

太陽風の理論と観測

鈴木 建

名古屋大学 大学院理学研究科 素粒子宇宙物理学専攻 Ta 研

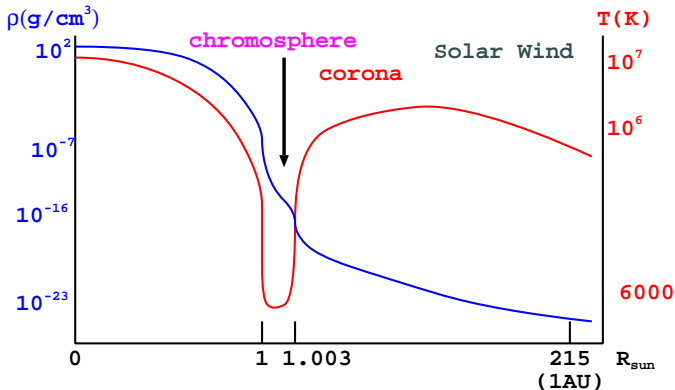
2014年8月25日

自己紹介

- 名前: 鈴木 建 (すずき たける)
- 所属: 大学院理学研究科 素粒子宇宙物理学専攻 (理学部物理学科) 理論宇宙物理研究室 (Ta 研) 准教授
Ta 研教授: 犬塚修一郎 (星/惑星形成, 星間媒質の物理)
- 研究内容: 太陽物理学に軸足を置いた天体物理学
 - 太陽や恒星からの星風駆動機構
 - 高密度星周囲の輸送現象
 - 原始惑星系円盤での乱流と惑星形成

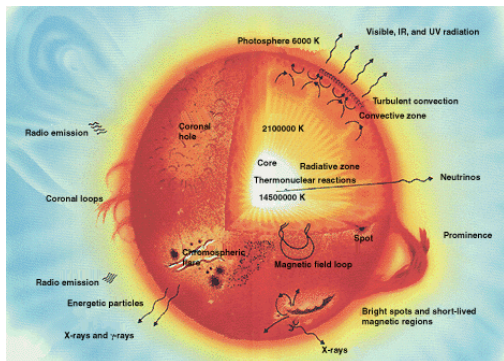
中心⇒外層への密度, 温度構造

(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
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

太陽のエネルギー生成 (何故光っているか?)

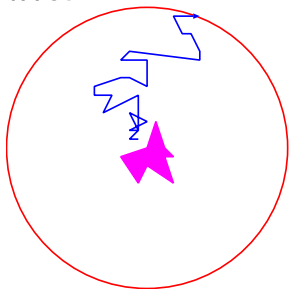


- 中心核で水素燃焼: $4p \rightarrow {}^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e + \gamma$
 - 反応経路は複数あり, より複雑
 - 質量欠損の大部分が光として放出 \Rightarrow 恒星が輝く
(ハンス ベーテ 1967 年のノーベル物理学賞)
- 大枠 (明るさ, 寿命, 大きさ) の理解は進む
- しかし未知の現象も: 対流, 質量放出, 表面活動

エネルギーの流し方

中心核で発生したエネルギー (光) \Rightarrow 外側へ

- 輻射 - 光子がランダムウォークしながら外側へ-

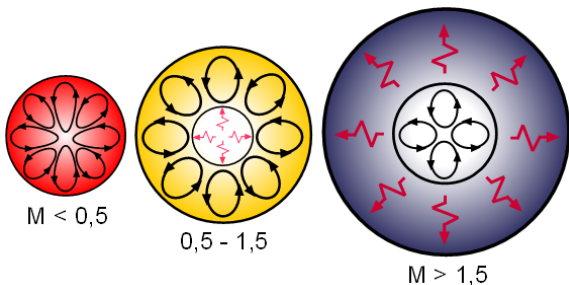


- 対流 - 輻射で流し切れない時, ガスそのものが動く -
味噌汁をガスコンロで温める場合

恒星内部構造

質量 (& 重元素量) により対流層の場所が違う.

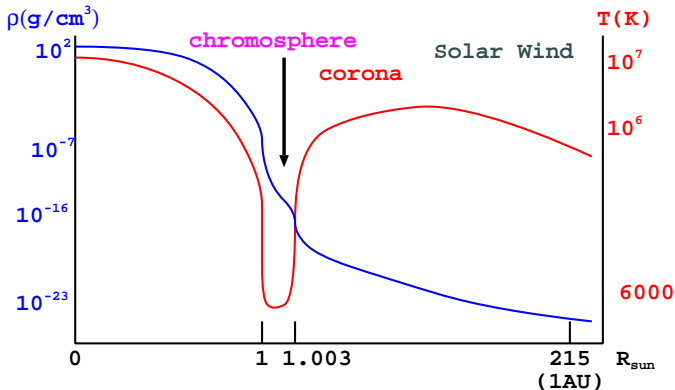
Wikipedia GNU Licence



- 大質量星: 中心付近に対流核
CNO cycle による核融合反応 \Rightarrow より大きなエネルギー
 \Rightarrow 輻射だけで中心付近のエネルギーを流し切れず
 - 低質量星: 表面付近に対流層
表面付近の密度が高い \Rightarrow 輻射が通り抜けにくい
- 太陽は表面对流層を持つ.**

中心⇒外層への密度, 温度構造

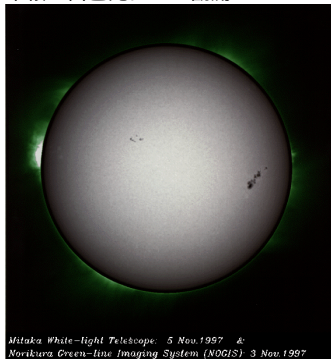
(スケールは厳密ではない)



- 低温の光球の上に高温コロナ, 太陽風
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

対流層の上面 \approx 光球下部

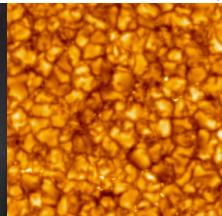
乗鞍の白色光による観測



味噌汁 (中)



粒状斑 (右; 国立天文台/JAXA 提供)



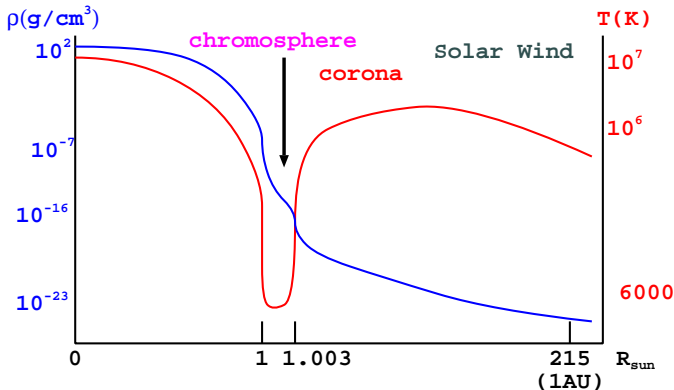
▶ kakudai_hinode03.mpg

▶ HINODE/SOT

▶ SOT061120granule

中心⇒外層への密度, 温度構造

(スケールは厳密ではない)

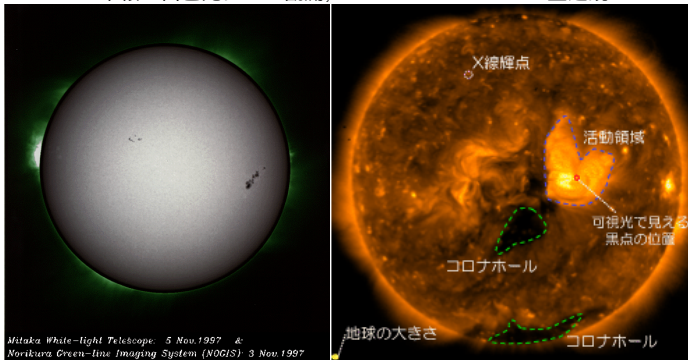


- 低温の光球の上に高温コロナ, 太陽風
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

太陽外層 - 彩層からコロナへ -

乗鞍の白色光による観測;

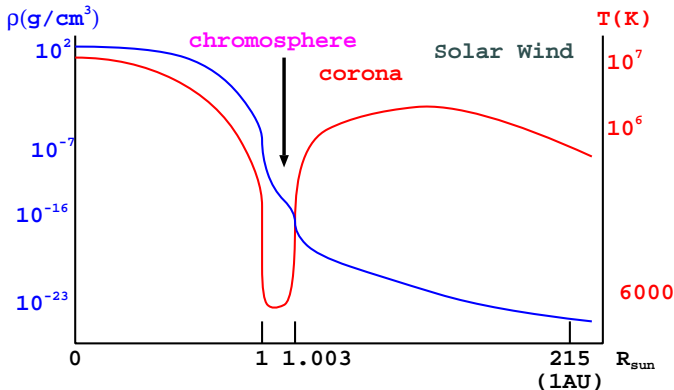
HINODE/XRT 望遠鏡



- 6000 度弱の光球 (可視光で見える表面);
半径は約 70 万 km [▶ kakudai_hinode03.mpg](#)
- その上空に数千度 ~ 1 万度の彩層;
上空数千 km まで
- さらに上空に 100 万度以上のコロナ ⇒ 太陽風

中心⇒外層への密度, 温度構造

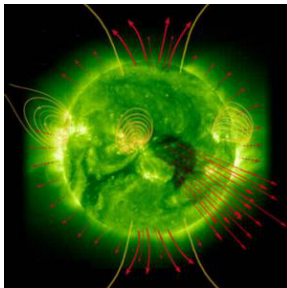
(スケールは厳密ではない)



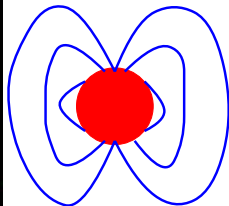
- 低温の光球の上に高温コロナ, 太陽風
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

太陽風

SOHO/EIT



Star



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

太陽から吹き出す高温の電離した粒子(プラズマ)。

- 陽子(Hイオン), 電子, Heイオン, その他重イオン...
- 流失量: 毎秒 100 万トン (1年で太陽質量の 2×10^{-14} 倍)

▶ xmas_c2_big.mpg

地球近傍で

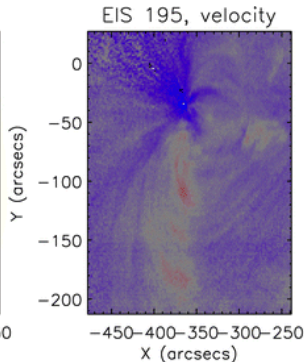
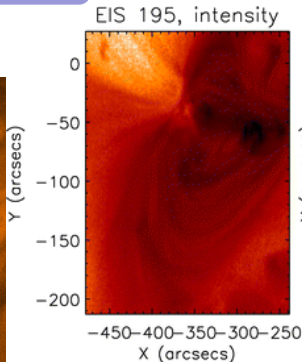
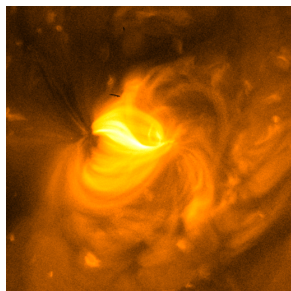
- 速度: 300 – 900 km/s
- 温度: 10 – 100 万度

Hinodeによる太陽風根元の上昇流の観測

Sakao et al.2007 (XRT)

Harra et al.2008 (主に EIS)

▶ Sakao et al.2007

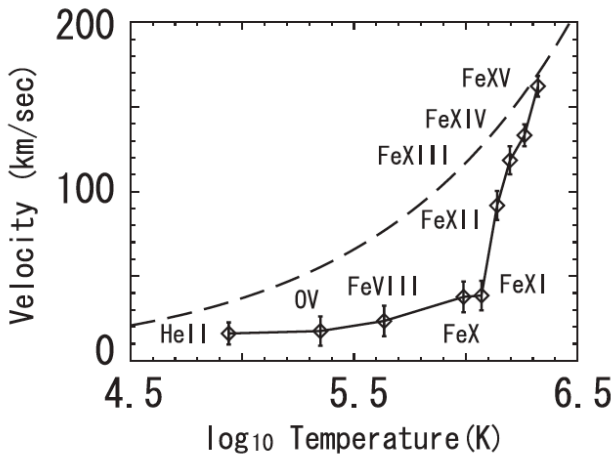


同じ場所の観測

ドップラー観測により, ≥ 100 km/s の上昇流

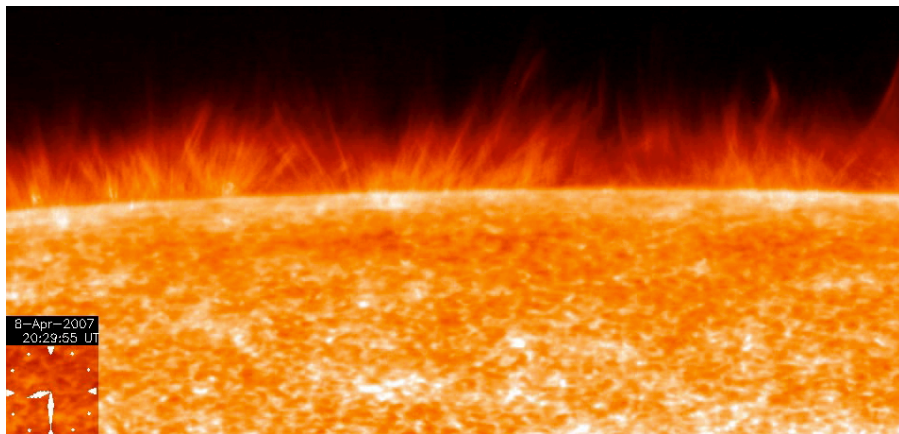
太陽風根元での上昇流

Imada et al.2007



前ページと違う場所だが似た性質の領域での観測

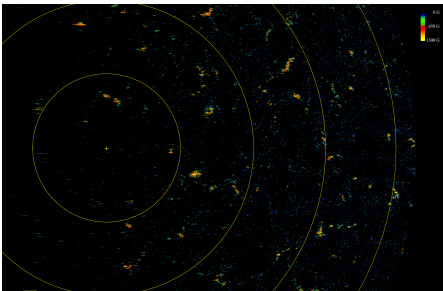
より細かい構造 -Spicules-



▶ SOT070408spicule

▶ SOT061218ejectionnewfast

太陽風のガイド -磁束管-

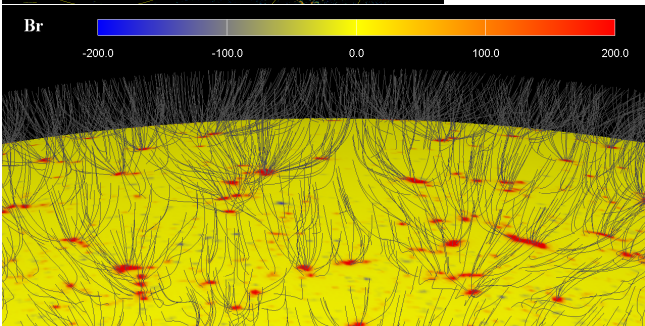


Tsuneta et al.2008; Shimojo et al.2009;

Itoh et al.2010; Shiota et al.2012

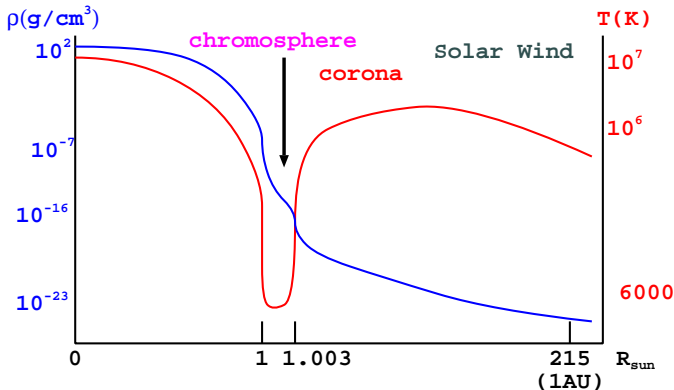
磁束管:根元で kG 磁場 \Rightarrow 上空で急激に開く磁束管

▶ SOT061120active



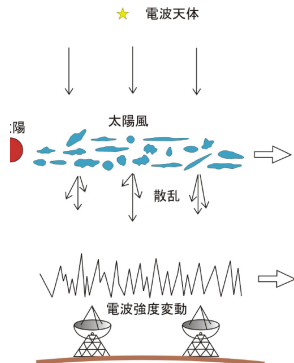
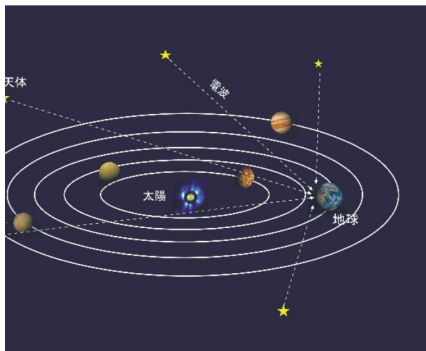
中心⇒外層への密度, 温度構造

(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
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

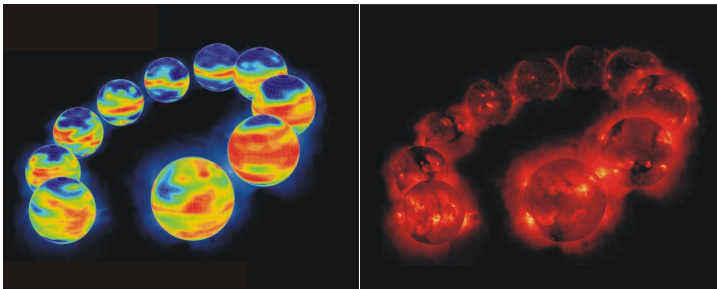
惑星間シンチレーション観測—続—



光源 (電波星) の手前の太陽風中の擾乱を観測

IPS 観測による太陽の周期活動

1991年 - 2000年



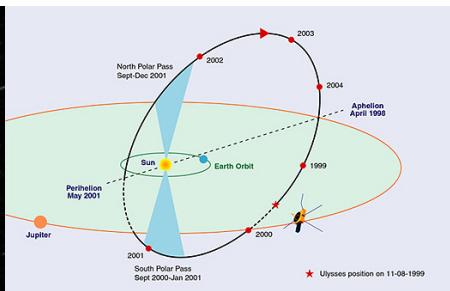
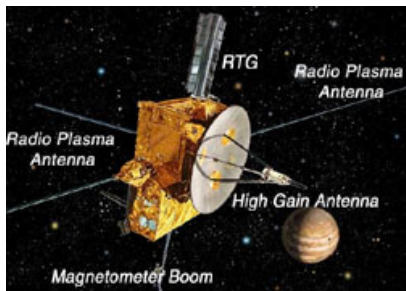
左: 太陽風速度 (青が速い)

右: Yohkoh による X 線画像

(時計周りで 1991⇒2000)

- 活動極小期 (1995-1996): 高速風領域が広く
- 活動極大期: 低速風領域が卓越

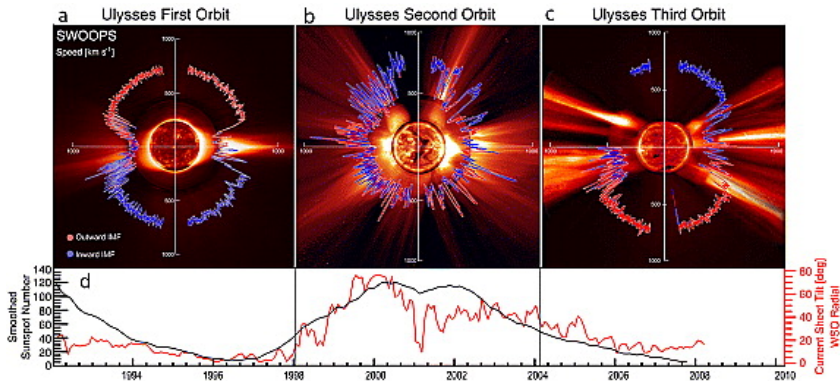
Ulysses による ‘その場’ 観測



- 太陽風プラズマの物理量 (速度, 密度, 温度) を直接測定
- その場観測: 他にも ACE(地球近傍から) など

Ulysses による観測

McComas et al.2008

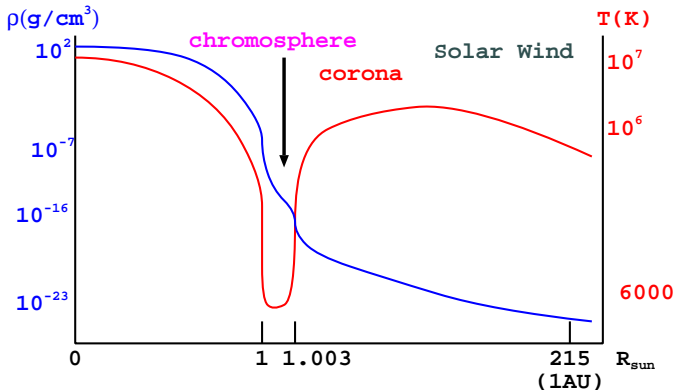


左から 1992-98(極小); 1998-2004(極大); 2004-2008(極小)

- 高速風 (~700-800km/s) と低速風 (~300-400km/s)
- 太陽活動と共に変動

中心⇒外層への密度, 温度構造

(スケールは厳密ではない)

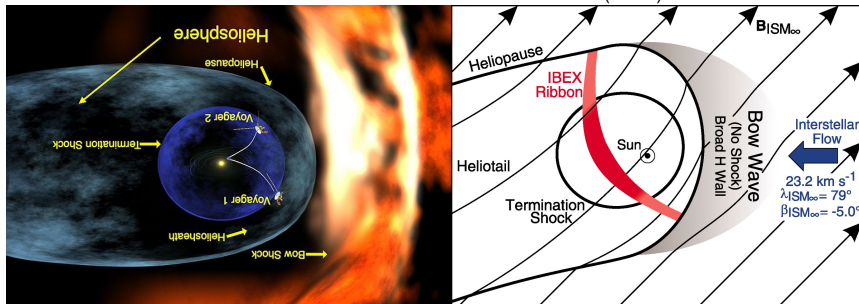


- 低温の光球の上に高温コロナ, 太陽風
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

太陽風の終着点

NASA/Walt Feimer

McComas et al.2012 (IBEX)



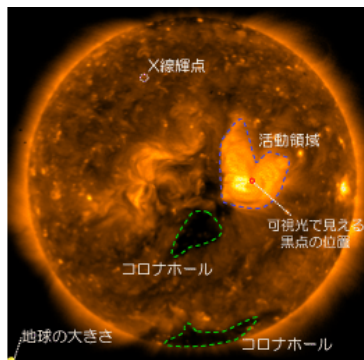
終端衝撃波 (~ 100AU)

- ヘリオポーズ (太陽風と星間空間の境目)
- バウショック (?)

- 2012年8月25日に123AUの位置で、ボイジャー1号がヘリオポーズを通過したと考えられている。但し、磁力線の形状が当初の予測と異なっており、議論を呼んでいる。

太陽の様々な領域

HINODE/XRT



- 活動領域
 - コロナホール
 - 磁場構造が“開いて”いる
 - 高速風の源
 - 静穏領域
- 低速風の起源についてはまだ謎多いが
- 高速風の根元は低温 (~100 万度)
 - 低速風の根元は高温 (>100 万度)

太陽風加速の理論的研究

Parker(1958)の太陽風解

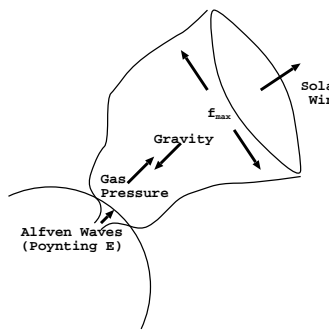
- 太陽コロナのガス圧: 周囲の星間物質よりも大きい
⇒ コロナガスは流れ出す。

定常状態を仮定 ($\partial/\partial t = 0$)

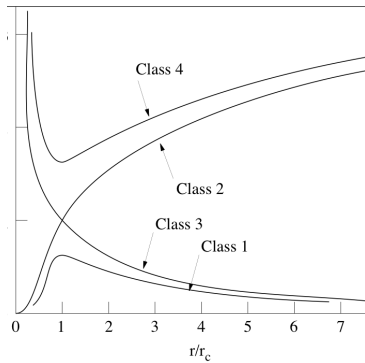
- 質量保存の式: $4\pi r^2 \rho v = \text{const.}$
- 運動方程式: $v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} - \frac{GM}{r^2}$
- 等温を仮定: $p = \rho c_s^2$

最終的に次の常微分方程式を得る:

$$\frac{1}{v} \frac{dv}{dr} = \left[\frac{2c_s^2}{r} - \frac{GM}{r^2} \right] / [v^2 - c_s^2]$$



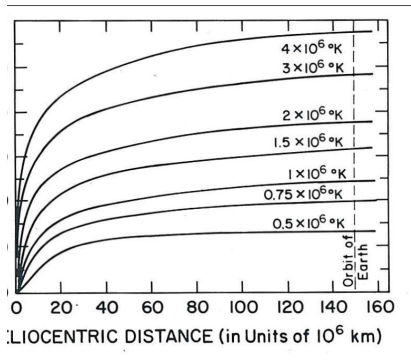
Parker 解



- 現実の太陽風は遷音速解になっている。
- 観測されている太陽風をおおざっぱに説明。

Parker 解の温度依存性

Parker 1958



コロナが高温 (ガス圧が大) な程, 速い太陽風

Parker 解の特徴と改良すべき点

太陽上空にコロナがある場合のガス圧による太陽風駆動機構

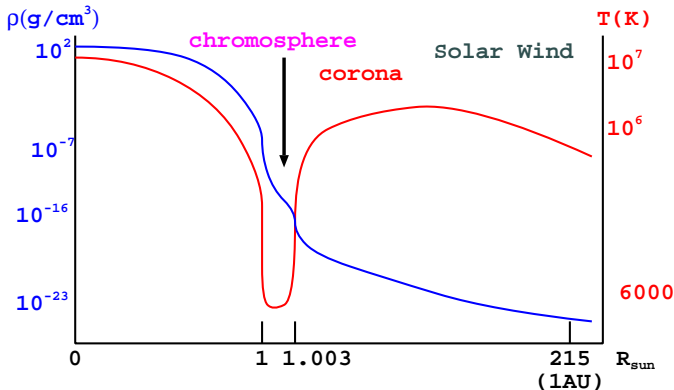
- 何故コロナがあるか (コロナ加熱問題) は問うていない.
- 実は表面 (光球) からコロナまでは長い“道程”
- 太陽風速度とコロナ温度は正相関
 - ⇒ 高速風/低速風の観測とは矛盾
 - ⇒ ガス圧以外の加速項を示唆

主に考えるべきは

- 太陽表面から太陽風根元 (コロナ底部) までの連結
- ガス圧以外の効果; 磁場の重要性

密度、温度構造

(スケールは厳密ではない)



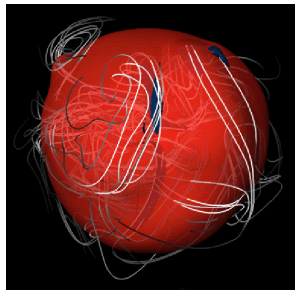
- 低温の光球の上に高温コロナ，太陽風
- 光球からコロナ下部まで，密度は8ケタ以上減少．(大気は薄皮だが，密度変化は急激)

磁場の重要性

表面对流層における磁場の増幅

- 運動エネルギー \Rightarrow 磁場エネルギー
- 結果として、太陽表面は磁場だらけ
- だが、磁場のエネルギー (平均値):
運動エネルギーの $1/100 \sim 1/10000$
程度
 - 但し黒点ではある程度強い磁場

上空(コロナ, 太陽風)では磁場の役割が
重要に

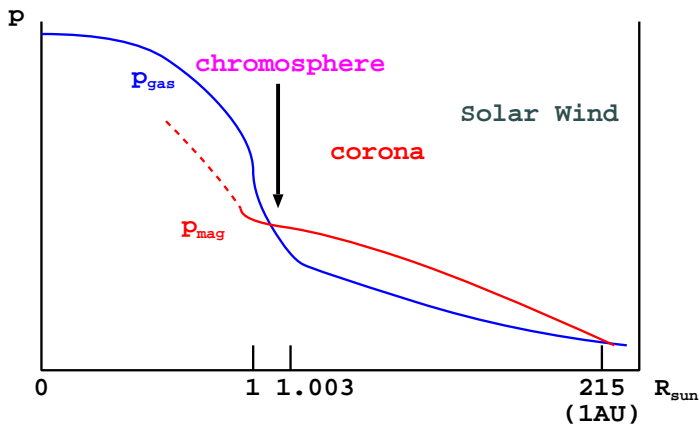


ベテルギウス内部での磁
場増幅 (ダイナモ)

Dorch 2004

ガス圧と磁気圧

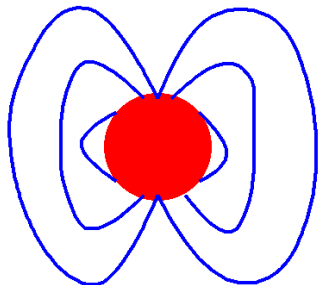
(スケールは厳密ではない)



光球の少し上で，磁場とガスが逆転

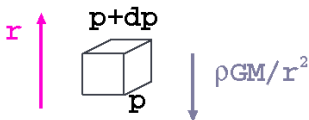
磁場と密度の勾配

Star



静水圧平衡を仮定:

$$\frac{dp}{dr} + \rho GM/r^2 = 0$$



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

$$\sim \rho_0 \exp[-(r-r_0)/H]$$

$$(\text{一般的に } H = c_s^2 / (GM/r_0^2) \ll r_0)$$

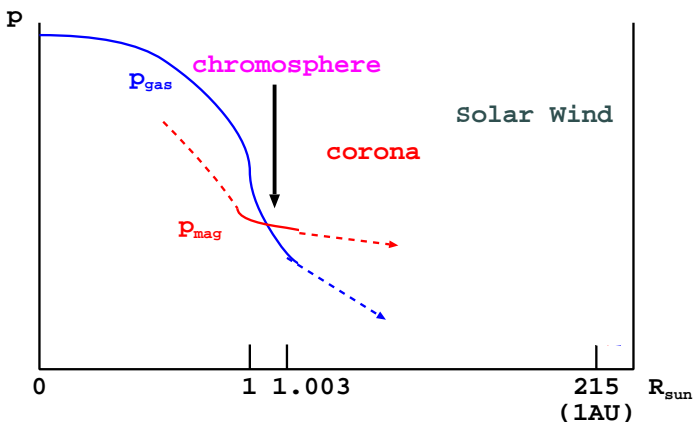
$$B \sim (r/r_0)^{-3} \text{ (dipole)}$$

- 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.

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 $E \ll$ ガス E になると

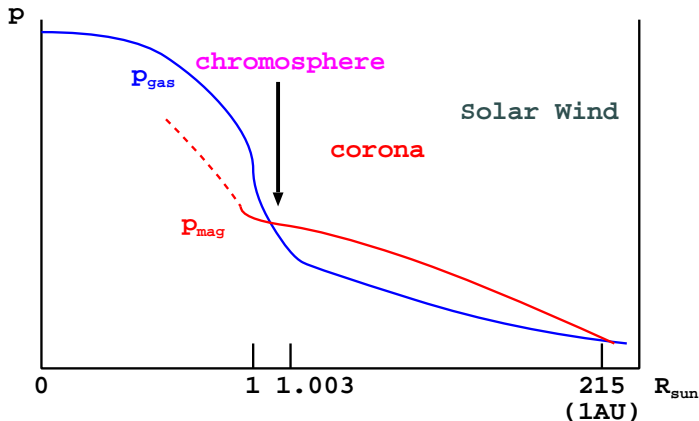
磁場のエネルギーがほんの少し散逸する
⇒ ガスにとってみると莫大な加熱

結局

- ガスが加熱されたり (内部エネルギーへ転化):
コロナ加熱
- 加速されたり (運動エネルギーへ転化):
太陽風加速

ガス圧と磁気圧

(スケールは厳密ではない)



コロナ加熱や太陽風加速

⇒ 上空での磁気圧とガス圧の比があまり大きくなり
ならない。

磁場 $E \ll$ ガス E になると

磁場のエネルギーがほんの少し散逸する
⇒ ガスにとってみると莫大な加熱

結局

- ガスが加熱されたり (内部エネルギーへ転化):
コロナ加熱
- 加速されたり (運動エネルギーへ転化):
太陽風加速

する .

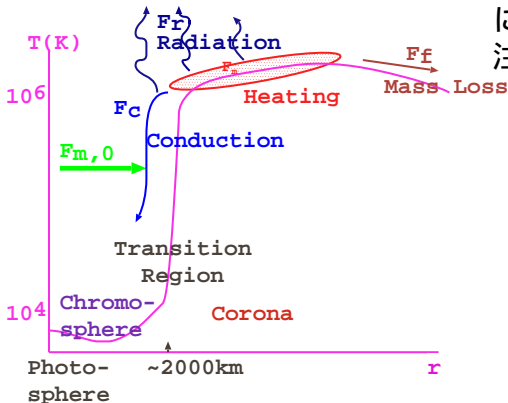
どのようにして磁場が散逸し , 加熱 , 加速過程が
起きているのかが謎

コロナ加熱，太陽風加速問題

3種のエネルギー損失

- 輻射冷却
- 熱伝導
- 太陽風 (断熱膨張)

に見合うだけ，エネルギー注入



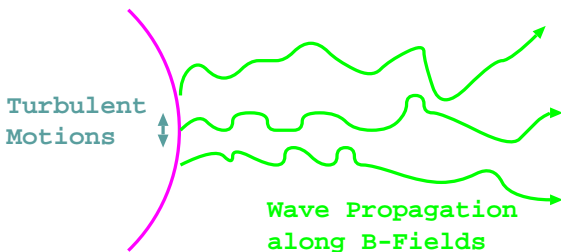
- 必要なエネルギーは表面擾乱の1%以下
エネルギーは十分
- やり方が未解明点。
 - 磁場のエネルギーを上空まで持ち上げ
 - ちょうど良い所で散逸 (周囲のガスを加熱, 加速)

コロナ加熱，太陽風加速機構

しばしば、以下のような2つに分けられる。

- 磁気流体波動
AC(交流)加熱
- 磁力線のつながり変え(フレア)
DC(直流)加熱

加熱, 加速機構 1: 波動



- 乱流運動が，色々なモードの波を励起
- アルフベン波 (磁力線を伝わる横波) が重要視される (← 減衰せずに上空までの伝搬が可能). 波の減衰により，周囲のプラズマを加熱

乱流 ⇒ 波 (磁場) のエネルギー ⇒ 熱, 運動エネルギー

Alfvén 波による加圧

運動方程式：

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} - \frac{1}{\rho} \frac{dp_A}{dr} - \frac{GM}{r^2}$$

ここで $p_A = \frac{B^2}{8\pi}$ (波の圧力)

波の振幅が大きい程太陽風速度が大きくなる。

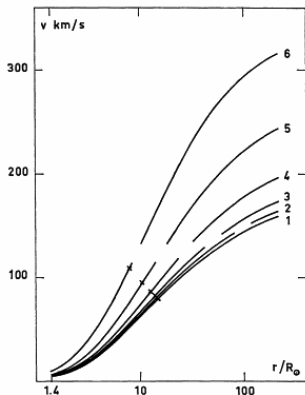
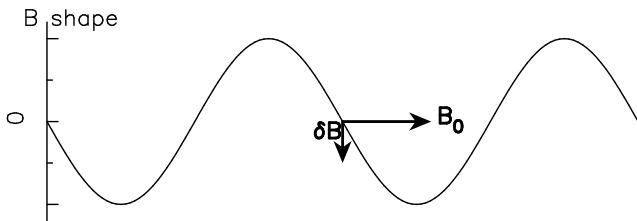


Fig. 1a. The flow velocity as a function of the logarithm of the radial distance for six values of α_0 ranging from 0 to 10^{-5} J/m^3 . The coronal temperature is $1.7 \cdot 10^6 \text{ K}$. Break in the curves indicates the limit of validity of the linear description. The critical point is indicated by an asterisk. The labelling of the curves is given by Table 1

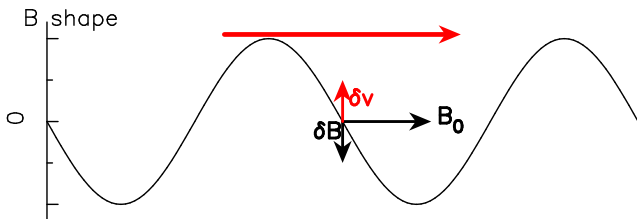
(参考)Alfvén 波と Elsässer 変数



Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 磁力線の形だけでは, 伝搬方向は分からない.
⇒ 速度擾乱の情報が必要

(参考)Alfvén 波と Elsässer 変数

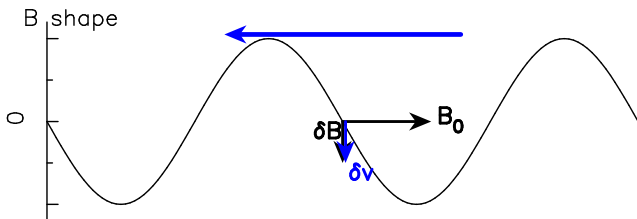


Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 磁力線の形だけでは, 伝搬方向は分からない.
⇒ 速度擾乱の情報が必要

δB と δv が逆位相 ⇒ B_0 (図では右) 方向に伝わる.

(参考)Alfvén 波と Elsässer 変数

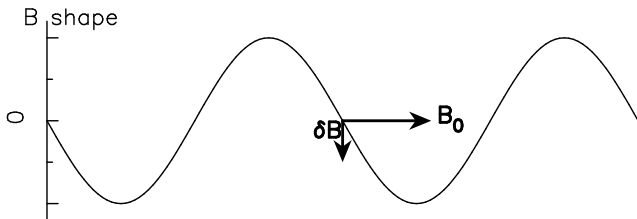


Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 磁力線の形だけでは, 伝搬方向は分からない.
⇒ 速度擾乱の情報が必要

δB と δv が同位相 ⇒ $-B_0$ (図では左) 方向に伝わる.

(参考)Alfvén 波と Elsässer 変数



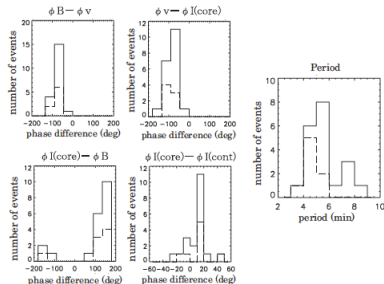
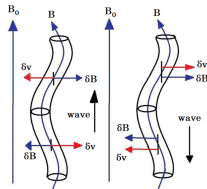
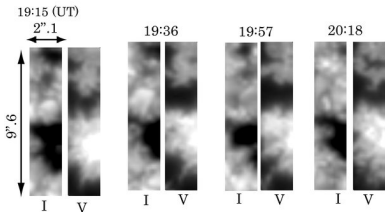
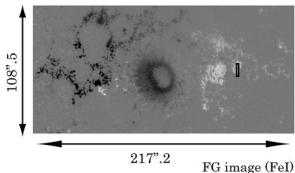
Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 磁力線の形だけでは, 伝搬方向は分からない.
⇒ 速度擾乱の情報が必要

$z_{\pm} \equiv \delta v \mp \delta B / \sqrt{4\pi\rho}$: Elsässer 変数

Alfvén 波の観測 –光球–

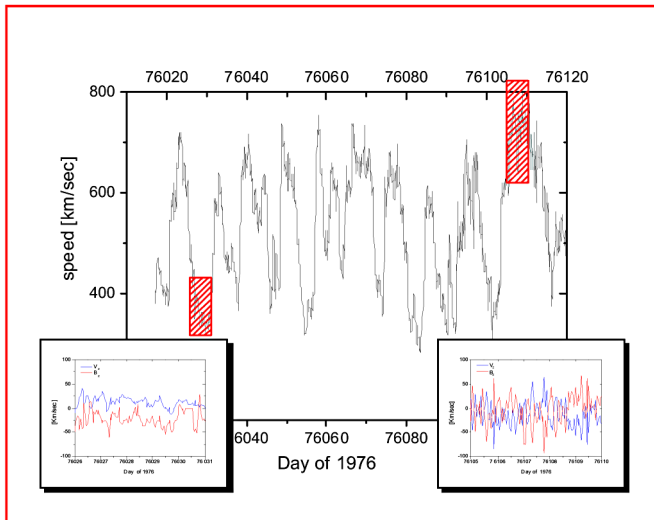
HINODE/SOT による太陽光球観測 (Fujimura & Tsuneta 2009)



Elsässer 変数の観測により、ほとんどの Alfvén 波が反射して表面に戻って来ていることが分かる。

Alfvén 波の観測 -地球軌道付近-

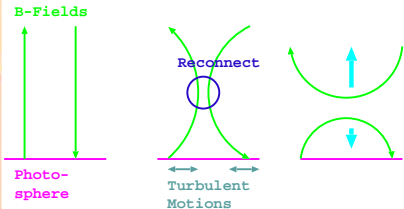
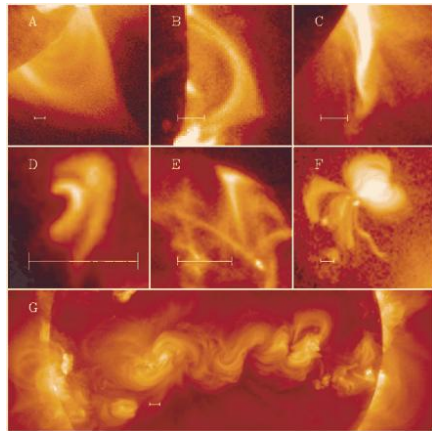
Helios-2 による活動極小期の観測 (Bruno & Carbone 2005 のレビューより)



B と v の観測 \Rightarrow Alfvén 波の存在

加熱, 加速機構 2: 磁力線のつなぎ変え (フレア)

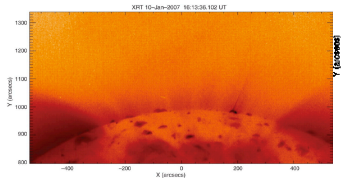
YOHKOH



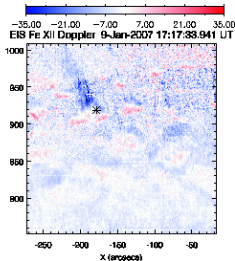
乱流 ⇒ 磁気エネルギー ⇒ 熱, 運動エネルギー

極域コロナホールの間欠的活動

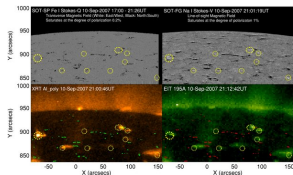
Cirtain et al.2007



Kamio et al.2007



Shimojo & Tsuneta 2009



- 少なくとも一部はリコネクションが関連?
- 物質の流れ出しと波動も見えている模様
- 質量放出率としては全体の $\sim 1/10$ 程度
- ~ 30 km/s の blue shift
⇒ $\lesssim 300$ km/s の流れ出し (LoS 効果)

数値実験

磁場存在下の流体 (プラズマ) として扱う.

⇒ 磁気流体力学がしばしば用いられる.

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \vec{v}) = 0$$

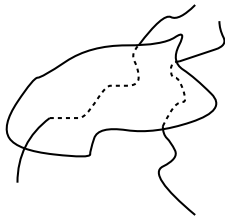
$$\frac{d\vec{v}}{dt} + \frac{1}{\rho} \nabla (p + \frac{B^2}{8\pi}) - \frac{(\vec{B} \cdot \nabla) \vec{B}}{4\pi\rho} = 0$$

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} = \nabla \times (\vec{v} \times \vec{B})$$

$$\rho \frac{de}{dt} = -p \nabla \cdot \vec{v}$$

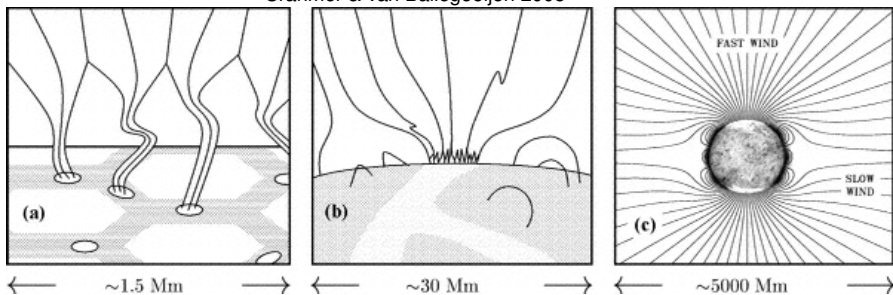
\vec{v} :速度; \vec{B} :磁場; ρ :密度; p :圧力; e :内部エネルギー (質量当り)

餅 (流体) の中のゴム紐 (磁力線) に例えられる。



数値実験

Cranmer & van Ballegooijen 2005



- 磁力線上を1本1本細かく解像して解く.
- 大局構造を解く.

松本さんのシミュレーション ▶ Simulation by Matsumoto

まとめ

太陽風: 太陽から吹き出す高温プラズマ .

- 様々な観測手法
 - リモート観測: X線, 紫外線, 可視光, 電波
 - その場観測によるプラズマの直接診断
- 最近の弱い太陽活動 ⇒ 太陽風もこれまでと少し違う
- 太陽風駆動: コロナのガス圧 + α (Alfvén 波などの磁気波動)
 - 減衰過程: 乱流, 衝撃波生成などなど; 実際の所何が重要かは未解明

太陽風の観測で色々な事実が判明するのに対し, 理論は後手後手に回っている印象 (研究する題材が沢山あることの裏返し.)

対流の発生

泡が断熱的に少し浮き上がる場合を考える。

at $z+\delta z$

$$p+\delta p_{ad}$$

$$\rho+\delta \rho_{ad}$$

$$T+\delta T_{ad}$$

$$p+\delta p_b$$

$$\rho+\delta \rho_b$$

$$T+\delta T_b$$

- 圧力平衡: $\delta p_{ad} = \delta p_b$

- もし $\delta \rho_{ad} < \delta \rho_b$, $\delta T_{ad} > \delta T_b$ ($p \propto \rho T$ に注意) であれば, 泡は浮力でさらに浮き上がる。

at z

$$p, \rho, T$$

$$p, \rho, T$$

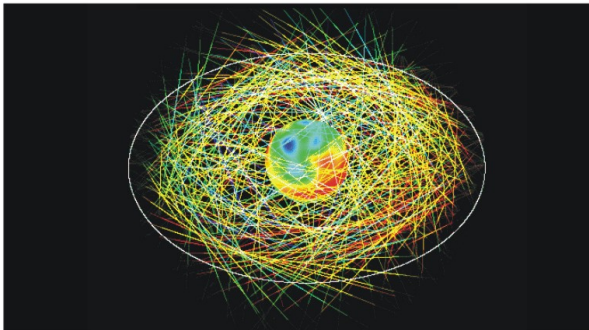
周囲の温度勾配が $\frac{dT_b}{dz} < \frac{dT_{ad}}{dz}$ であれば, もとの位置に泡は戻らずに浮き上がり続ける: **対流不安定**

(一般に $\delta T < 0$ なので,)

温度勾配が断熱勾配より急なら対流発生。



惑星間シンチレーション観測 -続-



色々な電波星を使用し，3次元太陽風構造を構築．
(詳細は太陽風研究室の方にお聞き下さい)