

初期太陽進化に関するレビュー

鈴木 建 (すずき たける)

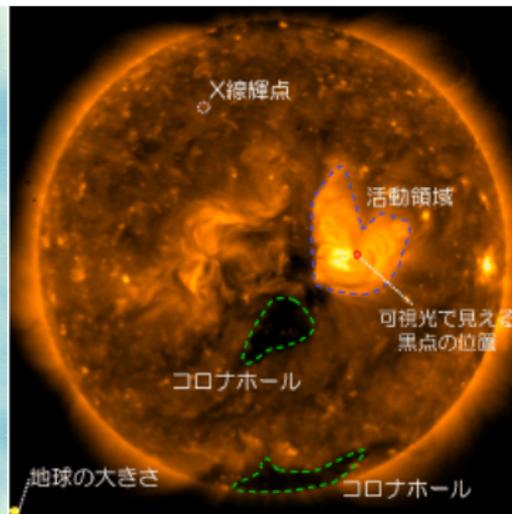
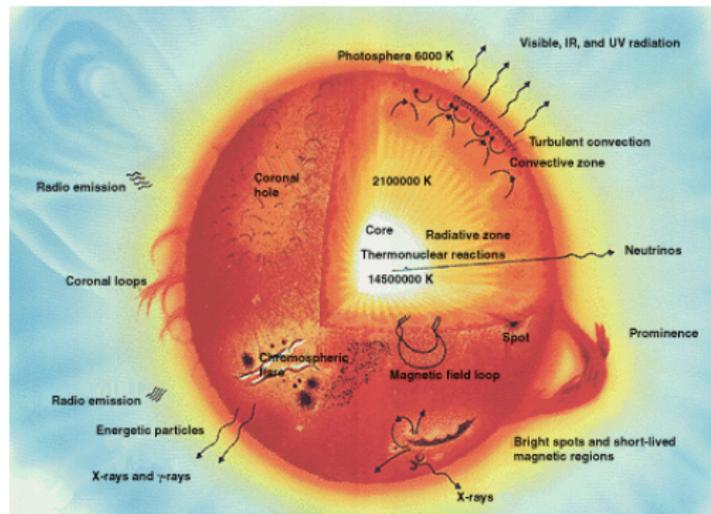
名古屋大学 大学院理学研究科 素粒子宇宙物理学専攻

2012年5月1日

太陽型星

NASA website

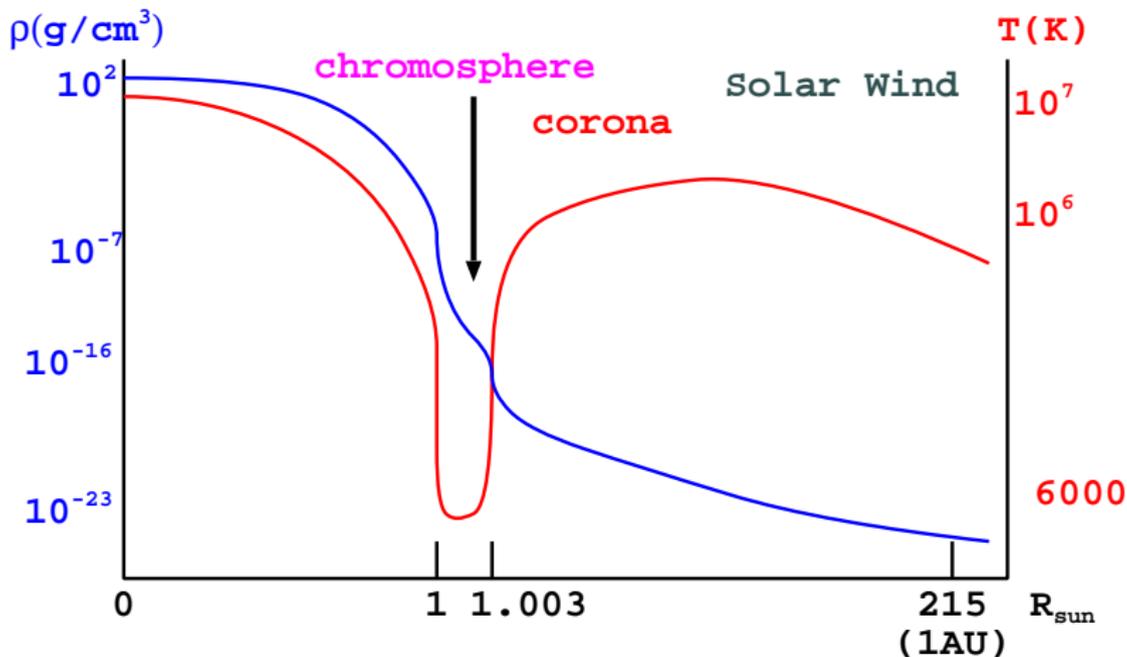
HINODE/XRT



- 放射核と表面对流層
- 外部には高温コロナと恒星風

密度温度構造 (現在の太陽)

(スケールは厳密ではない)



低温の光球の上に高温コロナ，恒星風

昔の太陽?

過去の太陽大気構造や太陽風の状況を知りたい。

- 太陽系に過去の Coronal Mass Ejection や太陽風の痕跡を探る
- 太陽型星の観測から類推
 - 異なる年齢の太陽型星 ⇒ 時間進化

本発表:

- 異なる年齢の太陽型星の観測を紹介
- 我々の数値シミュレーションの結果を少々

昔の太陽 -概略-

- 総輻射量は少し小さい
 - 標準恒星進化モデルでは20-30%小
 - しかし、Early Faint Sun Paradox
- X線強度や太陽風強度はかなり大
多くの人が想像する定性的シナリオ:
自転速い ⇒ 内部の差動回転大 ⇒ 対流激しい
⇒ 磁場生成 (Dynamo 活動) 大
⇒ 表面活動激しい
⇒ コロナ、フレア、太陽風 (CME 含む) 活動大

初期の太陽は何故暗い？

時間と共に太陽光度 L が上昇する理由を説明

Gough 1981 など

時間と共に中心核で $4\text{H} \Rightarrow \text{He}$ (核融合: 星が光る源)

\Rightarrow 平均分子量 (μ) $\uparrow \Rightarrow$ ガス圧 $p = \rho k_B T / \mu m_H \downarrow$

(粒子数が減って圧力減少) \Rightarrow 中心核の収縮

$\Rightarrow \rho \uparrow$, 重力エネルギー $\approx -GM/r \downarrow$

\Rightarrow ビリアル定理により内部エネルギー \uparrow

すなわち $T \uparrow$

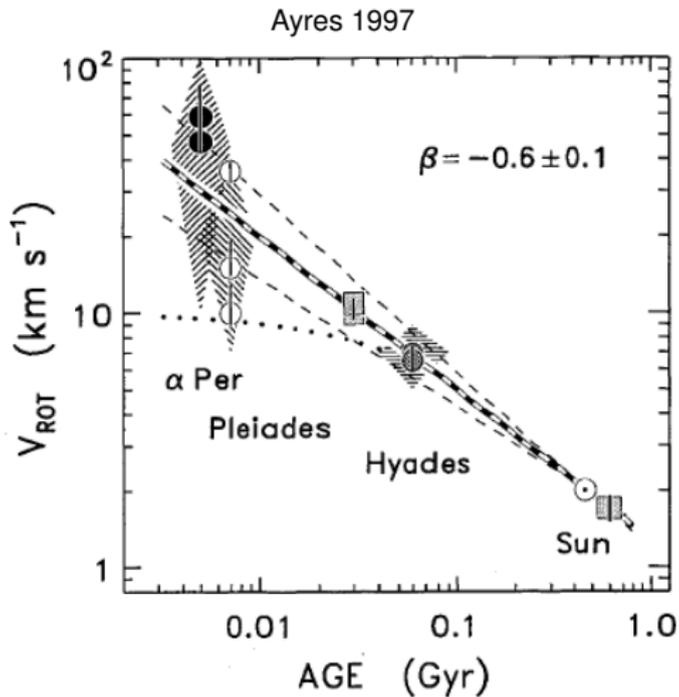
まとめると

中心核での $4\text{H} \Rightarrow \text{He}$ で, ρ, T 共に上昇

核融合反応率は ρ, T に正相関; 特に T に敏感に依存

\Rightarrow エネルギー生成率 (\propto 核融合反応率) $\uparrow \Rightarrow$ 光度 $L \uparrow$

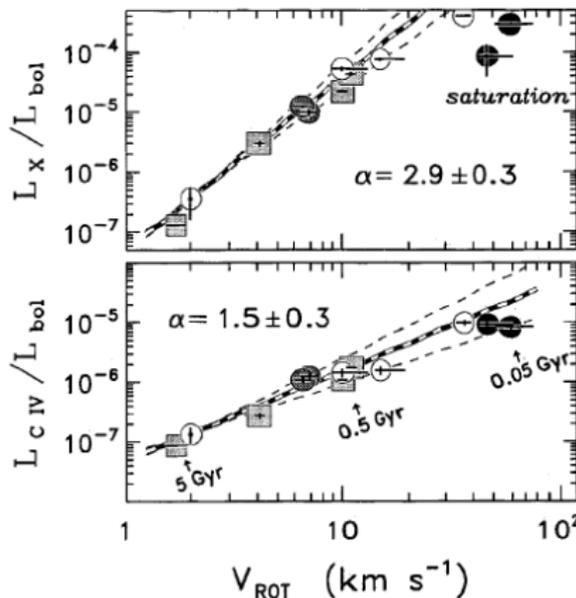
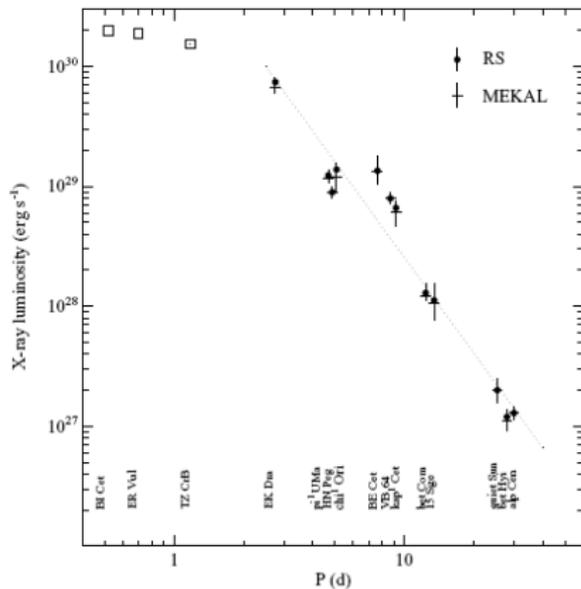
Age-Rotation



(表面の自転速度)

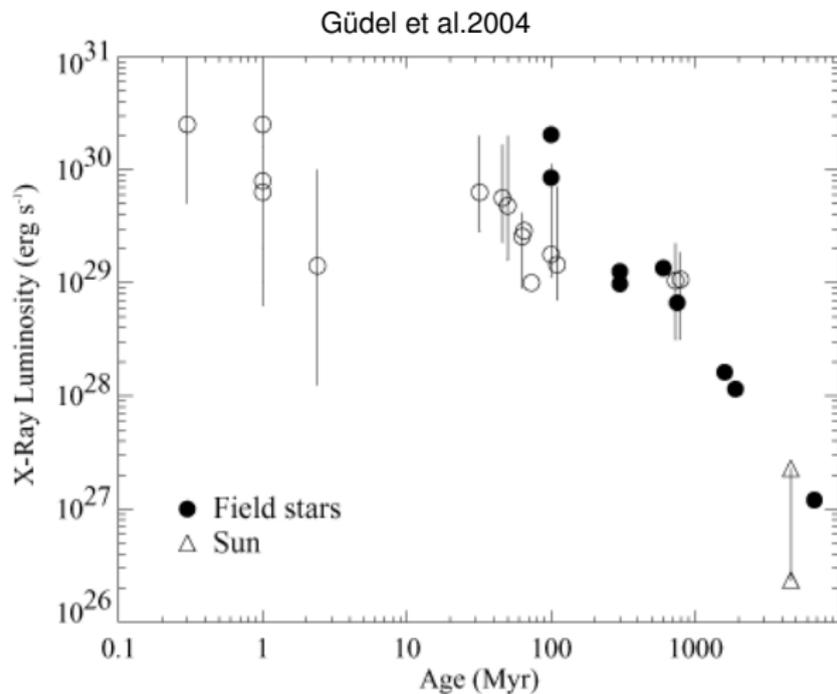
Rotation – X-ray/UV (Main Sequence)

Güdel et al. 1997; Ayres 1997

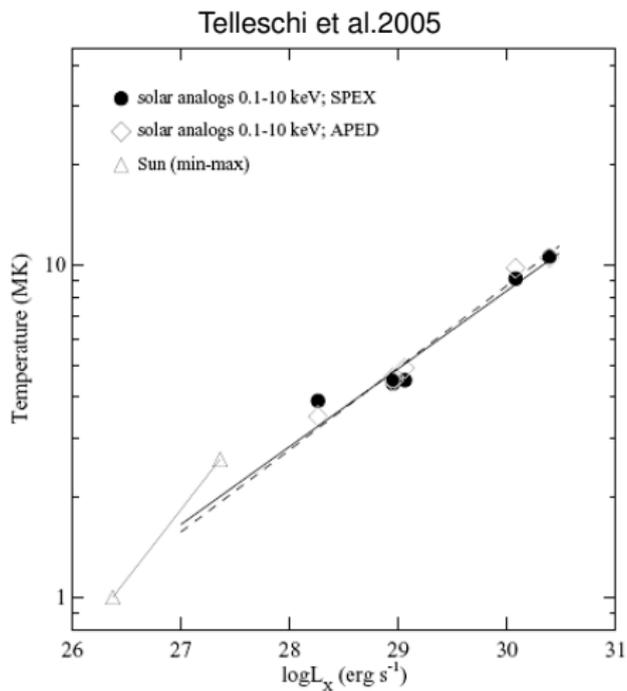


左側が若い星

Age – X-ray (pre-MS)

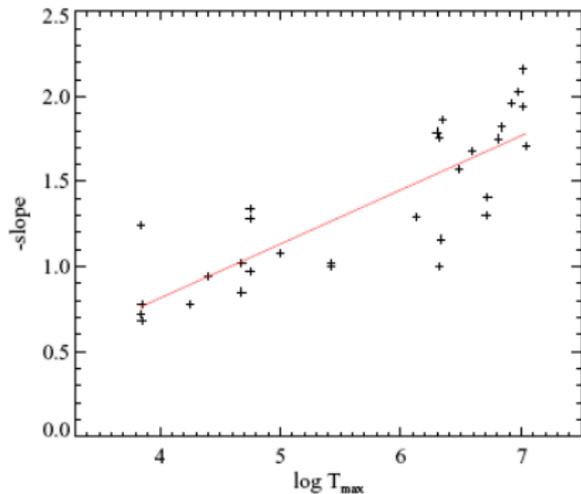
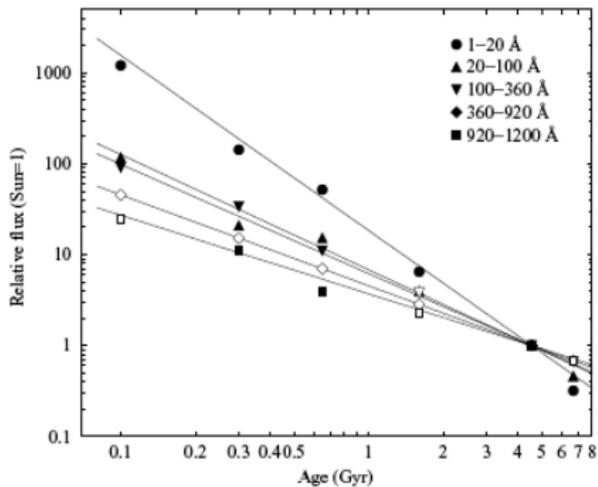


X-ray Temperature



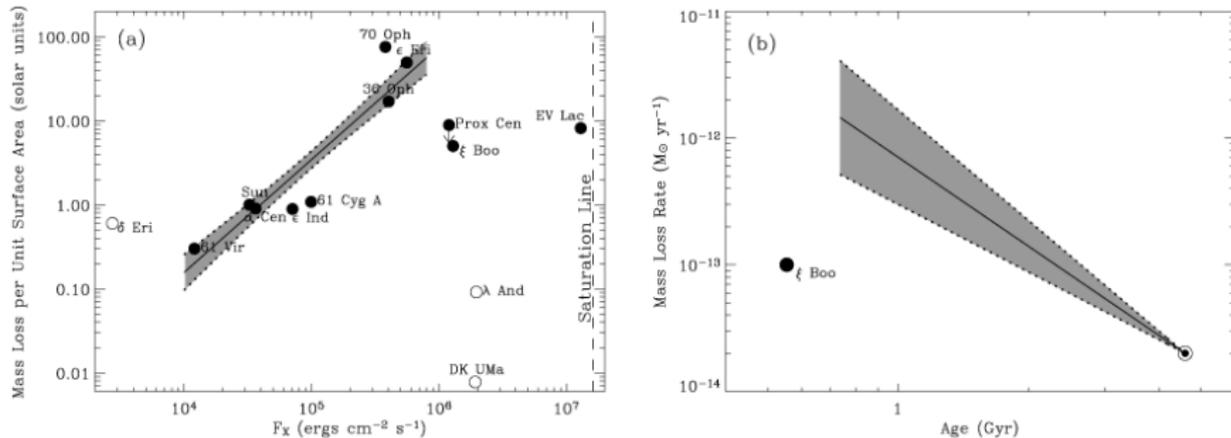
X-ray Temperature

Ribas et al.2005



Mass Loss Rate

Wood et al. 2005



現在の100倍程度で頭打ち

質量放出率 \dot{M}

$\dot{M} = 4\pi\rho v r^2$ (定常流では一定)

- ある位置 (r) での恒星風の密度 (ρ) と速度 (v) が分かれば良い.

しかし, 太陽の質量放出率 $\dot{M} \approx 2 \times 10^{-14} (M_{\odot}/\text{yr})$ は非常に小さい.

(赤色巨星や大質量星では $\dot{M} \sim 10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$ 程度のものも.)

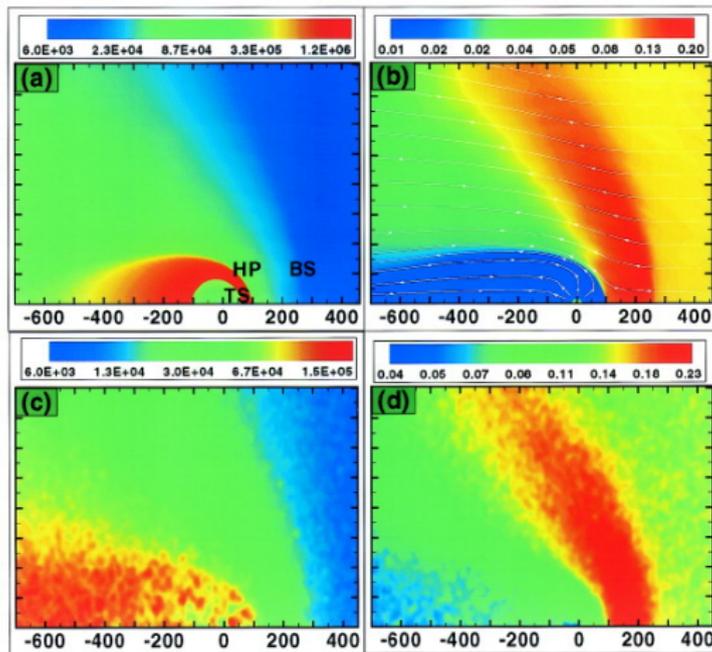
- AGB 星では CO line で星風物質を観測 (Knapp & Morris 1985 など)
- 大質量星では紫外線 line (Howarth & Prinja 1989)

⇒ 他の星の ρ や v を観測で決めるのは困難.

⇒ 別の方法

太陽圏のシミュレーション

Wood et al.2000



H^+ (イオン) の温度

H^+ の密度

H(中性) の温度

H(中性) の密度

\dot{M} の見積り方

- 恒星圏に中性水素が存在
- 中性水素は中心星からの放射を吸収
吸収量 \Leftrightarrow 中性水素の量
 \Leftrightarrow (長期間平均した) 質量放出率

ある瞬間瞬間の恒星風の状況の観測は困難.

そこで,

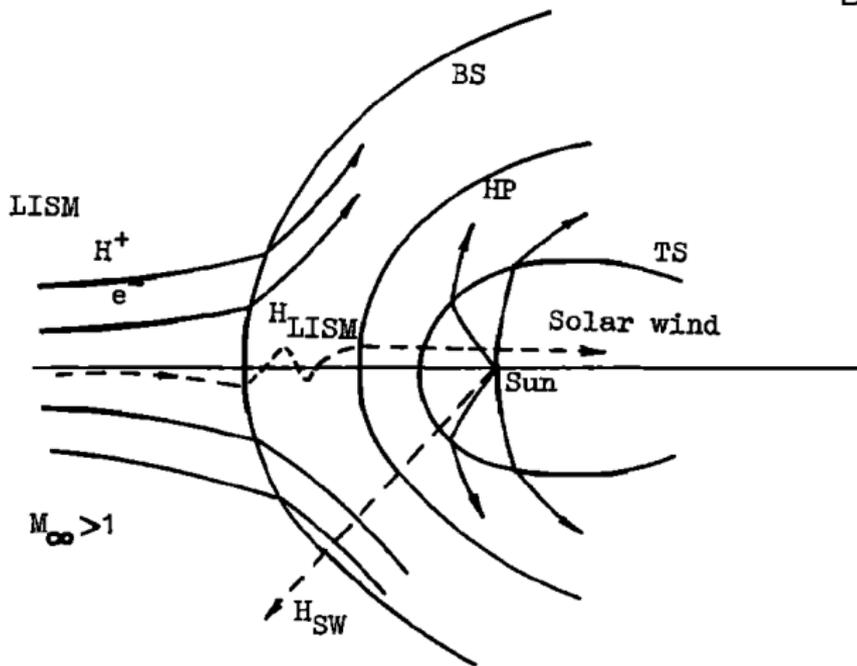
質量放出率の長時間 (10-100 年以上) 平均値を見積もる .

以下詳細を見て行く .

太陽圏と星間媒質

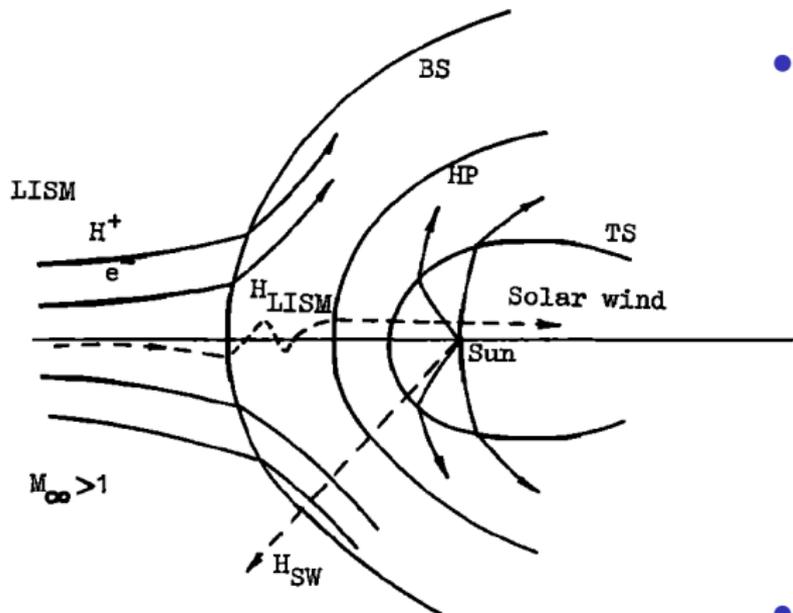
太陽系 \leftarrow 26km/s Local Interstellar Cloud (LIC)

Baranov et al.1993



太陽風プラズマ (完全電離) \leftrightarrow LIC ガス (部分電離)

太陽圏/恒星圏の構造



Baranov et al.1993

- Termination Shock
 - 太陽風がせき止められる
- Heliopause
 - Tangential Discontinuity (全圧が釣り合う)
 - 太陽風とLICガスの境界
 - 実際は複雑そう (Voyager 1の観測 by Krimigis et al.2011)
- Bow Shock
 - LICがせき止められる

中性水素の供給

外縁部は低密度

- 中性水素: 衝撃波等を通り抜け比較的自由に運動 (粒子的) (平均自由行程は 10^4 AU 以上)
- 荷電粒子: 乱れた磁場にトラップされ流体的

さらに水素イオン (陽子) と電荷交換反応

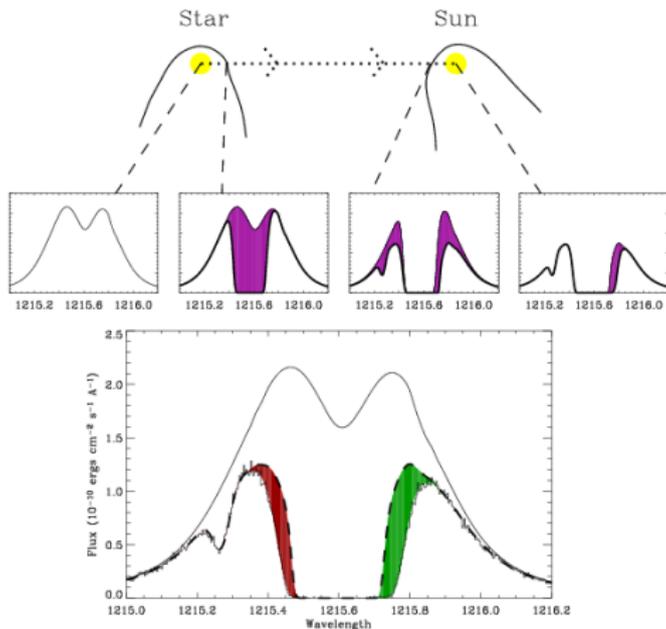


- BS と HP の間: 衝撃波加熱された LIC 陽子と
- HP と TS: せき止められた太陽風陽子と
- TS 内: 加速太陽風陽子と

様々な速度, 温度を持つ中性水素が存在する.

他の恒星を観測すると

Wood 2004



中性水素による Lyman α 吸収 ($n=1 \Rightarrow 2$ への遷移) により, 中心星の輻射が吸収される.

Lyman α 吸収

- 恒星圏での吸収: 青い側に偏る .
- 太陽圏での吸収: 赤い側に偏る .
 α Cen の観測で detect されている . (Linsky & Wood 1996)
- 星間媒質での吸収: 恒星との相対速度の兼ね合い .
左に見える D(重水素) の吸収で波長が校正可能 .

他の恒星の観測

Wood et al.2002

Hubble 宇宙望遠鏡による観測

Lyman α (1215.7Å) は紫外:地上から観測困難

TABLE 1
MASS-LOSS MEASUREMENTS

Star	Spectral Type	d (pc)	Surface Area (A_{\odot})	$\log L_X$	V_{ISM} (km s^{-1})	θ (deg)	$\log N(\text{H I})$	\dot{M} (\dot{M}_{\odot})	References
α Cen	G2 V + K0 V	1.3	2.37	27.34	25	79	15.24	2	1, 2, 3
Prox Cen	M5.5 V	1.3	0.026	27.23	25	79	...	<0.2	3
ϵ Eri	K1 V	3.2	0.62	28.32	27	76	15.82	30	4, 10
61 Cyg A	K5 V	3.5	0.45	27.26	86	46	14.11	0.5	5, 10
ϵ Ind	K5 V	3.6	0.50	27.18	68	64	14.25	0.5	6, 7, 8
40 Eri A ^a	K1 V	5.0	0.64	27.61	127	59	...	<5	5, 10
36 Oph	K1 V + K1 V	5.5	0.88	28.28	40	134	16.10	15	9, 10
λ And ^a	G8 IV–III + M V	26	55	30.53	53	89	15.20	5	6, 7, 8

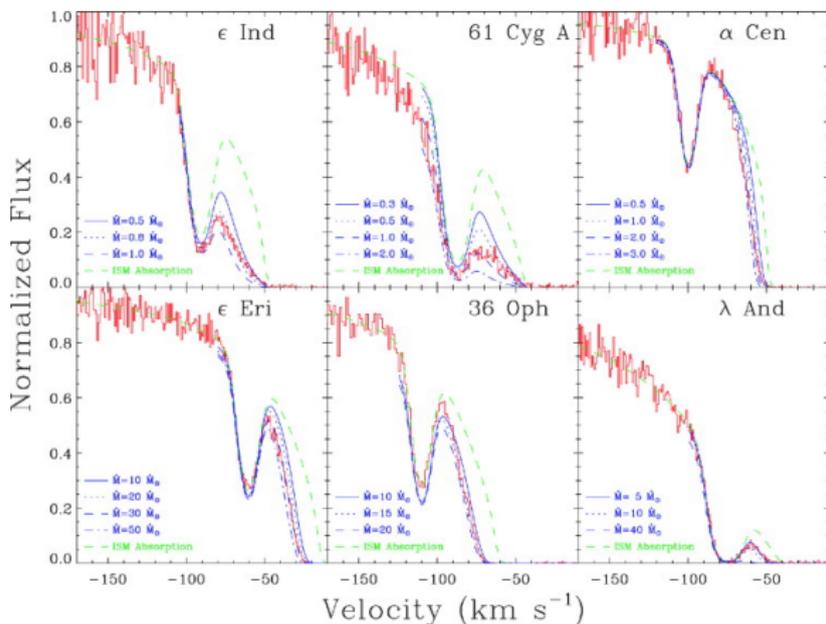
^a Uncertain detection.

REFERENCES.—(1) Linsky & Wood 1996. (2) Gayley et al. 1997. (3) Wood et al. 2001. (4) Dring et al. 1997. (5) Wood & Linsky 1998. (6) Wood et al. 1996. (7) Müller et al. 2001a. (8) Müller et al. 2001b. (9) Wood et al. 2000a. (10) This paper.

各恒星の星間ガスに対する相対速度 V_{ISM} や、太陽系から見る角度 (θ) の表

\dot{M} の決定

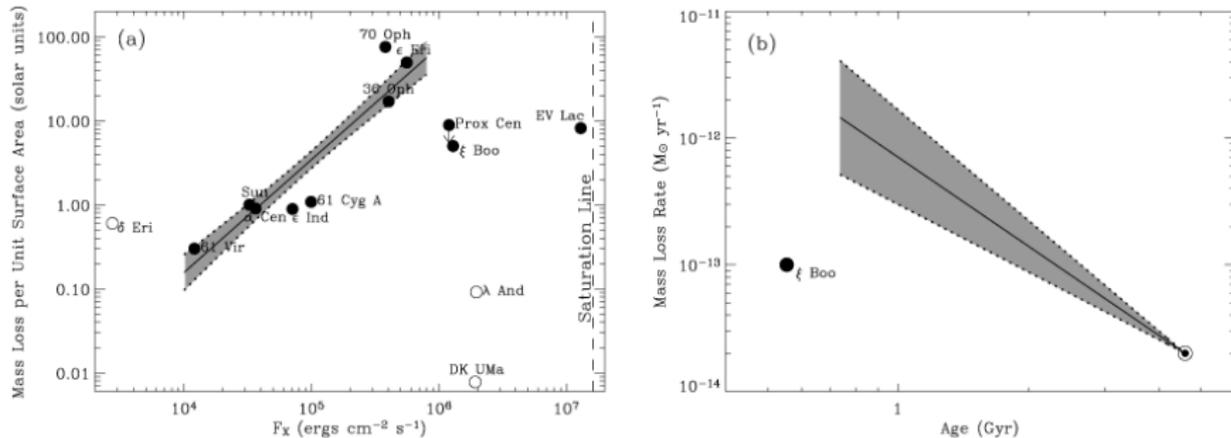
Wood et al.2002



恒星からの質量放出率 (\dot{M}) \leftrightarrow 恒星圏での中性水素
異なる \dot{M} の理論スペクトルと観測データを比較
し, \dot{M} を決定

Mass Loss Rate

Wood et al. 2005



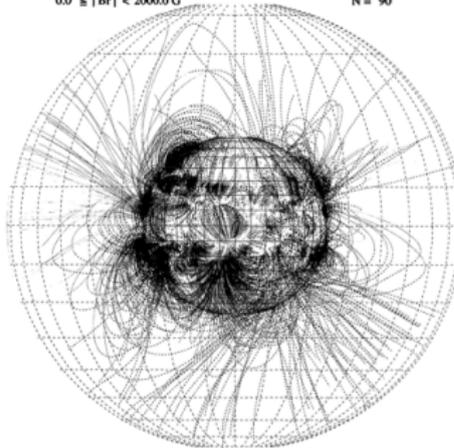
現在の100倍程度で頭打ち

M頭打ちの原因??

- 100倍で頭打ちになる理由:
表面の大部分が閉じた磁場になり, 恒星風が流れ出せない?

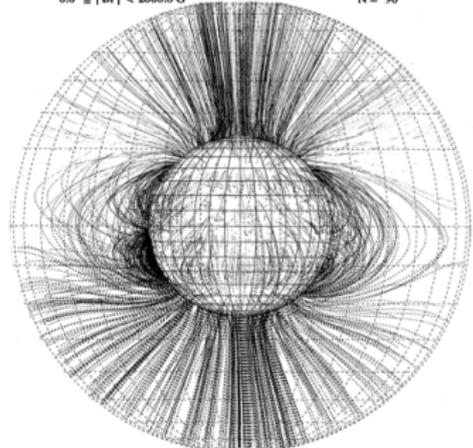
Hakamada et al.2006

極大期
Carrington Rotation Number = 1830 (Cosine Theta)
Longitude= 0.0 dgr Latitude= 0.0 dgr
0.0 ≤ |Br| < 2000.0 G N = 90



極小期

Carrington Rotation Number = 1909 (Cosine Theta)
Longitude= 0.0 dgr Latitude= 0.0 dgr
0.0 ≤ |Br| < 2000.0 G N = 90



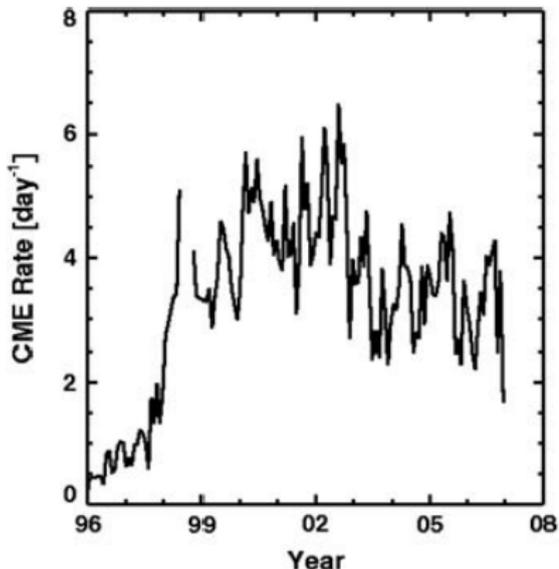
後で別の案も紹介

Flares \leftrightarrow CMEs association

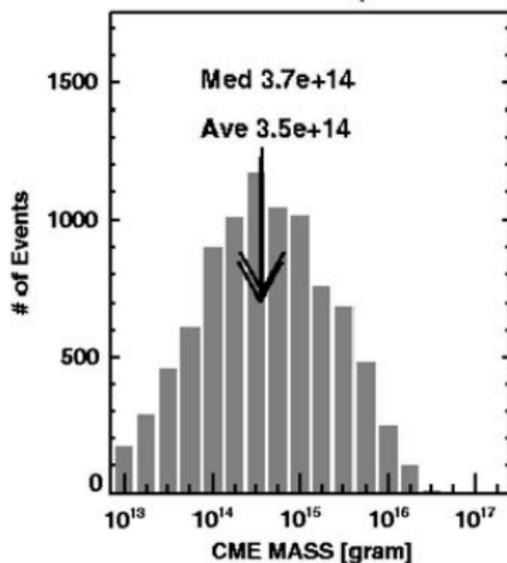
Gopalswamy et al. 2009

CME 頻度と質量分布

▶ CME by LASCO/SOHO



Jan 1996-Jun 2006 (8944 CMEs)

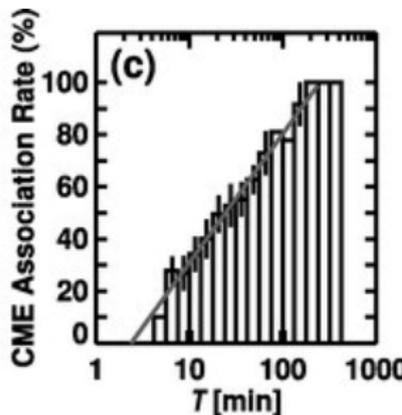
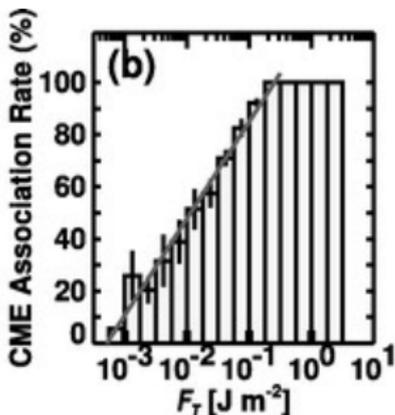
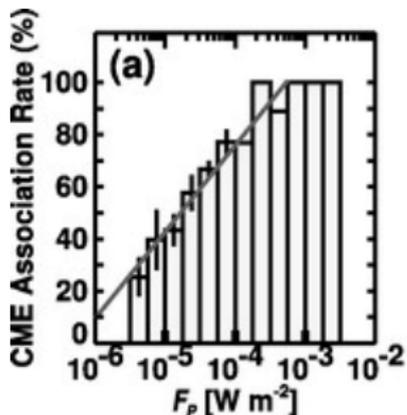


- $\dot{M}_{\text{CME}} \lesssim 10^{-15} M_{\odot}/\text{yr}$
- 一方 $\dot{M}_{\text{total}} \approx 2 \times 10^{-14} M_{\odot}/\text{yr}$

Flares \leftrightarrow CMEs association

▶ X2FLARE(2011.02.15) by SOT/Hinode

▶ X2FLARE(2011.02.15) by SOT/Hinode

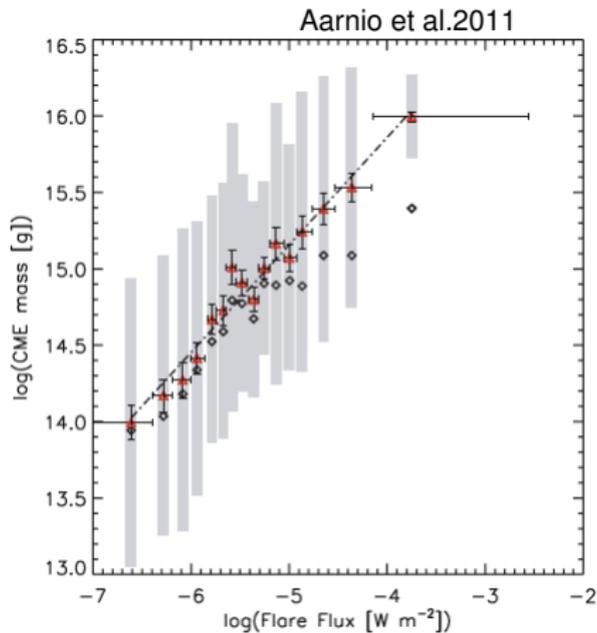


Yashiro et al.2006

大きな Flares であれば CMEs が付随している模様

$$F_X \Leftrightarrow M_{\text{CME}}$$

Flare Energy \Leftrightarrow CME Mass



$$M_{\text{CME}} \propto F_X^{2/3}$$

若い星の Flare 頻度

ここに横軸が恒星の自転周期, 縦軸が Flare 頻度のグラフがある. 自転が速い (若い) ものほど, Flare 頻度が大きい傾向が見てとれる図となっている。

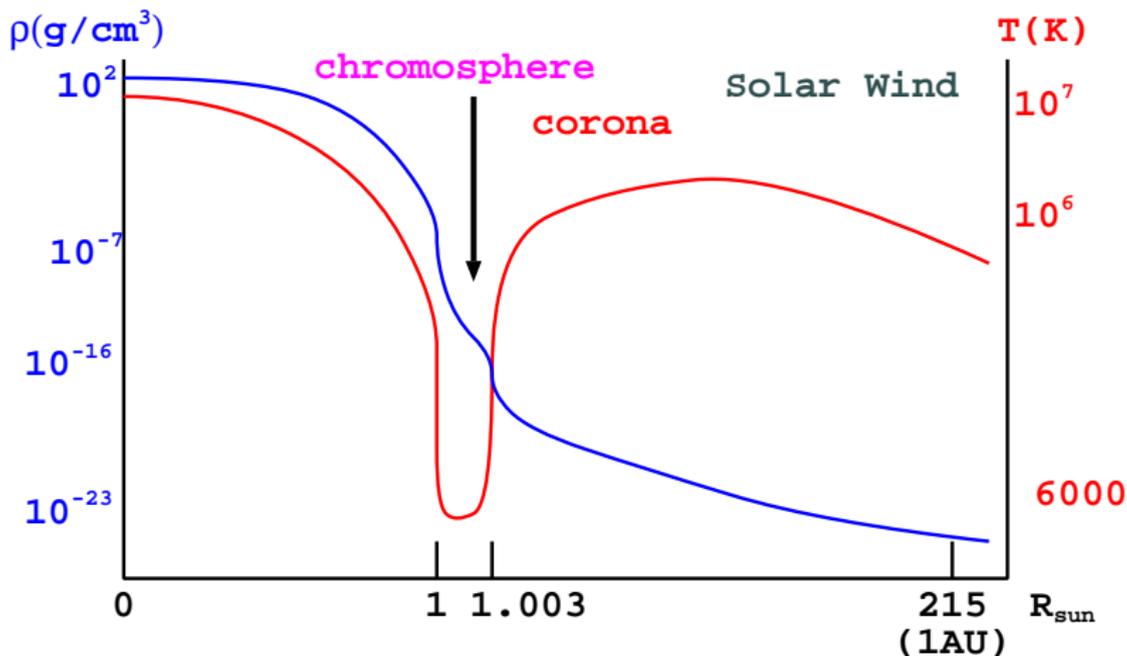
前原, 柴田ら (京大) の別セミナーの資料より

(回転周期: 短いほど若い星)

- 若い太陽は CME 頻度大を示唆 $\Rightarrow \dot{M}_{\text{CME}}$ も大
どの程度 \dot{M}_{CME} になるかは不定性大 (片岡龍峰さんの議論)

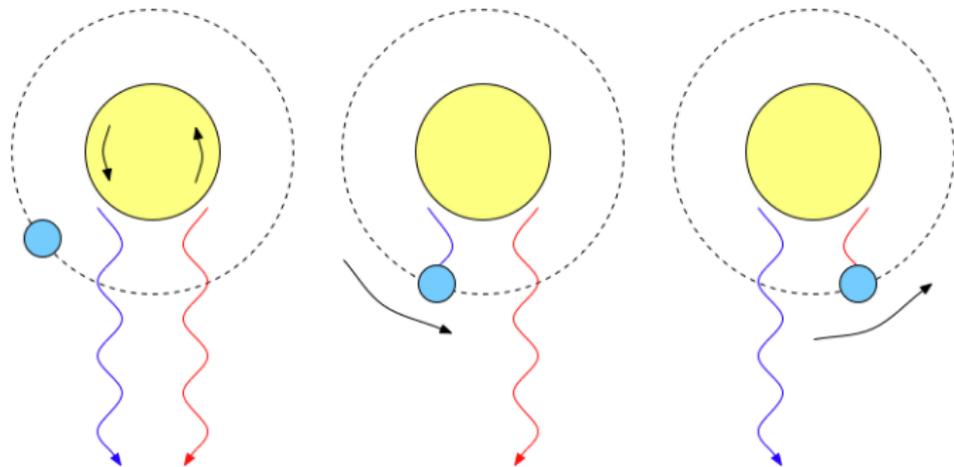
若い太陽型星の彩層構造？

(再掲) 現在の太陽の密度温度構造 (スケールは厳密ではない)



- 現在の太陽の彩層の厚み $\lesssim 1.005R_{\star}$
- 若い恒星の彩層? \Rightarrow 惑星の食を利用

Rossiter-McLaughlin 効果



©Nicholas Shanks

上図では恒星の自転の影響で

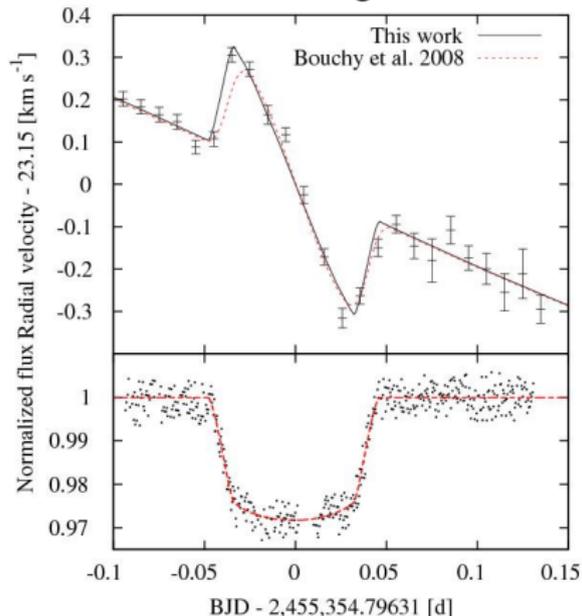
- まず青い側の光が隠される.
- 次に赤い側の光が隠される.

通常は恒星の自転(方向と速度)を求めるのに使用.

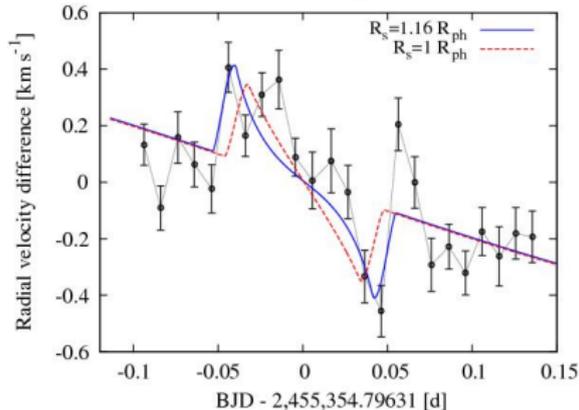
若い星の彩層はぶ厚い

CoRoT-2A: 年齢 1-3 億年の若い星

恒星表面 (光球) における
Rossiter-McLaughlin 効果



Ca II H & K 線 (彩層) の
Rossiter-McLaughlin 効果



Czesla et al.2012

$$r_{\text{chrom}} \approx 1.16 R_{\star}$$

c.f. 現在の太陽: $\lesssim 1.005 R_{\odot}$

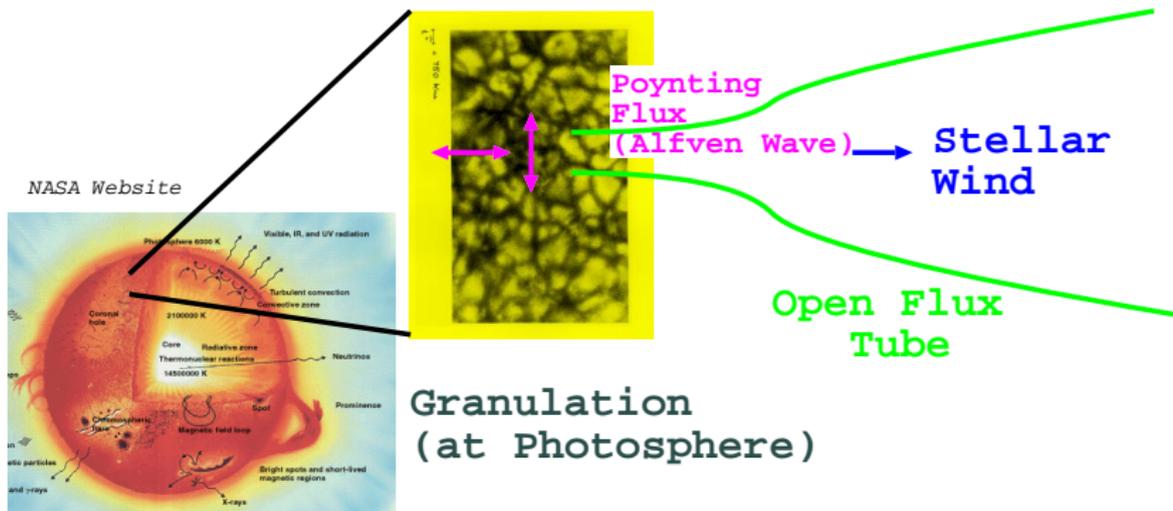
若い太陽型星の観測 -まとめ-

- X線放射強い; 現在の1000倍程度
温度も高い
- 質量放出率大きい;
但し現在の100倍で頭打ち
- CMEによる質量放出も大
← Flaresの頻度分布などから
- 彩層の厚みも大

多くの人が想像する定性的シナリオ:

自転速い ⇒ 内部の差動回転大 ⇒ 対流激しい
⇒ 磁場生成 (Dynamo 活動) 大 ⇒ 表面活動激しい
⇒ コロナ、フレア、太陽風 (CME 含む) 活動大

太陽型星の恒星風駆動



おおもとのエネルギー:中心核での核融合

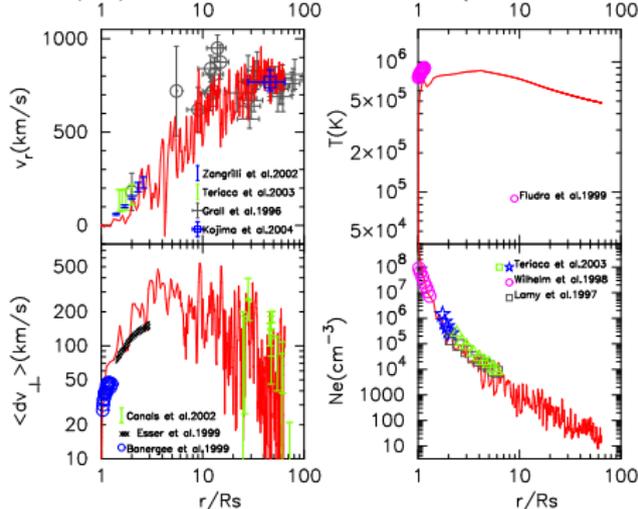
- 輻射 (大部分)+ニュートリノ (一部)
- コロナと太陽風 (エネルギーで 100 万分の 1)

1 本の磁束管での磁気流体数値実験を行う .

太陽風を説明するケース

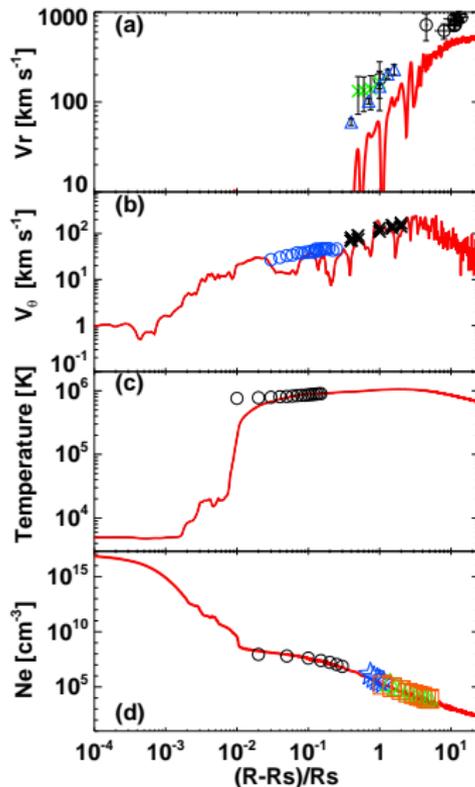
(2D) Matsumoto & Suzuki 2012 ApJ, 749, 8 ⇒

(1D) Suzuki & Inutsuka 2005 ApJL, 632, L49 ↓



▶ Solar Wind Simulation (1D)

▶ Solar Wind Simulation (2D)



MHD 近似内で \dot{M} を第一原理から
決定できる唯一の動的数値実験

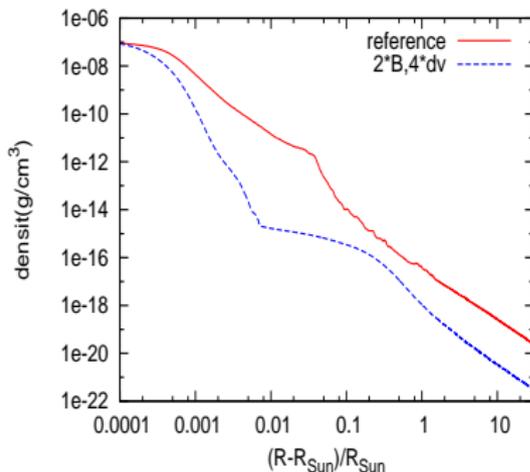
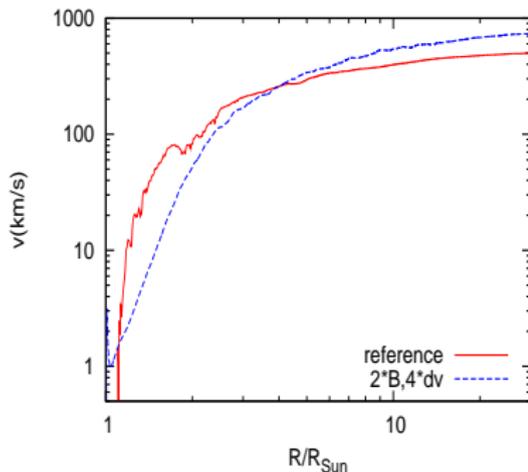
過去の太陽への外挿

(太陽表面の状況は不定性多いが)

- 表面での擾乱速度大
- 磁場強度大

これらの値を変更し(注入エネルギーを大きくし), 太陽風の状況がどう変更するかを, 1D 数値実験を用いて調べる.

速度・密度構造

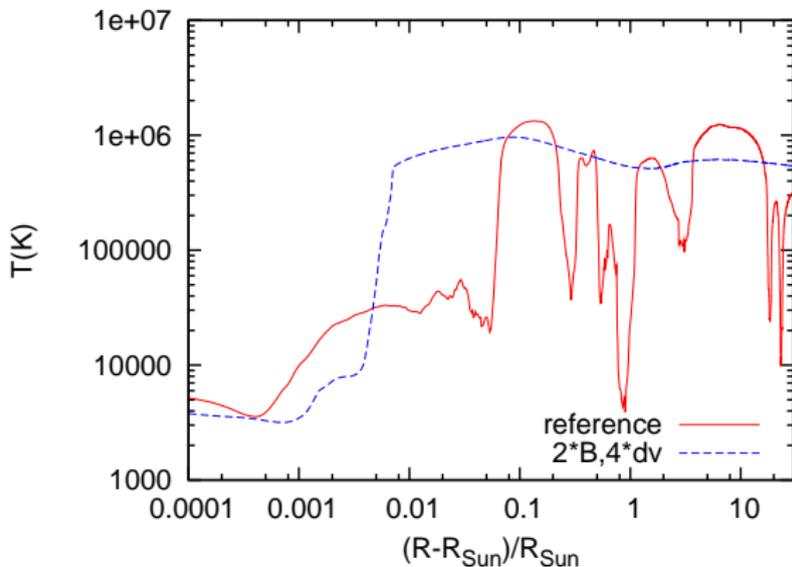


Mass Loss Rate $\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v$

- 'Reference' (現在): $\dot{M} = 2.2 \times 10^{-14} M_{\odot}/\text{yr}$
- 'Active Case' (昔): $\dot{M} = 1.2 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$

速度はほぼ同じ (~ 脱出速度); 密度が約 100 倍大

温度構造

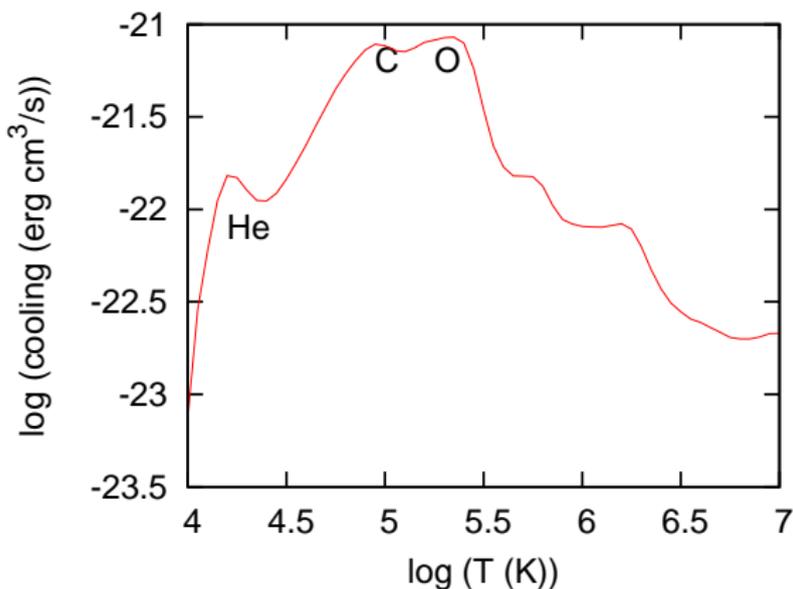


- 'Reference'(現在):
- 'Active Case'(昔): 彩層 (温度が数万度以下の領域) が厚い

Thermal Bifurcation

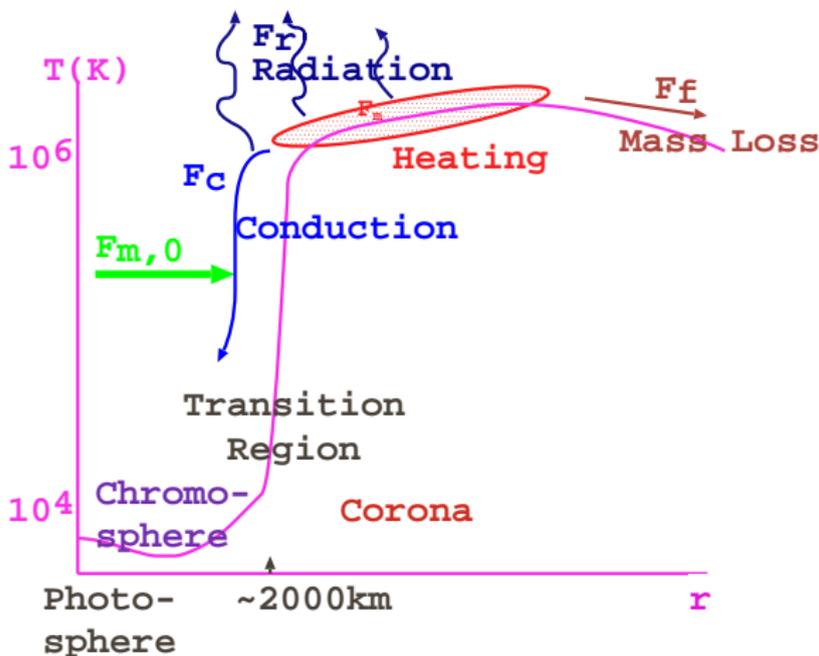
Radiative Cooling Function

Sutherland & Dopita 1993 (see also Landini & Monsignori-Fossi 1990)



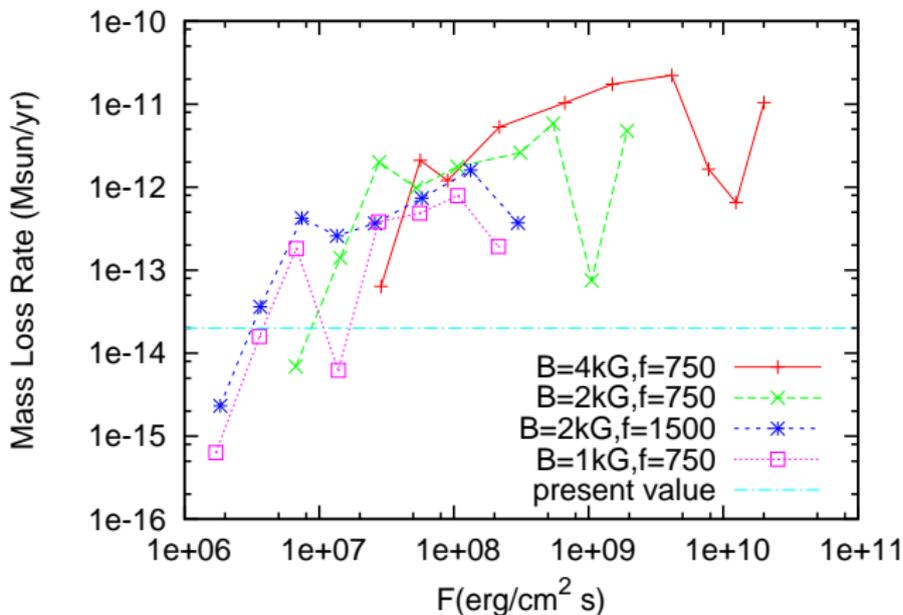
- $\gtrsim 10^5$ K に熱不安定領域
⇒ $T < 10^5$ K から $T \gtrsim 10^6$ K へ Jump-up!

熱伝導による安定化



Conductive flux: $F = \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr}$ (erg cm⁻²s⁻¹)
 T に敏感に依存

質量放出率 ($\dot{M} = 4\pi\rho v r^2$)

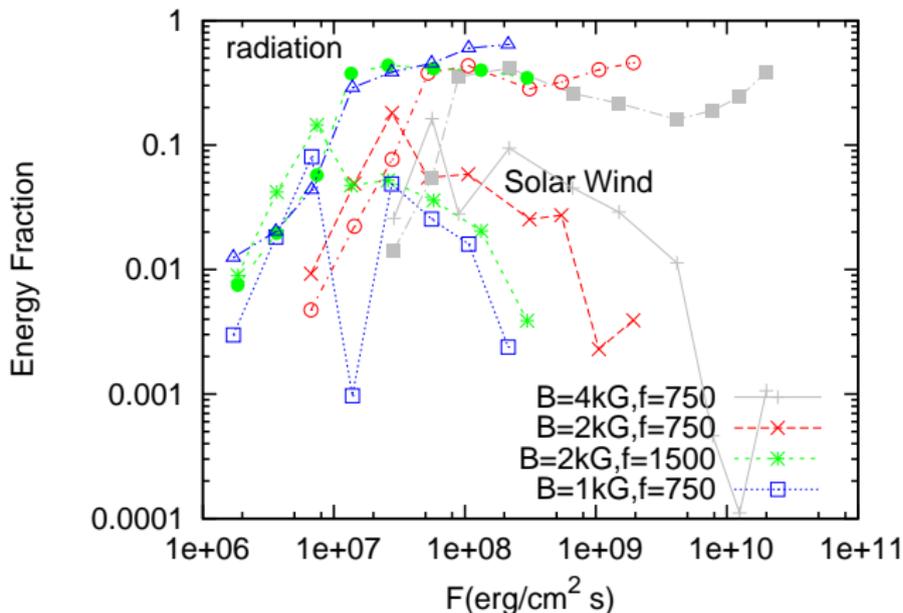


(横軸を F_X にするには閉じた領域も考慮する必要あり)

注入エネルギー (横軸) が大きくなると (過去の太陽)

- 質量放出率: 一気に数百倍まで上昇
- その後, 上昇率は鈍る ← 大部分が輻射へ

Energetics



- F 小領域: $F \uparrow$ と共に効率良く太陽風 \uparrow
- F 大領域: $F \uparrow \Rightarrow$ 輻射冷却 ($\propto \rho^2 \uparrow$)

\dot{M} の最初の急上昇の理由

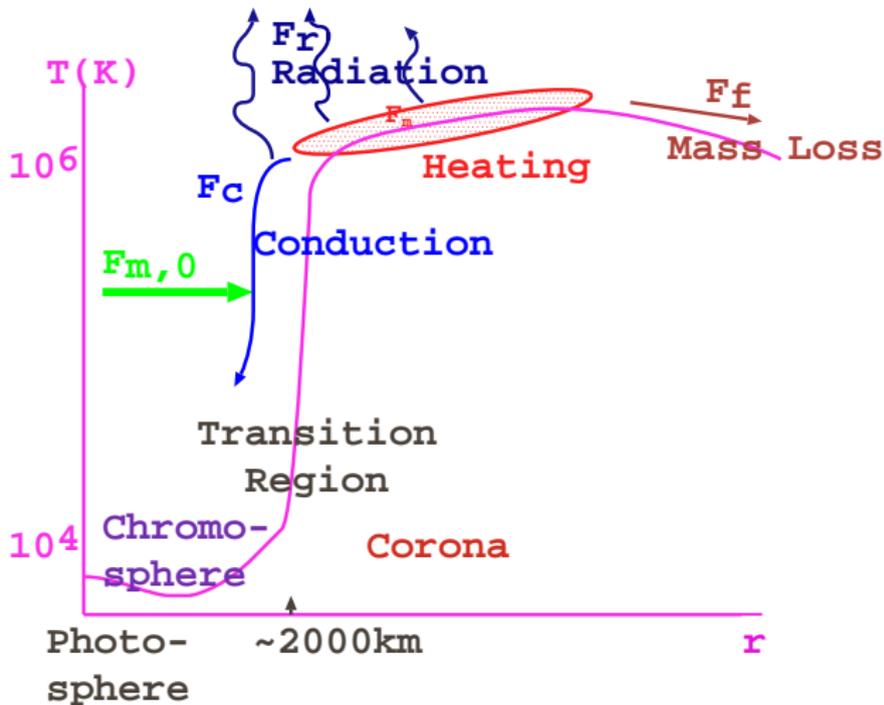
太陽大気での , Alfvén 波の非線形性と反射に関する不安定性 .

(Suzuki & Inutsuka 2006, JGR, A06101; Suzuki 2011, Spa.Sci.Rev.518, 339;

Suzuki 2011, EPS, 100, 1)

- ① 表面擾乱 $dv \uparrow \Rightarrow$ 加熱 $\uparrow \Rightarrow$ コロナ $T \uparrow$
 \Rightarrow (彩層蒸発 \uparrow) \Rightarrow 密度 \uparrow
 $\Rightarrow v_A (= B / \sqrt{4\pi\rho}) \downarrow \Rightarrow \delta v / v_A$ (非線形性) \uparrow
 \Rightarrow Alfvén 波の減衰 $\uparrow \Rightarrow$ 加熱 \uparrow
- ② 表面擾乱 $dv \uparrow \Rightarrow$ 加熱 $\uparrow \Rightarrow$ コロナ $T \uparrow$
 \Rightarrow 密度勾配 $\downarrow \Rightarrow v_A (= B / \sqrt{4\pi\rho})$ 勾配 \downarrow
 \Rightarrow 波の反射 $\downarrow \Rightarrow$ Alfvén 波がコロナへ
 \Rightarrow 加熱 \uparrow ▶ reflection

(参考) 彩層蒸発



Conductive flux : $F = \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr}$ (erg cm⁻²s⁻¹) :
Steep dependence on T

過去の太陽風 -特徴とまとめ-

質量放出率 ($\dot{M} = 4\pi\rho v r^2$) 大

- (時間を遡ると)Alfvén 波減衰の不安定性による急上昇 \Rightarrow 輻射冷却による頭打ち
- ρ が大きい .
- v は現在とさほど変わらない (数倍の範囲内で)
太陽風速度は脱出速度 ($\sim 600\text{km/s}$) が規定

温度: おそらく現在より低い (しかし不定性大)

- 密度大 \Rightarrow 熱伝導が非効率 (熱を外に流せない)
但し, 他の加熱機構が十分外側 ($> 0.3\text{AU}$) でも効けば話は別 .

CMEs の重要性

- 現在の \dot{M} への寄与 $\lesssim 10\%$
- 昔はもっと大きかった可能性大 .