

# 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

2012年8月27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

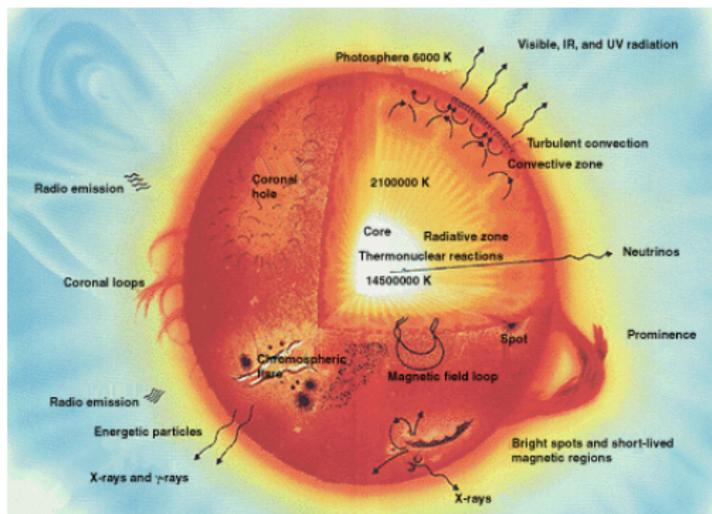
本日の Ta 研からの参加者

- 松本 琢磨 (日本学術振興会特別研究員)
- 田中 佑希 (修士課程 2 年)
- 他にも来るかもしれない

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

# 太陽のエネルギー生成 (何故光っているか?)

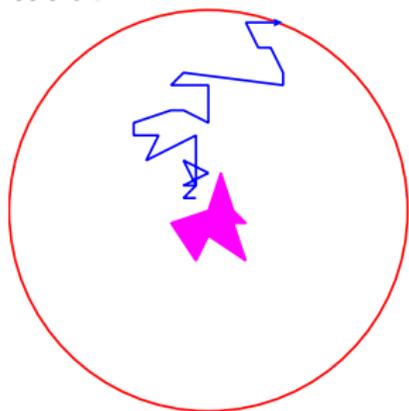


- 中心核で水素燃焼:  $4p \rightarrow {}^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e + \gamma$ 
  - 反応経路は複数あり, より複雑
  - 質量欠損の大部分が光として放出  $\Rightarrow$  恒星が輝く (ハンス ベーテ 1967 年のノーベル物理学賞)
- 大枠 (明るさ, 寿命, 大きさ) の理解は進む
- しかし未知の現象も: 対流, 質量放出, 表面活動

# 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

## 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, )

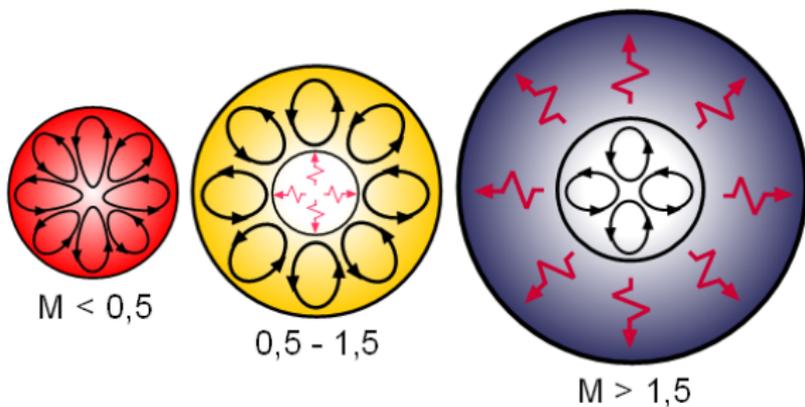
**温度勾配が断熱勾配より急なら対流発生。**



# 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

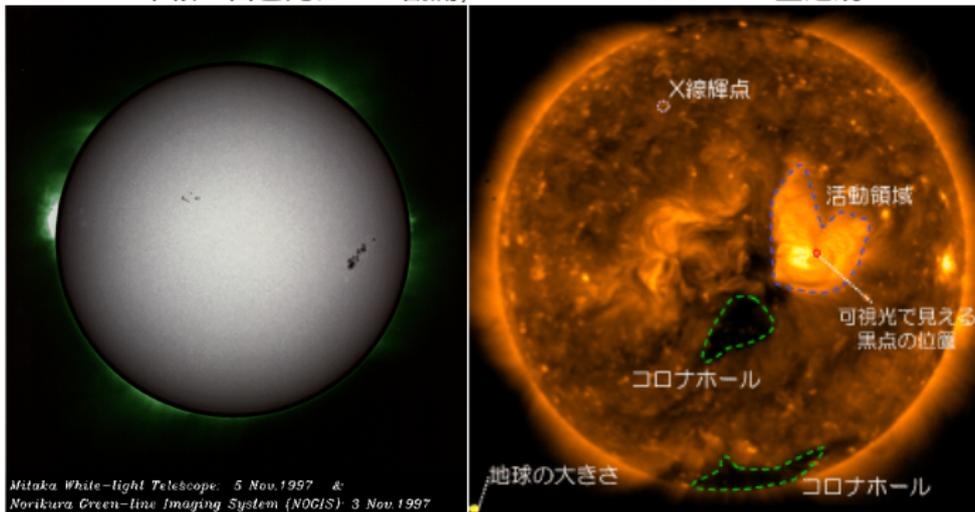


- 大質量星: 中心付近に対流核  
CNO cycle による核融合反応  $\Rightarrow$  より大きなエネルギー  
 $\Rightarrow$  輻射だけで中心付近のエネルギーを流し切れず
  - 低質量星: 表面付近に対流層  
表面付近の密度が高い  $\Rightarrow$  輻射が通り抜けにくい
- 太陽は表面对流層を持つ.**

# 太陽外層 - 彩層からコロナへ -

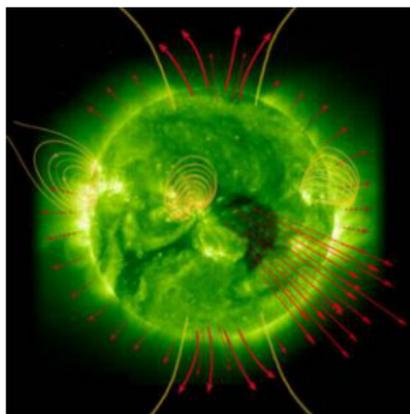
乗鞍の白色光による観測;

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

# 太陽風



SOHO/EIT

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  $2 \times 10^{-14}$  倍)

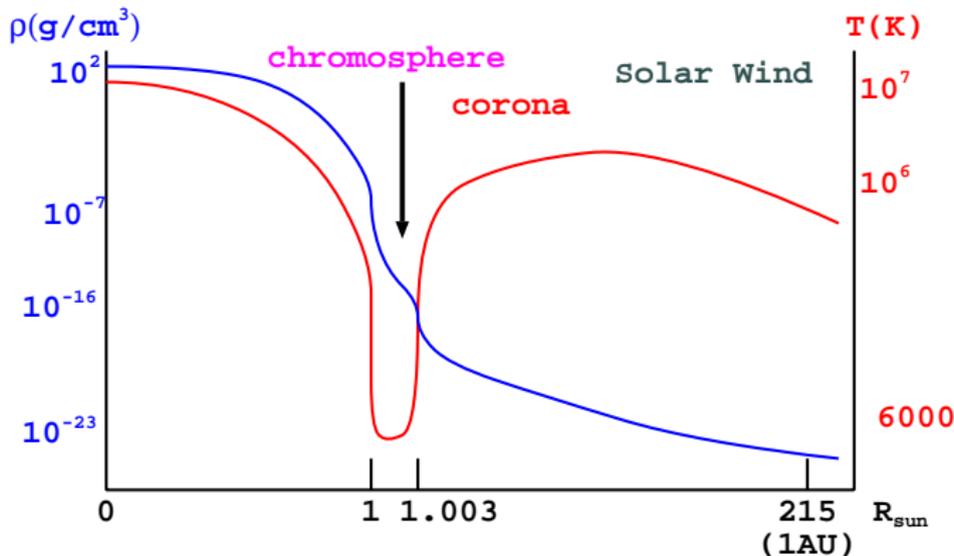
▶ [xmas\\_c2\\_big.mpg](#)

地球近傍で

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

# 中心⇒外層への密度, 温度構造

(スケールは厳密ではない)

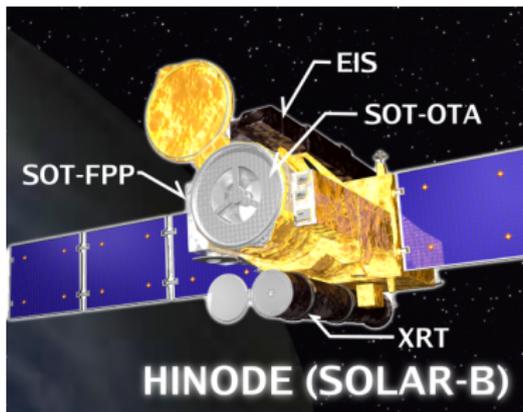


- 低温の光球の上に高温コロナ, 太陽風
- 光球からコロナ下部まで, 密度は8ケタ以上減少. (大気は薄皮だが, 密度変化は急激)

# 太陽風の観測

- HINODE の観測:  
太陽風の根元
- Ulysses の観測:  
人工衛星による‘その場’観測
- 惑星間シンチレーション観測:  
電波によるリモート観測

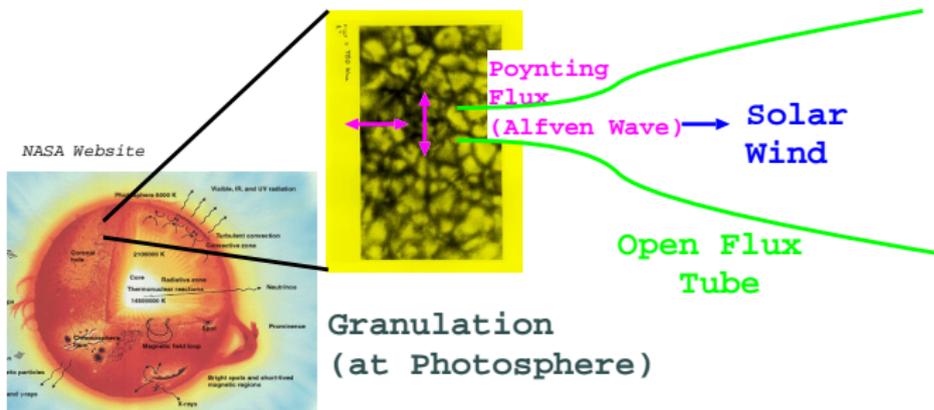
# Hinode 衛星



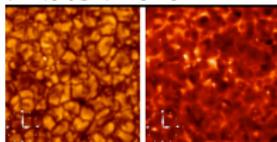
2006年9月23日打ち上げ

- 可視光望遠鏡: 磁場 (光球) の測定
- X線望遠鏡: 高温プラズマの観測
- 極紫外撮像分光装置: 太陽大気診断 (速度, 温度, 密度...)

# 太陽表面から惑星間空間へ



## 太陽表面

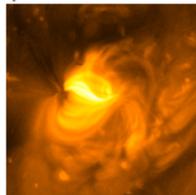


▶ HINODE/SOT

▶ SOT061120granule

## 太陽風の根元

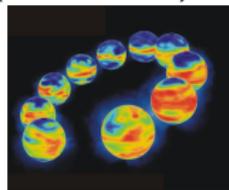
(Sakao et al.2007)



▶ Sakao et al.2007

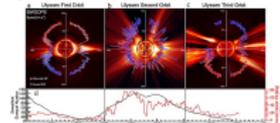
## 惑星間空間

(リモート)

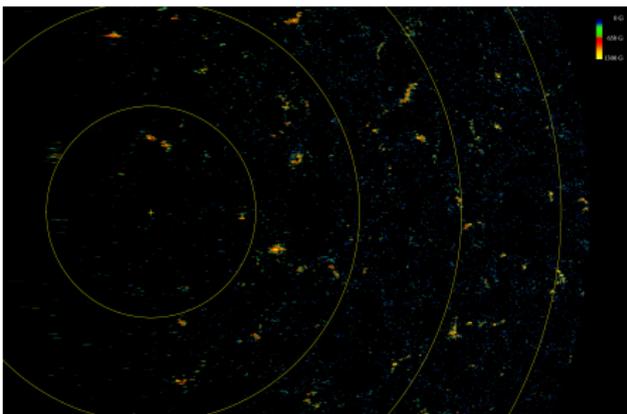


## 惑星間空間

(“その場”)



# Flux Tube の形状

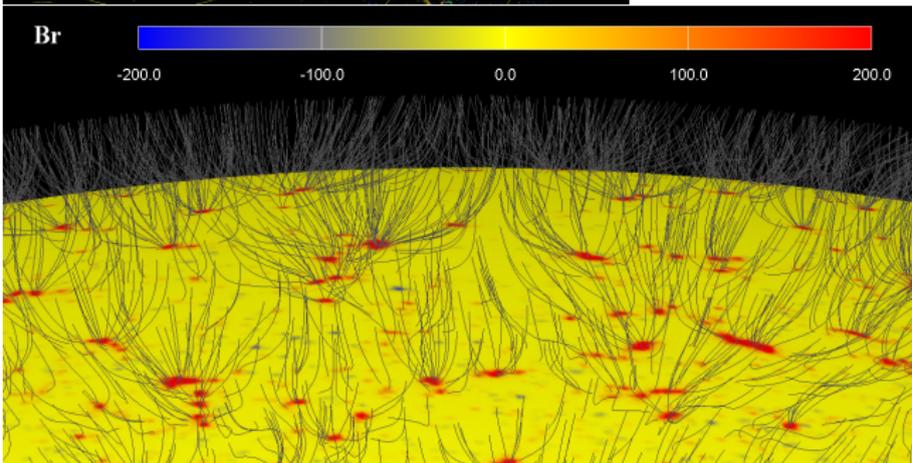


Tsuneta et al.2008; Shimojo et al.2009;

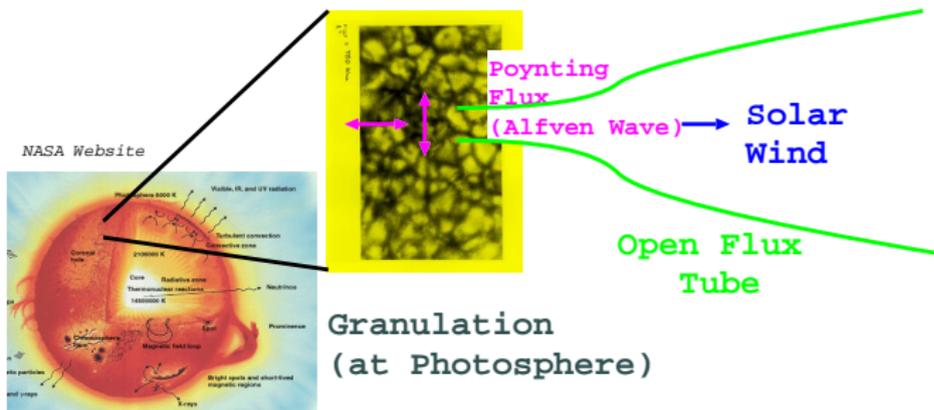
Itoh et al.2010; Shiota et al.2010

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

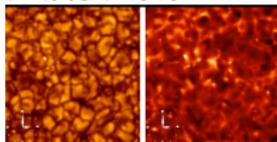
▶ SOT061120active



# 太陽表面から惑星間空間へ



## 太陽表面

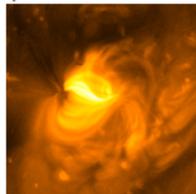


▶ HINODE/SOT

▶ SOT061120granule

## 太陽風の根元

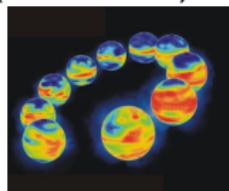
(Sakao et al.2007)



▶ Sakao et al.2007

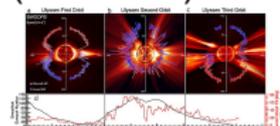
## 惑星間空間

(リモート)



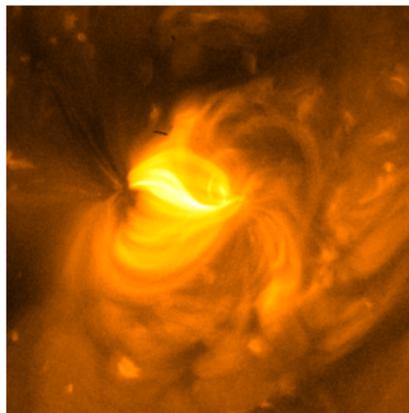
## 惑星間空間

(“その場”)



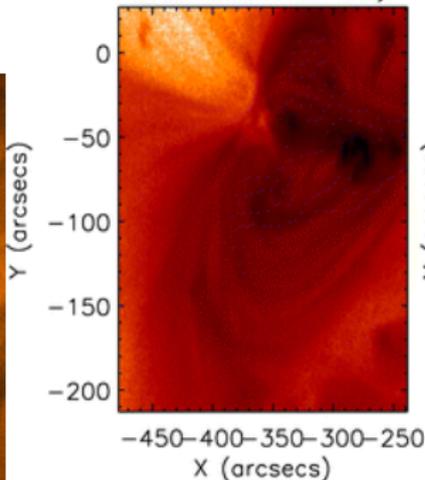
# Hinodeによる太陽風根元の上昇流の観測

Sakao et al.2007 (XRT)

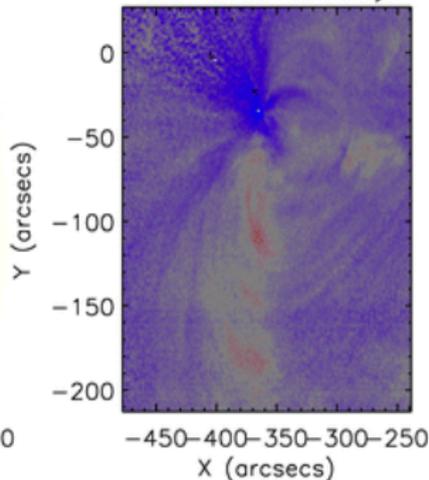


Harra et al.2008 (主に EIS)

EIS 195, intensity



EIS 195, velocity

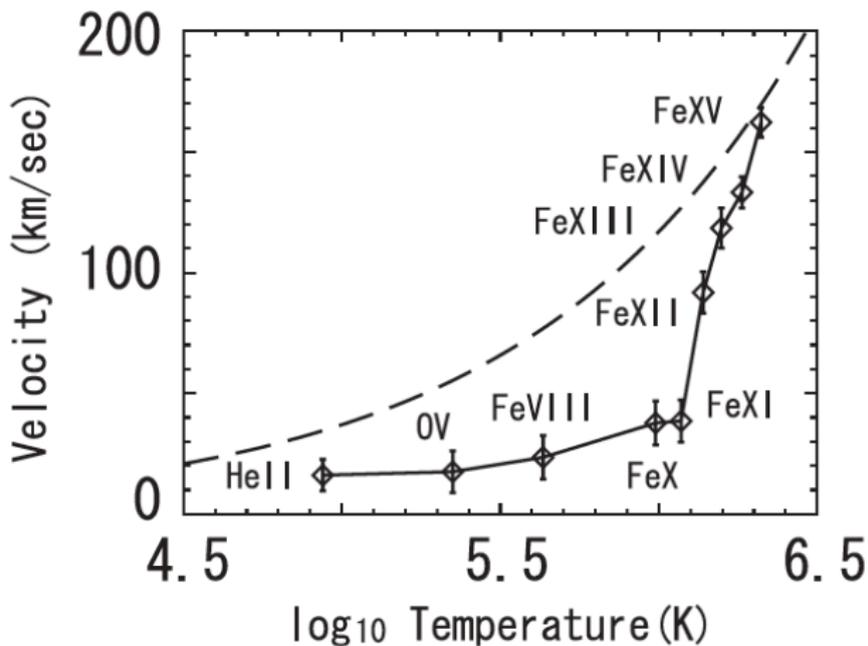


同じ場所の観測

ドップラー観測により,  $\geq 100$  km/s の上昇流

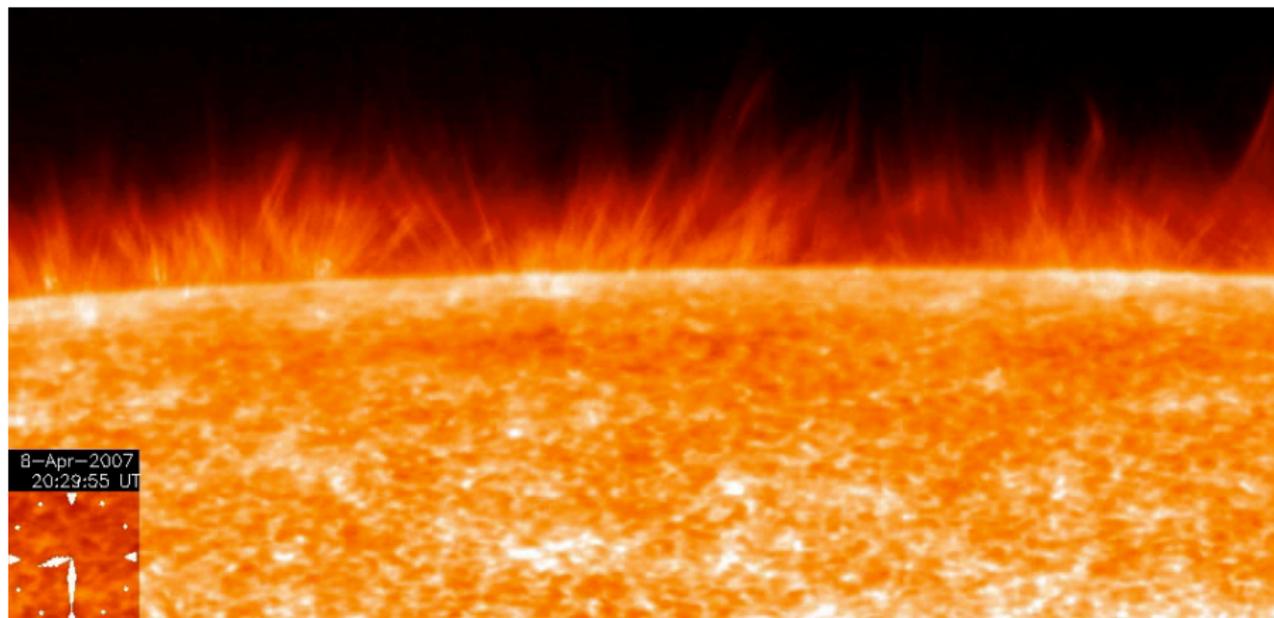
# 太陽風根元での上昇流

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

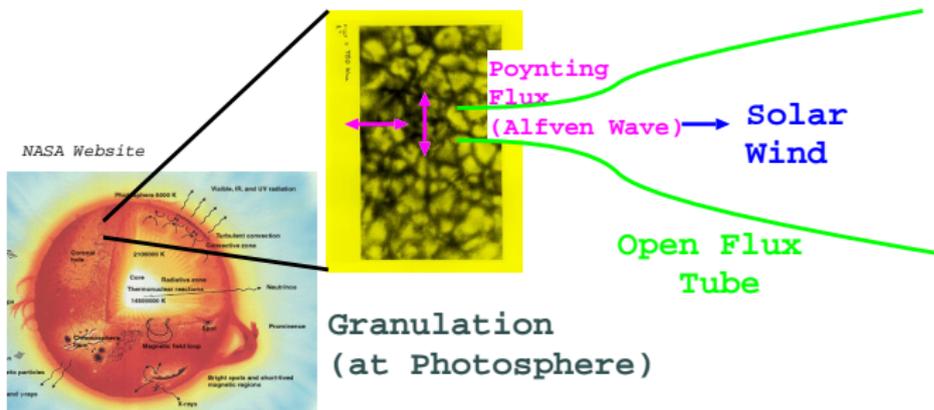
# より細かい構造 -Spicules-



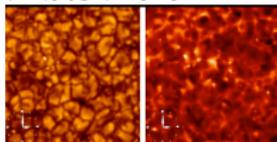
▶ SOT070408spicule

▶ SOT061218ejectionnewfast

# 太陽表面から惑星間空間へ



## 太陽表面

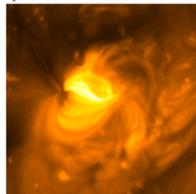


▶ HINODE/SOT

▶ SOT061120granule

## 太陽風の根元

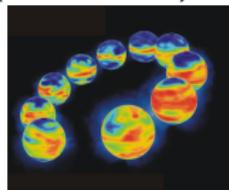
(Sakao et al.2007)



▶ Sakao et al.2007

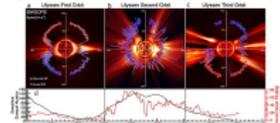
## 惑星間空間

(リモート)



## 惑星間空間

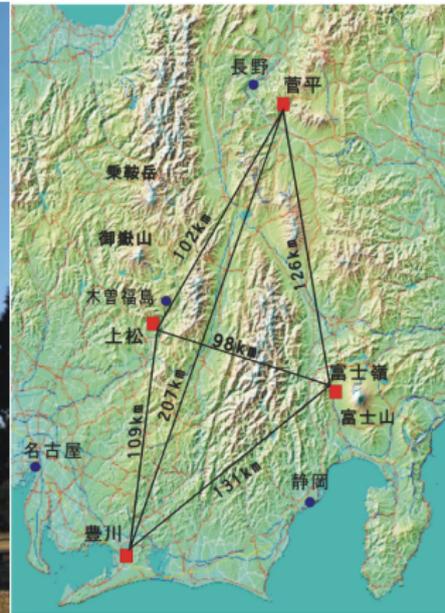
(“その場”)



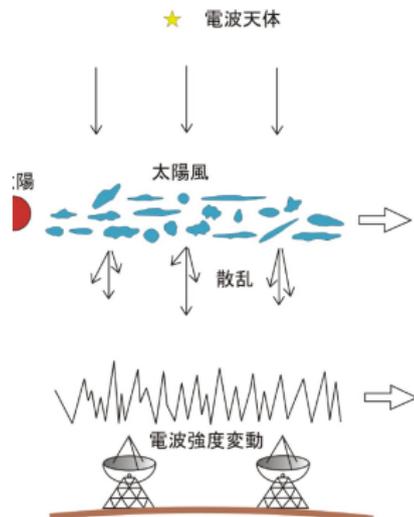
# 惑星間シンチレーション観測

Inter-planetary Scintillation Measurement:

## 名大STE研の電波観測機器

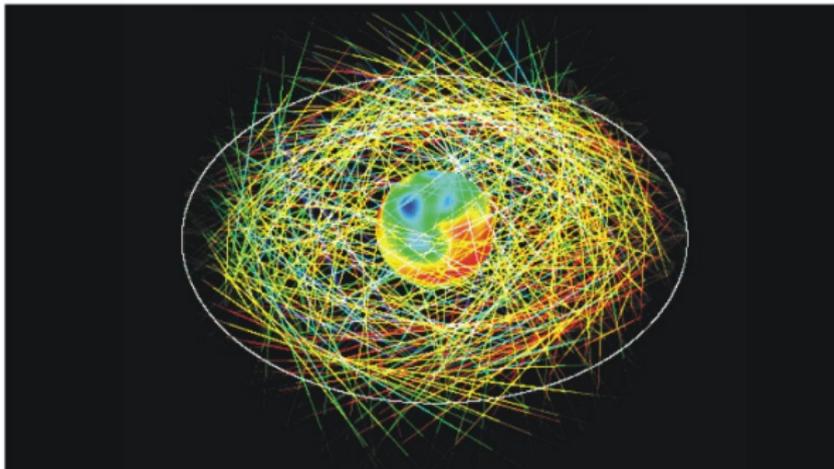


# 惑星間シンチレーション観測—続—



光源 (電波星) の手前の太陽風中の擾乱を観測

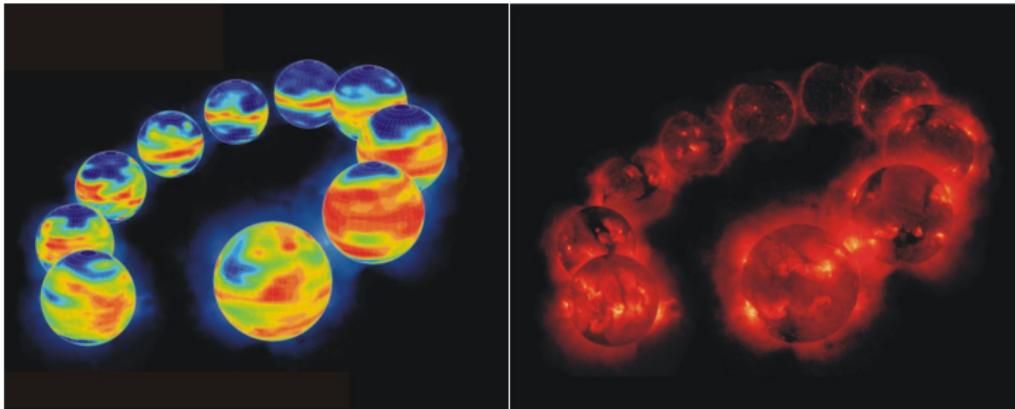
# 惑星間シンチレーション観測 -続-



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)

# 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

- 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

# IPS 観測による太陽風の周期活動

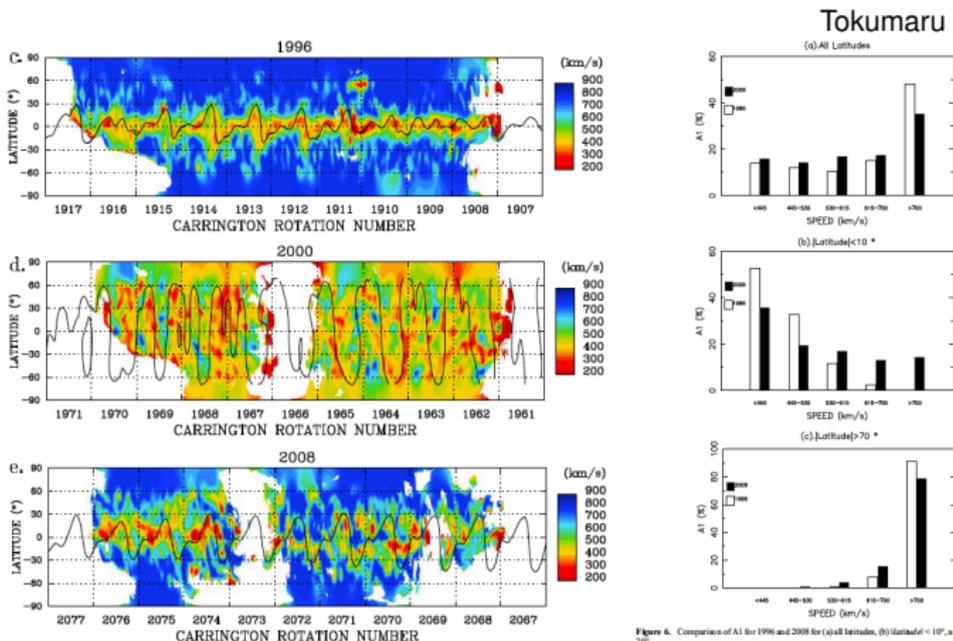
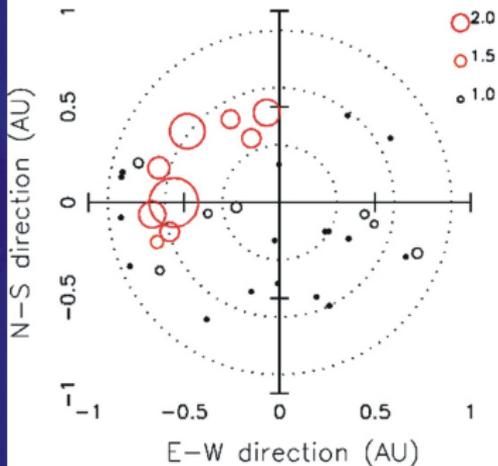
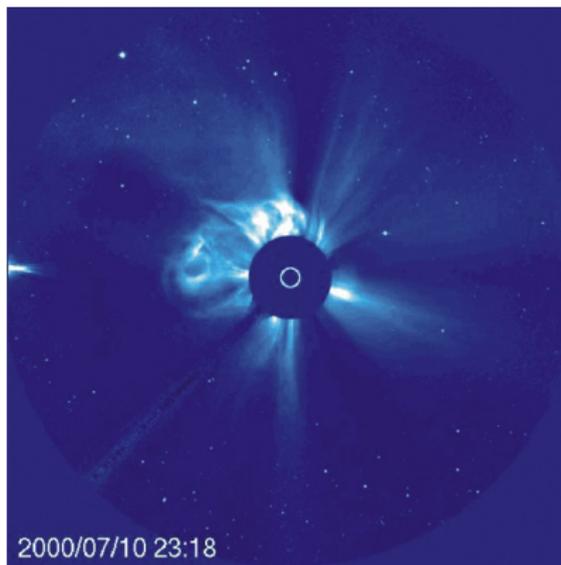


Figure 6. Comparison of A1 for 1996 and 2008 for (a) all latitudes, (b) latitude < 10°, and (c) latitude > 70°.

直近の極小期 (2008): 太陽活動が非常に弱い; 極磁場が弱い

- 高速風が赤道付近まで侵入
- 極域の高速風が少し遅い

# コロナ質量放出のIPS観測

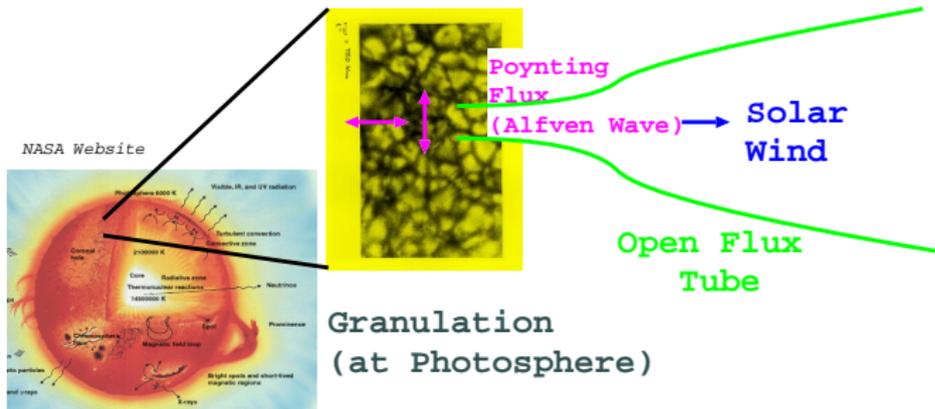


左は SOHO/LASCO による観測

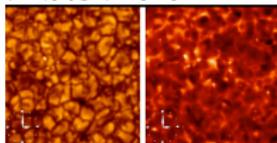
▶ SOHO/LASCO

右は 2 日後の IPS 観測

# 太陽表面から惑星間空間へ



## 太陽表面

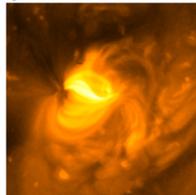


▶ HINODE/SOT

▶ SOT061120granule

## 太陽風の根元

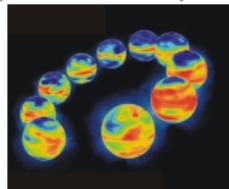
(Sakao et al.2007)



▶ Sakao et al.2007

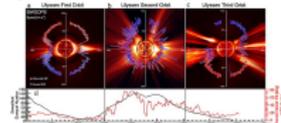
## 惑星間空間

(リモート)

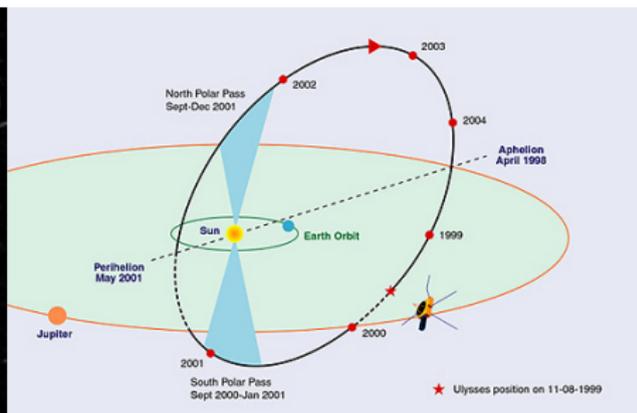
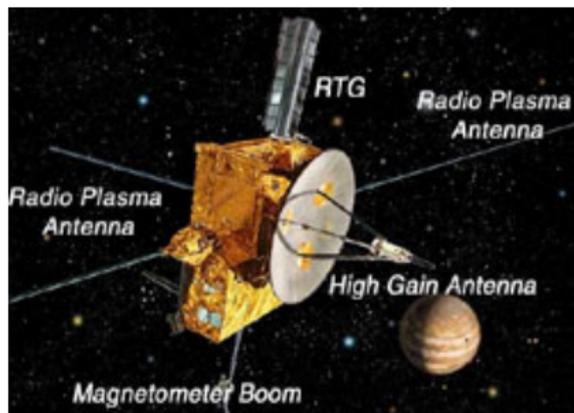


## 惑星間空間

(“その場”)



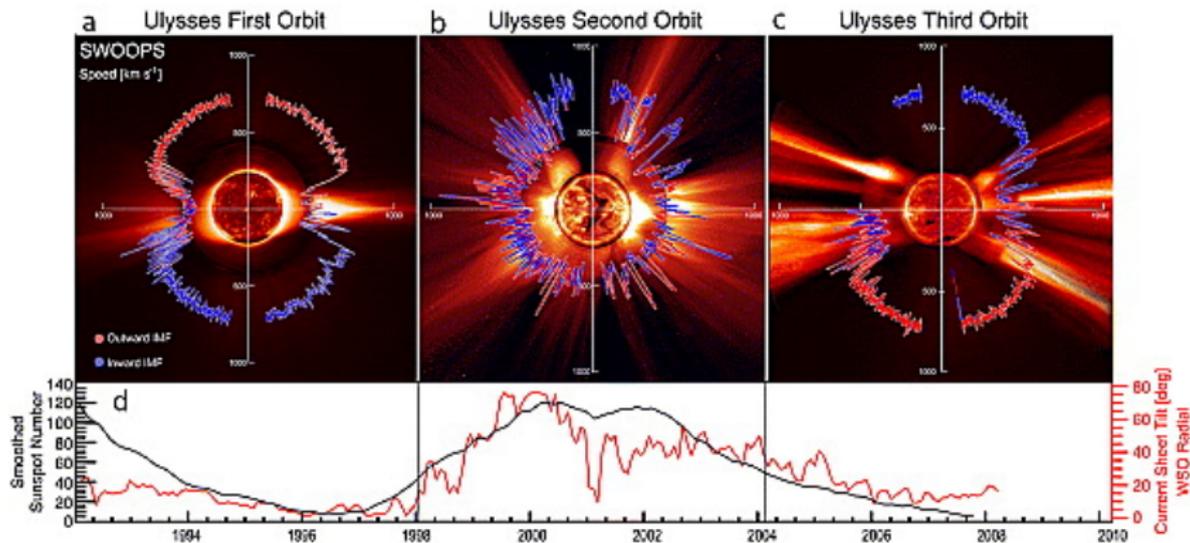
# Ulysses による‘その場’観測



- 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

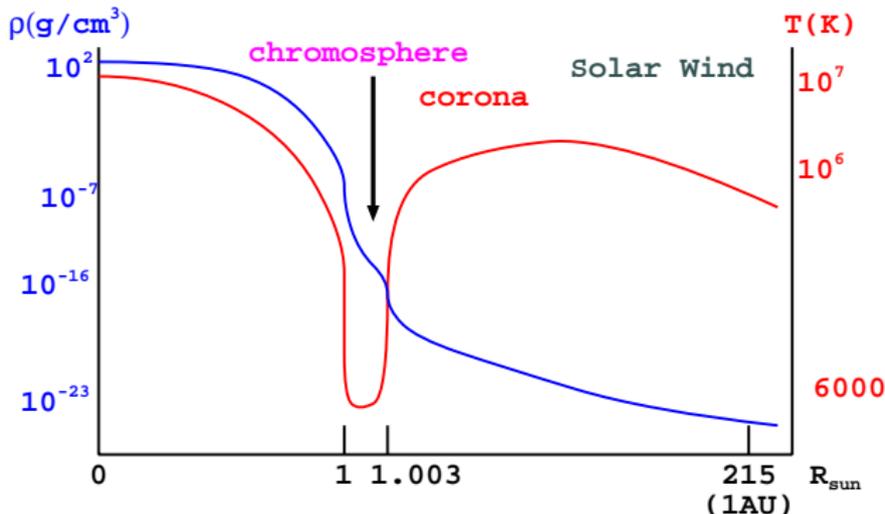


左から 1992-98(極小); 1998-2004(極大); 2004-2008(極小)

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

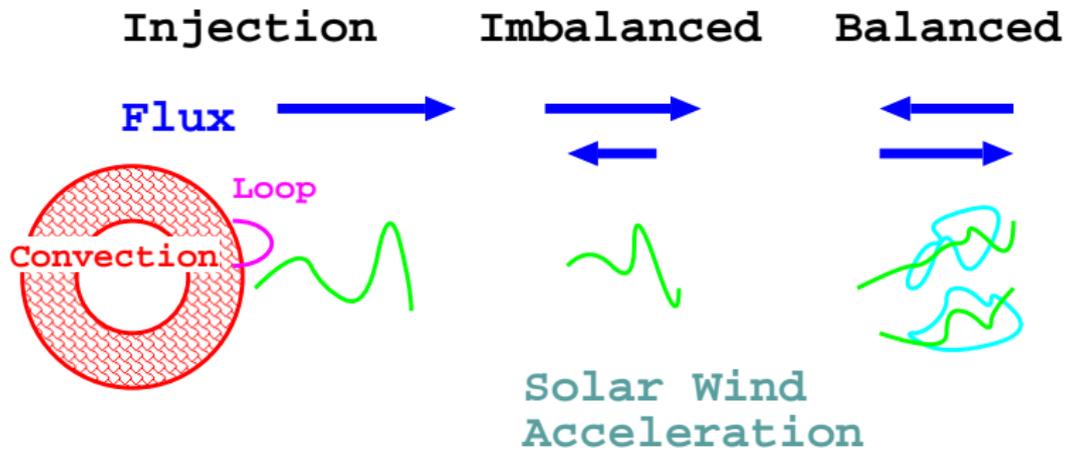
# コロナ加熱，太陽風加速問題

(スケールは厳密ではない)



- 低温の光球の上に高温のコロナ: 熱源は中心なのに，離れると熱くなるのは変!
- さらに物質(プラズマ)が吹き出し続けているのは何故?

# 太陽表面から惑星間空間へ



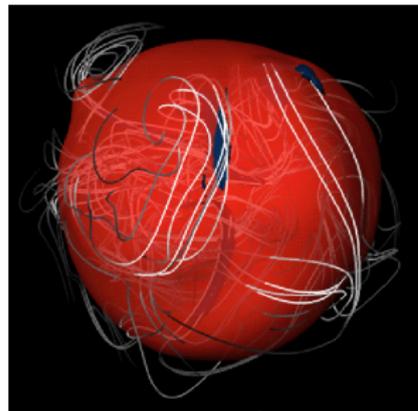
- 表面对流層起源の擾乱 ⇒ 外向き波動 ⇒ (伝搬/反射/減衰/逆向き波束の相互作用) ⇒ 磁気流体乱流
- 外向き波動の減衰 ⇔ 太陽風駆動  
(表面对流層のエネルギー ⇒ 磁気流体波動 ⇒ 太陽風)

# 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

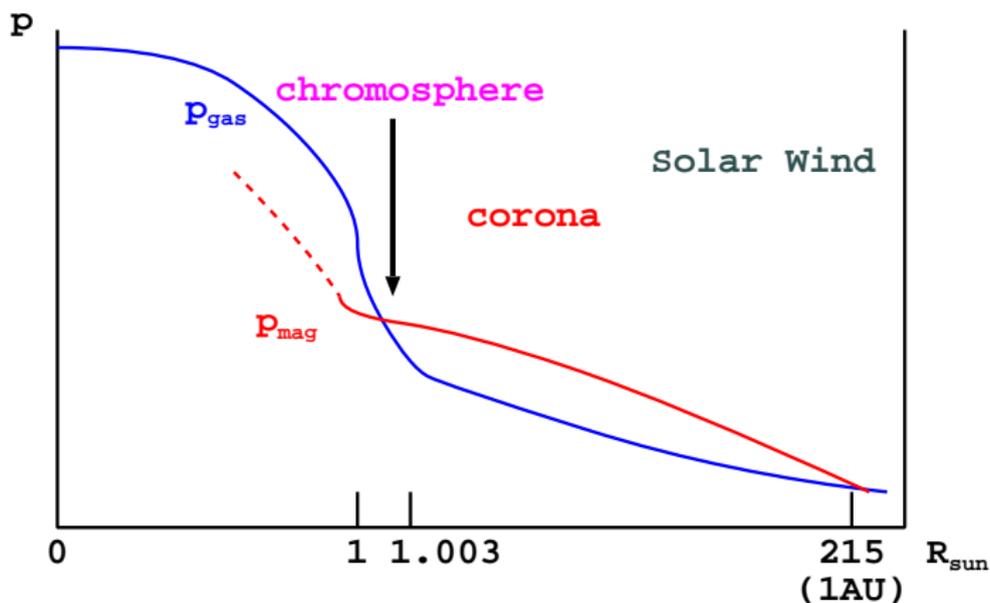


ベテルギウス内部での磁  
場増幅 (ダイナモ)

Dorch 2004

# ガス圧と磁気圧

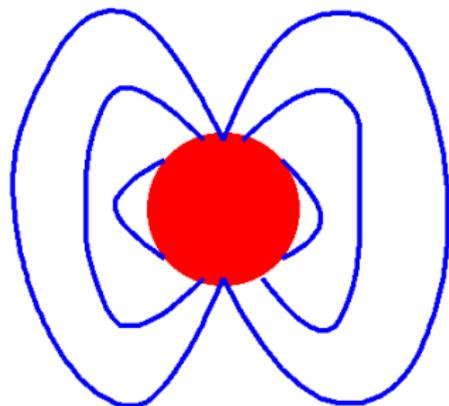
(スケールは厳密ではない)



光球の少し上で，磁場とガスが逆転

# 磁場と密度の勾配

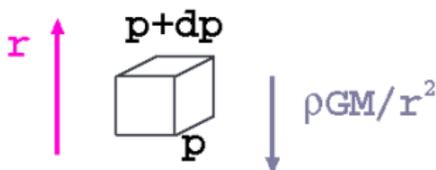
Star



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

静水圧平衡を仮定:

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



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

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

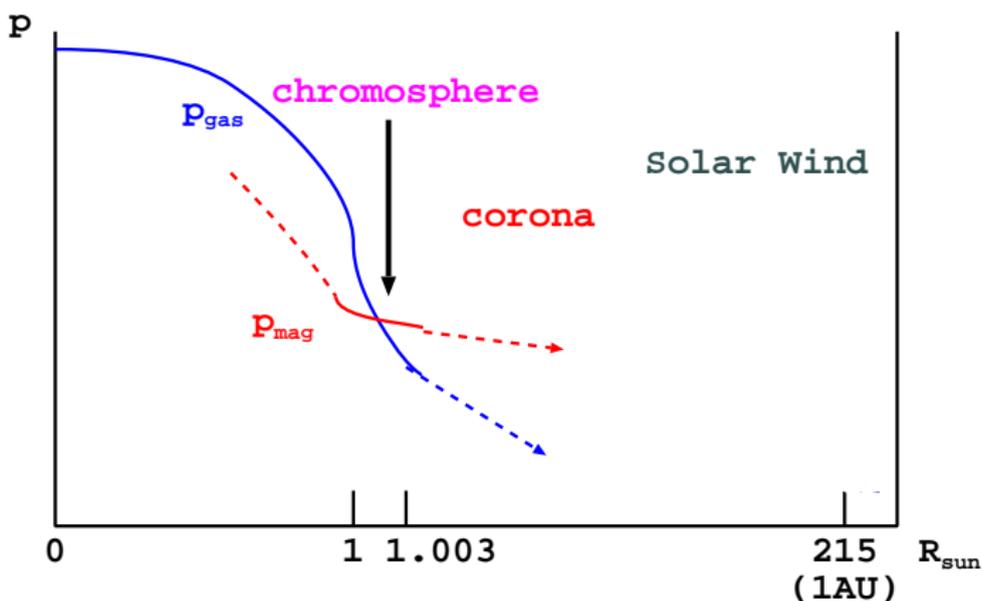
$$\text{(一般的に } H = c_s^2 / (GM/r_0^2) \ll r_0 \text{)}$$

- 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

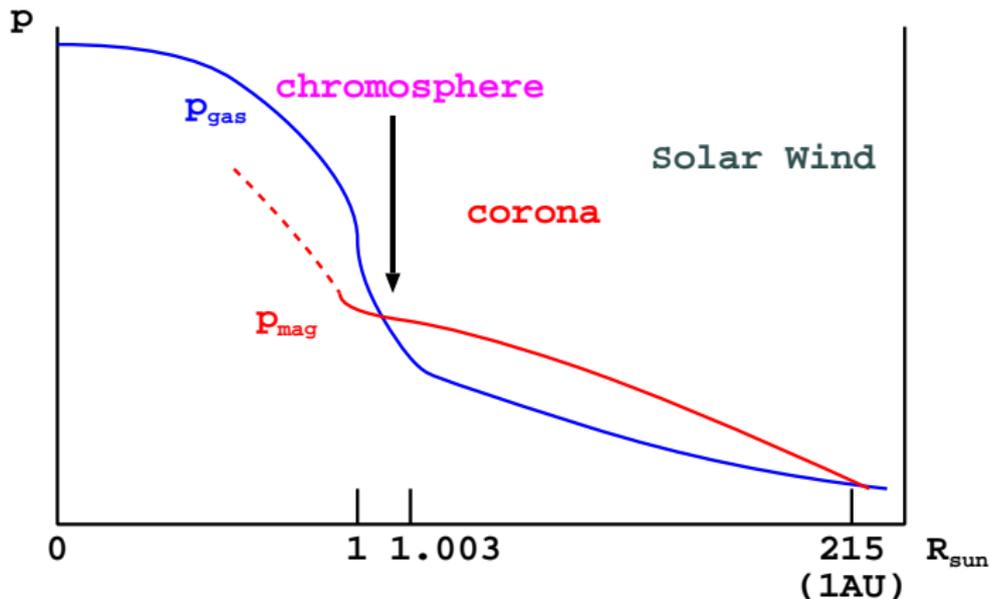
磁場のエネルギーがほんの少し散逸する  
⇒ ガスにとってみると莫大な加熱

### 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 .

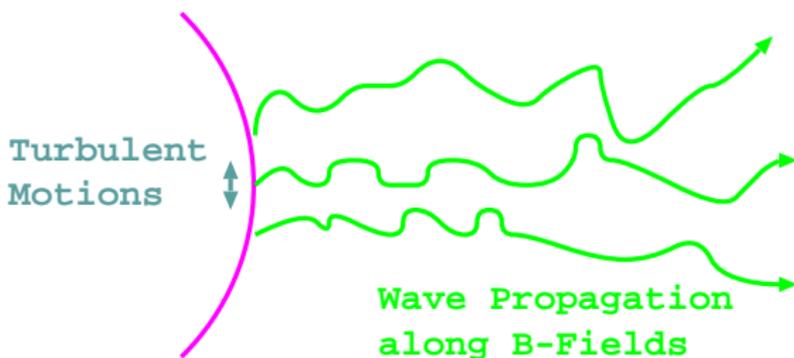
どのようにして磁場が散逸し , 加熱 , 加速過程が  
起きているのかが謎

# 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

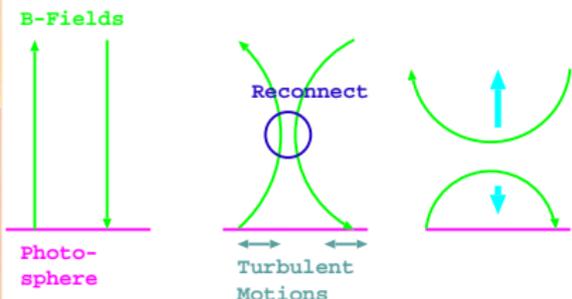
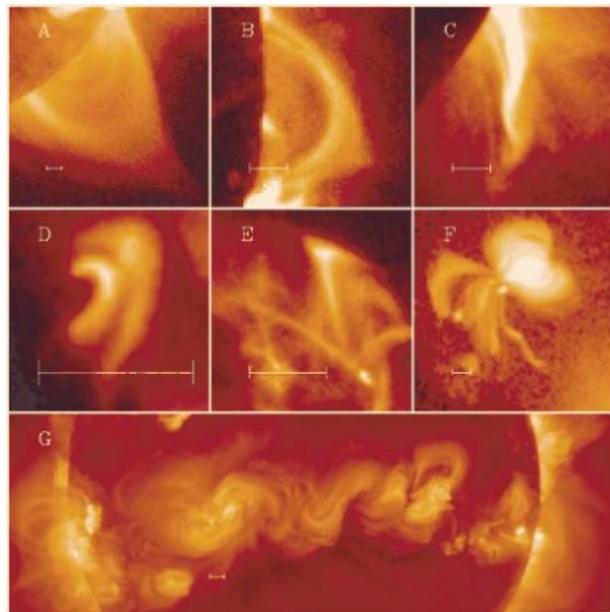


- 乱流運動が，色々なモードの波を励起
- アルフベン波 (磁力線を伝わる横波) が重要視されている．  
波の減衰により，周囲のプラズマを加熱

乱流 ⇒ 波 (磁場) のエネルギー ⇒ 熱, 運動エネルギー

# 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

# 太陽風加速の理論的研究

Parker(1958)の太陽風解

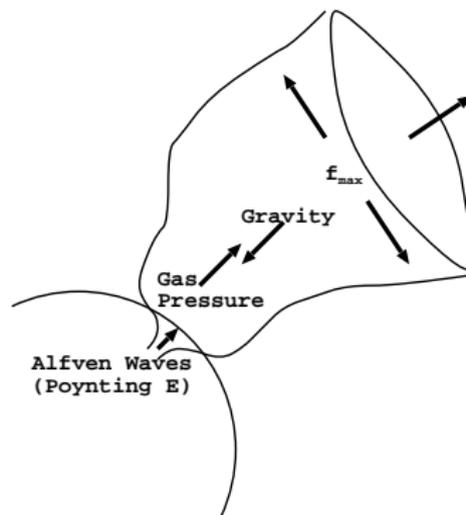
- 太陽コロナのガス圧: 周囲の星間物質よりも大きい  
⇒ コロナガスは流れ出す。

定常状態を仮定 ( $\partial/\partial t = 0$ )

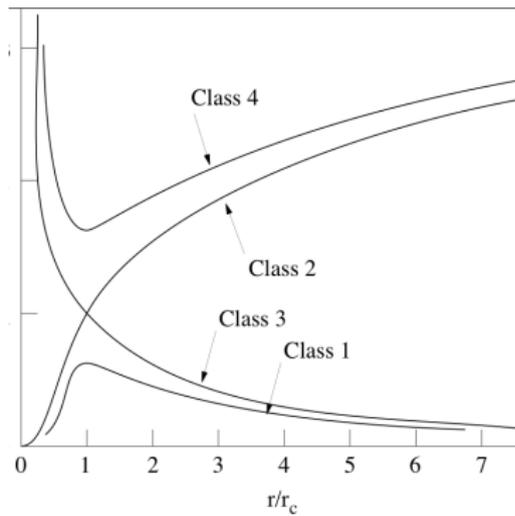
- 質量保存の式:  $4\pi r^2 \rho v = \text{const.}$
- 運動方程式:  $v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} - \frac{GM}{r^2}$
- 等温を仮定:  $p = \rho c_s^2$

最終的に次の常微分方程式を得る:

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



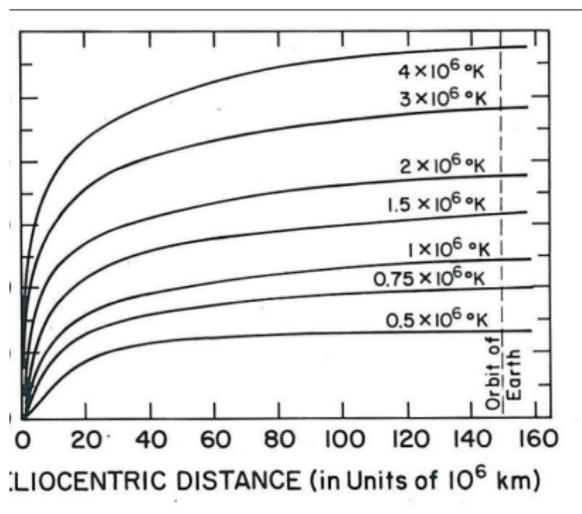
# Parker 解



- 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

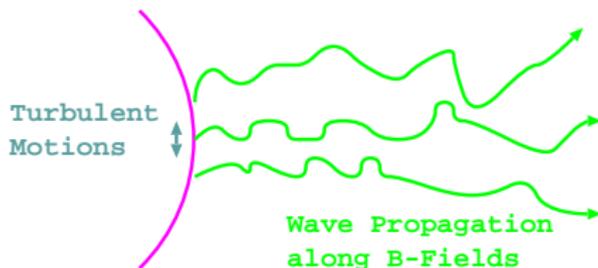


- コロナが高温な程, 速い太陽風
- ⇒ 高速風/低速風の観測とは矛盾
- ⇒ ガス圧以外の加速項

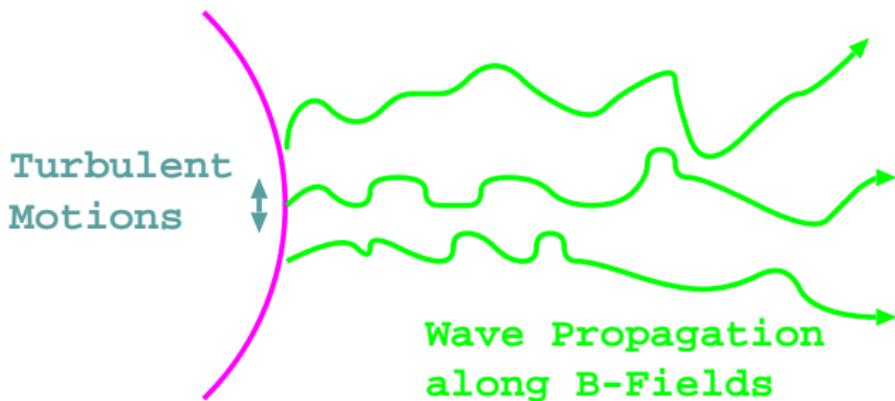
# 太陽風のモデルの改良

加速項 (運動量の付加) にガス圧以外を考慮

- 遠心力: 太陽ではあまり重要にならない ← 太陽の自転速度は遅い Waber & Davis 1967
- 音波: あまり重要でない ← 音波は表面付近で減衰 Jacques 1977
- Alfvén 波: 盛んに調べられている ← 減衰が遅く, 遠くまで加速可能 Alazraki & Couturier 1971; Belcher 1971...



# Alfvén 波

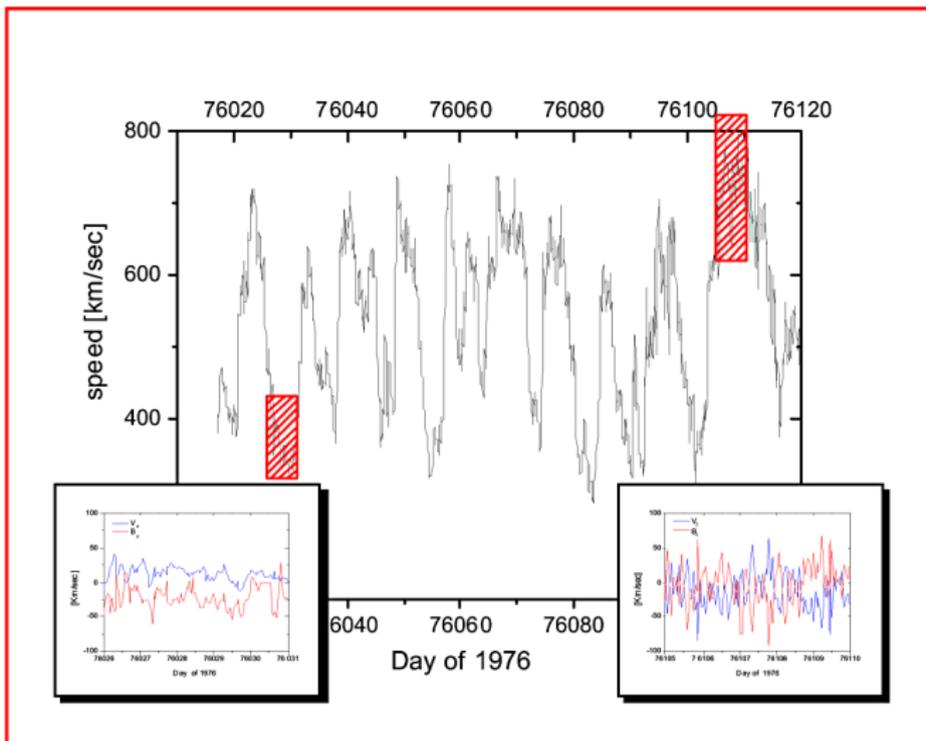


磁力線の伝わる横波; 磁力線の張力が復元力  
ギターの弦を伝わる波と似ている .

Energy flux (Poynting Flux) を持ち伝搬する .

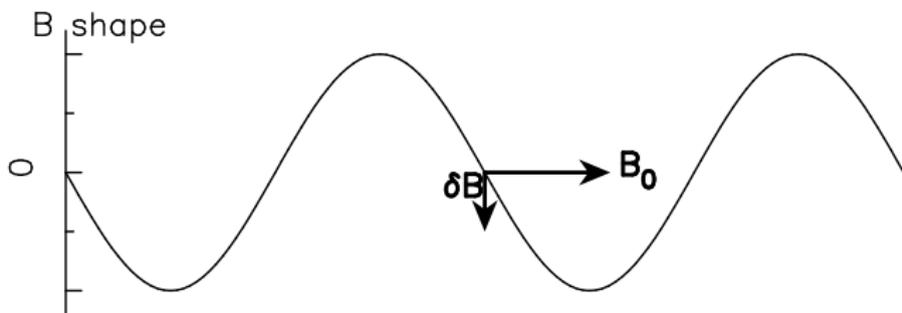
# Alfvén 波の観測

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**

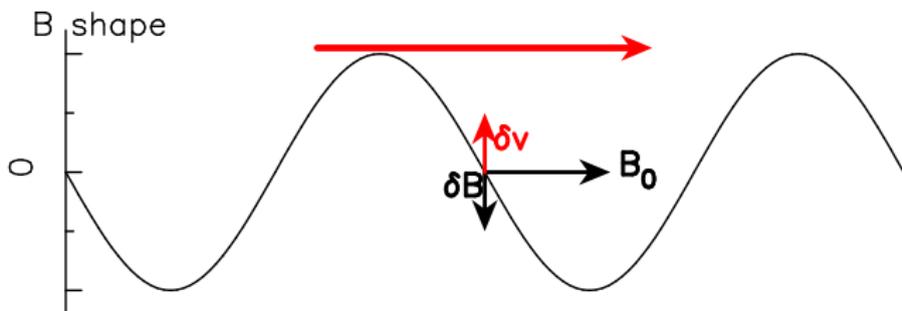
## (参考)Alfvén 波と Elsässer 変数



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

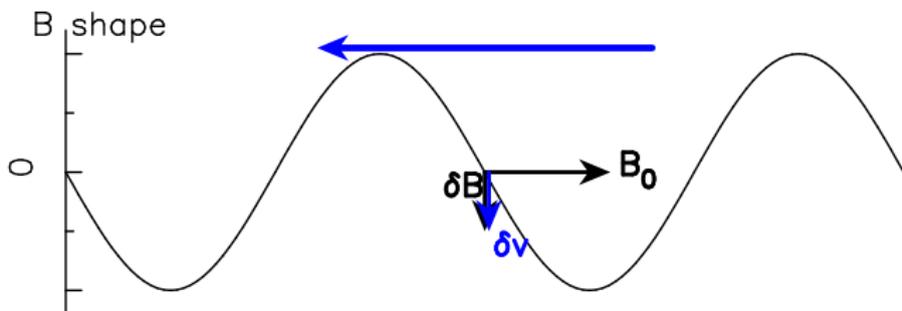


Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 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

$\delta B$  と  $\delta v$  が逆位相 ⇒  $B_0$  (図では右) 方向に伝わる.

## (参考)Alfvén 波と Elsässer 変数

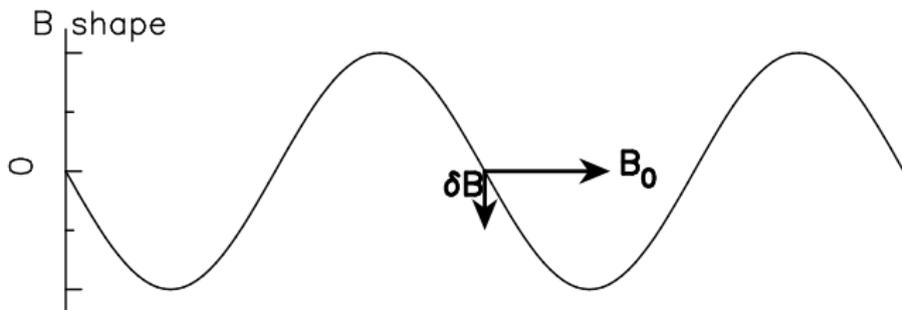


Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 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

$\delta B$  と  $\delta v$  が同位相 ⇒  $-B_0$  (図では左) 方向に伝わる.

## (参考)Alfvén 波と Elsässer 変数



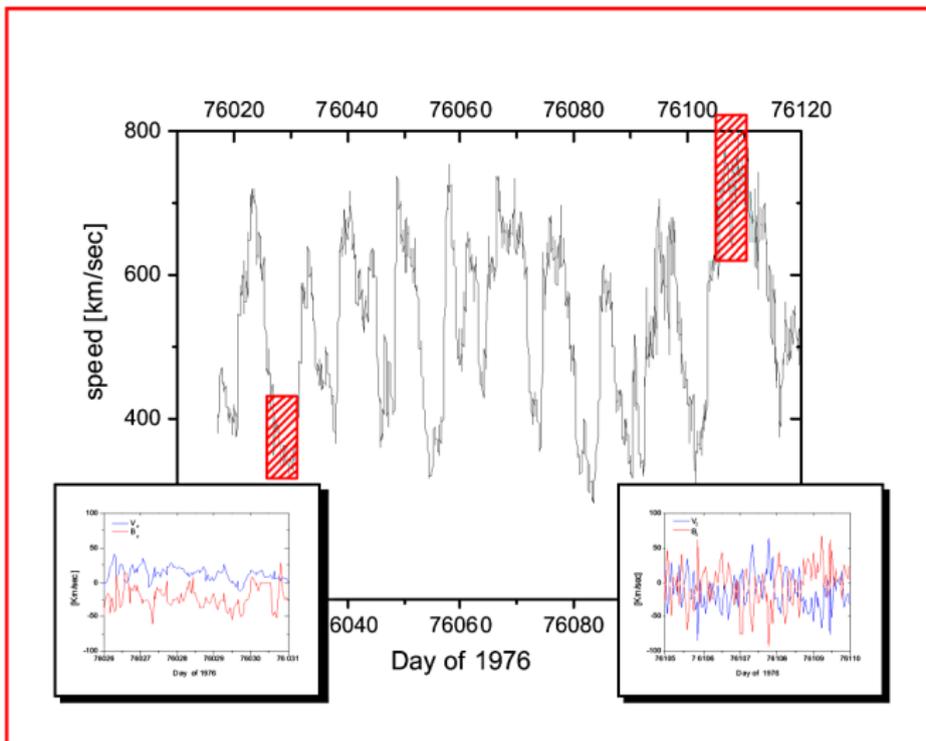
Alfvén 波: 磁力線 (張力がある) を伝わる横波

- 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

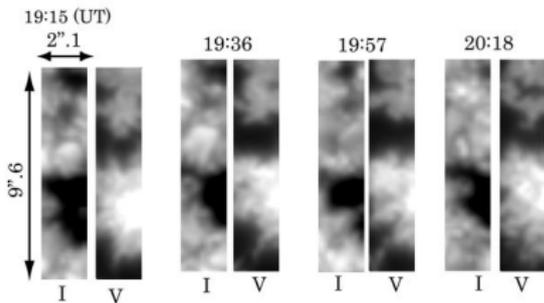
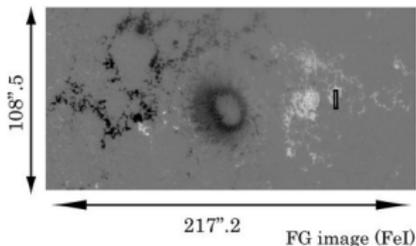
Helios-2 による活動極小期の観測 (Bruno & Carbone 2005 のレビューより)



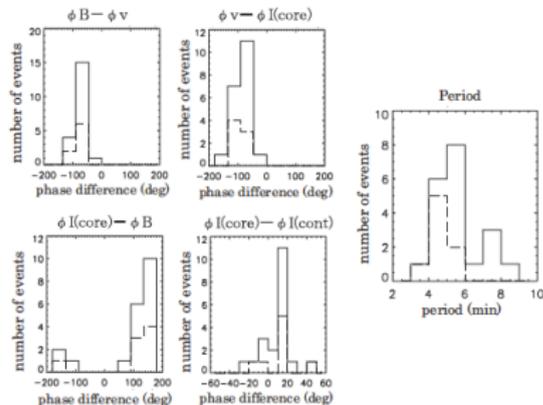
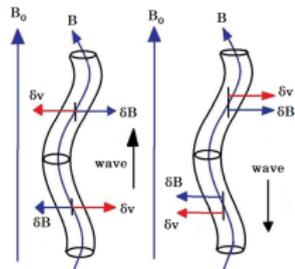
$B$  と  $v$  の位相相関  $\Rightarrow$  外向き Alfvén 波

# Alfvén 波の光球での観測

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。



## 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.

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

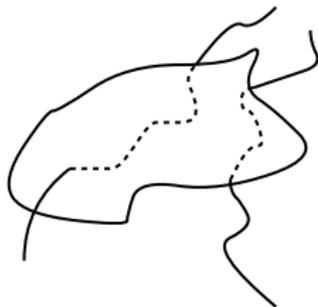
$$\frac{d\vec{v}}{dt} + \frac{1}{\rho} \nabla (p + \frac{B^2}{8\pi}) - \frac{(\vec{B} \cdot \nabla) \vec{B}}{4\pi\rho} = 0$$

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

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

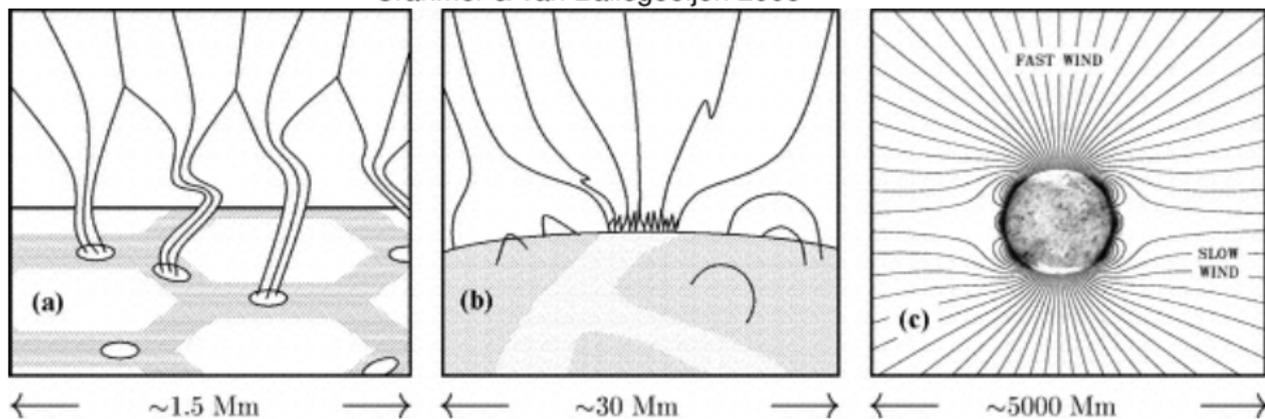
$\vec{v}$ :速度;  $\vec{B}$ :磁場;  $\rho$ :密度;  $p$ :圧力;  $e$ :内部エネルギー (質量当り)

餅 (流体) 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  $\Rightarrow$  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  $+\alpha$  (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.)