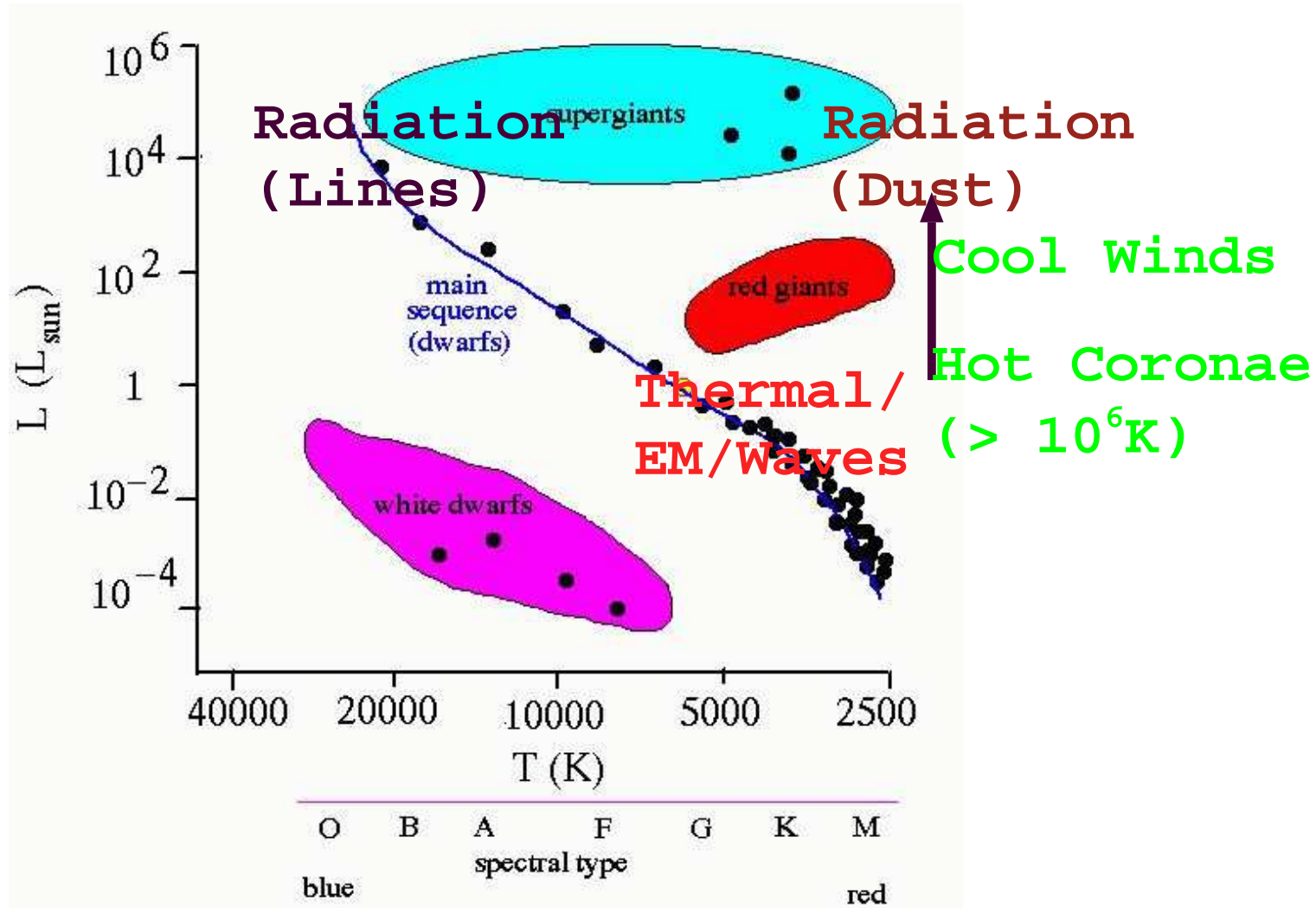


天体風としての太陽風

鈴木 建
(東大 総合文化)

HR図での天体風

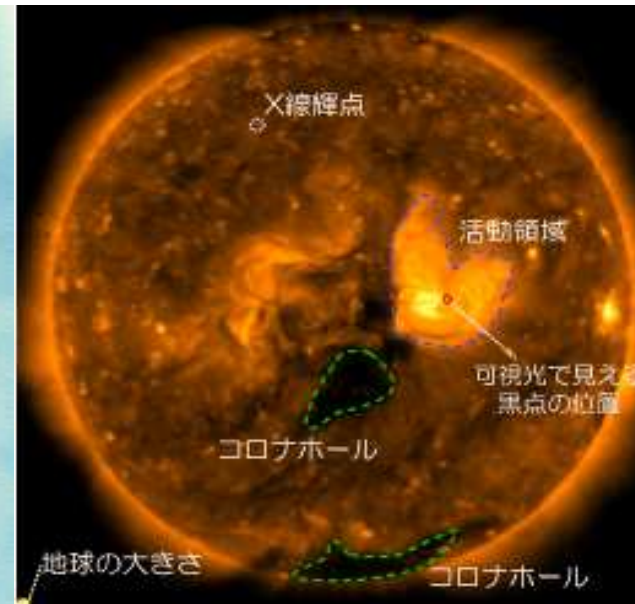
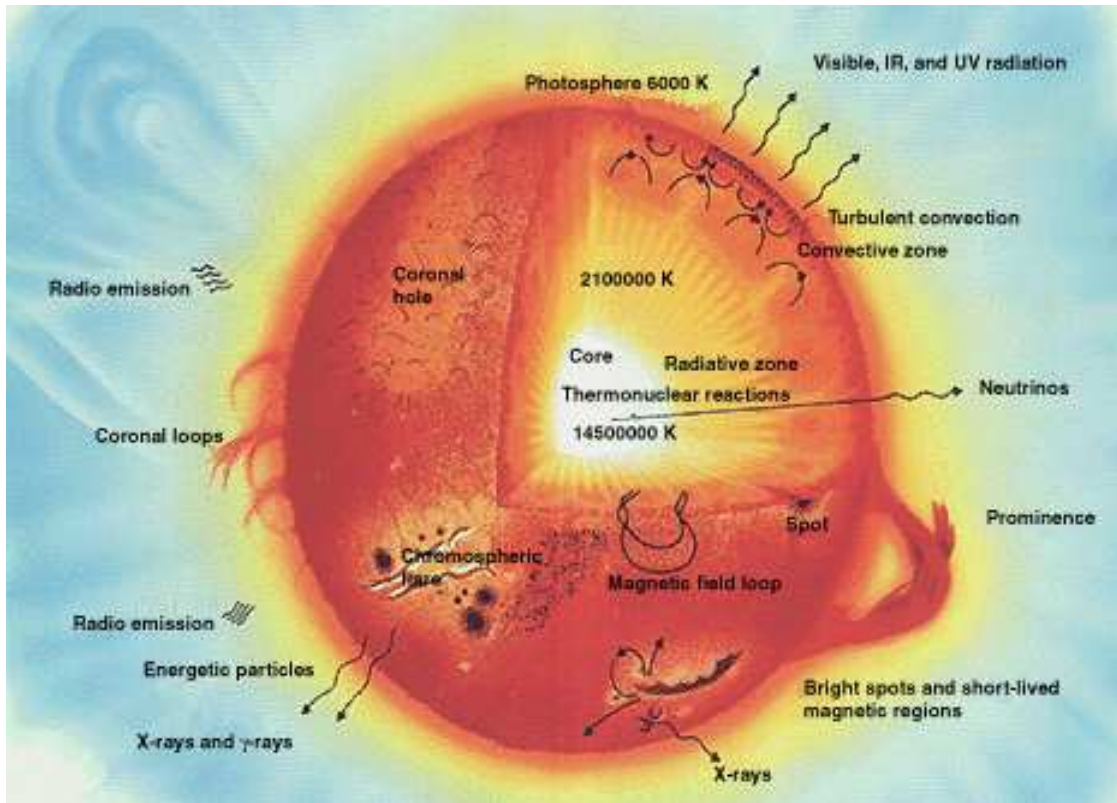
Univ. of California San Diego HP



太陽型星

NASA websiteより

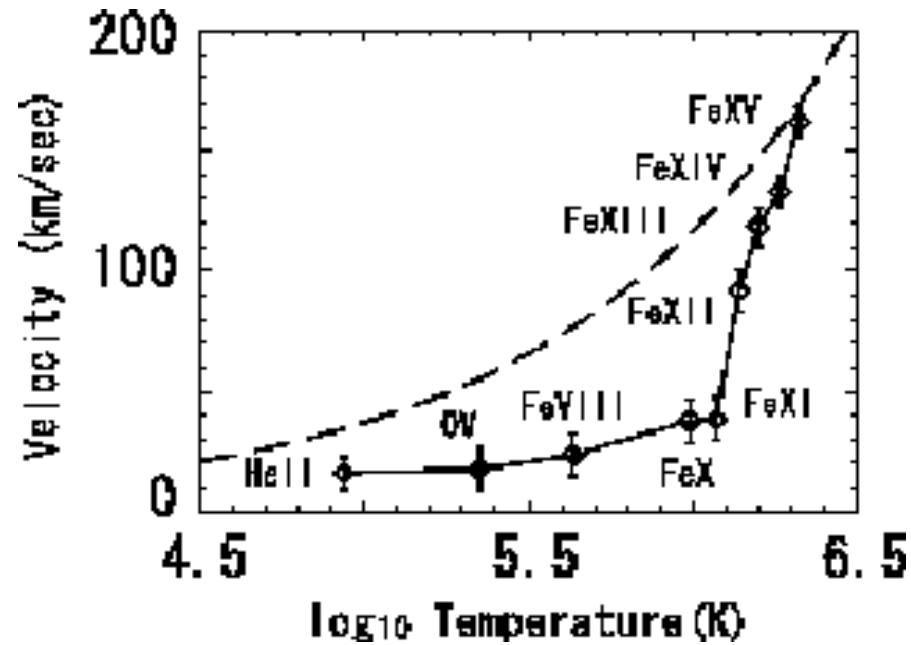
HINODE XRT



- 放射核と表面对流層
- 外部には高温コロナと太陽風(恒星風)
- => Sakao et al.2007

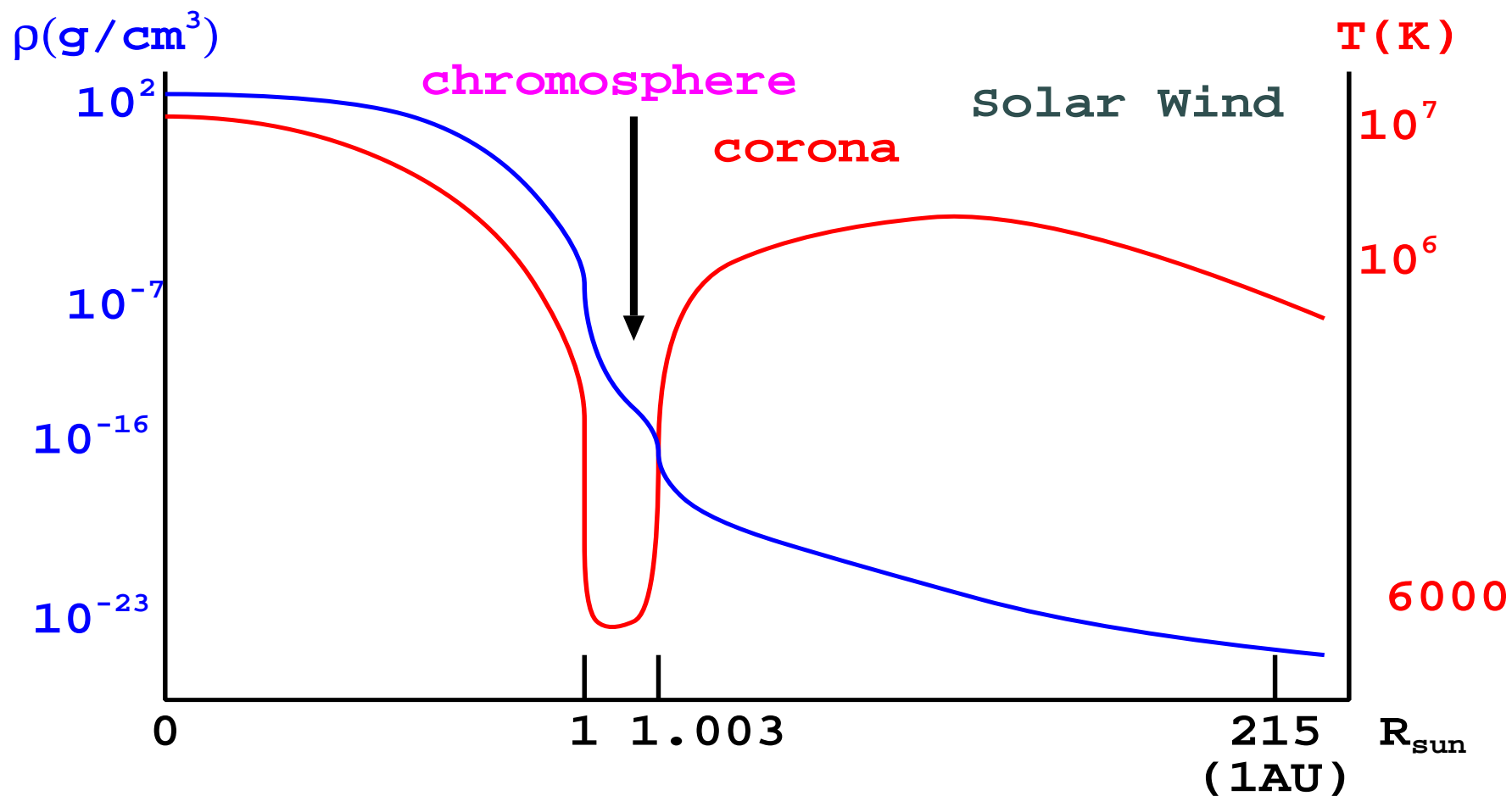
太陽風根元の加速プロファイル

Hinode/EISの観測 by Imada et al.2007



密度、温度構造

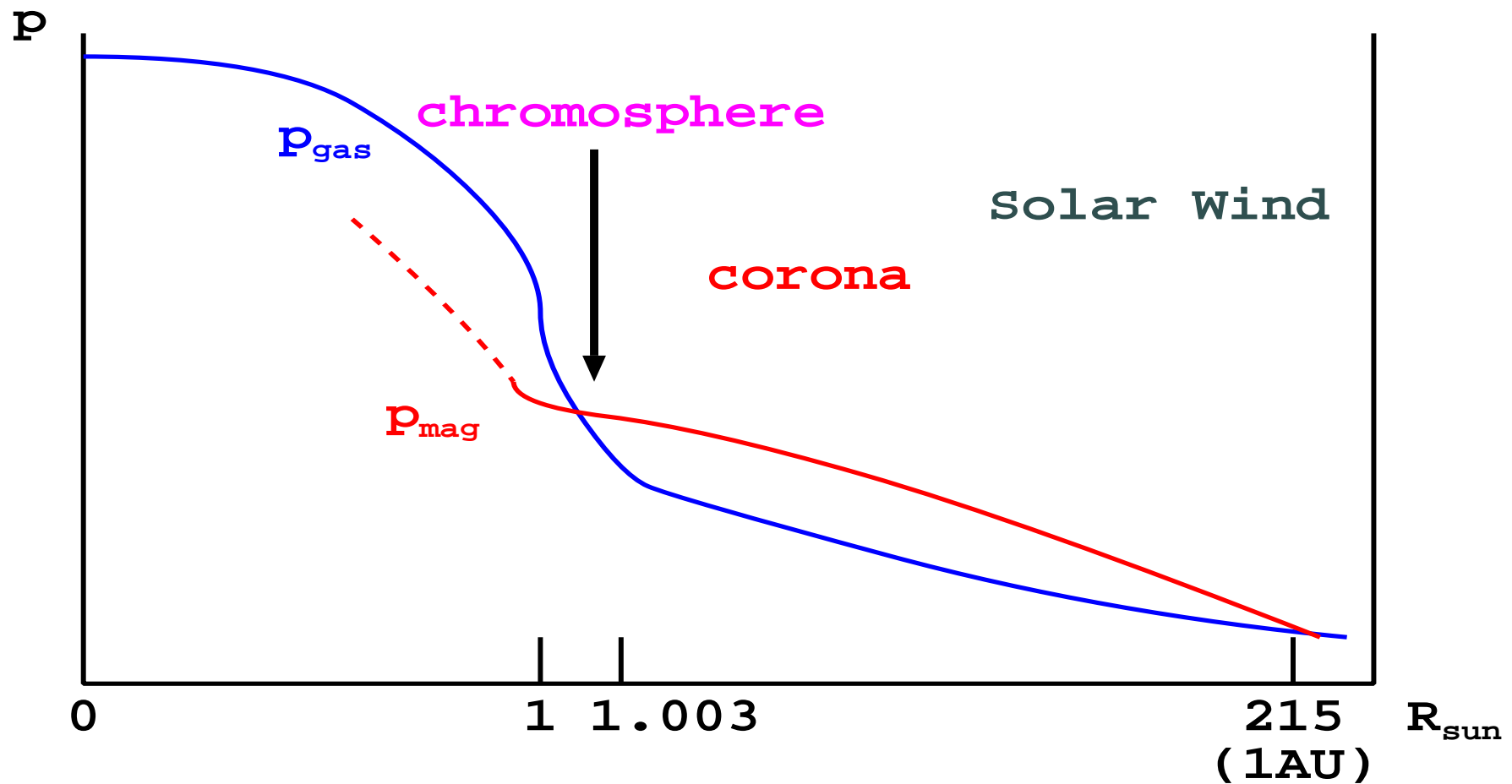
(スケールは厳密ではない)



- 低温の光球の上に高温コロナ、太陽風

ガス圧と磁気圧

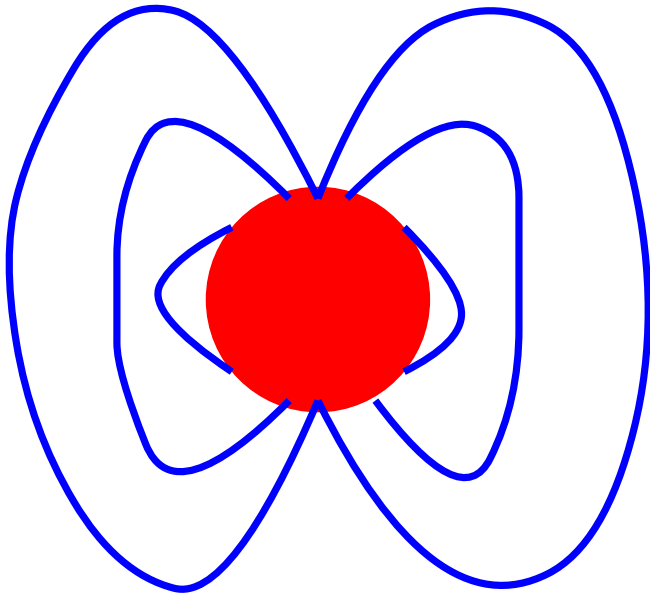
(スケールは厳密ではない)



- 光球の少し上で、磁場とガスが逆転

磁場と密度の勾配

Star



$$B \sim (r/r_0)^{-3} \quad (\text{dipole})$$

$$\rho = \rho_0 \exp[-(r-r_0)/H^*(r_0/r)]$$
$$\sim \rho_0 \exp[-(r-r_0)/H]$$

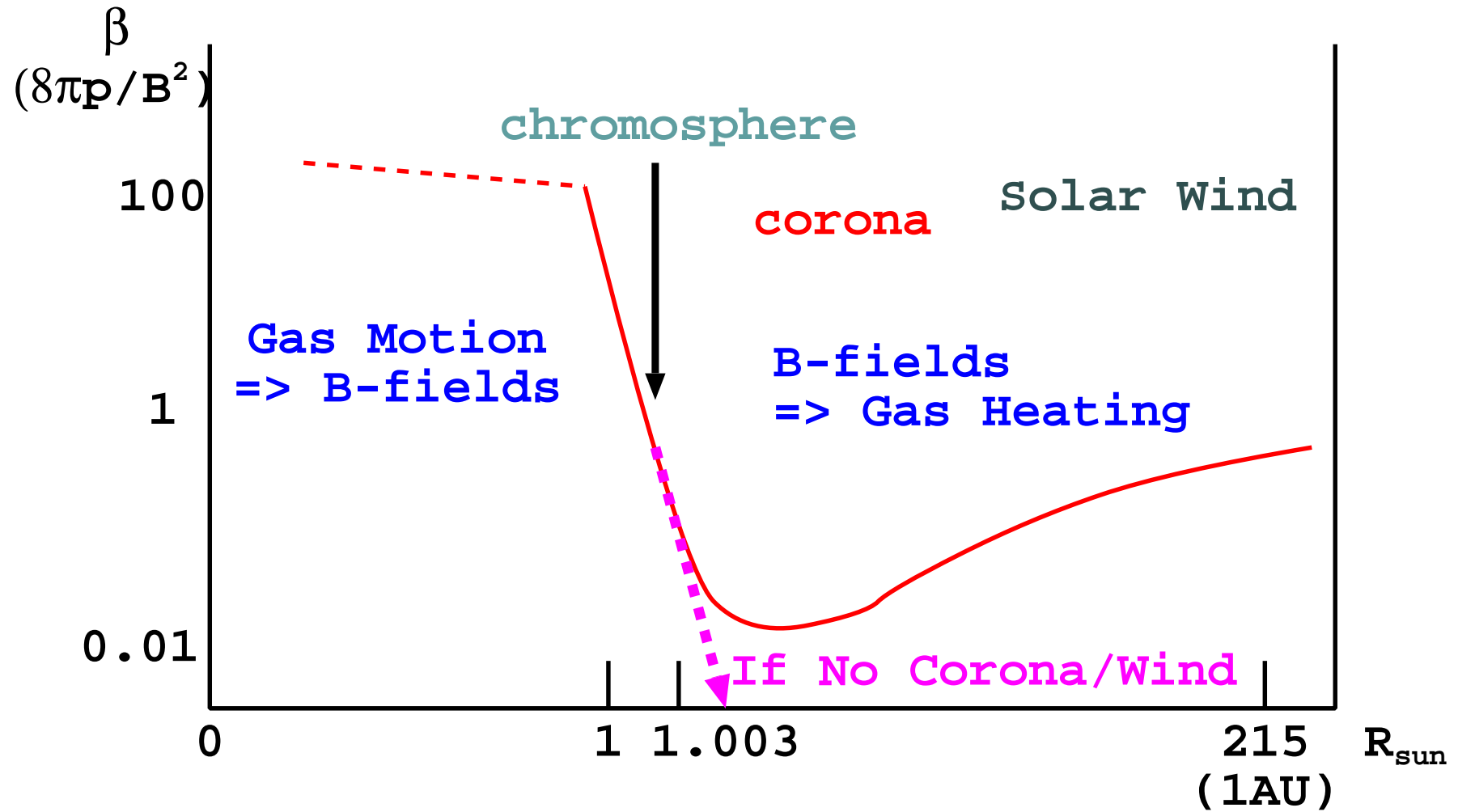
(一般的に $H = C_s^2 / (GM/r_0^2) \ll r_0$)

(静水圧平衡を仮定:
 $dp/dr + \rho GM/r^2 = 0$)

- 密度は **~exponential** で落ちる.
 - 磁場は巾で減少.
- => 外側では磁場が卓越せざるを得ない.

Plasma beta値

(スケールは厳密ではない)



エネルギー再分配

Plasma beta=>1(等分配)に近づくよう自己調整される。

■ 天体内部：ガス圧卓越

運動エネルギーの一部 => 磁場 (ダイナモ) (磯部さんの話)

- 荷電粒子の運動(電流) => 磁場

■ 天体外層：磁気圧卓越

磁場のエネルギーの一部 => ガス (コロナ加熱、天体風加速)

風を吹かせて密度分布を調整し、等分配に近付ける

エネルギーの受け渡し <= 対流、乱流、波動...

実は降着円盤でも同じことが成立 Suzuki & Inutuska 2009 (鈴木、犬塚のポスター)

- 天体内部<=>円盤の赤道面付近 (磁気回転不安定性による磁場増幅)
- 天体外層<=>円盤の表面
- 円盤風(コロナ)<=>天体風(コロナ) (磁気乱流圧による円盤風加速)

数値実験の有用性

■ 対流、乱流、波動：非線形過程

■ 密度勾配 => 擾乱の増幅

Energy flux $\sim \rho \delta v^2 v_{ph}$ を保存するよう、上空 ($\rho \downarrow$) に伝搬 \Rightarrow
 $\delta v \uparrow \Rightarrow$ 上空では必然的に非線形 ($\delta v > v_{ph}$)

● 足元の状況が少し違う => 上空にすさまじい影響

(例)加熱場所が少し変わる => 天体風の吹き出し点が少し変わる

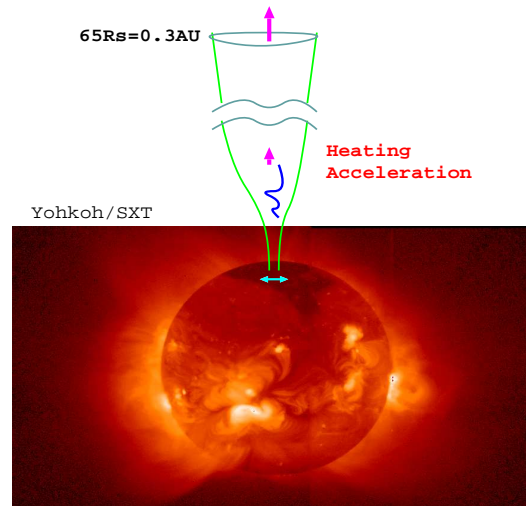
=> 質量放出率が桁で変わる

光球での振幅が5倍違うと、質量放出率が5万倍変化(Suzuki & Inutsuka 2006)

■ 線形化などの近似なしに、まともに計算しないと何も判らず

■ 必要な所で「電卓を叩く」かの如く、数値実験するのが1つの方法

太陽風のシミュレーション



■ 光球からの低周波横波擾乱 Kudoh & Shibata 1999

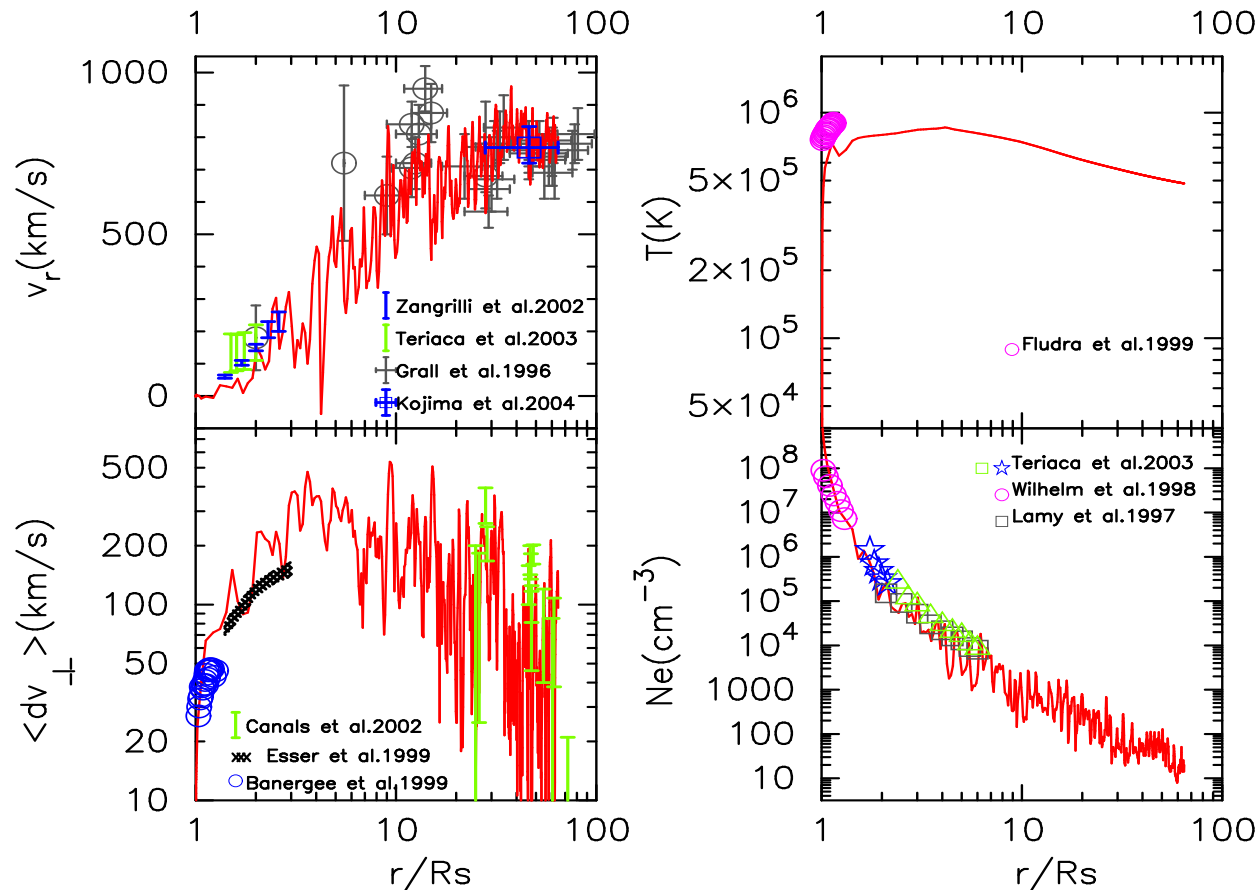
- $dv = 0.7\text{km/s}$ (起源は表面乱流)
- period : 20秒 - 30分; spectrum, $P(f) \sim 1/f$

■ Simulation

- 計算領域: 光球 ~ $64R_{\text{sun}}$ (0.3AU): **最も密度差大の計算**
- **輻射冷却、熱伝導** 入りの理想磁気流体 (速度、磁場は**3成分**)
- 波の伝搬/減衰 \Leftrightarrow プラズマ加熱/加速: **自動的(加熱関数用いず)**
- **Super-radial**に開く1次元磁束管
- 外側境界:全ての**MHD波**に対して**Outgoing Boundary Condition**

観測との比較

Suzuki & Inutsuka 2005

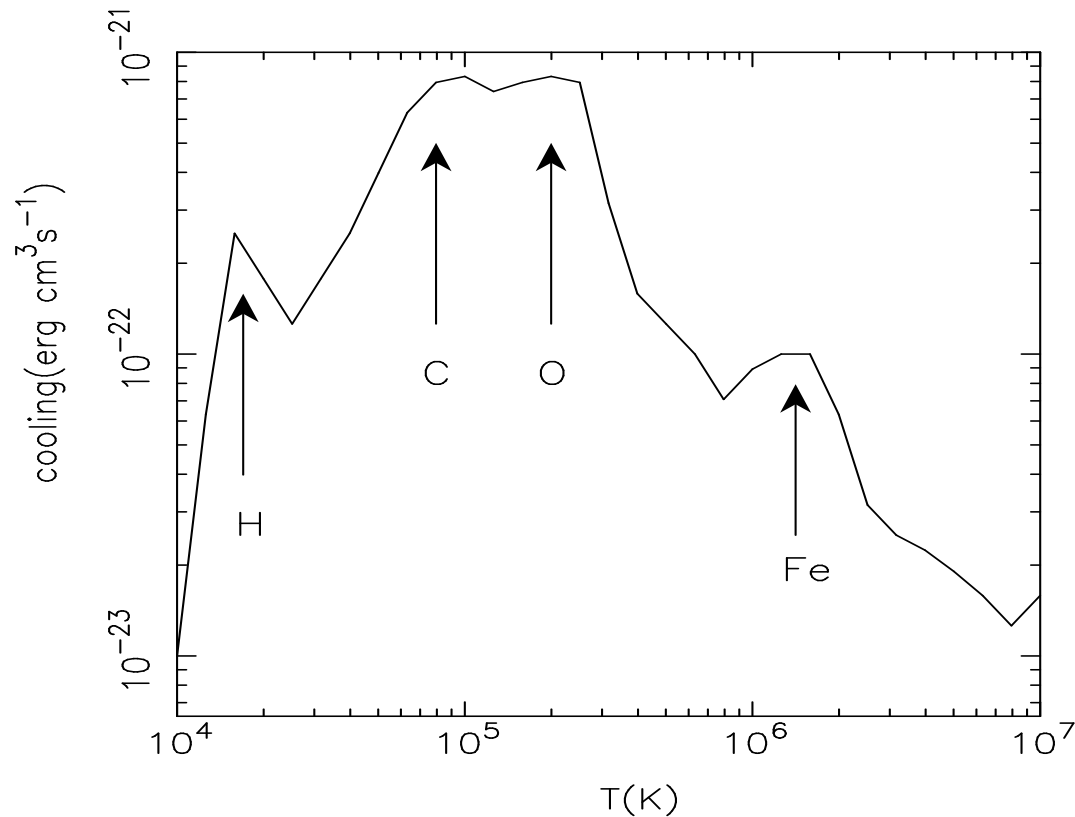


Observations

- ($r < 6R_{\text{sun}}$) : SoHO(CDS/UVCS/SUMER/LASCO)
- ($r > 8R_{\text{sun}}$) : Inter-Planetary Scintillation (Nagoya-STE;EISCAT)

100万度の理由

Landini & Monsignori-Fossi 1999

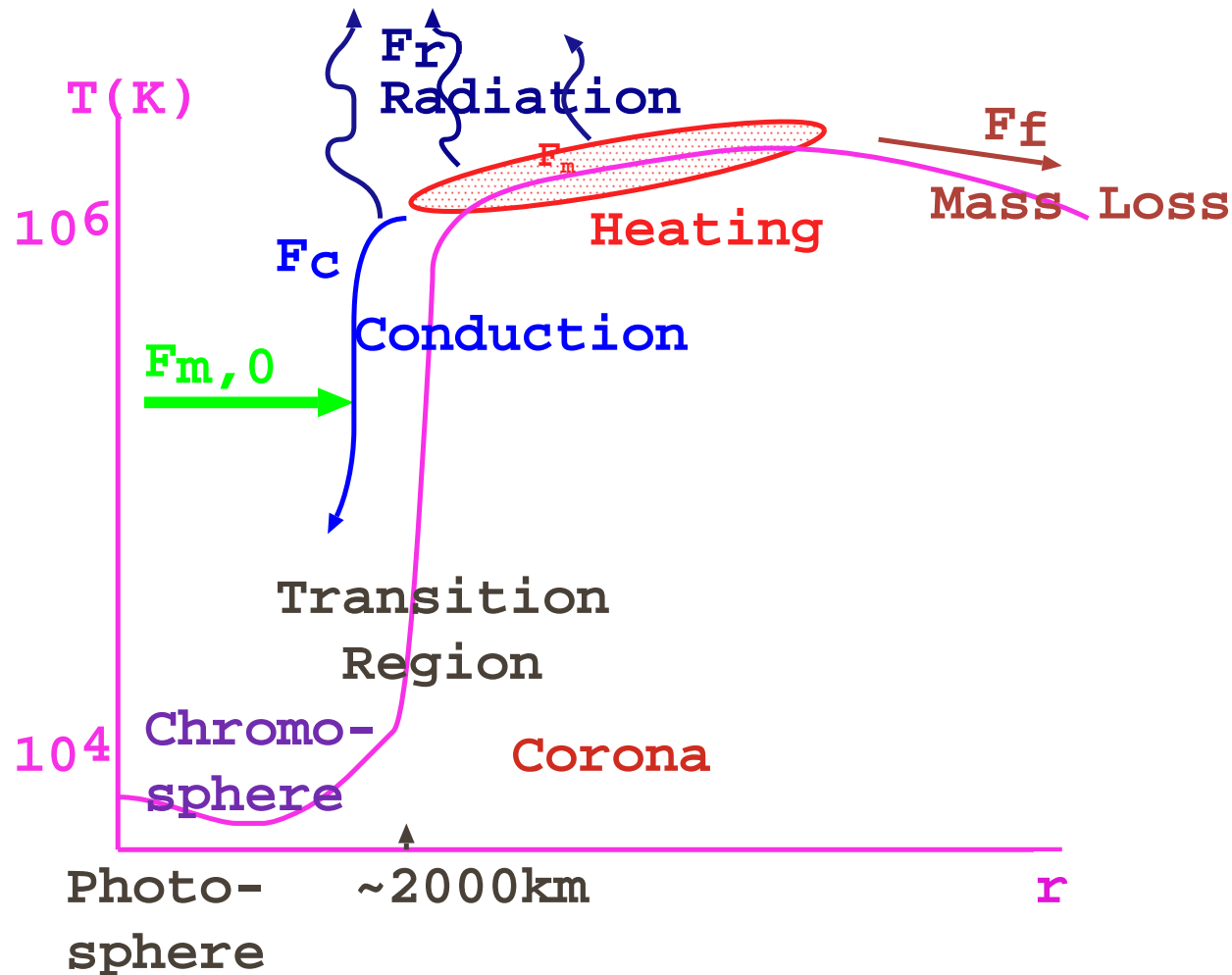


■ 10⁵K付近に熱不安定領域

数万度を越えると100万度近くになる

■ 10⁶Kを越えると熱伝導により温度が"落ち着く"

下方向への熱流による安定化

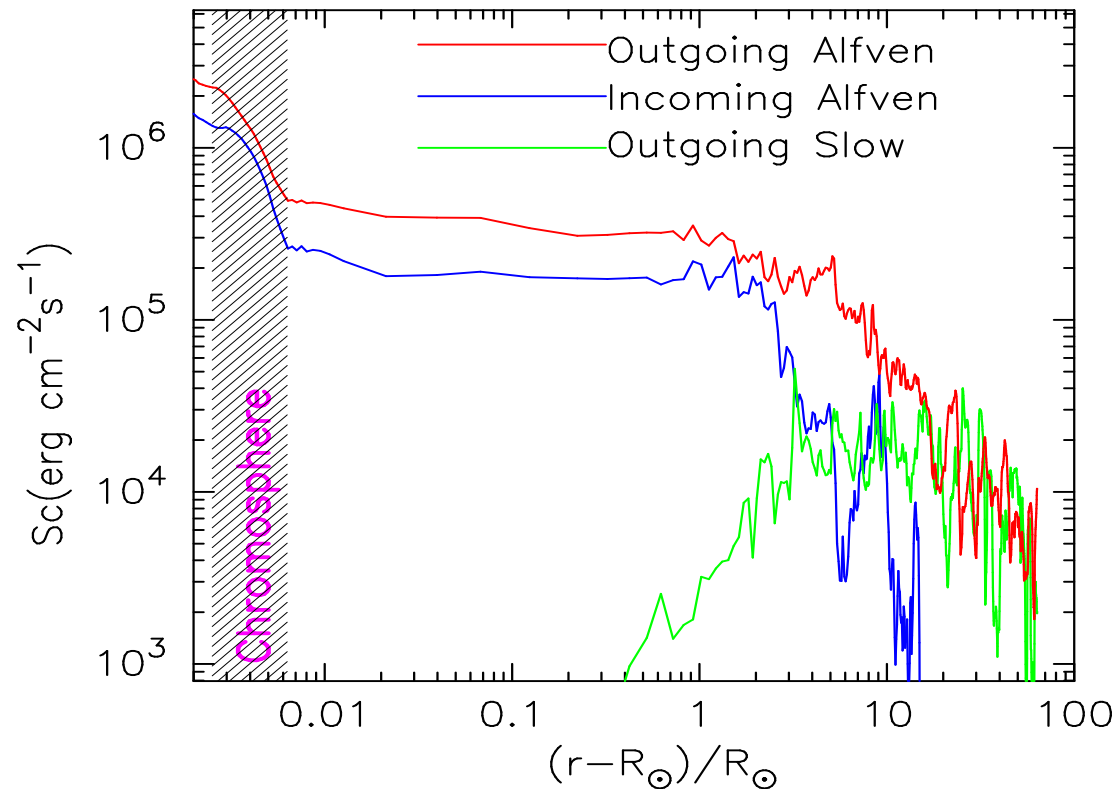


熱伝導フラックス : $F = \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr}$ ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) : 温度に急激に依存

Alfven波の減衰

(Wave Action Normalized at 1.02R_s for Superradial Expansion of Flux Tube)

Suzuki & Inutsuka 2005, ApJ, 632, L49



- 外側境界(0.3AU)では0.1%しか残っていない
- 85% はコロナに到達する前に反射され表面に戻る
- 15% => コロナ加熱、太陽風加速に十分

Coronal Heating / Wind Acceleration

外向き **Alfven Waves** の減衰の主要過程

■ MHD Slow Waves (~音波) の生成

- 磁気圧, δB^2 , (Alfvenic擾乱) の変化 => 縦波成分

Kudoh & Shibata 1999; Moriyasu et al.2004

Slow Waves => (Steepen) => Slow Shocks

- **Slow shock** : 磁場と運動エネルギー => 熱.

外向き **Alfven Waves**

=> Slow Waves => Slow Shocks => Plasma

(Coronal Heating & Solar Wind Acceleration)

■ 密度擾乱(slow-mode) => Alfven waves の反射 : '鏡' 効果

$$\text{Alfvén speed : } v_A = B / \sqrt{4\pi\rho}$$

ここまで1次元近似 : 本当に良い近似なのか ?

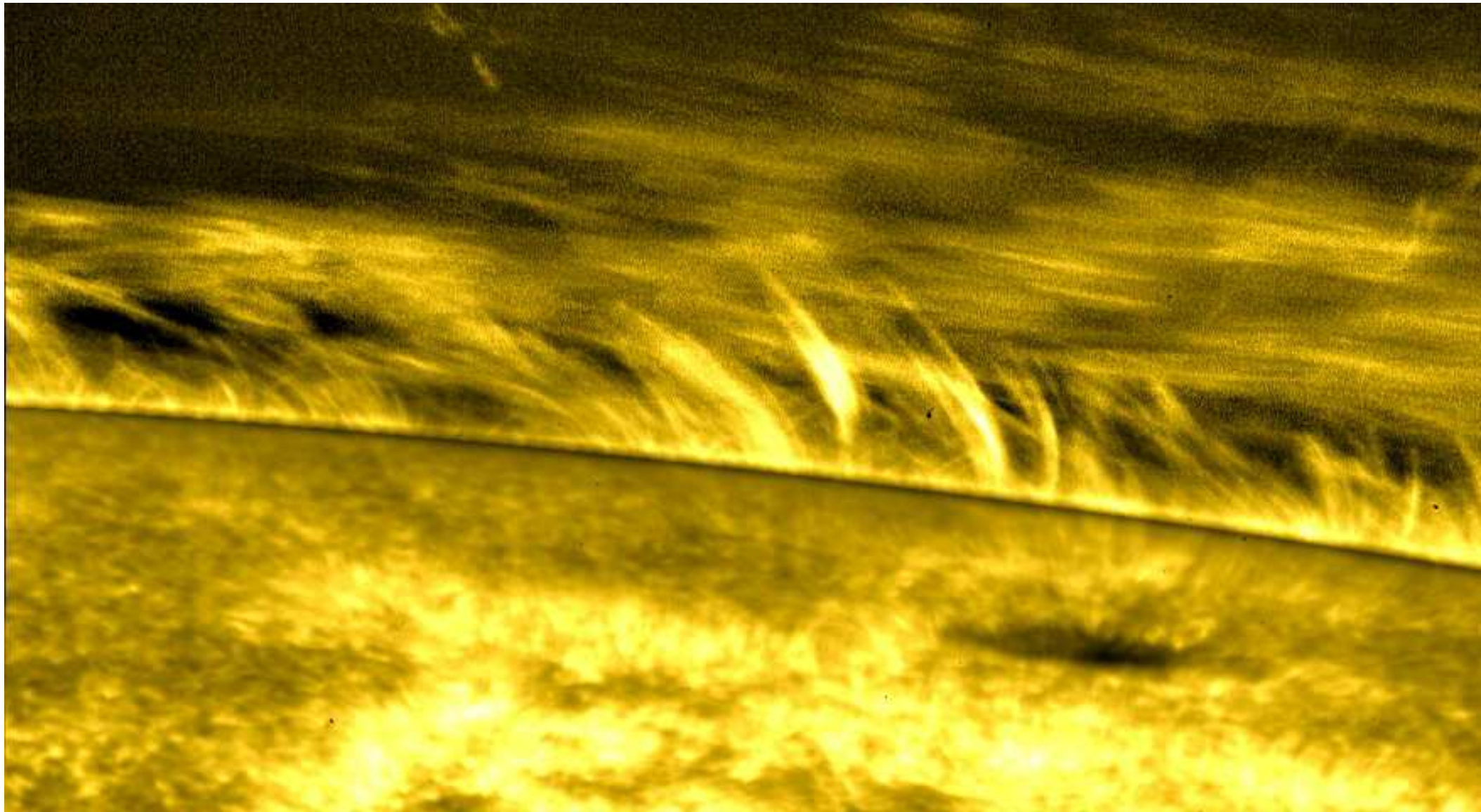
=> 今後調べるべき

例1 (圧縮性モードの生成)

例2 (波の反射)

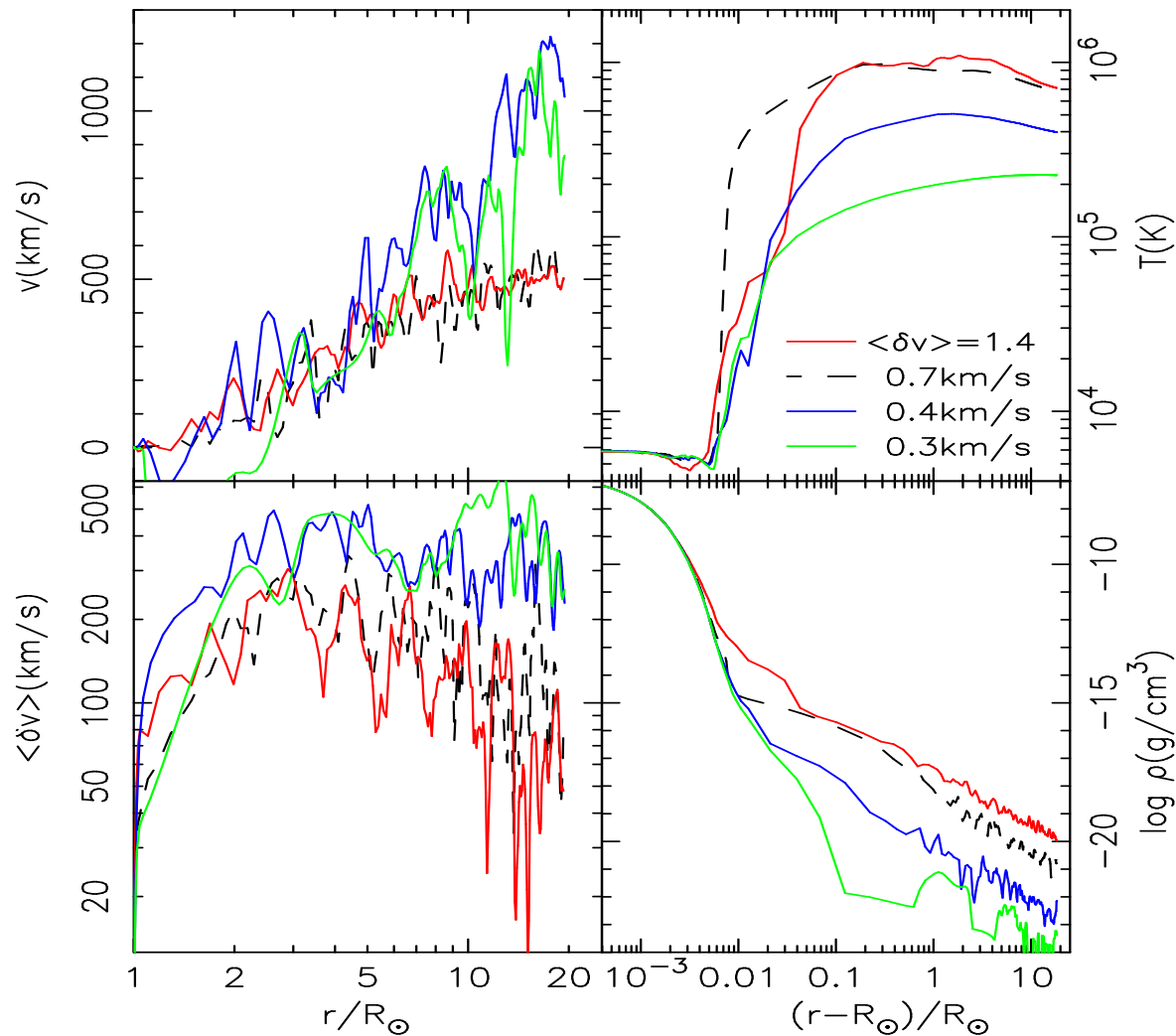
横方向伝搬するアルフベン波

Okamoto et al.2007



振幅への依存性 -非線形性-

エネルギー注入を変化させると、外層はどう応答??



(Suzuki & Inutsuka 2006)

遷音速解の普遍性と恒星風の消失

$\langle dv_{\perp} \rangle$	T_{\max}	$n_{p,1AU}$	$v_{0.1AU}$
1.4(km/s)	1.2×10^6 (K)	50(cm^{-3})	500(km/s)
0.7(km/s)	1.0×10^6 (K)	5(cm^{-3})	550(km/s)
0.4(km/s)	0.5×10^6 (K)	0.05(cm^{-3})	1200(km/s)
0.3(km/s)	$< 0.2 \times 10^6$ (K)	< 0.001 (cm^{-3})	~ 1000 (km/s)

- 速度構造:遷音速解がほぼ普遍的(かつ安定)
- エネルギー注入は密度変化によりコントロール
 - むしろ、密度の $\langle dv \rangle$ 依存が急激過ぎる...

根元が少し違うと上空に大きな影響

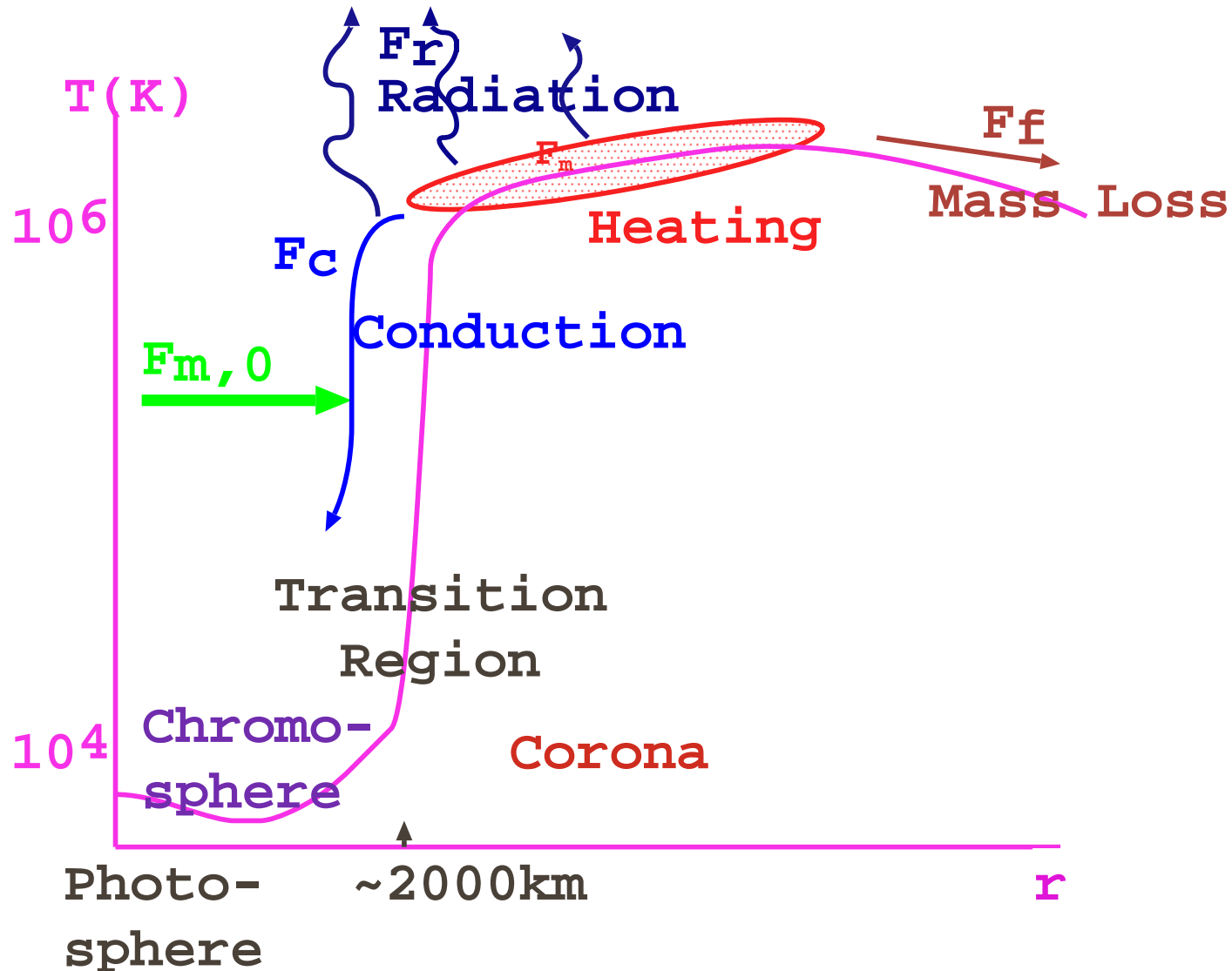
δv :小 \Rightarrow 加熱:小 \Rightarrow コロナ T :小 \Rightarrow (彩層蒸発:小) $\Rightarrow \rho$:小
 $\Rightarrow v_A (= B/\sqrt{4\pi\rho}) \uparrow \Rightarrow \delta v/v_A$ (Nonlinearity):小
 \Rightarrow Alfvén 波の減衰:遅 \Rightarrow 加熱:小 : **Catastrophe!**

ちなみに、1999年5月11日、観測される太陽風密度が通常のは1/50以下に!

「太陽風の消失現象」と呼ばれる

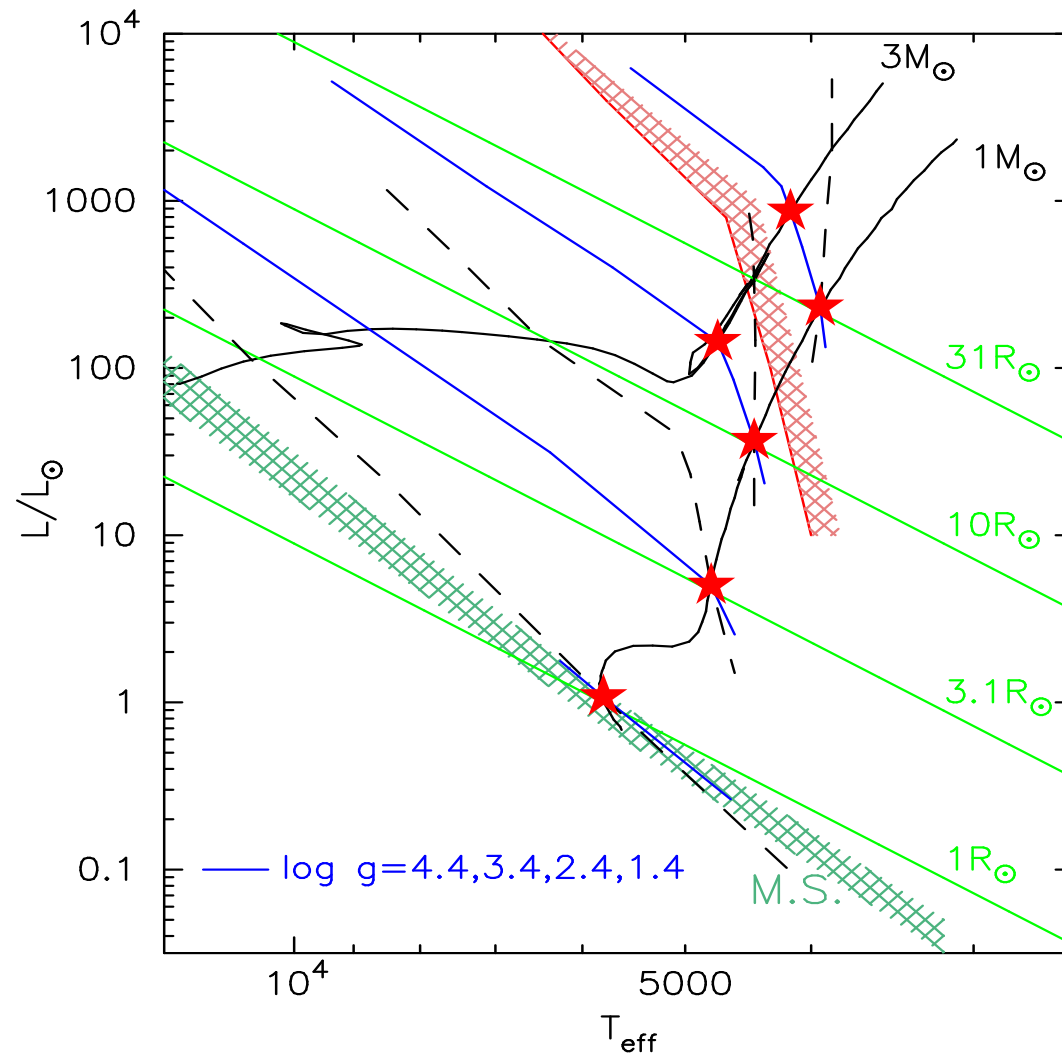
我々のsimulations : $\langle dv \rangle = 0.7\text{km/s} \Rightarrow 0.4\text{km/s}$ で 密度 $\Rightarrow 1/100$

彩層蒸発



熱伝導フラックス : $F = \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr}$ ($\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$) : 温度に急激に依存

恒星風の進化



今日は、**1Msun**の星の結果(**$\log g=4.4, 3.4, 2.4, 1.4$**)を紹介

Set-up

「中心天体を太陽から赤色巨星に変換してみる」

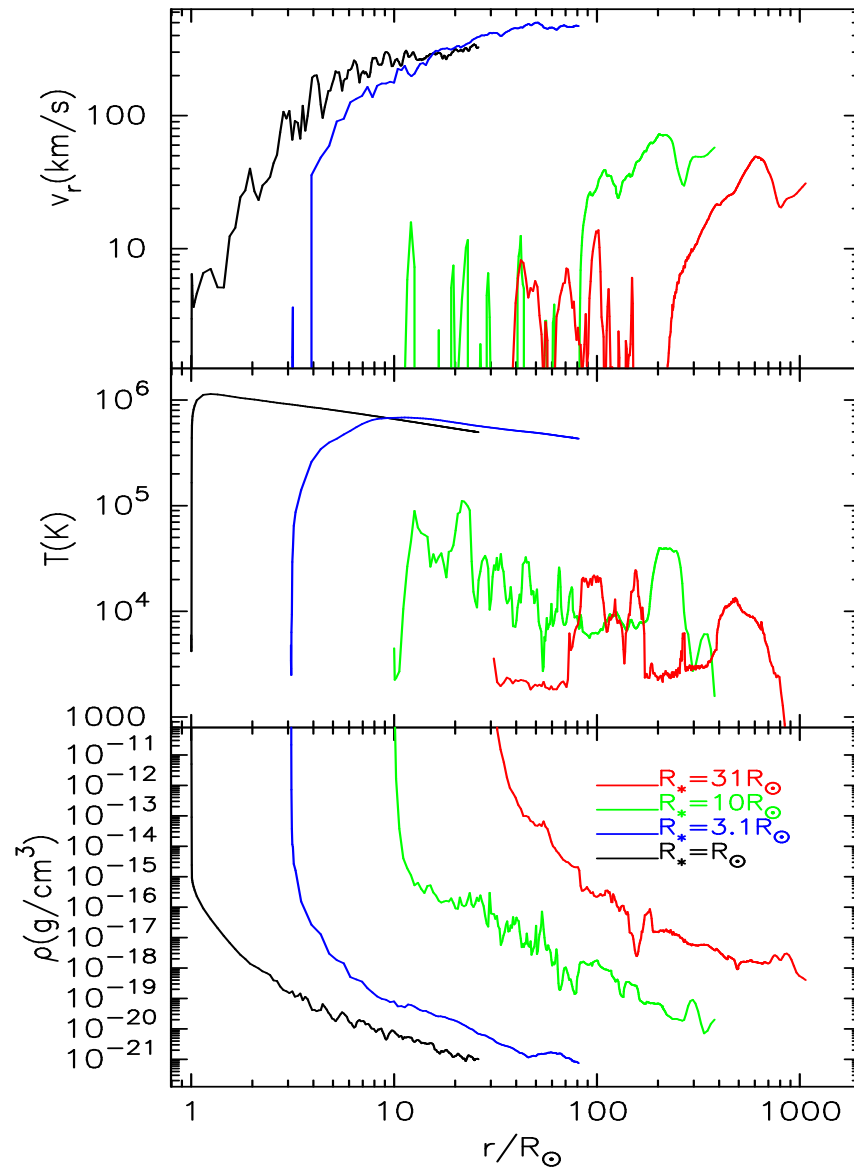
■ 計算領域：光球 ~ **20-30**倍の恒星半径

- **Super-Radial**に開く1次元磁束管
- 外側境界：流れ出し境界(特性線に基づく)

■ 擾乱を光球から注入

- 縦波(音波)、横波(**Alfven**波)両方生成するが、音波はすぐ減衰
- 擾乱速度 \leq 表面对流層の対流**Flux** (表面重力に負相関、温度に正相関)
(Renzini et al.1977; Stein et al.2004; Shibahashi 2005)
- 擾乱のスペクトラム(周期) \Leftrightarrow 圧カスケール高 \Leftrightarrow **log g**

Wind構造の進化



(Suzuki 2003)

1Msunの結果

(波の最大周期で時間平均してある)

**log g小さく(半径大きく)なる
と**

■ 速度：減少

- 基本的には脱出速度でスケール
- しかし赤色巨星ではすごく遅い

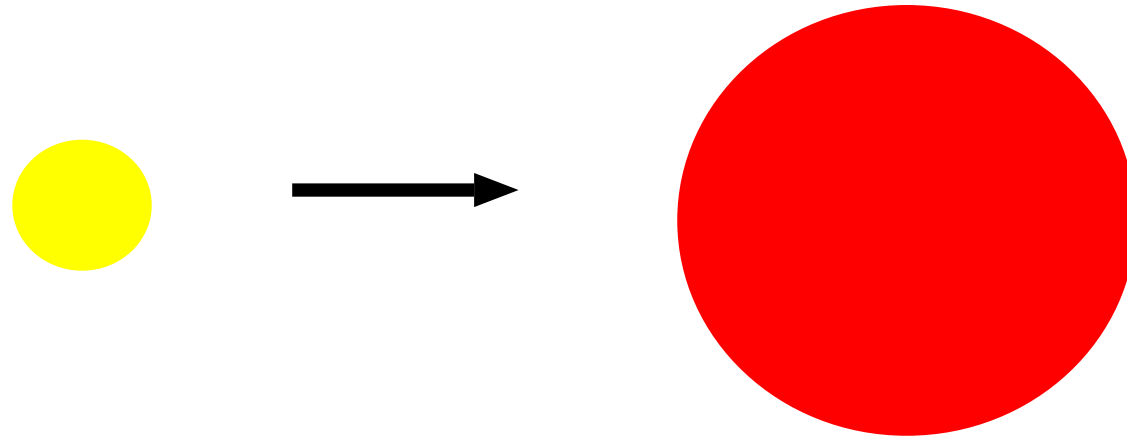
■ 温度：相転移的に減少

- 熱不安定

■ 密度：増大

- 重力で外層を束縛できない

脱出速度との関係



主系列星

赤色巨星

小

大

大

小

$$v_{\text{esc}} (= \sqrt{2GM_{\star}/R_{\star}})$$

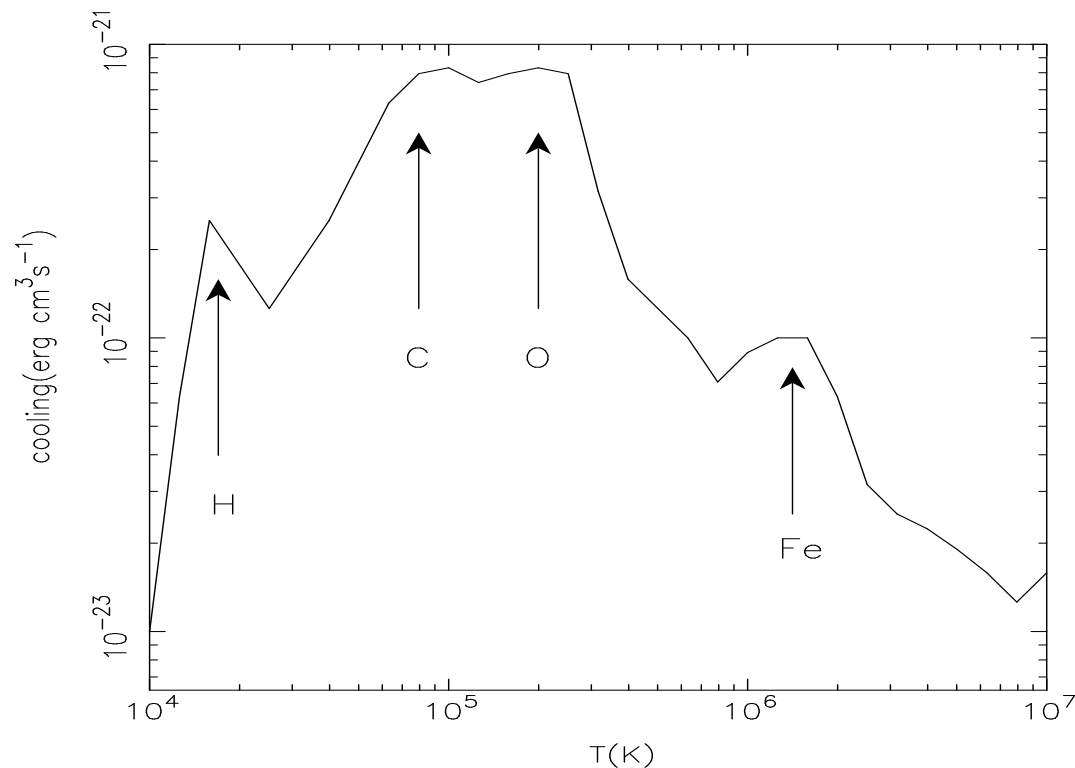
$R_{\star} \gtrsim 10R_{\odot}$ で $v_{\text{esc}} \lesssim c_{\text{S}}(T = 10^6 \text{K})$

外層は熱くなる前に飛んでいく。

熱的不安定

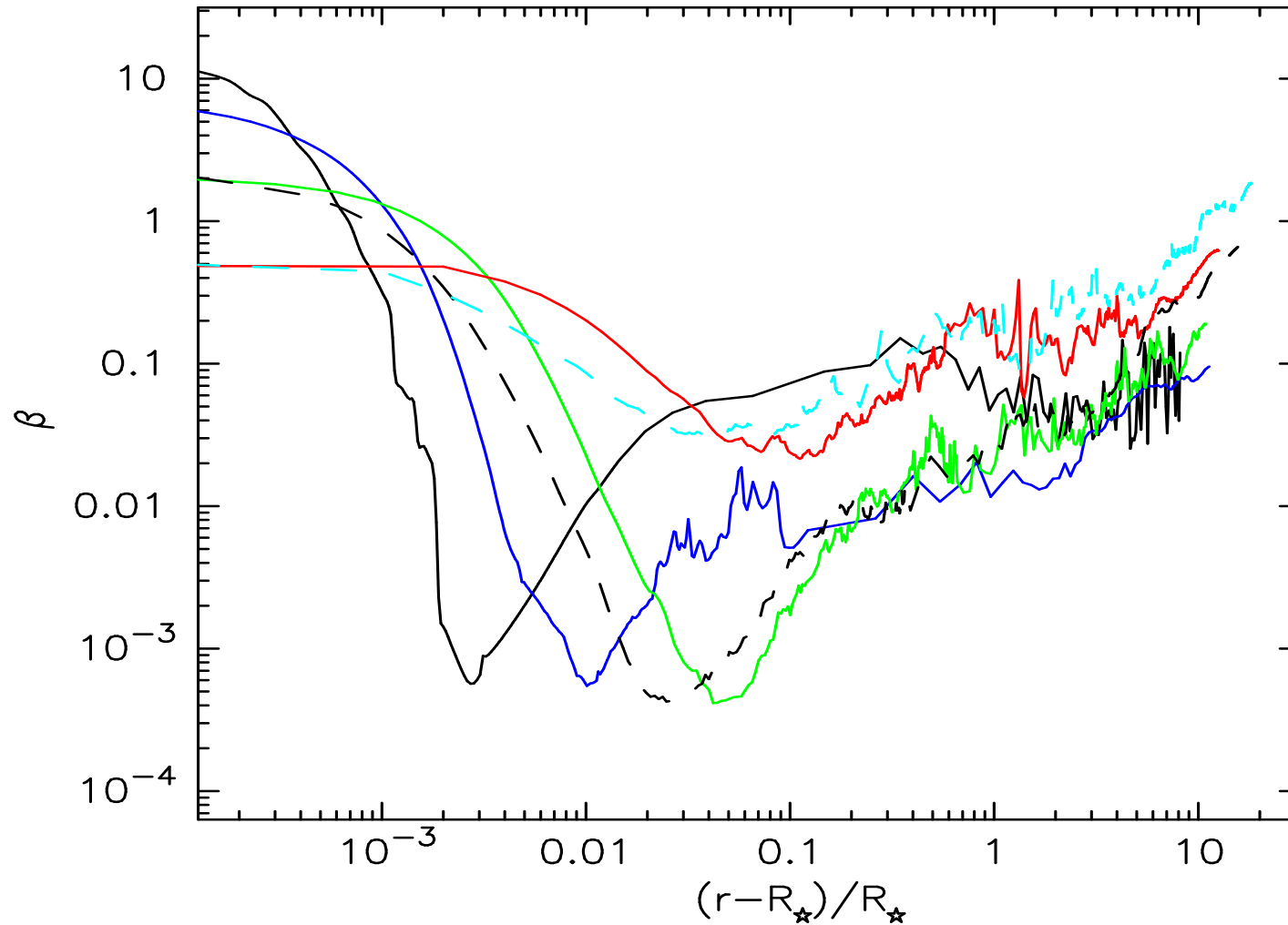
放射冷却関数

Landini & Monsignori-Fossi 1999



- 10万度~> に熱不安定領域
 - 100万度以上では熱伝導により安定化
- ⇒ 外層の温度は数万度か100万度のどちらか

Plasma Beta



- 天体表面で一気に磁気圧卓越 \Leftarrow 密度の急減少
- その後緩やかに上昇し、等分配へ近づく \Leftarrow 加熱、天体風...

質量放出率

$$L_{\text{wind}} = \dot{M} v_{\infty}^2$$

- **Reimer's Relation**

$$\Leftarrow L_{\text{wind}} \propto L_{\text{rad}}, v_{\infty}^2 \approx v_{\text{esc}}^2 \propto M/R$$

- **This Work**

$$\Leftarrow L_{\text{wind}} \propto 4\pi\rho_0\delta v_0^2 v_A \text{ (“Wave Luminosity”)}$$

$$\delta v_0 \Leftarrow \text{Convective Flux} \Leftrightarrow g \ \& \ T_{\text{eff}}$$

c.f. Schröder & Cuntz (2005)

$$\dot{M}_w = 1.7 \times 10^{-14} \eta_w \frac{L_{\star} R_{\star} T_{\text{eff}}^9}{M_{\star} g} \quad (1)$$

$$= 1.7 \times 10^{-14} \eta_w \frac{L_{\star} R_{\star}^3 T_{\text{eff}}^9}{M_{\star}^2} M_{\odot}/\text{yr} \quad (2)$$

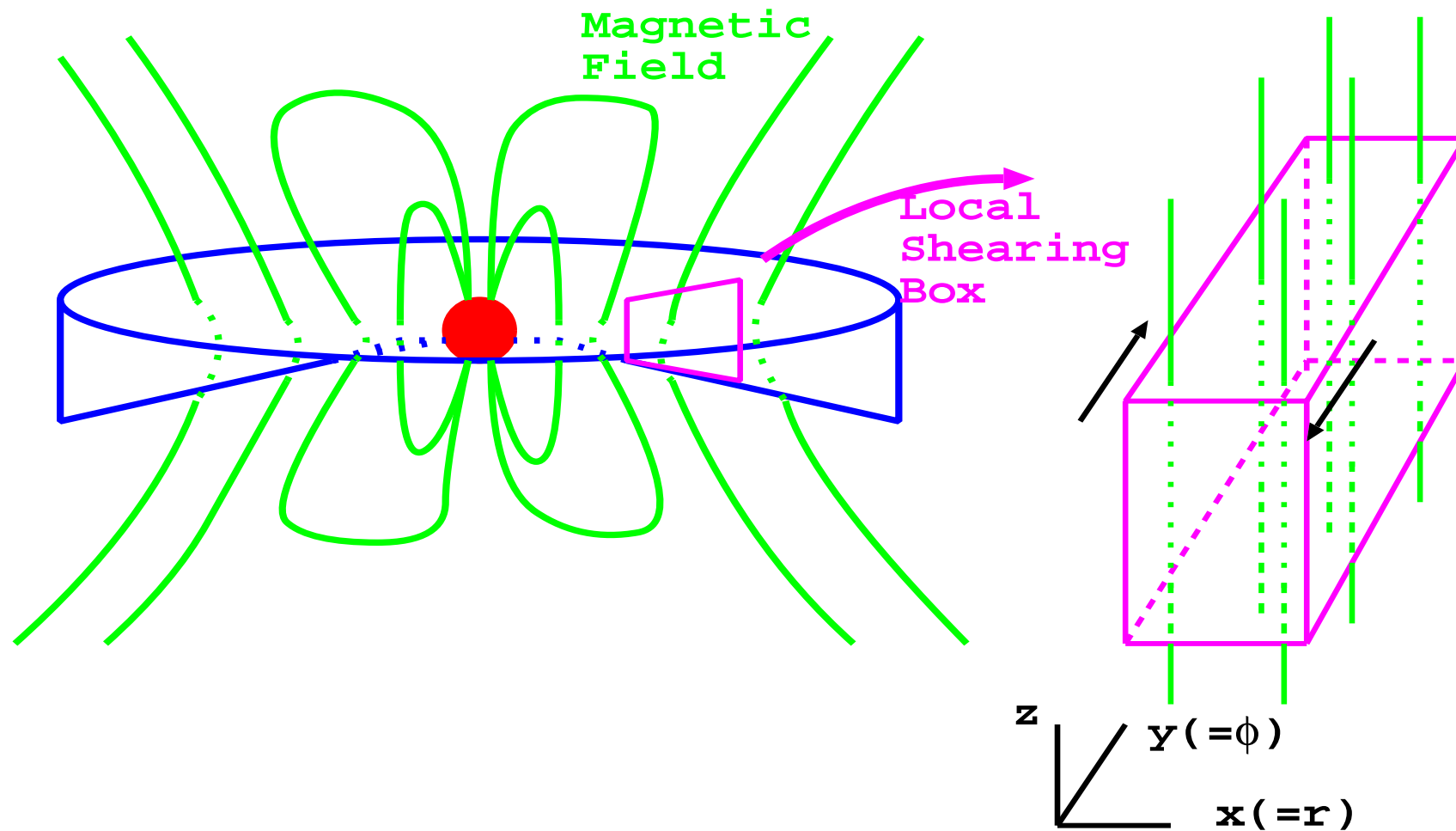
例えば、太陽質量の星

■ (外挿すると)赤色巨星の最後までに半分近くの質量を失う

=> 恒星進化に大きな影響

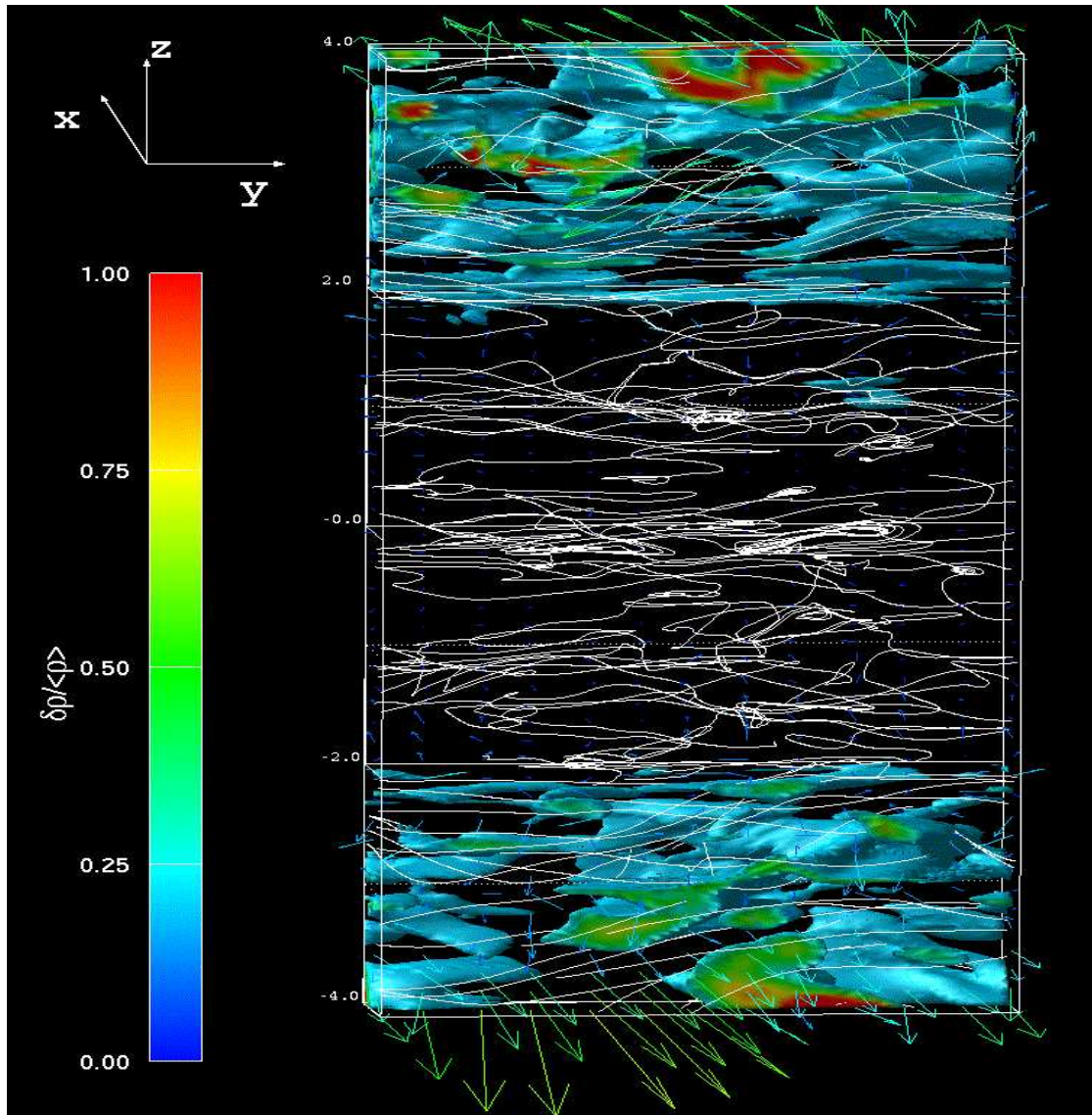
降着円盤の局所シミュレーション

大局シミュレーションでは乱流の微細構造の解像が困難



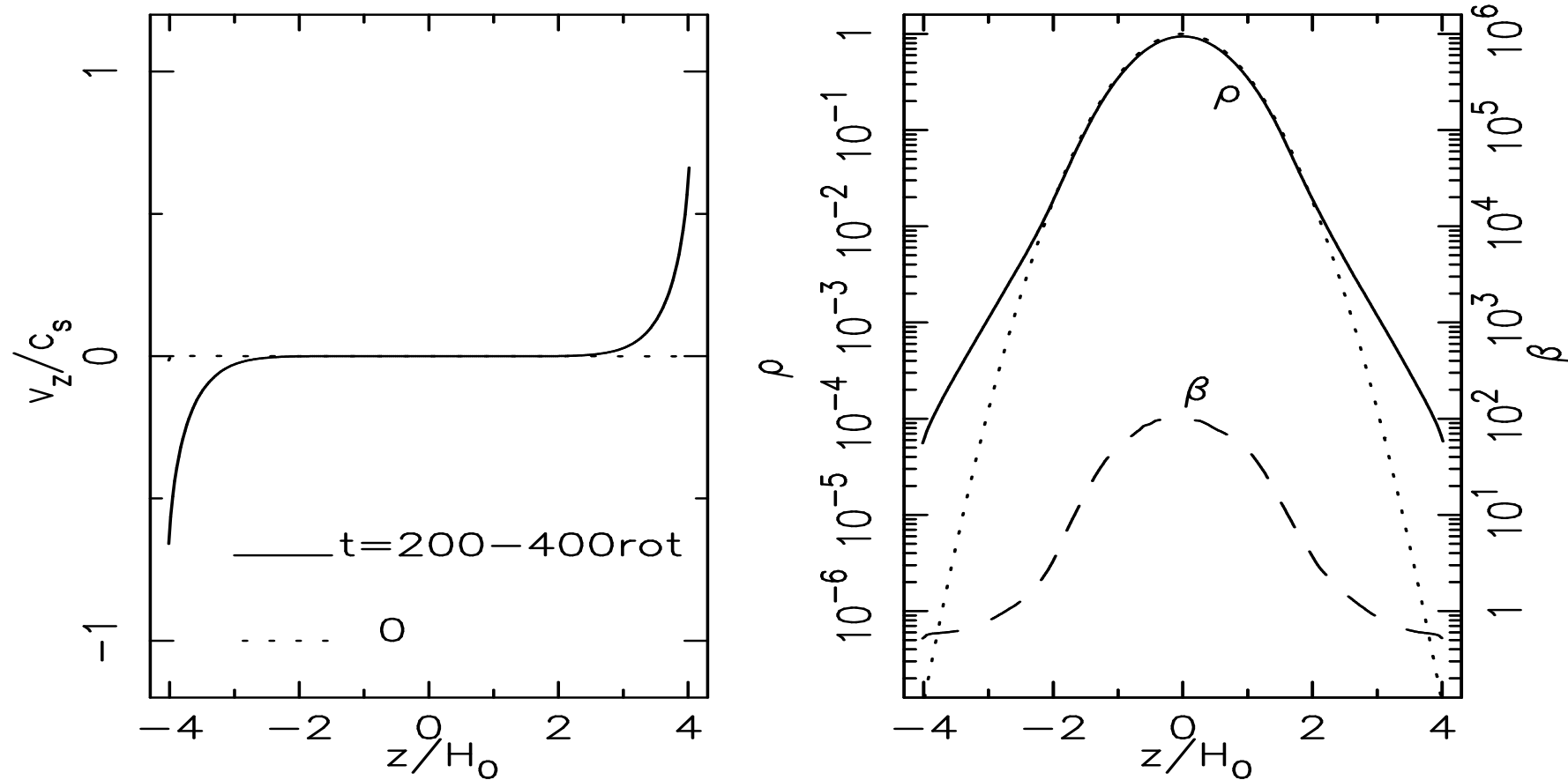
■ 局所shearing box (=> 差動回転) (Hawley et al.1995; Sano et al.2004)

Magnetic Field (t = 210 rot)



- 白線:磁力線
- 矢印:速度場
- 等値面: $\delta\rho/\langle\rho\rangle (> 0.2)$

Disk structure



- 赤道面付近で $\beta \sim 100$ (MRIによる磁場増幅)
- 表面では $\beta \sim < 1$ となるよう円盤風が吹く

まとめ

表面对流層のある天体：磁場とガスがエネルギー等分配に近づくよう自己調整

- ガス圧卓越(天体内部)では、磁場増幅 (磯部さんの話)
- 磁気圧卓越(天体外層)では、ガスが加熱されたり風が吹いたりして自己調整
 - 降着円盤でも似たような状況(球か円盤かの違い)

似た状況の他の天体

- 原始星, **T-Tauri**星
- 強磁場(原始)中性子星

実際の加熱過程はよく判っていない。

- 乱流カスケードの行き着く先?
 - 1次元近似はダメ; 3次元性が本質的
- 運動論の効果(無衝突プラズマの場合)

今後の展開

局所近似 \Leftrightarrow 大局モデルのギャップをどう埋めるか

松本さんのポスター (宇宙天気予報タスクフォース)

- 天体風 : 1本の磁力線 \Leftrightarrow 全球
- 降着円盤 : 局所円盤 \Leftrightarrow 円盤全体
- 現在のコンピューターパワーなら何とかいけそう
 - 天文台 **CfCA** のマシンなど

粒子的成分(非熱的粒子など)はどうするか

- 流体近似が天体コロナ、天体風ではしばしば成立せず(平均自由行程 \gg 系の特徴的スケール)
 - 太陽風中で観測される粒子はボルツマン分布からずれている
 - 粒子は(クーロン衝突ではなく)乱れた磁場を介して乱雑化
 - 解放されるエネルギー: 非熱的成分 \gg 熱的成分 と推測される太陽フレアも

Holman et al.2003

- Boltzman方程式に基づく流体力学解法 (Godunov法に対して) の可能性 (Xu 2001 など)

「Inputが少し違くと、結果が大きく違う」