

# Koronární vítr

Jiří Krtička

Ústav teoretické fyziky a astrofyziky  
Masarykova univerzita, Brno



# Má Slunce sluneční vítr?

- dva druhy ohonů komet (Biermann 1951)



# Má Slunce sluneční vítr?

- polární záře



# Má Slunce sluneční vítr?

---

- družicová pozorování
  - proud částic od Slunce (protony, elektrony, jádra He, ...)

# Má Slunce sluneční vítr?

- družicová pozorování
  - proud částic od Slunce (protony, elektrony, jádra He, ...)
  - rychlost  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$
  - koncentrace ( $r = 1 \text{ AU}$ )  $\sim 10^7 \text{ částic m}^{-3}$

# Má Slunce sluneční vítr?

- družicová pozorování
  - proud částic od Slunce (protony, elektrony, jádra He, ...)
  - rychlost  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$
  - koncentrace ( $r = 1 \text{ AU}$ )  $\sim 10^7 \text{ částic m}^{-3}$
  - rychlost ztráty hmoty

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v \approx 2 \times 10^{-14} M_{\odot} \text{ rok}^{-1}$$

# Co urychluje sluneční vítr?

- střední kvadratická rychlost částic ideálního plynu

$$v_{\text{sk}} = \sqrt{\frac{3kT}{m_{\text{H}}}}$$

- $T$  je teplota
- $m_{\text{H}}$  je hmotnost částic (vodíku)

# Co urychluje sluneční vítr?

- střední kvadratická rychlost částic ideálního plynu

$$v_{\text{sk}} = \sqrt{\frac{3kT}{m_{\text{H}}}}$$

- pro  $v_{\text{sk}} \approx v_{\text{únik}}$  by částice mohly unikat z povrchu Slunce pouze v důsledku svého tepelného pohybu



# Co urychluje sluneční vítr?

- střední kvadratická rychlost částic ideálního plynu

$$v_{\text{sk}} = \sqrt{\frac{3kT}{m_{\text{H}}}}$$

- typická teplota povrchových vrstev Slunce je 6000 K

# Co urychluje sluneční vítr?

- střední kvadratická rychlost částic ideálního plynu

$$v_{\text{sk}} = \sqrt{\frac{3kT}{m_{\text{H}}}}$$

- typická teplota povrchových vrstev Slunce je 6000 K
- tomu odpovídá  $v_{\text{sk}} = 12 \text{ km s}^{-1} \ll v_{\text{únik}}$

# Úplné zatmění Slunce



# Úplné zatmění Slunce

---

- Slunce má rozsáhlou a řídkou obálku: *koróna*
- koróna je v optickém oboru pozorovatelná pouze při úplném zatmění nebo pomocí sond

# Úplné zatmění Slunce

- Slunce má rozsáhlou a řídkou obálku: *koróna*
- koróna je v optickém oboru pozorovatelná pouze při úplném zatmění nebo pomocí sond
- identifikace emisních čar vysoce ionizovaných prvků (Ca XII, Fe XIII, Ni XVI,..., "korónium") pozorovaných při zatmění (Grotrian 1939, Edlén 1942)  $\Rightarrow$  teplota koróny je řádově  $10^5 - 10^6$  K

# Úplné zatmění Slunce

- Slunce má rozsáhlou a řídkou obálku: *koróna*
  - koróna je v optickém oboru pozorovatelná pouze při úplném zatmění nebo pomocí sond
  - identifikace emisních čar vysoce ionizovaných prvků (Ca XII, Fe XIII, Ni XVI, ..., "korónium") pozorovaných při zatmění (Grotrian 1939, Edlén 1942)  $\Rightarrow$  teplota koróny je řádově  $10^5 - 10^6$  K
- $\Rightarrow$  odpovídající střední kvadratická rychlost je řádově  $100 \text{ km s}^{-1}$

# Úplné zatmění Slunce

- Slunce má rozsáhlou a řídkou obálku: *koróna*
  - koróna je v optickém oboru pozorovatelná pouze při úplném zatmění nebo pomocí sond
  - identifikace emisních čar vysoce ionizovaných prvků (Ca XII, Fe XIII, Ni XVI, ..., "korónium") pozorovaných při zatmění (Grotrian 1939, Edlén 1942)  $\Rightarrow$  teplota koróny je řádově  $10^5 - 10^6$  K
- $\Rightarrow$  odpovídající střední kvadratická rychlost je řádově  $100 \text{ km s}^{-1}$
- $\Rightarrow$  rozpínání koróny je příčinou slunečního větru (Parker 1958)
- $\Rightarrow$  *koronální hvězdný vítr*

# Hydrostatická rovnováha?

---

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?



# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice

$$\rho \frac{\partial v}{\partial t} + \rho v \frac{\partial v}{\partial r} = -\frac{\partial p}{\partial r} - \frac{\rho G M}{r^2}$$

# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice

$$\frac{dp}{dr} = -\frac{\rho G M}{r^2}$$

- statická atmosféra:  $v = 0$
- rovnice hydrostatické rovnováhy

# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice

$$a^2 \frac{d\rho}{dr} = -\frac{\rho G M}{r^2}$$

- stavová rovnice ideálního plynu:  $p = \rho a^2$
- izotermická atmosféra:  $a = \text{konst.}$

# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice
- řešení

$$\rho = \rho_0 \exp \left[ \frac{GM}{ra^2} \right]$$

# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice
- řešení

$$\rho = \rho_0 \exp \left[ \frac{GM}{ra^2} \right]$$

- nenulová hustota v nekonečnu

$$\lim_{r \rightarrow \infty} \rho = \rho_0$$

# Hydrostatická rovnováha?

- sféricky symetrická atmosféra v hydrostatické rovnováze?
- pohybová rovnice
- řešení

$$\rho = \rho_0 \exp \left[ \frac{GM}{ra^2} \right]$$

- nenulová hustota v nekonečnu

$$\lim_{r \rightarrow \infty} \rho = \rho_0$$

- v určitém bodě je úniková rychlost menší než rychlost odpovídající tepelnému pohybu částic
- ⇒ únik látky, vítr

# Parkerův model koronálního větru

- rovnice kontinuity a pohybová rovnice izotermického sféricky symetrického větru

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 \rho v) = 0$$

$$\rho \frac{\partial v}{\partial t} + \rho v \frac{\partial v}{\partial r} = -a^2 \frac{\partial \rho}{\partial r} - \frac{\rho G M}{r^2}$$

- $\rho$ ,  $v$  hustota a radiální rychlost větru
- $a$  izotermická rychlost zvuku

# Parkerův model koronálního větru

- rovnice kontinuity a pohybová rovnice izotermického sféricky symetrického větru

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (r^2 \rho v) = 0$$

$$\rho v \frac{dv}{dr} = -a^2 \frac{d\rho}{dr} - \frac{\rho G M}{r^2}$$

- předpoklad: stacionární hvězdný vítr



# Parkerův model koronálního větru

- rovnice kontinuity

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (r^2 \rho v) = 0 \Rightarrow \dot{M} \equiv 4\pi r^2 \rho v = \text{const.}$$

- $\dot{M}$  je *rychlost ztráty hmoty*

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$v \frac{dv}{dr} = - \frac{a^2}{\rho} \frac{d\rho}{dr} - \frac{GM}{r^2}$$

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{a^2}{\rho} \frac{d\rho}{dr} - \frac{GM}{r^2}$$

rovnice kontinuity:  $\frac{2}{r} + \frac{1}{v} \frac{dv}{dr} + \frac{1}{\rho} \frac{d\rho}{dr} = 0$

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$\frac{1}{v} (v^2 - a^2) \frac{dv}{dr} = \frac{2a^2}{r} - \frac{GM}{r^2}$$

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$\frac{1}{v} (v^2 - a^2) \frac{dv}{dr} = \frac{2a^2}{r} - \frac{GM}{r^2}$$

- zajímavý bod:

$$r_c = \frac{GM}{2a^2} \Rightarrow v = a \quad \text{nebo} \quad \frac{dv}{dr} = 0$$

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$\frac{1}{v} (v^2 - a^2) \frac{dv}{dr} = \frac{2a^2}{r} - \frac{GM}{r^2}$$

- zajímavý bod:

$$r_c = \frac{GM}{2a^2} \Rightarrow v = a \quad \text{nebo} \quad \frac{dv}{dr} = 0$$

- zvukový bod

$$v = a \Rightarrow \frac{dv}{dr} \rightarrow \infty \quad \text{nebo} \quad r = r_c$$

# Parkerův model koronálního větru

- pohybová rovnice

$$\frac{1}{v} (v^2 - a^2) \frac{dv}{dr} = \frac{2a^2}{r} - \frac{GM}{r^2}$$

- zajímavý bod:

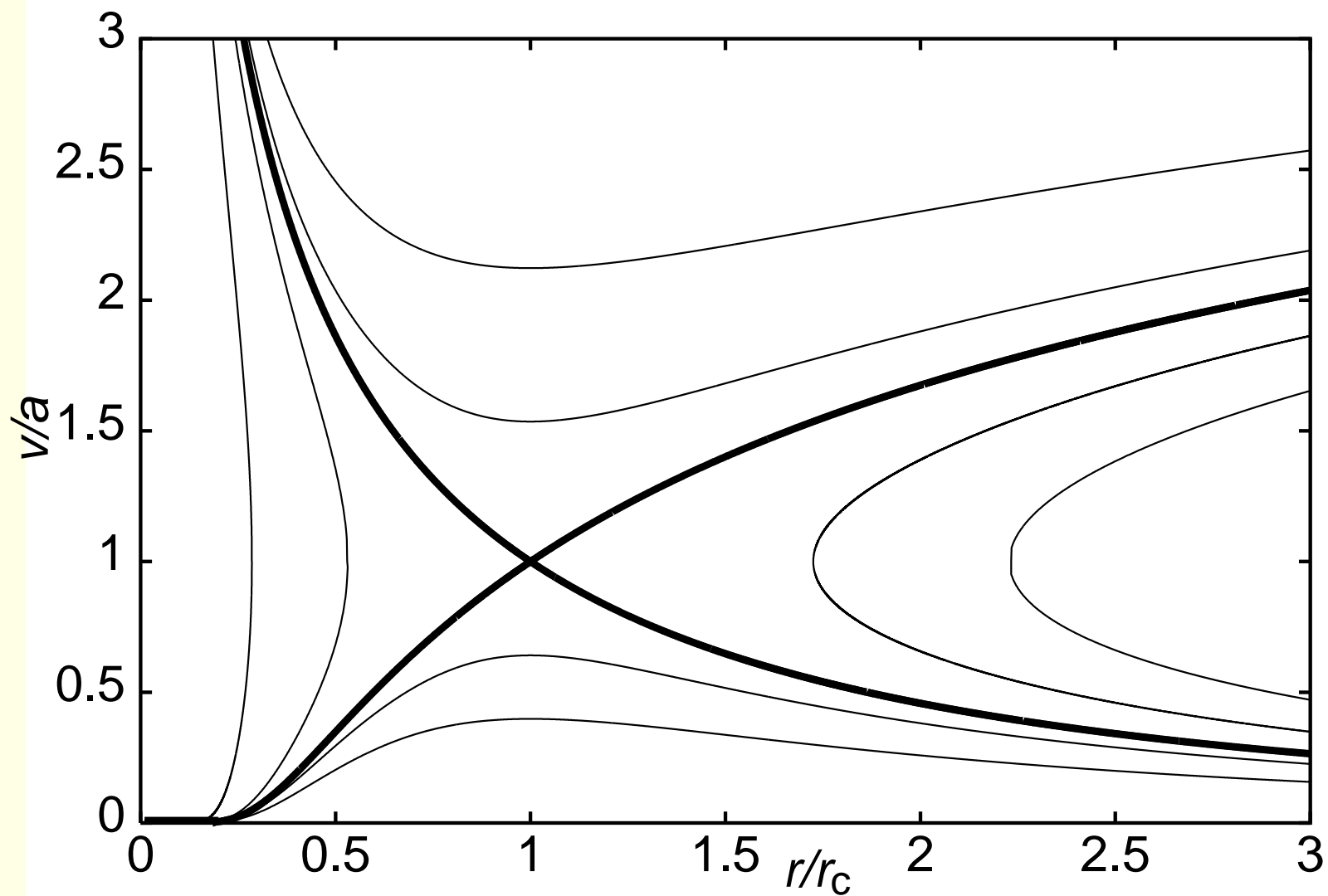
$$r_c = \frac{GM}{2a^2} \Rightarrow v = a \quad \text{nebo} \quad \frac{dv}{dr} = 0$$

- zvukový bod

$$v = a \Rightarrow \frac{dv}{dr} \rightarrow \infty \quad \text{nebo} \quad r = r_c$$

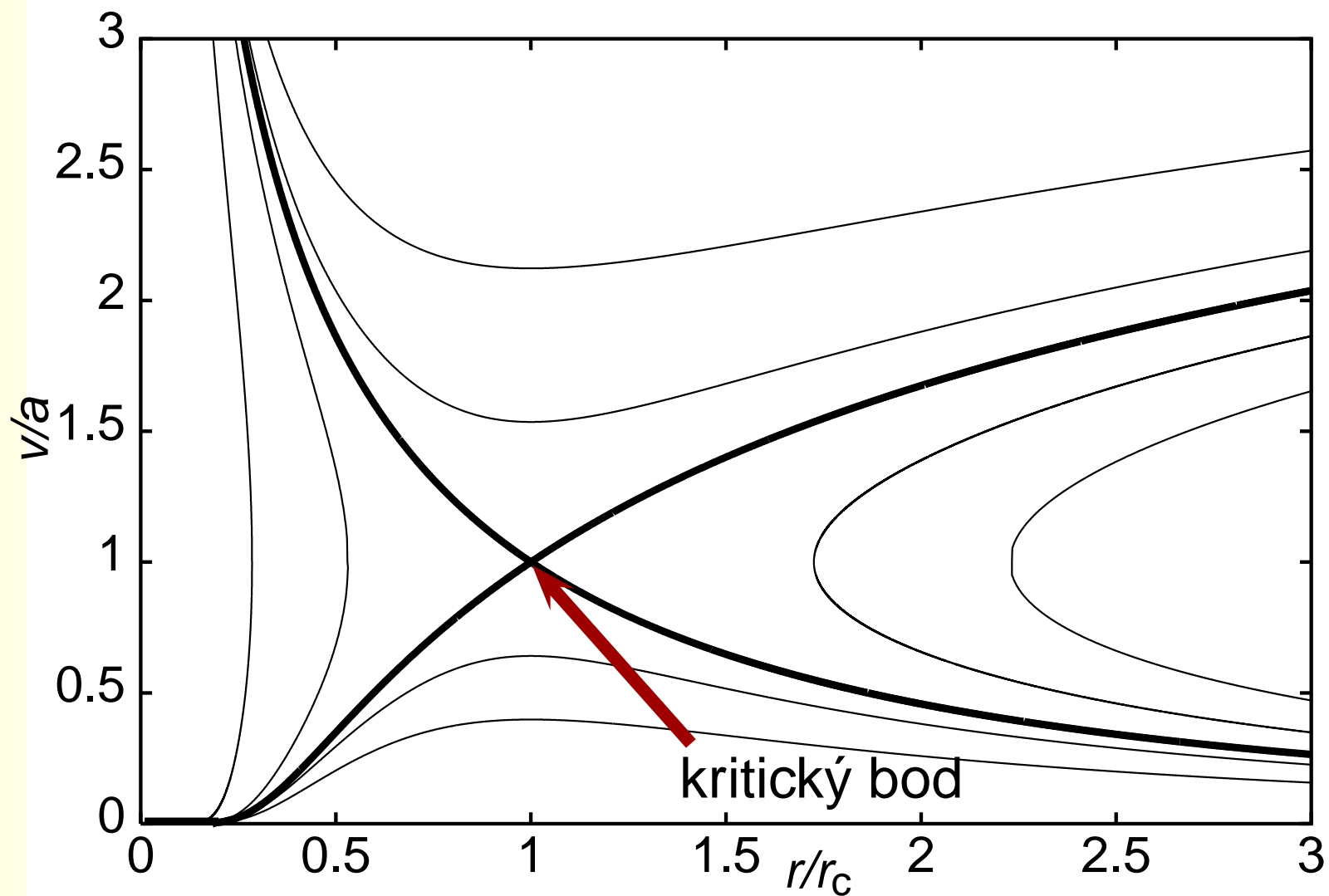
- zvukový bod připomíná hrdlo trysky

# Řešení pohybové rovnice

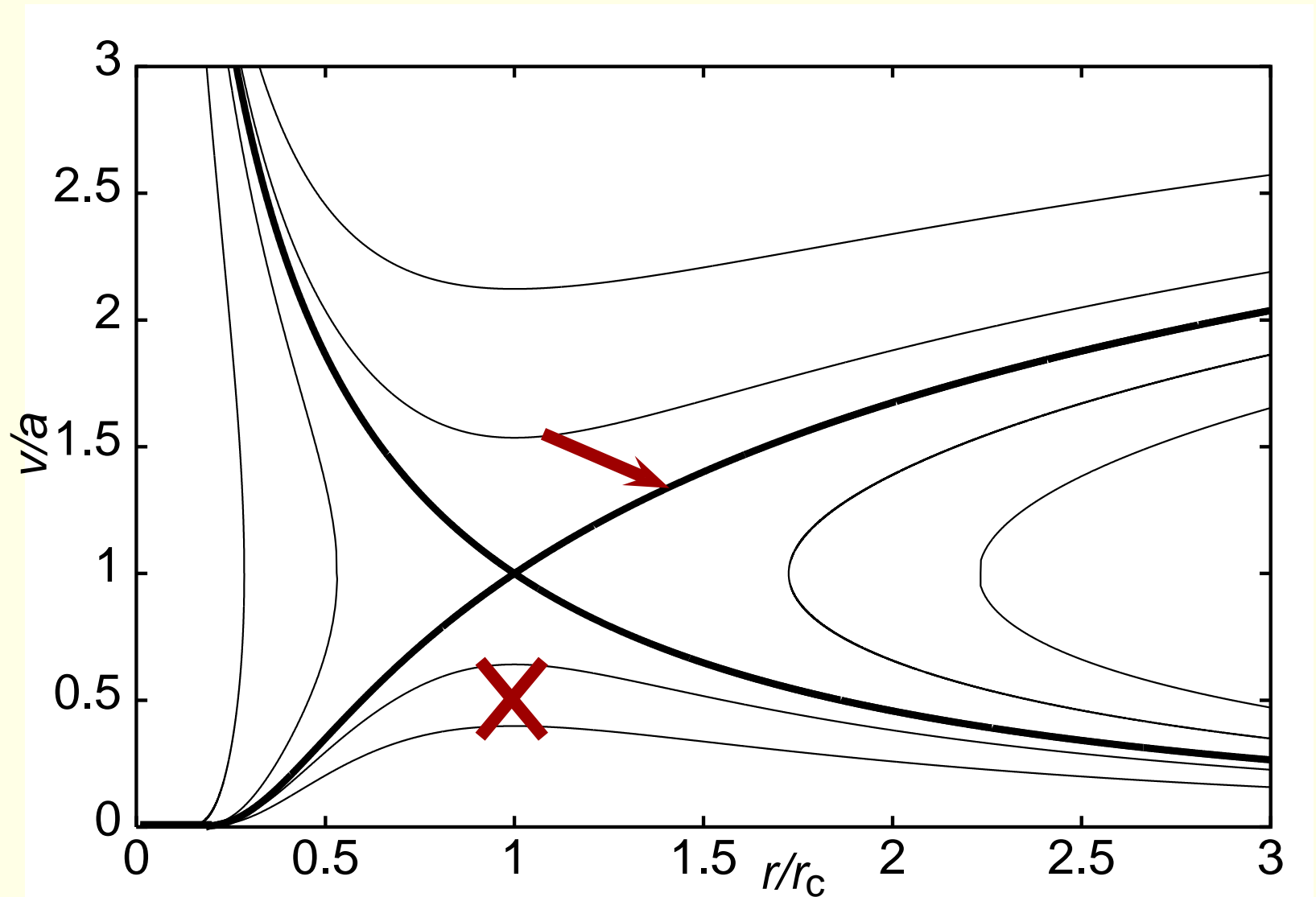




# Řešení pohybové rovnice

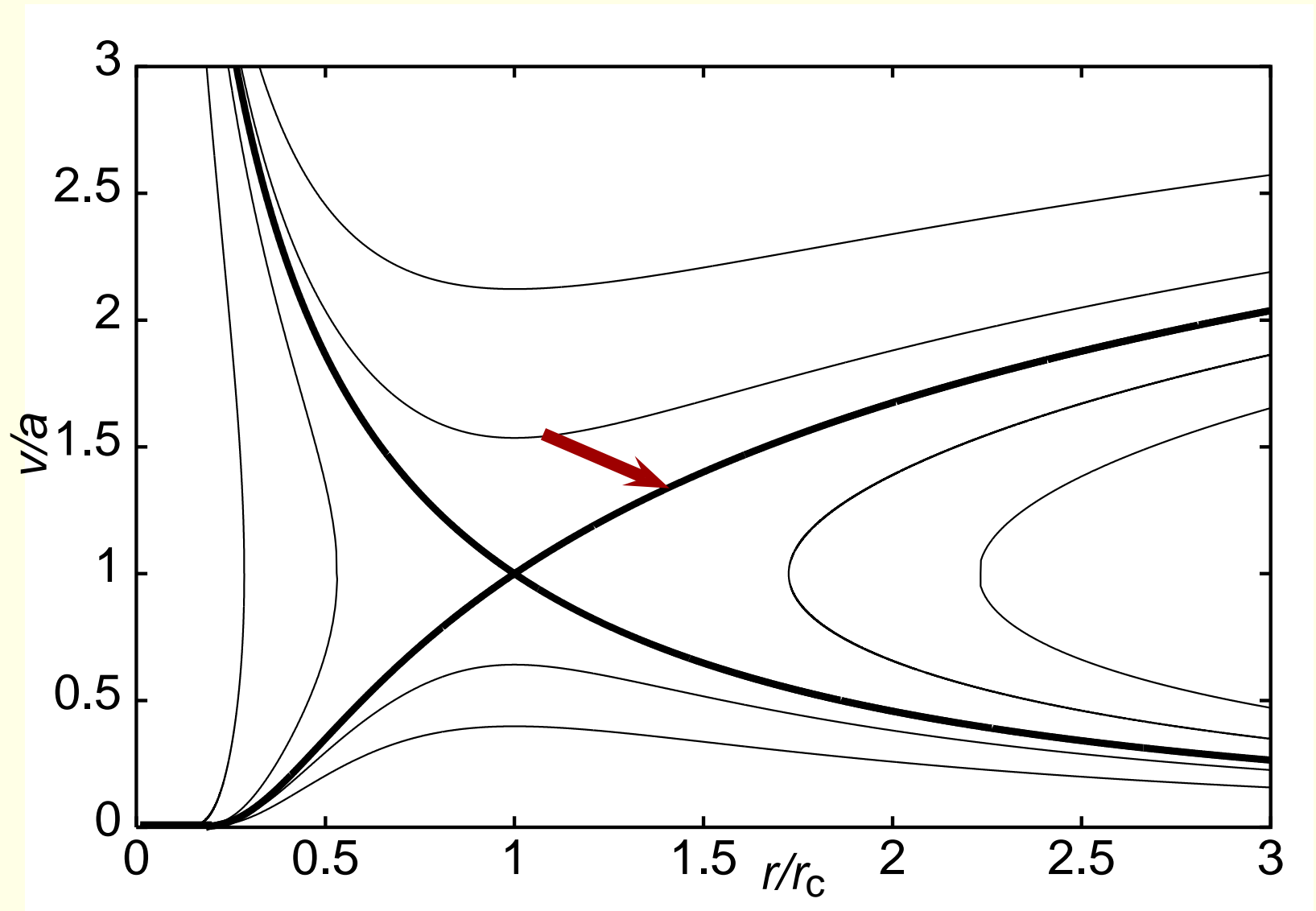


# Řešení pohybové rovnice



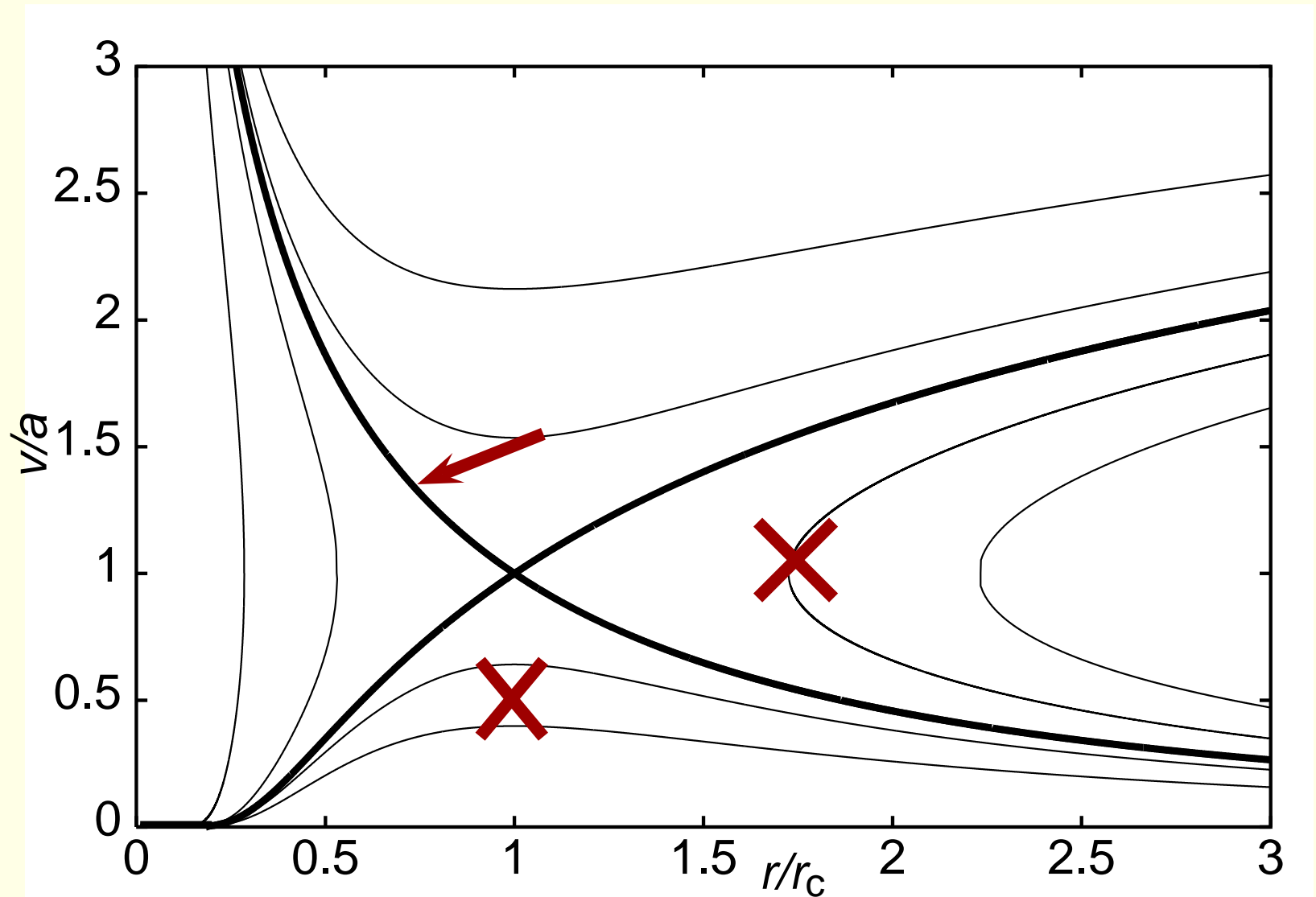
vítr: dva typy řešení (nadzvukové a "vánek" – breeze)

# Řešení pohybové rovnice



pozorování: vítr je nadzvukový

# Řešení pohybové rovnice



vítr: dva typy řešení (nadzvukové a "vánek" – breeze)

# Kde je zakopán pes?

---

- co urychluje sluneční vítr?

# Kde je zakopán pes?

---

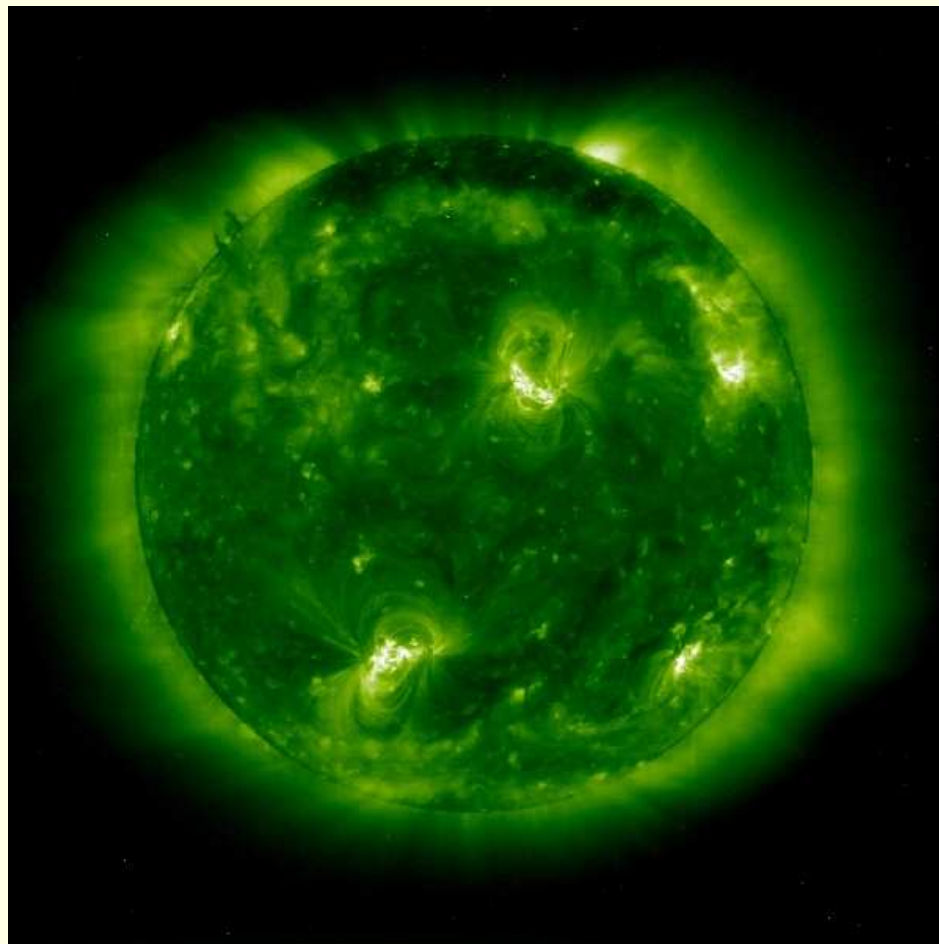
- co urychluje sluneční vítr?
- ⇒ sluneční vítr je důsledkem tepelného rozpínání sluneční koróny

# Kde je zakopán pes?

---

- co urychluje sluneční vítr?
- ⇒ sluneční vítr je důsledkem tepelného rozpínání sluneční koróny
- ⇒ co ohřívá sluneční korónu? (energiová rovnice!)

# Pozorování sluneční koróny



SOHO, čáry Fe XII, 195 Å



# Pozorování sluneční koróny

tři typy oblastí:

- *oblast uzavřených magnetických smyček*: horká látka je udržována magnetickým polem, často v blízkosti aktivních oblastí, zdroj sluneční aktivity (erupce, výtrysky sluneční látky), typická teplota  $2 \cdot 10^6$  K

# Pozorování sluneční koróny

tři typy oblastí:

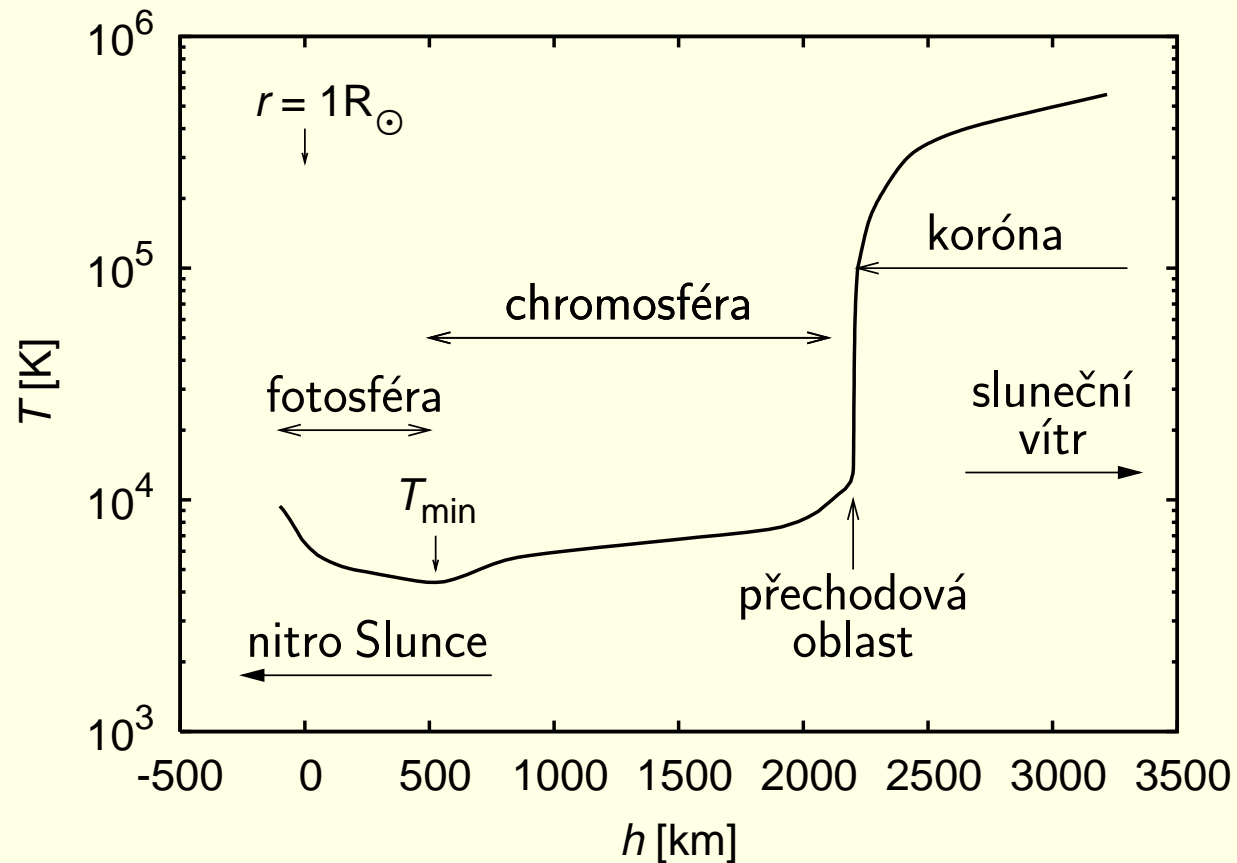
- *oblast uzavřených magnetických smyček*
- *klidné oblasti*: středně jasné na rentgenovém snímku, zdroj *pomalého* ( $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ ) slunečního větru, typická teplota  $1 \cdot 10^6 \text{ K}$

# Pozorování sluneční koróny

tři typy oblastí:

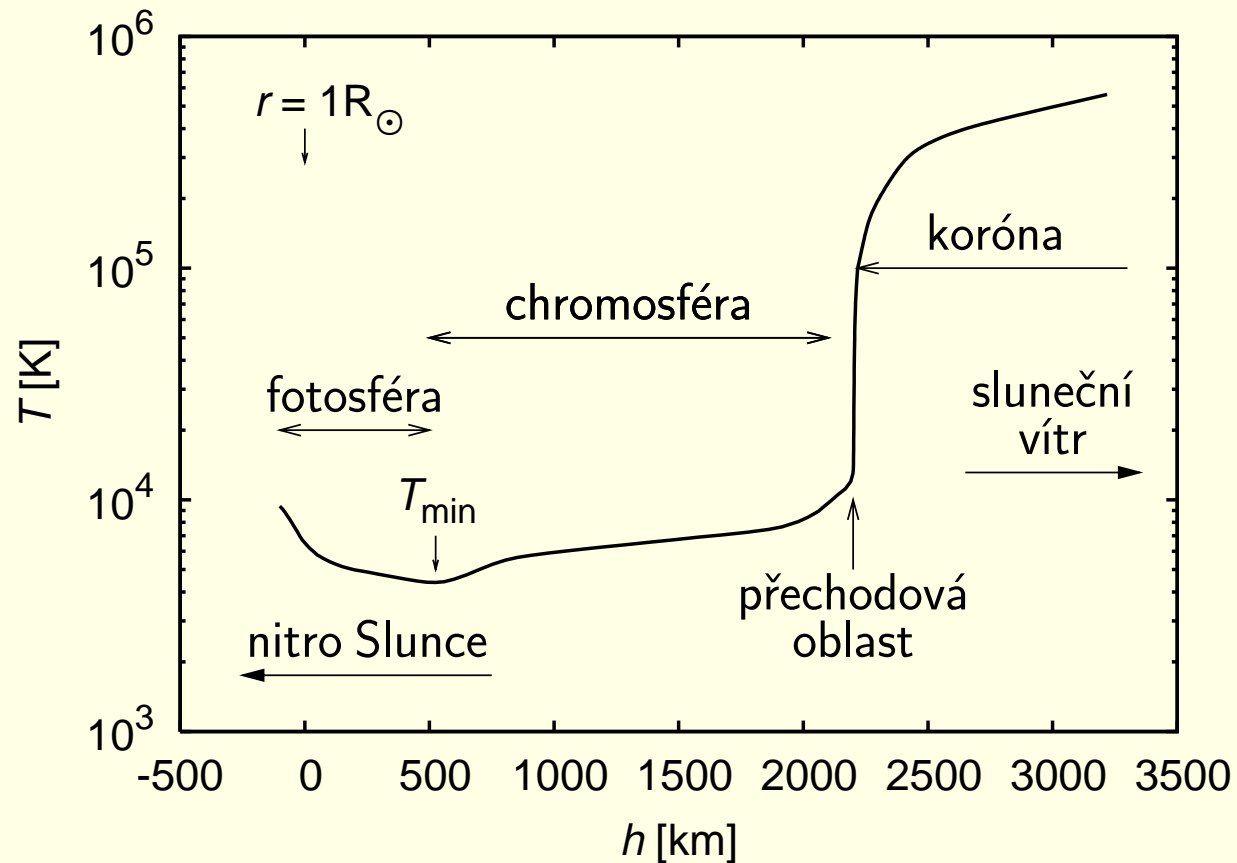
- *oblast uzavřených magnetických smyček*
- *klidné oblasti*
- *koronální díry*: tmavé oblasti na rentgenovém snímku, zdroj *rychlého* ( $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$ ) slunečního větru

# Průběh teploty v atmosféře



semiempirické modely sluneční chromosféry a přechodové vrstvy (klidná oblast, Fontenla, Avrett a Loeser 1993)

# Průběh teploty v atmosféře



- přechodová oblast velice tenká: proč?

# Průběh teploty v atmosféře

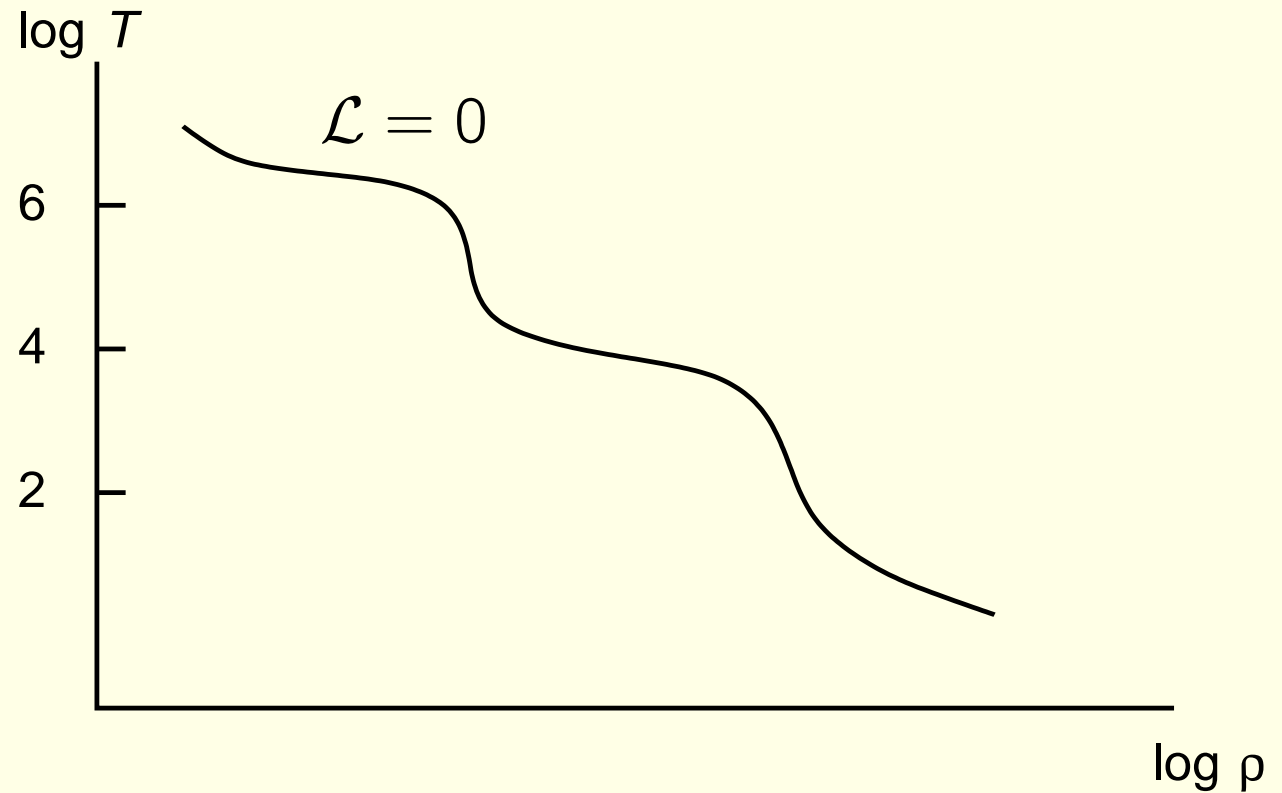
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- rovnováha mezi ochlazováním a ohřevem v opticky tenkém plynu (LTE)

$$\mathcal{L}(\rho, T) = 0$$

- $\rho$  je hustota
- $T$  je teplota
- $\mathcal{L}$  zářivý výkon na jednotku hmotnosti

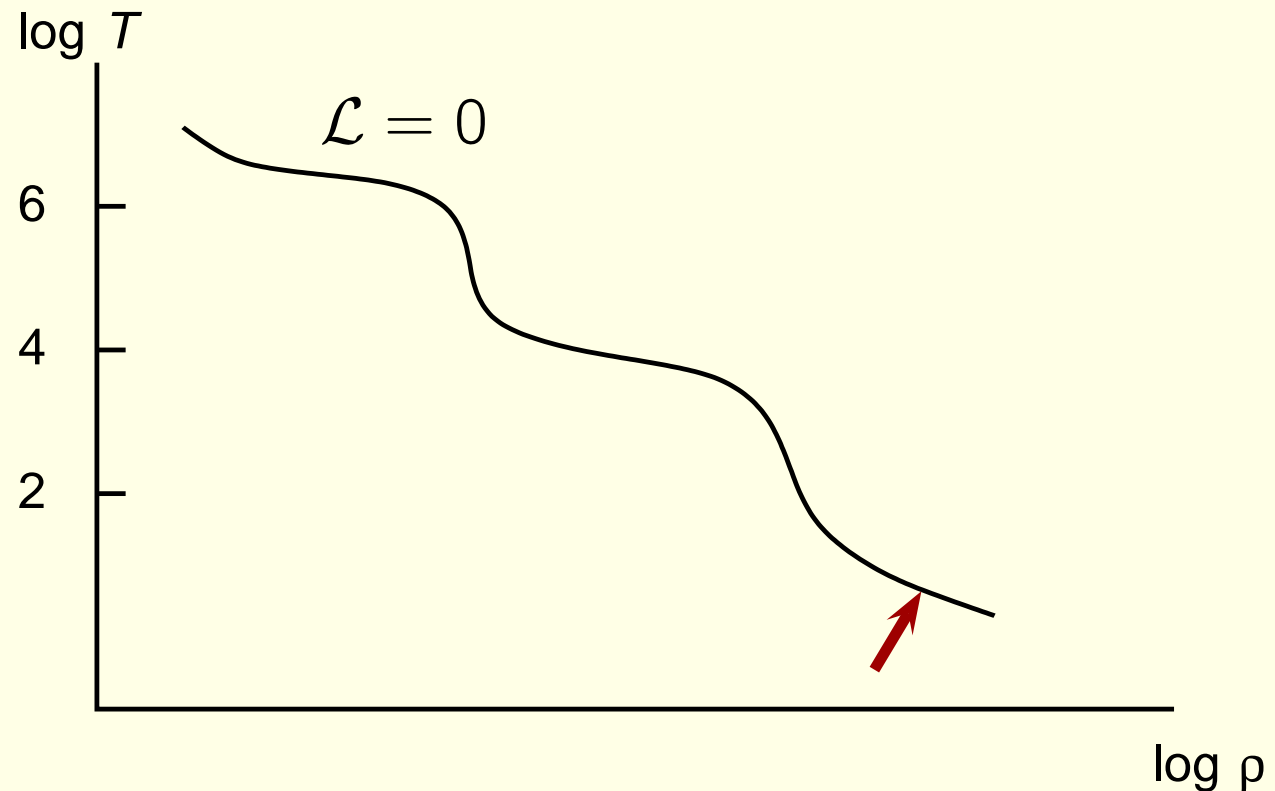
# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*

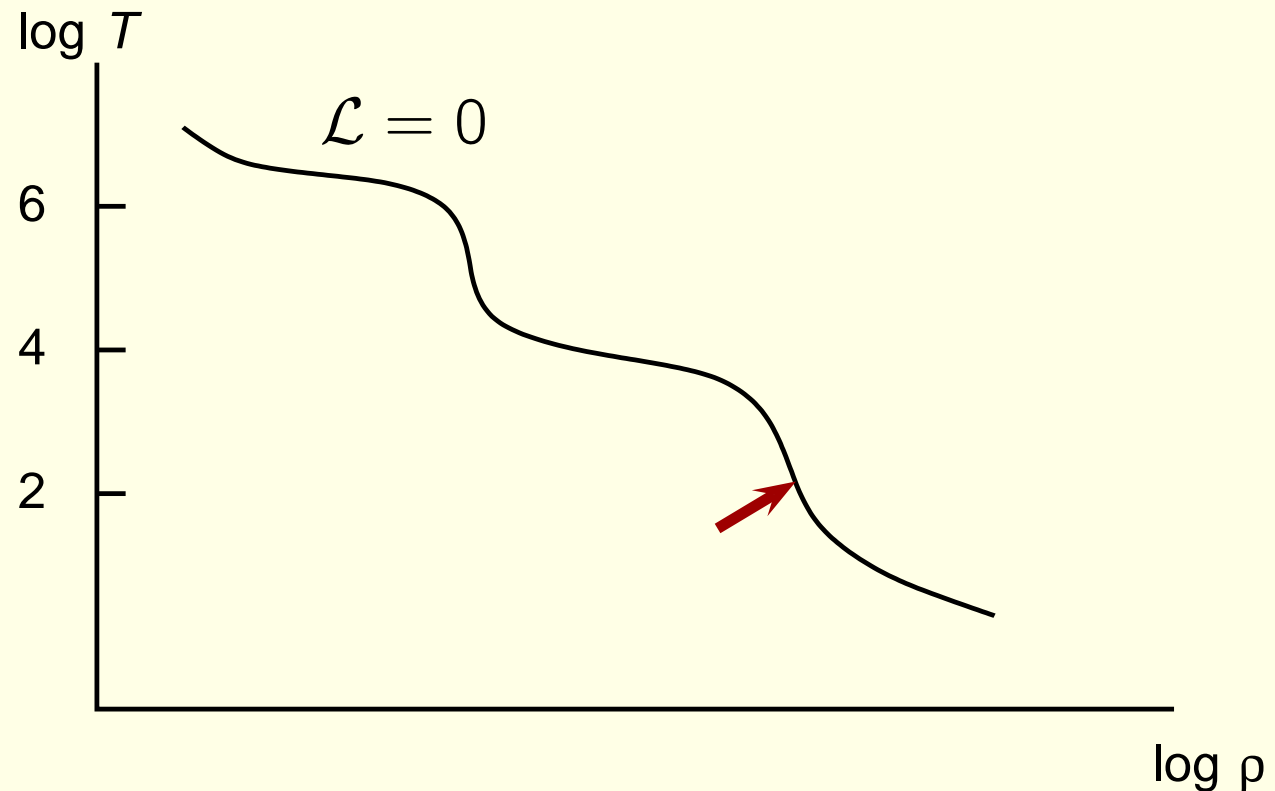


- excitace rotačních hladin molekul a hladin jemné struktury atomů, silná závislost  $\mathcal{L}$  na teplotě



# Průběh teploty v atmosféře

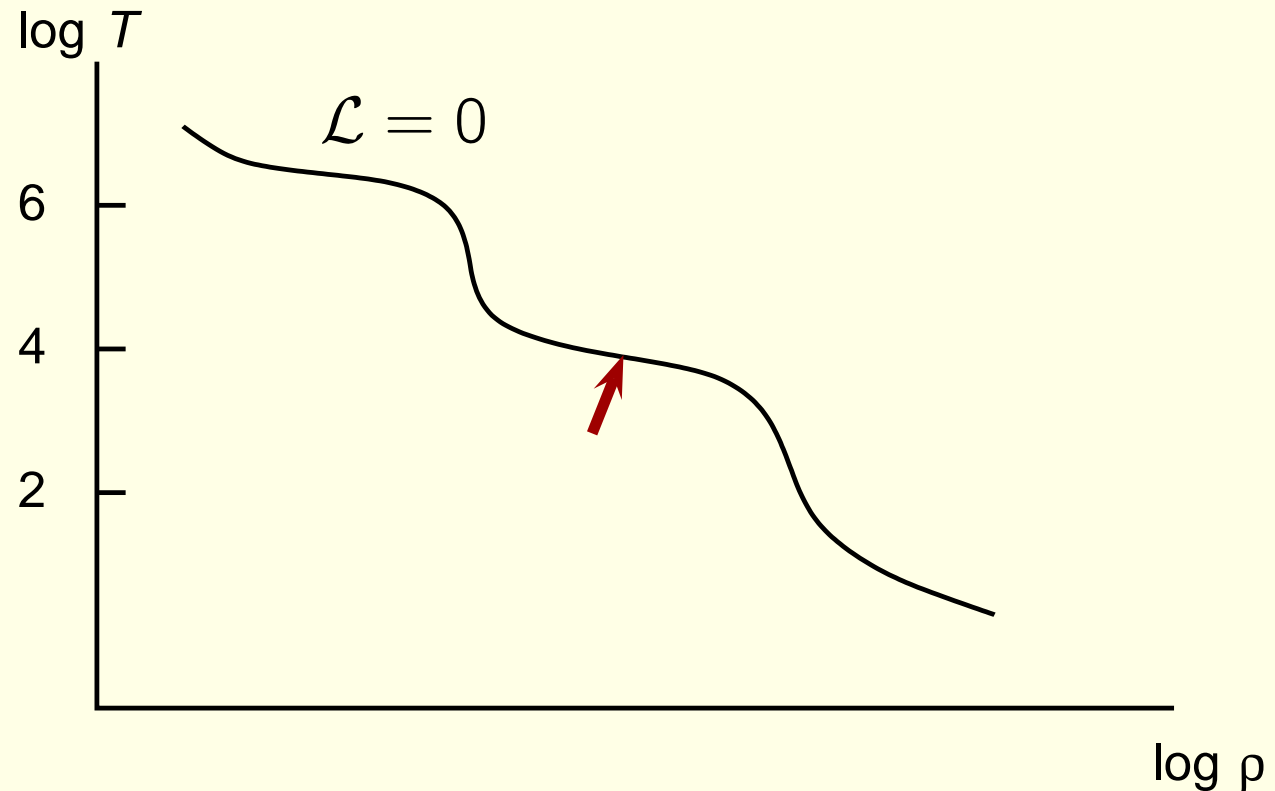
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



- rotační hladiny molekul a hladiny jemné struktury atomů excitovány, příslušné  $e^{-\epsilon/kT} \sim 1$ , malá závislost  $\mathcal{L}$  na teplotě

# Průběh teploty v atmosféře

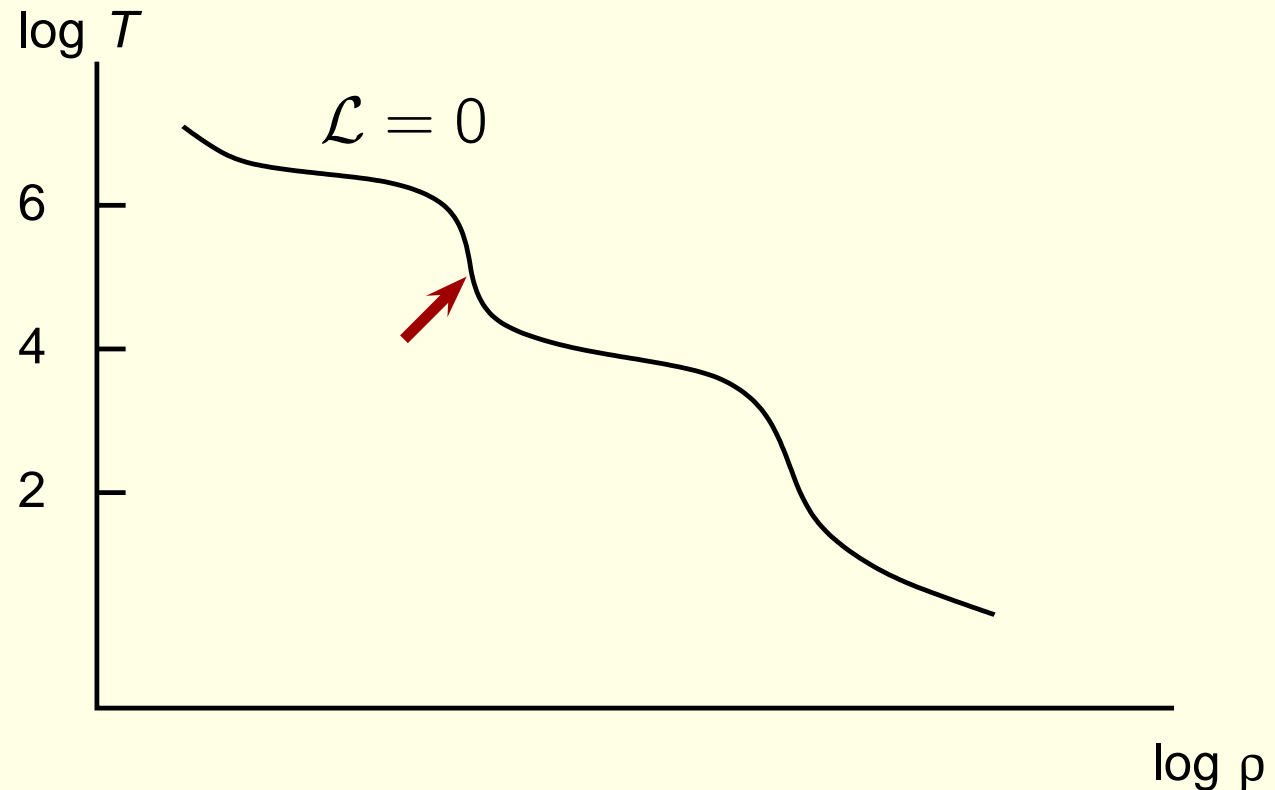
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



- excitace hladin atomů a iontů, silná závislost  $\mathcal{L}$  na teplotě

# Průběh teploty v atmosféře

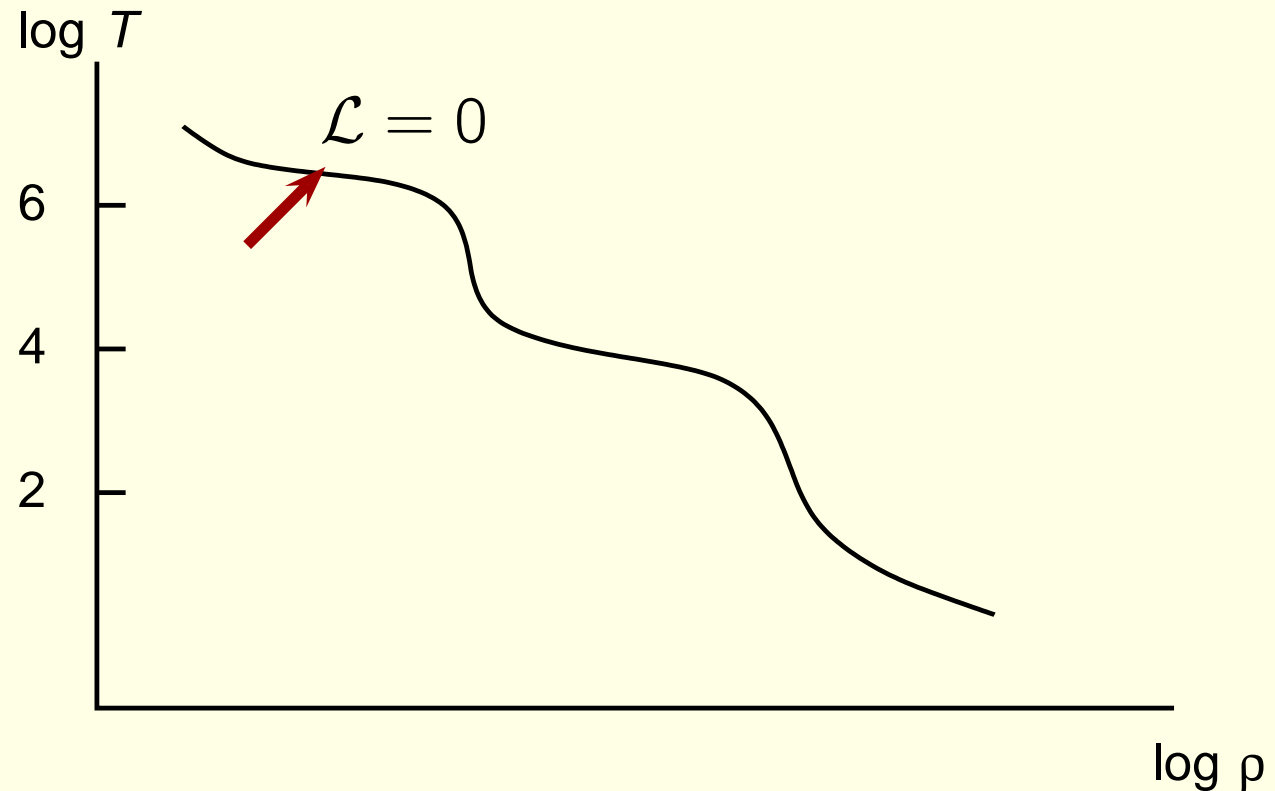
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



- hladiny atomů a iontů excitovány, příslušné Boltzmannovy faktory  $e^{-\epsilon/kT} \sim 1$  malá závislost  $\mathcal{L}$  na teplotě

# Průběh teploty v atmosféře

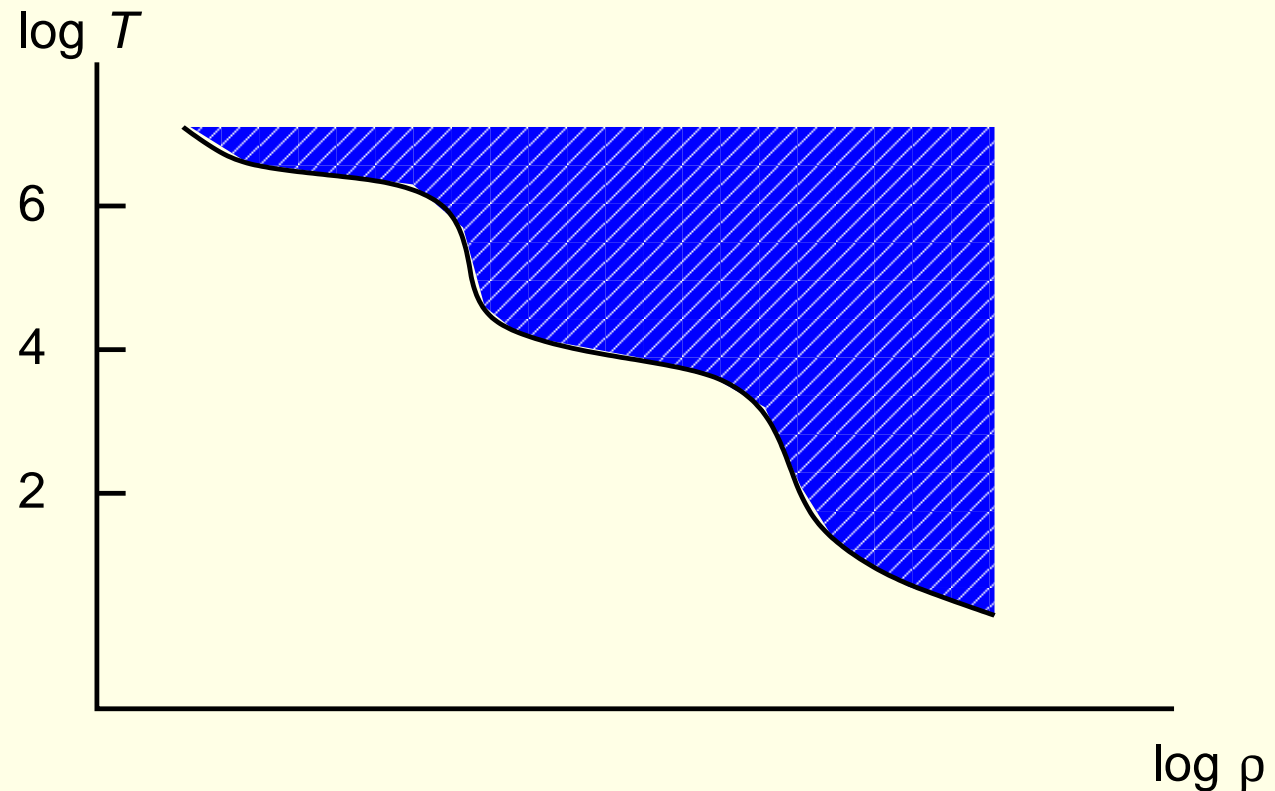
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



- látka silně ionizována, excitace vnitřních slupek atomů (např. O, Fe), silná závislost  $\mathcal{L}$  na teplotě

# Průběh teploty v atmosféře

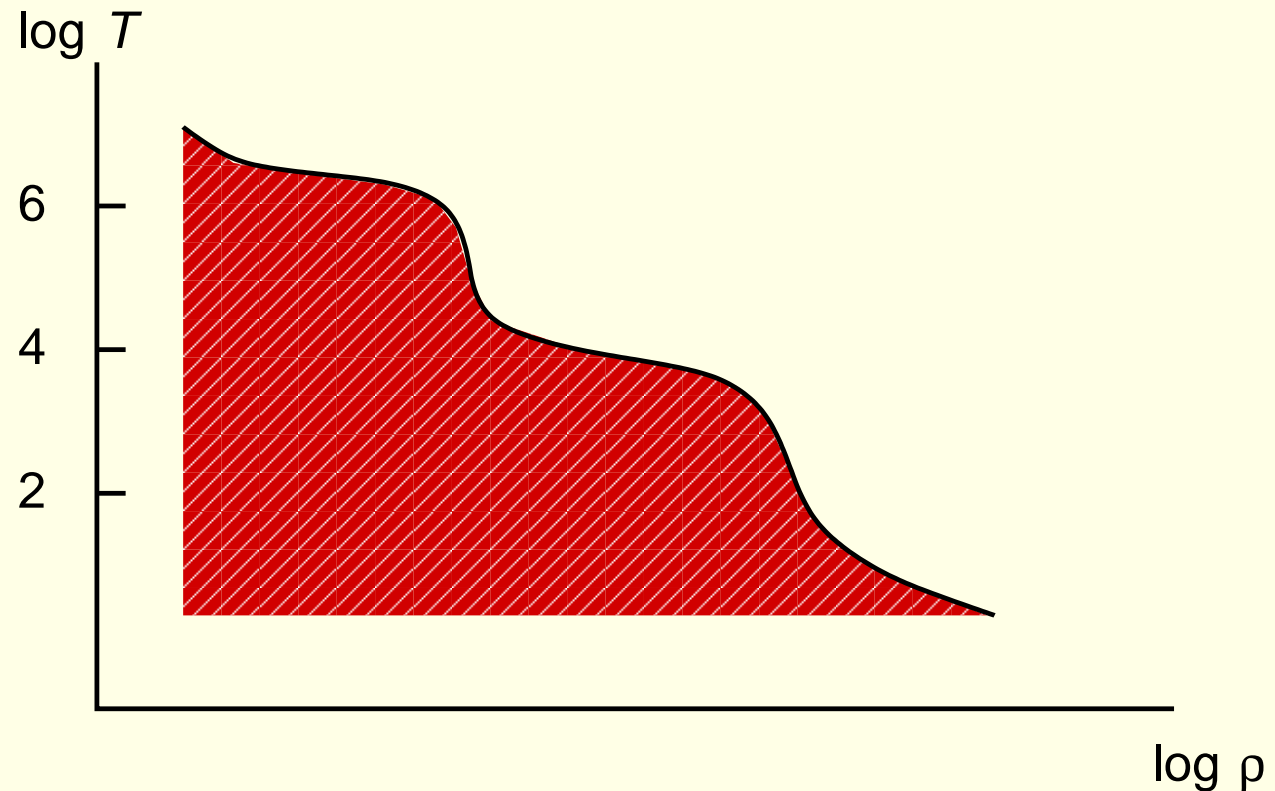
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



- vyšší teplota než odpovídá rovnováze  $\Rightarrow$  ochlazování

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*



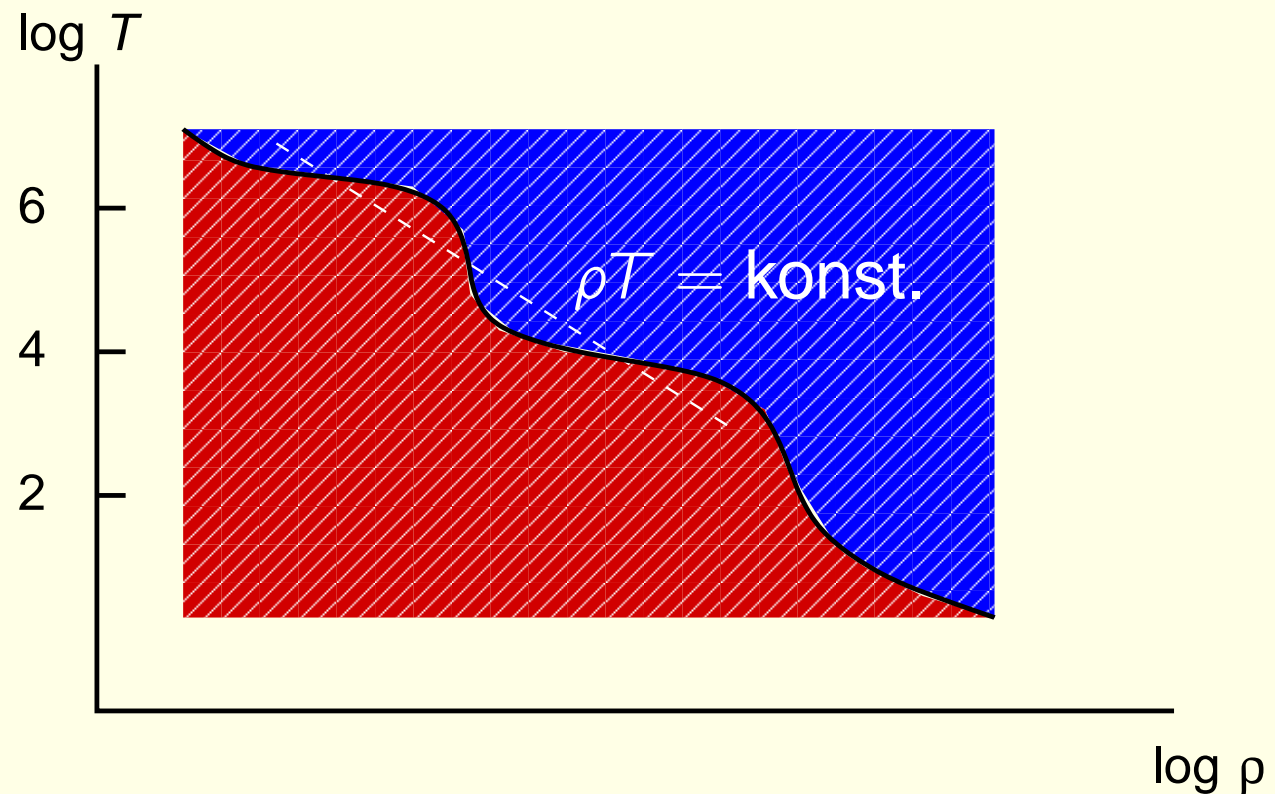
- nižší teplota než odpovídá rovnováze  $\Rightarrow$  ohřev

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou než okolní homogenní prostředí
- bublina v mechanické rovnováze s okolím  $\Rightarrow$   
 $P \sim \rho T = \text{konst.}$

# Průběh teploty v atmosféře

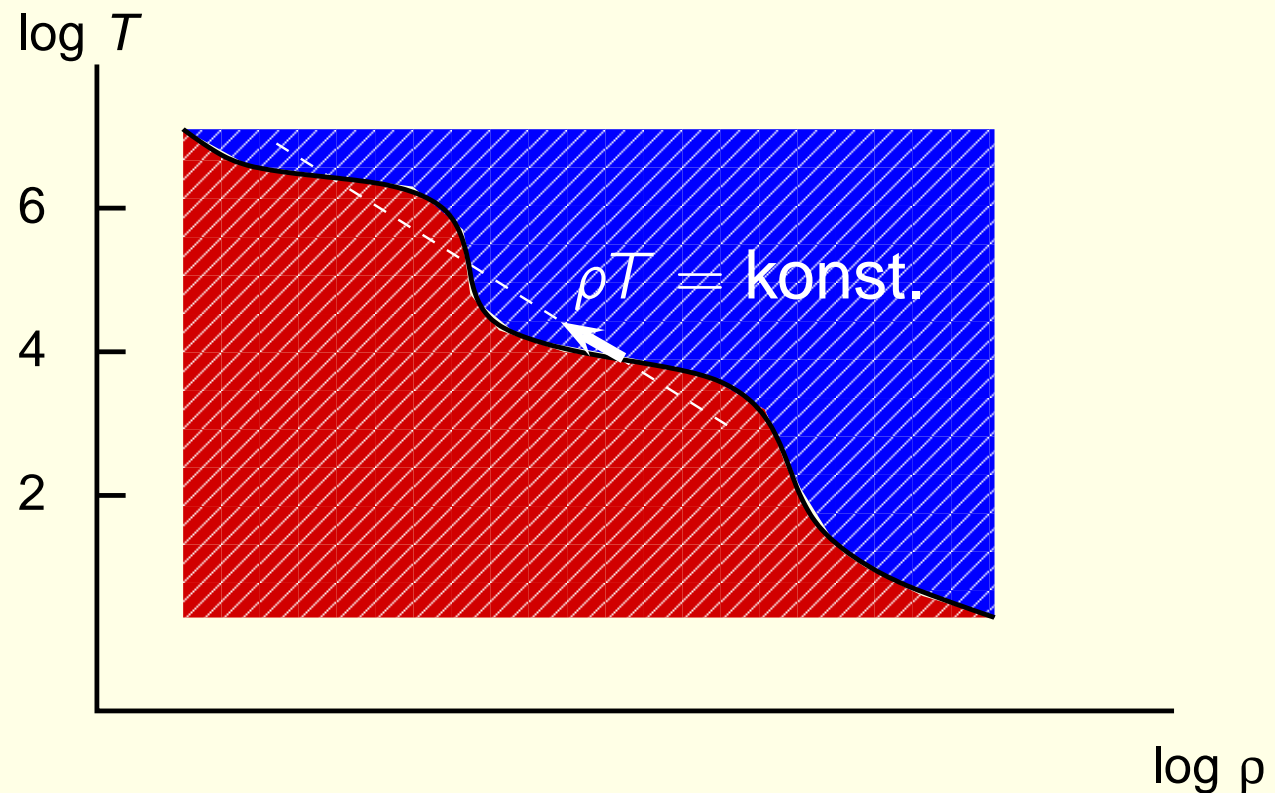
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou





# Průběh teploty v atmosféře

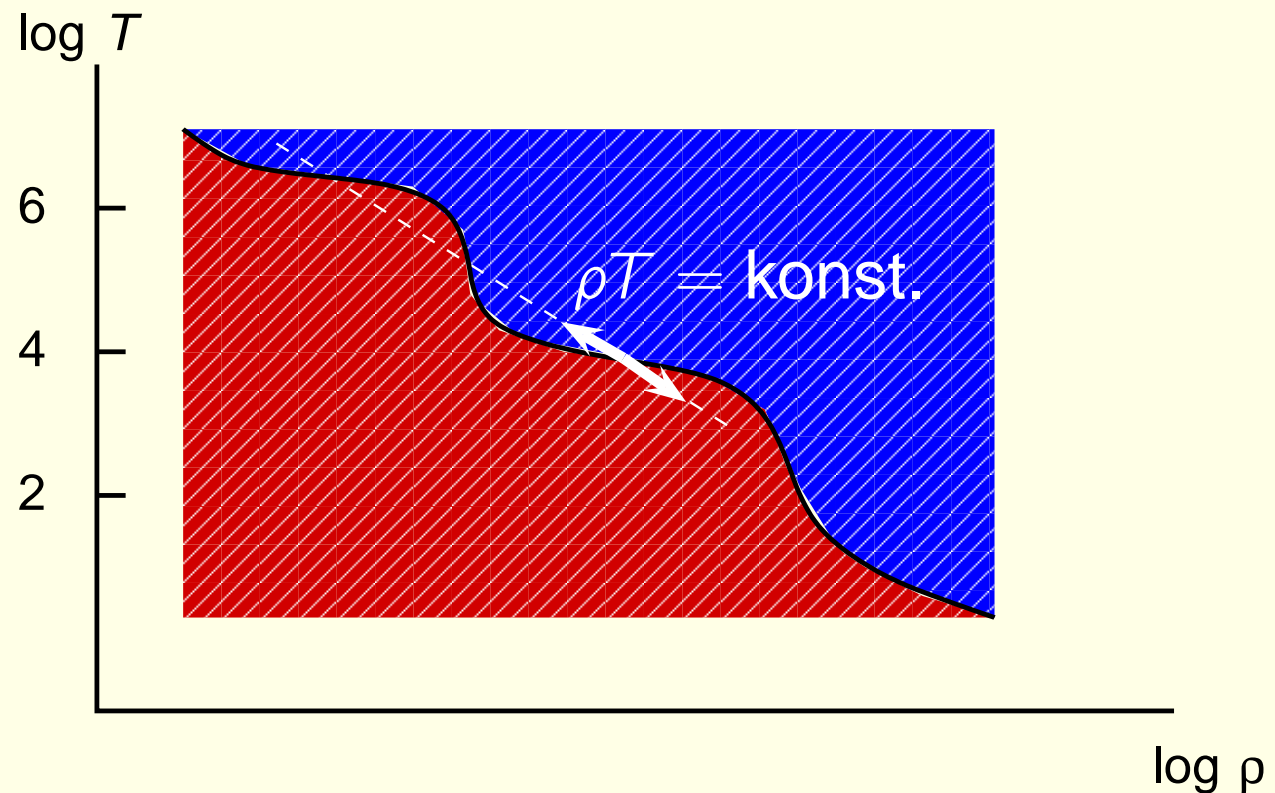
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- zvýšení teploty a snížení hustoty  $\Rightarrow$  více ochlazování  $\Rightarrow$  *stabilita*

# Průběh teploty v atmosféře

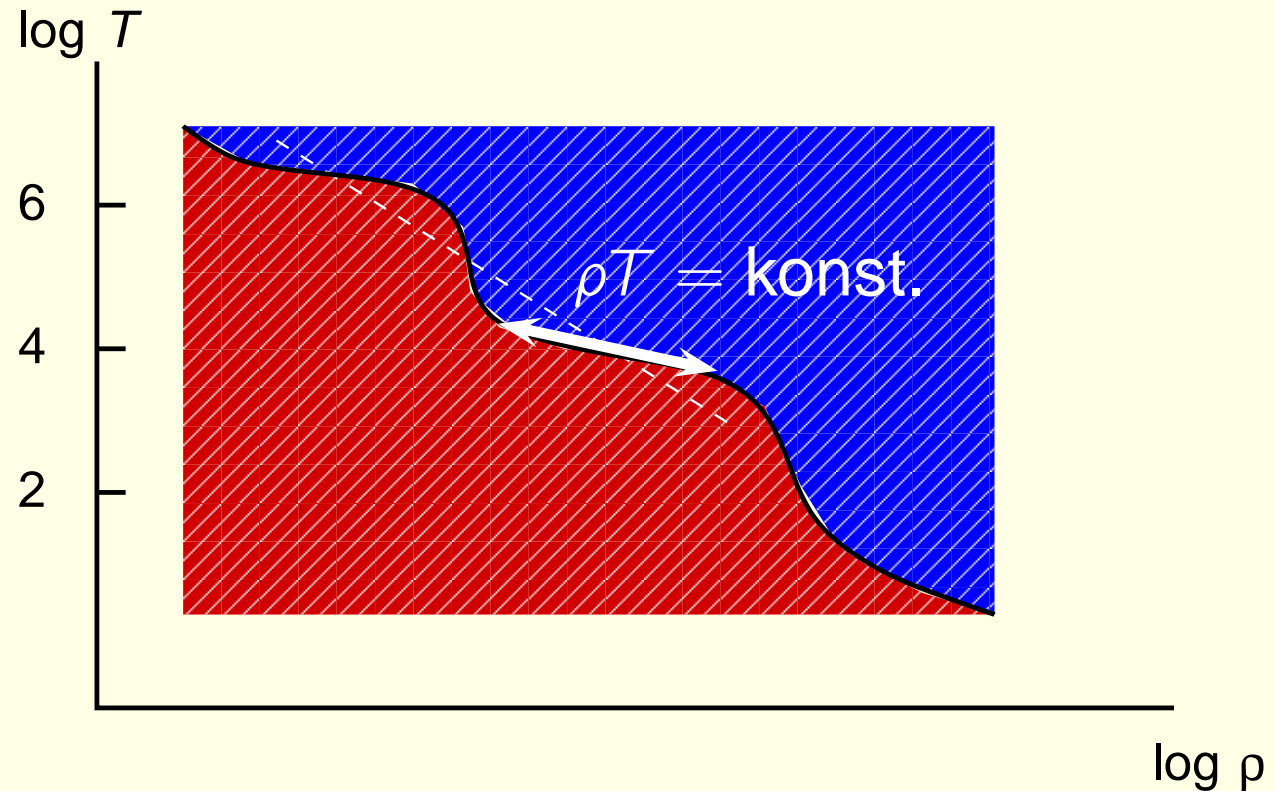
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- snížení teploty a zvýšení hustoty  $\Rightarrow$  více ohřevu  $\Rightarrow$  *stabilita*

# Průběh teploty v atmosféře

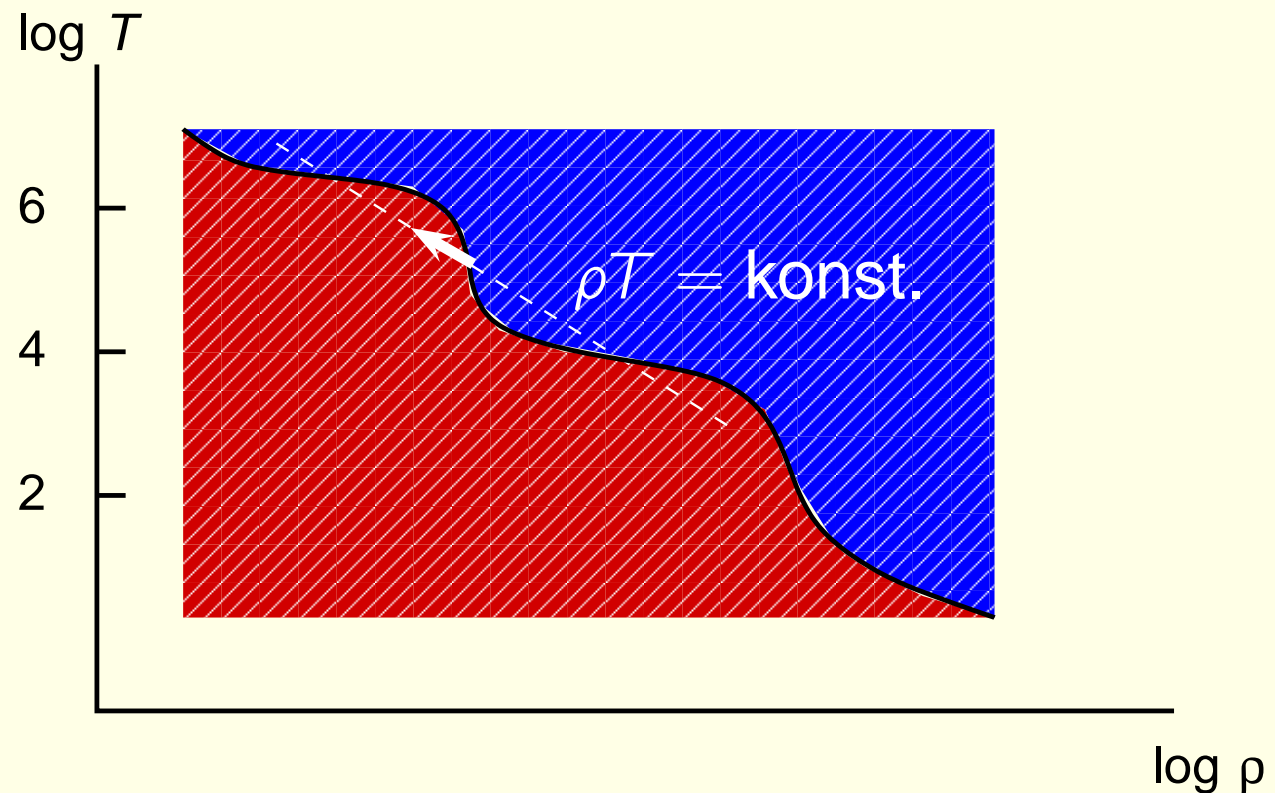
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- oblast *stability*

# Průběh teploty v atmosféře

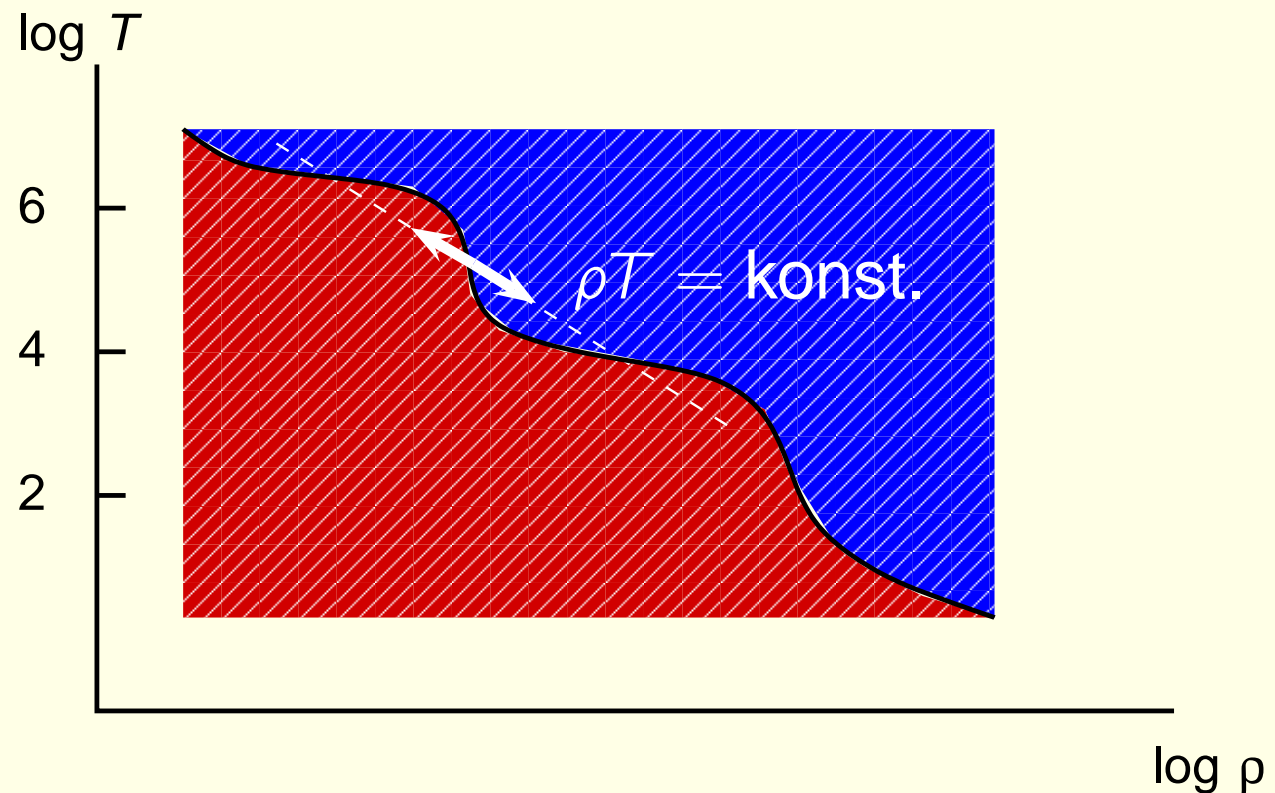
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- zvýšení teploty a snížení hustoty  $\Rightarrow$  více ohřevu  $\Rightarrow$  *nestabilita*

# Průběh teploty v atmosféře

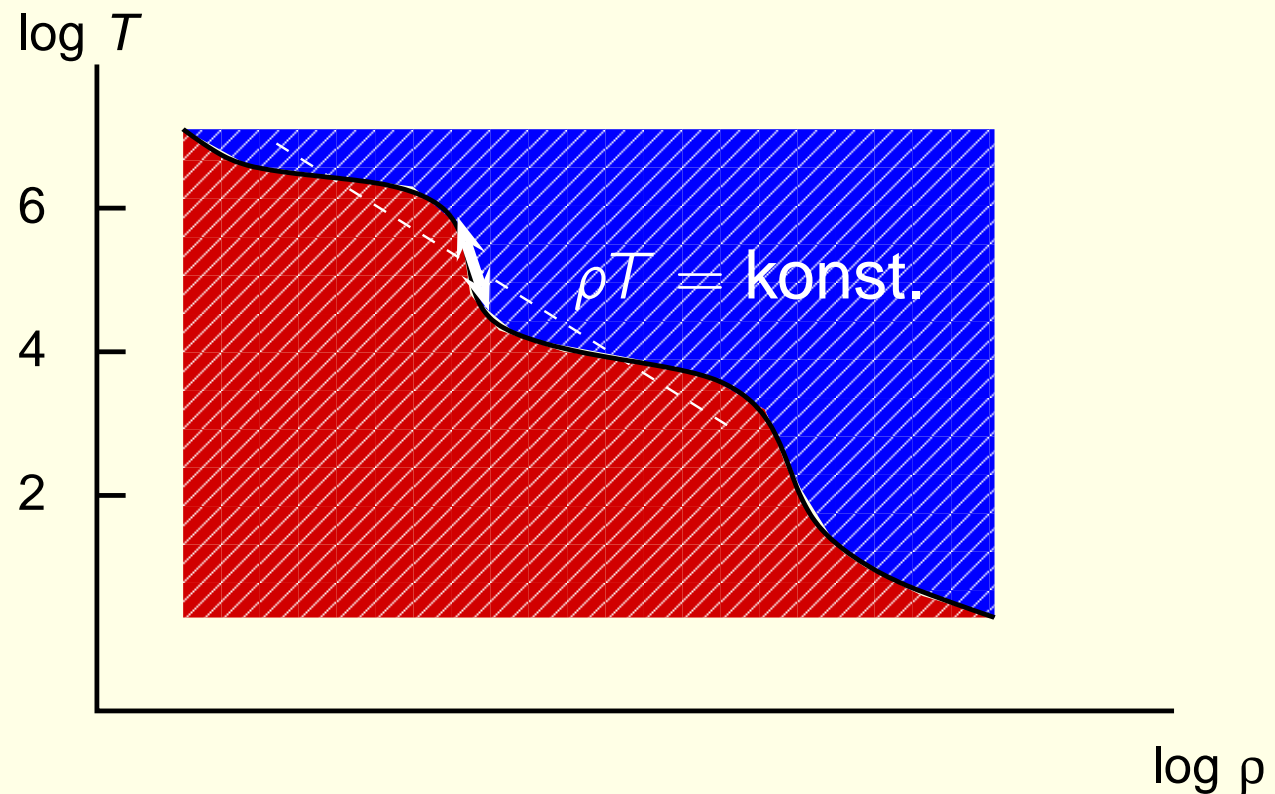
- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- snížení teploty a zvýšení hustoty  $\Rightarrow$  více ochlazování  $\Rightarrow$  *nestabilita*

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*
- malá bublina s odlišnou teplotou a hustotou



- oblast *tepelné nestability*

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*

$$\left( \frac{\partial \mathcal{L}}{\partial T} \right)_p < 0$$

- důležité např. pro dvoufázový model mezihvězdného prostředí (Field a kol. 1969)

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*

$$\left( \frac{\partial \mathcal{L}}{\partial T} \right)_p < 0$$

- chromosféra: teplota  $\sim 10^4$  K, stabilní



# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*

$$\left(\frac{\partial \mathcal{L}}{\partial T}\right)_p < 0$$

- chromosféra: teplota  $\sim 10^4$  K, stabilní
- koróna: teplota  $\sim 10^6$  K, stabilní

# Průběh teploty v atmosféře

- Fieldovo kritérium *tepelné nestability*

$$\left(\frac{\partial \mathcal{L}}{\partial T}\right)_p < 0$$

- chromosféra: teplota  $\sim 10^4$  K, stabilní
  - koróna: teplota  $\sim 10^6$  K, stabilní
- ⇒ přechodová oblast velice tenká, důležitý přenos tepla vedením

# Struktura koróny

- optická pozorování



magnetické pole: uzavřené (částice drženy) a  
otevřené (částice unikají) siločáry

# Struktura koróny

---

- optická pozorování – "helmet streamer"



- struktury s uzavřeným magnetickým polem
- základna má často menší intenzitu
- často obsahují protuberanci

# Struktura koróny

---

- optická pozorování
  - *K koróna*: vzniká v blízkosti Slunce ve vzdálenosti  $r \lesssim 2 R_{\odot}$  v důsledku rozptylu záření sluneční fotosféry na volných elektronech, vysoká rychlost elektronů  $\Rightarrow$  "rozmazání" většiny fotosférických čar, pozoruje se pouze polarizované kontinuum (K – "kontinuerlich")

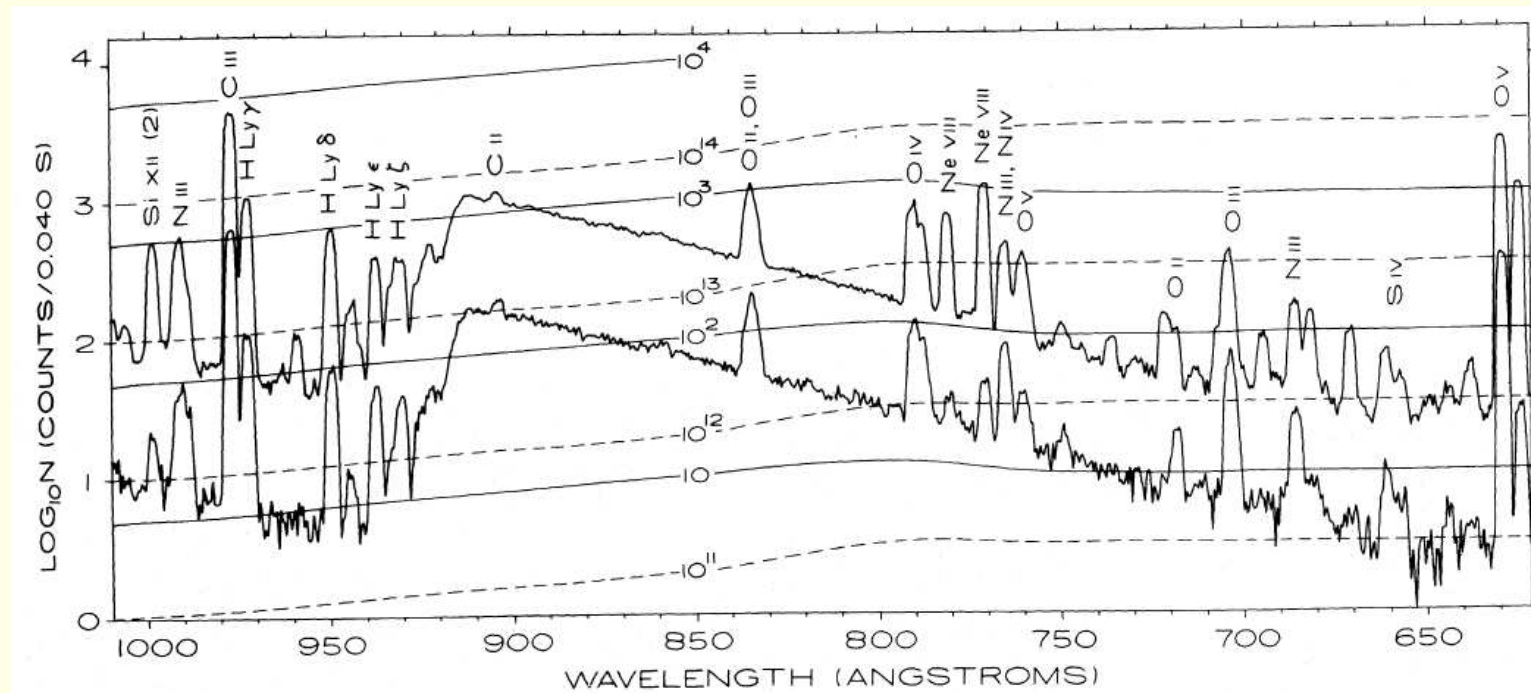
# Struktura koróny

---

- optická pozorování
  - *K koróna*
  - *F koróna* (Fraunhoferova): difrakce záření sluneční fotosféry na částicích prachu v meziplanetárním prostředí (zodiakální světlo), částice se pohybují pomaleji  $\Rightarrow$  pozorují se fotosférické Fraunhoferovy čáry

# Struktura koróny

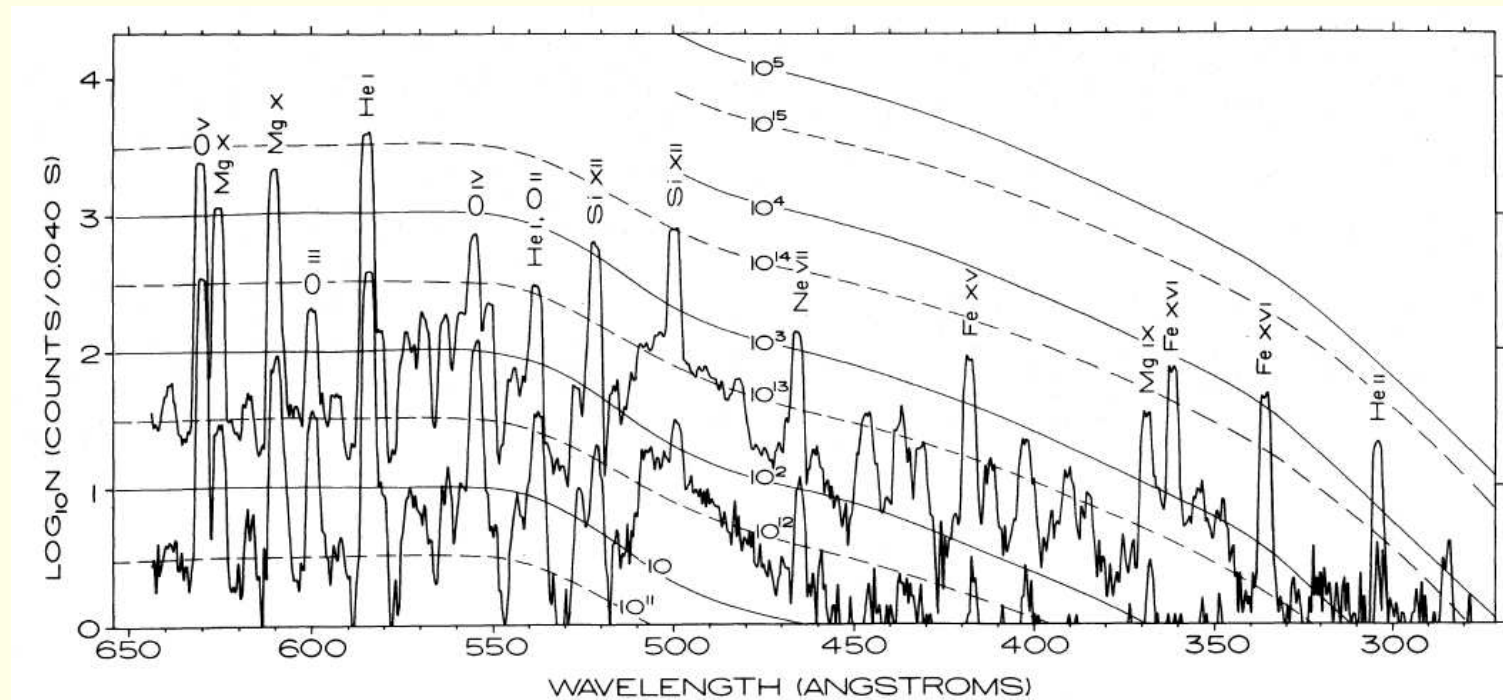
- optická pozorování
  - *K* koróna
  - *F* koróna
- rentgenová a UV oblast (Dupree a kol. 1973)



horní: aktivní oblast, spodní: klidné Slunce

# Struktura koróny

- optická pozorování
  - *K* koróna
  - *F* koróna
- rentgenová a UV oblast (Dupree a kol. 1973)



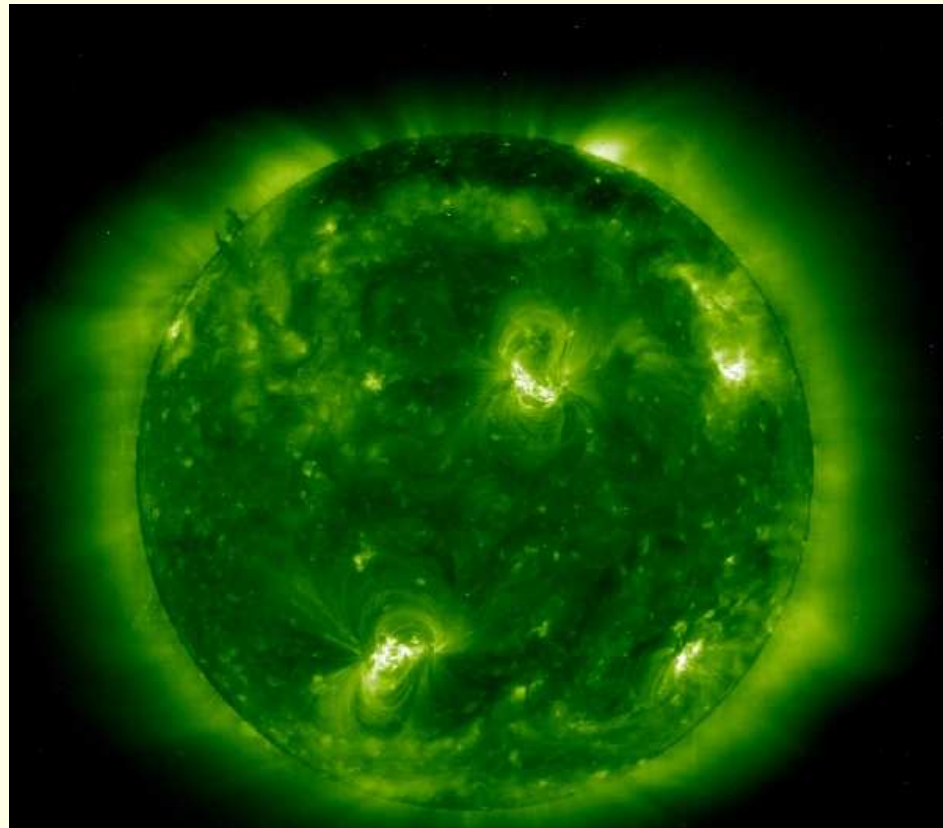
horní: aktivní oblast, spodní: klidné Slunce



# Struktura koróny

---

- optická pozorování
  - *K koróna*
  - *F koróna*
- rentgenová a UV oblast: SOHO, Fe XII, 195 Å



# Struktura koróny

---

- optická pozorování
  - *K koróna*
  - *F koróna*
- rentgenová a UV oblast: emisních čáry vysoce ionizovaných prvků

# Struktura koróny

---

- optická pozorování
  - *K koróna*
  - *F koróna*
- rentgenová a UV oblast
- radiová oblast
  - sluneční radiové záření s  $\lambda \sim 1$  m pochází z koróny a z přechodové oblasti s teplotou  $10^5 - 10^6$  K
  - původ: tepelná volně-volná emise, v oblastech se silným magnetickým polem vzniká také synchrotronové záření

# Vliv magnetického pole

- struktura koróny určovaná magnetickým polem



# Vliv magnetického pole

- struktura koróny určovaná magnetickým polem
- "plazmové beta"

$$\beta = \frac{p}{p_{\text{mag}}} = \frac{8\pi p}{B^2}$$

- $p$  je tlak (v pohybujícím se prostředí dynamický tlak  $\rho v^2$ )
- $p_{\text{mag}} = B^2/(8\pi)$  je tlak magnetického pole

# Vliv magnetického pole

- struktura koróny určovaná magnetickým polem
- "plazmové beta"

$$\beta = \frac{p}{p_{\text{mag}}} = \frac{8\pi p}{B^2}$$

- $\beta \gg 1$ : magnetické pole určeno dynamikou plynu
- $\beta \ll 1$ : dynamika plynu určena magnetickým polem

# Vliv magnetického pole

- struktura koróny určovaná magnetickým polem
- "plazmové beta"

$$\beta = \frac{p}{p_{\text{mag}}} = \frac{8\pi p}{B^2}$$

- $\beta \gg 1$ : typická fotosféra Slunce
- $\beta \sim 1$ : oblasti fotosféry se silným magnetickým polem (typicky skvrny)
- $\beta \ll 1$ : koróna v blízkosti Slunce

# Měření "in situ" – 1 AU

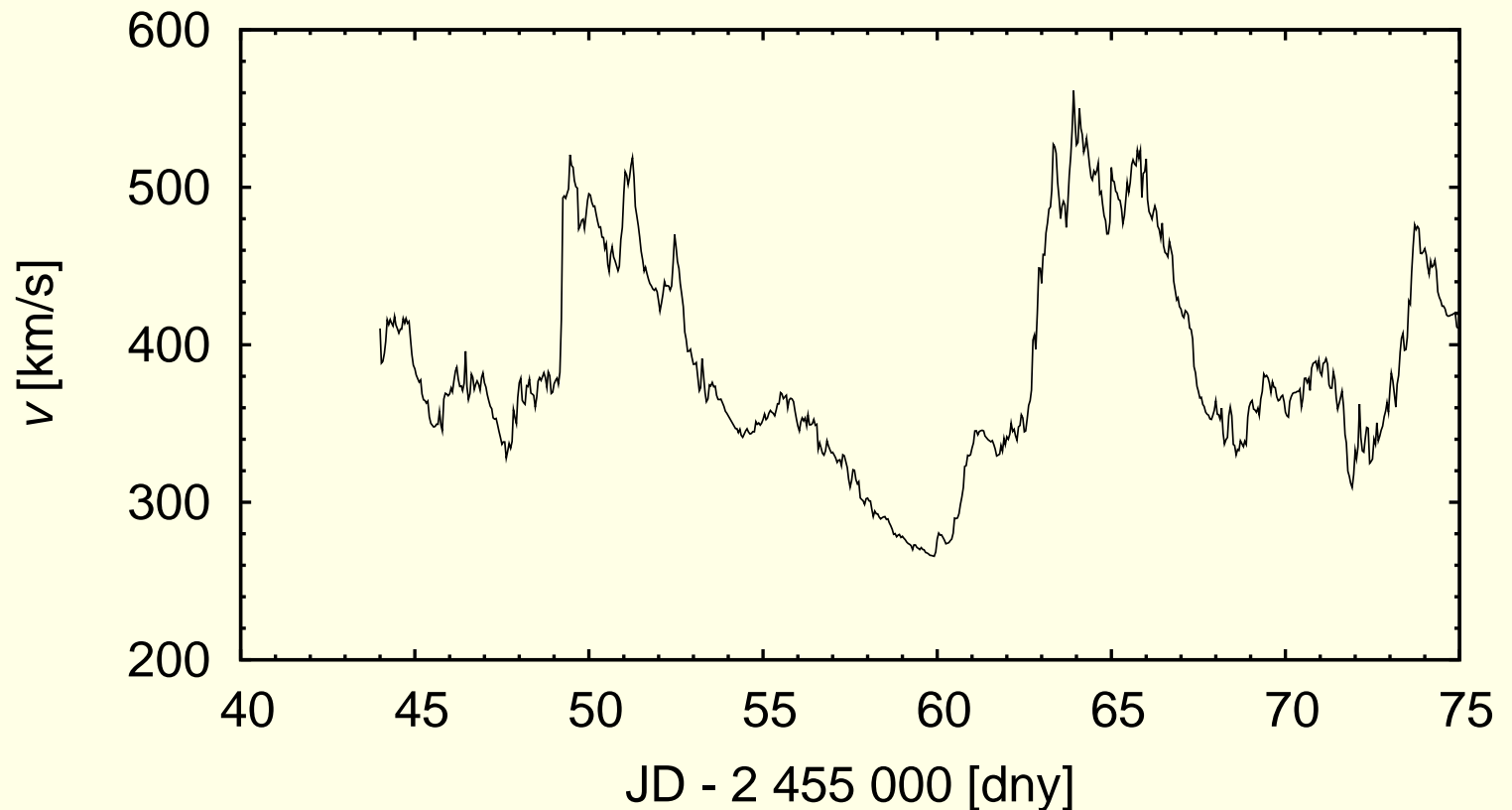
---

- Mariner 2 (1962): sluneční vítr je nadzvukový (potvrzení Parkerova modelu), velká proměnnost větru



# Měření "in situ" – 1 AU

- rychlost větru (září 2009, družice ACE – NASA)



# Měření "in situ" – 1 AU

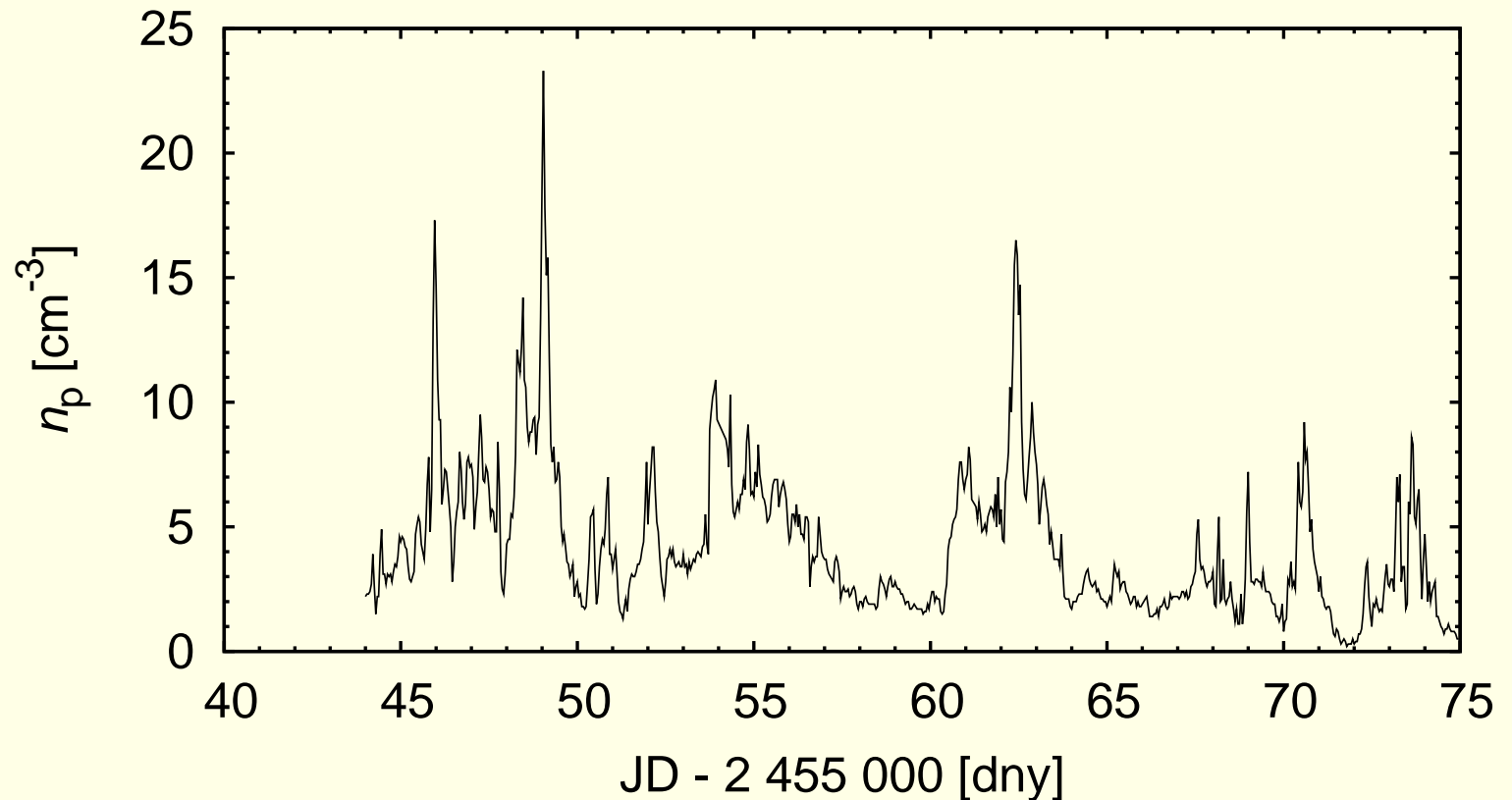
---

- rychlost větru
  - pomalá složka větru ( $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ ), vzniká typicky v klidné části povrchu
  - rychlá složka větru ( $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$ ), vzniká typicky v koronálních dírách

(Feldman a kol. 1977)

# Měření "in situ" – 1 AU

- koncentrace protonů (září 2009, družice ACE – NASA)



# Měření "in situ" – 1 AU

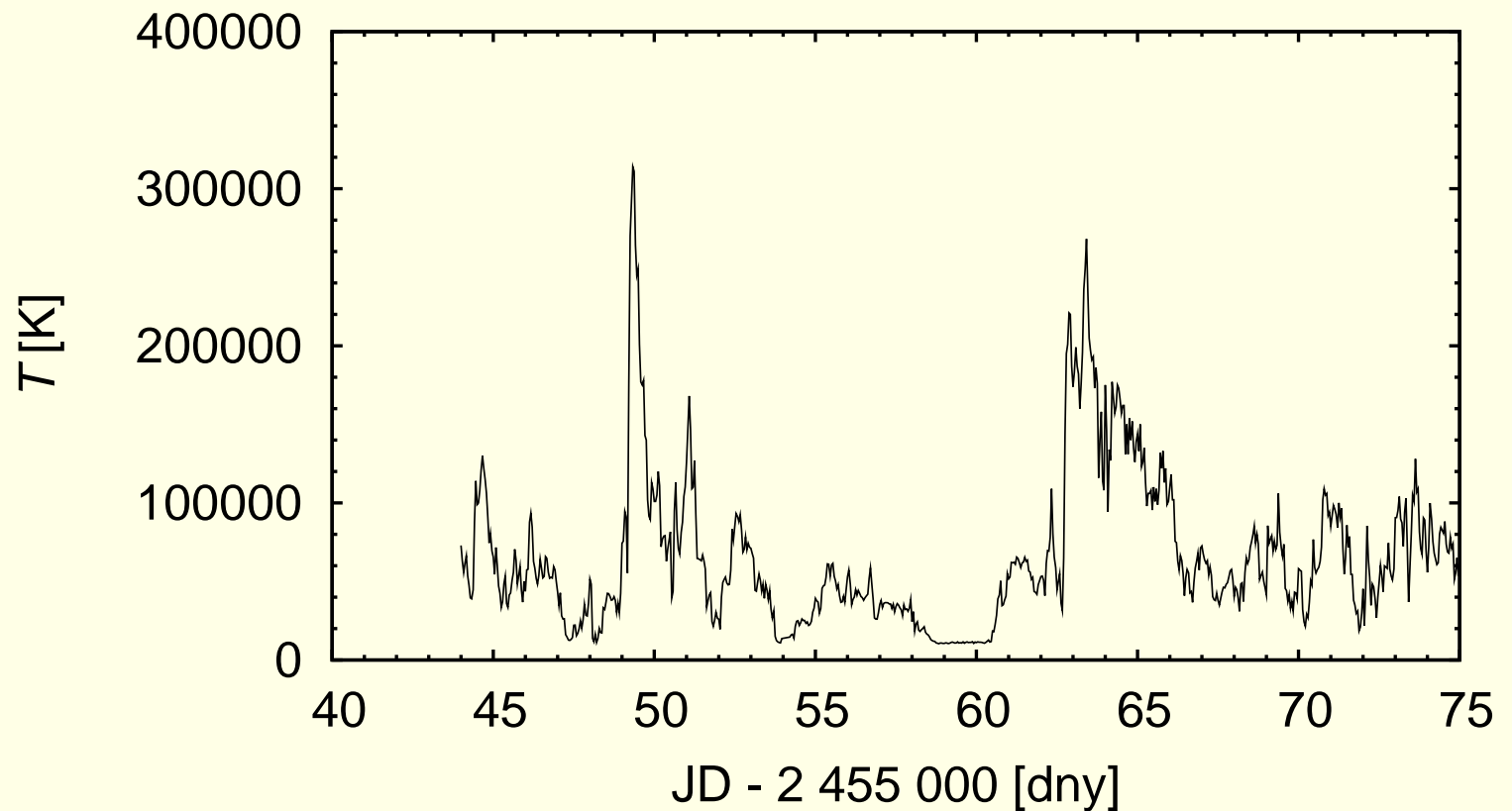
---

- koncentrace protonů
  - pomalá složka větru ( $\sim 12 \text{ cm}^{-3}$ )
  - rychlá složka větru ( $\sim 4 \text{ cm}^{-3}$ )
- proměnná koncentrace helia

(Feldman a kol. 1977)

# Měření "in situ" – 1 AU

- teplota iontů (září 2009, družice ACE – NASA)



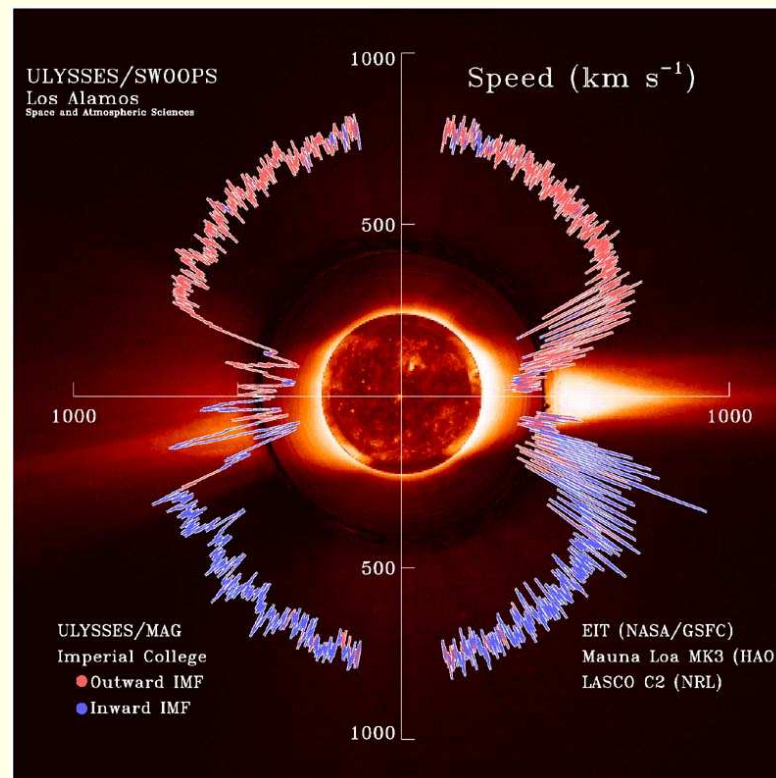
# Měření "in situ" – 1 AU

- teplota
  - odlišnost průměrné teploty pomalé a rychlé složky
  - rozdíl teploty jednotlivých částic
  - protony  $T_p \approx 1.2 \cdot 10^5$  K
  - elektrony  $T_e \approx 1.4 \cdot 10^5$  K
  - jádra helia  $T_\alpha \approx 5.8 \cdot 10^5$  K

(Feldman a kol. 1977)

# Měření "in situ" – *Ulysses*

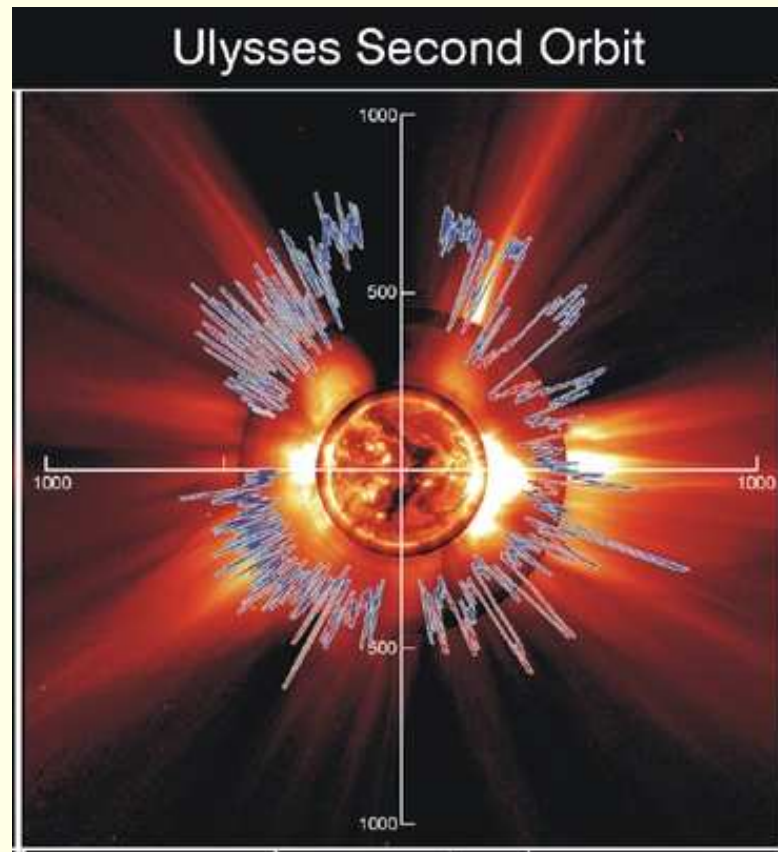
- rychlost slunečního větru v závislosti na šířce (období minima)



(McComas a kol. 2003)

# Měření "in situ" – *Ulysses*

- rychlost slunečního větru v závislosti na šířce (období maxima)



(McComas a kol. 2003)



# Měření "in situ" – *Ulysses*

---

- struktura koróny se mění během slunečního cyklu
- mění se také struktura větru
- rychlá složka slunečního větru pochází z koronálních děr nacházejících se typicky v oblastech pólů

# Dva problémy sluneční fyziky

---

- příčina ohřevu koróny
- způsob urychlení rychlé složky slunečního větru (v relativně velké vzdálenosti od Slunce)

# Příčina ohřevu koróny

---

- energie
  - ztráty energie koróny v důsledku záření, vedení a advekce:  $3 \cdot 10^{28} \text{ erg s}^{-1}$
  - zhruba 1% výkonu nutného pro ohřev chromosféry
  - zhruba  $10^{-5} L_{\odot}$

# Příčina ohřevu koróny

---

- zřejmě dva druhy ohřevu pro různé struktury
  - koronální díry (otevřené siločáry magnetického pole)
  - smyčky

# Příčina ohřevu koróny

---

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
  - chladné hvězdy mají hlubokou podpovrchovou (H) konvektivní zónu
  - konvektivní zóna budí povrchové oscilace

# Příčina ohřevu koróny

---

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
  - chladné hvězdy mají hlubokou podpovrchovou (H) konvektivní zónu
  - konvektivní zóna budí povrchové oscilace
  - vznikající zvukové vlny se šíří do koróny, ohřívají spodní část chromosféry
  - silně tlumeny, nepronikají do koróny

# Příčina ohřevu koróny

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
  - chladné hvězdy mají hlubokou podpovrchovou (H) konvektivní zónu
  - konvektivní zóna budí povrchové oscilace
  - vznikající zvukové vlny se šíří do koróny, ohřívají spodní část chromosféry
  - silně tlumeny, nepronikají do koróny
  - silné magnetické pole v koróně  $\Rightarrow$  původně zvukové vlny interagují s magnetickým polem, vznikají MHD vlny
  - nejnadějnější tzv. hybridní vlny nebo Alfvénovy vlny (jen úzké pásmo frekvencí )
  - další typy MHD vln tlumeny nebo odrazeny

# Příčina ohřevu koróny

---

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
- ohmický ohřev v důsledku elektrických proudů tekoucích podél siločar magnetického pole



# Příčina ohřevu koróny

---

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
- ohmický ohřev v důsledku elektrických proudů tekoucích podél siločar magnetického pole
  - problém: příliš malý odpor koronálního plazmatu
  - možné řešení: turbulence v plazmatu v důsledku nestabilit v oblastech s vyšší hustotou plazmatu

# Příčina ohřevu koróny

---

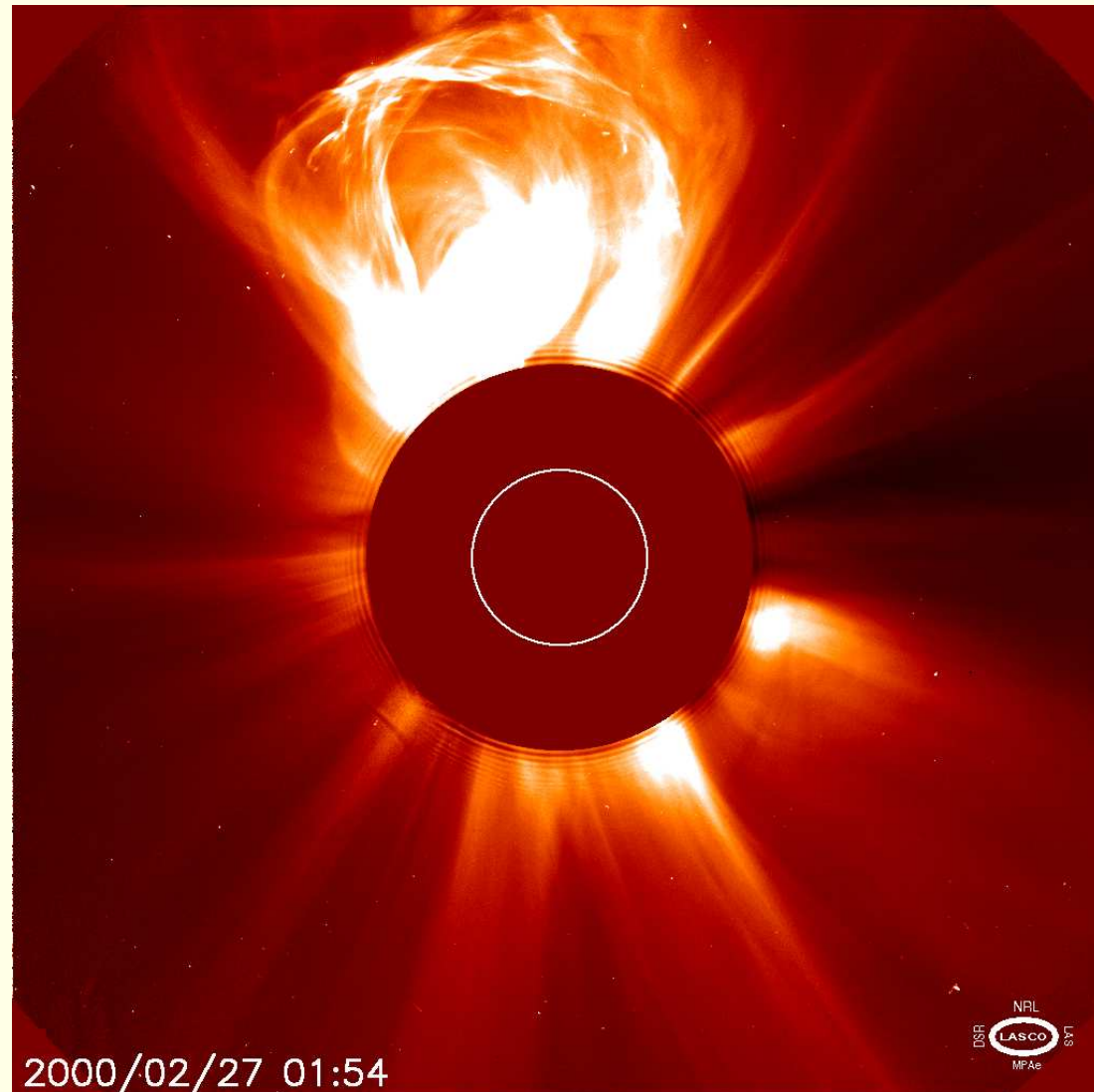
- disipace mech. a elmag. energie MHD vln
  - ohmický ohřev v důsledku elektrických proudů tekoucích podél siločar magnetického pole
    - problém: příliš malý odpor koronálního plazmatu
    - možné řešení: turbulence v plazmatu v důsledku nestabilit v oblastech s vyšší hustotou plazmatu
- ⇒ ohmický ohřev důležitý zřejmě pouze v malých objemech plazmatu ("nanoflares")
- ⇒ důležité jen pro menší smyčky(?)

# Příčina ohřevu koróny

- disipace mech. a elmag. energie MHD vln  $\Rightarrow$  velké smyčky a koronální díry(?)
  - ohmický ohřev v důsledku elektrických proudů tekoucích podél siločar magnetického pole
    - problém: příliš malý odpor koronálního plazmatu
    - možné řešení: turbulence v plazmatu v důsledku nestabilit v oblastech s vyšší hustotou plazmatu
- $\Rightarrow$  ohmický ohřev důležitý zřejmě pouze v malých objemech plazmatu ("nanoflares")
- $\Rightarrow$  důležité jen pro menší smyčky(?)

# CME – coronal mass ejection

---



(SOHO, koronograf)

# CME – coronal mass ejection

---

- CME: zhruba 10% ztráty hmoty Slunce

# CME – coronal mass ejection

---

- CME: zhruba 10% ztráty hmoty Slunce
- typicky důsledek erupce nebo rozpadu filamentu

# CME – coronal mass ejection

---

- CME: zhruba 10% ztráty hmoty Slunce
- typicky důsledek erupce nebo rozpadu filamentu
- interagují se zemskou magnetosférou, vznik polárních září

# Je sluneční vítr důležitý?

---

- Slunce bude hvězdou hlavní posloupnosti  
 $\sim 11 \times 10^9$  let



# Je sluneční vítr důležitý?

---

- Slunce bude hvězdou hlavní posloupnosti  
 $\sim 11 \times 10^9$  let
- Slunce ztrácí hvězdným větrem  
 $2 \times 10^{-14} M_{\odot} \text{ rok}^{-1}$

# Je sluneční vítr důležitý?

- Slunce bude hvězdou hlavní posloupnosti  
 $\sim 11 \times 10^9$  let
  - Slunce ztrácí hvězdným větrem  
 $2 \times 10^{-14} M_{\odot} \text{ rok}^{-1}$
  - za celou dobu pobytu na hlavní posloupnosti  
ztratí  $\sim 10^{-4} M_{\odot}$
- ⇒ příliš malé množství na ovlivnění slunečního vývoje

# Brzdění rotace Slunce

---

- Slunce má magnetické pole

# Brzdění rotace Slunce

---

- Slunce má magnetické pole
- sluneční vítr je ionizovaný

# Brzdění rotace Slunce

---

- Slunce má magnetické pole
  - sluneční vítr je ionizovaný
- ⇒ sluneční vítr se pohybuje podél siločar magnetického pole ( $\beta \ll 1$ )

# Brzdění rotace Slunce

- Slunce má magnetické pole
  - sluneční vítr je ionizovaný
- ⇒ sluneční vítr se pohybuje podél siločar magnetického pole ( $\beta \ll 1$ )
- magnetické pole až do poloměru  $r_A \approx 15 R_\odot$  rotuje jako tuhé těleso se stejnou úhlovou rychlostí jako povrchové vrstvy Slunce

# Brzdění rotace Slunce

- Slunce má magnetické pole
  - sluneční vítr je ionizovaný
- ⇒ sluneční vítr se pohybuje podél siločar magnetického pole ( $\beta \ll 1$ )
- magnetické pole až do poloměru  $r_A \approx 15 R_\odot$  rotuje jako tuhé těleso se stejnou úhlovou rychlostí jako povrchové vrstvy Slunce
- ⇒ Slunce prostřednictvím větru ztrácí moment hybnosti, jeho rotace se zpomaluje (Weber a Davis 1967)

# Brzdění rotace Slunce

- velikost momentu hybnosti Slunce

$$L = \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \Omega$$

- $\Omega$  je velikost úhlové rychlosti
- $\eta \approx 0,1$

$$\Rightarrow \dot{L} = \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}$$



# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- $r_A$  je poloměr efektivní korotace větru
- $\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v$  je rychlost ztráty hmoty

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:
  - v blízkosti Slunce dominuje magnetické pole, vítr korotuje s polem,  $\beta \ll 1$
  - daleko od Slunce dominuje vítr, magnetické pole dáno strukturou větru,  $\beta \gg 1$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:
    - $r_A$  je poloměr, kde magnetické pole přestává být určující pro dynamiku
- $\Rightarrow$  pro  $r = r_A$  je  $\beta \approx 1$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:
  - analytické řešení (Weber a Davis 1967):  
pro  $r = r_A$  hustota energie magnetického pole rovna hustotě kinetické energie větru

$$\frac{1}{2}\rho v^2 = \frac{B^2}{8\pi}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:

$$v = v_A \equiv \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}}$$

- $v_A$  je tzv. Alfvénova rychlost

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:
  - pomalý vítr,  $v < v_A$ :  $\vec{B}$  je určující
  - rychlý vítr,  $v > v_A$ : látka je určující

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:

$$v = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:

$$v = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}}$$

$$B = B_{\odot} \left( \frac{r}{R_{\odot}} \right)^{-n}$$

- $B_{\odot}$  je povrchové magnetické pole
- $n = 3$  pro dipólové pole



# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

- poloměr efektivní korotace větru:

$$v = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}}$$

$$B = B_{\odot} \left( \frac{r}{R_{\odot}} \right)^{-n}$$

$$\rho = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

$$\Rightarrow r = r_A = R_\odot \left( \frac{B_\odot R_\odot}{\sqrt{v\dot{M}}} \right)^{\frac{1}{n-1}}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3}\dot{M}r_A^2\Omega$$

$$\Rightarrow r = r_A = R_\odot \left( \frac{B_\odot R_\odot}{\sqrt{v\dot{M}}} \right)^{\frac{1}{n-1}}$$

- předpoklad: magnetické pole souvisí s rychlostí rotace

$$B_\odot = k_\odot \Omega^a$$

- $k_\odot$ ,  $a$  jsou konstanty

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\dot{L} = -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\dot{\Omega} \sim -\Omega^{1+\frac{2a}{n-1}}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\Omega \sim t^{-\frac{n-1}{2a}}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\Omega \sim t^{-\frac{n-1}{2a}}$$

- magnetického pole hvězd (Saar 1996):  $a = 1$



# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\Omega \sim t^{-\frac{n-1}{2a}}$$

- magnetického pole hvězd (Saar 1996):  $a = 1$
- pro  $n \approx 2$  dostáváme tzv. Skumanichův zákon

$$\Omega \sim t^{-1/2}$$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\Omega \sim t^{-\frac{n-1}{2a}}$$

- magnetického pole hvězd (Saar 1996):  $a = 1$
- pro  $n \approx 2$  dostáváme tzv. Skumanichův zákon

$$\Omega \sim t^{-1/2}$$

- pro  $\Omega > 10 \Omega_{\odot}$  saturace,  $a \approx 0$

# Brzdění rotace Slunce

- ztráta momentu sféricky symetrickým větrem

$$\begin{aligned}\dot{L} &= -\frac{2}{3} k_{\odot}^{\frac{2}{n-1}} R_{\odot}^{\frac{2n}{n-1}} v^{-\frac{1}{n-1}} \dot{M}^{\frac{n-2}{n-1}} \Omega^{1+\frac{2a}{n-1}} = \\ &= \eta M_{\odot} R_{\odot}^2 \dot{\Omega}\end{aligned}$$

- změna úhlové rychlosti rotace

$$\Omega \sim t^{-\frac{n-1}{2a}}$$

- magnetického pole hvězd (Saar 1996):  $a = 1$
- pro  $n \approx 2$  dostáváme tzv. Skumanichův zákon

$$\Omega \sim t^{-1/2}$$

⇒ sluneční vítr podstatně zbrzdil rotaci Slunce

# Další hvězdy

---

- chladné hvězdy s  $T_{\text{eff}} \lesssim 7000 \text{ K}$  mají hlubokou podpovrchovou konvektivní zónu
- ⇒ chladné hvězdy (hlavní posloupnosti) by měly mít koronální vítr

# Další hvězdy

---

- chladné hvězdy s  $T_{\text{eff}} \lesssim 7000 \text{ K}$  mají hlubokou podpovrchovou konvektivní zónu
- ⇒ chladné hvězdy (hlavní posloupnosti) by měly mít koronální vítr
- je možné pozorovat koronální vítr vzdálených hvězd (jak by vypadalo Slunce ze vzdálenosti  $\sim 10 \text{ pc}$ ?)

# Další hvězdy

---

- chladné hvězdy s  $T_{\text{eff}} \lesssim 7000 \text{ K}$  mají hlubokou podpovrchovou konvektivní zónu
- ⇒ chladné hvězdy (hlavní posloupnosti) by měly mít koronální vítr
- je možné pozorovat koronální vítr vzdálených hvězd (jak by vypadalo Slunce ze vzdálenosti  $\sim 10 \text{ pc}$ )
  - rentgenová emise
  - brzdění hvězdné rotace

# Předpokládaný vývoj

---

- na počátku hvězdy rotují rychle

# Předpokládaný vývoj

---

- na počátku hvězdy rotují rychle
- během vývoje dochází ke ztrátě momentu hybnosti v důsledku koronálního větru



# Předpokládaný vývoj

---

- na počátku hvězdy rotují rychle
  - během vývoje dochází ke ztrátě momentu hybnosti v důsledku koronálního větru
- ⇒ klesá povrchová rotační rychlost

# Předpokládaný vývoj

---

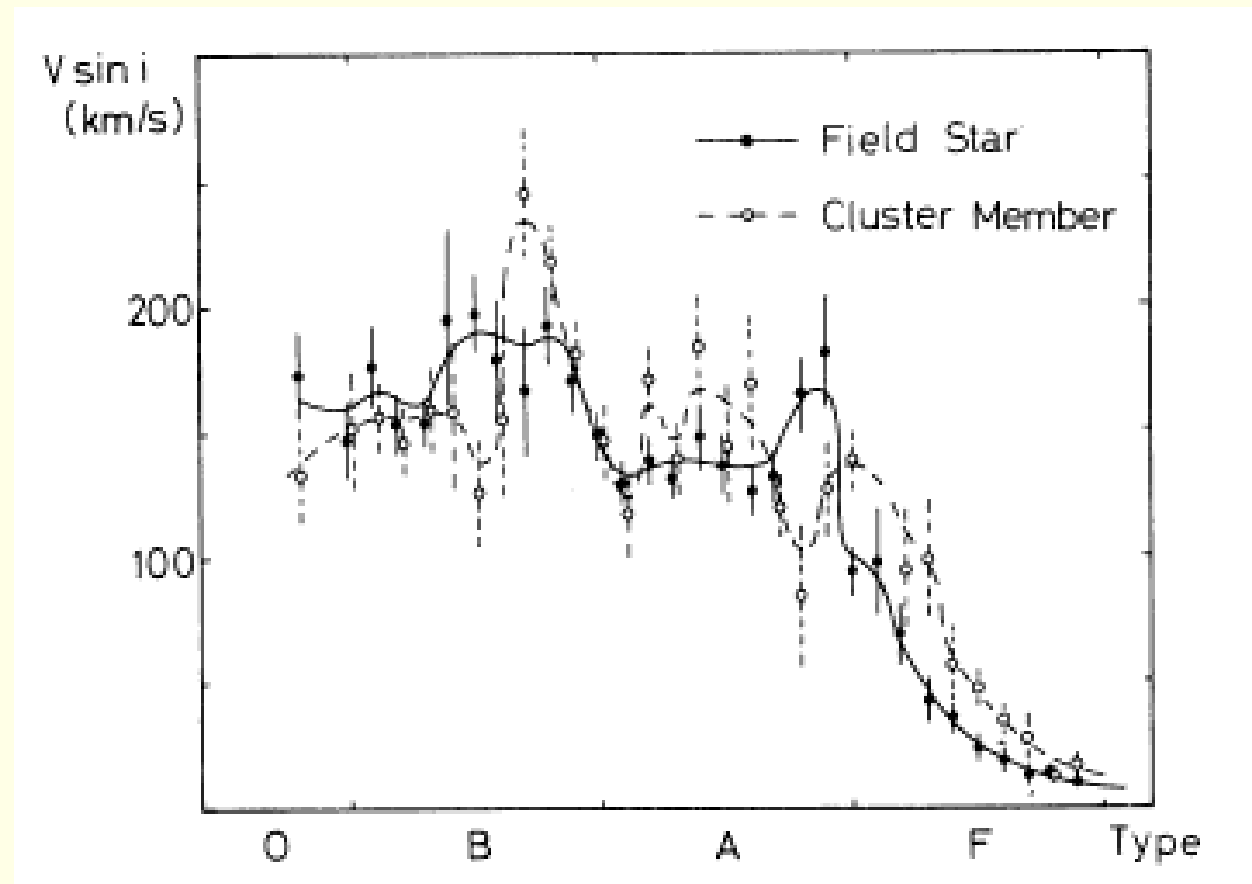
- na počátku hvězdy rotují rychle
  - během vývoje dochází ke ztrátě momentu hybnosti v důsledku koronálního větru
- ⇒ klesá povrchová rotační rychlost
- ⇒ podpovrchové dynamo méně efektivní

# Předpokládaný vývoj

---

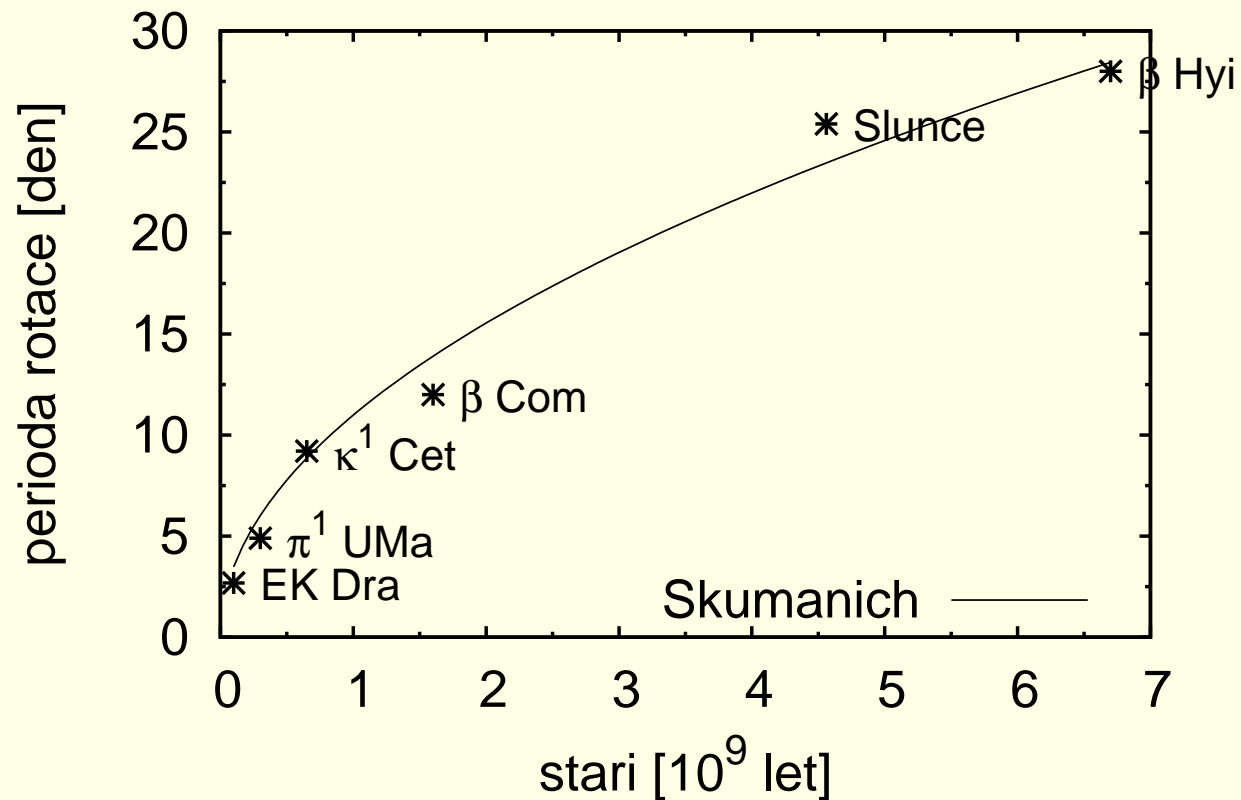
- na počátku hvězdy rotují rychle
  - během vývoje dochází ke ztrátě momentu hybnosti v důsledku koronálního větru
- ⇒ klesá povrchová rotační rychlost
- ⇒ podpovrchové dynamo méně efektivní
- ⇒ klesá hvězdná aktivita, klesá rentgenový zářivý výkon

# Další hvězdy – rychlost rotace



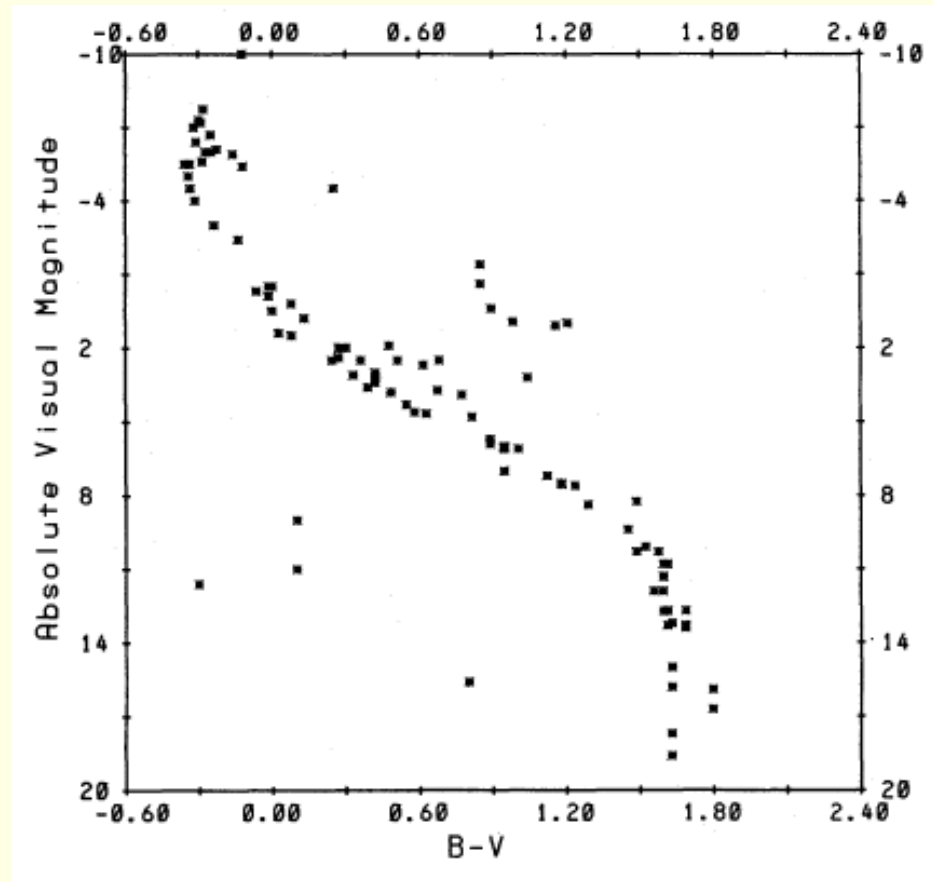
- chladné hvězdy s hlubokou podpovrchovou konvektivní zónou (pozdější než zhruba F5) rotují v průměru pomaleji (Fukuda 1982)

# Další hvězdy – rychlost rotace



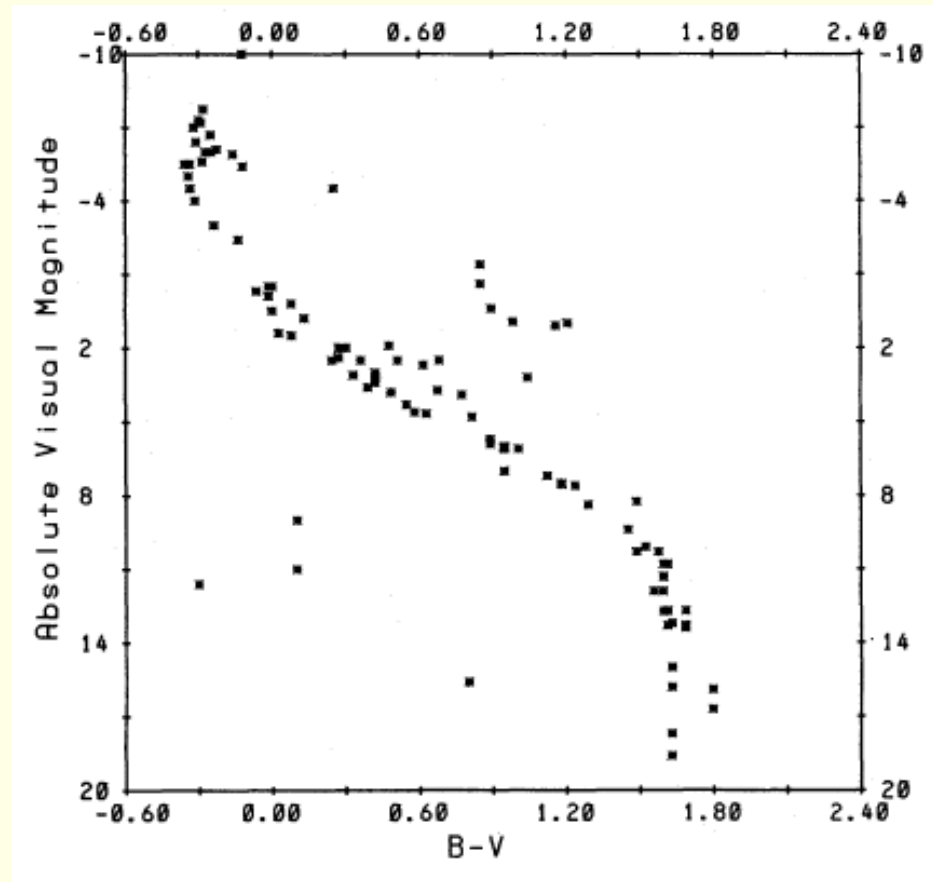
- pozorovaná souvislost mezi stářím a periodou rotace hvězd podobných Slunci v porovnání se Skumanichovým zákonem (Ribas a kol. 2005)

# Další hvězdy – rentgenová emise



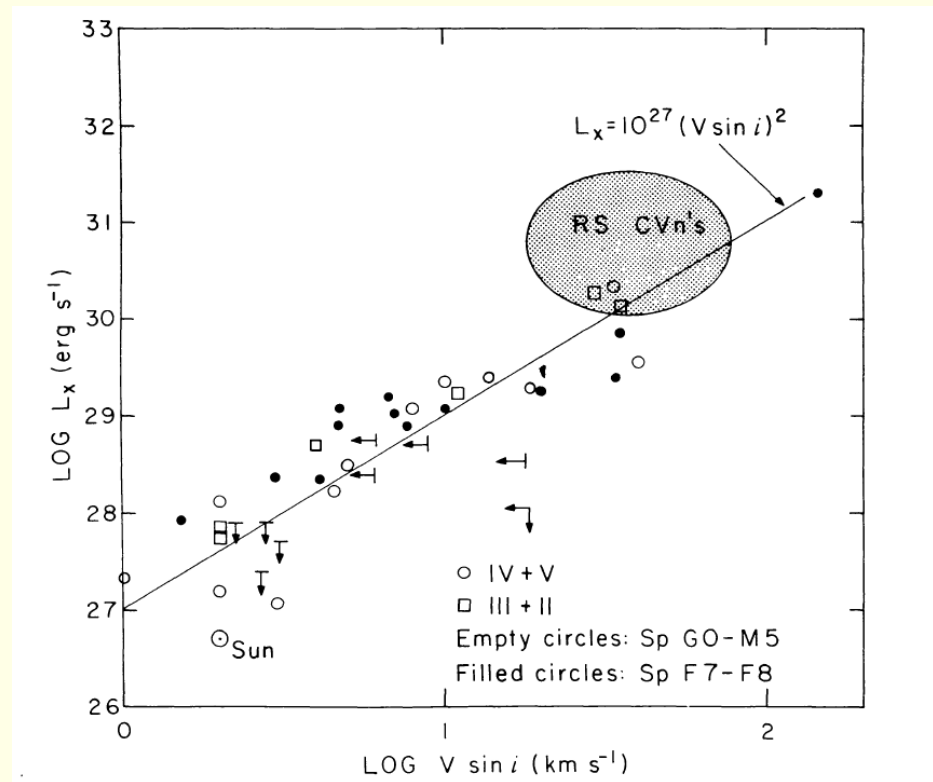
- měkké rentgenové zdroje na HR diagramu (Vaiana 1983, Rosner a kol. 1985, družice EINSTEIN)

# Další hvězdy – rentgenová emise



⇒ chladné hvězdy HP pozdějších spektrálních typů než F5V a hvězdy v pozdějších stadiích vývoje F5IV – K1III mají korónu

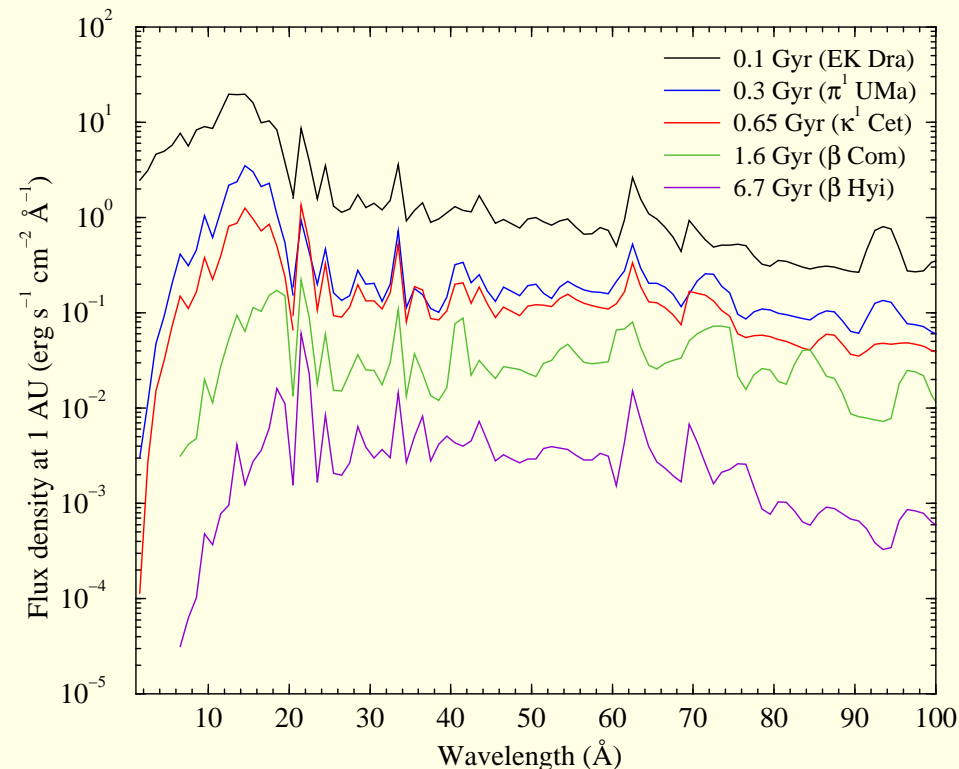
# Další hvězdy – rentgenová emise



- souvislost rentgenového zářivého výkonu a průmětu rotační rychlosti (Vaiana 1983, Rosner a kol. 1985, družice EINSTEIN)

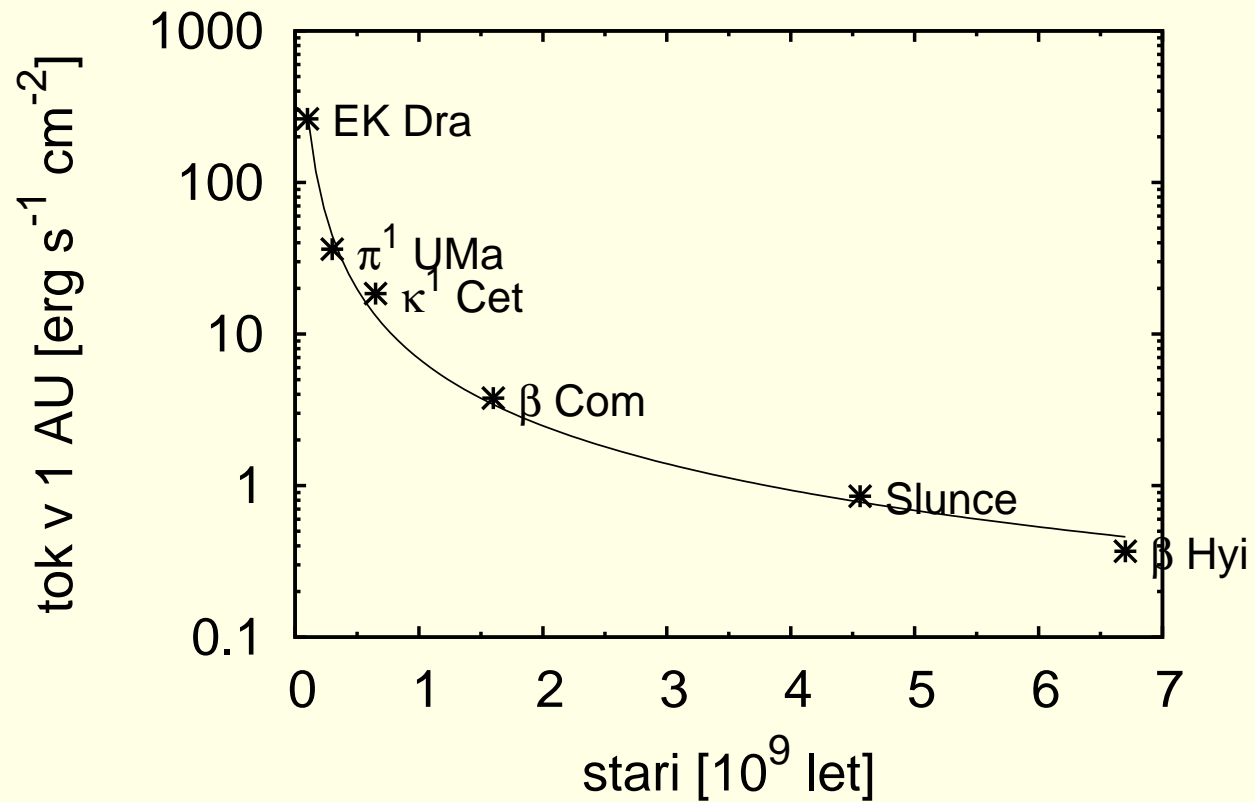


# Další hvězdy – rentgenová emise



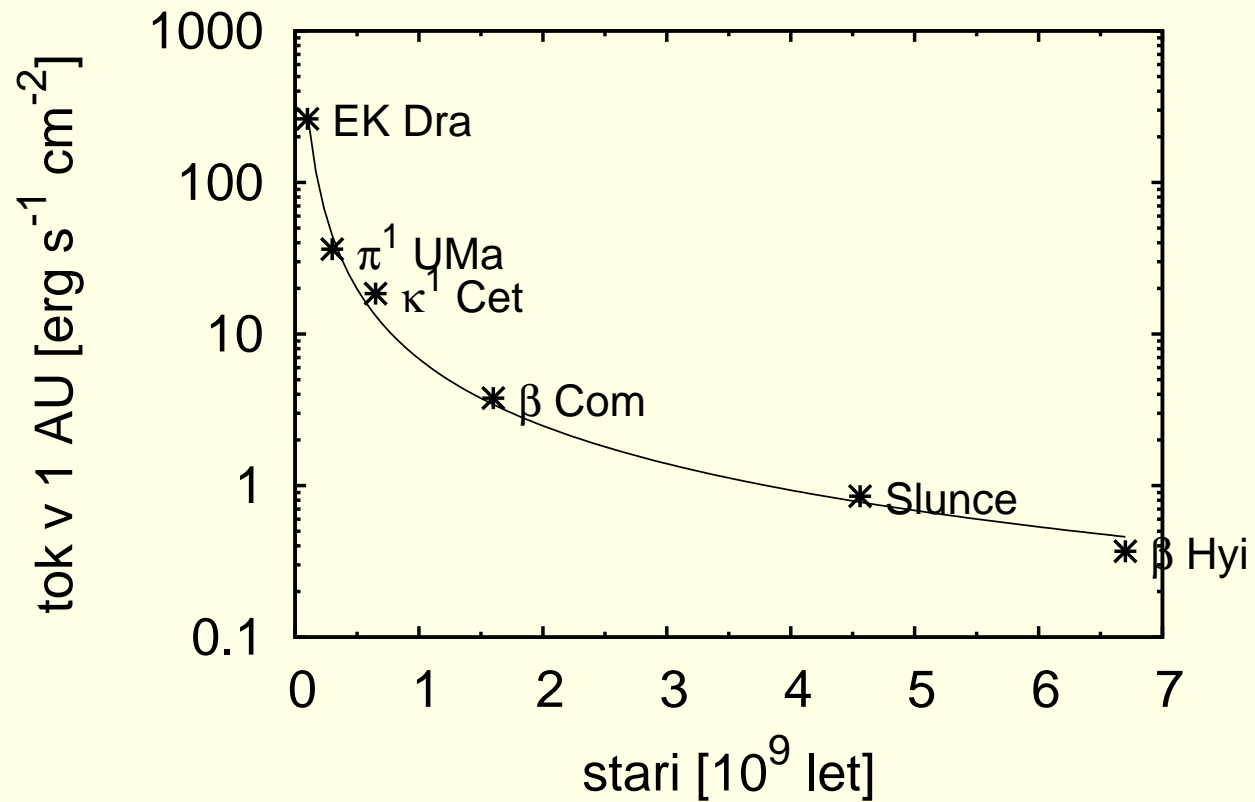
- proložený pozorovaný rentgenový tok (ASCA, ROSAT) pro hvězdy s různým stářím (Ribas a kol. 2005)
- během vývoje pokles o tři řády!

# Další hvězdy – rentgenová emise



- závislost pozorovaného rentgenového toku na stáří (Ribas a kol. 2005)

# Další hvězdy – rentgenová emise



⇒ mladé málo hmotné hvězdy by měly být zdrojem silné rentgenové emise

# Další hvězdy – $\dot{M}$

---

- přímá měření rychlosti ztráty hmoty dosud nedostupná

# Další hvězdy – $\dot{M}$

---

- přímá měření rychlosti ztráty hmoty dosud nedostupná
- hvězdný vítr v důsledku interakce s mezihvězdným prostředím vytváří v okolí hvězdy *astrosféru* (*heliosféru*)

# Další hvězdy – $\dot{M}$

---

- přímá měření rychlosti ztráty hmoty dosud nedostupná
- hvězdný vítr v důsledku interakce s mezihvězdným prostředím vytváří v okolí hvězdy *astrosféru* (*heliosféru*)
- vítr před sebou "hrne" oblast neutrálního vodíku pocházejícího z mezihvězdného prostředí

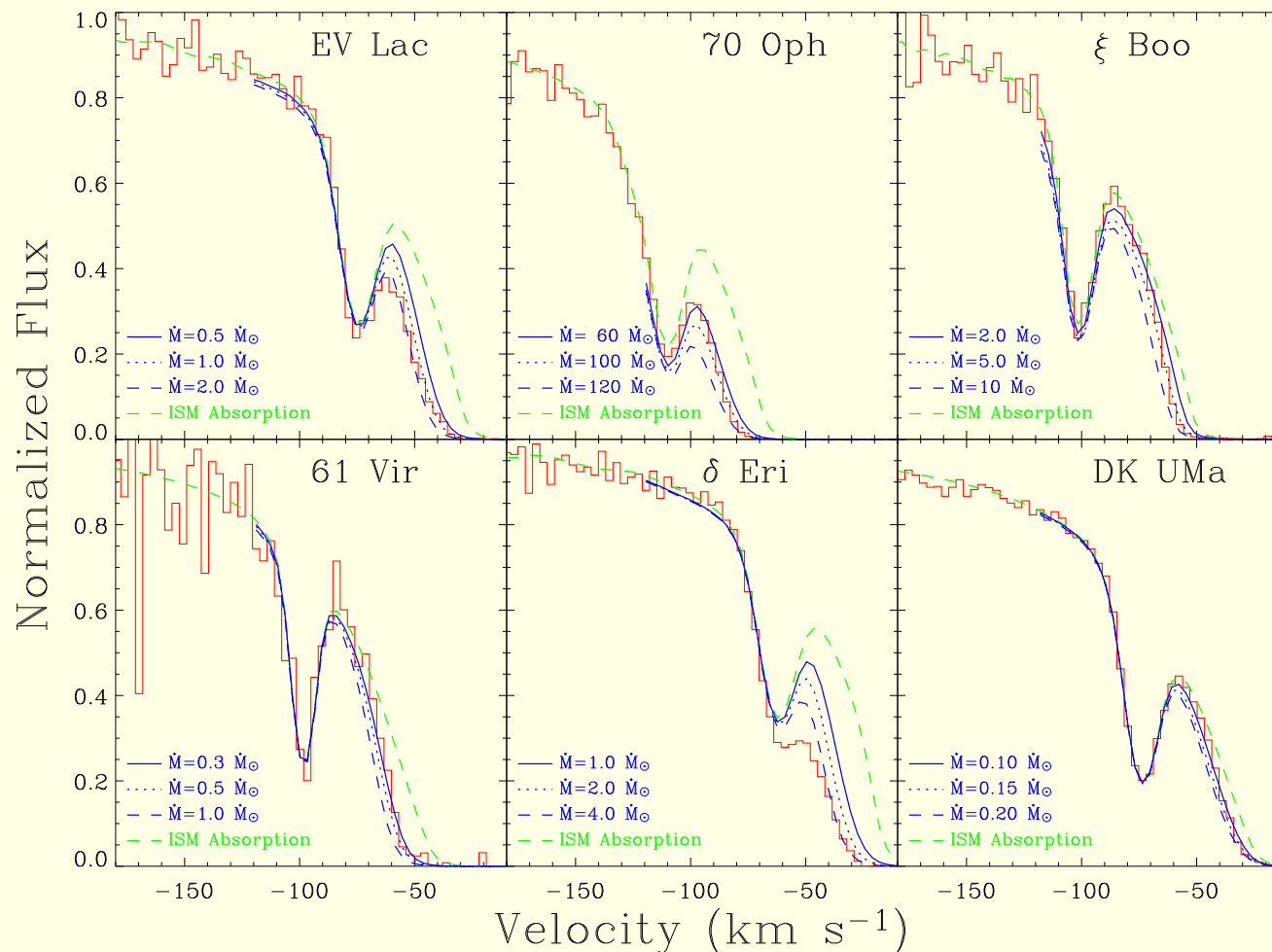
# Další hvězdy – $\dot{M}$

---

- přímá měření rychlosti ztráty hmoty dosud nedostupná
- hvězdný vítr v důsledku interakce s mezihvězdným prostředím vytváří v okolí hvězdy *astrosféru* (*heliosféru*)
- vítr před sebou "hrne" oblast neutrálního vodíku pocházejícího z mezihvězdného prostředí
- možnost určení  $\dot{M}$  z profilů čáry  $\text{Ly}\alpha$  (Wood a Linksy 1998, Wood a kol. 2002)

# Určování $\dot{M}$ pomocí $\text{Ly}\alpha$

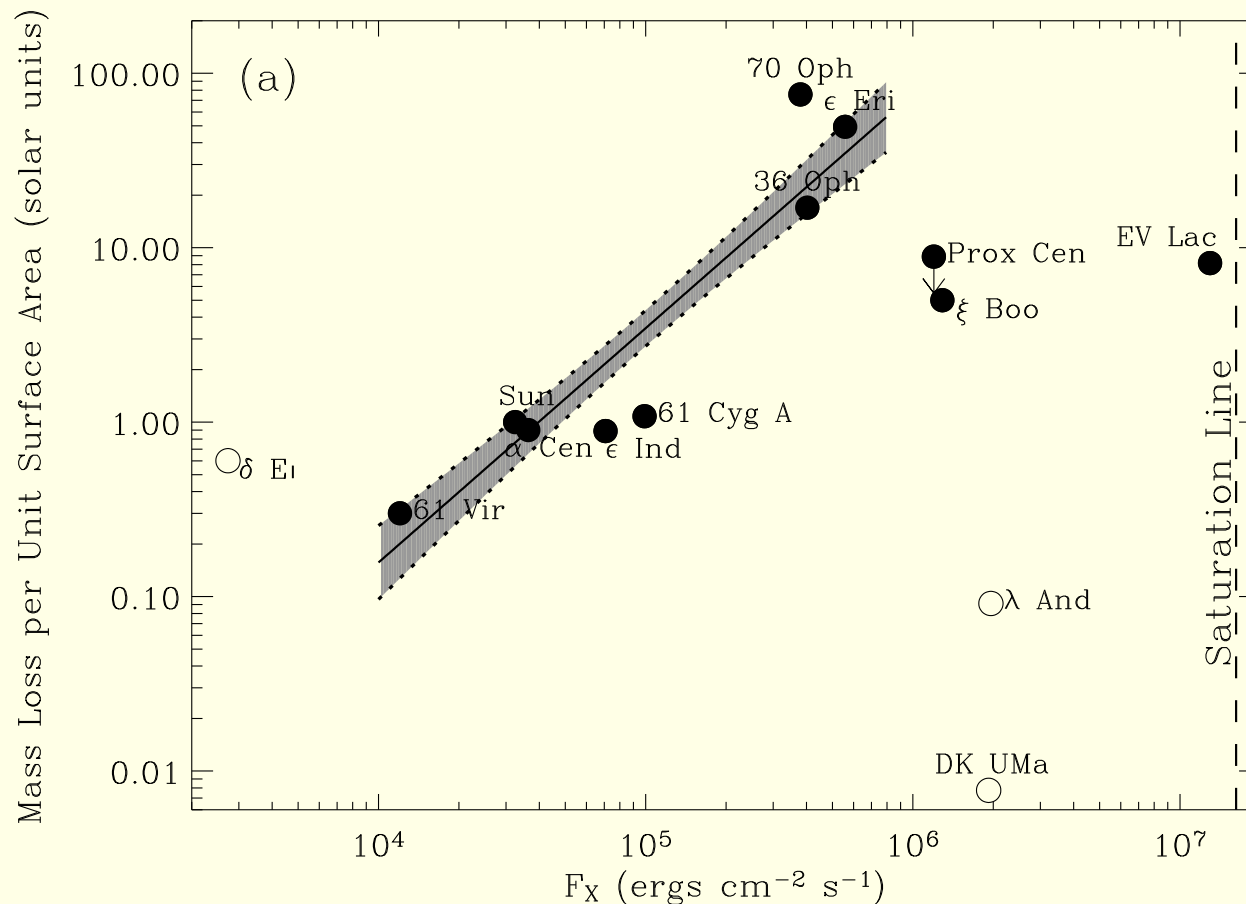
- fitování křídel  $\text{Ly}\alpha$  čáry za předpokladu absorpce záření v astrosféře



(Wood a kol. 2005)

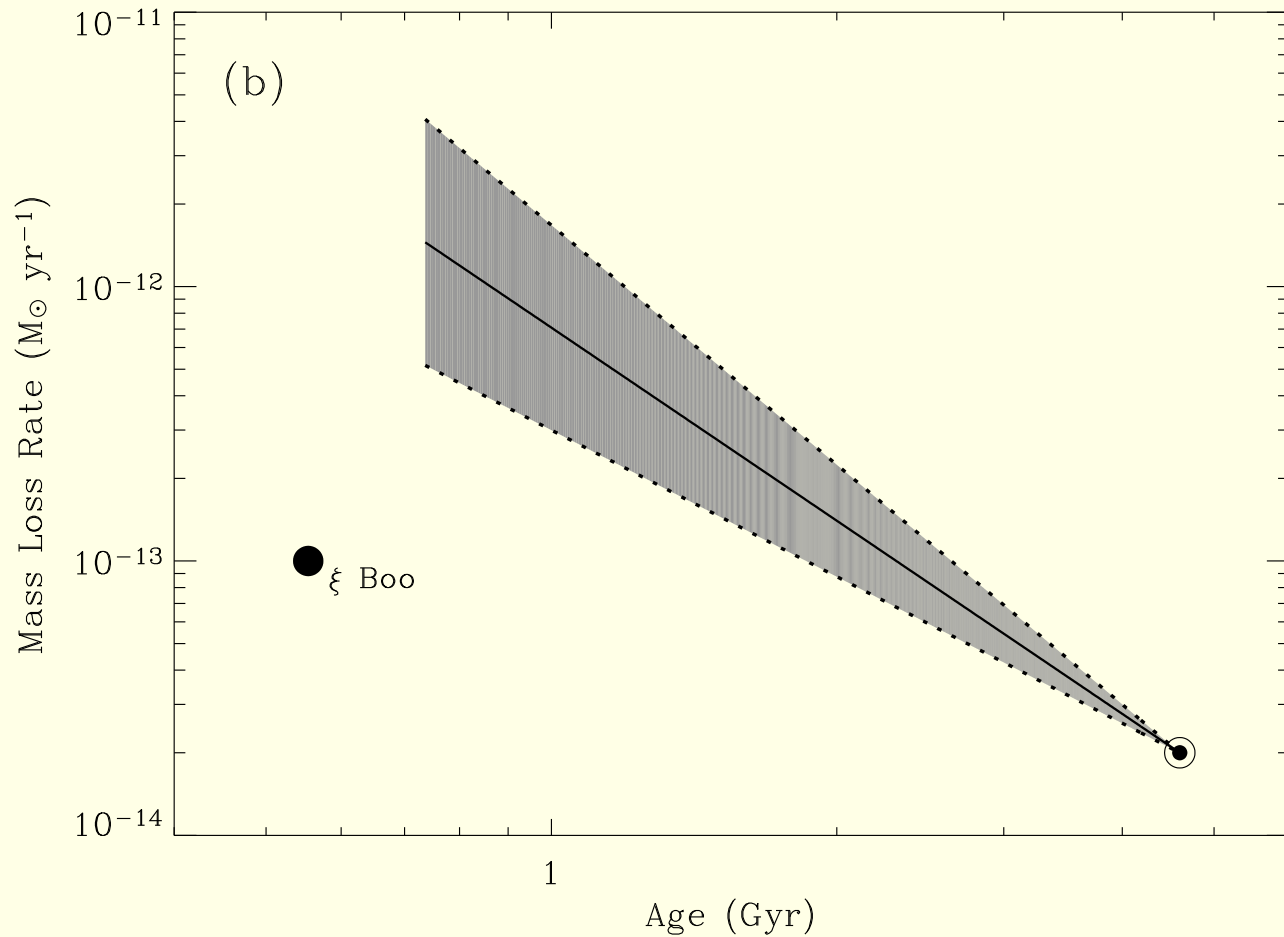


# Souvislost $\dot{M}$ a rentgenového toku



- pro malé hodnoty  $F_X$  je  $\dot{M} \sim F_X^{1.3}$
- pro velké hodnoty  $F_X$  závislost přestává platit? (Wood a kol. 2005)

# Pokles $\dot{M}$ se stářím hvězdy



(Wood a kol. 2005)

# Hvězdy typu T Tauri

---

- fáze vývoje při které ještě dochází k akreci mezihvězdné látky, hvězda již pozorovatelná
- málo hmotné ( $M \leq 3 M_{\odot}$ ) hvězdy před vstupem na hlavní posloupnost
- pozorujeme i hvězdný vítr a koronální emisi

# Hvězdy typu T Tauri

---

geometrie:

- akrece
  - především v rovině (rotačního) rovníku
  - podél siločar magnetického pole
  - může být přítomen akreční disk

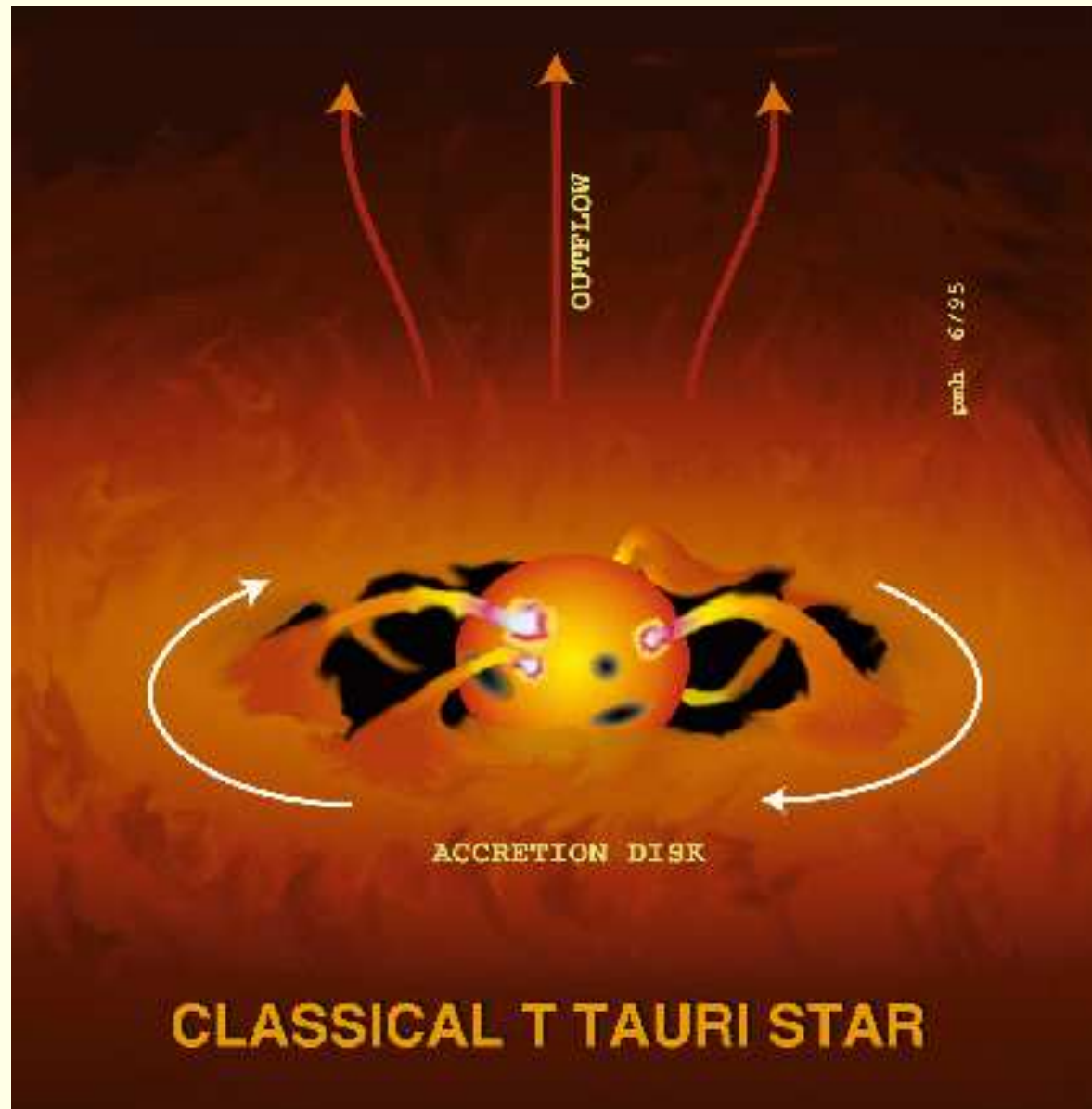
# Hvězdy typu T Tauri

---

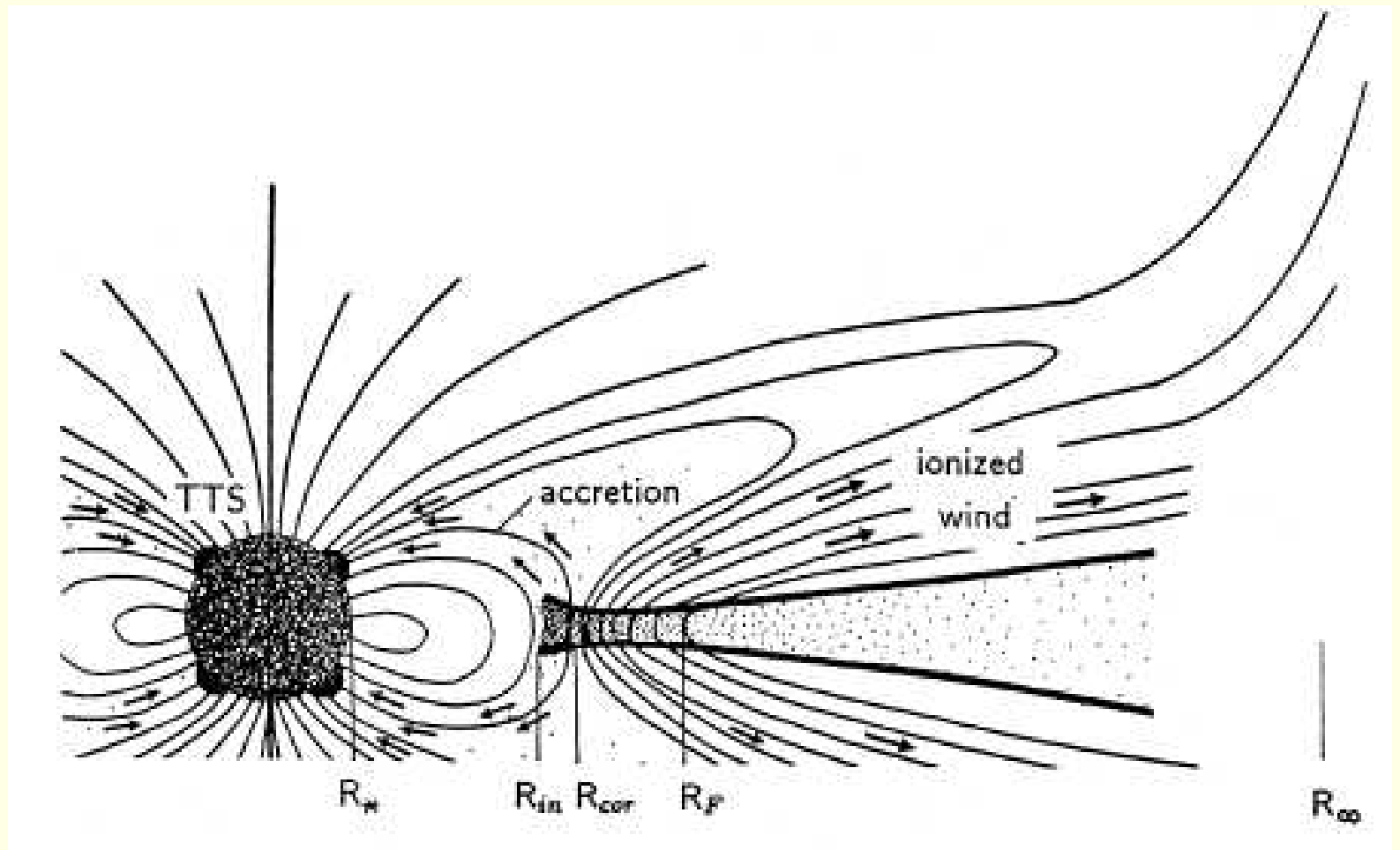
geometrie:

- akrece
  - především v rovině (rotačního) rovníku
  - podél siločar magnetického pole
  - může být přítomen akreční disk
- odtok látky
  - především v polárních oblastech
  - přítomnost koróny (uzavřené u otevřené smyčky magnetického pole)
  - koronální vítr podél otevřených magnetických siločar
  - může existovat také odtok látky z disku

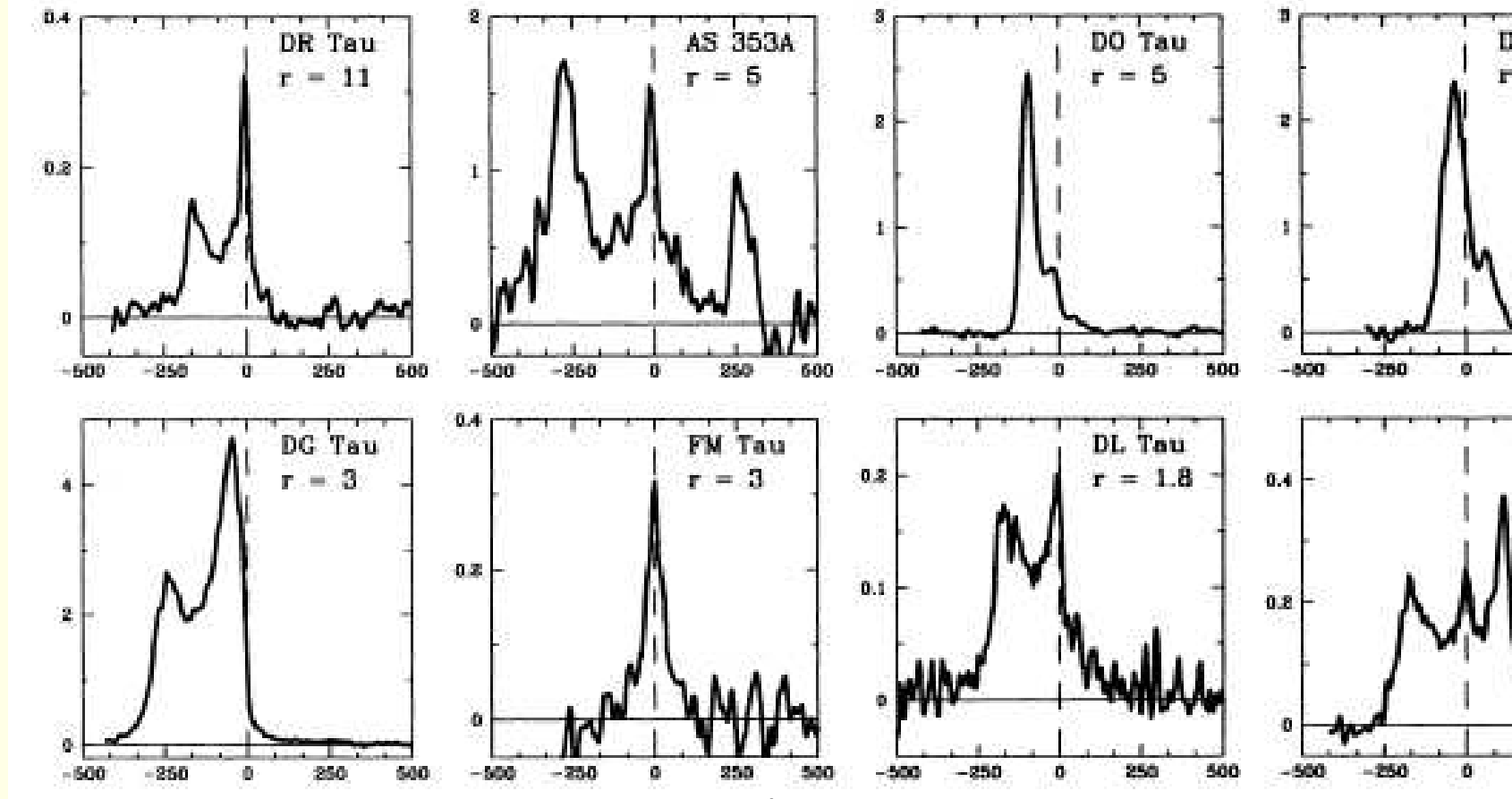
# Hvězdy typu T Tauri



# Hvězdy typu T Tauri



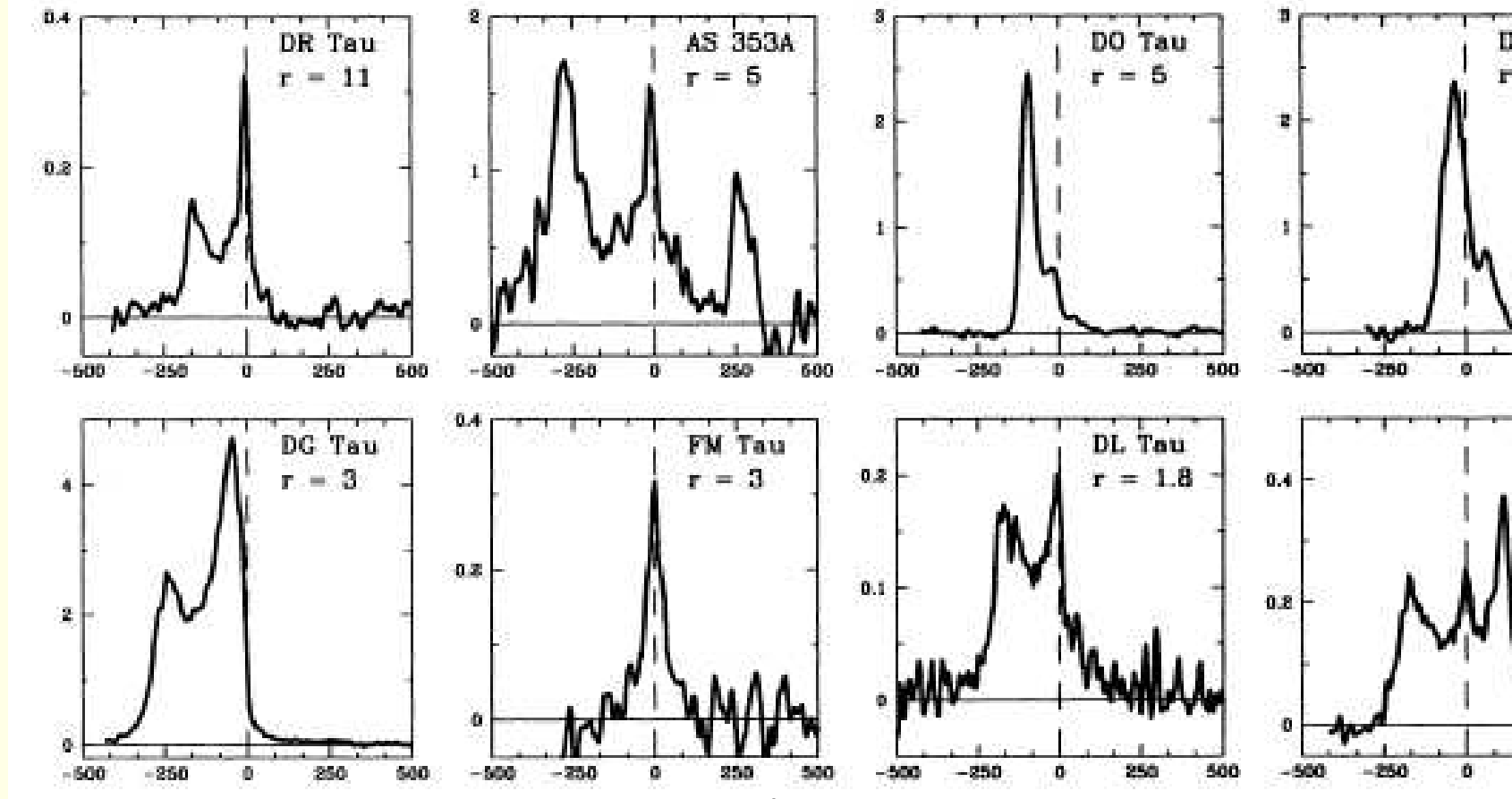
# Hvězdy typu T Tauri



- čára kyslíku [O I] 6300 Å (Hartigan a kol. 1995)

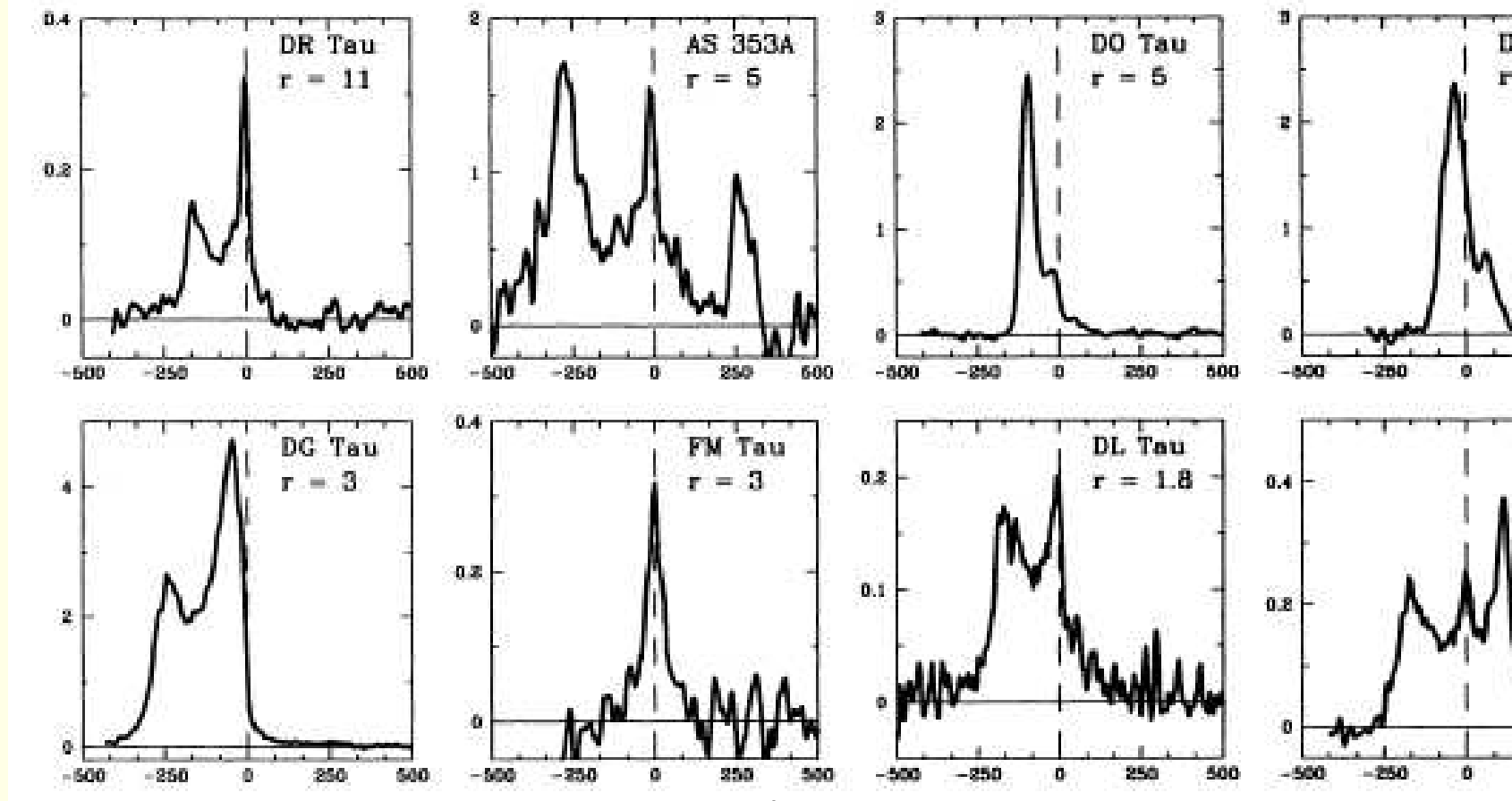


# Hvězdy typu T Tauri



- čára kyslíku [O I] 6300 Å (Hartigan a kol. 1995)
- čára rozšířena především do modré oblasti spektra (typická rychlost  $100 \text{ km s}^{-1}$ )  $\Rightarrow$  odtok

# Hvězdy typu T Tauri



- čára kyslíku [O I] 6300 Å (Hartigan a kol. 1995)
- čára rozšířena především do modré oblasti spektra (typická rychlost  $100 \text{ km s}^{-1}$ )  $\Rightarrow$  odtok
- možné odvodit  $\dot{M} \sim 10^{-8} - 10^{-10} M_{\odot} \text{ rok}^{-1}$

# Závěr

---

- chladné hvězdy slunečního typu mají hvězdný vítr
- příčinou větru je rozpínání horké koróny
- ohřev koróny v důsledku disipace elektromagnetické energie (MHD vlny, elektrické proudy), přesná příčina neznámá
- vítr podstatně neovlivňuje hvězdný vývoj
- brzdění rotace hvězd