



# فیزیک خورشید



رضا رضایی  
دانشکده فیزیک، دانشگاه صنعتی شریف

[reza.rezaei@sharif.edu](mailto:reza.rezaei@sharif.edu)

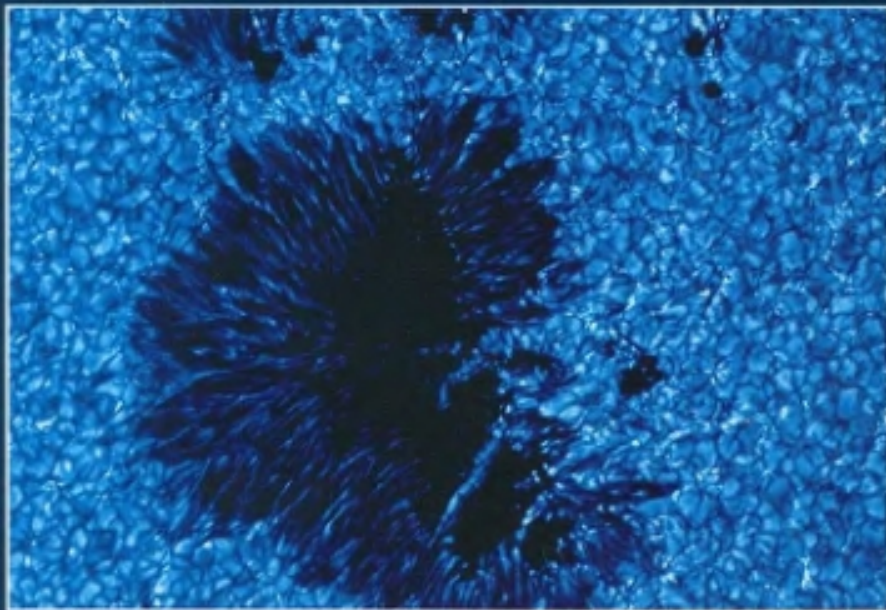


Michael Stix

# The Sun

An Introduction

Second Edition



Springer

شنبه و دو شنبه  
۱۵:۰۰ الی ۱۶:۳۰

کلاس مجازی

کد درس: ۱-۲۴۹۳۶

کد استاد: ۲۴۰۲۱۱

درس مشترک کارشناسی-کارشناسی ارشد

نیمسال دوم ۱۴۰۰

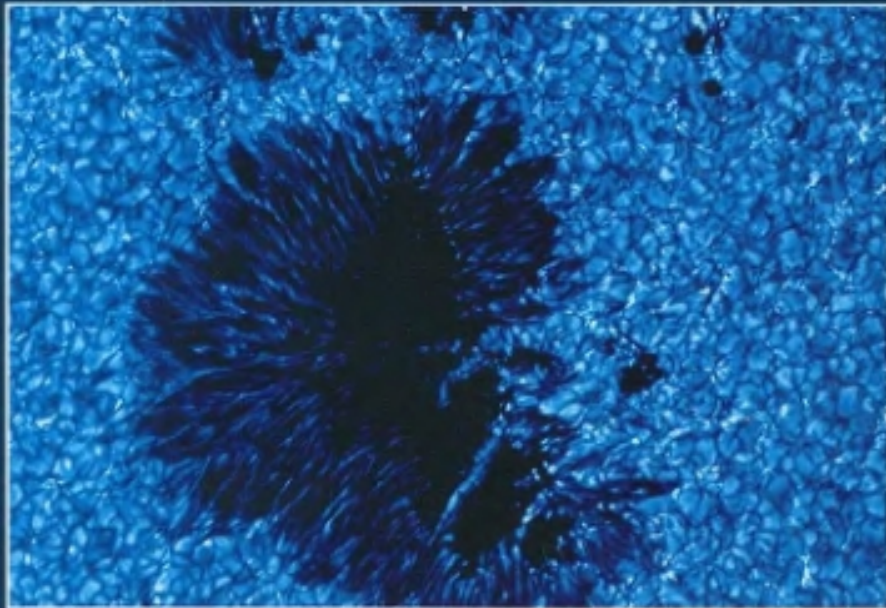


Michael Stix

# The Sun

An Introduction

Second Edition



Springer

## مرجع اصلی

The Sun: An Introduction

2<sup>nd</sup> edition

M. Stix

Springer 2004

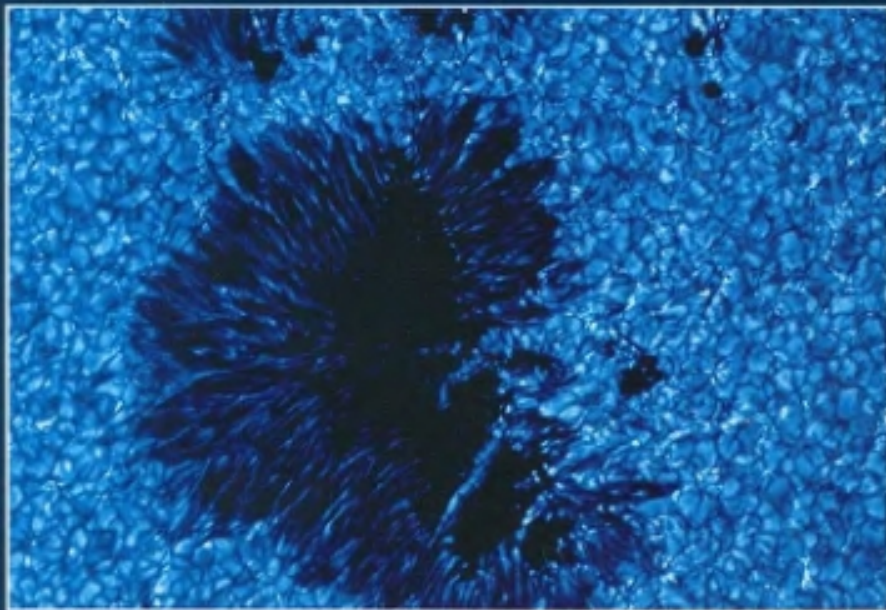


Michael Stix

# The Sun

An Introduction

Second Edition



Springer

پیش نیاز

الکترومغناطیس دو  
ترمودینامیک و آماری یک

برای درک کامل کتاب

کوانتوم دو  
اپتیک

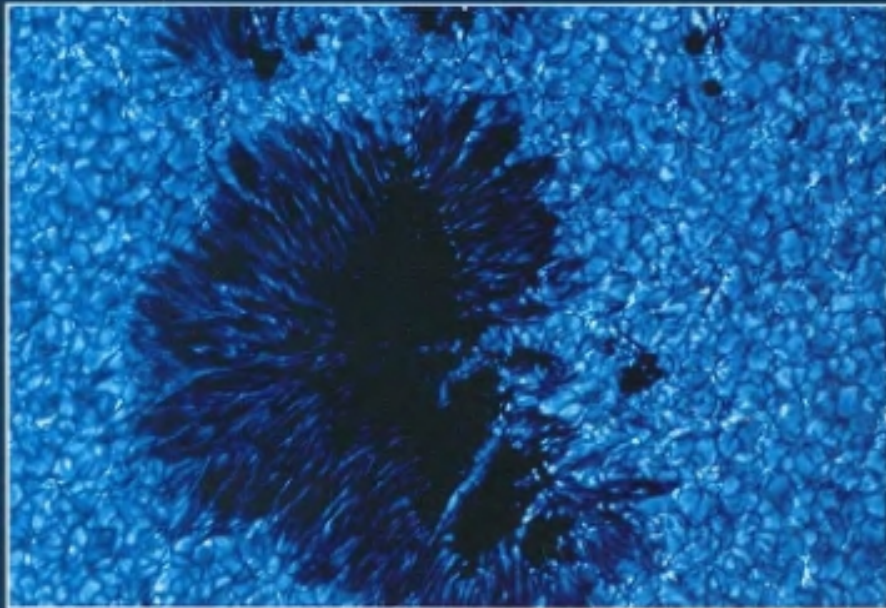


Michael Stix

# The Sun

An Introduction

Second Edition



Springer

## تقسیم نمره ها

۸	میان ترم
۸	پایان ترم
۴	تمرین ها
۲	کوئیزها
<hr/>	
۲۰	جمع

شنبه و دوشنبه  
۱۵:۰۰ الی ۱۶:۳۰

reza.rezaei@sharif.edu

<https://vc.sharif.edu/ch/reza.rezaei>

کلاس درس

# کلاس تمرین

آدرس کلاس تمرین = کلاس درس

جمع نمره کلاس تمرین = ۴ نمره

زمان کلاس تمرین: با توافق

حضور در کلاس تمرین الزامی است

جلسه اول کلاس تمرین = هفته بعد از ترمیم

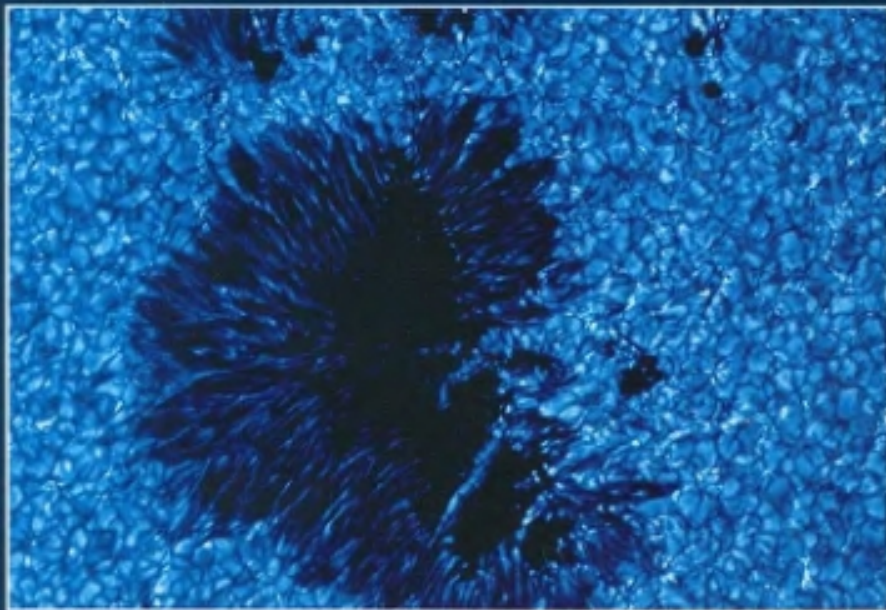


Michael Stix

# The Sun

An Introduction

Second Edition



Springer

## سرفصل ها

پارامترهای خورشید  
خورشید به عنوان یک ستاره  
ساختار درونی  
تکنیک های رصدی  
قطبش سنجی  
جو و معادله انتقال تابش  
نوسان، همرفت، دوران  
مغناطوهیدرودینامیک  
لوله های شار  
لکه های خورشید  
فام سپهر، تاج، باد



## Table of Contents

<b>1. Characteristics of the Sun</b>	1
1.1 Distance	2
1.2 Mass	3
1.3 Radius	4
1.4 Luminosity	5
1.5 Spectral Energy Distribution	8
1.5.1 Energy Flux and Intensity	8
1.5.2 The Visible	9
1.5.3 The Infrared	10
1.5.4 The Radio Spectrum	11
1.5.5 The Ultraviolet	12
1.5.6 Extreme Ultraviolet and X-rays	13
1.5.7 Color Indices	14
1.6 Bibliographical Notes	15
<b>2. Internal Structure</b>	17
2.1 Construction of a Model	17
2.1.1 The Evolutionary Sequence	17
2.1.2 The Standard Model	19
2.2 Age and Pre-Main-Sequence Evolution	20
2.3 Model Ingredients	24
2.3.1 Conservation Laws	24
2.3.2 Energy Transport	25
2.3.3 Element Diffusion in the Interior	27
2.3.4 The Equation of State	30
2.3.5 The Entropy	36
2.3.6 Nuclear Energy Sources	38
2.3.7 The Opacity	47
2.3.8 Boundary Conditions and Method of Solution	51
2.4 Results for a Standard Solar Model	54
2.4.1 General Evolution	54
2.4.2 Neutrinos	57
2.5 Non-Standard Models	61
2.5.1 The Low-Z Model	62

## XII Table of Contents

2.5.2 Rapidly Rotating Core	62
2.5.3 Internal Magnetic Field	63
2.5.4 The Internally Mixed Model	63
2.6 Bibliographical Notes	64
<b>3. Tools for Solar Observation</b>	67
3.1 Limitations	67
3.1.1 General Difficulties	67
3.1.2 Seeing: Description and Definitions	69
3.1.3 Seeing: How to Live with It	73
3.1.4 Adaptive Optics	81
3.1.5 Image Restoration	83
3.2 High-Resolution Telescopes	85
3.2.1 Image Scale	85
3.2.2 Mirrors for Fixed Telescopes	86
3.2.3 Telescopes with Long Primary Focus	89
3.2.4 Telescopes with Short Primary Focus	94
3.3 Spectrographs and Spectrometers	99
3.3.1 The Grating Spectrograph	99
3.3.2 The Fourier Transform Spectrometer	101
3.3.3 The Measurement of Line Shifts	103
3.4 Filters and Monochromators	106
3.4.1 The Lyot Filter	106
3.4.2 Tuning: the Universal Filter	110
3.4.3 A Tunable Michelson Interferometer	111
3.4.4 The Fabry-Perot Interferometer	112
3.4.5 A Magneto-Optical Filter	115
3.4.6 A Double Monochromator	116
3.4.7 The Spectroheliograph	117
3.5 Polarimetry	118
3.5.1 Zeeman Splitting	118
3.5.2 Polarized Light	121
3.5.3 Unno's Equations	123
3.5.4 Solar Polarimeters	131
3.5.5 Scattering Polarization and Hanle Effect	136
3.6 Special-Purpose Instruments	137
3.6.1 The Pyrheliometer	137
3.6.2 Neutrino Detectors	139
3.6.3 The Coronagraph	143
3.7 Bibliographical Notes	145

<b>4. The Atmosphere</b> .....	149
4.1 Radiative Transfer – Local Thermodynamic Equilibrium .....	149
4.1.1 The Equation of Transfer .....	149
4.1.2 Various Equilibria .....	150
4.1.3 Absorption Lines in LTE .....	152
4.2 Radiative Transfer – Statistical Equilibrium .....	154
4.2.1 Model Assumptions .....	154
4.2.2 Line Radiation and Einstein Coefficients .....	155
4.2.3 Continuum Radiation .....	157
4.2.4 Collisions .....	158
4.2.5 The Source Function .....	158
4.2.6 The Equations of Statistical Equilibrium .....	161
4.3 Atmospheric Models .....	162
4.3.1 Limb Darkening .....	162
4.3.2 Model Calculations in LTE .....	164
4.3.3 Models with Departures from LTE .....	169
4.4 The Chemical Composition of the Sun .....	175
4.4.1 Spectrum Synthesis .....	175
4.4.2 The Light Elements Lithium, Beryllium, and Boron .....	176
4.4.3 Helium .....	178
4.5 Bibliographical Notes .....	179
<b>5. Oscillations</b> .....	181
5.1 Observations .....	181
5.1.1 Five-Minute Oscillations .....	181
5.1.2 The Spectrum of Solar Oscillations .....	184
5.1.3 Low-Degree p Modes .....	189
5.1.4 Line Width and Line Asymmetry .....	193
5.2 Linear Adiabatic Oscillations of a Non-Rotating Sun .....	194
5.2.1 Basic Equations .....	194
5.2.2 Spherical Harmonic Representation .....	195
5.2.3 The Cowling Approximation .....	197
5.2.4 Local Treatment .....	198
5.2.5 Boundary Conditions .....	205
5.2.6 Asymptotic Results .....	207
5.3 Helioseismology .....	211
5.3.1 Direct Modeling and Inversion .....	211
5.3.2 Speed of Sound in the Solar Interior .....	213
5.3.3 Depth of the Convection Zone .....	215
5.3.4 Chemical Constitution .....	217
5.3.5 Equation of State .....	218
5.3.6 Internal Mixing .....	219
5.3.7 Precise Determination of the Solar Radius .....	220
5.3.8 Internal Rotation .....	220
5.3.9 Travel Time and Acoustic Imaging .....	226

5.4 Excitation and Damping .....	229
5.4.1 The $\kappa$ Mechanism .....	229
5.4.2 Stochastic Excitation by Convection .....	230
5.5 Bibliographical Notes .....	232
<b>6. Convection</b> .....	237
6.1 Stability .....	237
6.2 Mixing-Length Theory .....	239
6.2.1 The Local Formalism .....	240
6.2.2 Numerical Test Calculations .....	243
6.2.3 Overshooting: A Non-local Formalism .....	245
6.3 Granulation .....	248
6.3.1 The Observed Pattern .....	248
6.3.2 Models .....	257
6.3.3 Mean Line Profiles .....	261
6.4 Mesogranulation .....	265
6.5 Supergranulation .....	267
6.5.1 The Velocity Field and the Network .....	267
6.5.2 Convective Nature .....	269
6.5.3 The Effect of Rotation .....	270
6.6 Giant Cells .....	271
6.6.1 Tracer Results .....	271
6.6.2 Spectroscopic Results .....	273
6.7 Bibliographical Notes .....	274
<b>7. Rotation</b> .....	277
7.1 Axis of Rotation .....	277
7.2 Oblateness .....	279
7.2.1 Origin .....	279
7.2.2 Measurements .....	280
7.3 Rotational History .....	281
7.3.1 The Initial State .....	281
7.3.2 Torques .....	283
7.3.3 Evolution of the Solar Rotation .....	286
7.4 The Angular Velocity of the Sun .....	288
7.4.1 The Internal Angular Velocity .....	288
7.4.2 The Angular Velocity at the Surface .....	289
7.4.3 Meridional Circulation .....	295
7.4.4 Correlation of Flow Components .....	296
7.5 Models of a Rotating Convection Zone .....	297
7.5.1 Conservation of Angular Momentum .....	297
7.5.2 Mean-Field Models .....	298
7.5.3 Explicit Models .....	301
7.6 Bibliographical Notes .....	303

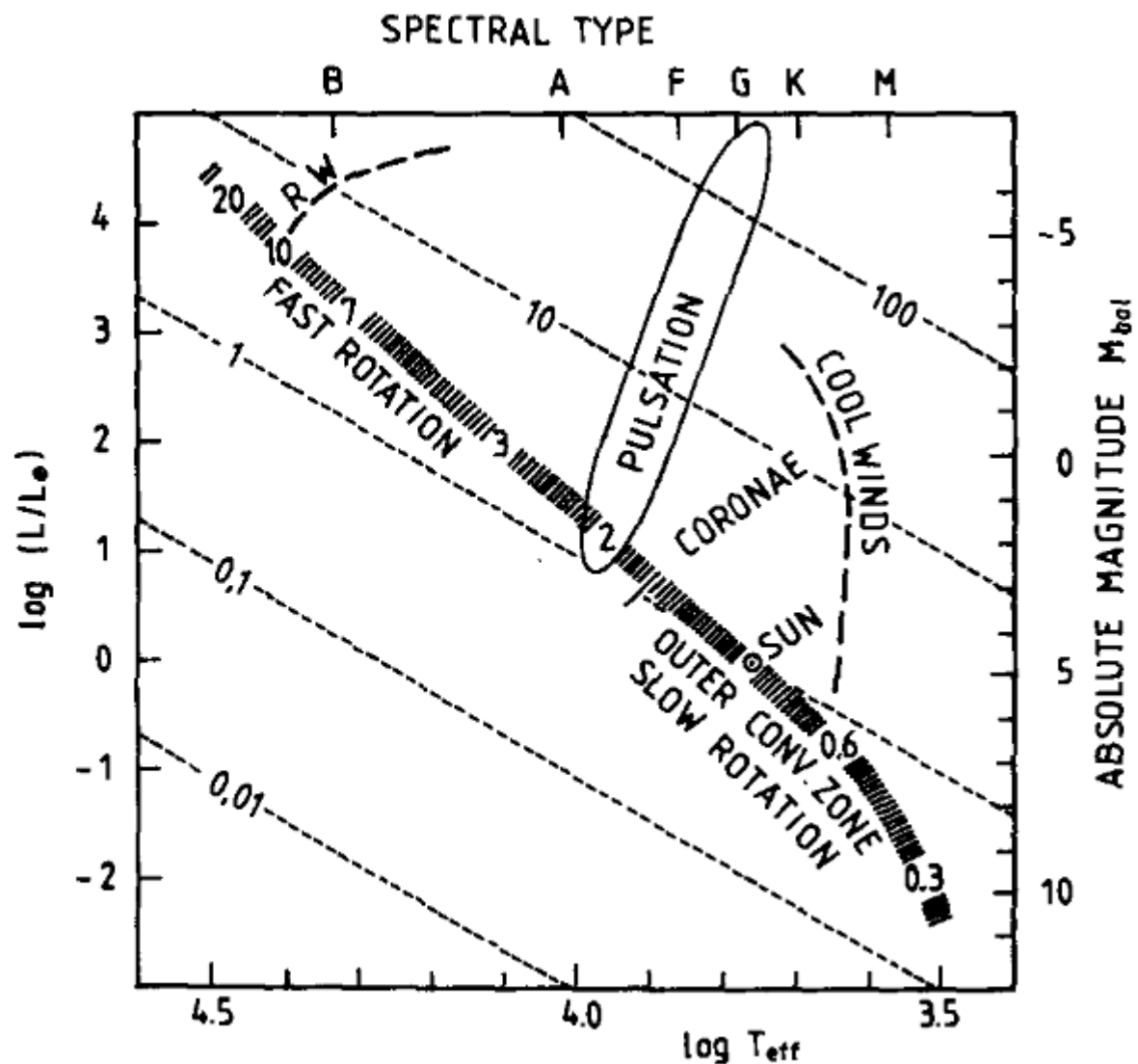
Table of Contents XV

<b>8. Magnetism</b> .....	305
8.1 Fields and Conducting Matter .....	305
8.1.1 The Induction Equation .....	305
8.1.2 Electrical Conductivity on the Sun .....	307
8.1.3 Frozen Magnetic Field .....	309
8.1.4 The Magnetic Force .....	310
8.2 Flux Tubes .....	312
8.2.1 Concentration of Magnetic Flux .....	312
8.2.2 Observational Evidence for Flux Tubes .....	318
8.2.3 Vertical Thin Flux Tubes .....	327
8.2.4 Curved Thin Flux Tubes .....	333
8.2.5 Thermal Structure of Photospheric Tubes .....	340
8.3 Sunspots .....	342
8.3.1 Evolution and Classification .....	342
8.3.2 Sunspot Models .....	346
8.3.3 Sunspots and the "Solar Constant" .....	354
8.3.4 Dots and Grains .....	356
8.3.5 Oscillations in Sunspots .....	359
8.3.6 The Evershed Effect .....	361
8.4 The Solar Cycle .....	364
8.4.1 Global Magnetism .....	364
8.4.2 Mean-Field Electrodynamics .....	368
8.4.3 The Kinematic $\alpha\Omega$ Dynamo .....	372
8.4.4 The Magnetohydrodynamic Solar Dynamo .....	378
8.5 Bibliographical Notes .....	382
<b>9. Chromosphere, Corona, and Solar Wind</b> .....	387
9.1 Empirical Facts .....	387
9.1.1 The Chromosphere .....	387
9.1.2 The Transition Region .....	392
9.1.3 The Corona .....	394
9.1.4 The Wind .....	403
9.2 Consequences of High Temperature .....	409
9.2.1 Heat Conduction .....	409
9.2.2 Expansion .....	411
9.3 The Magnetic Field in the Outer Atmosphere .....	413
9.3.1 Magnetic Field Measurements .....	413
9.3.2 Potential Field Extrapolation .....	414
9.3.3 The Force-Free Field .....	417
9.3.4 Prominences .....	419
9.3.5 Magnetic Braking of Solar Rotation .....	422
9.4 The Energy Balance .....	425
9.4.1 Needs .....	425
9.4.2 Heating .....	427
9.5 Explosive Events .....	431

XVI Table of Contents

9.5.1 Flares and Other Eruptions .....	432
9.5.2 Release of Magnetic Energy .....	438
9.6 Bibliographical Notes .....	440
<b>List of Symbols</b> .....	443
<b>References</b> .....	453
<b>Index</b> .....	485

# جایگاه خورشید در میان ستارگان



**Fig. 1.1.** Hertzsprung-Russell diagram. Numbers in the shaded main-sequence band are stellar masses in units of the solar mass. *Dotted lines* are curves of constant radius, labelled  $r/r_{\odot}$ ; RW radiatively driven winds. Spectral types B, A, etc., correspond to main-sequence stars

# پارامتر های خورشید

$$\text{جرم} = 1.99 \times 10^{30} \text{ kg}$$

$$\text{چگالی متوسط} = 1.4 \text{ g/cm}^3$$

$$\text{تابندگی} = 3.84 \times 10^{26} \text{ W}$$

$$\text{دمای موثر} = 5778 \text{ K (G2 V)}$$

$$\text{دمای هسته} = 15 \text{ MK}$$

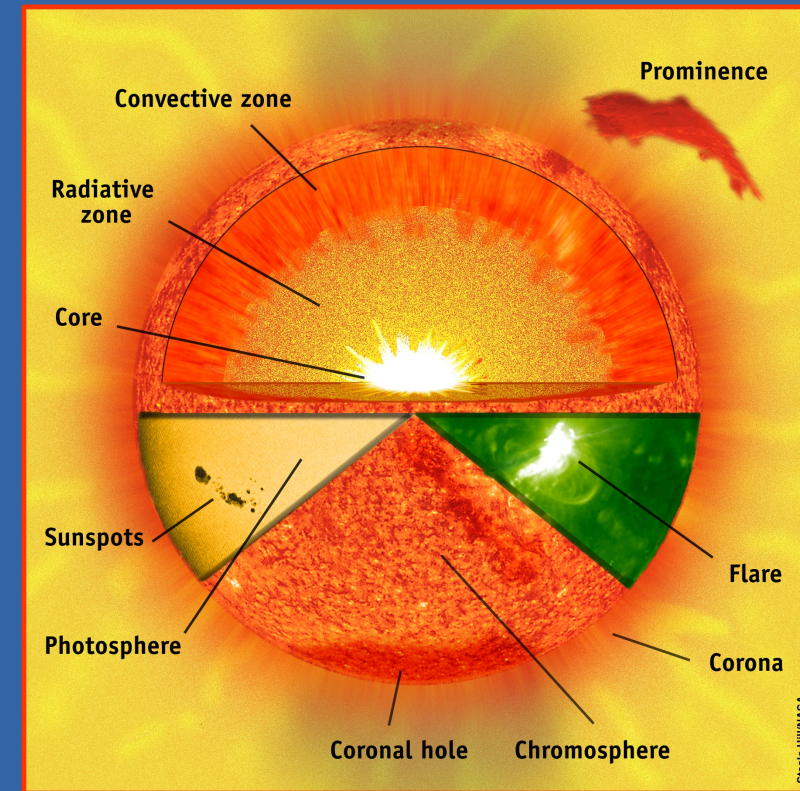
$$\text{گرانش سطحی} = 274 \text{ m/s}^2$$

$$\text{عمر} = 4.55 \text{ Gyr}$$

$$\text{شعاع} = 6.96 \times 10^5 \text{ km}$$

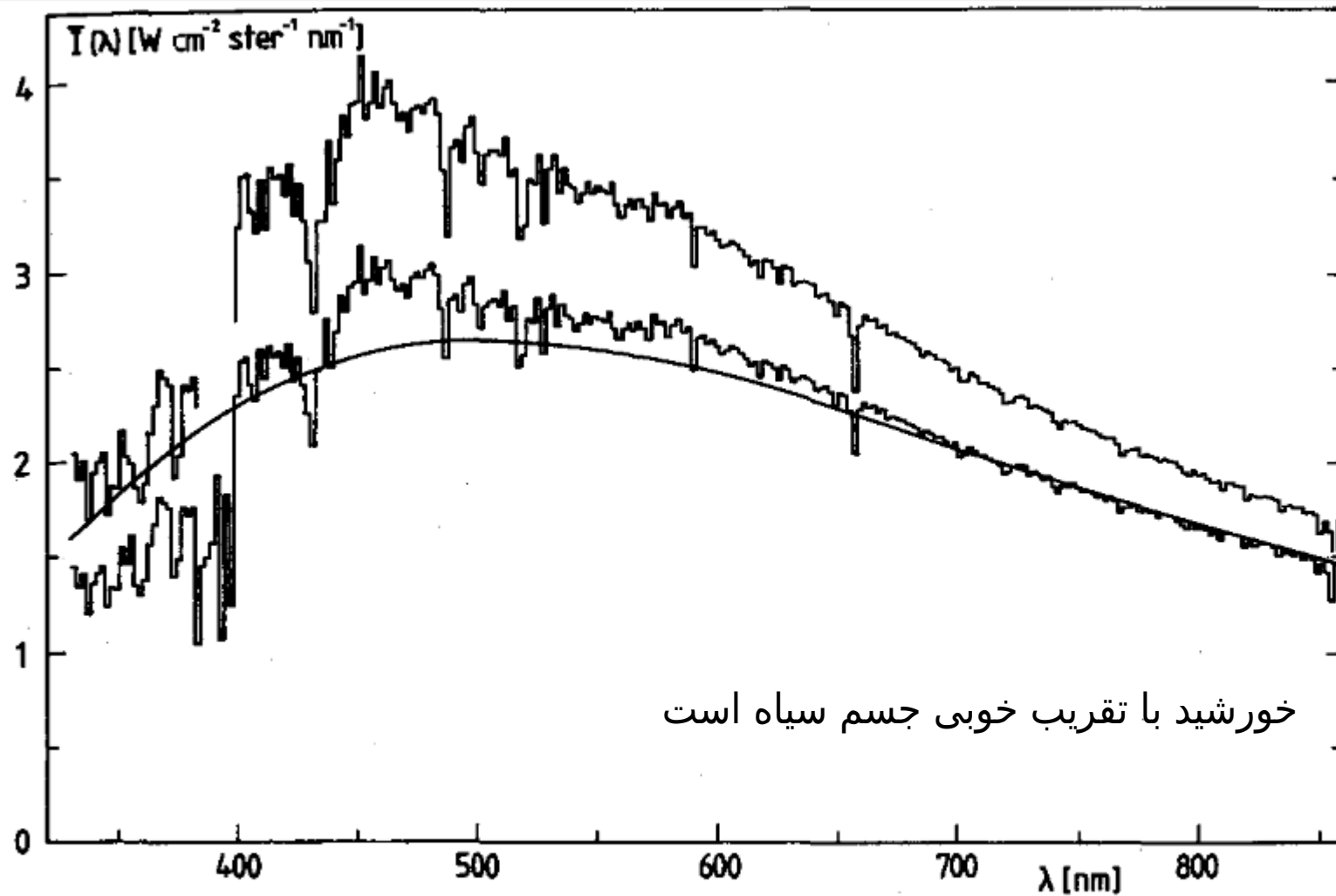
$$\text{فاصله} = 1 \text{ AU} = 1.496 (+/-0.025) \times 10^8 \text{ km}$$

$$\text{دوره دوران} = 27 \text{ days at equator}$$



$$L = 3.84 \times 10^{26} \text{ W}$$

تابندگی: مجموع تابش در تمام طول موج ها



**Fig. 1.4.** Central intensity  $I(1, \lambda)$  – upper curve – and mean intensity  $\bar{I}(\lambda)$  – lower curve –, averaged over 2-nm bands. Data from Neckel and Labs (1984). The smooth curve is a black-body spectrum for  $T = 5778 \text{ K}$ , the effective temperature of the Sun

# Solar wind

# باد خورشیدی

ذرات بارداری که با سرعتی در حدود ۴۵۰ کیلومتر بر ثانیه از خورشید به راه می افتند و فضای منظومه شمسی را طی می کنند تا به مرز منظومه شمسی با فضای میان ستاره ای برسند

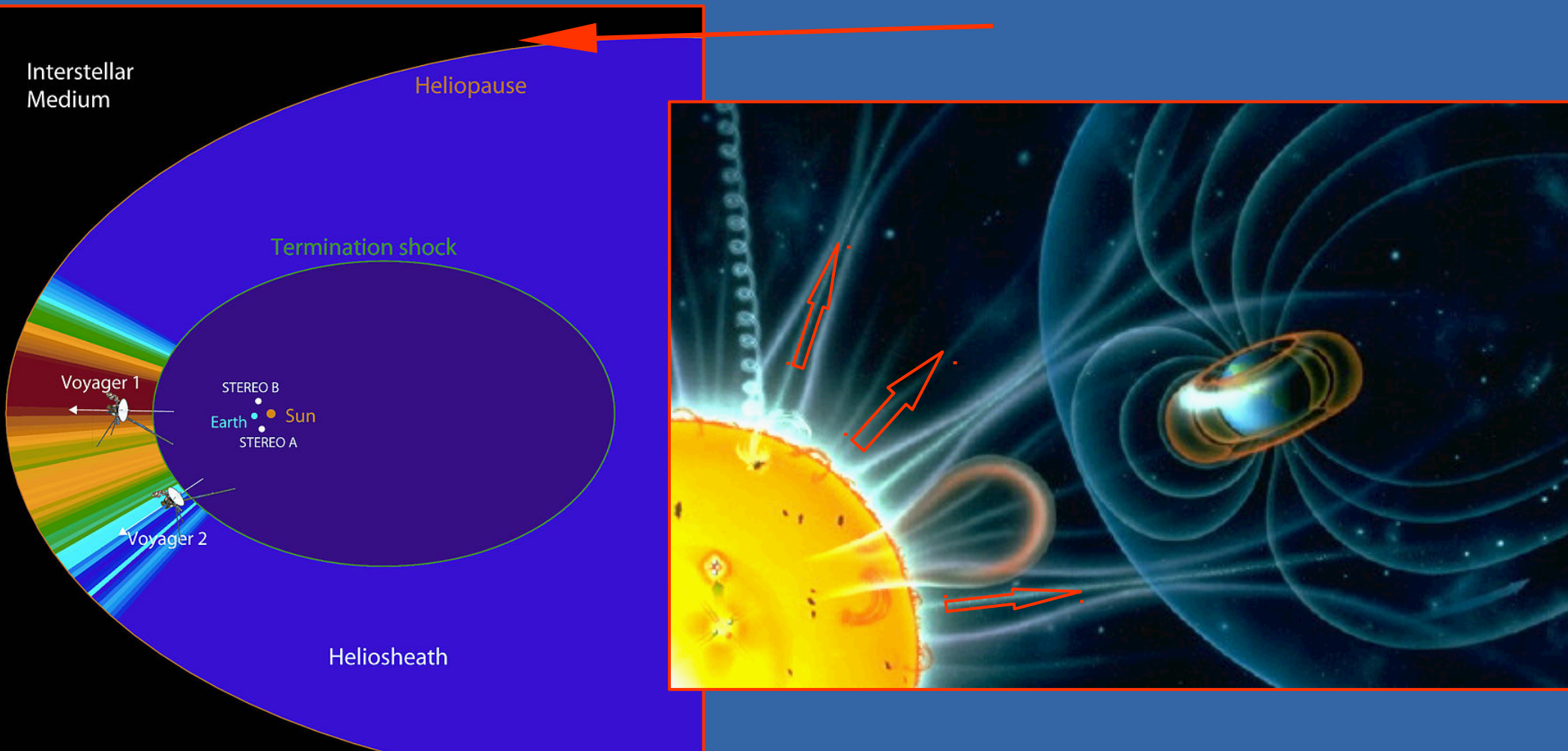
## اهمیت باد خورشیدی؟

### خورشید جوان

- اول- باد قوی تری داشت
- دوم- دوران و میدان مغناطیسی قوی تری داشت
- سوم- تابندگی کمتری داشت (سی درصد)

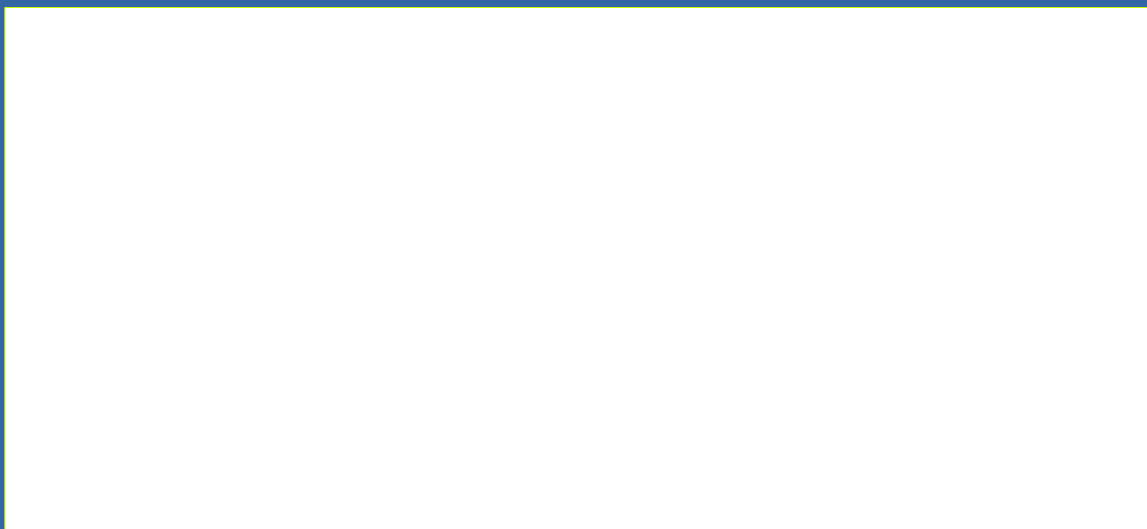
خورشید پیر هم بادهای قویتری خواهد داشت

باد خورشیدی از مدار پلوتو هم عبور می کند و در فاصله تقریبی ۱۰۰ تا ۱۲۰ واحد نجومی به مرز منظومه شمسی با باد میان ستاره ای می رسد (heliopause)





**مساله يك:** اگر سرعت باد خورشیدی ۴۰۰ کیلومتر بر ثانیه و چگالی آن در نزدیکی مدار زمین ۷ ذره بر سانتیمتر مربع باشد، آهنگ تغییر جرم خورشید را با فرض تقارن کروی حساب کنید



**مساله يك:** اگر سرعت باد خورشیدی ۴۰۰ کیلومتر بر ثانیه و چگالی آن در نزدیکی مدار زمین ۷ ذره بر سانتیمتر مربع باشد، آهنگ تغییر جرم خورشید را با فرض تقارن کروی حساب کنید

dm is conserved in any spherical shell

$$dm = 4\pi r^2 \rho dr, \quad dr = v dt, \quad \rho \sim n_p m_H$$

$$dm/dt = 4\pi r^2 \rho v$$

$$dm/dt \sim 2 \times 10^{-14} M_{\text{sun}}/\text{yr}$$

**مساله دو:** ناحیه کوچکی به ابعاد  $\frac{1}{3}$ . در  $\frac{1}{3}$ . ثانیه کمائی مربع را روی سطح خورشید در طول موج پانصد نانومتر با یک تلسکوپ ۶۰ سانتیمتری رصد کردیم. اگر بازه نوردهی یک میلی ثانیه و پهنای فیلتر ده میلی آنگستروم باشد، تعداد فوتونها را با فرض بازدهی یک درصد حساب کنید

**مساله دو:** ناحیه کوچکی به ابعاد  $\frac{1}{3}$  در  $\frac{1}{3}$  ثانیه کمانی مربع را روی سطح خورشید در طول موج پانصد نانومتر با یک تلسکوپ  $60$  سانتیمتری رصد کردیم. اگر بازه نوردهی یک میلی ثانیه و پهنای فیلتر ده میلی آنگستروم باشد، تعداد فوتونها را با فرض بازدهی یک درصد حساب کنید

$$\text{intensity} \sim 2.8 \text{ W cm}^{-2} \text{ nm}^{-1} \text{ ster}^{-1}$$

$$\text{area} \sim (.3 * 722 * 10^7)^2 \text{ cm}^2$$

$$\text{bandwidth} = 1 \text{ pm}$$

$$\text{solid angle} = \text{area}/\text{distance} = 1.26 \times 10^{-23} \text{ ster}$$

$$\text{Energy of a single photon} = hc/\lambda = 4 \times 10^{-19} \text{ J}$$

$$E_{\text{tot}} = \text{area} \times \text{efficiency} \times \text{intensity} \times \text{bandwidth} \times \text{exposure} \times \text{solid angle}$$

$$N_{\text{photons}} \sim 420$$

# Zeeman splitting

# شکافتگی زیمان

$$E_{J,M} = E_J + \mu_0 g M_J B$$

$$\lambda - \lambda_0 = (e/[4\pi c m_e]) g^* \lambda^2 B$$

$$g^* = gM - g'M'$$

$$\lambda - \lambda_0 = \Delta\lambda_B = 4.67 \times 10^{-5} g^* \lambda^2 B$$

B : Gauss

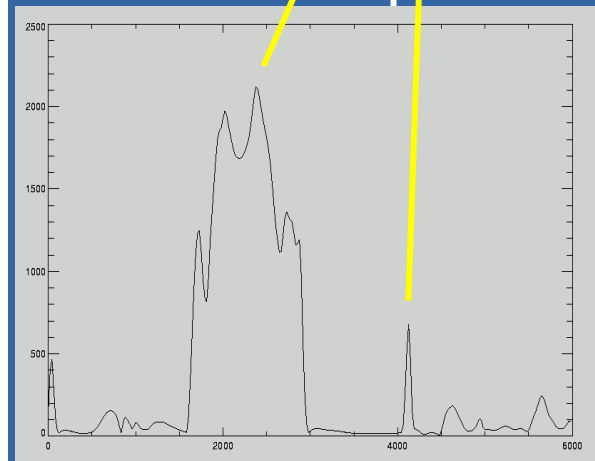
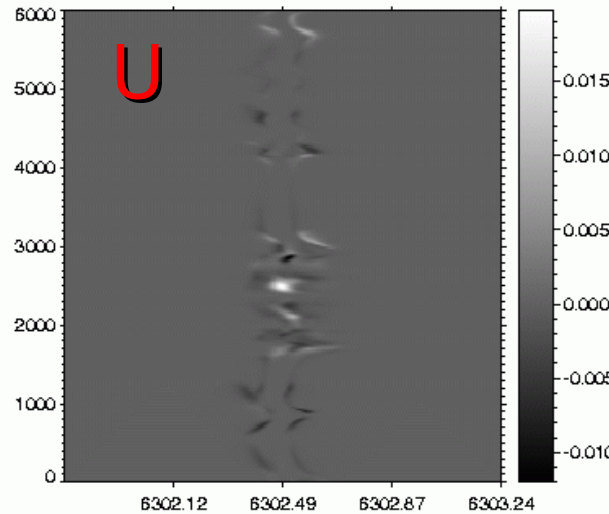
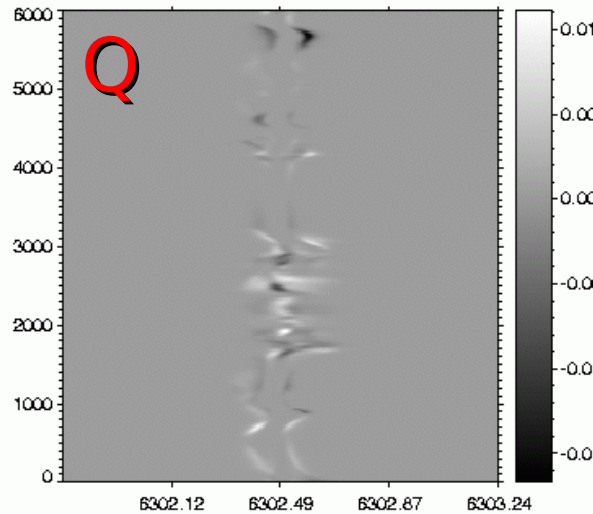
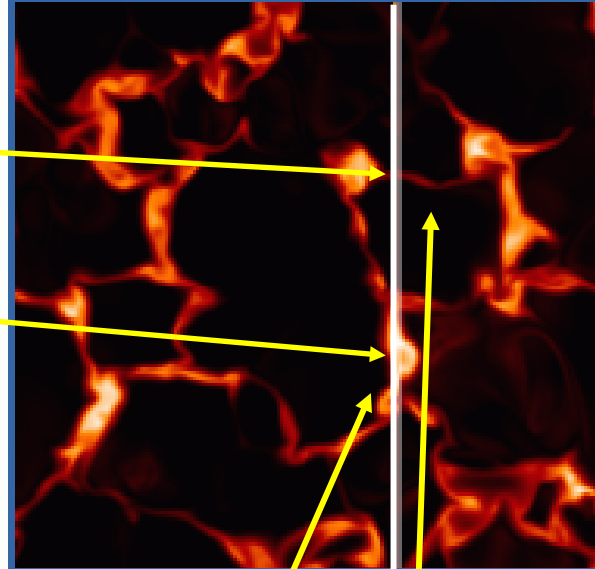
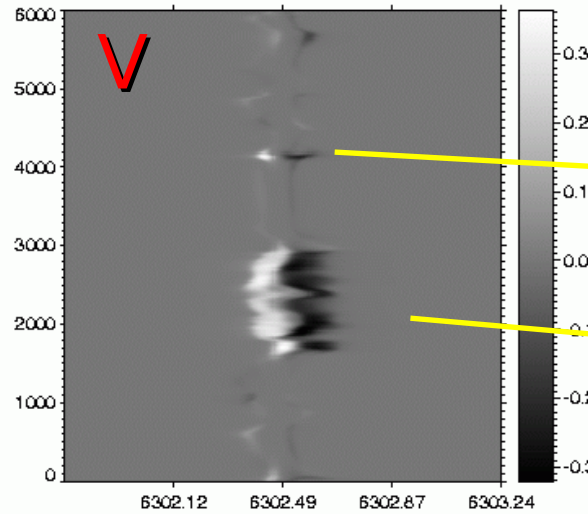
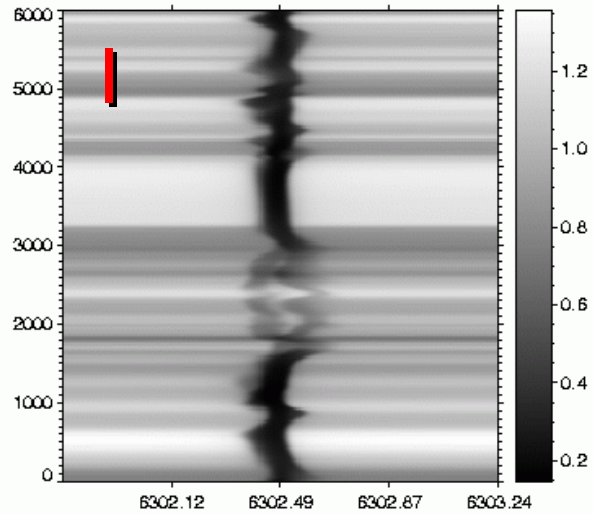
$\lambda$ : cm

Splitting is determined by Lande factor  $g$  :

$$g(J,L,S) = 1 + [J(J+1) + S(S+1) - L(L+1)]/[2J(J+1)]$$

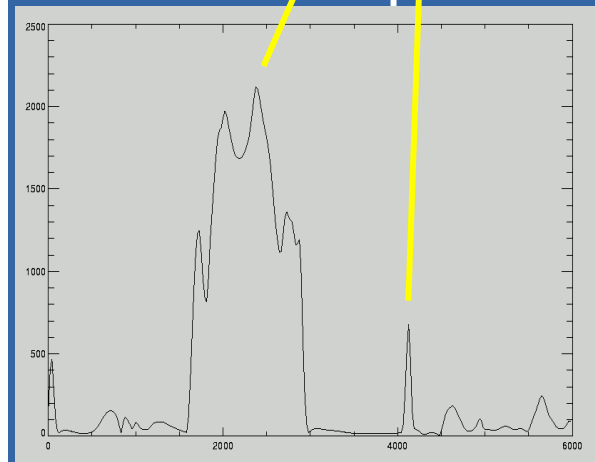
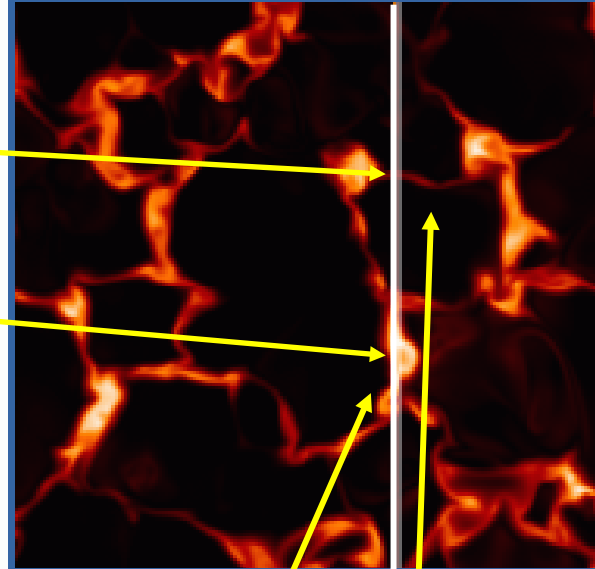
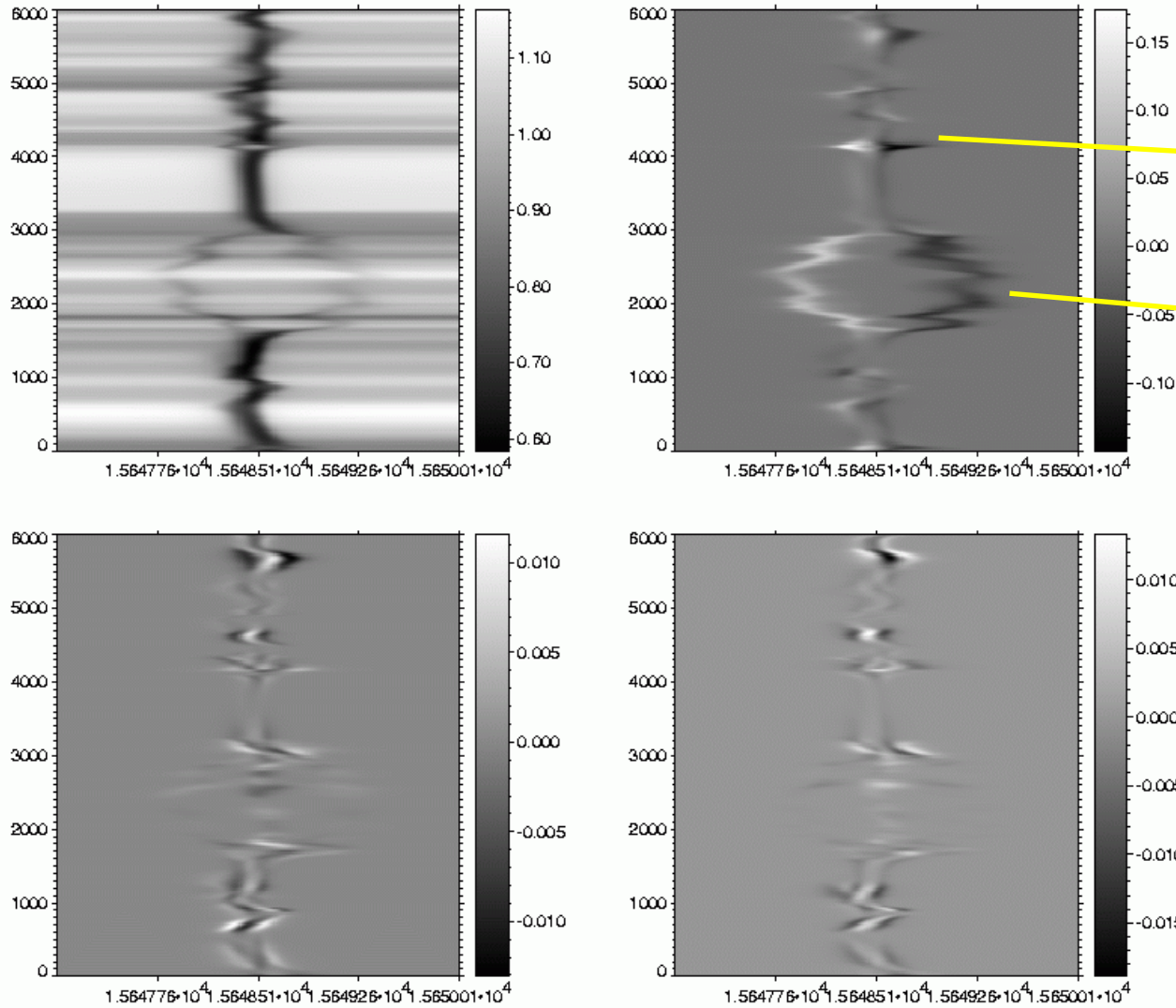
# شکافتگی زیمان با مربع طول موج رابطه دارد

Fe I 630.25 nm



# شکافتگی زیمان با مربع طول موج رابطه دارد

Fe I 1564.8 nm



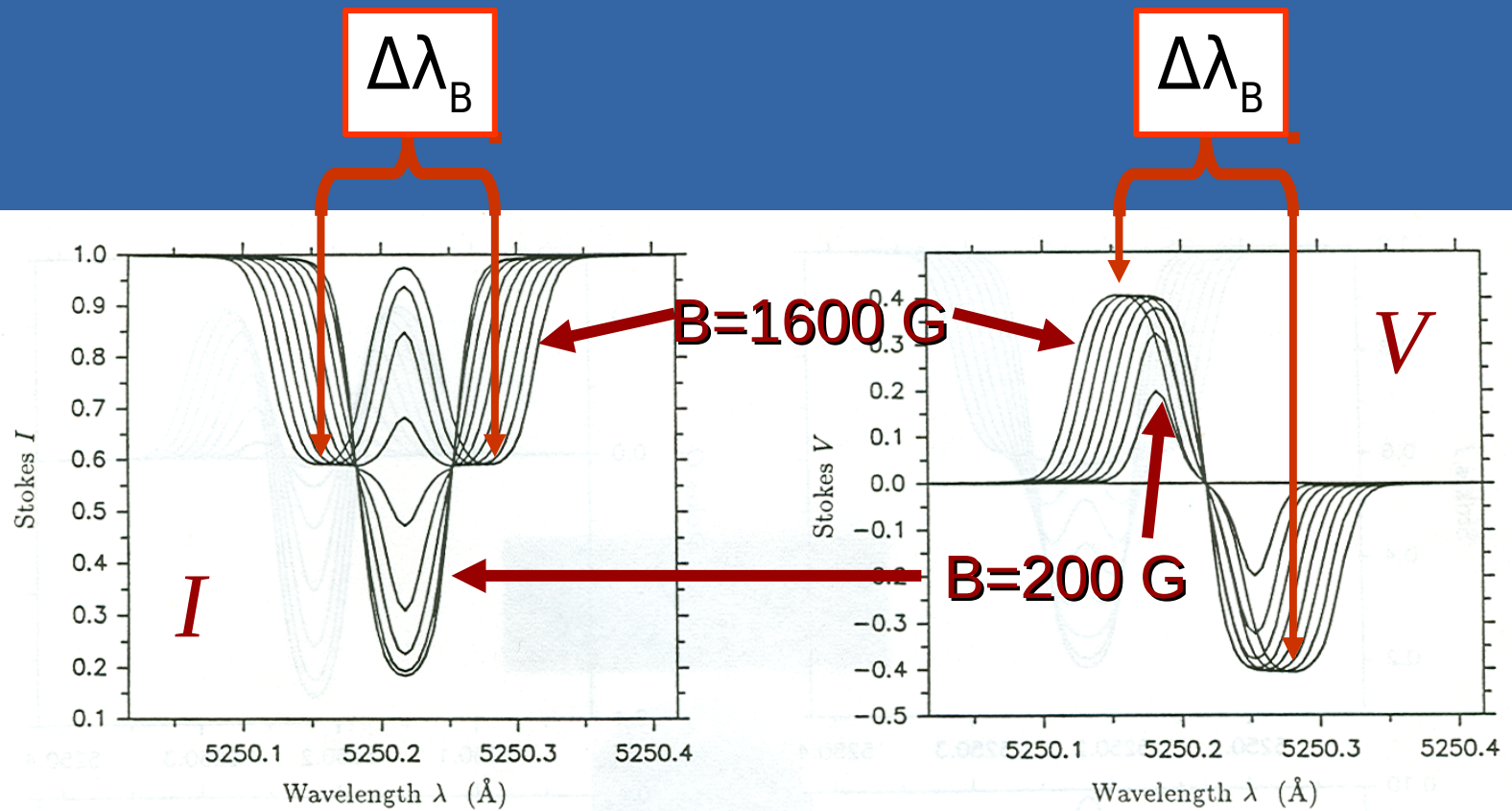
# مقایسه پهن شدگی داپلری و مغناطیسی

$$\Delta\lambda_B = 4.67 \times 10^{-5} g^* \lambda^2 B$$

$$\Delta\lambda_D = \lambda / c \sqrt{2k_B T / m}$$

$$\Delta\lambda_B \propto \lambda^2$$

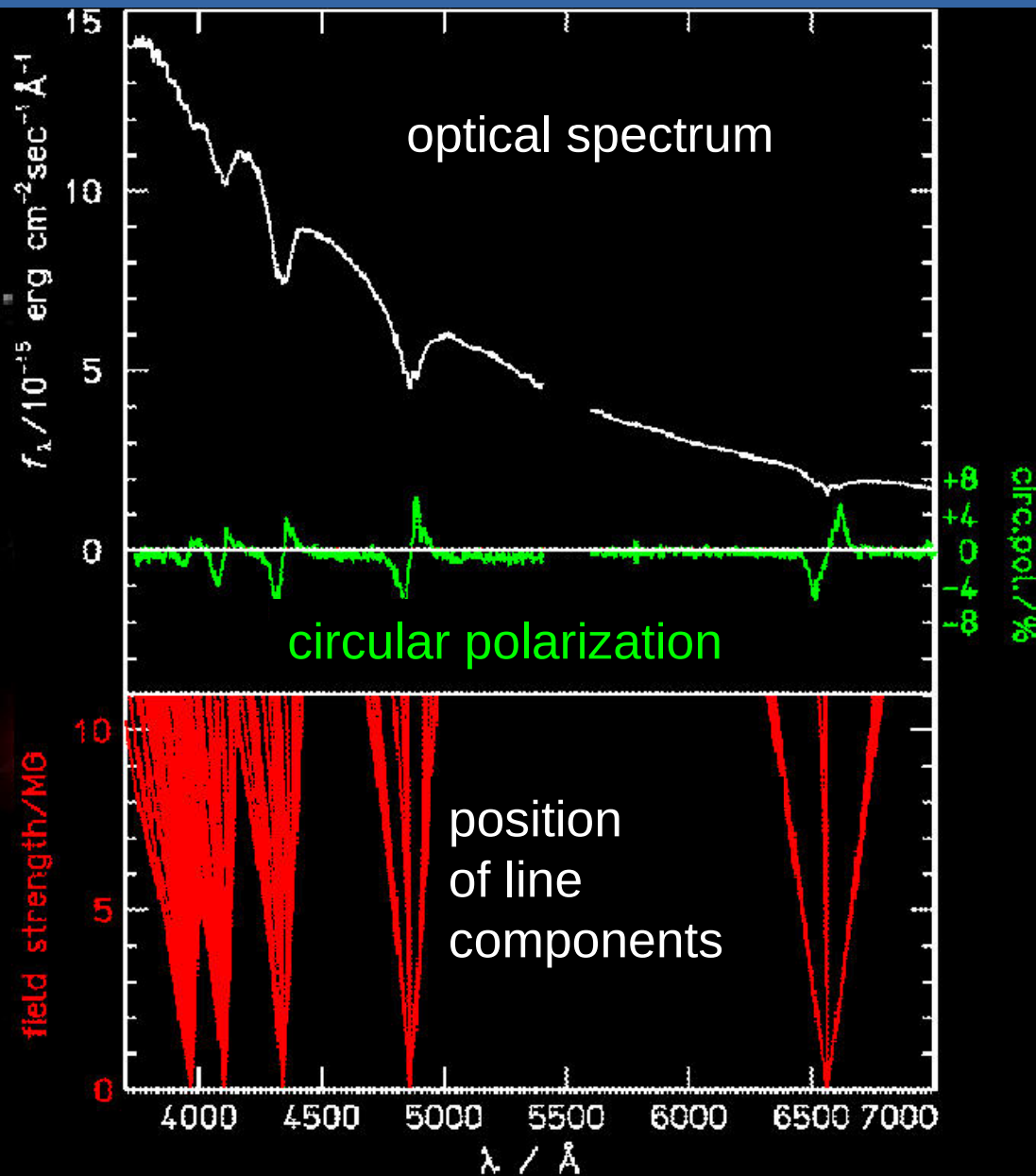
$$\Delta\lambda_D \propto \lambda$$





# Magnetic fields: Zeeman regime

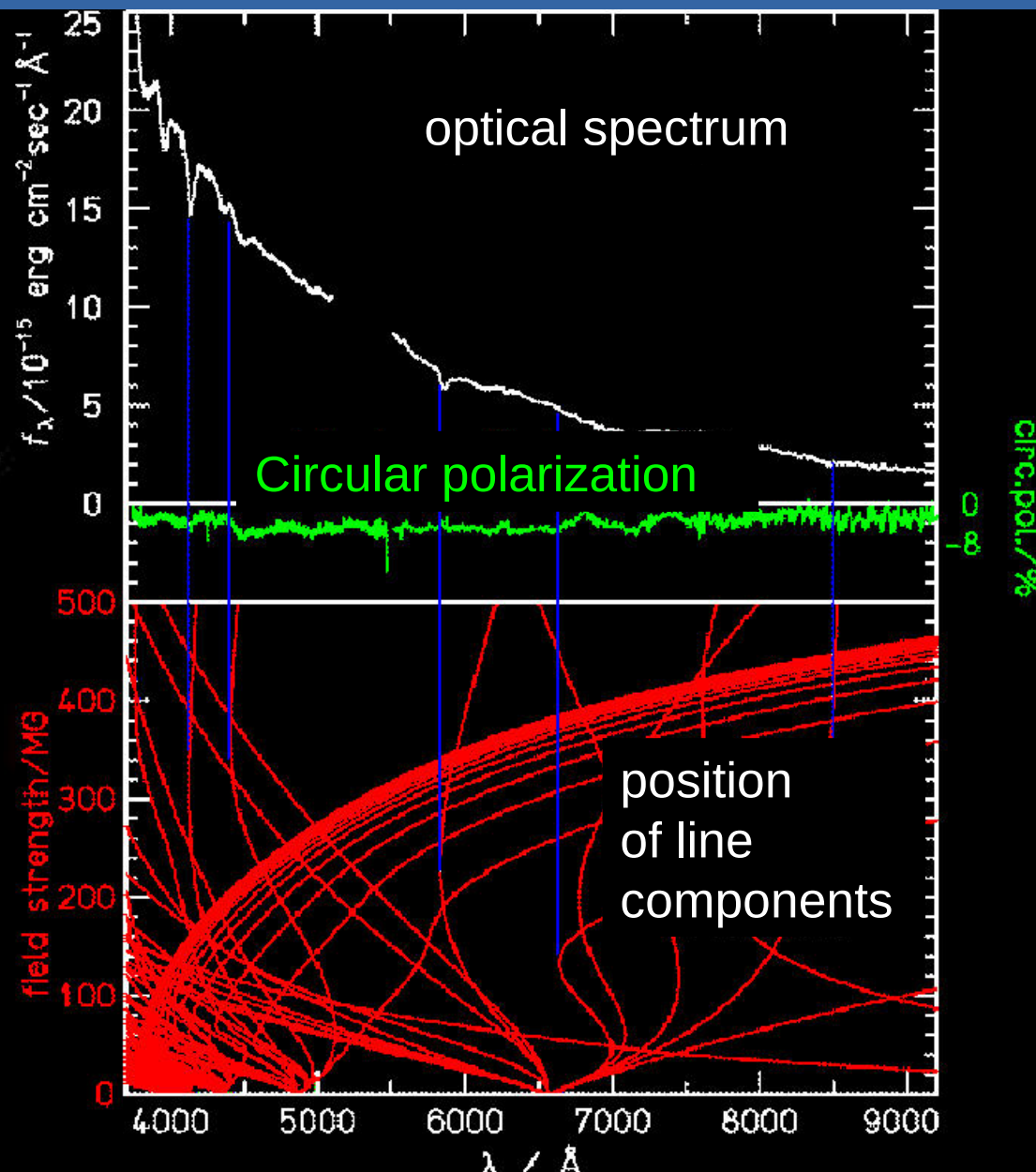
spectrum of a white dwarf  
(PG 1658+440) with field  
strength of about **5 MG**



# Magnetic fields: Paschen-back regime

L

White dwarf Grw+70 8247  
B=300MG



# فشار مغناطیسی و نیروی شناوری

- Magnetic field exerts a pressure. Pressure balance between two components of the atmosphere, 1 and 2 (Gauss units):

$$\frac{B_1^2}{2\mu_0} + P_1 = P_2 + \frac{B_2^2}{2\mu_0}$$

- If, e.g.  $B_2 = 0$ , then  $P_1 < P_2$  and it follows:  
Magnetic features are evacuated compared to surroundings.
- If  $B_2 = 0$  and  $T_1 = T_2$ , then also  $\rho_1 < \rho_2$ , so that the magnetic features are buoyant compared to the surrounding gas.

# $\beta$ پلازما

- Plasma  $\beta$  describes the ratio of thermal to magnetic energy density:

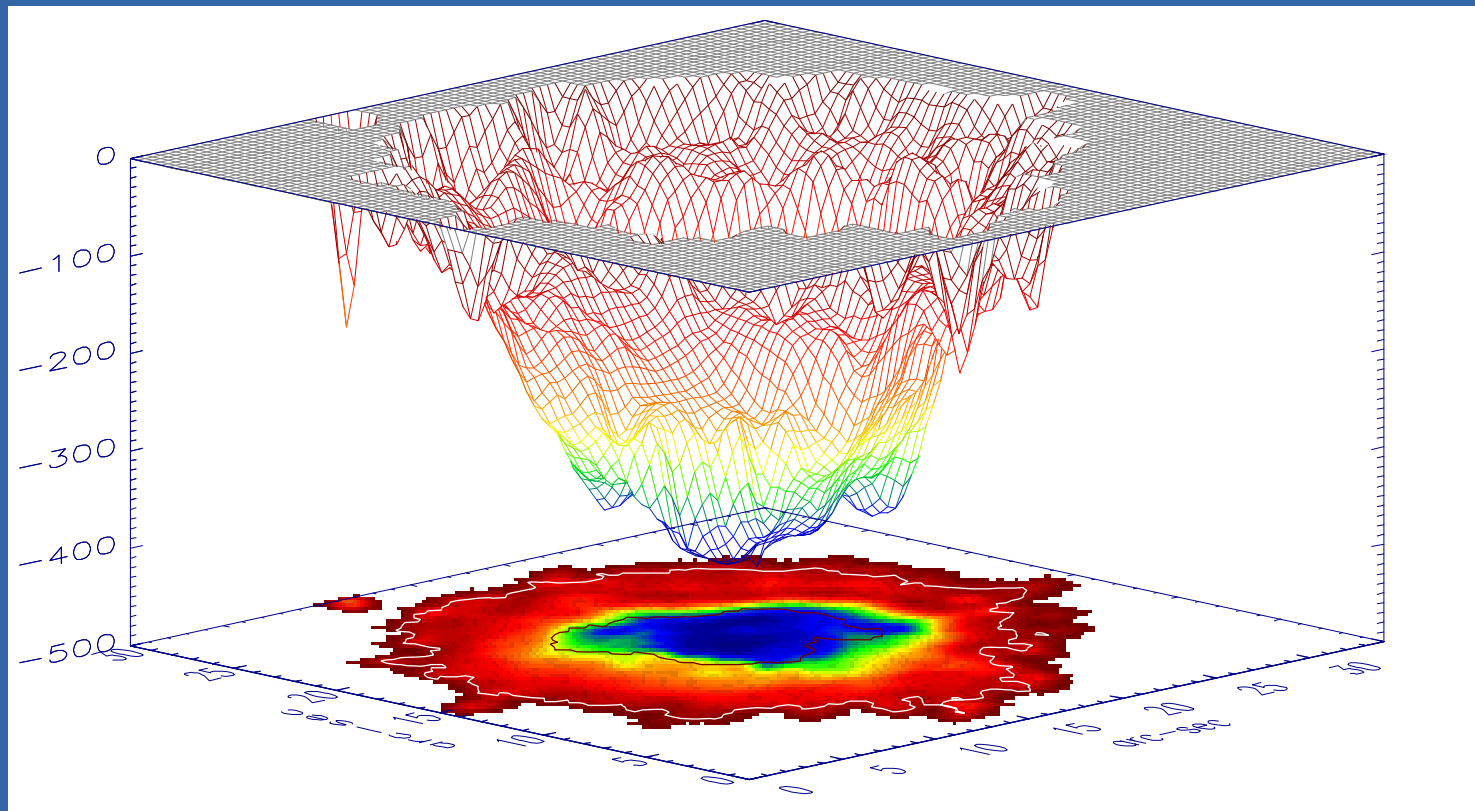
$$\beta = \frac{2\mu_0 P}{B^2}$$

- $\beta < 1 \rightarrow$  Magnetic field dominates and dictates the dynamics of the gas
- $\beta > 1 \rightarrow$  Thermal energy, i.e. gas dominates & forces the field to follow
- $\beta$  changes with  $r/R_{sun}$ 
  - $\beta > 1$  in convection zone
  - $\beta < 1$  in atmosphere, particularly in corona  $\beta \ll 1$

# Sunspot Wilson depression

Map of Wilson depression

(determined from T & B measurements and assumption that sunspot magnetic field is close to potential)



Mathew et al. (2004)

قانون اهم

$$\mathbf{j} = \sigma(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B})$$

معادله القای مغناطیسی

$$\dot{\mathbf{B}} = \text{curl}(\mathbf{v} \times \mathbf{B}) - \text{curl}(\eta \text{curl} \mathbf{B})$$

القا

اتلاف اهمی

Magnetic diffusivity  
پخشندگی مغناطیسی

$$\eta = \frac{1}{\mu\sigma}$$

Magnetic Reynolds number

$$R_m = vl/\eta$$

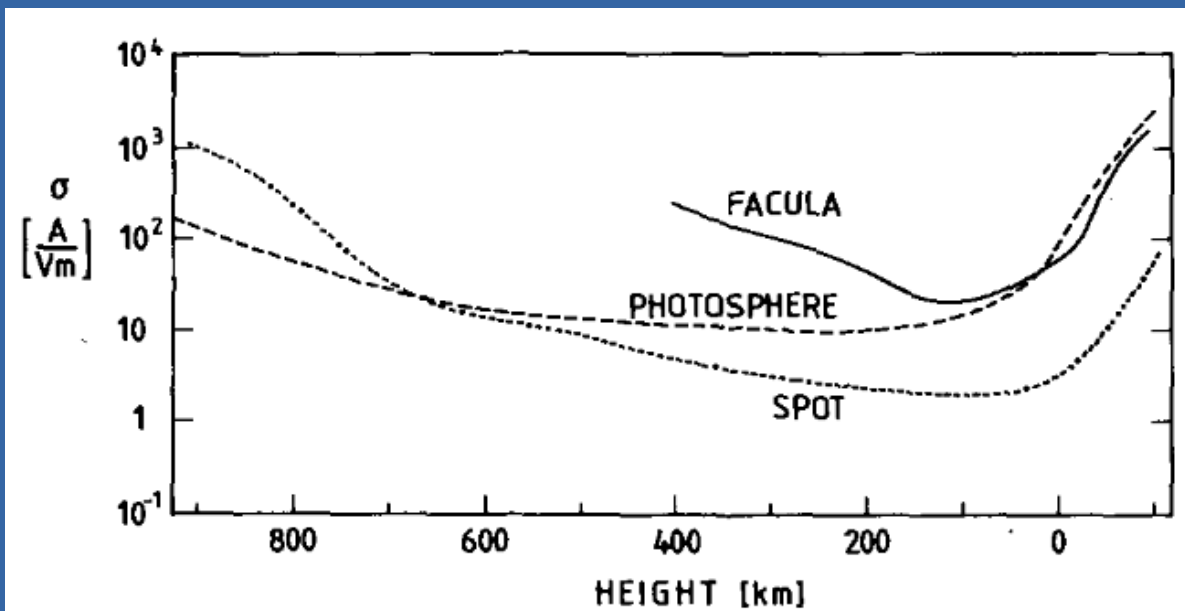
# ضریب رسانش الکتریکی

$$\sigma = \frac{32 \epsilon_0^2 \sqrt{\pi} (2kT)^{3/2}}{\sqrt{m_e} e^2 Z \ln \Lambda} \gamma E$$

(full ionization)

rough estimate of **electric conductivity**  $\sigma \sim 0.003 T^{1.5}$  [A/V.m]

Ionization fraction  $\sim 1\%$  in the photosphere,  $\sim 100\%$  in corona  
If the electron density is much smaller than the neutral density,



(weakly ionized plasma)

$$\sigma = \frac{3 e^2}{8S (2\pi m_e kT)^{1/2}} \frac{n_e}{n_n}$$

# Reynolds number vs Magnetic Reynolds number

Magnetic diffusivity

$$\eta = \frac{1}{\mu\sigma}$$

$$\eta \gg 1$$

برای رسانایی بالا داریم

Magnetic Reynolds number

$$R_m = vl/\eta$$

$$R_m \sim 10^6$$

Magnetic Reynolds number is a measure of coupling between flow and magnetic field, or ratio of timescales of Ohmic decay ( $L^2/\eta$ ) to advection ( $L/v$ )

Reynolds number =  $V \cdot L / \nu$

$\nu$ : viscosity

Reynolds number is the ratio of inertia to resistive forces



# خورشید آزمایشگاه فیزیک پلاسماست

object	L (m)	U (m/s)	mag. diffusivity		
			$\eta=1/\mu_0\sigma$ (m <sup>2</sup> /s)	$R_m = U L / \eta$	$\tau_{\text{decay}} = L^2/\eta$ (year)
lab	1	1	0.1	$10^2$	$10^{-6}$
Earth (outer core)	$10^6$	$10^{-3}$	2	$\sim 10^2$	$10^4$
Sun (atmosphere)	$10^8$	$10^2$	$10^4$	$\sim 10^6$	$10^5$
Sun (convection zone)	$10^9$	$10^3$	$10^2$	$10^7 - 10^9$	$10^9$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left( \mathbf{v} \times \mathbf{B} - \frac{1}{R_m} \nabla \times \mathbf{B} \right)$$

advection

diffusion

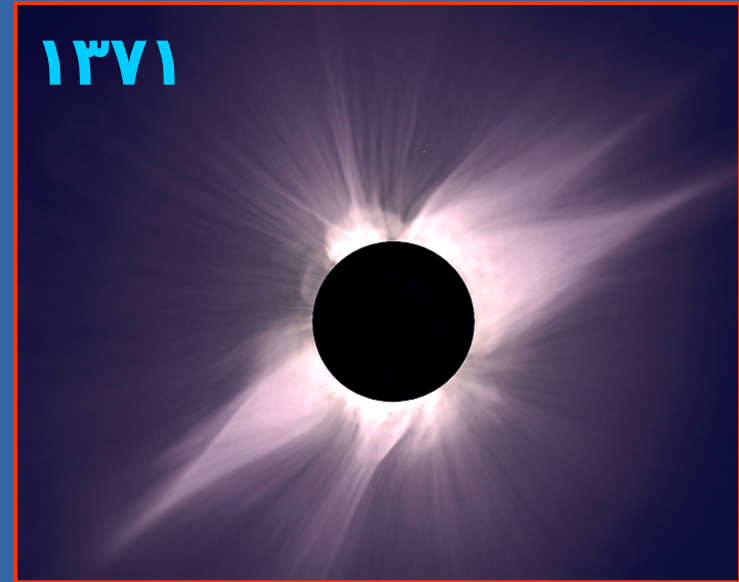
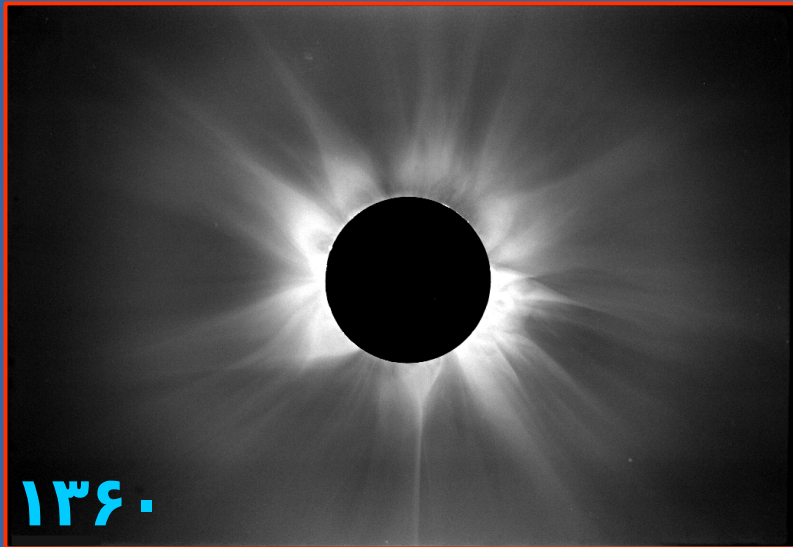
Frozen-in magnetic field

(large conductivity, large Reynold number)

Force-free magnetic field

( $\mathbf{j} \times \mathbf{B} = 0$ )

# تاج خورشید



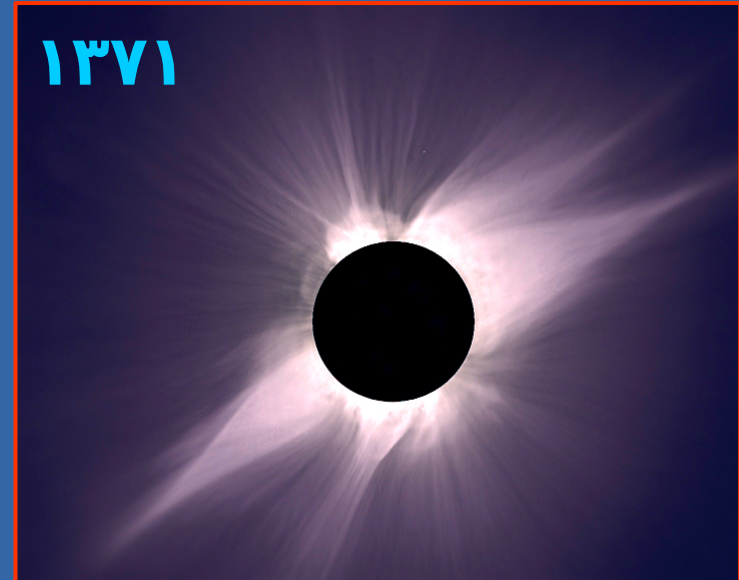
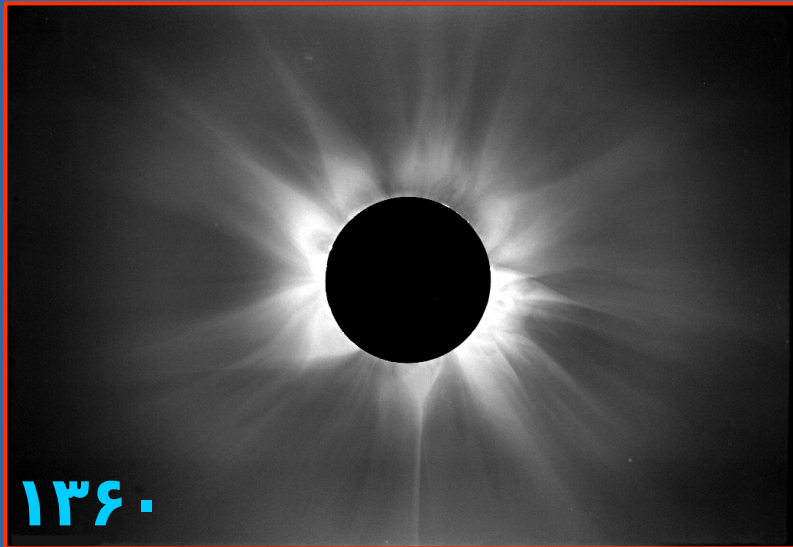
سال ۱۹۴۰: دمای تاج بیش از یک میلیون درجه است

پرسش: چرا اینقدر دیر، بیست سال بعد از کوانتوم مکانیک؟

پرسش: چطور نتیجه می گیریم که دمای تاج یک میلیون درجه است؟

پرسش: چگونه انرژی از نورسپهر ۶۰۰۰ کلوین به تاج یک میلیون کلوین می رسد؟

# تاج خورشید



## Observations:

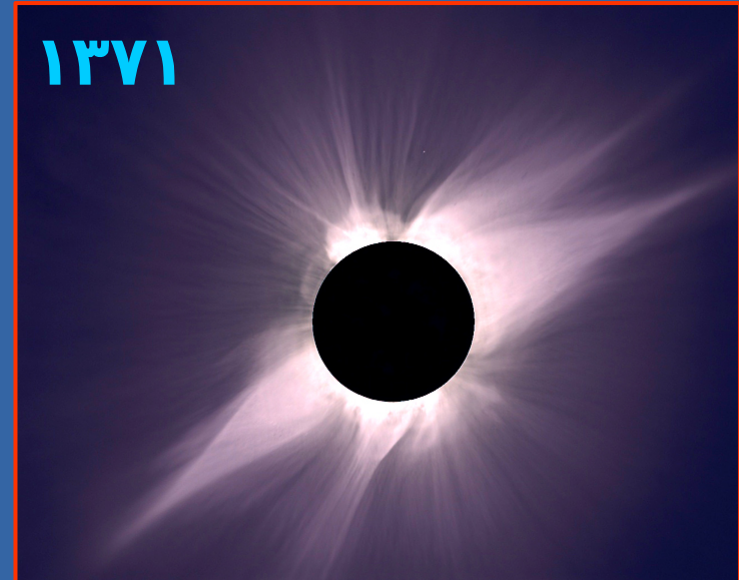
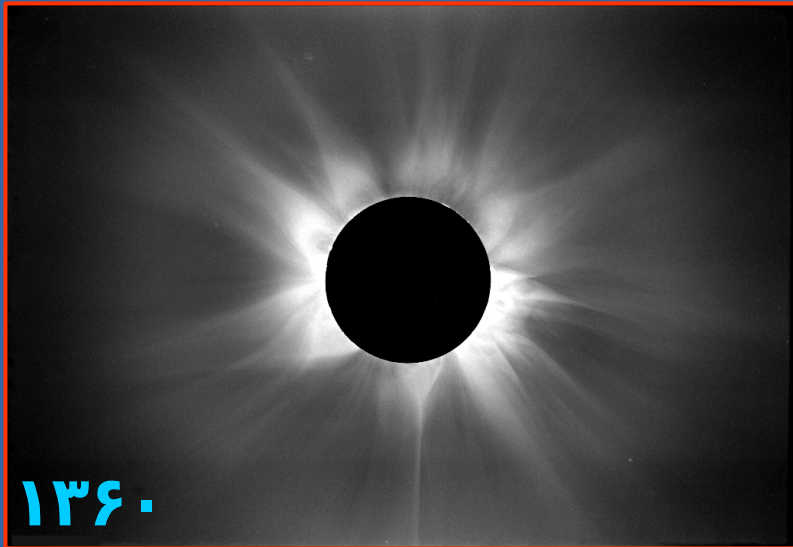
K-corona:  $r < 2 r_{\text{sun}}$ : a continuum spectrum similar to photosphere without lines

F-corona:  $r > 2 r_{\text{sun}}$ : similar to photospheric spectrum

K-corona: strongly polarized

F-corona: weakly polarized

# تاج خورشید



## Explanation:

K-corona:  $r < 2 r_{\text{sun}}$ : photospheric light scattered by hot electrons.

F-corona:  $r > 2 r_{\text{sun}}$ : photospheric spectrum scattered by dust particles.

**مساله سه:** در طیف K-Corona خط اچ و کی کلسیم در ۴۰۰ نانومتر دو خط پهن و کم عمق با پهنای ۲۰ نانومتر هستند. اگر این طیف پهن شده نورسپهر باشد، دمای ذرات پراکندگی را حساب کنید



**مساله سه:** در طیف K-Corona خط اچ و کی کلسیم در ۴۰۰ نانومتر دو خط پهن و کم عمق با پهنای ۲۰ نانومتر هستند. اگر این طیف پهن شده نورسپهر باشد، دمای ذرات پراکندگی را حساب کنید

most probable velocity  $v^2 = 2 k_B T / m$

Doppler effect:  $\Delta v_D / v = v / c$

the full line width is  $2\Delta v_D$

$\Delta v_D / v = \Delta \lambda_D / \lambda = 1/20$

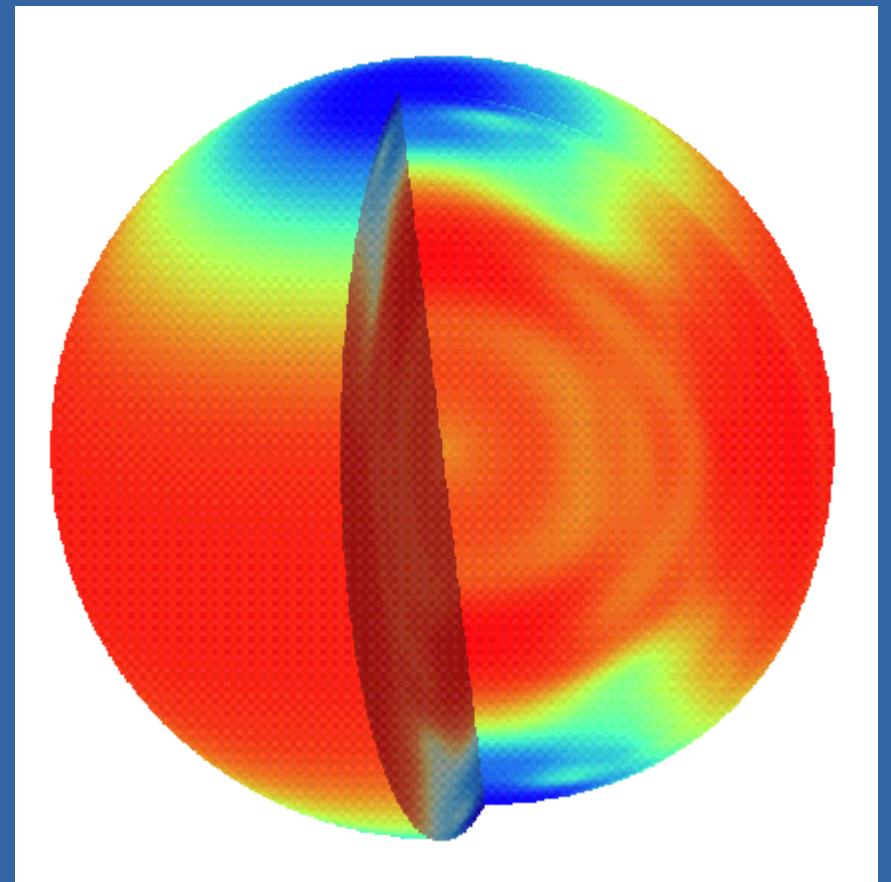
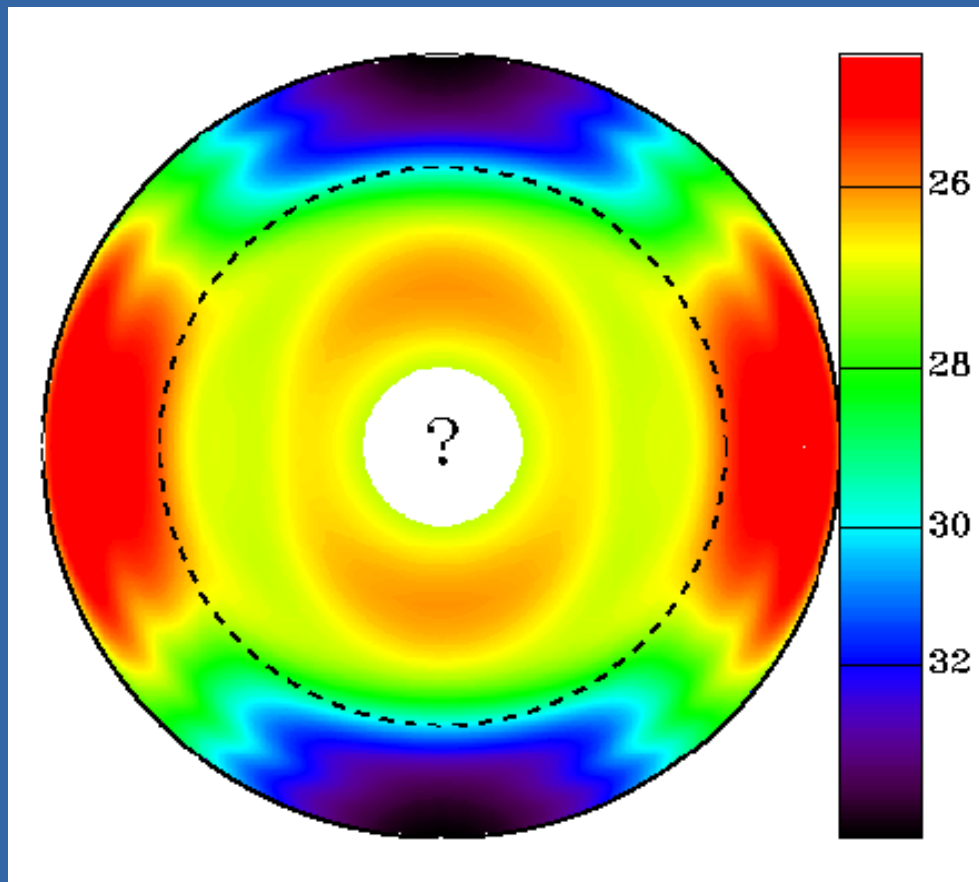
kinetic temperature  $T = (m/2 k_B) [(c \Delta \lambda_D) / (2\lambda)]^2$

$m = m_e, \quad T \sim 1.8 \times 10^6 \text{ K}$

# دوران دیفرانسیلی درونی

Structure of internal rotation deduced from MDI data

Note: differential rotation in CZ, solid rotation below



# تحول دوران خورشید

ستاره های جوان صد برابر تند تر از خورشید دوران می کنند

Skumanich قانون:  $\Omega \sim \text{age}^{-1/2}$

در نتیجه خورشید وقتی جوان تر بود سریع تر می چرخید

پرسش: تکانه زاویه ای خورشید اولیه کجا رفت؟



# تحول دوران خورشید- ۱

پرسش: تکانه زاویه ای خورشید اولیه کجا رفت؟

پاسخ اول: باد خورشیدی

باد خورشیدی با خود تکانه زاویه ای حمل میکند. گشتاور، آهنگ تغییر تکانه زاویه ای توسط باد خورشیدی در غیاب میدان مغناطیسی

$$j = \Omega R_{sun} dm/dt$$

$dm/dt$  آهنگ جرم منتقل شده توسط باد خورشیدی در واحد زمان است  
مساله: این آهنگ چند مرتبه بزرگی کوچکتر از آن است که سرعت کند شدن دوران خورشید را توجیه کند

## تحول دوران خورشید- ۲

پرسش: تکانه زاویه ای خورشید اولیه کجا رفت؟

پاسخ دوم: میدان مغناطیسی

باد خورشیدی در کانالهای میدان تا شعاع آلفون منتشر می شود و در آنجا سرعت انتشار بیش از سرعت آلفون است. تا آنجا باد خورشیدی مثل جسم صلب دوران میکند در اثر نیروی میدان. باد تکانه زاویه ای را آن سوی شعاع آلفون حمل میکند

$$j = \Omega R_A dm/dt$$

شعاع آلفون، حدود ۱۰-۲۰ برابر شعاع خورشید  $R_A$

# چرا جو ستاره ها را بررسی می کنیم؟

## فیزیک

Stellar atmospheres as laboratories

Plasma-, atomic-, and molecular physics, hydrodynamics, thermodynamics

Basic research

Technical application

## اخترفیزیک

Spectral analysis of stars

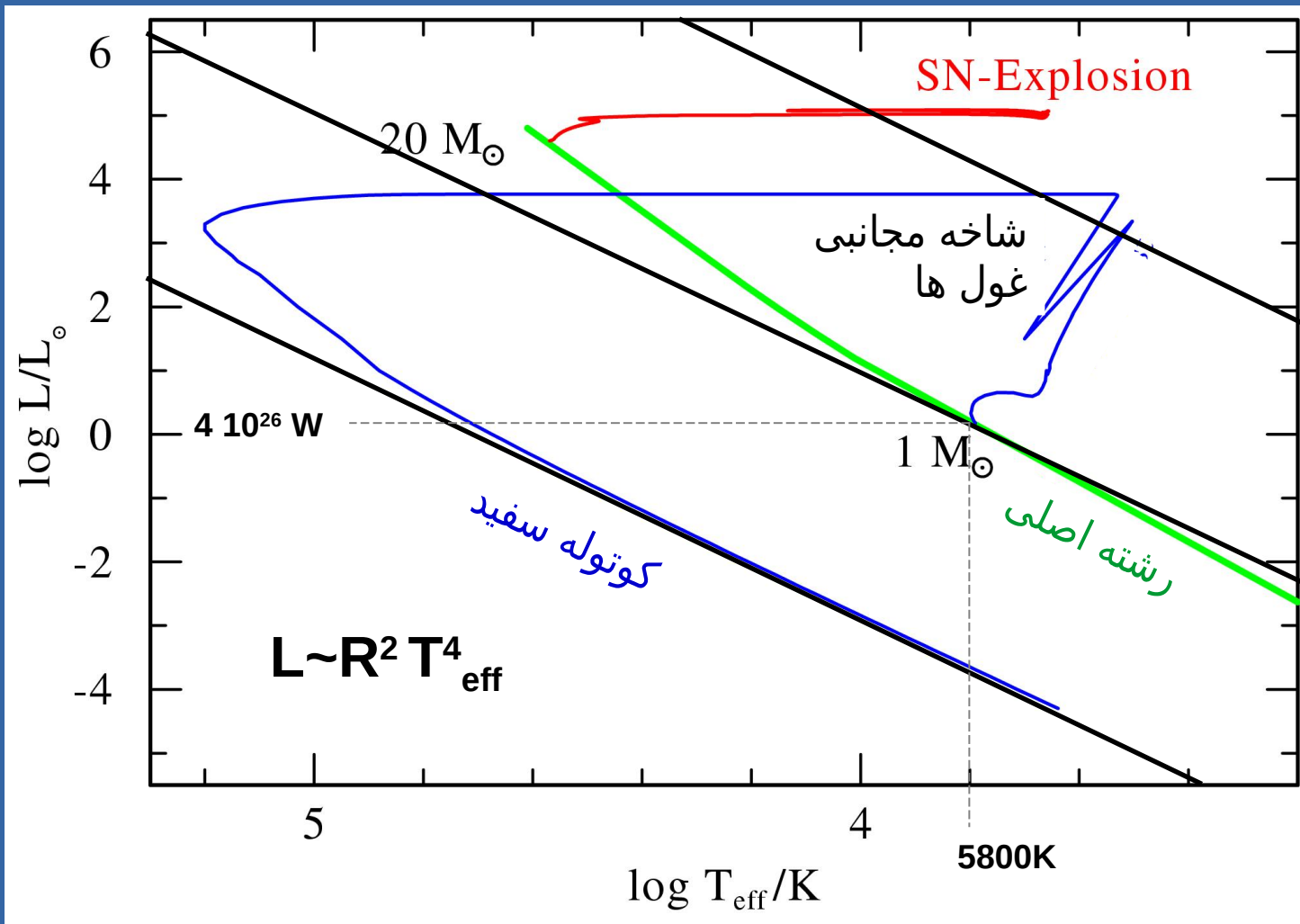
Structure and evolution of stars

Galaxy evolution

Evolution of the Universe



# نمودار هرتسپرونگ - راسل



100  $R_{\text{sun}}$

1  $R_{\text{sun}}$   
=700000Km

0.01  $R_{\text{sun}}$

# تعریف جو ستاره

لایه ای که از بیرون قابل مشاهده باشد  
لایه ای که از آن انرژی به فضا منتشر می شود

**نه** درون ستاره (عمق نوری ضخیم)  
**نه** سحابی میان ستاره ای یا میان کهکشانی (عمق نوری نازک)

شامل فام سپهر، تاج، باد ستاره ای، قرص برافزایشی

جو سیارات موضوعی نزدیک به جو ستاره هاست

# معادله انتقال تابش و جو ستاره ها

جو ستاره کمتر از یک بیلیونیم جرم آن را شامل می شود، پس چرا به مطالعه آن علاقه مند هستیم؟

جو ستاره چیزی است که می توانیم بینیم، اندازه گیری و تحلیل کنیم

با اطلاعاتی که از جو ستاره بدست می آید می توانیم نمودار قدر-رنگ (قابل مشاهده) را به نمودار تابندگی-دما (قابل مدل سازی) تبدیل کنیم که مدل تحول ستاره به دست می دهد

با بررسی جو ستاره فراوانی عناصر را که نتیجه شیمی کیهانی است، به دست می آوریم

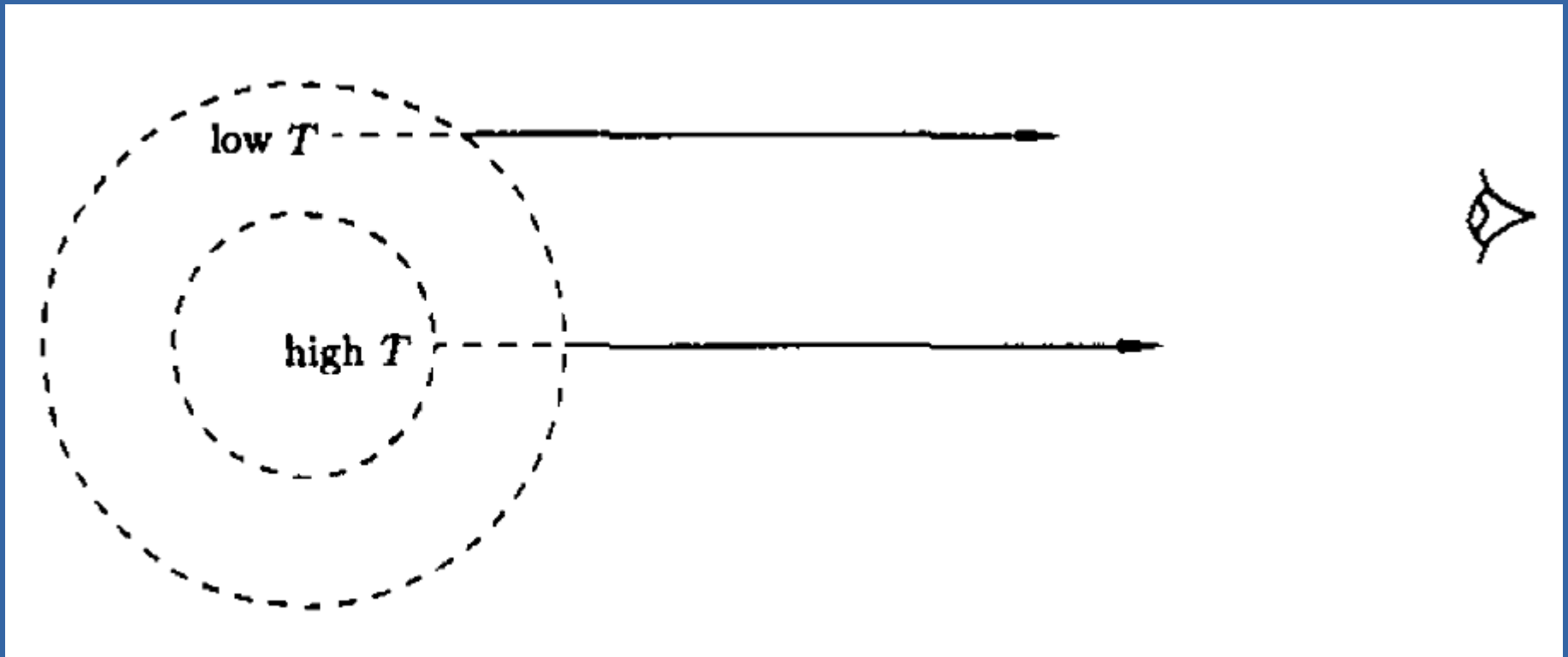
ستاره ها واحد های ساخت کهکشانشان هستند. دانش ما از کهکشان های دوردست که در آنها ستاره ها قابل تفکیک نیستند، بدون دانستن فرایندهای فیزیکی جو ستاره ها غیرممکن است

جو ستاره مکانی است که گذار از تعادل گرمایی درون ستاره به تعادل گرمایی فضای سرد بیرونی روی می دهد. این منطقه اغلب حالتی غیرتعادلی دارد

# جو ستاره و معادله انتقال تابش: منابع (برای دنیا و آخرت)

- Dimitri Mihalas
  - Stellar Atmospheres, W.H. Freeman, San Francisco
- Rob Rutten
  - Lecture Notes Radiative Transfer in Stellar Atmospheres  
<http://www.fys.ruu.nl/~rutten/node20.html>

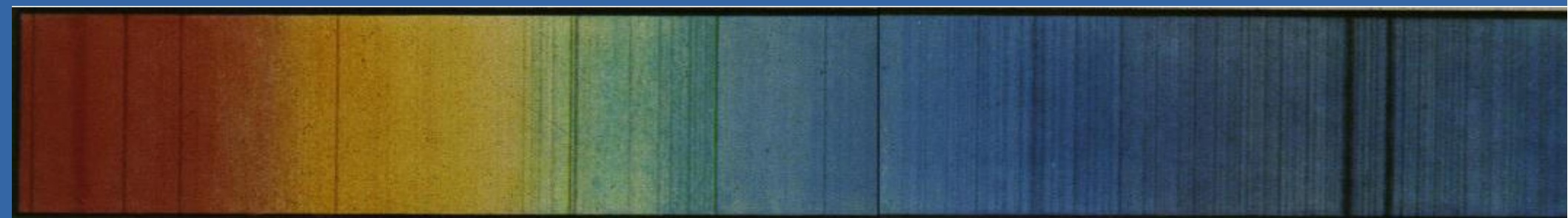
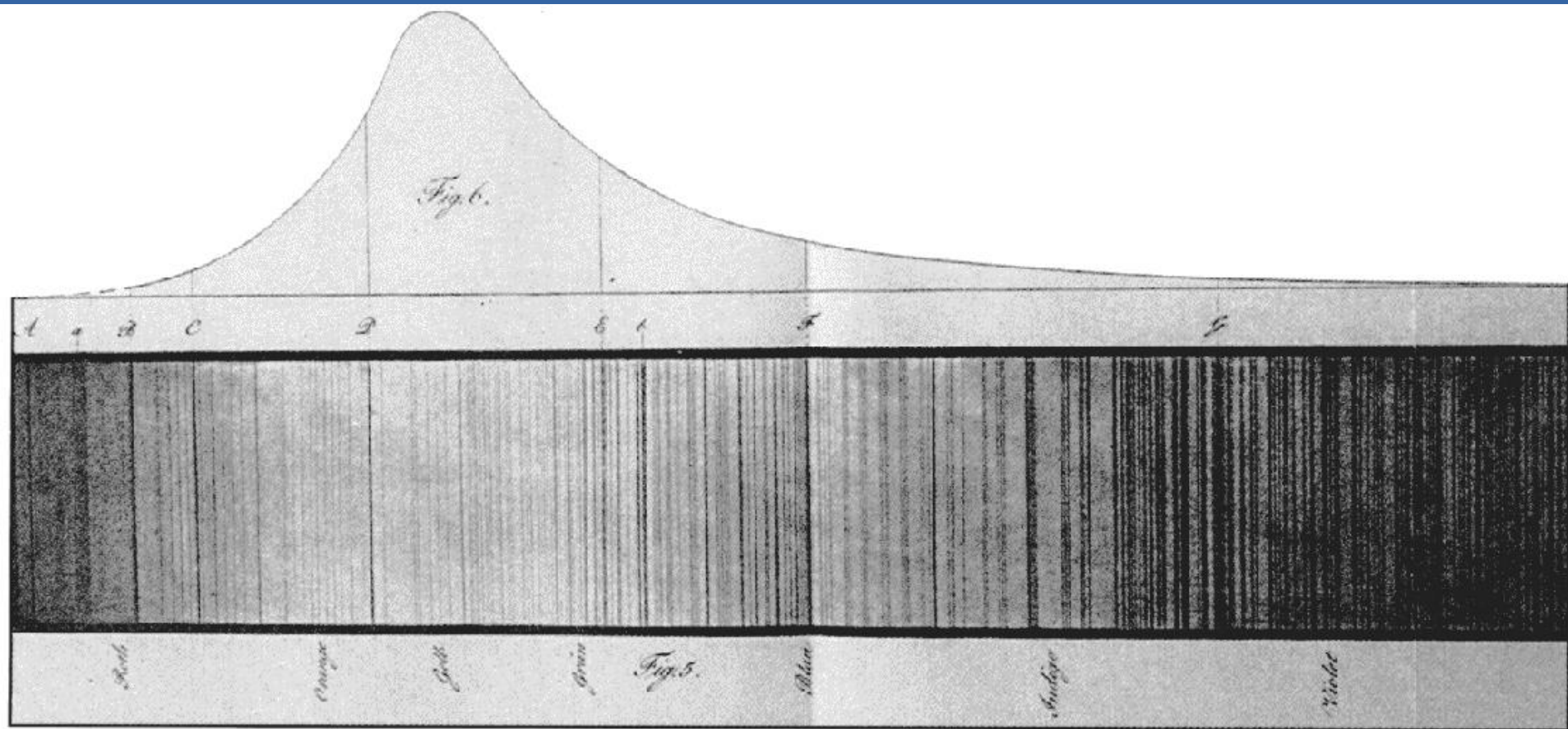
# کنار تاریکی



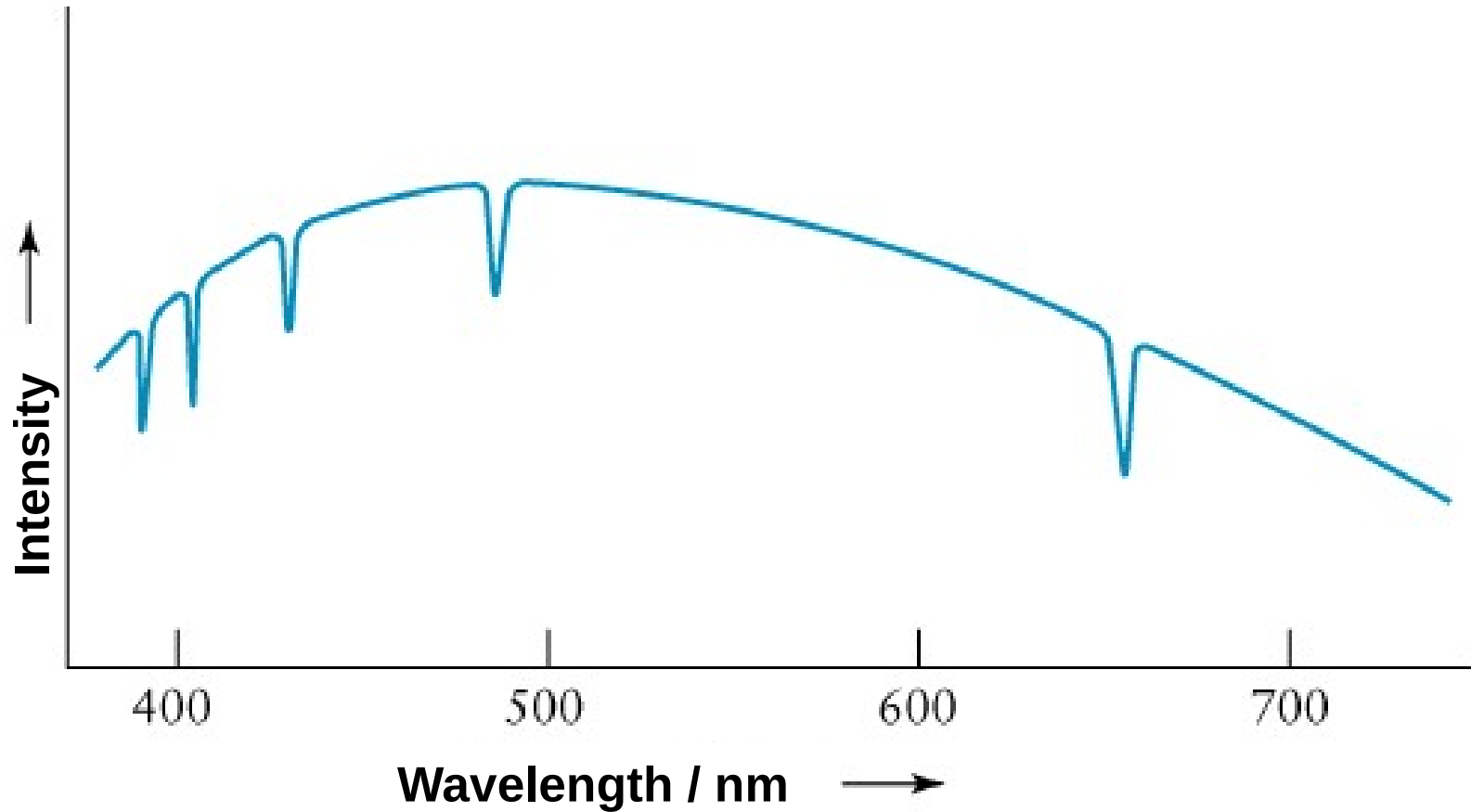
$$d\tau_\nu = -\kappa_\nu \rho dr$$



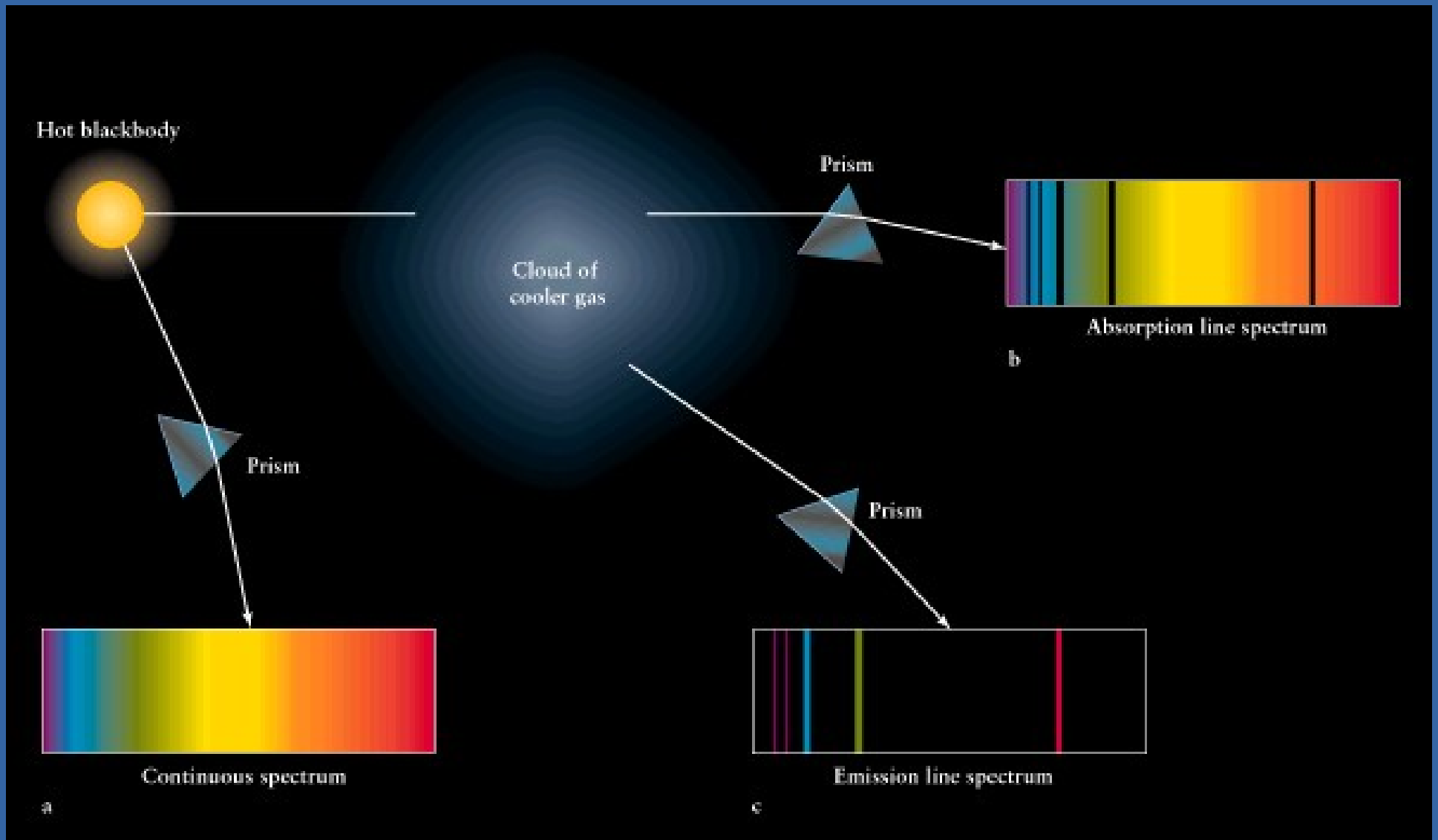
# خط های فرانهوفر



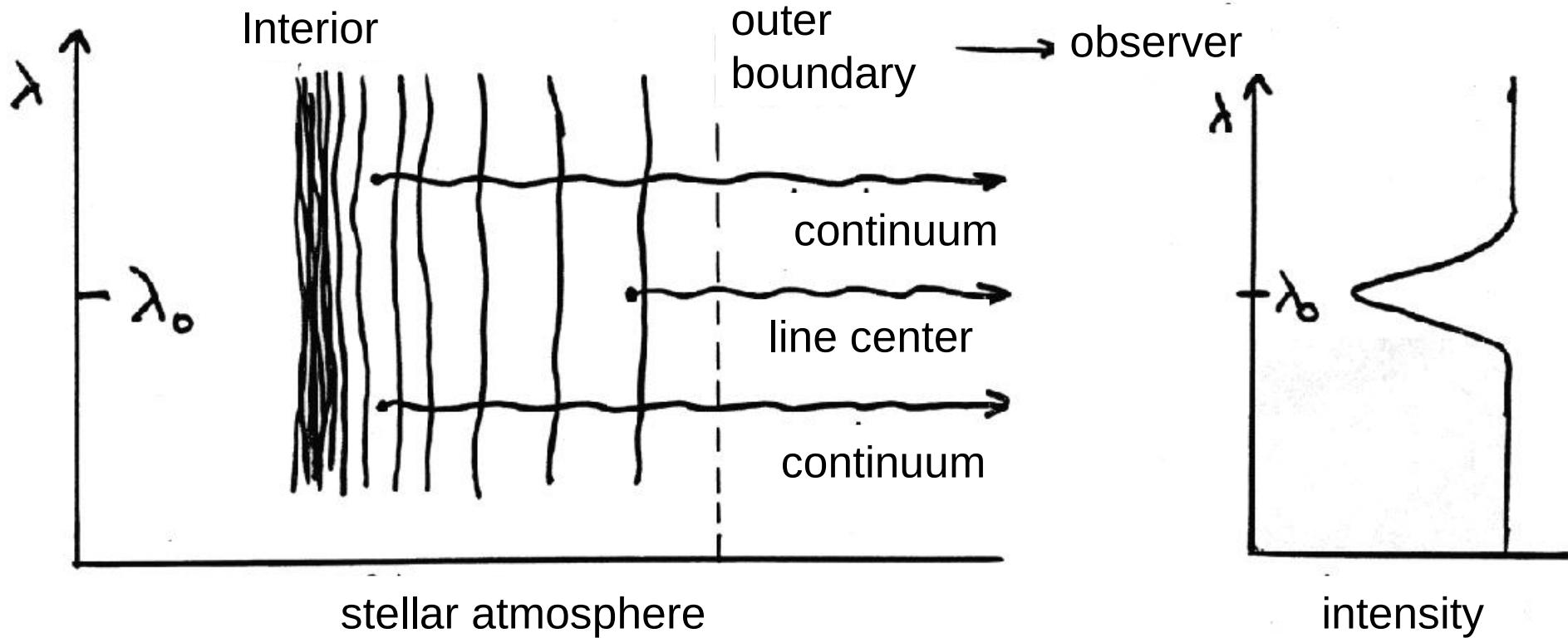
# طرح ساده خط های طیفی



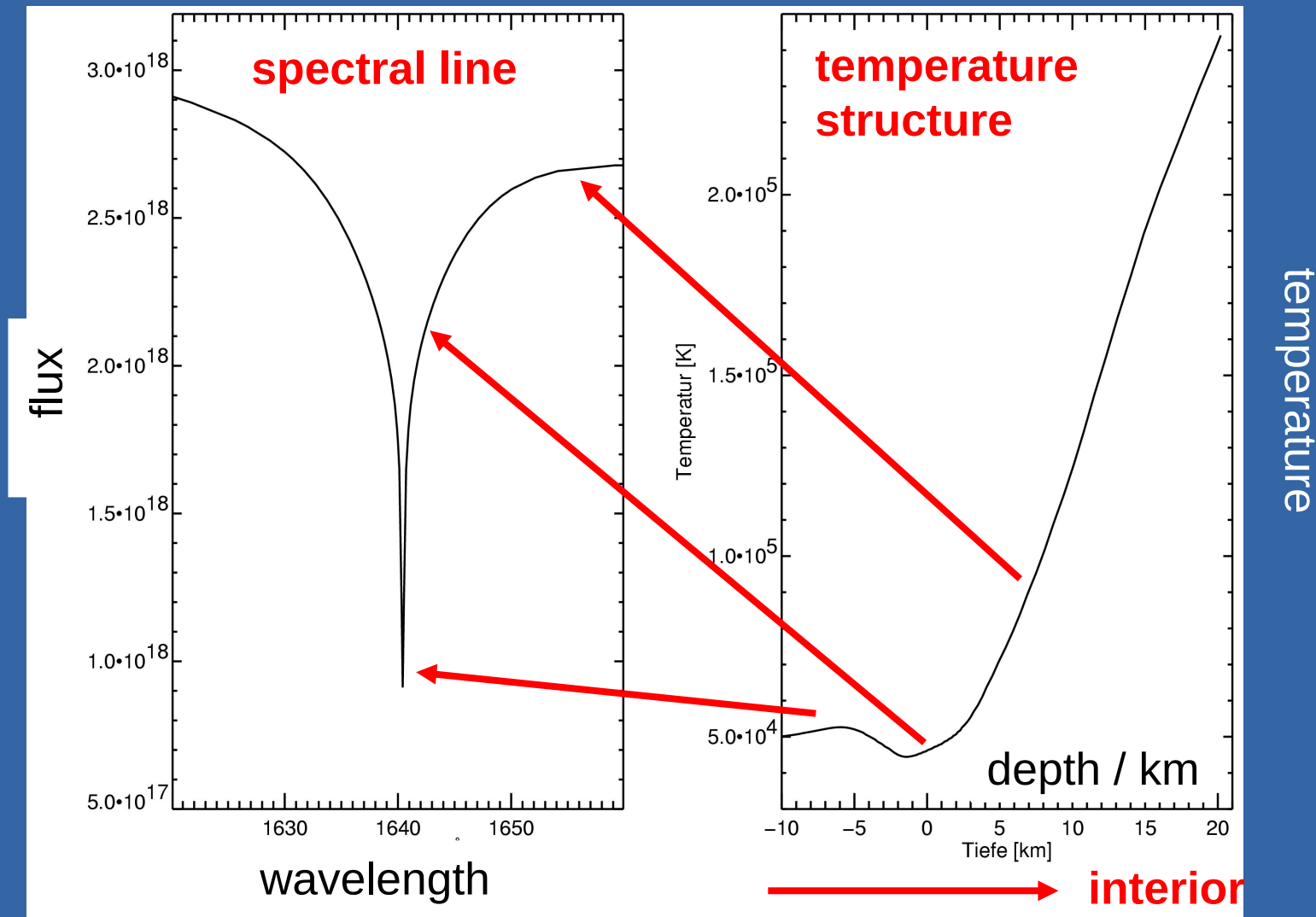
# تشکیل خط های طیفی



# تشکیل خط طیفی جذبی



# هر بخش یک خط طیفی از کجا می آید؟



Planetary Nebula NGC 6751

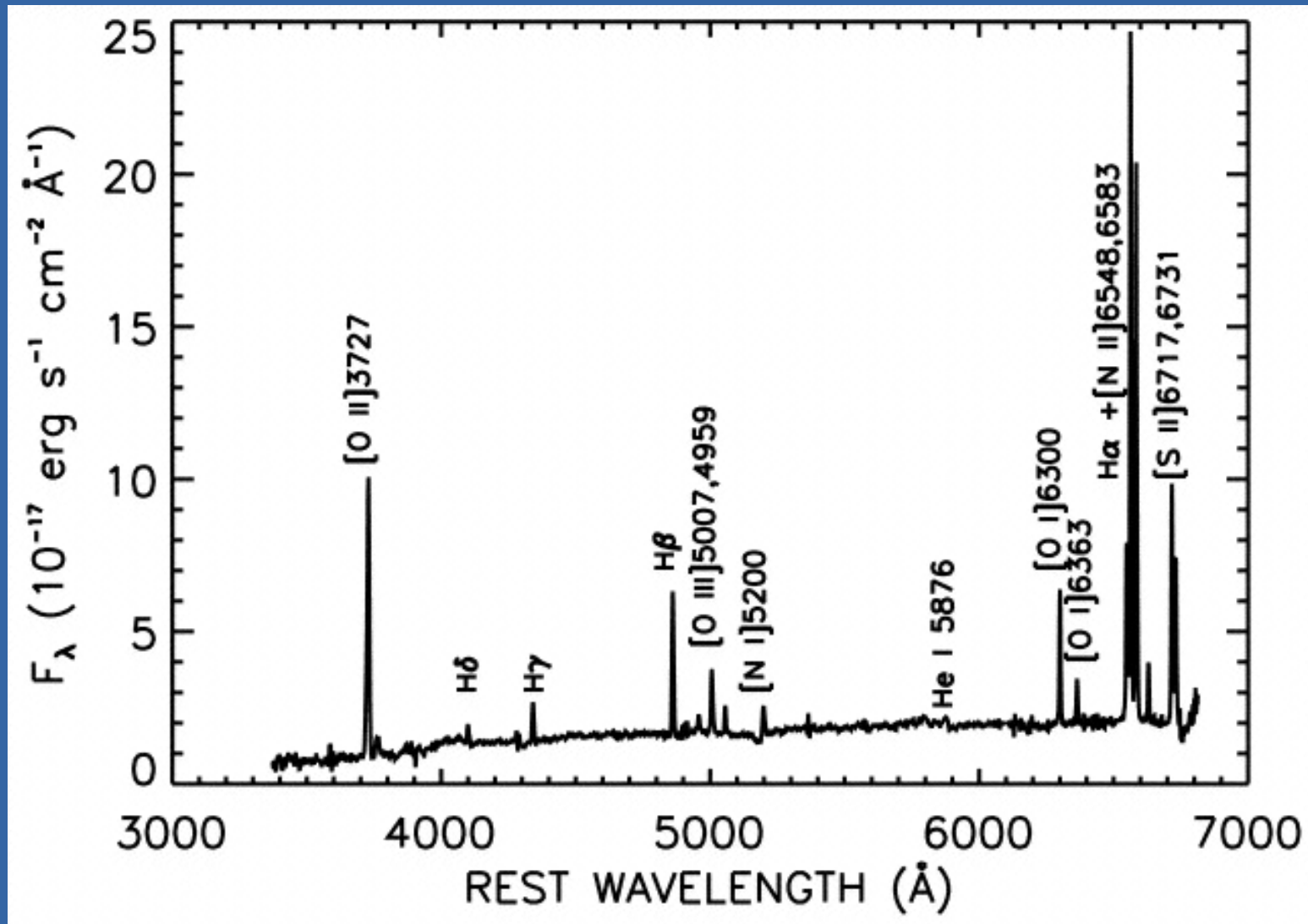
# سحابی سیاره نما



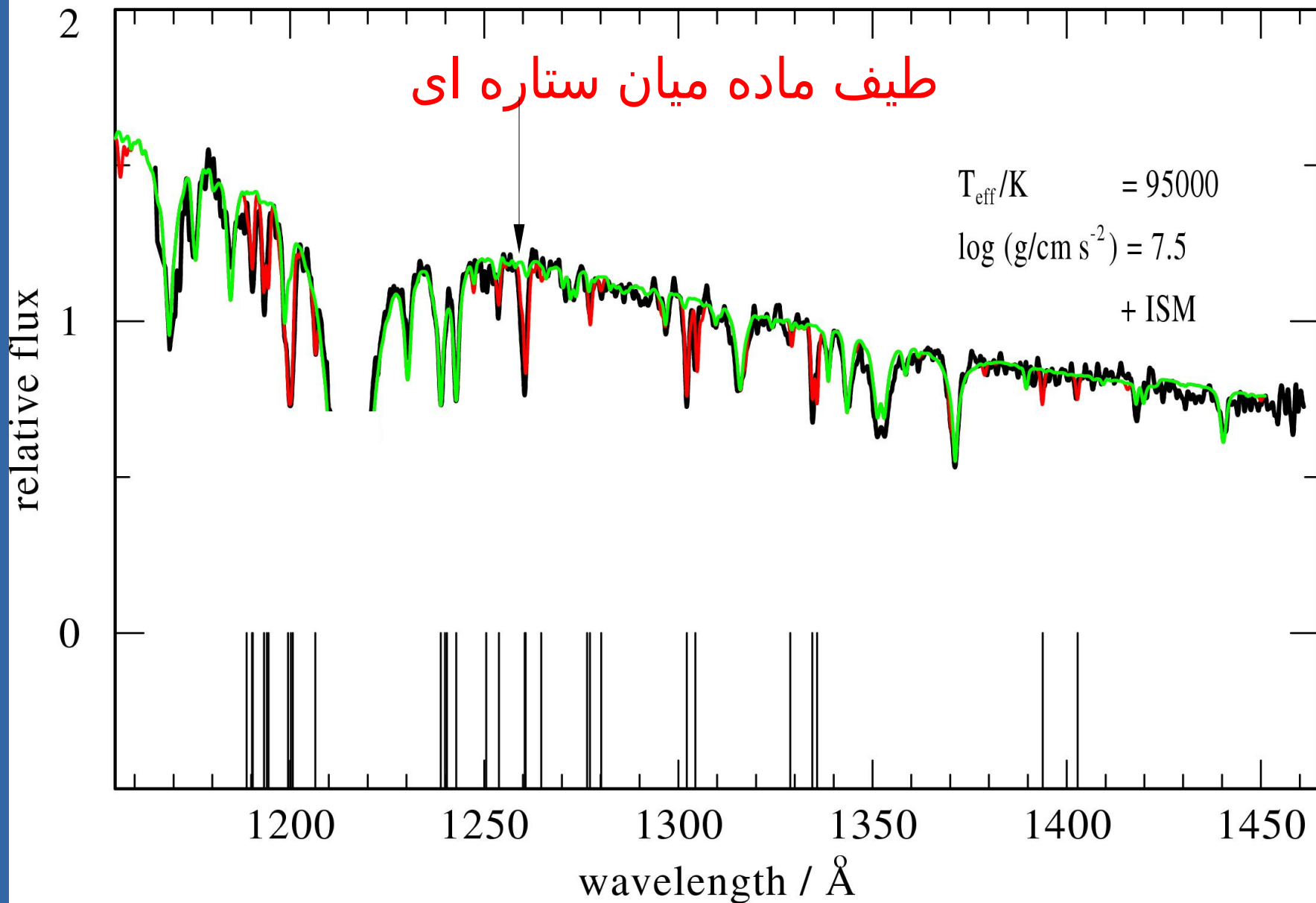
Hubble  
Heritage

PRC00-12 • Space Telescope Science Institute • NASA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

# طیف سحابی سیاره نما



PG 2131+066 HST-GHRS Cycle 5 data (smoothed 0.5Å)





Toward the end of the nineteenth century Kirchhoff showed that (black-body) radiation in thermodynamic equilibrium with matter has a distribution that depends on only the temperature  $T$  and on no other material properties of the enclosure.

$$\text{Kirchhoff: } I_\nu = B_\nu(T).$$

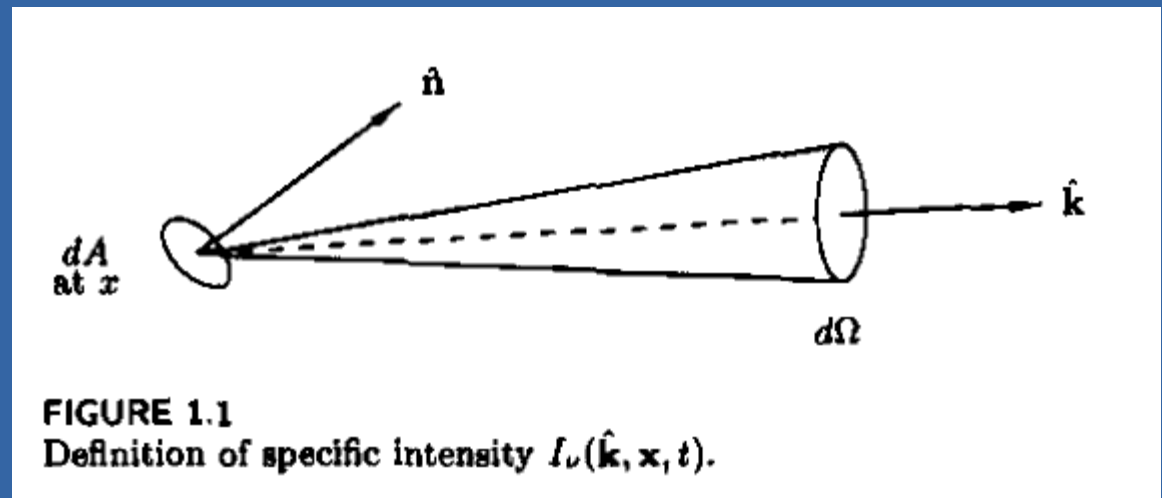
$$\text{Planck: } B_\nu = \frac{2h\nu^3/c^2}{e^{h\nu/kT} - 1}.$$

## فرم کلی یک قانون بقا

$$\frac{\partial}{\partial t}(\text{density of quantity}) + \nabla \cdot (\text{flux of quantity}) = \text{sources} - \text{sinks}.$$

$$\frac{\partial I_\nu}{\partial t} + c\hat{\mathbf{k}} \cdot \nabla I_\nu = \text{sources} - \text{sinks}.$$

## specific intensity



Our definition of specific intensity follows from consideration of Figure 1.1. Let  $dE$  be the amount of radiant energy which crosses in time  $dt$  the area  $dA$  with unit normal  $\hat{\mathbf{n}}$  in a direction within solid angle  $d\Omega$  centered about  $\hat{\mathbf{k}}$  and with photon frequency between  $\nu$  and  $\nu + d\nu$ . The monochromatic specific intensity  $I_\nu$  is then defined by the equation:

$$\text{energy :} \quad dE = I_\nu(\hat{\mathbf{k}}, \mathbf{x}, t) \hat{\mathbf{k}} \cdot \hat{\mathbf{n}} dA d\Omega d\nu dt. \quad (1.1)$$

# معادله انتقال تابش

$$d\tau_\nu = -\kappa_\nu \rho dr$$

عمق نوری

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu$$

$$I_\nu(\tau_\nu, \mu) = I_\nu(\tau_{0\nu}, \mu) \exp[-(\tau_{0\nu} - \tau_\nu)/\mu] \\ + \frac{1}{\mu} \int_{\tau_\nu}^{\tau_{0\nu}} S(\tau'_\nu) \exp[-(\tau'_\nu - \tau_\nu)/\mu] d\tau'_\nu$$

formal solution

**The End**

