

# 太陽外層、太陽風加速領域における アルフェン波の伝播・散逸機構について

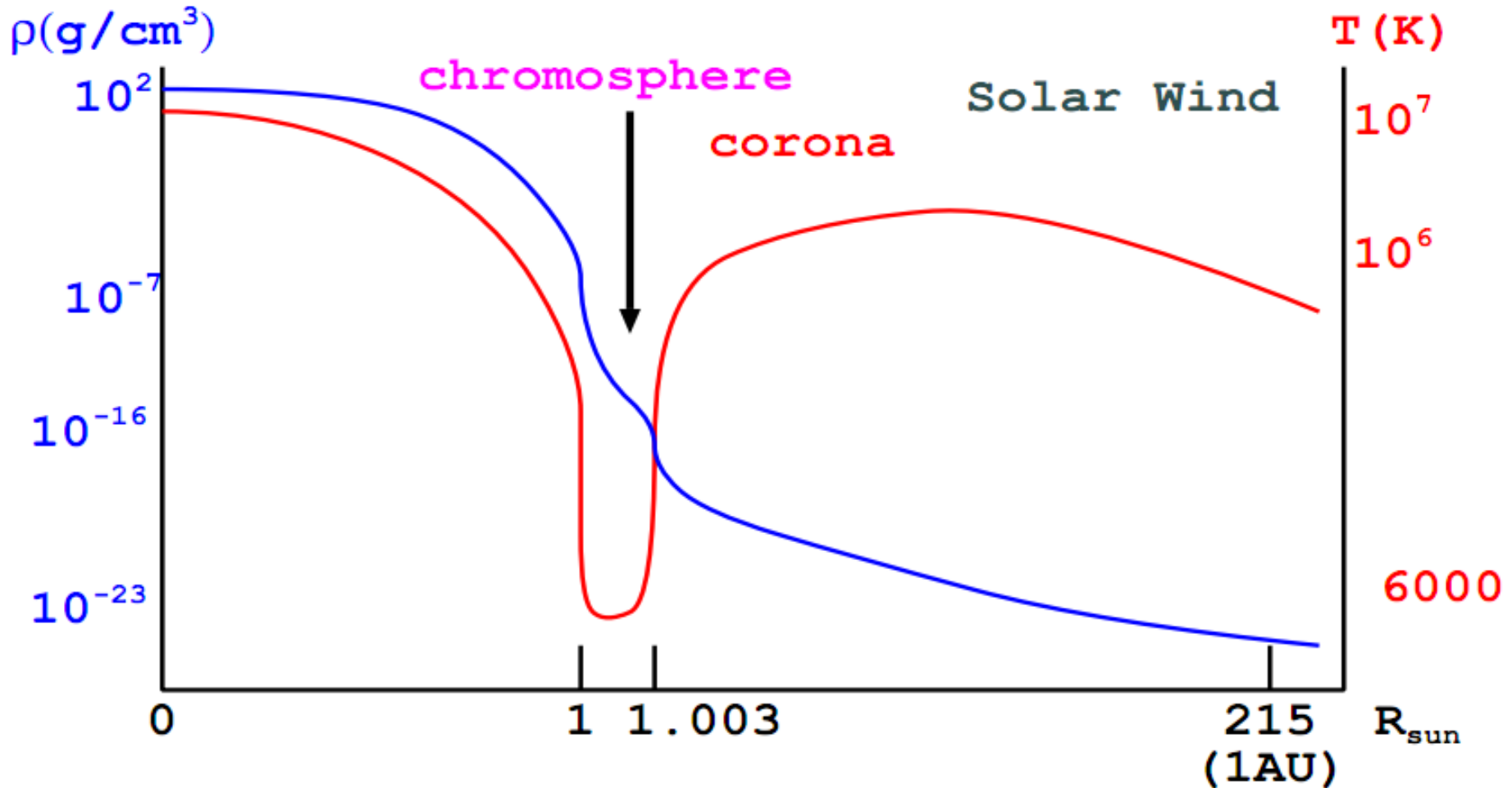
名古屋大学 理論宇宙物理学研究室  
日本学術振興会特別研究員PD

松本 琢磨

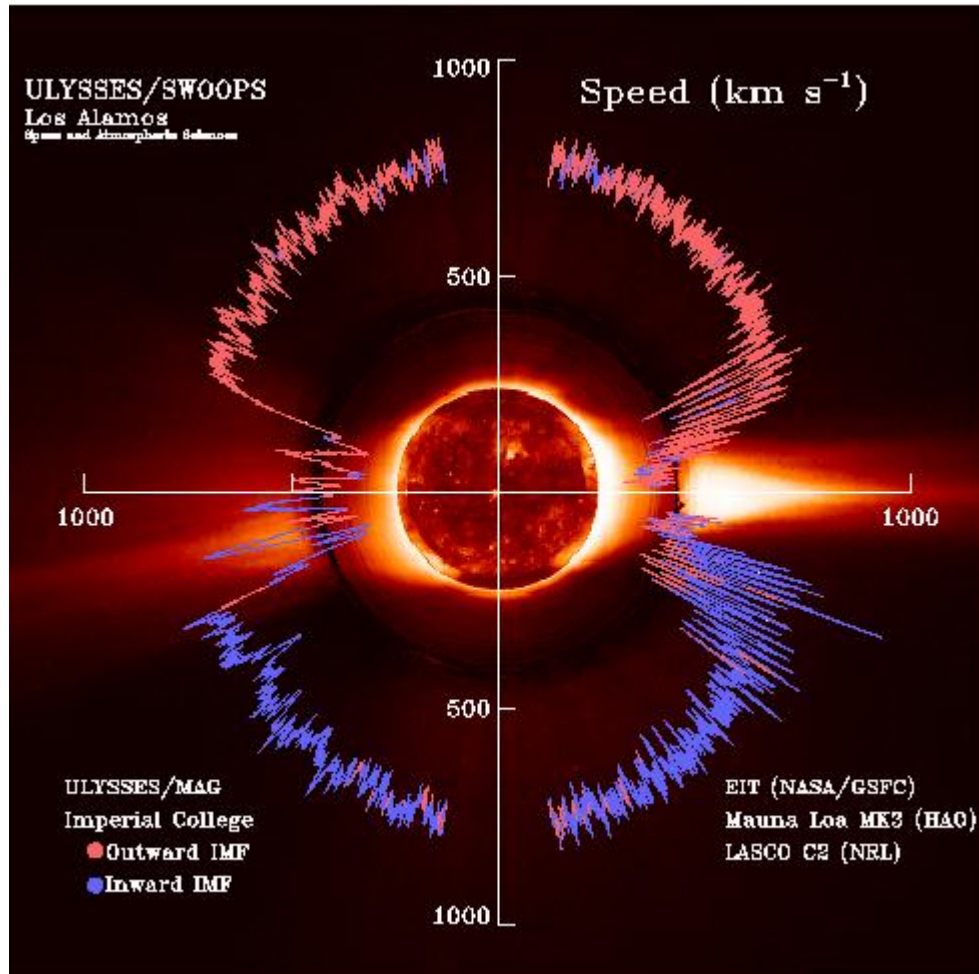
- Contents
  - 波動とコロナ加熱・太陽風加速
  - 波動の生成
  - 波動の伝播
  - 波動の散逸

# コロナ加熱問題

(スケールは厳密ではない)



# 太陽風加速問題



- 太陽風は2成分
  - 高速風  
( $\sim 800 \text{ km/s @ 1AU}$ )
  - 低速風  
( $\sim 400 \text{ km/s @ 1AU}$ )
- ガス圧駆動の限界
  - $\sim 400 \text{ km/s @ 1AU}$

**ULYSSES** space craft @ NASA

# エネルギーバランス

- 単位体積当たりの加熱・冷却率は、

$$H = C + R + W$$

H : 加熱

C : 熱伝導

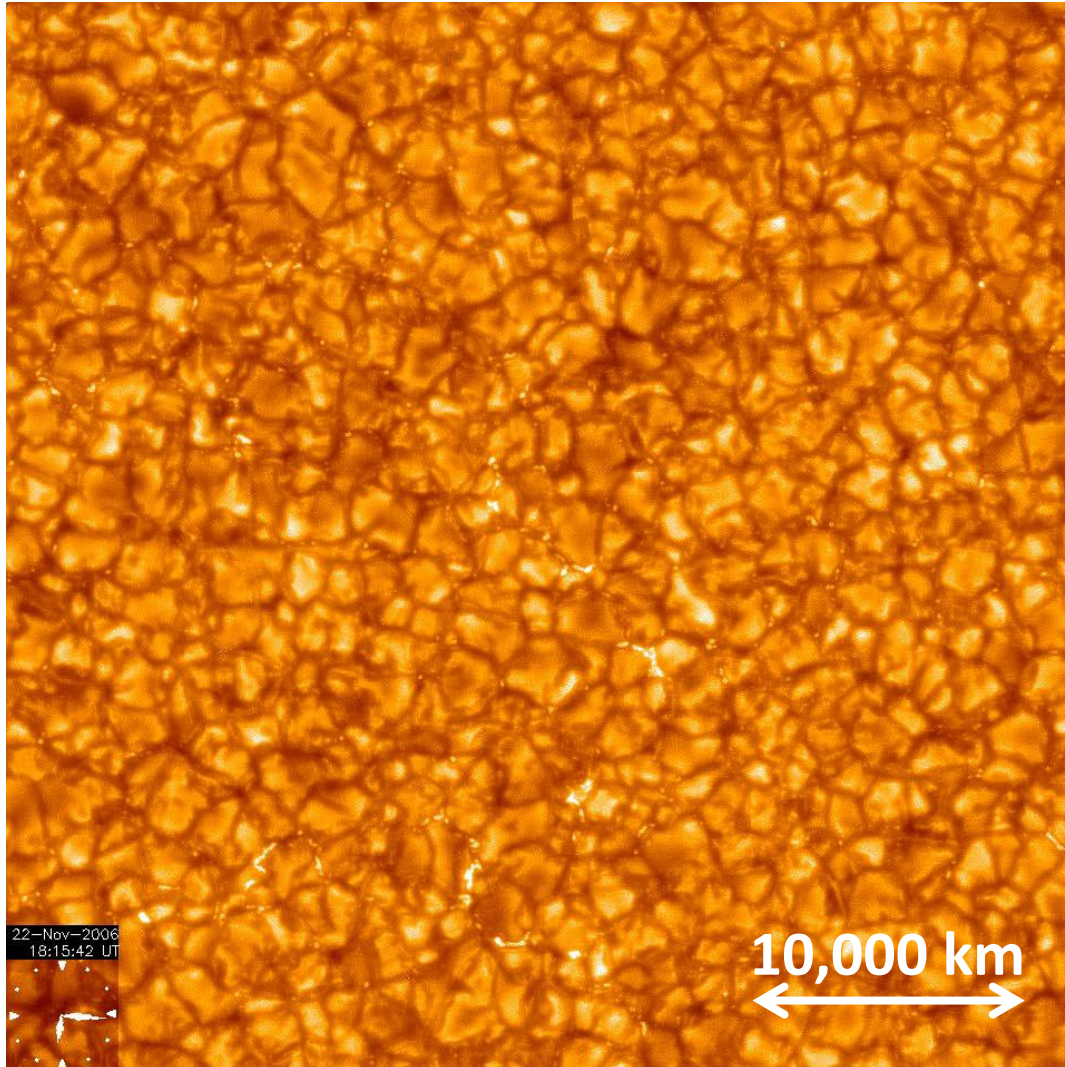
R : 輻射冷却

W : 太陽風運動エネルギー

- 加熱・加速に必要な単位面積当たりのエネルギーは、コロナホールの場合

$$F = \int H dz = 8 \times 10^5 \text{ [erg/cm}^2\text{/s]}$$

# 表面对流の運動エネルギーフラックス



- 粒状斑

- 寿命  $\sim 15$  min
- サイズ  $\sim 1,000$  km
- 速度  $\sim 1$  km/s

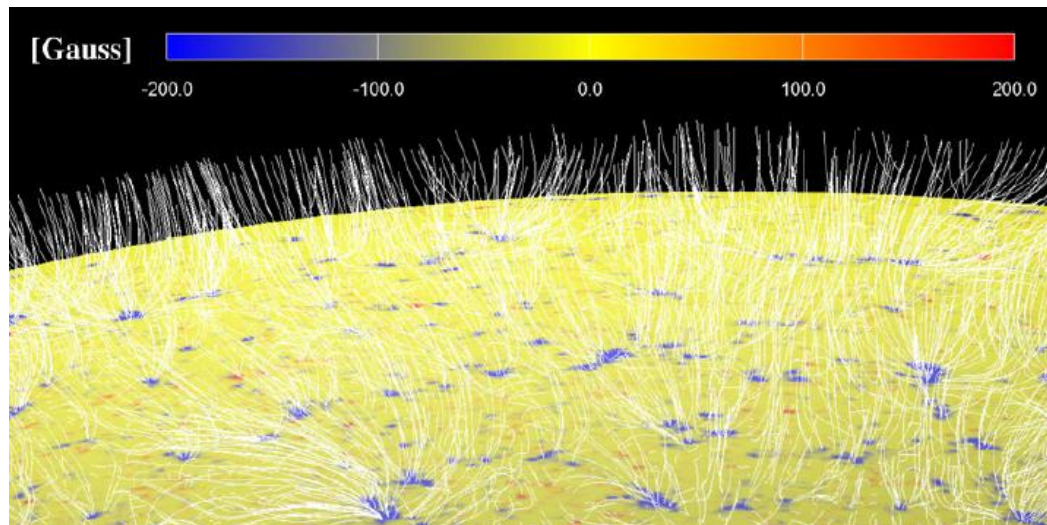
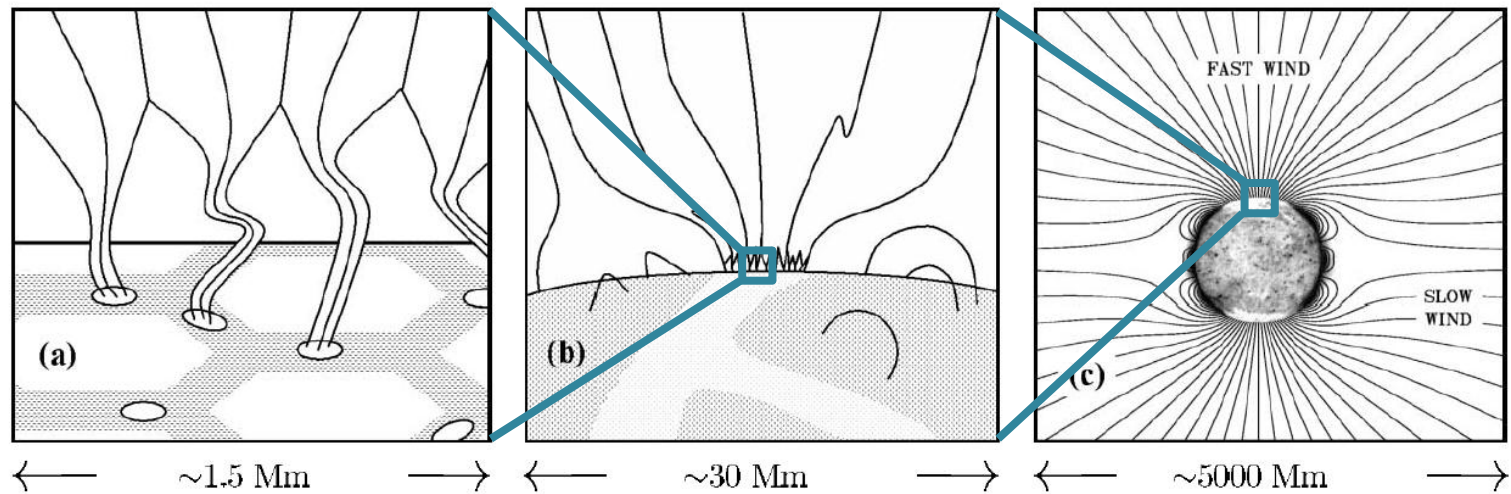
$$\begin{aligned} F_{\text{conv}} &\sim \rho v^2 C_S \\ &\sim 10^9 \quad [\text{erg/cm}^2/\text{s}] \\ &\gg 8 \times 10^5 \quad [\text{erg/cm}^2/\text{s}] \end{aligned}$$

太陽表面对流 (ひので可視光望遠鏡)



# 太陽上空の磁場形状

Cranmer & van Ballegooijen 2005



Ito+2010

# 磁気加熱モデル

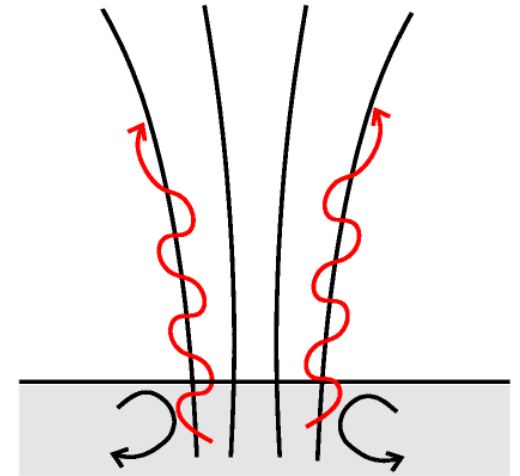
- Alfvén wave モデル

- 速い擾乱

$$\tau_A > \tau_{\text{dis}}$$

- 交流電流

(e.g.) Wentzel (1974)

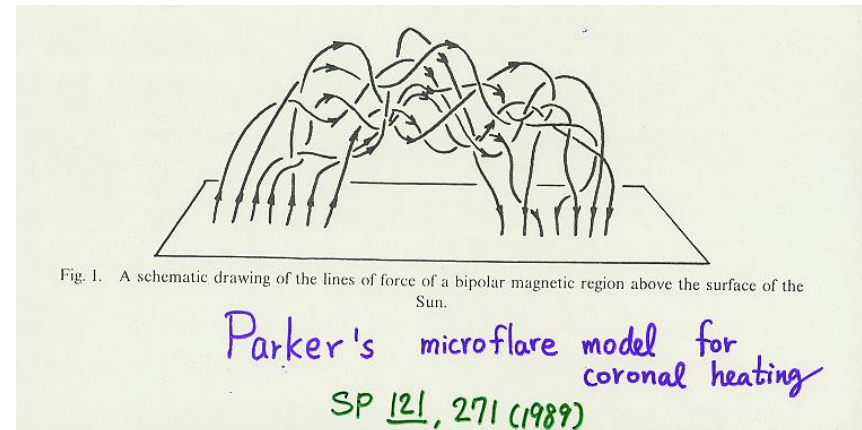


- Nanoflare モデル

- 遅い擾乱

$$\tau_A < \tau_{\text{dis}}$$

- 直流電流



# コロナへのエネルギー輸送手段としてのMHD波動

- **Slow waves / Fast waves**

- 圧縮性波動---成層大気中ではすぐに衝撃波に  
→数スケール長で減衰 --- 速すぎる
- コロナ加熱に卓越した寄与はできなさそう
  - 彩層、底部コロナへの寄与はあり

- **Alfvén waves**

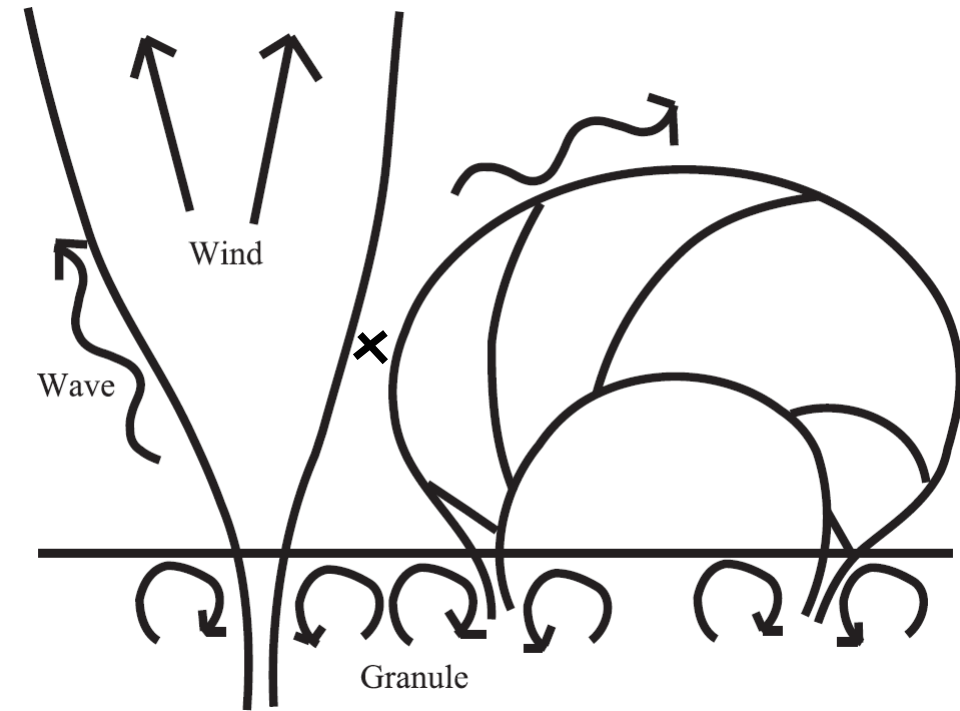
- 非圧縮性波動 --- 減衰が遅い
  - どの減衰過程が最も効果的かは不明
- **コロナ加熱に卓越した寄与が可能**



# Contents

- 波動とコロナ加熱・太陽風加速問題
- **波動の生成**
  - 乱対流
  - 磁気リコネクション
- 波動の伝播
- 波動の散逸

# 波動の生成



- **乱対流**

- 対流と上空ガス、磁場との相互作用
- 長周期 ( $> 100$  sec)

- **磁気リコネクション**

- 磁場どうしの相互作用
- 短周期 ( $< 100$  sec)

# 乱対流による波動生成

Lighthill 1952

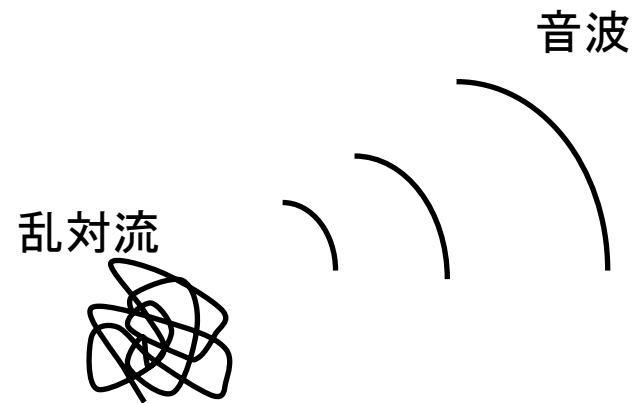
- 音波の式  
+ 乱流由来の非線形項 (波動のソース項)

$$\frac{\partial^2 \rho}{\partial t^2} - a_0^2 \nabla^2 \rho = \frac{\partial T_{ij}}{\partial x_i \partial x_j}$$

$$T_{ij} = \rho v_i v_j$$

- 音波による  
エネルギー損失の見積もり

$$\frac{\text{音波によるエネルギー損失率}}{\text{乱対流へのエネルギー注入率}} \sim \left( \frac{u}{a_0} \right)^5 \ll 1$$



# 乱対流による波動生成

- **弱磁場** ( $\sim 100$  G) + **対流**

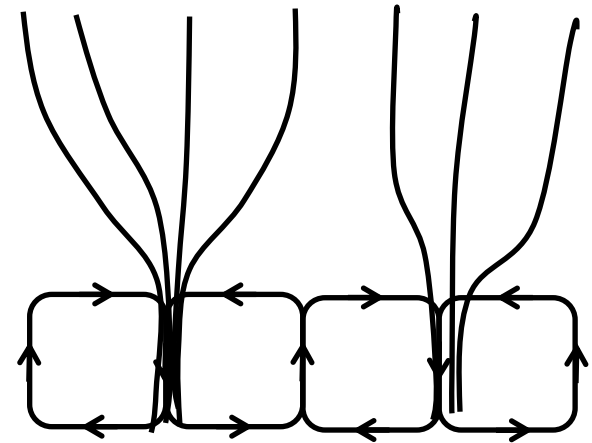
- Fast wave (音波) が卓越  
(e.g. Kulsrud 1955)

$$\frac{B_e^2}{8\pi} \leq \frac{1}{2}\rho v^2$$

- **強磁場** ( $> 1,000$  G) + **対流**

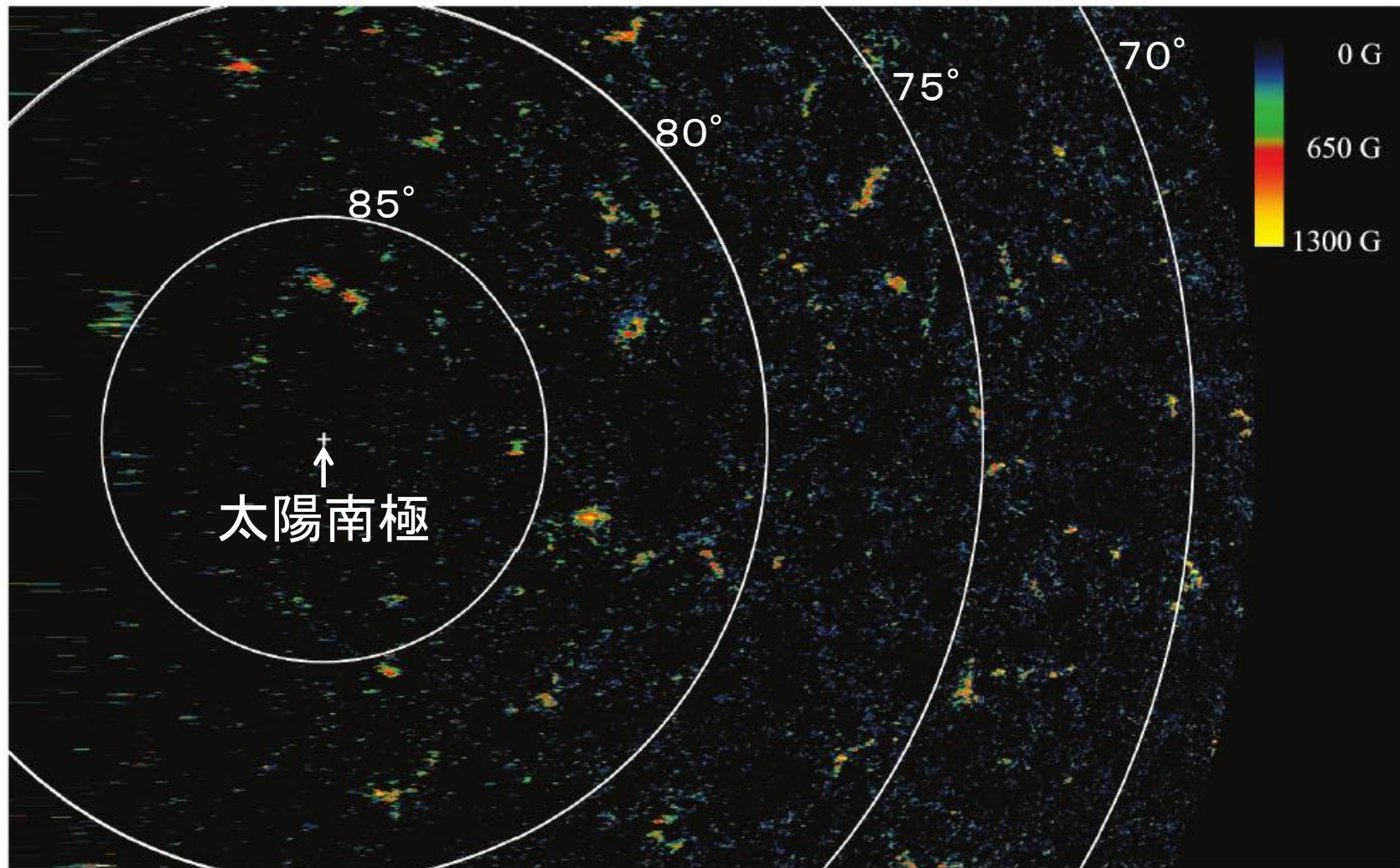
- Alfvén wave が卓越  
(e.g. Musielak & Ulmschneider 2001)

$$\frac{B_e^2}{8\pi} \sim P > \frac{1}{2}\rho v^2$$



対流により磁場が  
掃き寄せられる

# 光球におけるkG超の磁束管

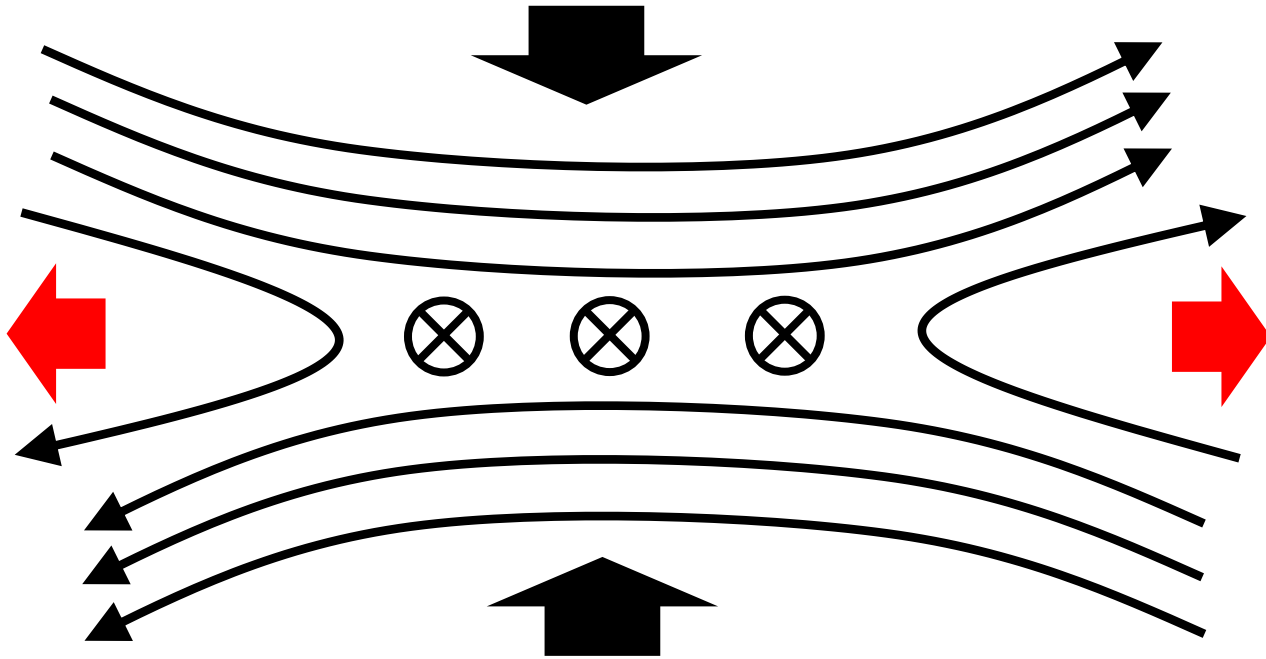


太陽極域の磁場強度分布(ひので可視光望遠鏡)

Tsuneta+2008



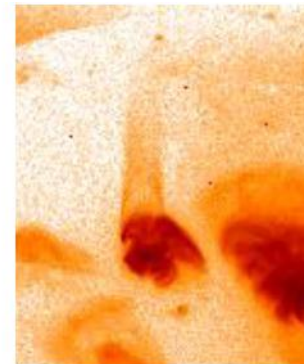
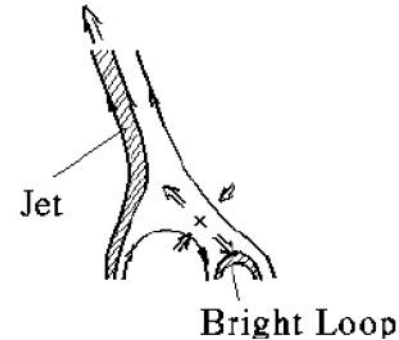
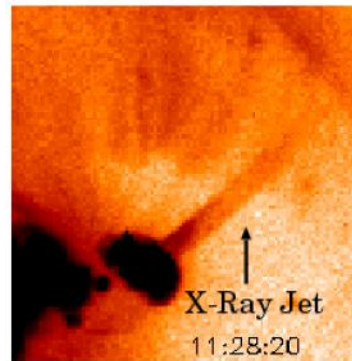
# 磁気リコネクションによる波動生成



- **磁場のつながりかえによる磁気エネルギーの解放**
  - 約10%が波動のエネルギーに転換される(数値計算)  
(e.g. Yokoyama & Shibata 1998, Kigure+ 2010)

# 磁気リコネクションに伴うジェット

- 極域コロナホール
  - 高速太陽風の源
- 極域コロナホールは静穏か？
  - NO!
  - 頻発するX線ジェット



X線ジェット(ようこうX線望遠鏡)

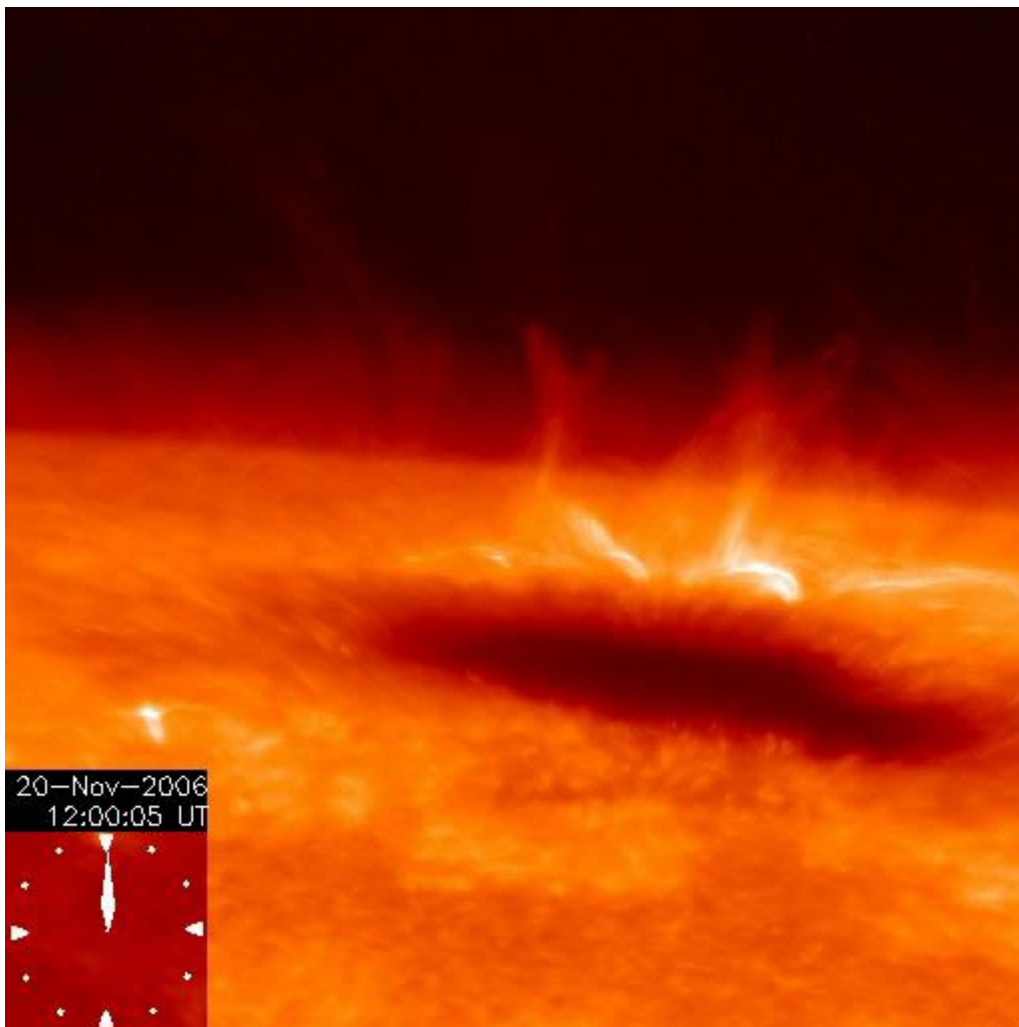
Shibata+ 1994



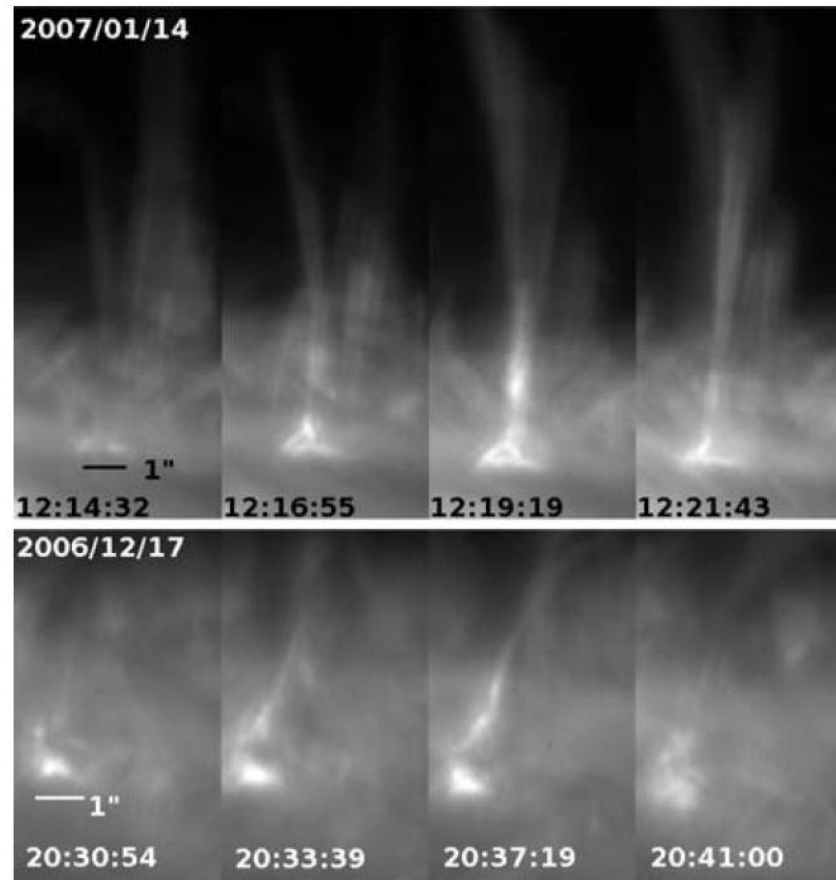
太陽極域で頻発するX線ジェット(ひのでX線望遠鏡)

Cirtain+ 2007

# 彩層リコネクション



彩層のダイナミクス (ひので可視光望遠鏡)



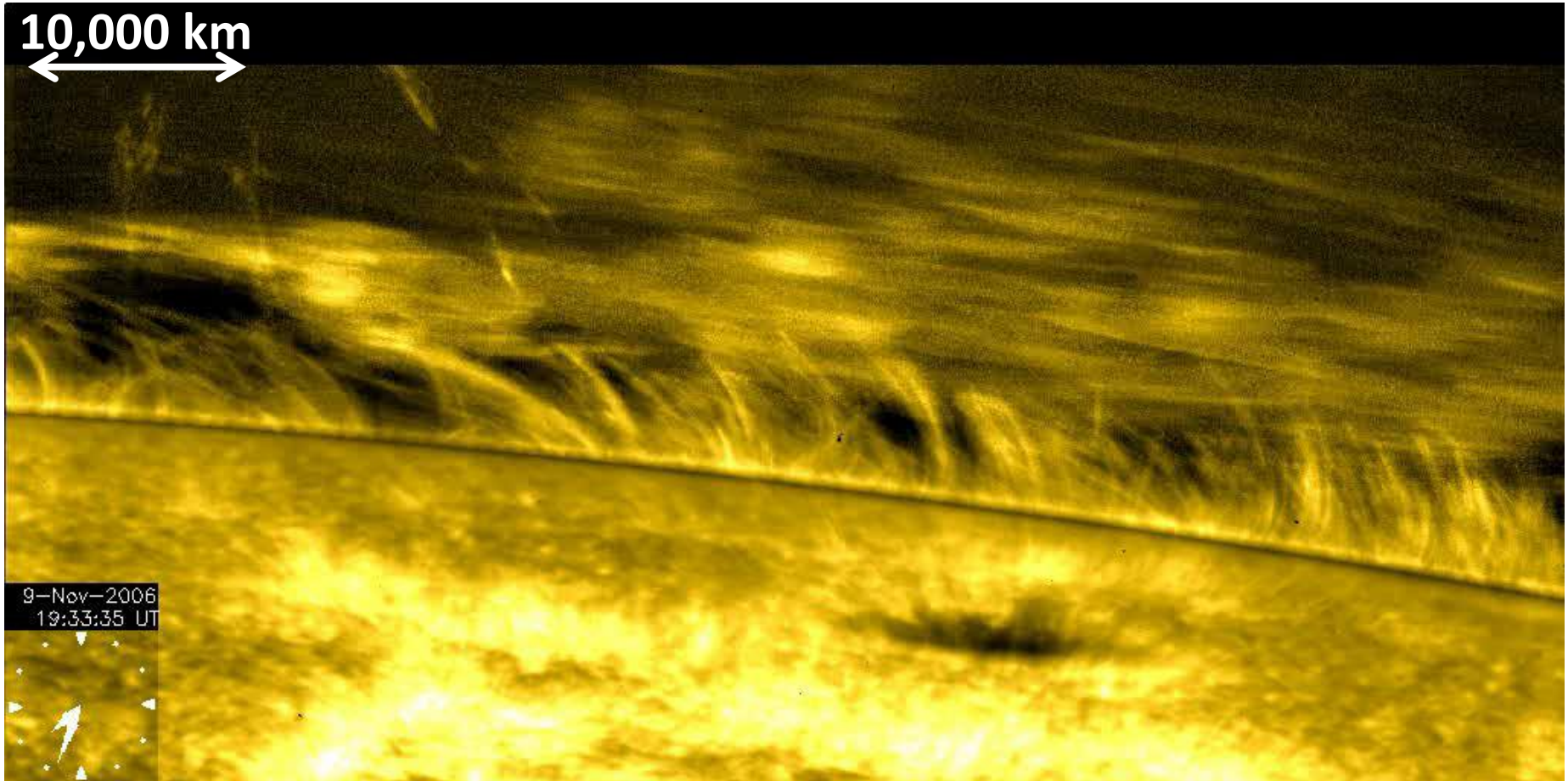
彩層ジェット Shibata+ 2007

# Contents

- 波動とコロナ加熱・太陽風加速問題
- 波動の生成
- **波動の伝播**
  - 成層大気における波動増幅
  - 反射
  - モード変換
- 波動の散逸



# 太陽大気中の波動



黒点上空の波動の様子 (ひので可視光望遠鏡)

Okamoto+2007



# 成層大気中のAlfvén波伝播

- 散逸なしの場合、波の Luminosity は一定なので、

$$L_A = \rho \delta v_{\perp}^2 V_A A = \text{const}$$

→  $\delta v_{\perp} \propto \rho^{-1/4}$

$L_A$  : Luminosity

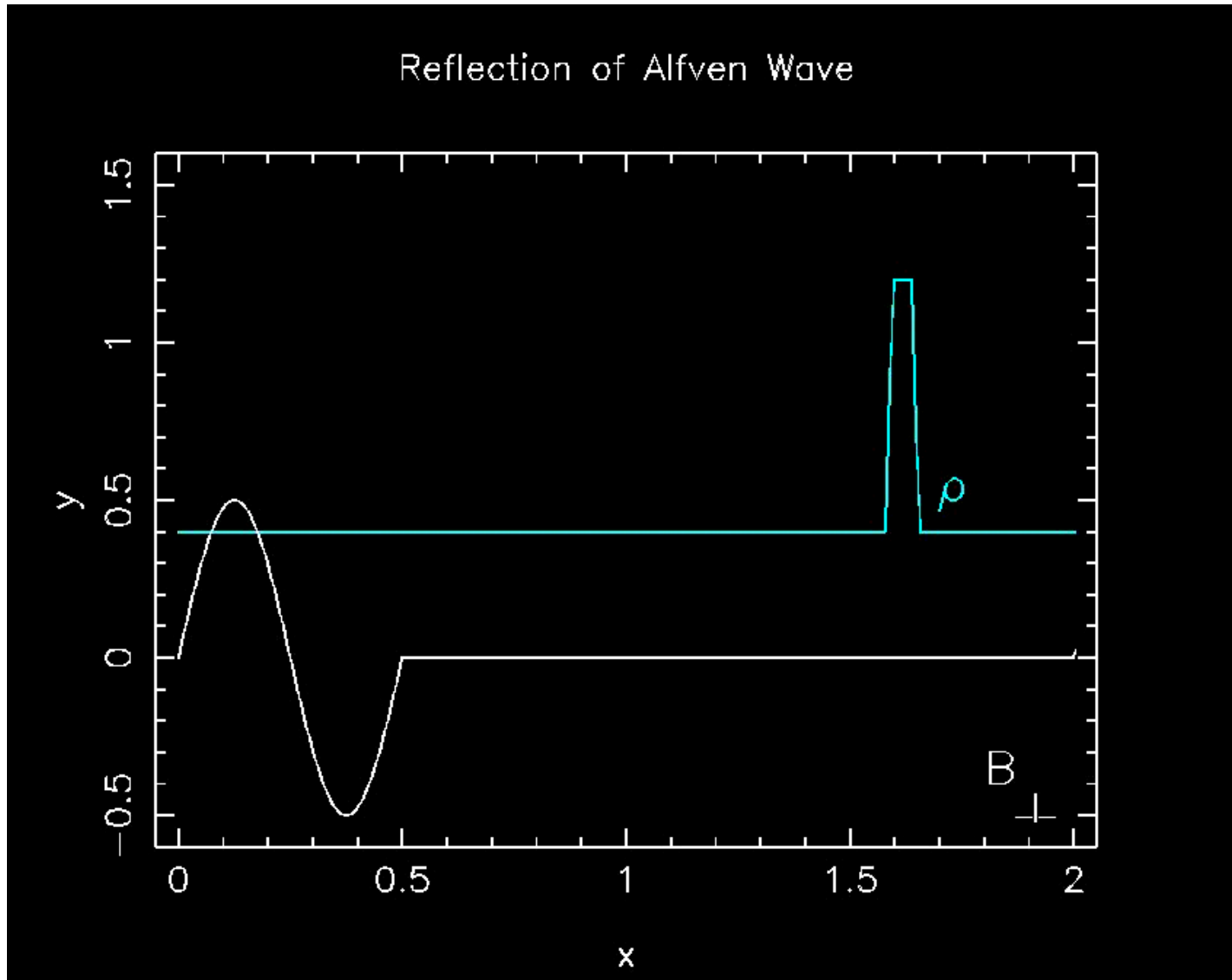
$\rho$  : 質量密度

$\delta v_{\perp}$  : 擾乱速度

$V_A$  : Alfvén速度

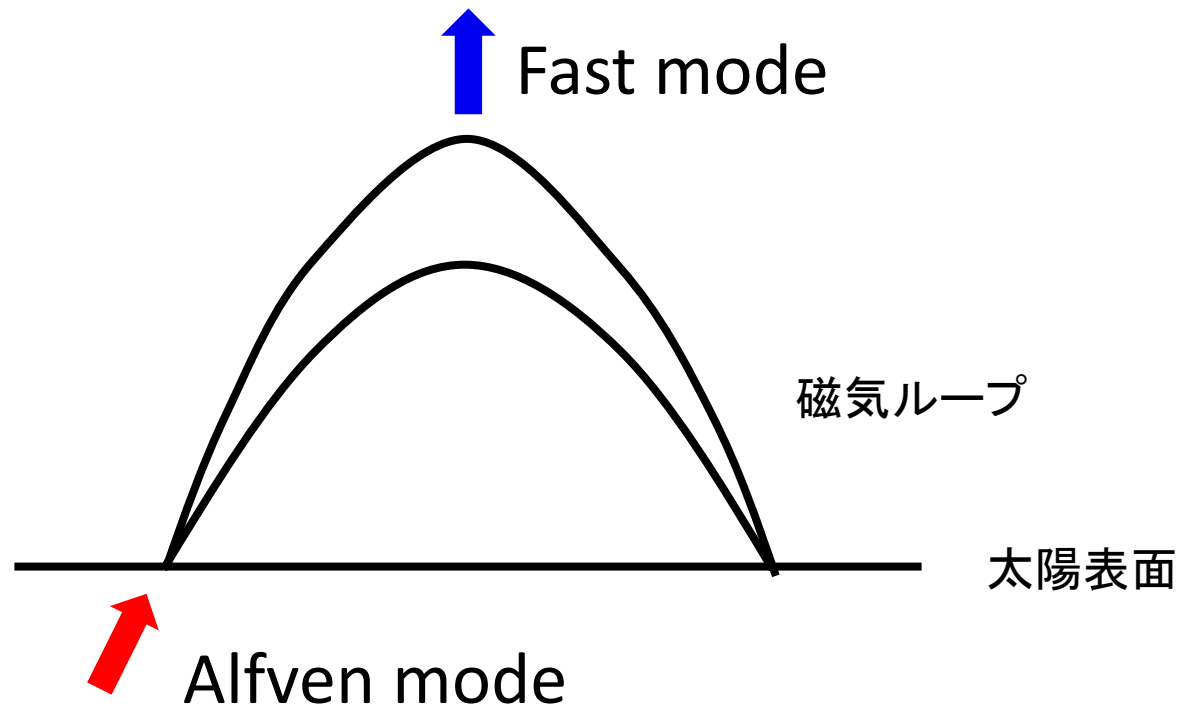
$A$  : 断面積

# Alfven波の反射



# Alfvén波の線形モード変換

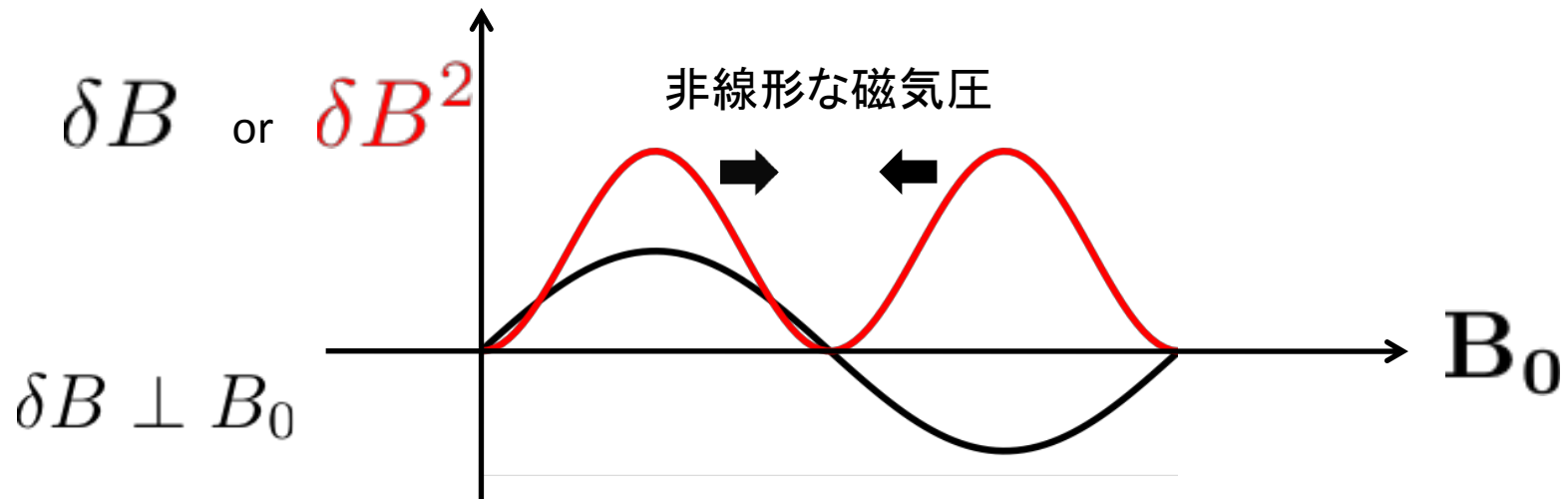
- 線形モード変換（非一様磁場中で起こる）
  - AlfvénモードからFastモードへのエネルギー輸送



# Alfvén波のモード変換

- 非線形モード変換

- Alfvén波の磁気圧(非線形)によって圧縮波を駆動
- Alfvén mode  $\rightarrow$  Slow/Fast mode



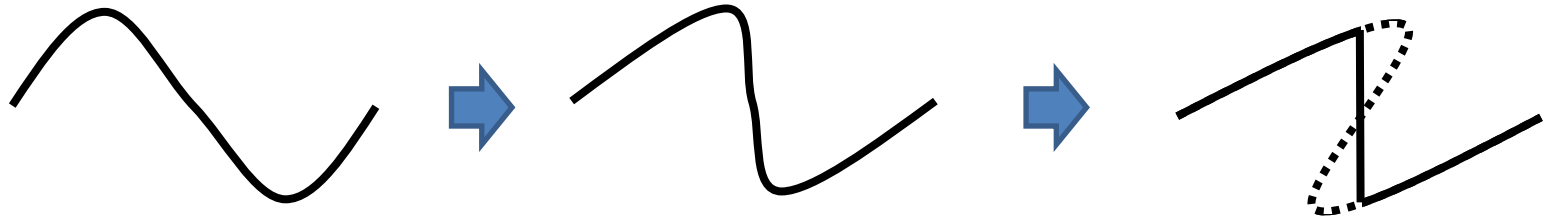
# Contents

- 波動とコロナ加熱・太陽風加速問題
- 波動の生成
- 波動の伝播
- **波動の散逸**



# 衝撃波散逸

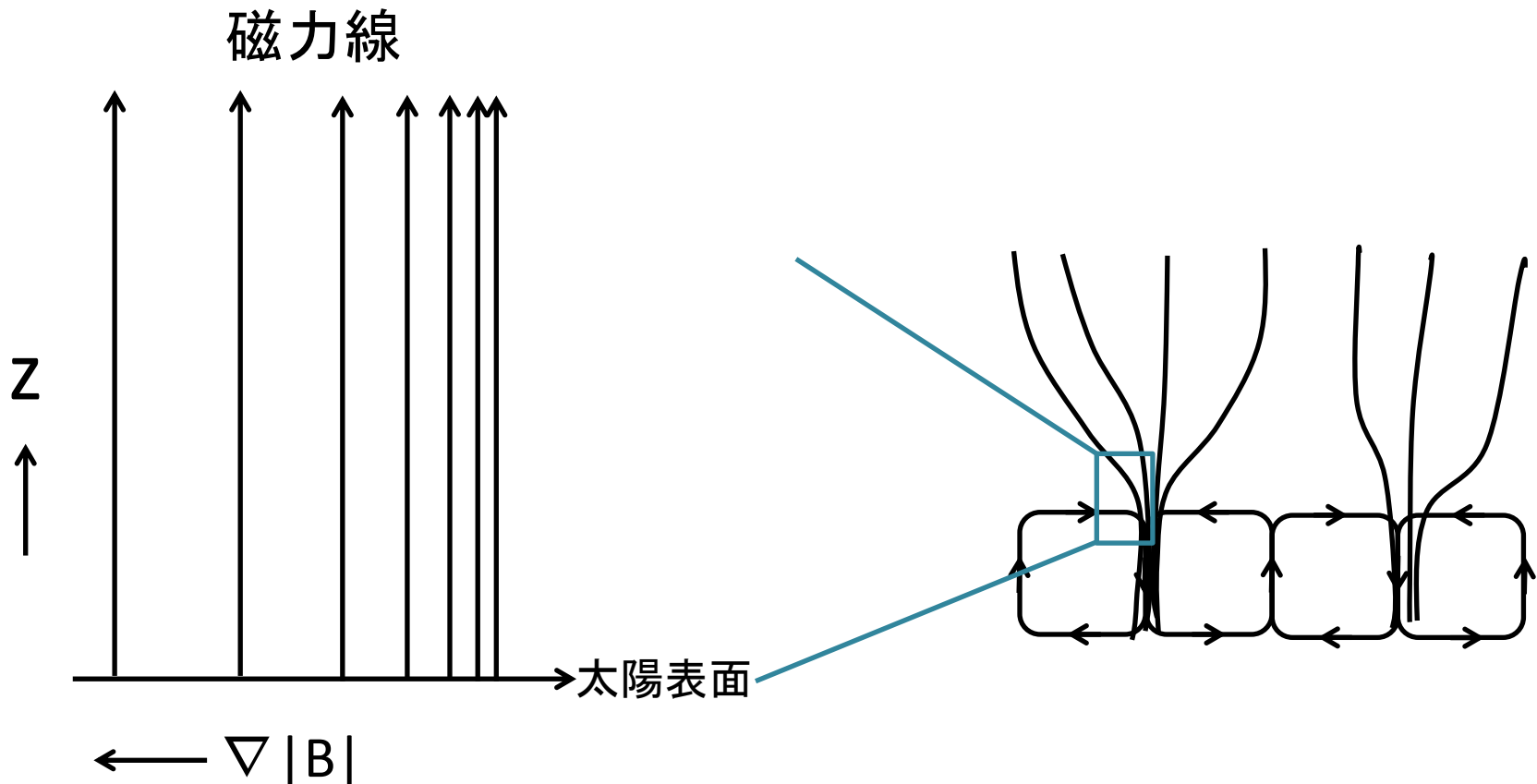
- Alfvén波(非圧縮)から圧縮モードに変換
- 圧縮モードの散逸
  - 衝撃波形成(非線形効果による波の突っ立ち)



# Alfvén波の位相混合

Heyvaerts & Priest 1983

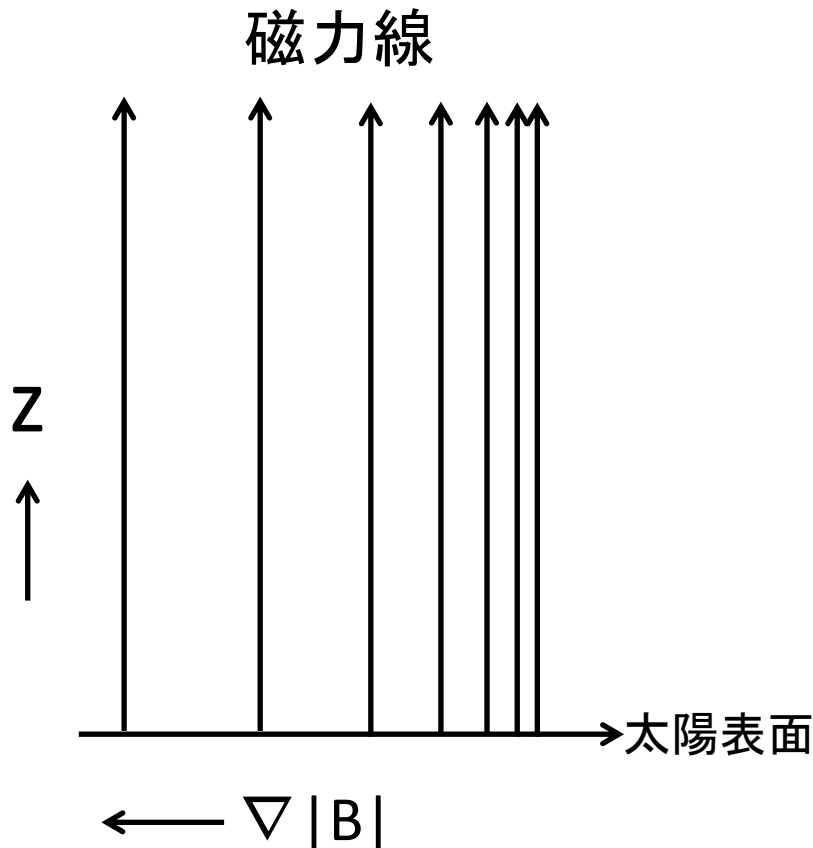
- 非一様磁場中を伝わる Alfvén 波の散逸機構



# Alfvén波の位相混合

Heyvaerts & Priest 1983

- 非一様磁場中を伝わる Alfvén 波の散逸機構



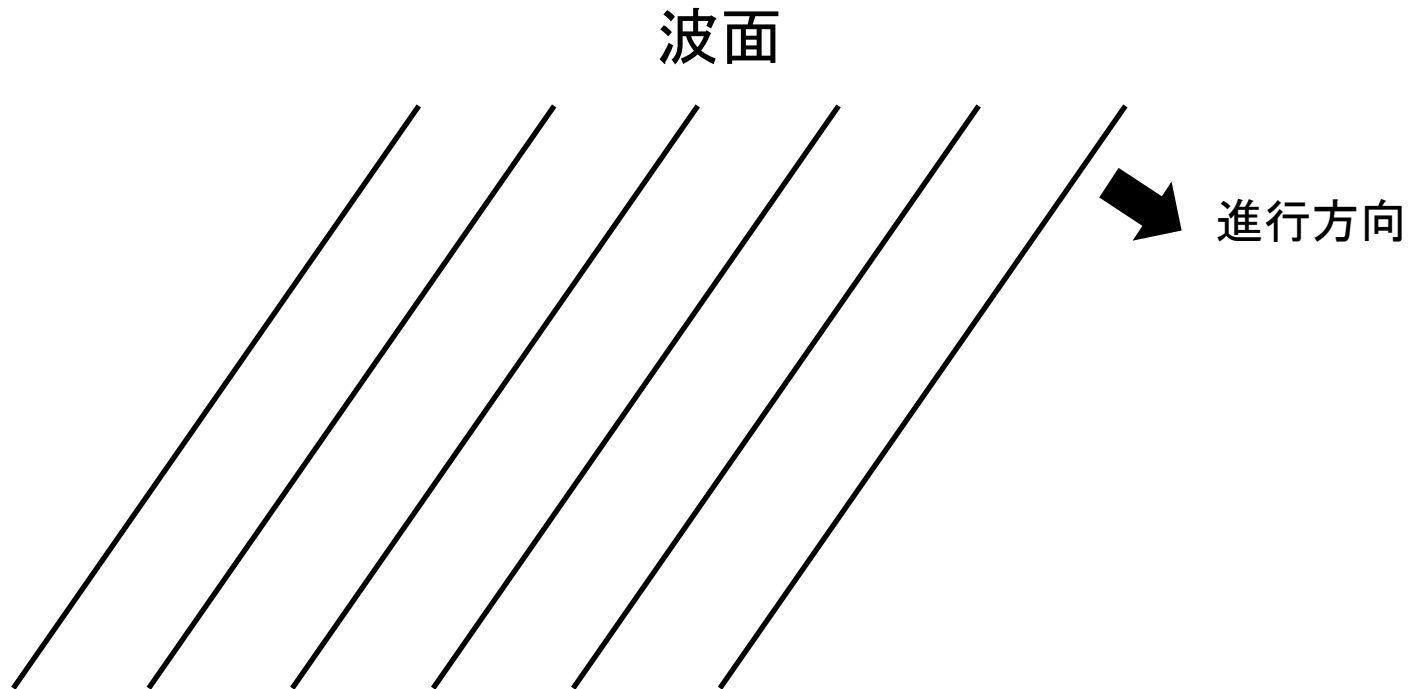
$$\text{位相 } \phi = kz - \omega t$$

$$\Delta \phi = \Delta k z$$

# 波動-波動 相互作用

(e.g. Matthaeus et al. 1999)

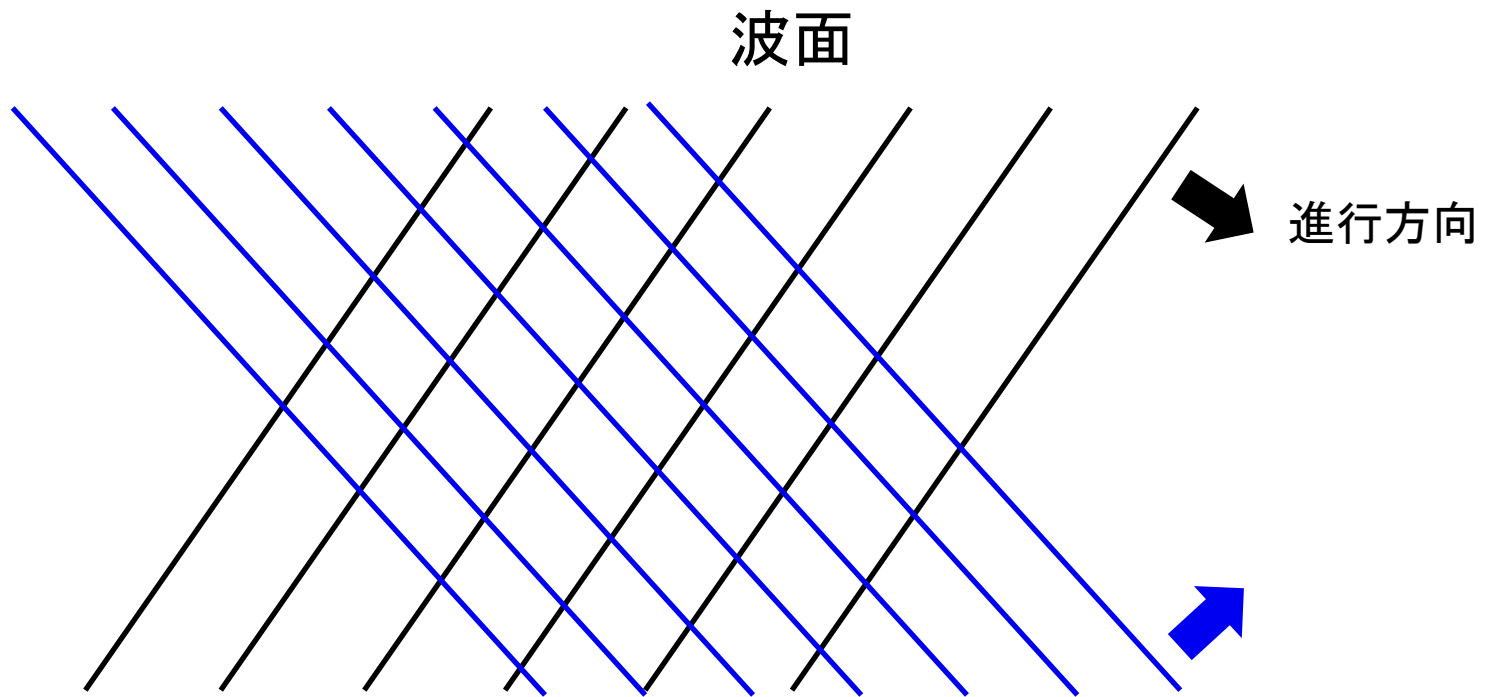
- Alfvén波の衝突によるうなり  
(非線形相互作用)



# 波動-波動 相互作用

(e.g. Matthaeus et al. 1999)

- Alfvén波の衝突によるうなり  
(非線形相互作用)

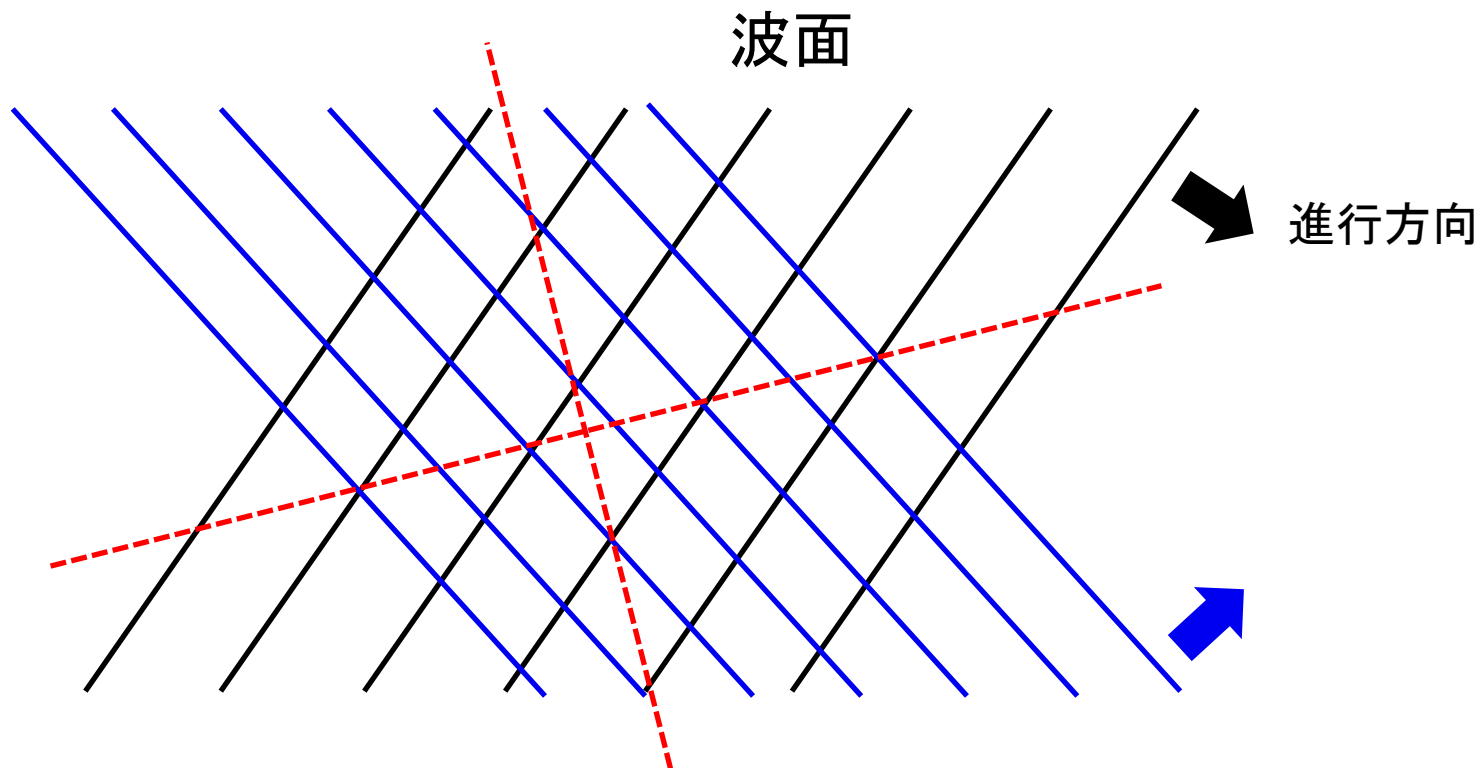




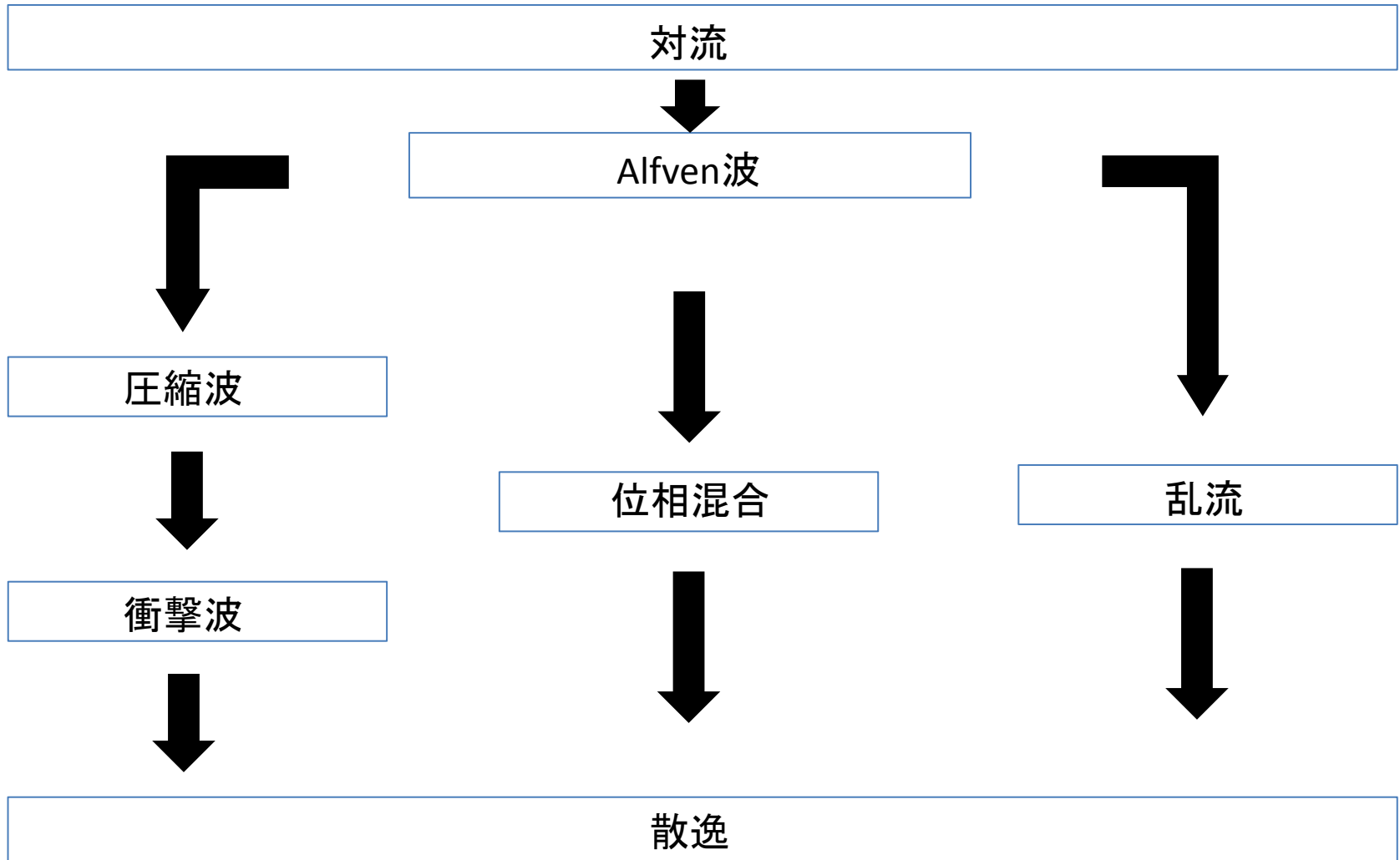
# 波動-波動 相互作用

(e.g. Matthaeus et al. 1999)

- Alfvén波の衝突によるうなり  
(非線形相互作用)

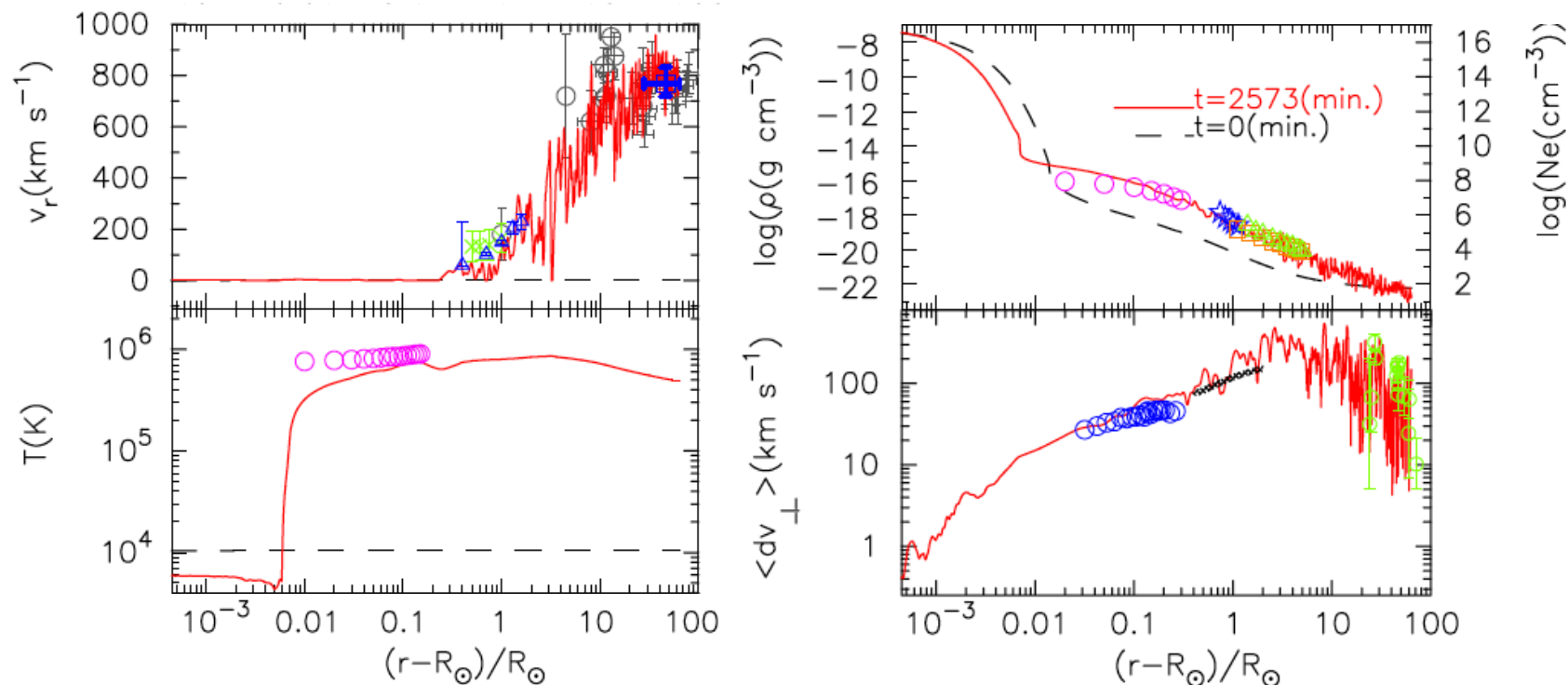


# エネルギー輸送経路のまとめ

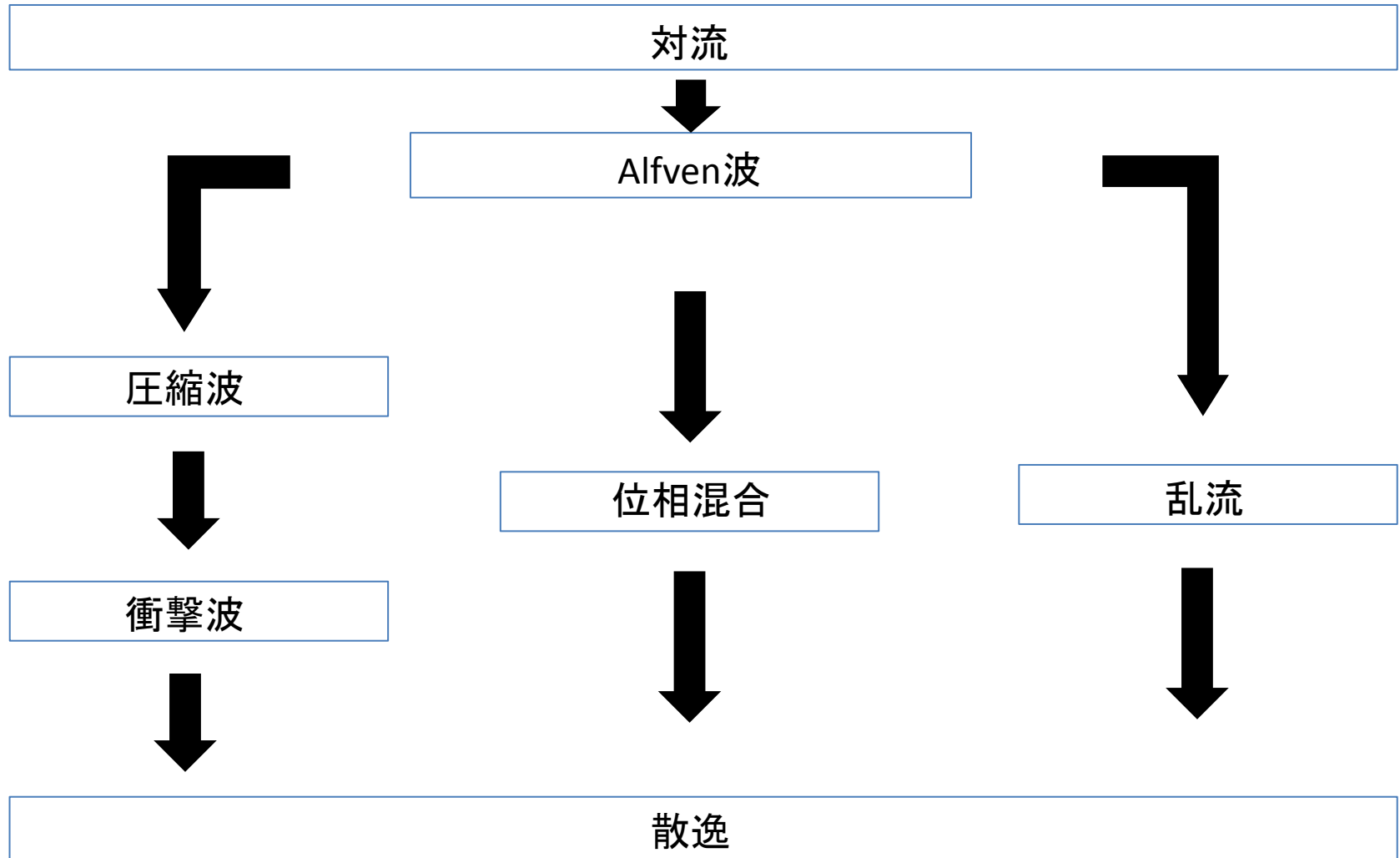


# 1Dシミュレーション

- **非線形モード変換** (e.g. Suzuki & Inutsuka 2005)
  - From Alfvén mode to Slow/Fast mode

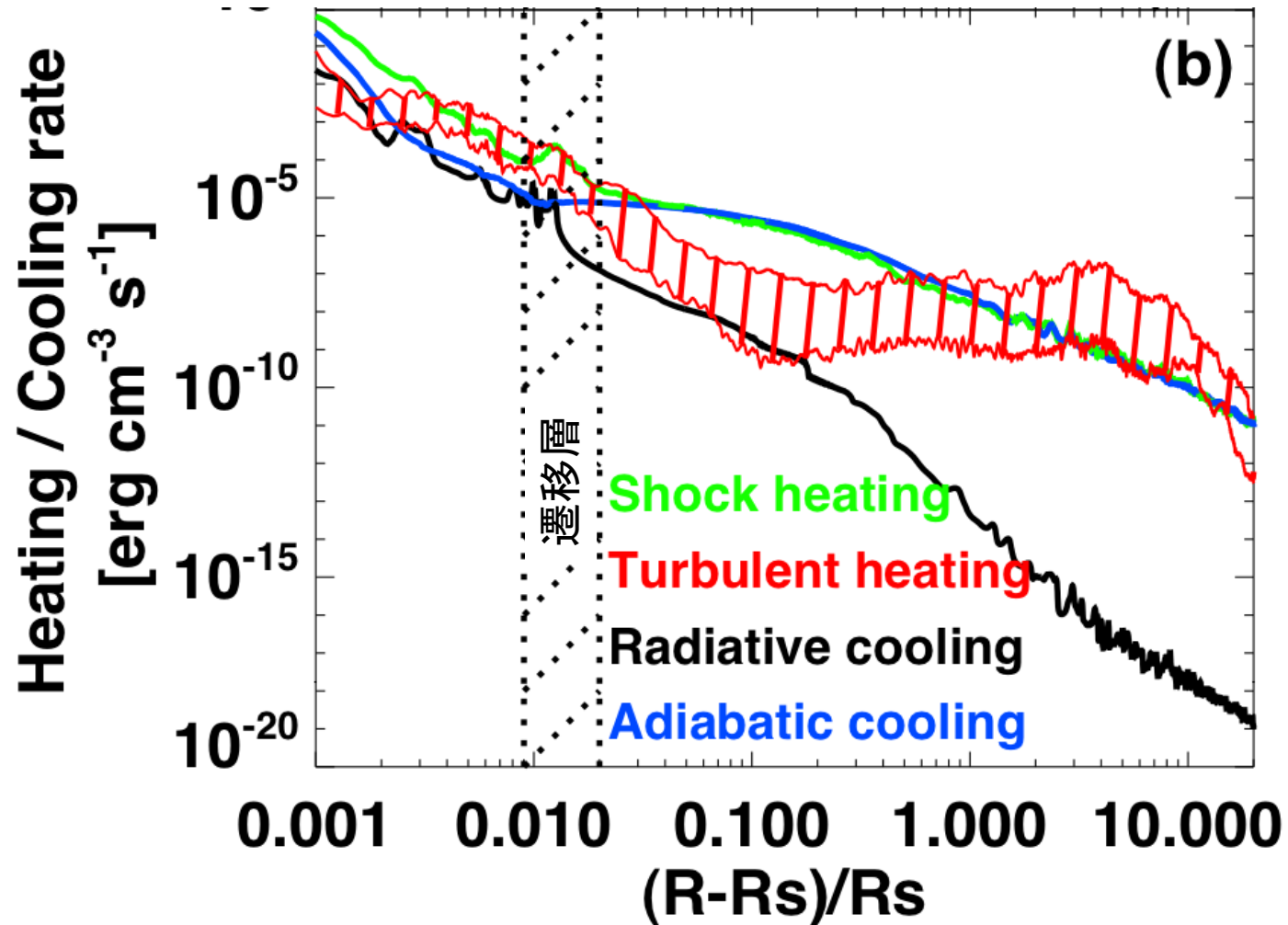


# エネルギー経路



# 2Dシミュレーション

Matsumoto & Suzuki 2012



# まとめ

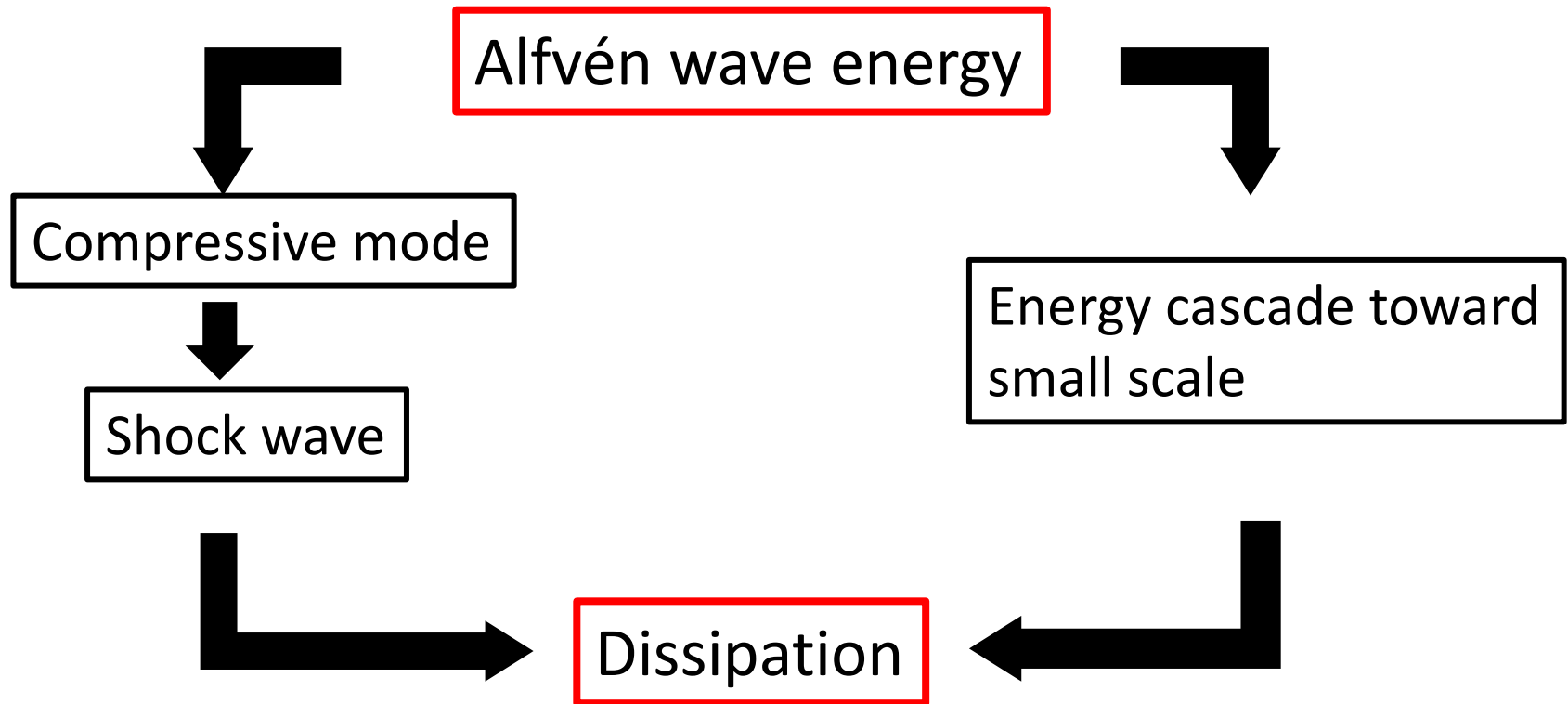
- **コロナ加熱・太陽風加速の鍵は、Alfven波の生成、伝播、散逸過程**
- **波動の生成**
  - 対流と磁場の相互作用
  - 磁気リコネクション
- **波動の伝播**
  - 反射、屈折、モード変換
- **波動の散逸**
  - 衝撃波、位相混合、乱流カスケード

Back up slides

# エネルギー経路

Compressible

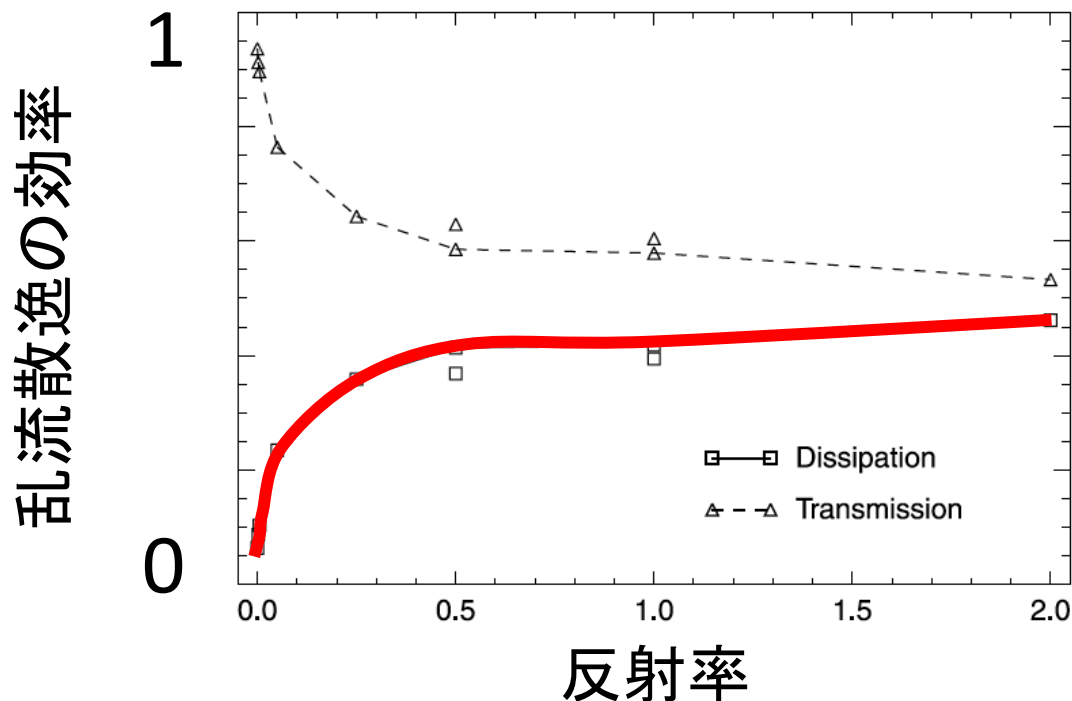
Incompressible





# 先行研究: 2Dシミュレーション

- **MHD乱流** (e.g. Oughton et al. 2001)
  - 主磁場に垂直な方向にカスケード(波動の衝突)
  - 加熱率はAlfvén波の反射率に依存



# 衝撃波による波動の散逸長

～衝撃波形成距離

- 音波

$$L_d \sim \frac{1}{2(\gamma + 1)} \left( \frac{C_S}{\delta v} \right) \lambda$$

- Alfvén波

$$L_d \sim \left( \frac{B_{\parallel}}{\delta B_{\perp}} \right)^2 \lambda$$

$L_d$  : 衝撃波形成距離

$\lambda$  : 波長

$C_S$  : 音速

$\delta v$  : 音波の速度振幅

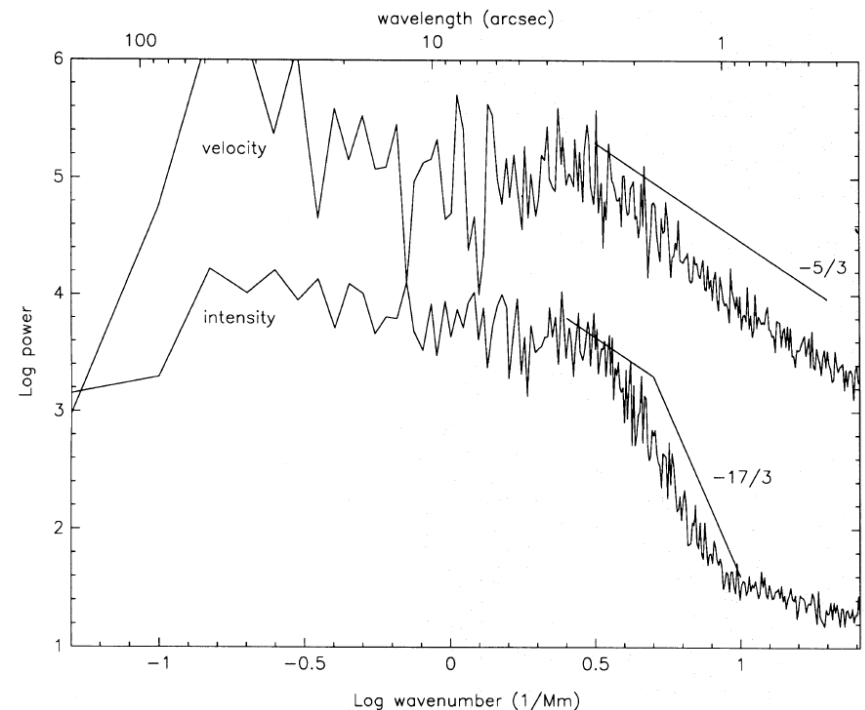
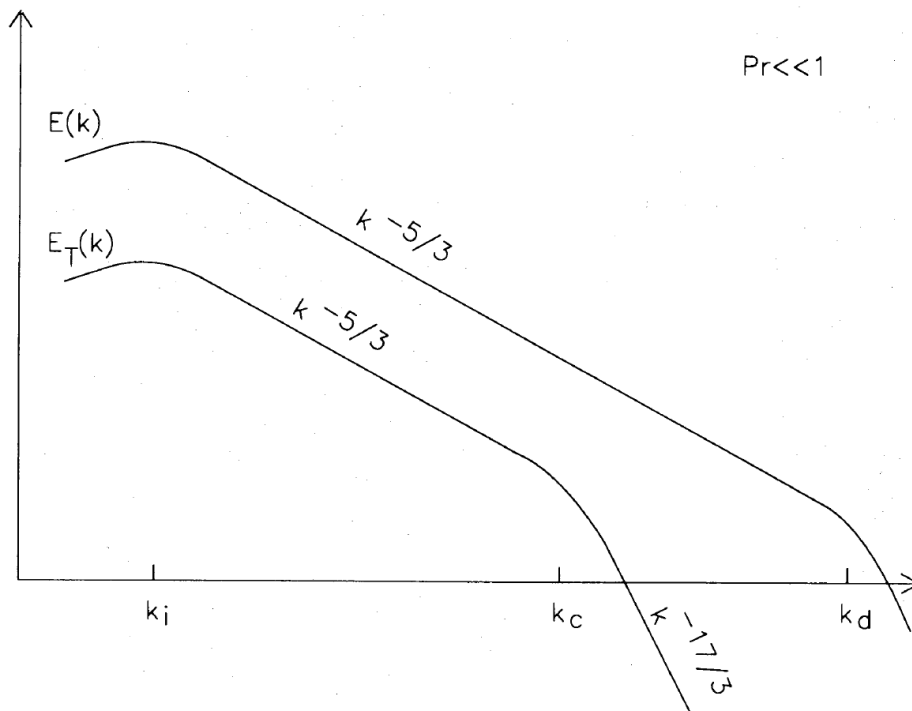
$B_{\parallel}$  : 磁場強度

$\delta B_{\perp}$  : Alfvén波の磁場振幅

# 光球下の乱対流

Espagnet +1993

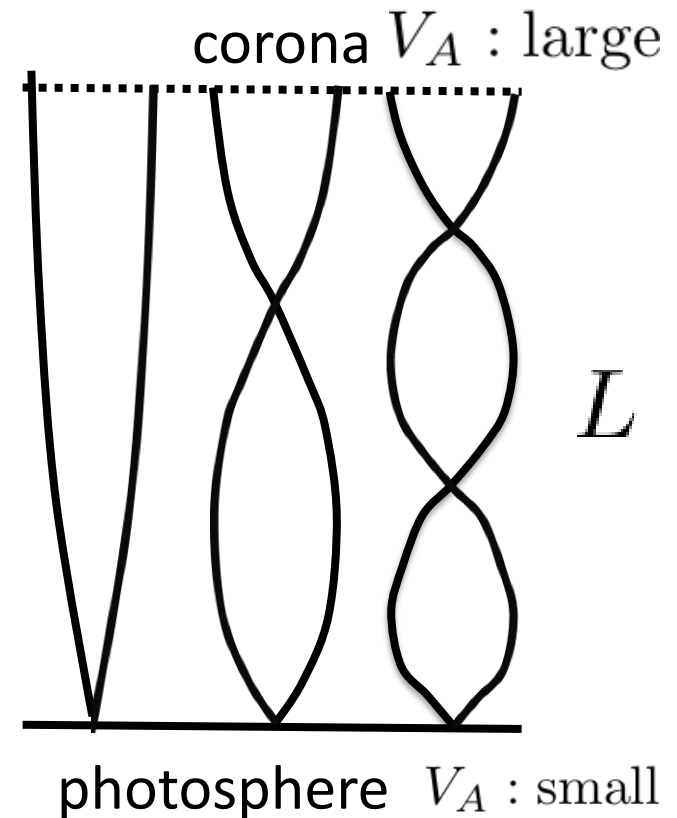
- レイノルズ数  $\gg 1$
- プラントル数  $\ll 1$ 
  - 動粘性/温度拡散(輻射)



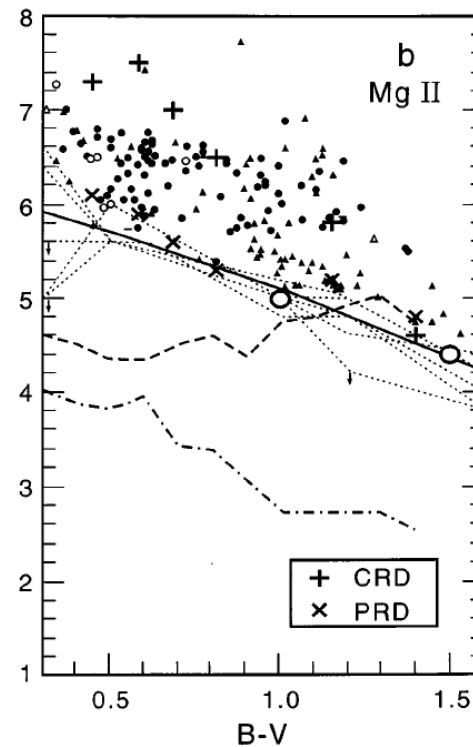
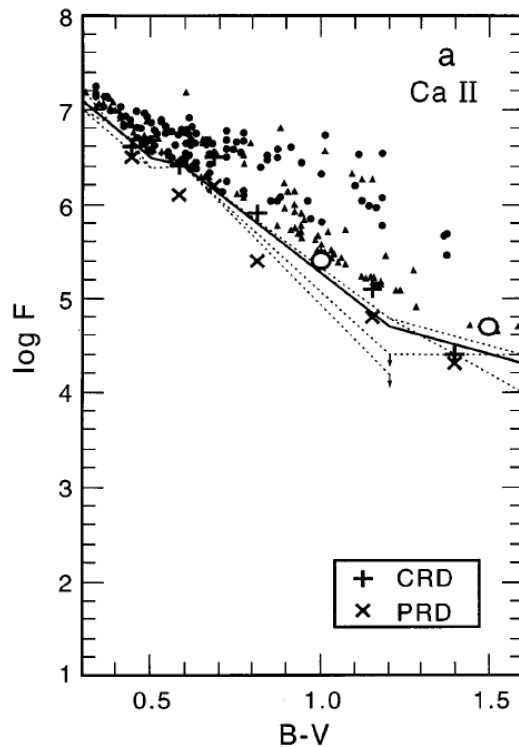
# アルフベン波共鳴

- コロナに向かう波はアルフベン速度の急上昇によって反射される
  - 境界は腹になる
- 光球に向かう波はアルフベン速度の急減少により反射される
  - 境界は節になる
- 共鳴条件を満たした波は透過率が高まる
- 基本振動の周期は

$$4L/V_A \sim 17 \text{ min}$$



- 彩層からの輻射 (Ca II HK等) フラックスを2つに分ける (Schrijver 1987, Rutten+ 1991)
  - Basal flux
    - 恒星の自転速度によらない基本的なフラックス
  - Magnetic flux
    - 恒星の自転速度や年齢に依存するフラックス

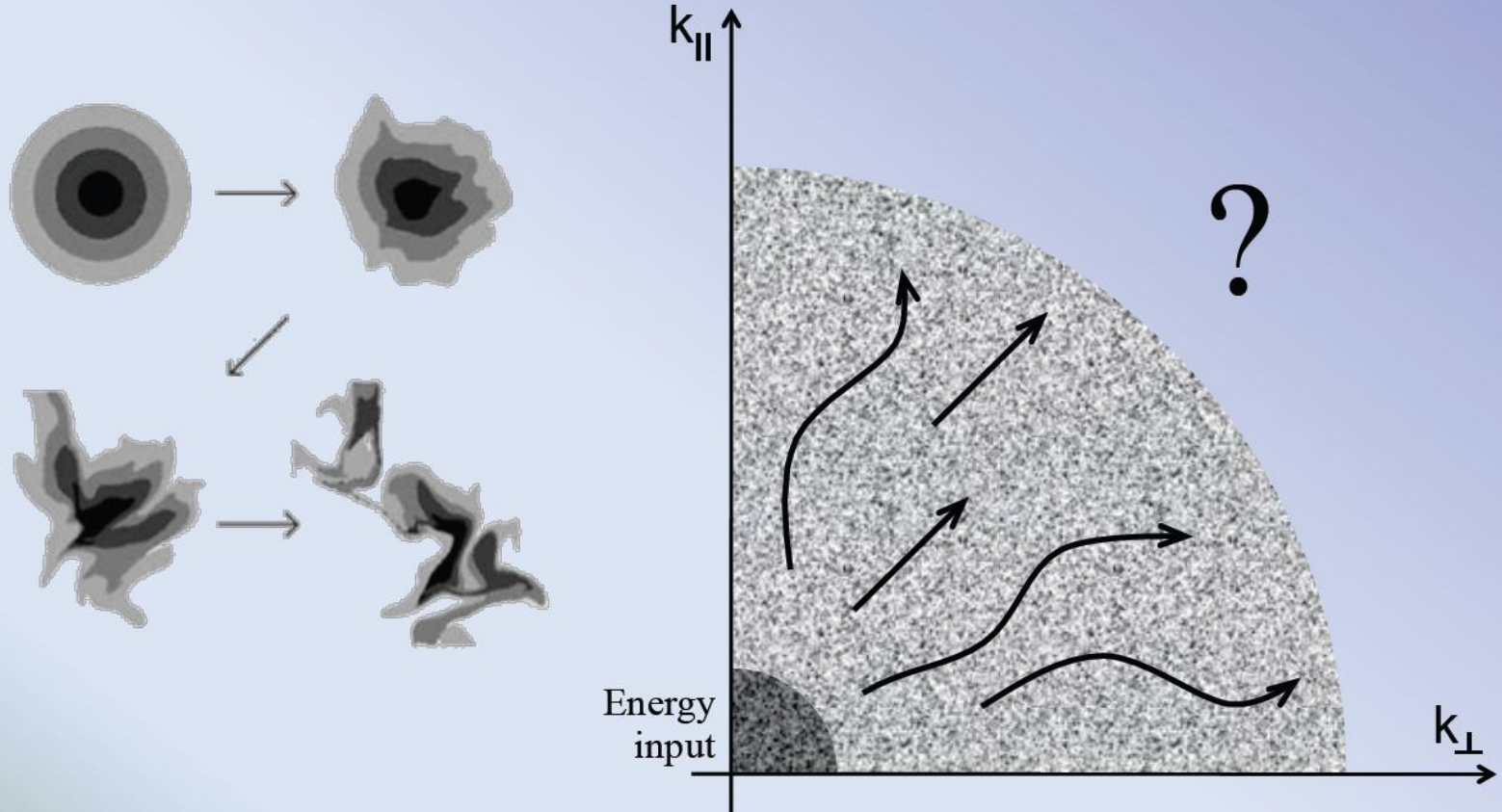


# 恒星磁場と自転周期

- 自転周期が短いと磁場は強い

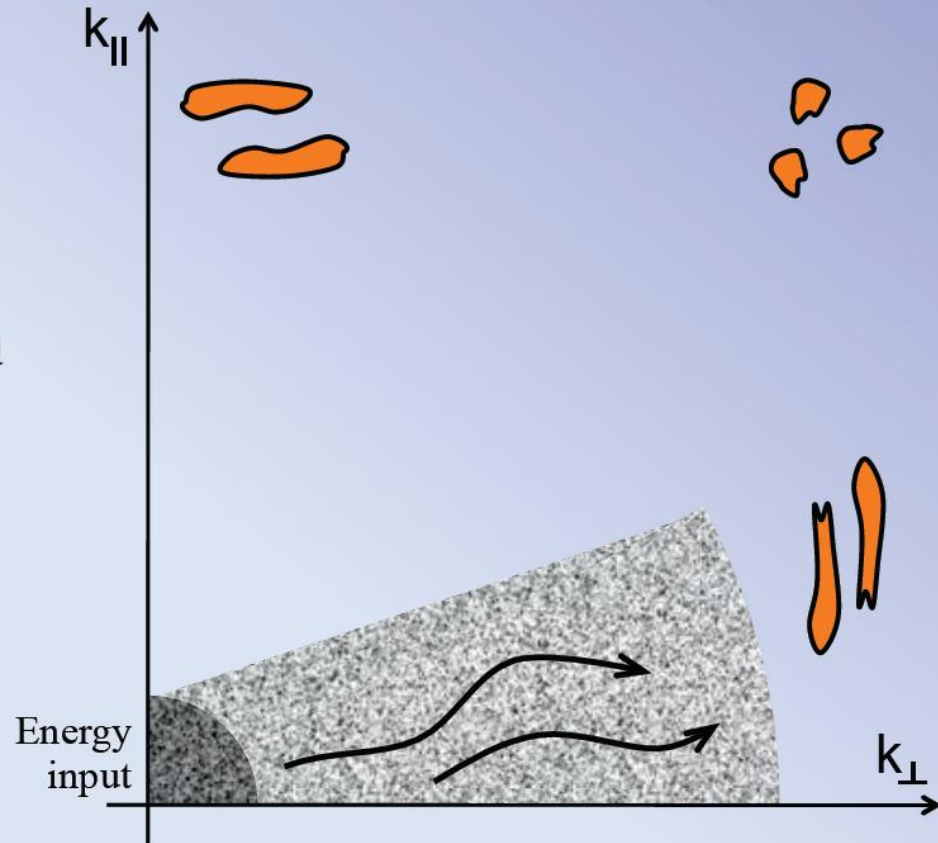
# *Anisotropic MHD turbulence*

- Can MHD turbulence explain the presence of perpendicular ion heating? Maybe not!



# Anisotropic MHD turbulence

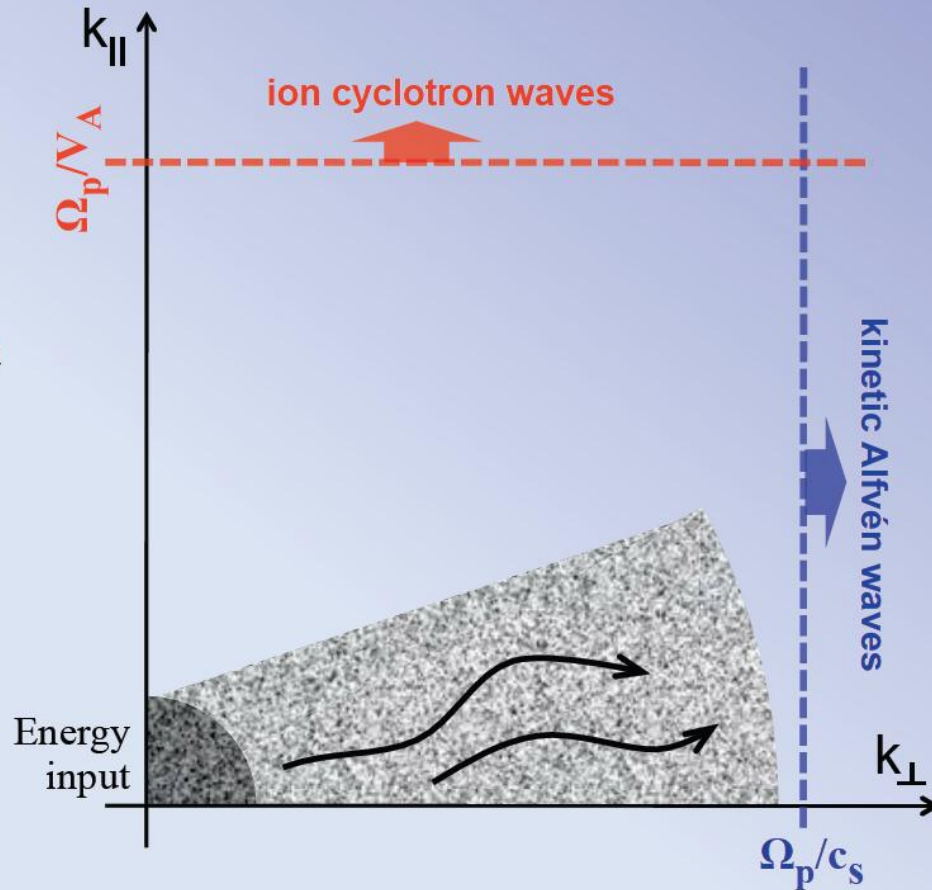
- Can MHD turbulence explain the presence of perpendicular ion heating? Maybe not!
- Alfvén waves propagate ~freely in the **parallel** direction (and don't interact easily with one another), but field lines can “shuffle” in the **perpendicular** direction.
- Thus, when the background field is strong, cascade proceeds mainly in the plane perpendicular to field (Strauss 1976; Montgomery 1982).





# Anisotropic MHD turbulence

- Can MHD turbulence explain the presence of perpendicular ion heating? Maybe not!
- Alfvén waves propagate ~freely in the **parallel** direction (and don't interact easily with one another), but field lines can “shuffle” in the **perpendicular** direction.
- Thus, when the background field is strong, cascade proceeds mainly in the plane perpendicular to field (Strauss 1976; Montgomery 1982).
- In a low- $\beta$  plasma, cyclotron waves heat **ions & protons** when they damp, but kinetic Alfvén waves are Landau-damped, heating **electrons**.



# Plume & Interplume

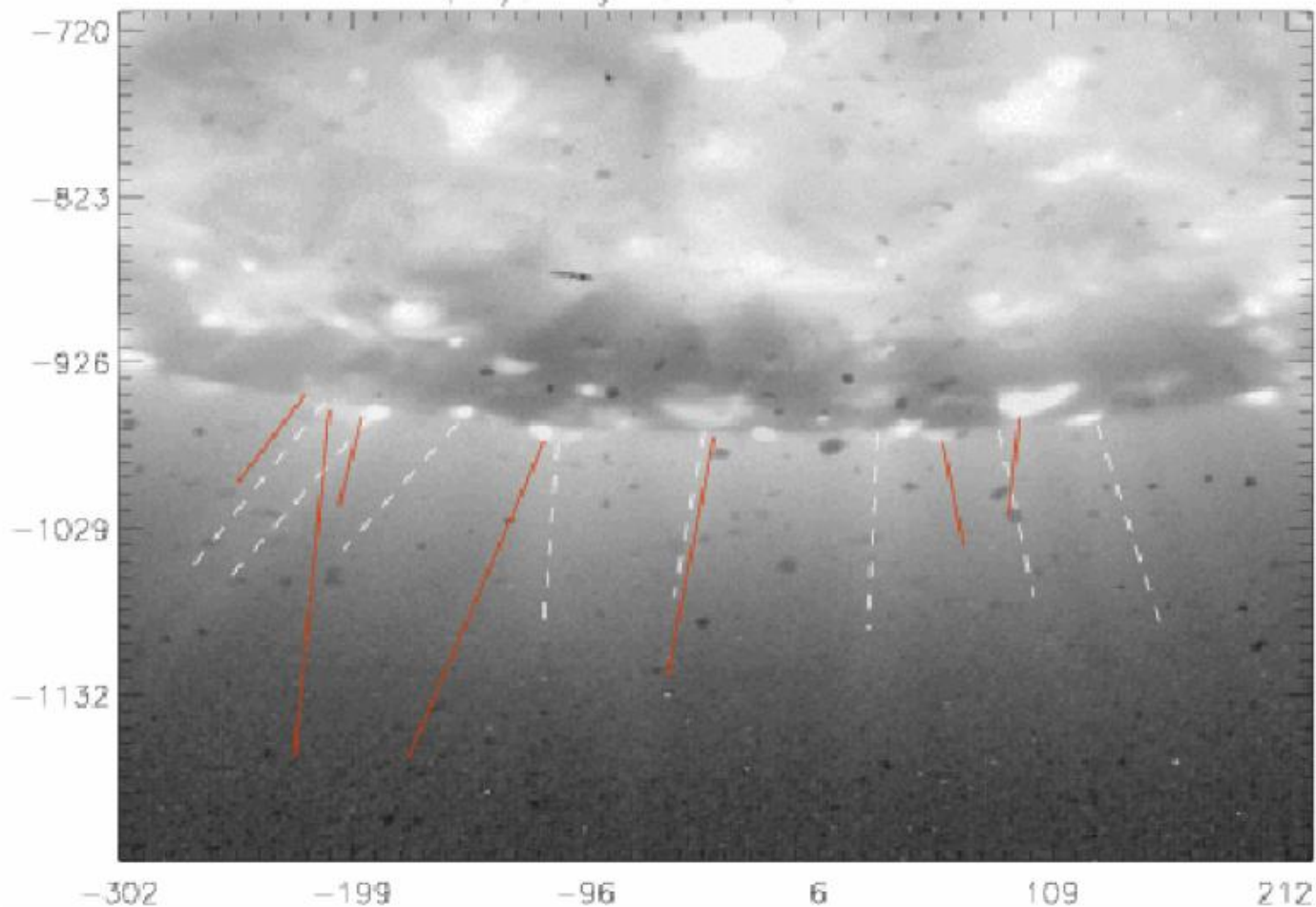
(Wilhelm@badhonnef)

- Plumes expand super-radially.
- Plumes observed in WL and VUV results from plasma density enhancements in CHs.
- The electron density ratio between plumes and IPRs is between approx. three and seven.
- The electron temperature in plumes is  $T_e \leq 1$  MK. In IPRs it is higher by  $\approx 0.2$  MK to  $0.5$  MK.
- The effective ion temperatures in plumes and IPRs are much higher than the electron temperatures.
- Beam plumes are, in many cases, related to coronal BPs and jets during the beginning of their lifetime. They lie near magnetic flux concentrations interacting with magnetic dipoles and last up to 2 d.
- Compressional waves are frequently observed in plumes.
- The SW outflow velocity is higher in IPRs than in plumes.
- The filling factor of plumes in CHs is  $\leq 0.1$ . The IPR contribution to the SW is important.
- Plumes and IPRs have distinctly different abundance compositions.
- Microplumes appears to exist along network lanes (network plumes).
- The indication that plumes can be described as fractals supports the microplume concept.
- Some open questions: Although models of plumes and their formation are available, an exact description of the physical processes operating at the base and inside of plumes as well as their interaction with the SW is still outstanding.

What produces the clear FIP effect signature between plumes and IPRs?

# Plume & Interplume

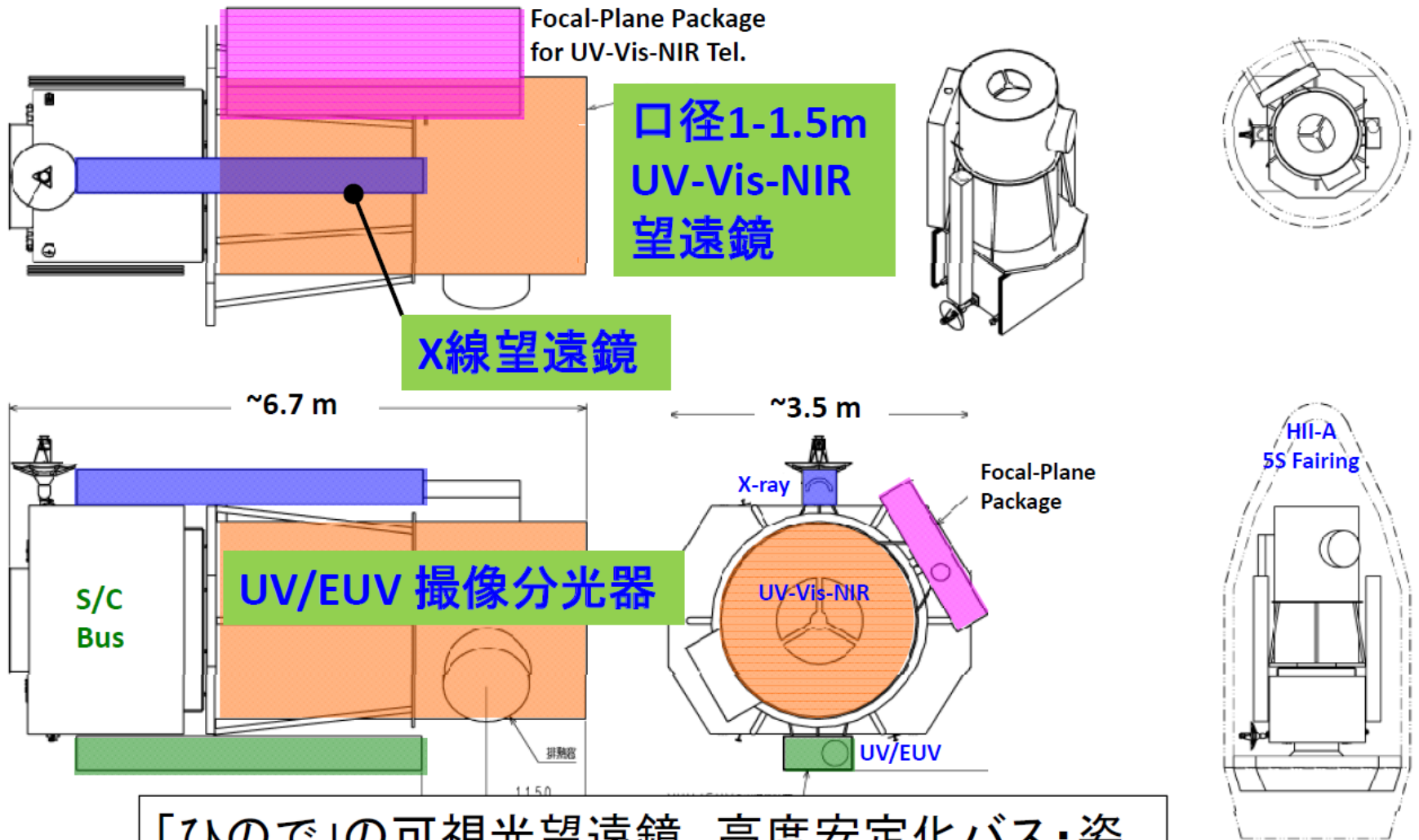
Jets (red), plumes (white) and bright points seen by the X-ray Telescope (XRT/Hinode) on 1 July 2008



# ひのでからSolar-Cへ(2011年3月以前)

- **A案: 極域を含む太陽全面の観測**
  - 黄道面を離れ太陽極域の太陽内部診断と太陽磁場の観測。太陽全体をグローバルにとらえ、太陽風、ダイナモ機構の解明を行う。
- **B案: ひのでの切り開いた高分解能観測の追及**
  - ひので望遠鏡の分枝能力の大幅向上による電磁流体素過程の解明: その結果として、光球—彩層—コロナシステムと彩層コロナ加熱・ダイナモの理解。

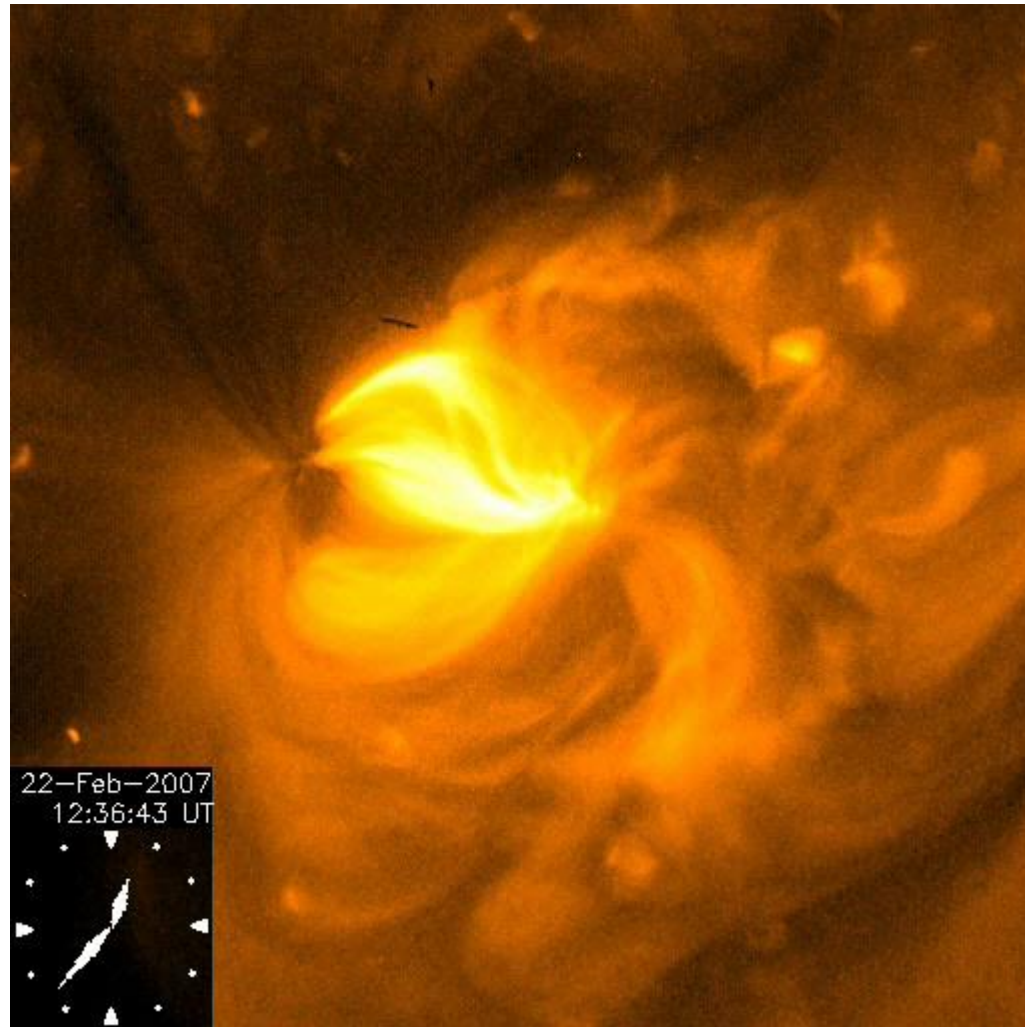
# Solar-C B案 可視からEUVまでの分光衛星



「ひので」の可視光望遠鏡、高度安定化バス・姿勢制御技術を最大限活用

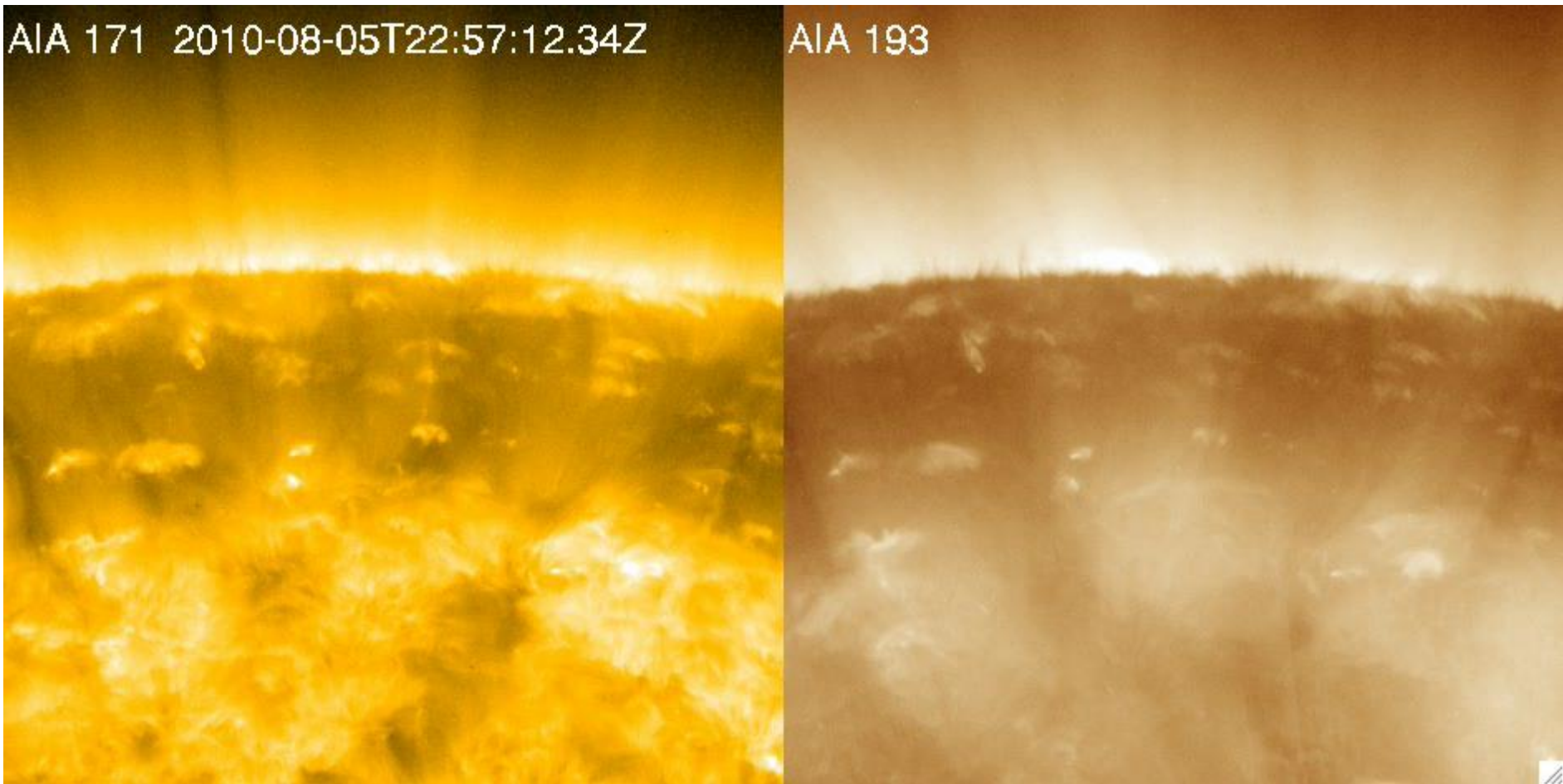


# 太陽風への質量供給



活動領域近傍のOut Flow(ひのでX線望遠鏡)

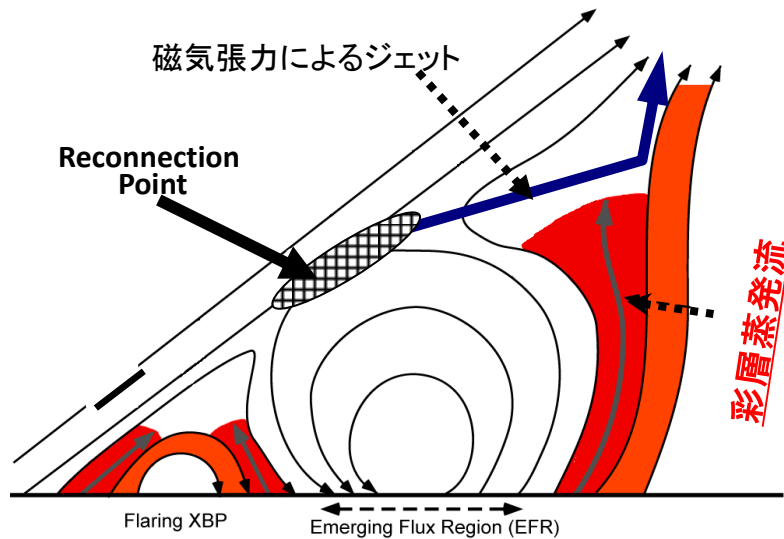
# Out flow in Coronal Hole



極域コロナホールの極紫外線撮像観測 (Solar Dynamics Observatory) Tian+ 2011

# 磁気リコネクションとジェット

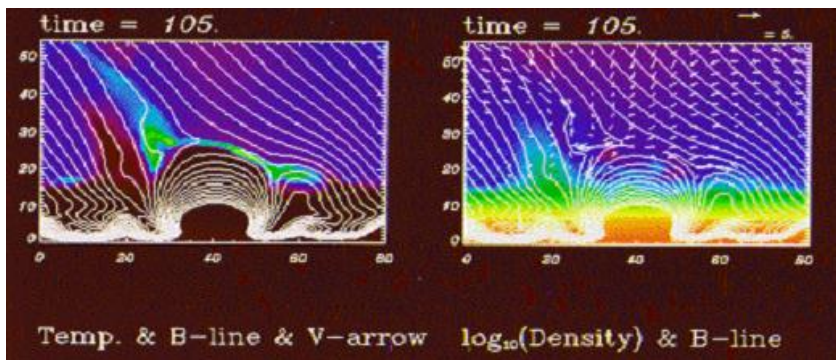
Shimojo & Shibata 2000



- コロナ磁場と浮上磁場によるリコネクション

1、磁気圧・磁気張力による磁気エネルギーから運動エネルギーへの変換

2、リコネクションによって発生した熱エネルギーから運動エネルギーへの変換(彩層蒸発)



Yokoyama & Shibata 1995

下条氏のスライドより抜粋



# Prediction of ubiquitous jets in the solar atmosphere (Shibata 1998)

## X-ray Jets/ Microflares

$V_{\text{jet}} \sim V_{A,\text{corona}} \sim 1000 \text{ km/s}$   
 $T \sim 10^{6-7} \text{ K}, E_{\text{mag}} < 10^{29} \text{ erg}$

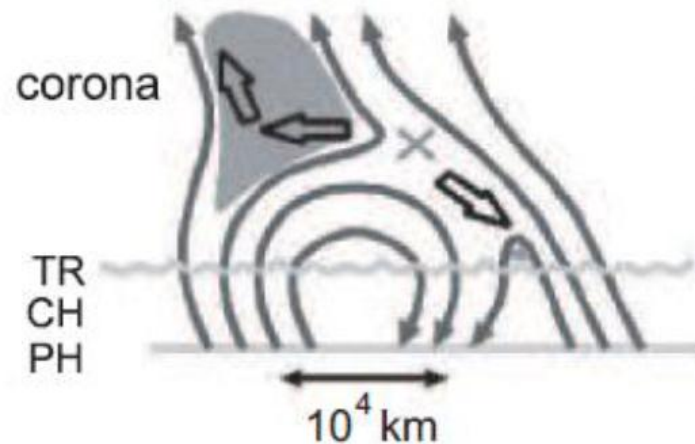
\*\*  $E_{\text{mag}} = B^2/8\pi \cdot L^3$

## EUV Jets/ Microflares

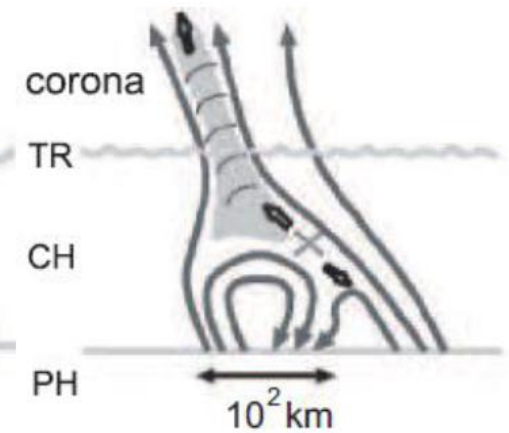
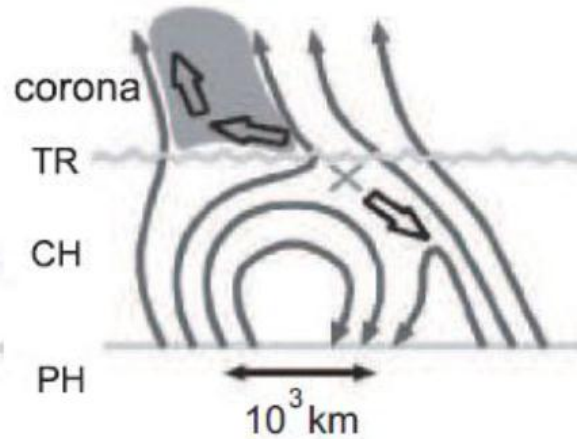
$V_{\text{jet}} \sim V_{A,\text{chromosphere}} \sim 100 \text{ km/s}$   
 $T \sim 10^{5-6} \text{ K}, E_{\text{mag}} < 10^{27} \text{ erg}$

## Chromospheric Jets/ Spicules

$V_{\text{jet}} \sim V_{A,\text{photosphere}} \sim 10 \text{ km/s}$   
 $T < 10^4 \text{ K}, E_{\text{mag}} < 10^{25} \text{ erg}$



Source of coronal solar wind,  
Alfven waves



Source of chromospheric/coronal  
Alfven/slow-mode waves (?)

Fractal nature (since MHD is scale free)

西塚氏のスライドより抜粋

# Summary of “reconnection” observations with Hinode

西塚氏のスライドより抜粋

“flares”	Size (L)	Lifetime (t)	Alfven time ( $t_A$ )	$t/t_A$	Mass ejection
nanoflares	~200 km	200-1000sec	20 sec	~10~50	Chromospheric jets (anemone, penumbral)
Microflares	$10^3 - 10^4$ km	100-1000sec	1-10 sec	~100	jet/surge
Impulsive flares	$(1-3) \times 10^4$ km	10 min – 1 hr	10-30 sec	~60-100	X-ray plasmoid/ Spray
Long duration (LDE) flares	$(3-10) \times 10^4$ km	1-10 hr	30-100 sec	~100-300	X-ray plasmoid/ prom. eruption
Giant arcades	$10^5 - 10^6$ km	10 hr – 2 days	100-1000 sec	~100-300	CME/prom. eruption

# 波の周期の概算

	サイズ km	Alfvén速度 Km/s	周期 sec
乱対流	1,000	10	100
X線ジェット	10,000	1,000	10
彩層ジェット	100	10-100	1-10
水平磁場	> 1,000	10-100	10-100

# 太陽コロナ・プラズマの 特徴的長さ

- デバイ長  $\lambda_D = \left( \frac{kT}{4\pi n e^2} \right)^{1/2} \approx 0.3 \text{ cm} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^{1/2} \left( \frac{n}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2}$

- ラーモア半径  $r_{Li} = \frac{m_i v c}{eB} \approx 10 \text{ cm} \left( \frac{B}{100 \text{ G}} \right)^{-1} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^{1/2}$

- 平均自由行程

$$l_{mfp} = \frac{1}{n} \left( \frac{kT}{e^2} \right)^{1/2} \approx 10^8 \text{ cm} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^2 \left( \frac{n}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1}$$

# 太陽コロナ・プラズマの 特徴的時間

- プラズマ振動数  $\omega_{pi} = \left( \frac{4\pi n e^2}{m_i} \right)^{1/2} \approx 10^9 \text{ Hz} \left( \frac{n}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{1/2}$
- ラーモア振動数  $\Omega_i = \frac{eB}{m_i c} \approx 10^6 \text{ Hz} \left( \frac{B}{100 \text{ G}} \right)$
- 電子-イオン衝突時間  $t_{coll} = \frac{m_e^{1/2} (kT)^{3/2}}{n e^4} \approx 10 \text{ sec} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^{3/2} \left( \frac{n}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1}$

# 磁気レイノルズ数

$$R_m = \frac{V_A L}{\eta}$$
$$\approx 10^{14} \left( \frac{B}{100G} \right) \left( \frac{n}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^{3/2} \left( \frac{L}{10^9 \text{ cm}} \right)$$

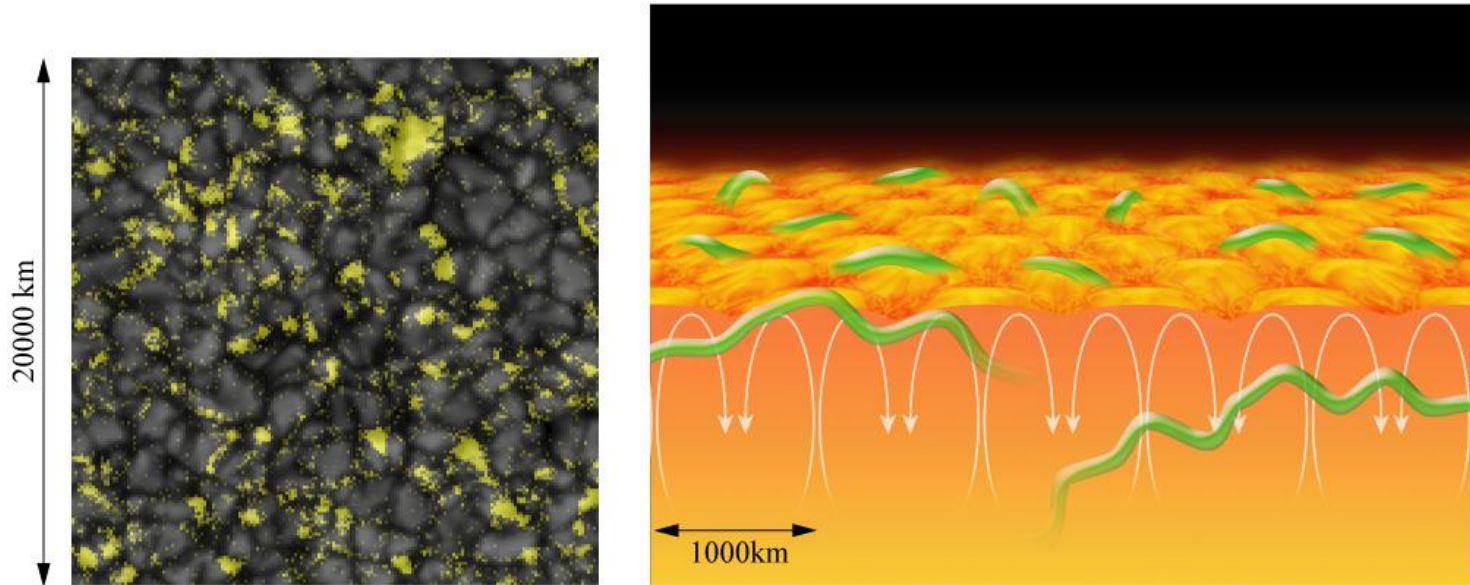
磁気拡散係数  
(magnetic diffusivity)

$$\eta = \frac{c^2}{4\pi\sigma} \approx \frac{c^2 e^2 m^{1/2}}{4\pi(kT)^{3/2}}$$
$$\approx 10^4 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1} \left( \frac{T}{10^6 \text{ K}} \right)^{-3/2}$$

# 短寿命水平磁場

e.g. Ishikawa+ 2008

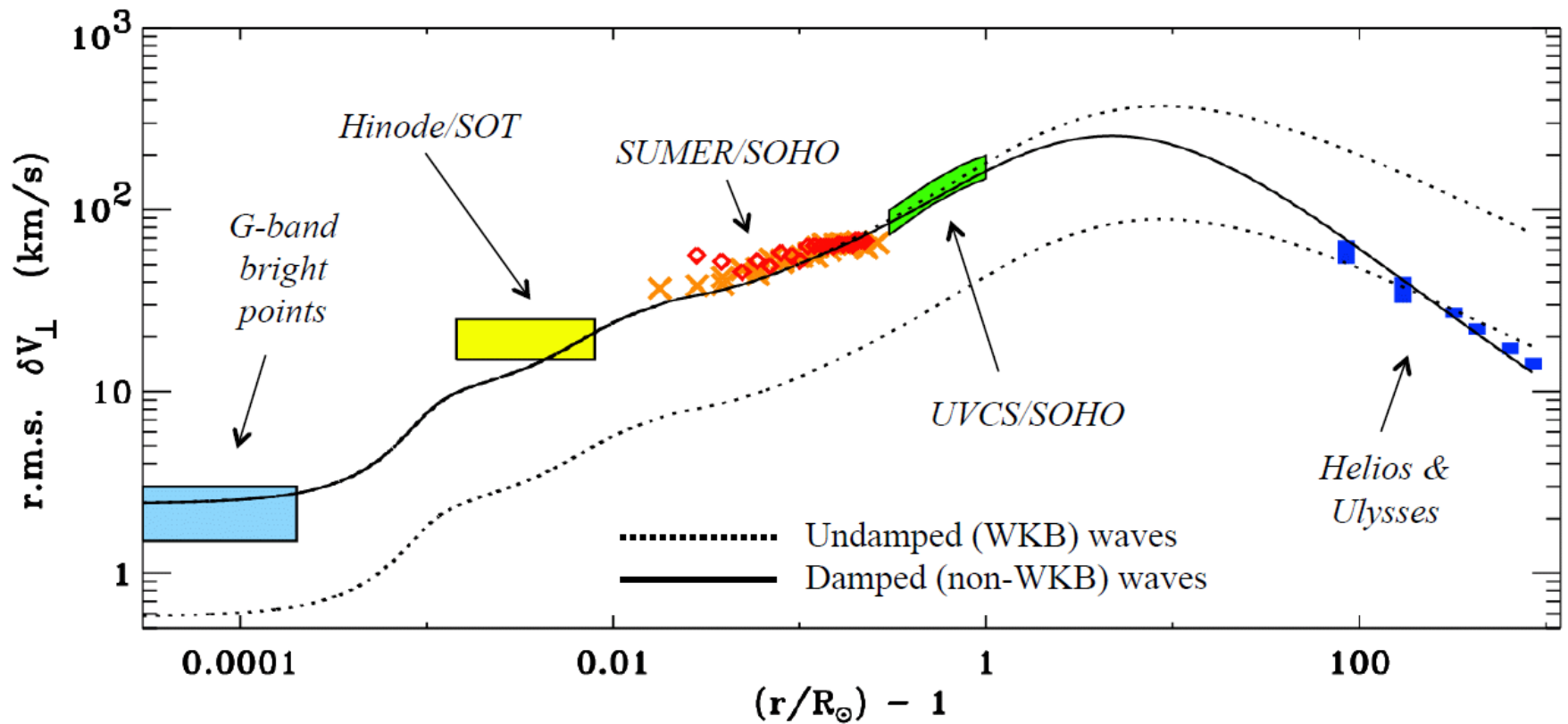
「ひので」が観測した短寿命水平磁場とその想像図



- 粒状斑内に出現
- 非常に高い発生頻度
  - 10%以上の粒状斑が水平磁場を保持
- 彩層・コロナ加熱に十分な寄与？

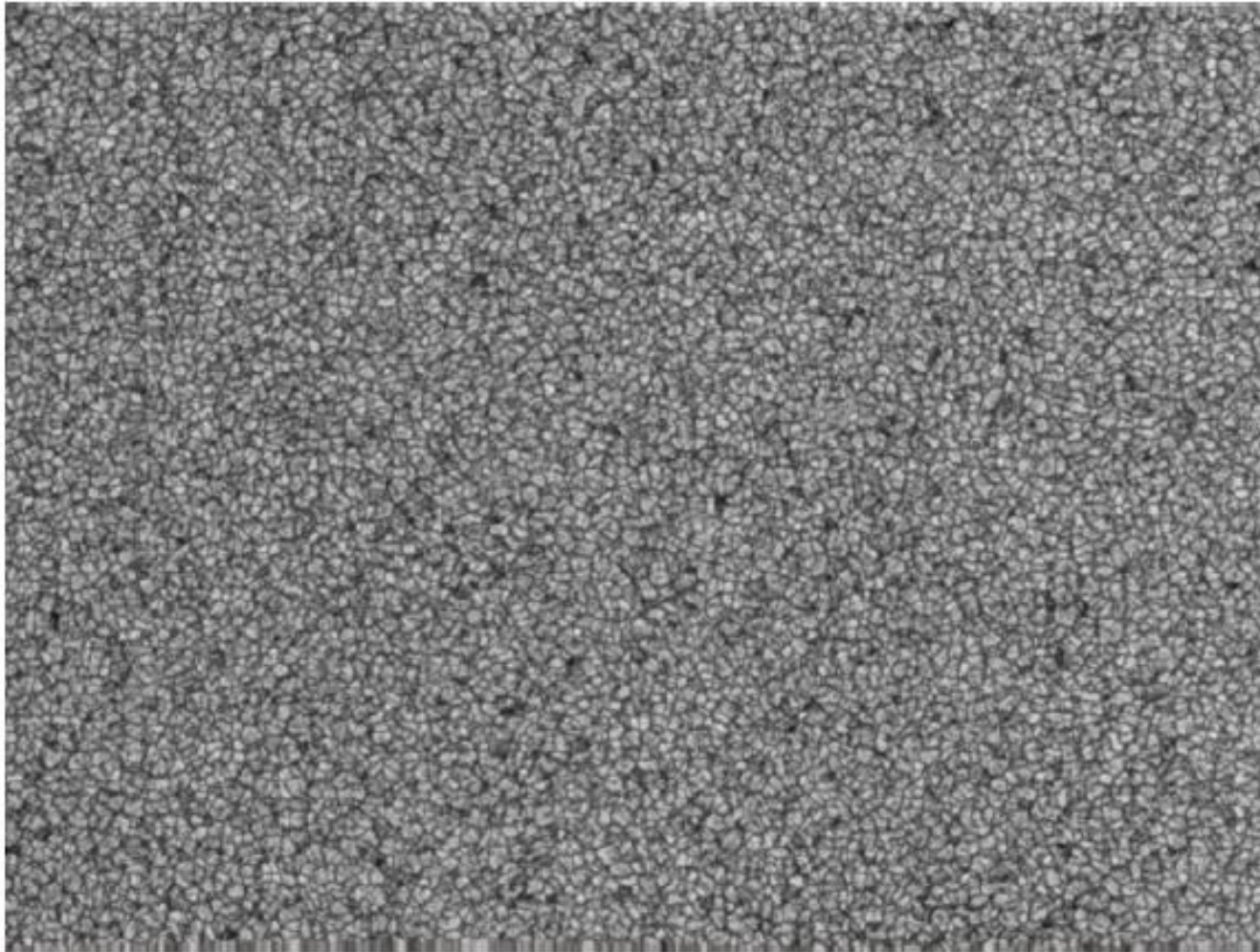


# 擾乱速度場の動径方向分布



# 「ひので」による静穏領域磁場観測

※宇宙からの高精度・高空間分解能磁場測定

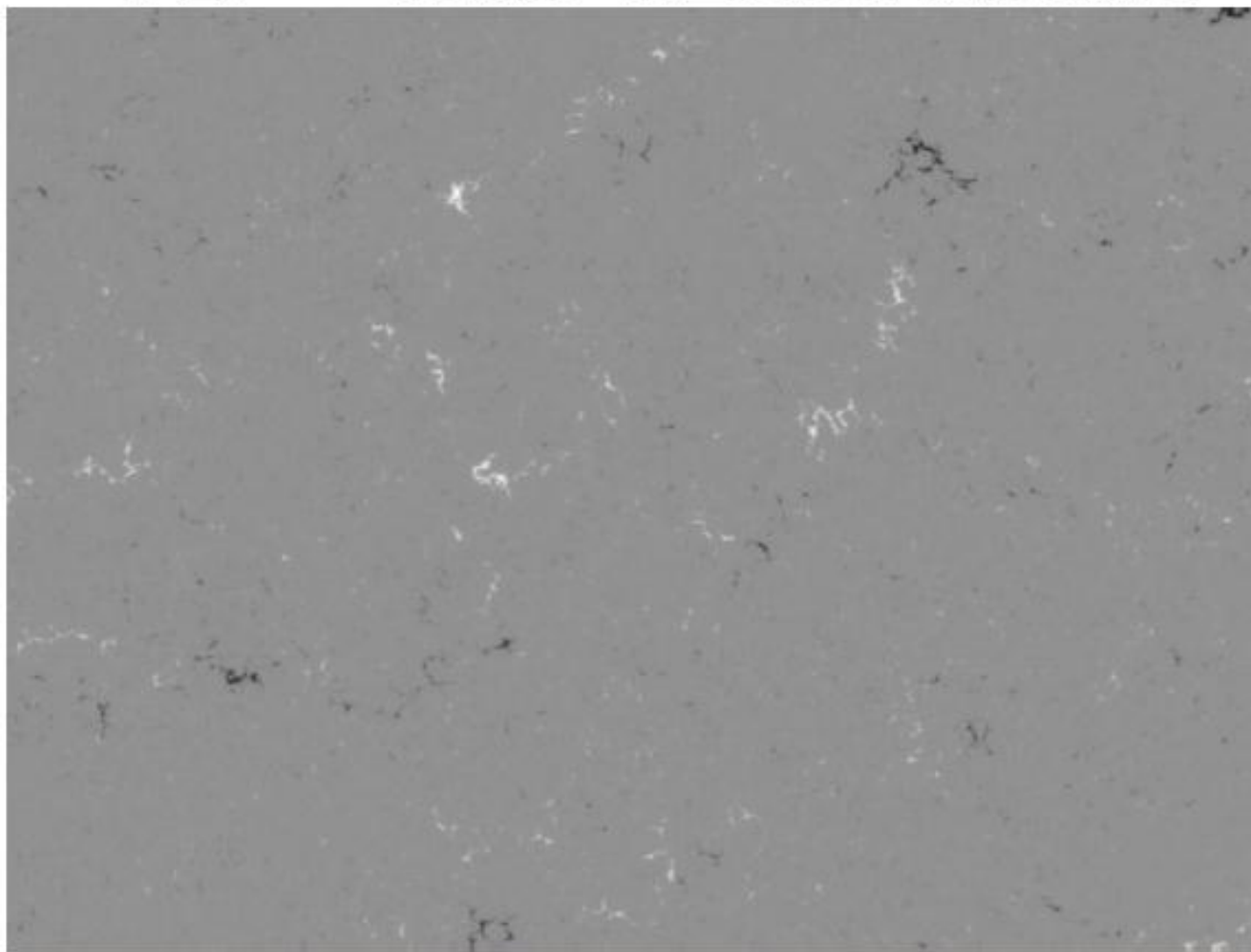


連続光強度

石川氏のスライドより抜粋

# 「ひので」による静穏領域磁場観測

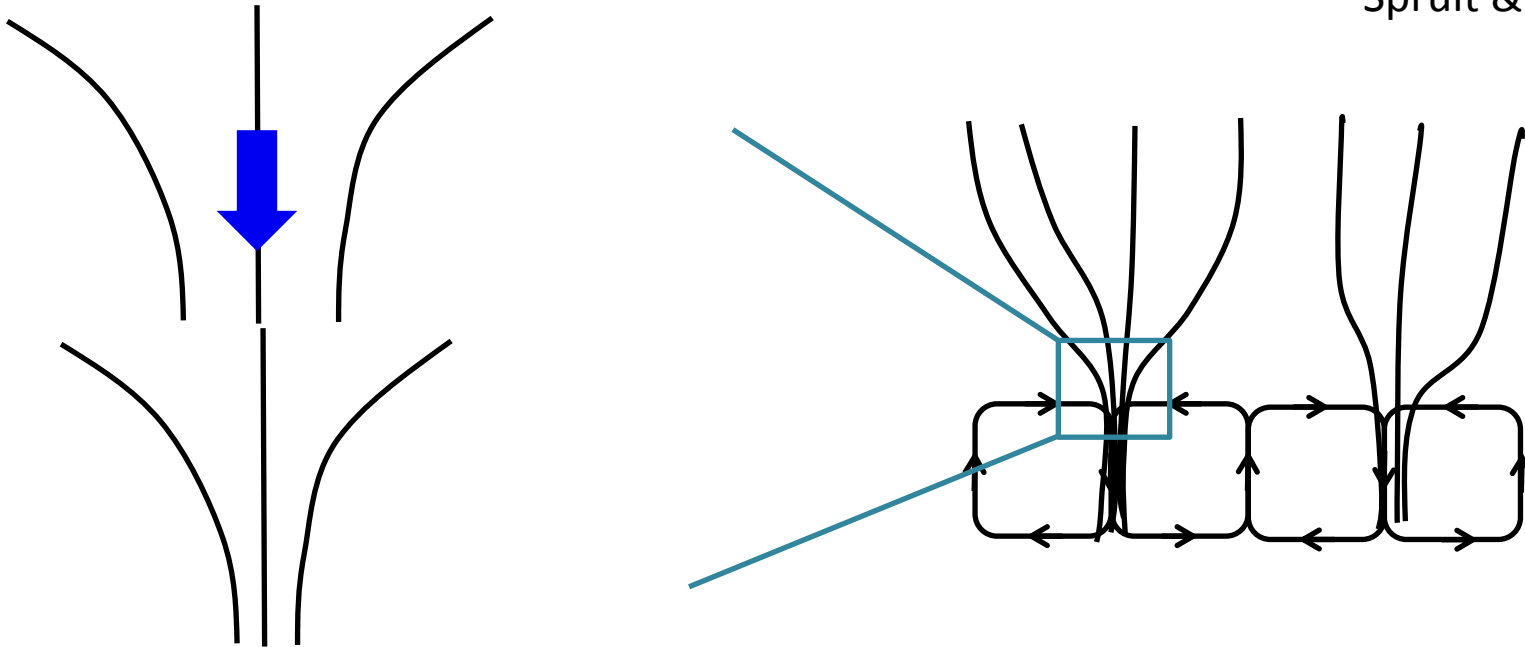
※宇宙からの高精度・高空間分解能磁場測定



垂直方向磁場成分

# 強い磁束管の生成

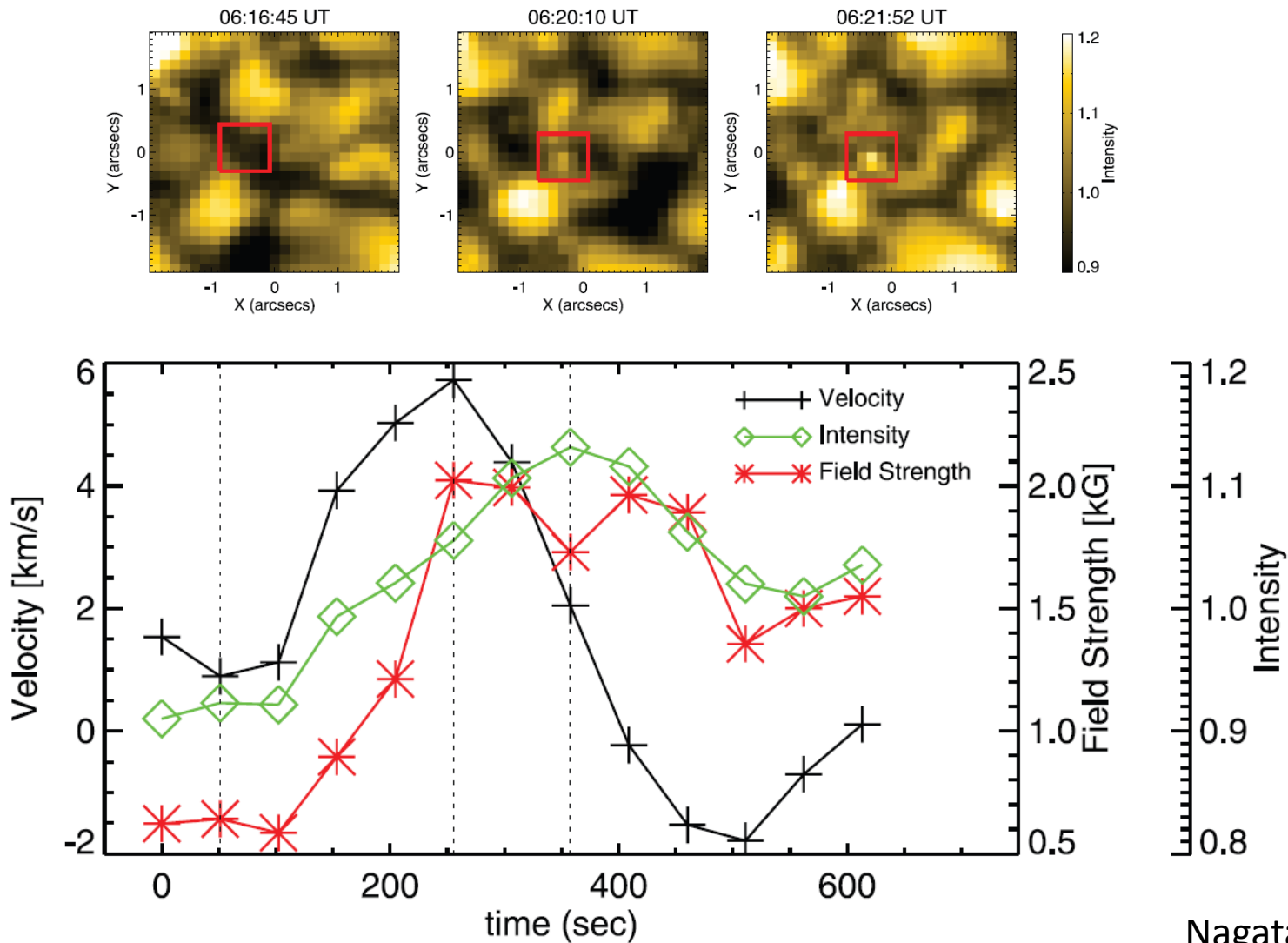
Spruit & Zweibel 1979



- 対流崩壊過程

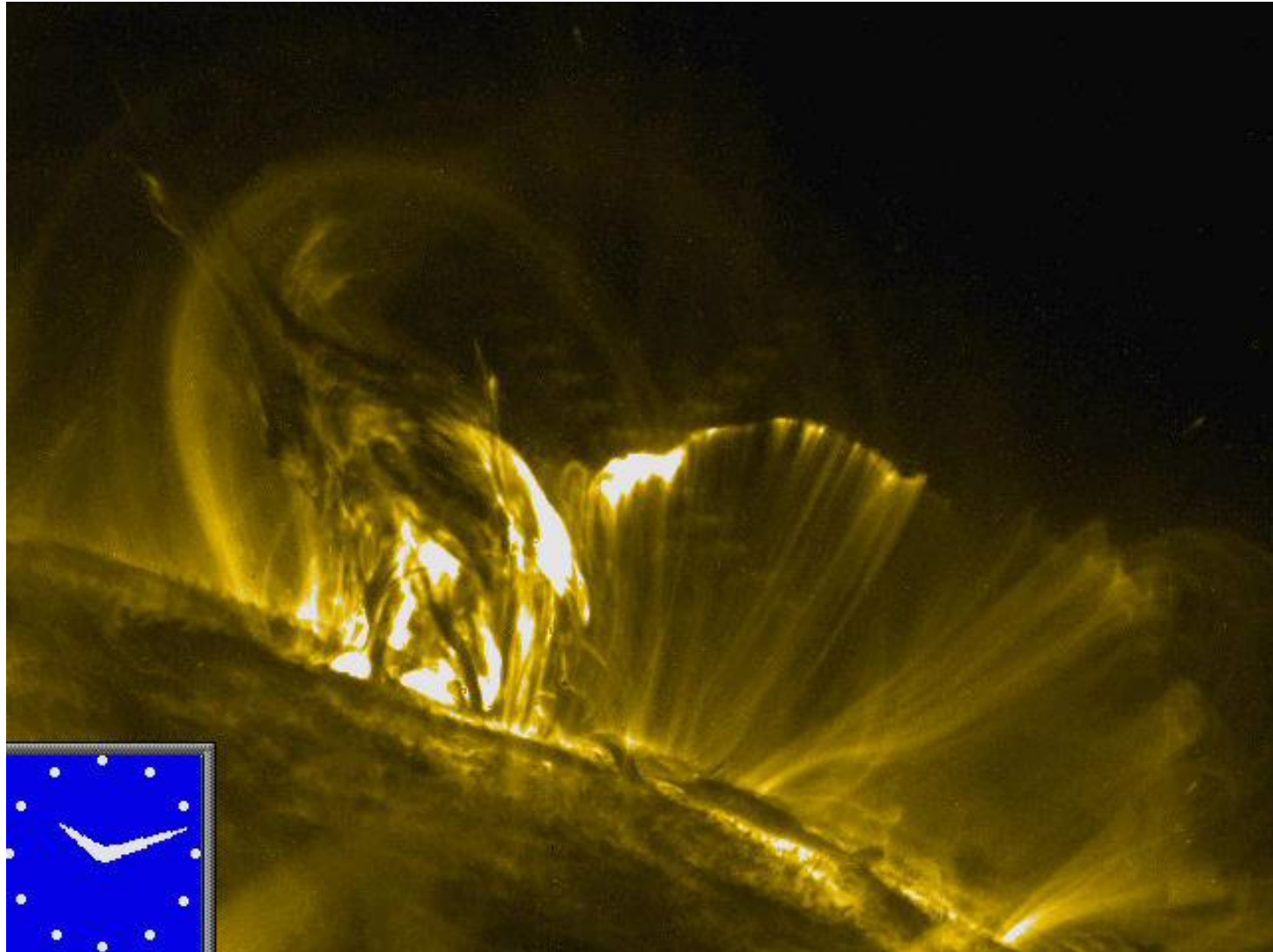
- 対流不安定によって磁束管内に下降流が生じる
- 磁束管内が希薄になり、外圧でつぶされる
- 磁場強度が増大する

# 対流崩壊現象の捕捉





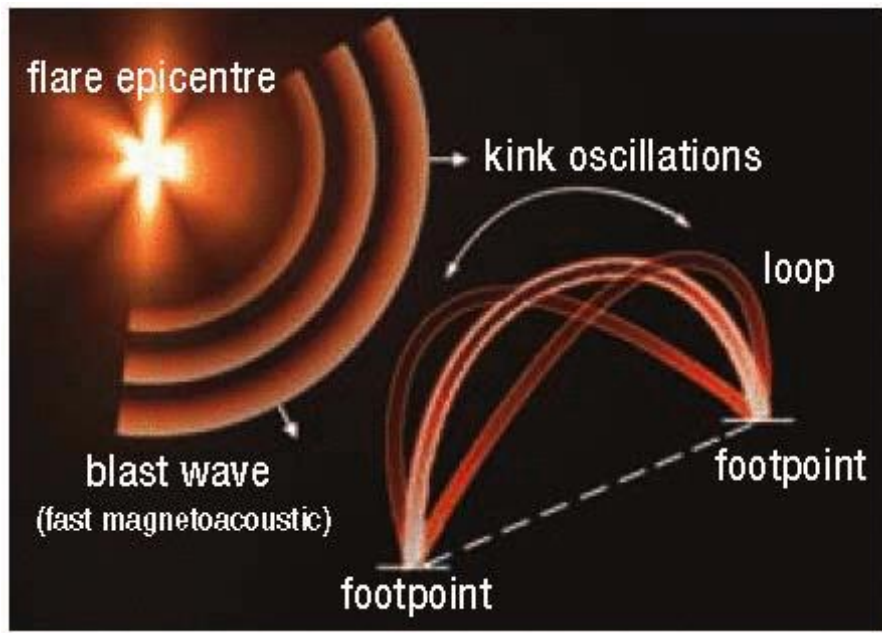
# コロナループ振動



フィラメント噴出に伴うループ振動 (TRACE/171Å)

# プラズマ診断 (coronal seismology)

- コロナループの振動を利用して  
コロナ磁場強度を測ることができる



Nakariakov & Verwichte 2004

$$\frac{\text{(コロナループの長さ)}}{\text{(振動周期)}} = \text{(位相速度)}$$

周期	256 sec
長さ	$1.3 \times 10^{13}$ km
密度	$10^{9-9.6}$ cm <sup>-3</sup>

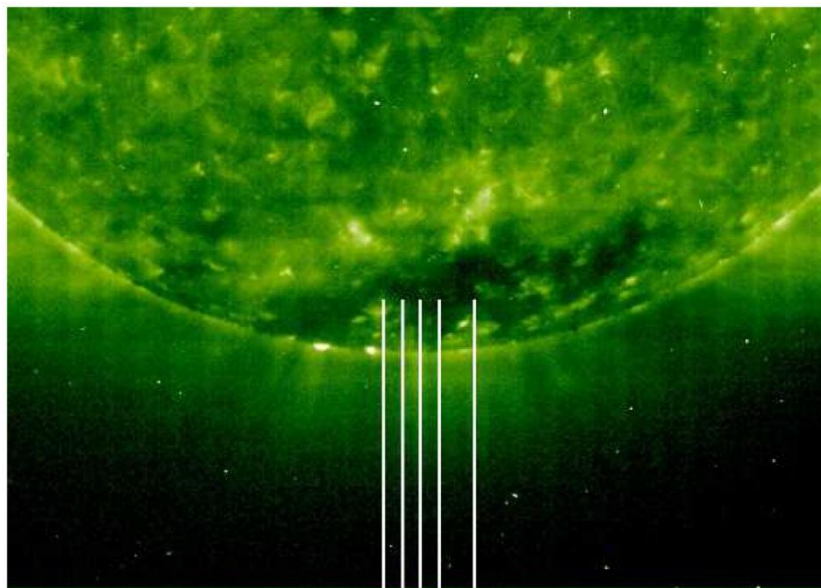


磁場強度 =  $13 \pm 9$  G

# 非熱的輝線幅による擾乱速度の見積もり

- 光学的に薄い輝線の非熱的線幅

$$\Delta\lambda_{\text{FWHM}}^2 = \Delta\lambda_{\text{inst}}^2 + 4 \ln 2 \left(\frac{\lambda}{c}\right)^2 \left(\frac{2k_B T_i}{M} + v_{\text{nt}}^2\right)$$



白線は分光スリットの位置

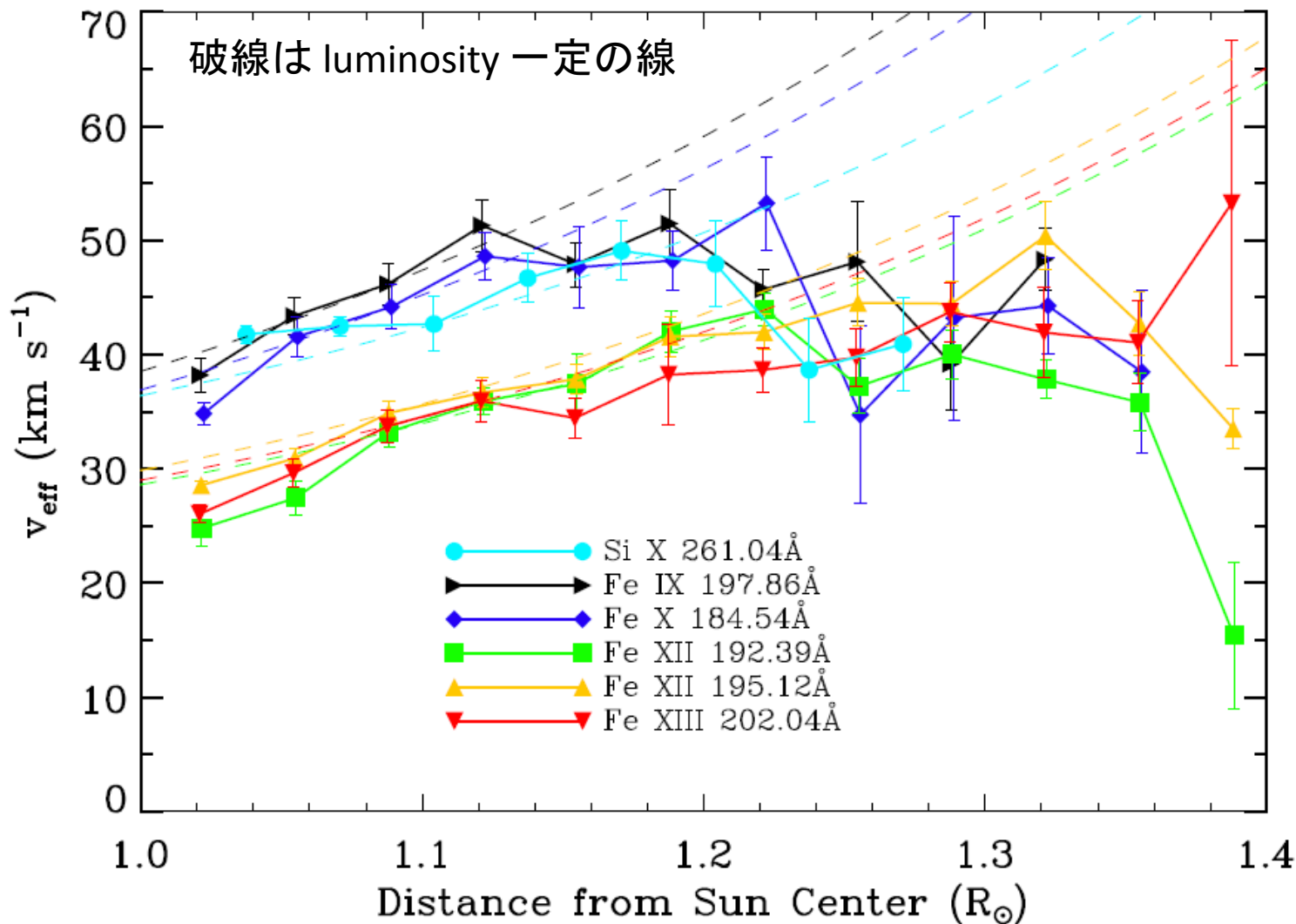
$\Delta\lambda_{\text{FWHM}}$	: 輝線幅
$\Delta\lambda_{\text{inst}}$	: 装置幅
$\lambda$	: 波長
$T_i$	: イオン温度
$M$	: イオン質量
$v_{\text{nt}}$	: 非熱的速度

非熱的速度 = Alfvén 擾乱速度、とみなす



# 非熱的輝線幅による擾乱速度の見積もり

Hahn+2012

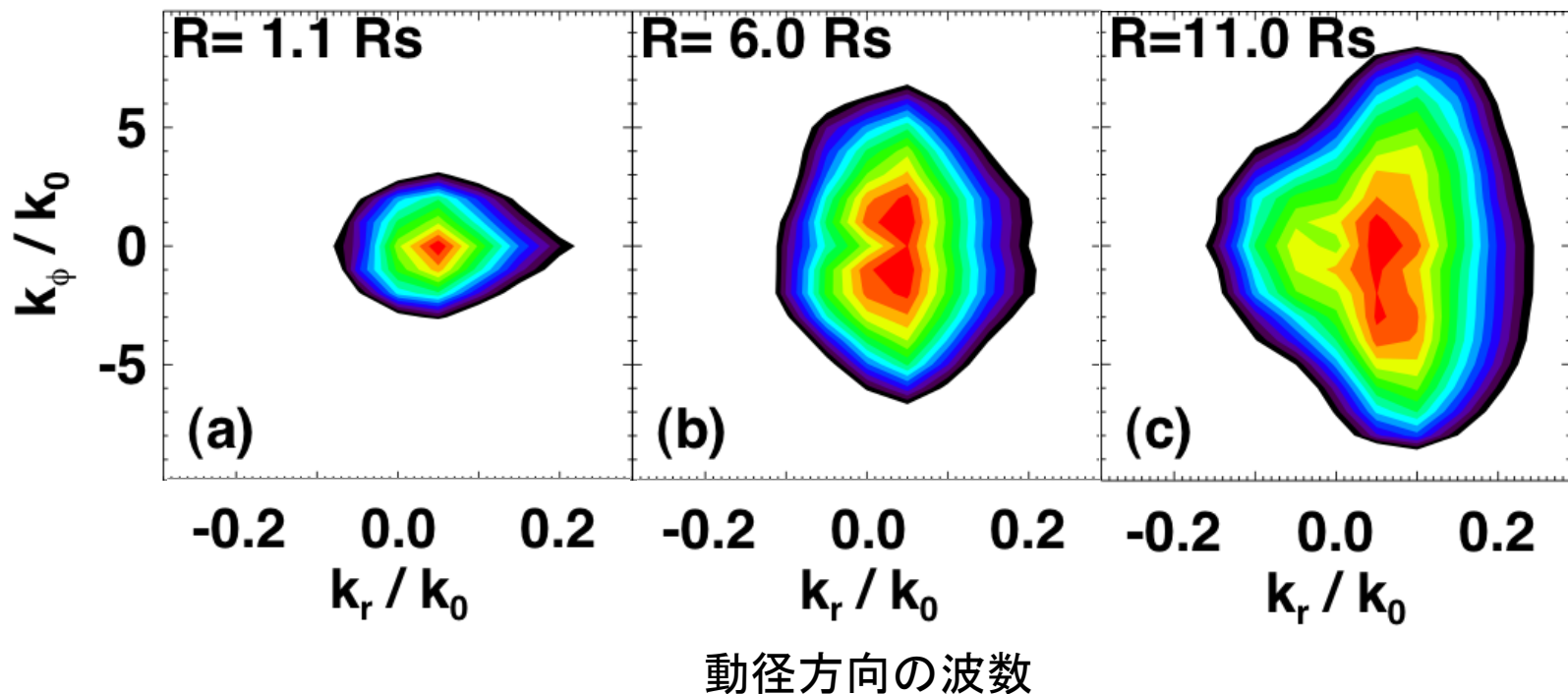


非熱的輝線幅の動径方向分布 (ひので極端紫外線撮像分光装置)

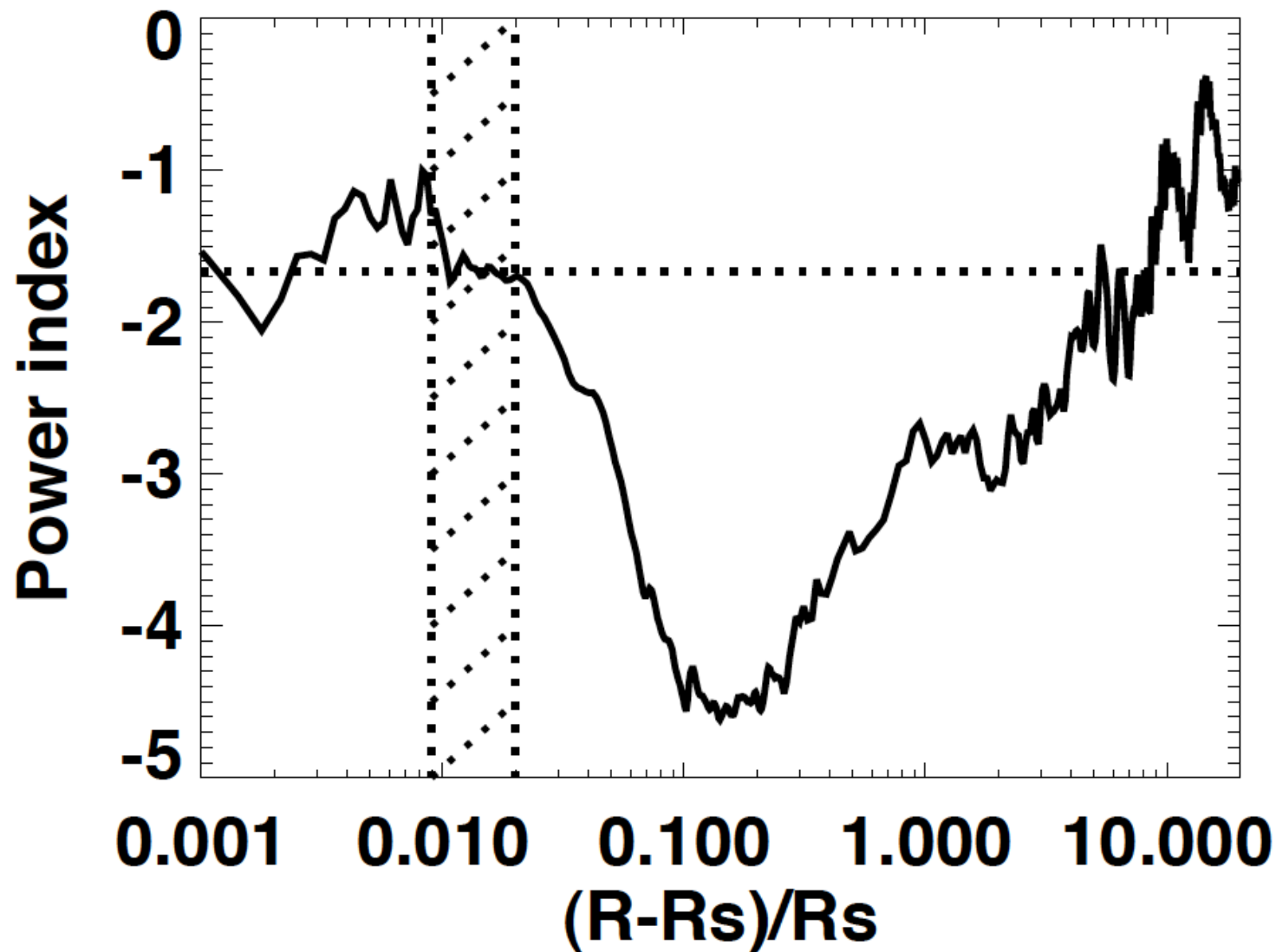
# Alfvén擾乱パワースペクトル密度推定

- 磁場に垂直な方向にカスケード
- 反射成分の出現

磁場に垂直方向の波数

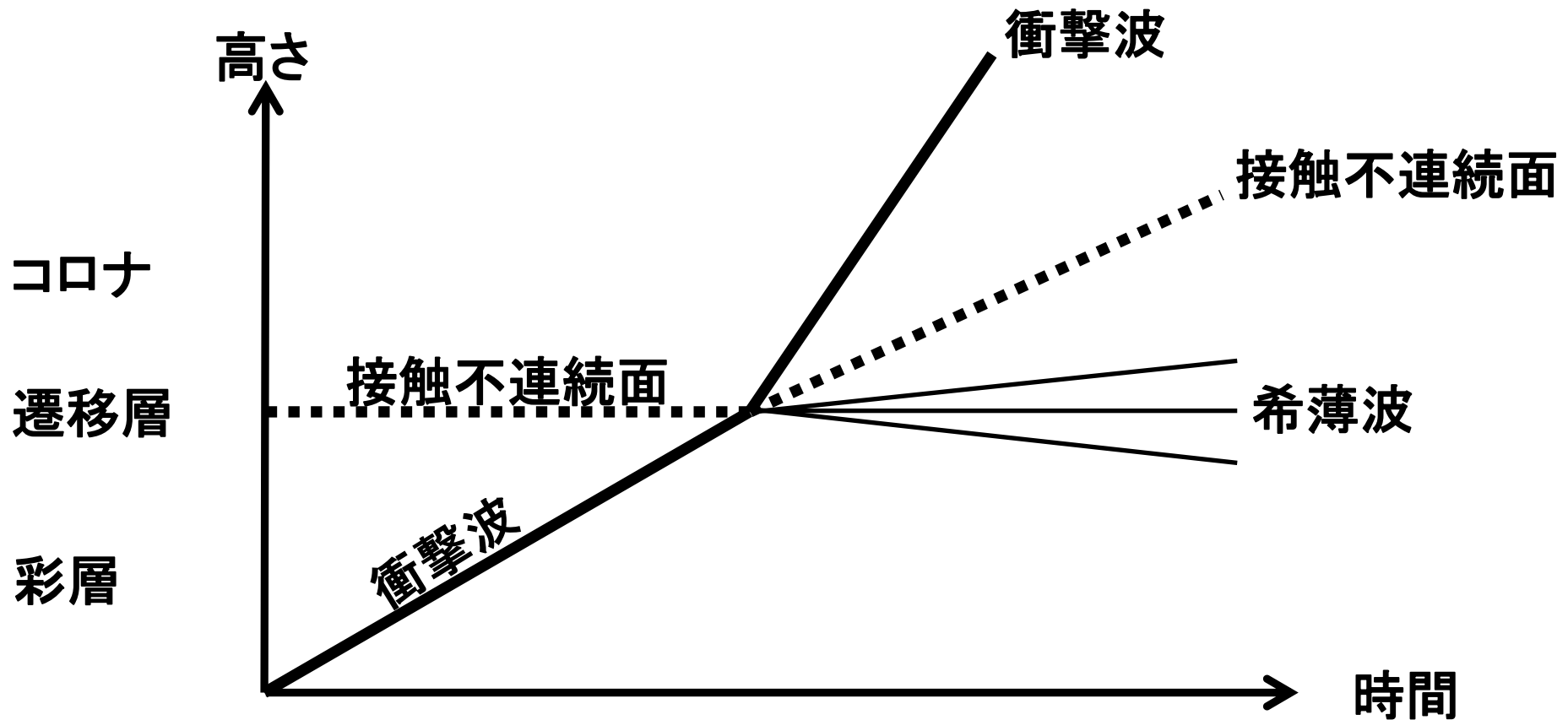


# スペクトルインデックスの空間変化

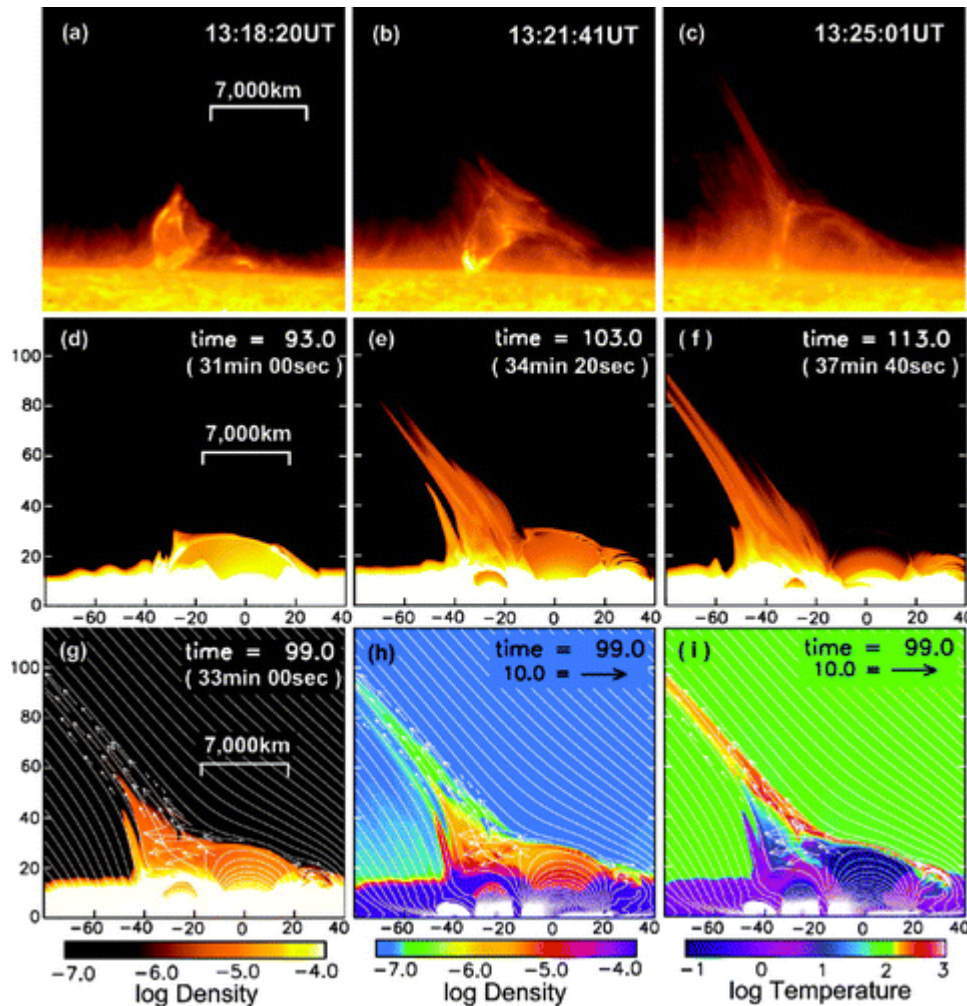


# スピキュール生成機構(波動仮説)

- ・ 衝撃波と接触不連続面(遷移層)の衝突



# 彩層の巨大ジェットと波動生成

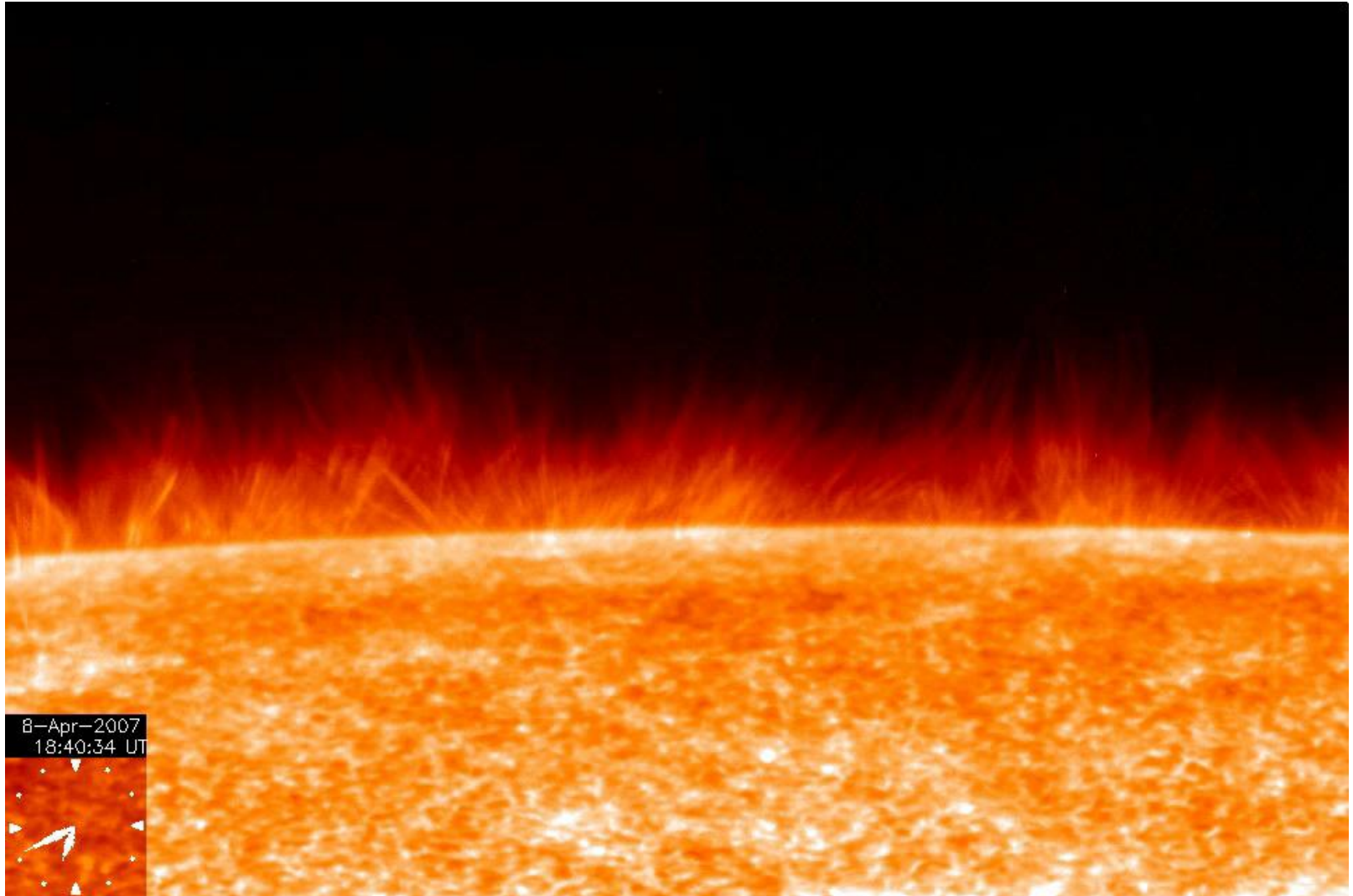


- ジェットの横揺れを追ってAlfvén波が進行波として存在していることを発見

# 波動の生成について

- 対流崩壊による磁場増幅過程の詳細が追えた
- 極域においてもkGを超える磁場が発見された
- ジェットに伴う波動が同定されるようになった

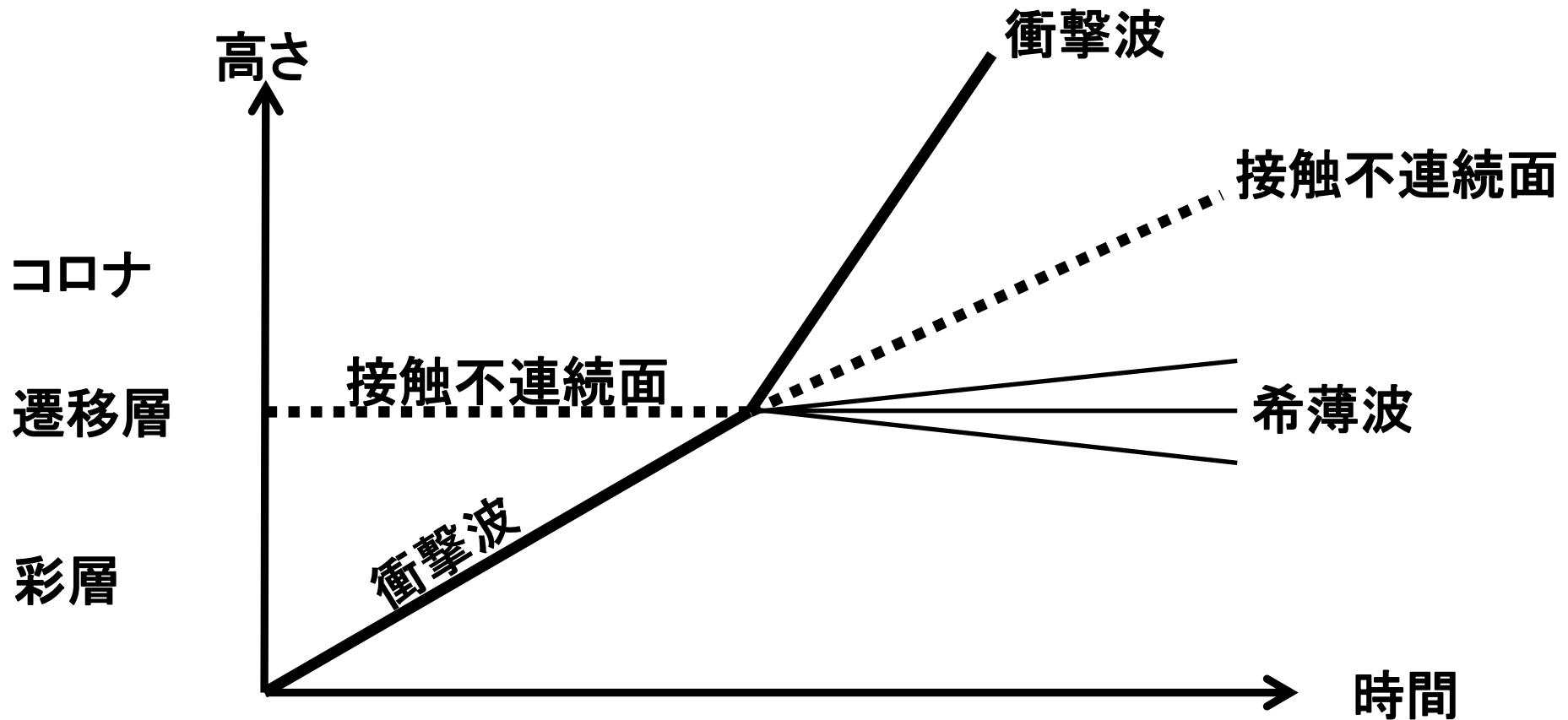
# スピキュール



Call H 撮像観測(上)、ドップラー画像(下) (ひので可視光望遠鏡)

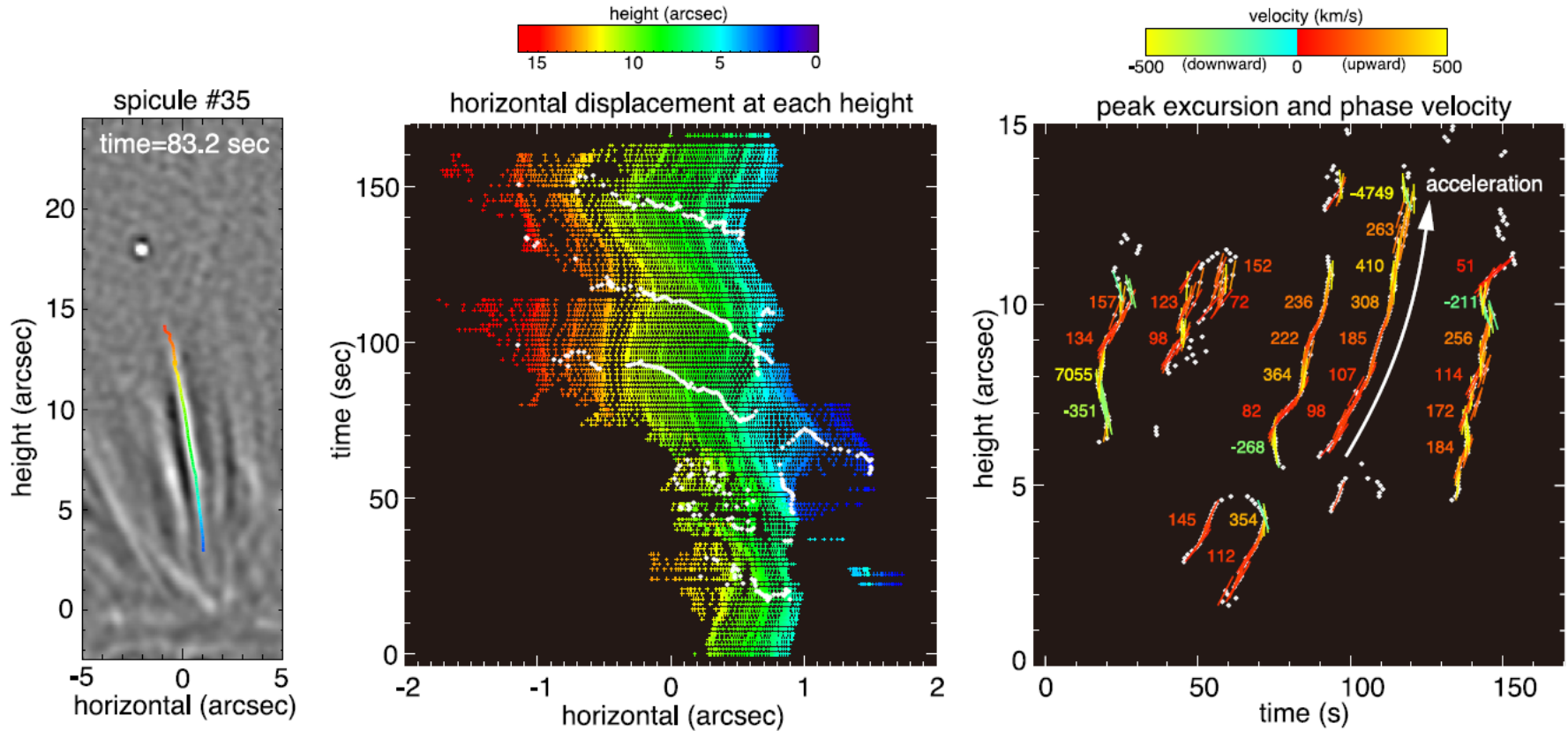
# スピキュール生成機構(波動仮説)

- ・ 衝撃波と接触不連続面(遷移層)の衝突





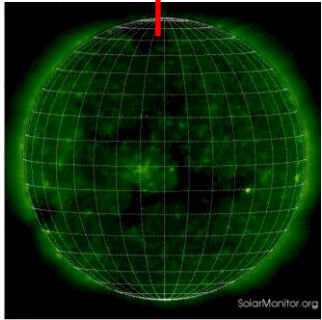
# スピキュール中のAlfvén波の伝播



- 画像からスピキュールの横揺れを追跡
  - 位相速度やその空間分布、エネルギーを見積もる
  - コロナ加熱には不十分(選択的に短周期の波を観測したため?)

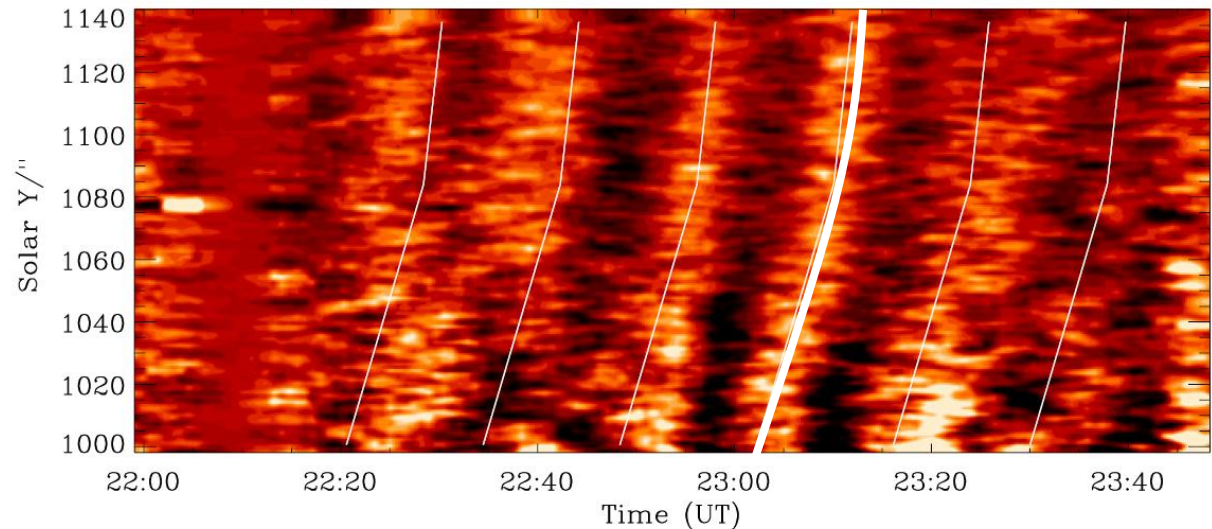
# コロナ中の波動の伝播

スリット



極紫外線太陽像  
(EIT/SOHO衛星)

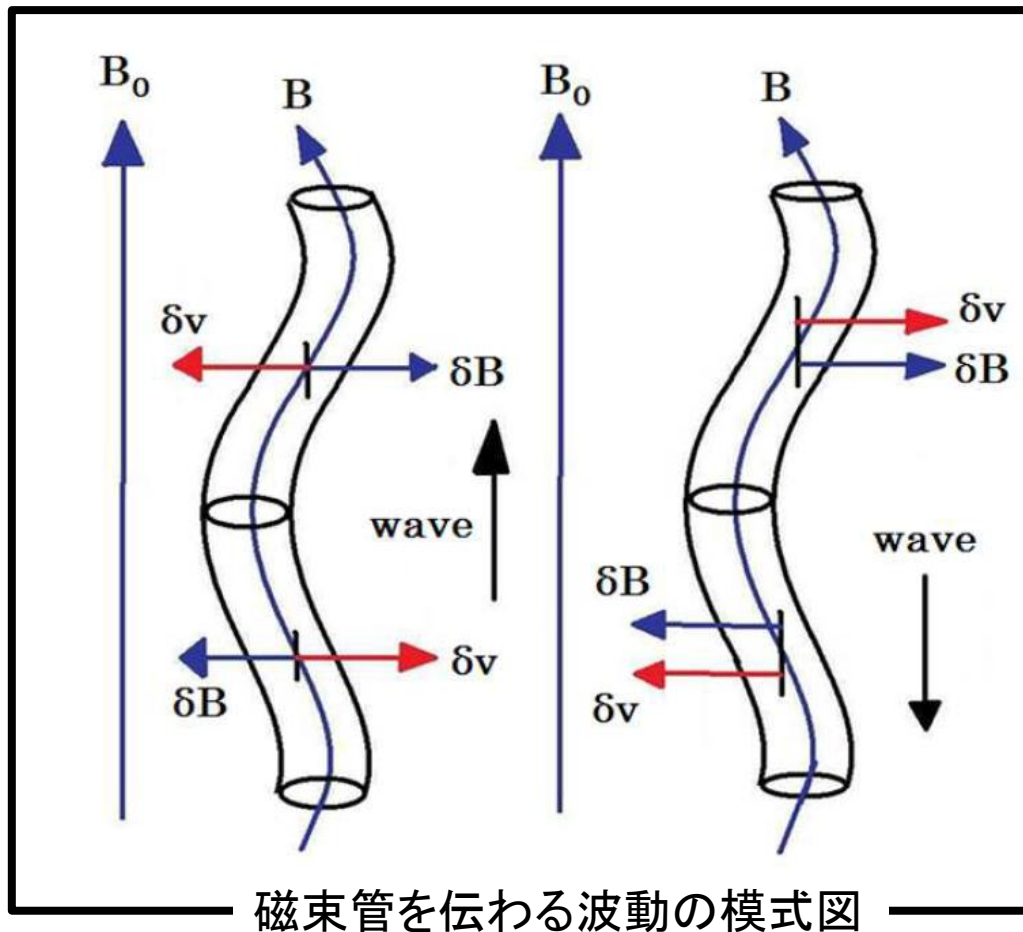
コロナ中を伝わる擾乱 (ひので極端紫外線撮像分光装置)



- 太陽極域上空コロナを伝わる擾乱
  - 長周期 (15-20 min) の波動
  - Alfvén or Fast モードの伝播か？

# 波動の伝播(分光解析)

Fujimura & Tsuneta 2008



- 磁束管の足元の磁場と速度場の相関解析
  - 定在波の特徴
  - 外向きと内向きの波が同程度存在
  - 遷移層での反射

# 波動の伝播について

- 光球・彩層・コロナで波動が同定されてきた
  - 彩層、コロナに関しては定量性が課題
- コロナループの振動を用いたプラズマ診断

# 今回の新しい点

- **非定常で2次元かつ光球から太陽風加速領域までを含む計算**
  - 既存の計算:  
コロナ底部から (大きな密度ギャップ!)
- **人為的な加熱や加速を仮定しない**
  - 衝撃波加熱が自然に入る
  - 乱流カスケード等によるグリッドスケールの加熱

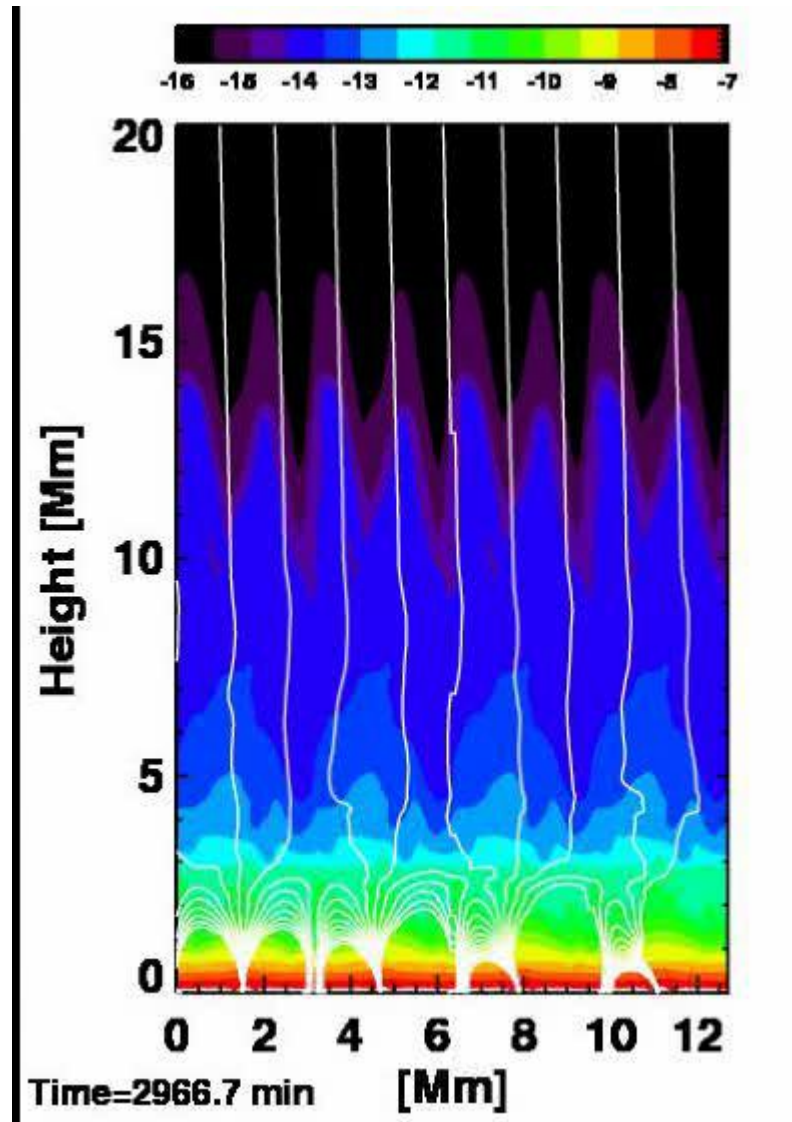
# 動機・モデル

- なるべくセルフコンシステントな計算を
  - 光球からのアルフベン波注入
- 多次元効果も見たい
  - 乱流、位相混合、共鳴、衝撃波のdilution



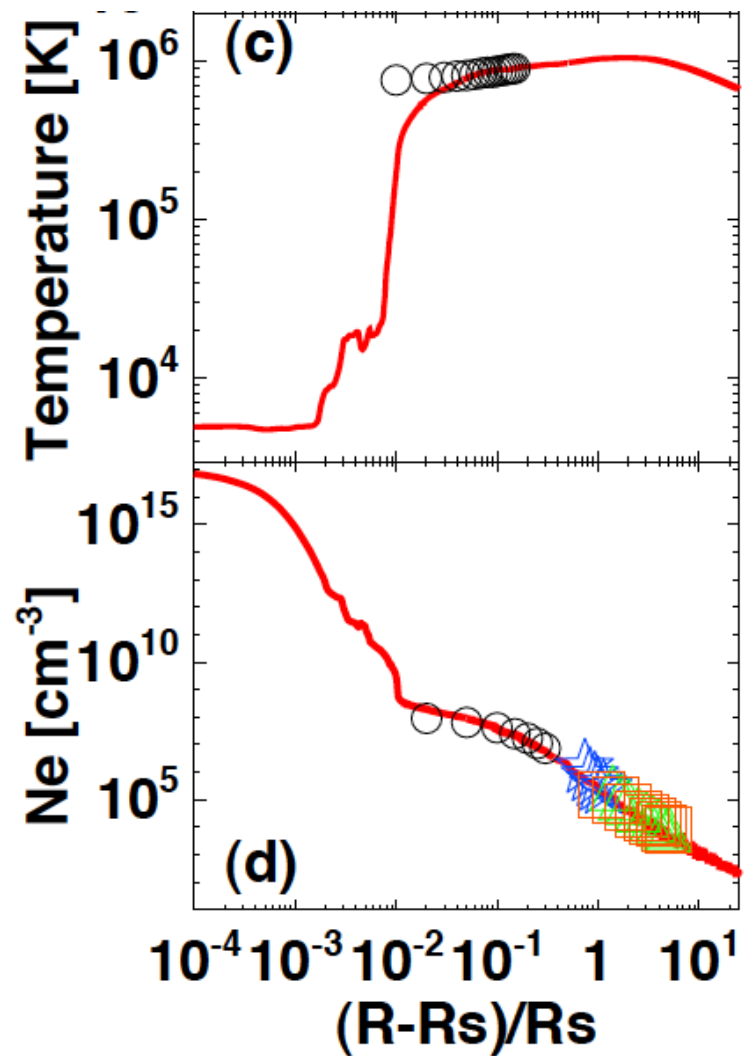
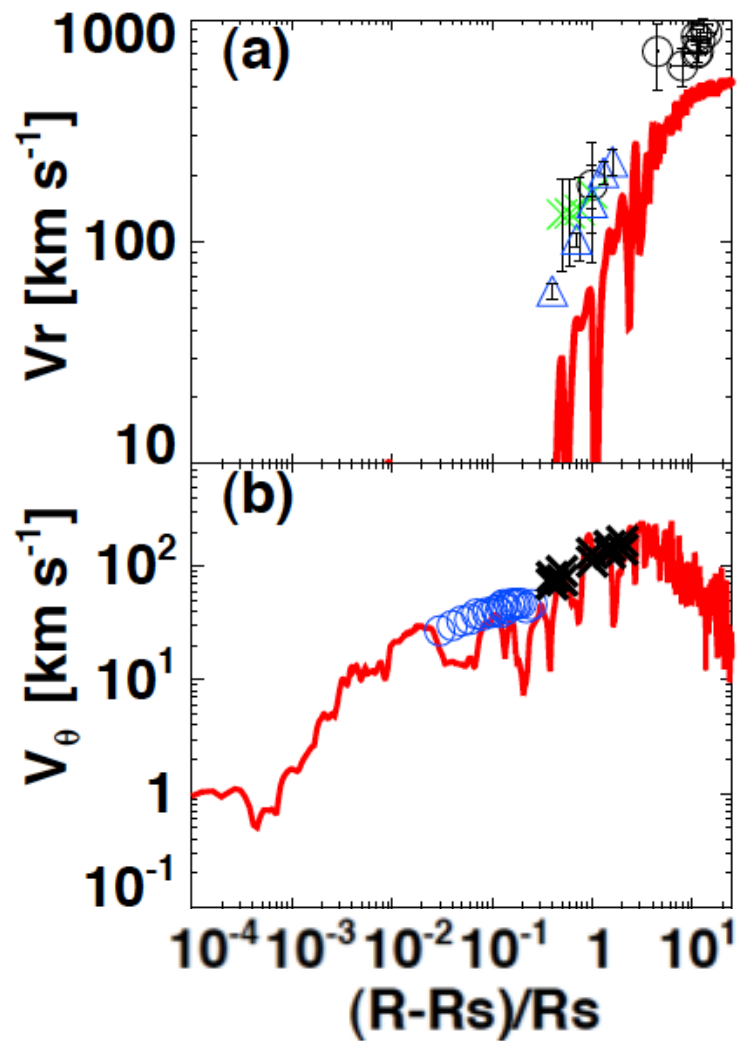
# 典型的な計算例

密度 (g/cc)





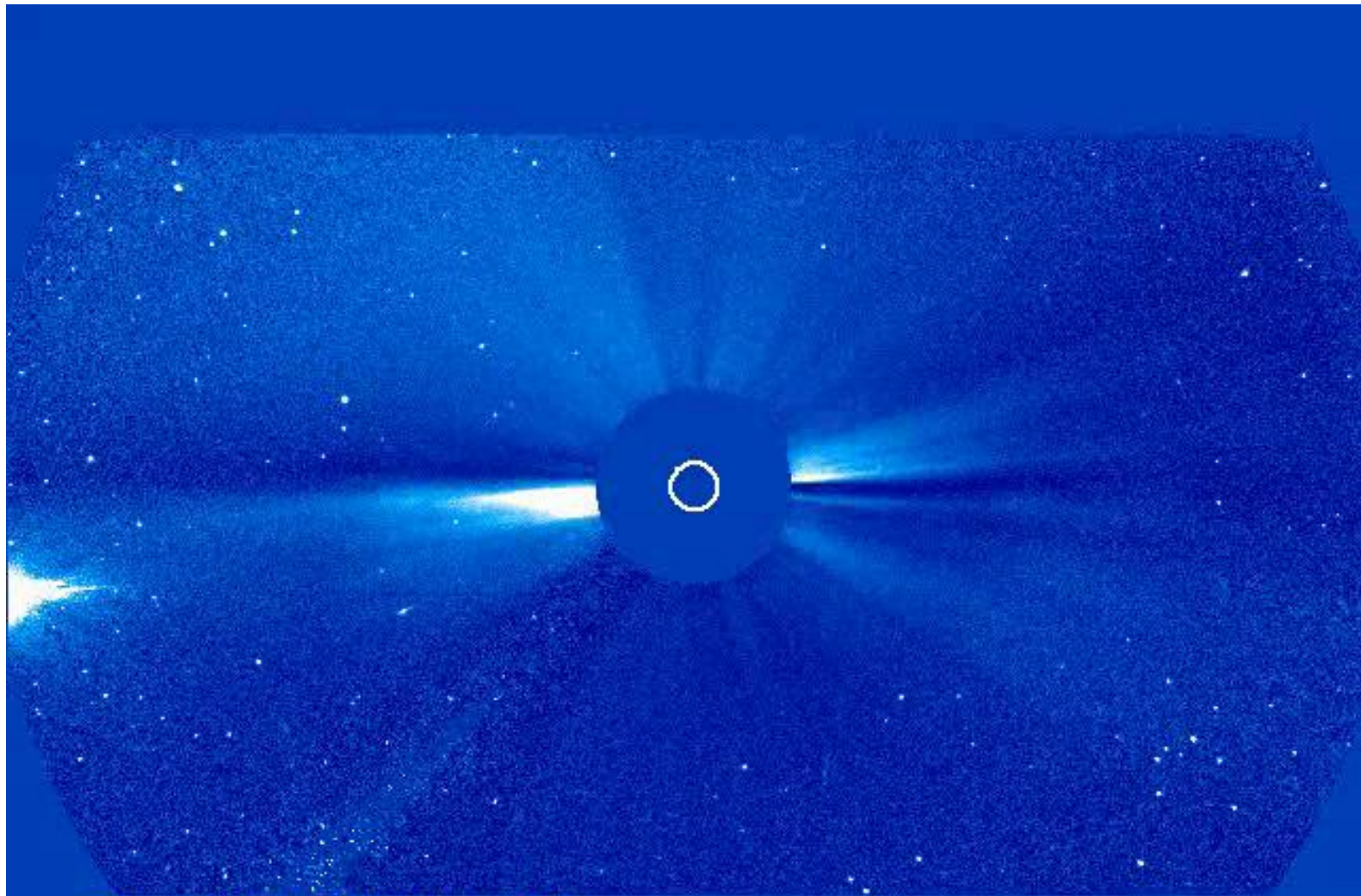
# 観測との比較



# 加熱機構のまとめ

	コロナ底部 < 1.1 Rs	1.1-4 Rs	音速点以遠 > 4 Rs
衝撃波加熱	○ 非線形モード 変換	○ 彩層衝撃波 の突入	○ 非線形モード 変換
乱流加熱	○ 磁束管の 広がりに伴う 位相混合	×	○ 反射波生成 に伴う波動相 互作用

# 可視光で見たコロナ・太陽風



C3 1997/05/03 11:05

コロナ・太陽風の可視光動画(SOHO/LASCO)