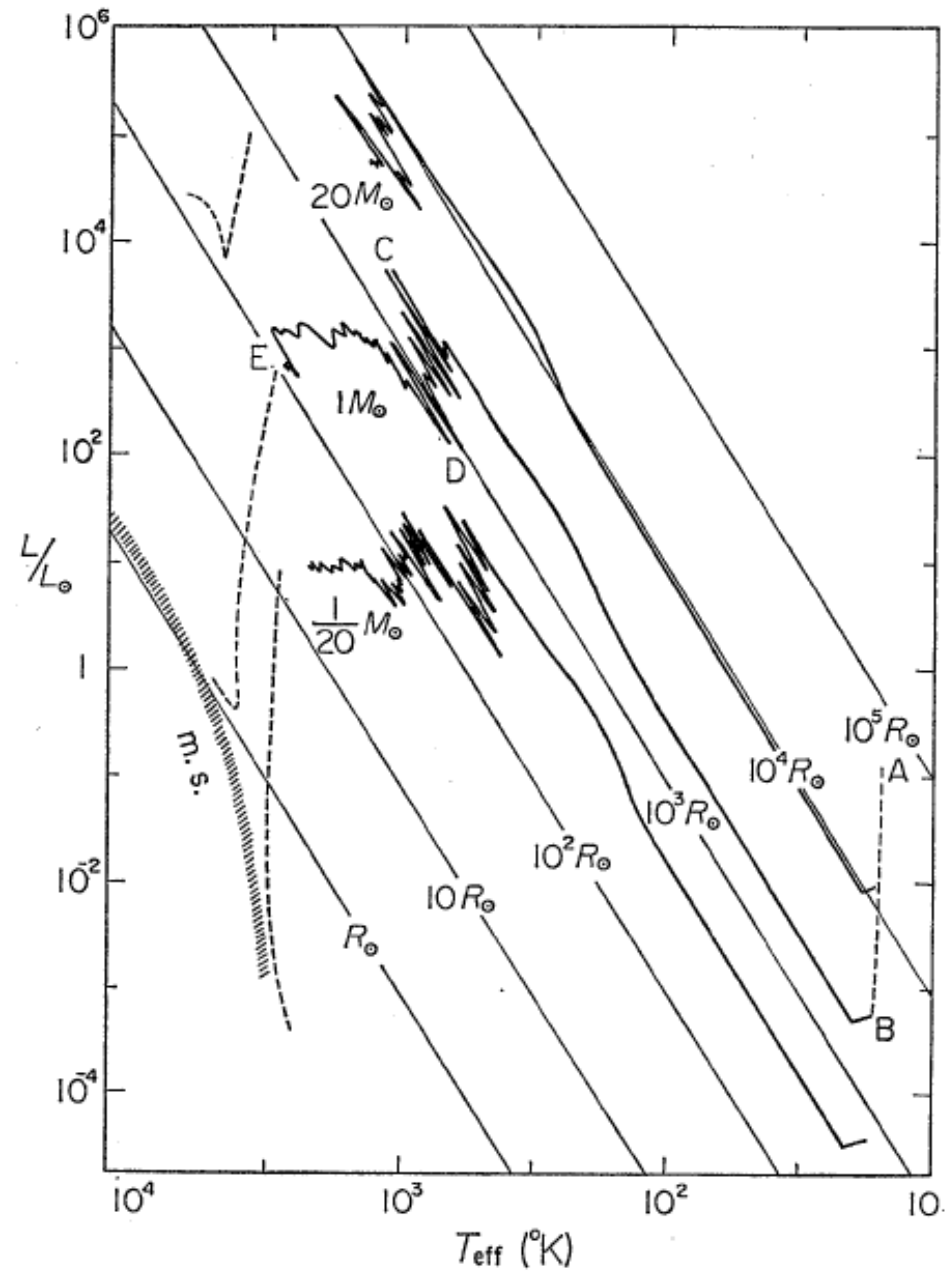
specific entropy の分布の  
時間変化

$\rho - T$  plane 上での Lagrange shell の運動

with energy transport : Narita, Nakano, Hayashi 1970



$$M = 1M_{\odot}$$





## 我々の simulation の問題点

十分 opaque な状態を初期状態とした。

(この時の密度分布として Emden 解を採用)

実際の動的収縮は、はるかに低密度の状態から始まる。

e.g., at  $n \sim 10^6 \text{cm}^{-3}$  for  $M = 1M_{\odot}$

収縮にはるかに長い時間がかかる。

e.g.,  $10^5 \text{yr}$

その間に stellar core は大量のエネルギーを失い、半径が小さくなる。

⇒ ほとんどのガスが落ち切った時の光度ははるかに小さい。

極めて transparent な状態から極めて opaque な状態までを扱うのは困難。