

# Vzdělávací soustředění studentů

v rámci projektu KOSOAP

Kooperující síť v oblasti astronomických odborně-pozorovatelských programů

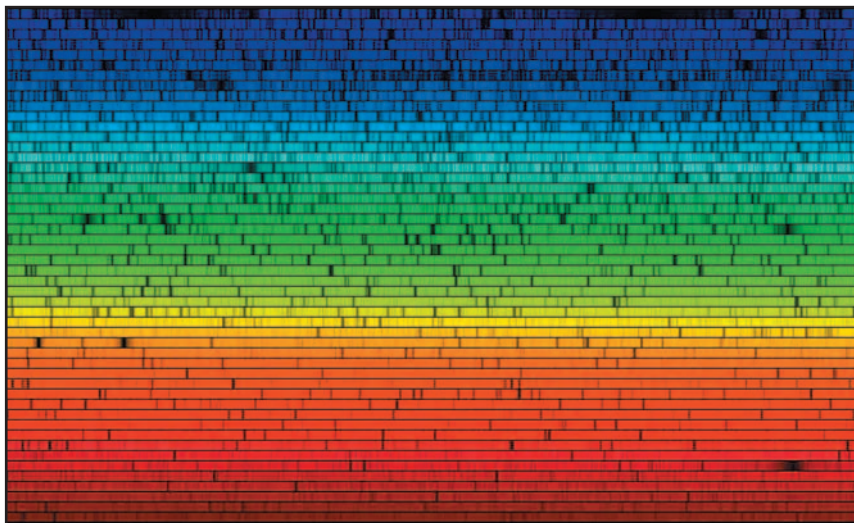


## METODICKÝ A VZDĚLÁVACÍ MATERIÁL

Hvězdárna Valašské Meziříčí 11. – 13. listopadu 2011

# ZÁKLADY SPEKTROSKOPIE

Libor Lenža, Jiří Srba



Tento mikroprojekt je spolufinancován Evropskou unií, z prostředků Fondu mikroprojektů spravovaného Regionem Bílé Karpaty



# 1. Spektrální analýza – klíč k pochopení nejen Slunce a hvězd

Libor Lenža, Hvězdárna Valašské Meziříčí, p. o. - s využitím textů doc. RNDr. Zdeňka Mikuláška, CSc. pro Pomaturitní studium astronomie ve Valašském Meziříčí

Astrofyzika na rozdíl od ostatních vědních disciplin nezkoumá kosmická tělesa přímo, ale prostřednictvím částic - fotonů, které z ní vystupují případně procházejí, odrážejí se apod. Nejdůležitějším zdrojem informací o kosmických tělesech je jejich **elektromagnetické záření**.

## Co je to elektromagnetické záření

Je to příčné vlnění, které se může šířit i vakuem. Směr šíření  $s$ , vektor magnetické indukce  $B$  a elektrické intenzity  $E$  jsou navzájem kolmé.

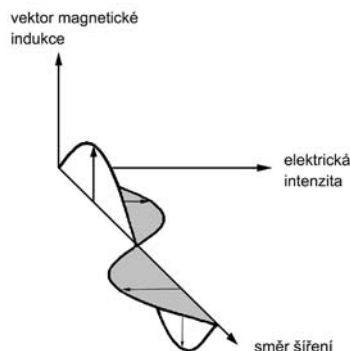
**Vlnová délka a frekvence** – pro elektromagnetické vlnění platí:

$$\mathbf{v} = \lambda \times \mathbf{v}$$

$v$  – rychlost vlnění (obecně  $v \neq c$  – platí, že čím hustější optické prostředí, tím nižší rychlost šíření)

$\lambda$  – vlnová délka

$\nu$  – kmitočet (frekvence)



Při přechodu do jiného optického prostředí se frekvence zachovává, vlnová délka a rychlost se přímo úměrně mění. Pouze pro vakuum, kde je rychlost šíření rovna rychlosti světla  $c$ , lze vlnovou délku a frekvenci zaměňovat.

**Rychlost světla** ve vakuu je základní fyzikální konstanta (nepřekročitelná rychlost pro příčinné svázané děje)  $\rightarrow c = 2,99792458 \times 10^8 \text{ m} \times \text{s}^{-1} \approx 3 \times 10^8 \text{ m} \times \text{s}^{-1}$ .

**Foton** – elementární částice elektromagnetického záření (jeho nejmenší kvantum). Foton nemá elektrický náboj, má nulovou klidovou hmotnost (existuje tedy jen v případě pohybuje-li se mezní rychlostí), zprostředkovává tzv. **elektromagnetickou interakci**, je totožný se svou antičásticí (foton = antifoton).

Jeden foton má energii úměrnou frekvenci:  $E = h \times \nu = h \times c/\lambda$

Podle Einsteinovy relace mezi hmotností  $m$  a energií  $E$ ,  $E = m \times c^2$ , lze jednotlivému fotonu přisoudit hmotnost  $m$  (tedy nikoliv klidovou hmotnost):

$$\mathbf{m} = E/c^2 = (h \times \nu)/c^2 = h/(\lambda \times c)$$

$h$  – Planckova konstanta (univerzální fyzikální konstanta)  $h = 6,6262 \times 10^{-34} \text{ J} \times \text{s}$   
 $= 4,136 \times 10^{-15} \text{ eV} \times \text{s}$

Jako částice pohybující se rychlostí  $c$  nese i hybnost  $p$ :

$$p = c \times m = (h \times \nu)/c$$

Snadným propočtem zjistíme, že čím kratší vlnová délka fotonu, tím větší je jeho hybnost, energie a odpovídající hmotnost. Čím vyšší je energie fotonu, tím více se chová jako částice, čím nižší energie, tím více má povahu vlnění (historicky vzniklý rozpor - vlna×částice – duální povaha světla).

### Polarizace světla

Detektory světla, které používáme, jsou citlivé pouze na elektrickou složku elektromagnetického záření. Obvykle se setkáváme se zářením nepolarizovaným – se stejnou pravděpodobností se v záření vyskytují všechny možné orientace vektoru  $\vec{E}$ . Kmitá-li však elektrická složka jen v jedné rovině, označujeme takové záření jako lineárně polarizované. V případě, že je jedna z rovin preferována, jedná se o přechodný typ, který označujeme jako záření elipticky polarizované.

V praxi vysílají polarizované záření některé zdroje, k polarizaci může dojít i při průchodu světla vhodně uspořádaným optickým prostředím (například mezihvězdným prachem). Míra polarizace nám dává informace o povaze zdroje nebo prostředí.

### Spektrální analýza hvězdných spekter

Záření vydávané kosmickými tělesy obvykle obsahuje „směs“ fotonů různé vlnové délky. Rozkladem tohoto záření podle vlnové délky provedeme spektrální rozklad světla z polychromatického na řadu světél monochromatických (tedy o jedné vlnové délce).

Základní informace o povaze a původu záření vypovídají o stavu objektu, jeho teplotě, chemickém složení, pohybu, mezilehlého prostředí (mezi zdrojem světla a pozorovatelem).

*Poznámka:*

*Používané jednotky pro vlnové délky elektromagnetického záření:*

$$1 \mu\text{m} = 10^{-6} \text{ m}; 1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m}; 1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m}$$

## Základní pojmy

**záření spojité** (neboli spojité emisní pozadí) = kontinuum – všechny vlnové délky

**spektrální čáry** (absorpční, emisní) – šířky velmi různé, od velice ostrých a kontrastních po „rozmyté“ o pološířce až 10 nm se složitým průběhem intenzity (profilu čáry)

**viditelné světlo** – část elektromagnetického spektra viditelná očima (někdy je označováno jako vizuální či optické)

## Historické poznámky

První solidní výzkum slunečního spektra a spektrálních čar zahájil *Joseph von Fraunhofer* (1817) – sestavil katalog s 324 čarami a označil nejvýznačnější písmeny (používá se dodnes):

– D = sodíkový dublet (589,0 a 569,6 nm)

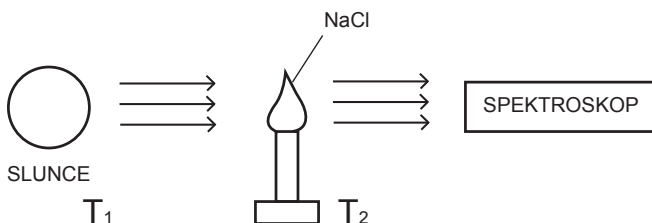
– H, K čáry vápníku (369 a 393,4 nm)

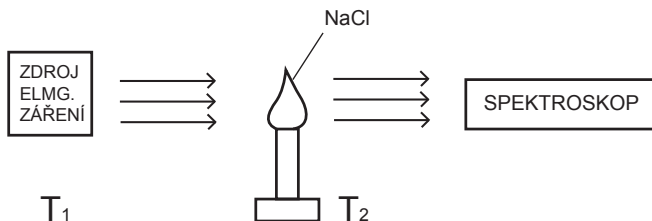
V polovině 19. století *Gustav Robert Kirchhoff* a *Robert Wilhelm Eberhard Bunsen* – systematické studium spektra laboratorních i přírodních zdrojů; mj. zjistili, že spojité spektrum dávají kapaliny a pevné látky zahřáté na vysokou teplotu; emisní čárové spektrum charakteristické pro daný chemický prvek emitují rozžhavené plyny.

**Sluneční spektrum – hádankou:** emisní spojité pozadí a spousta tmavých čar!

Už Fraunhofer si povšimnul, že dvojitá tmavá čára ve slunečním spektru je ve stejném místě, jako čára plynného sodíku – jednoduchý pokus se zdroje (Sluncem), plamenem svíčky, v němž spalovali NaCl – předpoklad, tmavá sluneční čára by měla vymizet nebo se změnit v čáru emisní.

Výsledek experimentu – šokující! Tmavá sodíková čára se ještě prohloubila – následovala řada laboratorních pokusů – místo Slunce laboratorní zdroj emisního spojitého záření – spektrum spojité s tmavou dvojčárou.





**Problém je v teplotách**, ty jsou rozhodující:

$T_1 > T_2 \rightarrow$  tmavé čáry;  $T_1 < T_2 \rightarrow$  emisní čáry

Jejich výzkum vyvrcholil v roce 1859 formulací **dvou základních zákonů spektroskopie**:

### 1. Kirchhoffův zákon

Chemické prvky v plynném stavu mají spektrum složené z čar, jejichž počet a vlnové délky jsou za všech podmínek (teploty, hustoty, tlaku) vždy stejné. Mění se jen jejich výraznost.

### 2. Kirchhoffův zákon

Spektrální čáry plynu umístěného mezi zdrojem spojitého záření a pozorovatelem se jeví jako čára absorpční, má-li plyn nižší teplotu než zdroj, nebo jako emisní v opačném případě. Čím více prvek v dané čáře září, tím více v ní i pohlcuje.

Porovnání spektra Slunce a dalších hvězd s laboratorními – odhad chemického složení hvězd, odhad teplot povrchů hvězd. Základní představa hvězdě atmosféry jako obvykle chladnější, řidší plynné vrstvy nad „povrchem“ hvězdy.

Spektrální výzkum hvězd z počátku fenomenologický – srovnávání s laboratorními spektry – objev řady chemických prvků – potvrzení materiální jednoty světa. Spektrální klasifikace byla sestavena, ale ve své podstatě chybělo její pochopení (viz kapitola Záření elektronových obalů atomů).

## Světlo nebo záření?

Z hlediska poznávání světa kolem nás je **elektromagnetické záření klíčovým zprostředkovatelem informací** o tělesech a jevech blízkých i vzdálených. Analýza elektromagnetického záření je opravdu klíčovým nástrojem poznávání světa.

Pokud se budeme bavit o „světlo“ mezi laiky, budou tento pojem ztotožňovat nejpravděpodobněji s **viditelnou částí spektra**, tedy s tím co vidí. Pod pojmem „záření“ si mnozí z laiků vybaví ultrafialové záření, před kterým se musí chránit při delších pobytech na slunci. Mnozí si ještě vzpomenou na rentgenové záření, se kterým měli možnost se setkat například při diagnostice zlomenin či jiných defektů na lidském skeletu.

Odborníci si pod pojmem „světlo“ vybaví prakticky totéž, jen s tím rozdílem, že jsou si vědomi skutečnosti, že viditelná část elektromagnetického záření („světlo“) je jen velmi malou oblastí celého elektromagnetického spektra, na kterou je citlivé naše oko. Pod pojmem „záření“ pak chápeme veškeré elektromagnetické záření v celém svém rozsahu.

## Elektromagnetické spektrum

Český název	Frekvence	Vlnová délka
extrémně dlouhé vlny	0,3 - 3 kHz	$10^3$ - $10^2$ km
velmi dlouhé vlny	3 - 30 kHz	$10^2$ - 10 km
dlouhé vlny (DV)	30 - 300 kHz	10 - 1 km
střední vlny (SV)	0,3 - 3 MHz	1 - 0,1 km
krátké vlny (KV)	3 - 30 MHz	100 - 10 m
velmi krátké vlny (VKV)	30 - 300 MHz	10 - 1 m
ultra krátké vlny (UKV)	0,3 - 3 GHz	1 - 0,1 m
mikrovlny	3 - 30 GHz	100 - 10 mm
mikrovlny	30 - 300 GHz	10 - 1 mm
infračervené záření	$10^{10}$ - $10^{14}$ Hz	1 mm - 1 mm
viditelné záření	$10^{14}$ Hz	400 - 900 nm
ultrafialové záření	$10^{14}$ - $10^{16}$ Hz	400 - 10 nm
rentgenové záření	$10^{16}$ - $10^{19}$ Hz	10 - 0,1 nm
gama záření	$10^{19}$ - $10^{24}$ Hz	$10^{-10}$ - $10^{-14}$ m

V přírodě dochází k neustálé interakci mezi fotony, atomy, molekulami a ionty, což znamená, že se vlastnosti látkového světa odrážejí v jeho záření, které je schopno překonávat i obrovské vzdálenosti a předat informaci o povaze místa, v němž záření vzniklo.

Problémem však je, že informace bývají poměrně komplikovaně zašifrované

a ne vždy je snadné tyto užitečné informace ze záření extrahovat. Proto je nezbytné k pochopení vlastností záření kosmických těles vyjít od těch nejjednodušších případů, tedy od idealizovaných modelů. Proto je nutné se ve fyzice seznámit s celou řadou idealizovaných případů (záření absolutně černého tělesa aj.), se vztahy a vzájemnými závislostmi, s definovanými „zákony“.

**Spojité emisní spektrum** (tedy jeho intenzita v závislosti na vlnové délce) by mělo být rozloženo **dle Planckovy křivky bez spektrálních čar**. Jediná informace, kterou by bylo možné zjistit je **teplota**. Skutečné rozložení energie ve spektru hvězd včetně Slunce se od Planckovy křivky významně liší jak celkově, tak i v detailech. Hvězdy jsou totiž obklopeny **atmosférami**, které na rozdíl od jiných částí hvězd **nejsou ve stavu termodynamické rovnováhy**.

### Odkud se záření bere?

Odpověď je kupodivu relativně velmi jednoduchá: **změnou hybnosti nabitých částic!** Pokud změním jejich hybnost, měním i rychlost a energii.

Známe dva základní mechanismy vzniku elektromagnetického záření:

#### TEPELNÉ                      NETEPELNÉ

Z praxe víme, že čím je objekt (částice) lehčí, tím snáze mění svoji hybnost. Proto se v praxi většinou bavíme jen o záření elektronů. Májí malou hmotnost a svou hybnost mění  $10^{13}$ krát ochotněji než např. proton. Elektron sám však foton vyslat nemůže (nebyly by zachovány zákony energie a hybnosti), proto k tomu elektron potřebuje ještě jinou částici, na kterou by se část energie a zejména hybnosti přenesla.

#### Známe záření:

- volných elektronů
- elektronů vázaných v atomu
- při anihilaci (při zániku částice s antičásticí se uvolňuje dvojice fotonů)
- při některých jaderných reakcích (jako vedlejší produkty – uvolnění energie)

**Tepelné záření vzniká přeměnou energie tepelného pohybu částic** (tedy energie kinetické) na energii záření. Tepelné záření vyzařuje každé těleso, které má teplotu vyšší než je absolutní nula, tedy 0 K.

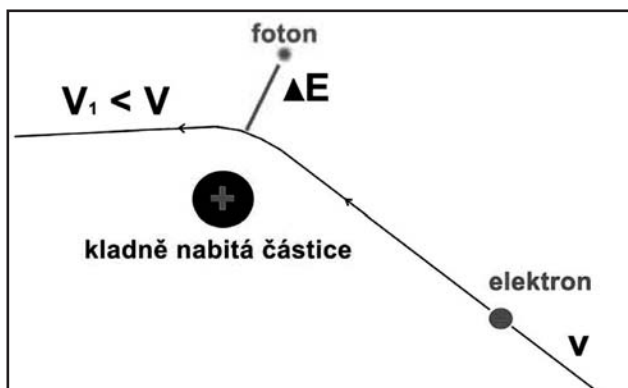
**Netepelné záření vzniká při změně hybnosti částic.** Rozlišujeme:

1. **brzdné záření** - změna hybnosti částic je vyrovnána vyzářením fotonového kvanta (fotonu) nabitou částicí, jejíž hybnost se mění.
2. **magnetické brzdné záření** - působením Lorentzovy síly se dráha elektronu v magnetickém poli zakřivuje, elektron mění hybnost – musí vyzářovat. (záření je polarizované).
3. **Comptonovy jevy** - Comptonův jev versus inverzní Comptonův jev (v tomto případě foton nevzniká, ale výrazně se mění jeho vlastnosti).

## 1. Brzdné záření

Situace je zdánlivě velmi jednoduchá. Volný elektron se pohybuje v elektrostatickém poli kladně nabitého iontu. Díky tomu se pohybuje po zakřivené trajektorii – tedy **mění se vektor hybnosti elektronu**, a to může vyvolat vyslání fotonu (na úkor kinetické energie elektronu). Pokud bychom to velmi zjednodušili, můžeme hovořit o jakémsi typu „srážky“ elektronu s iontem. Kinetická energie se sníží → elektron je bržděn, proto brzdné záření.

Jedná se o nejobvyklejší způsob generování záření u horkých objektů (nitra hvězd, korony). **Spektrum brzdného záření je spojitě (kontinuum)** – je to logický důsledek skutečnosti, že fotony mohou mít díky podstatě jevu prakticky jakoukoliv energii v daném rozsahu. Spektrum závisí na rozložení rychlosti elektronů. Pokud se jedná o tepelně neuspořádaný pohyb, má povahu záření absolutně černého tělesa.



**Existuje i inverzní proces k brzdnému záření**, který je ve stavu rovnováhy stejně účinný. Dvojice elektron a iont pohltní foton a rozdělí si mezi sebou jeho hybnost a energii.

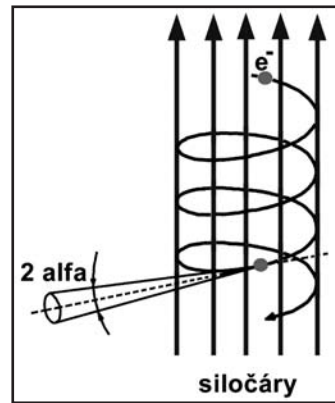
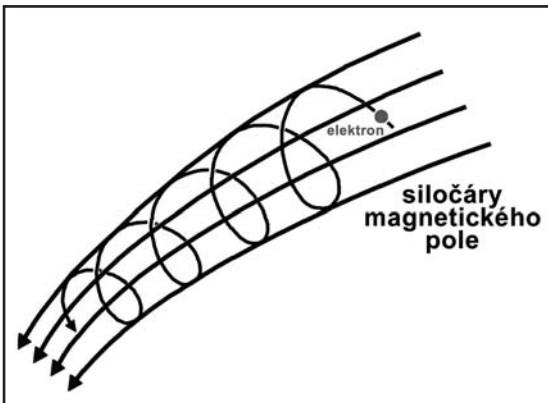


## 2. Magnetické brzdné záření

Fotony jsou emitovány volnými elektrony pohybujícími se v magnetických polích. Dle rychlosti elektronů rozdělujeme na:

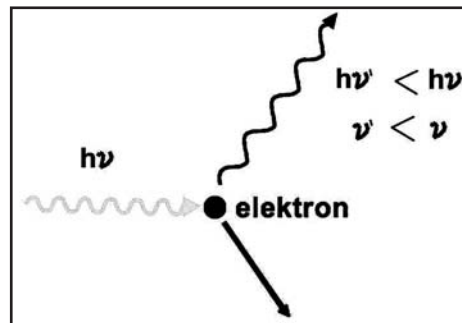
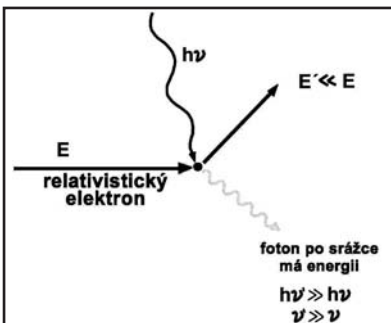
- **Cyklotronové**  $v \ll c$  (září všemi směry na frekvenci spirálního pohybu)
- **Synchrotronové**  $v \leq c$  (projevují se relativistické efekty, elektron vyzařuje jen ve směru pohybu v úzkém kuželu spojitě spektrum)

Trajektorie elektronu se v magnetickém poli působením Lorenzovy síly zakřivuje – **mění se hybnost (vektor) a elektron vyzařuje**. Záření vzniká tam, kde jsou k dispozici rychlé elektrony a silná magnetická pole (např. zbytky supernov, relativistické elektrony v okolí Jupiteru apod.).



## 3. Comptonovy jevy

Ve své podstatě se nejedná o proces, při němž by fotony vznikaly. Jedná se o **vzrůst energie fotonu po „pružné“ srážce s relativistickým elektronem**. Funguje to i opačně. Comptonův jev pozorujeme z míst zářících magnetickým brzdným zářením.



Velmi důležitým mechanismem vyzařování jsou **přechody mezi hladinami o různé energii ve vázaných systémech**, tedy atomech a molekulách.

Je dobré si uvědomit, že prakticky u každého z výše uvedených mechanismů záření funguje i inverzní proces, při němž se foton buď zcela ztrácí nebo se snižuje jeho energie.

*Poznámka - pozor na terminologický problém – korpuskulární neboli kosmické záření. Toto „záření“ je nutno striktně odlišit od elektromagnetického záření, jelikož se jedná o proudy rychlých částic (elektronů, jader atomů, ...). Jedná se o fyzikálně zcela odlišný jev od elektromagnetického záření.*

## Záření elektronových obalů atomu

Spektrální klasifikace hvězd byla v základních obrysech dokončena, přesto však chybělo její hlubší pochopení.

Základní otázky:

- 1) Proč prvky září v určitých čarách?
- 2) Jakou informaci nám hvězdné spektrum skutečně přináší?

## Proč prvky září v určitých čarách?

Čárová spektra vznikají **díky přechodům elektronů ve vázaných systémech** (atomech, molekulách).

## Stavba atomu

Správnou představu o stavbě atomu jsme měli až ve 20. letech 20. století – podmíněno rozvojem fyziky, zejména pak kvantové fyziky. Představa (zjednodušená): ATOM = jádro + elektronový obal

**Jádro** - tvořeno protony, neutrony (nukleony) – vázány pospolu – krátkodosahovými jadernými silami (silná interakce)

Malý objem –  $10^{-15}$  m

Protony – kladný náboj  $m_p = 1,62727 \times 10^{-27}$  kg

Neutrony – neutrální  $m_n = 1,6750 \times 10^{-27}$  kg

Počet protonů  $Z$  – protonové číslo (chemické vlastnosti)

Počet neutronů  $A-Z$

$A =$  hmotnostní číslo

Hmotnost jádra:

$$Z \times m_p + (A-Z) \times m_n + E_{\text{vaz}}/c^2$$

Vazebná nebo konfigurační energie  $E < 0$

Jádro má kladný elektrický náboj

$$Q \times Z$$

$$Q = 1,602 \cdot 10^{-19} \text{ C}$$

## Elektronový obal

Ve zjednodušeném Bohrově modelu atomu se v elektrickém poli jádra pohybují záporně nabitě elektrony:

elektrický náboj elektronu = - elektrický náboj protonu

**Neutrální atom:** počet elektronů = počtu protonů

**Elektricky nabitý atom:** počet elektronů menší  $\rightarrow$  kladný iont + volný elektron (například  $\text{H}^-$  - záporný iont vodíku)

**Elektrony jsou k jádru vázány přitažlivou elektrostatickou silou = vázaný systém** – k jeho rozbití je nutno dodat energii (tzv. ionizační). Struktura a vlastnosti elektronového obalu dány zákony kvantové mechaniky – elektrony se nechovají jako klasické hmotné elektricky nabitě částičky.

**Klasický model** – obdoba planetárního systému – v ohnisku kladně nabitě jádro, po eliptických drahách „obíhají“ elektrony

Energie  $E \sim -(1/a)$

$E > 0$  hyperbola

$E < 0$        $E \rightarrow 0$      $a \rightarrow \infty$

$E < 0$        $a \rightarrow 0$      $-E \rightarrow \infty$     excitovaný atom

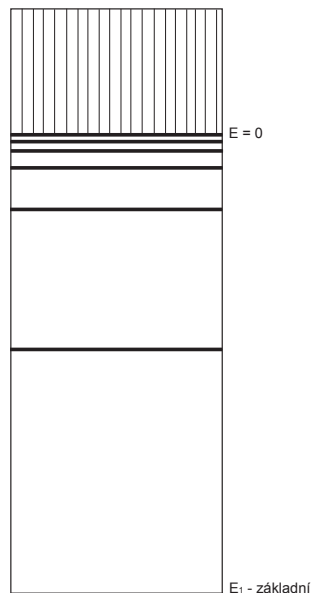
Energie teoreticky libovolná  $\rightarrow$  skutečnost je jiná, vázané stavy mají jen určité „povolené“ hodnoty energie – jejich soubor je charakteristický pro určitý atom či iont (viz schéma vpravo).

Elektron může zaujmout jen určitou minimální energii – **základní energiová hladina**

$E_1 < E < 0$     diskrétní spektrum hladin

$E > 0$  spojité – čemu to odpovídá  $E = \frac{1}{2} m \times v^2$   
– rychlost vůči atomu

**Atom vodíku** – nejjednodušší atom: proton + elektron



**Energiové hladiny** jsou určeny tzv. hlavním kvantovým číslem  $n$

$$E(n) = E_1/n^2 \quad E_1 - \text{energie základní hladiny}$$

$$E_1 = -13,595 \text{ eV} \quad (1 \text{ eV} = 1,602 \times 10^{-19} \text{ J})$$

Snadno dosazením:

$E_1 = -13,6 \text{ eV}$ ;  $E_2 = -3,4 \text{ eV}$ ;  $E_3 = -1,5 \text{ eV}$ ;  $E_4 = -0,85 \text{ eV}$ ;  $E_5 = -0,54 \text{ eV}$  (každá hladina je vlastně  $2n^2$  energií hladin různých stavů elektronu)

**Atom v základní stavu – neexcitovaný**

V jiném stavu  $E < 0$  – **excitovaný**

$E > 0$  – **ionizovaný**

Ve **vybuzeném stavu** atom setrvává jen krátkou dobu ( $10^{-9}$  s):

- samovolně přechází na nižší – rozdíl energií odnáší foton;
- může být setřesen i nepružnou srážkou – rozdíl energií odnáší oba atomy

Do **excitovaného stavu** se dostane:

- pohlcením fotonu o energii  $h \times \nu = \Delta E$
- nepružnou srážkou s jiným atomem, energie z energie kinetické

**Spektrum atomu vodíku:**

- zde pozorovány určité spektrální série
- Lymanova v UV
- Balmerova ve viditelné části spektra
- Paschenova – v IR

Dáno přeskoky elektronu mezi dovolenými hladinami

**Lyman**

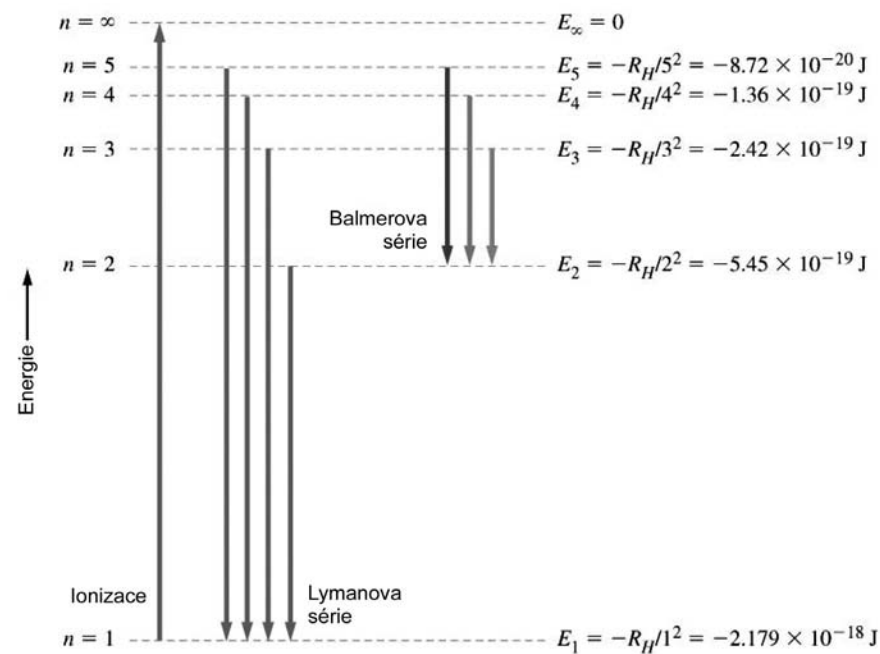
$\alpha$	$2 \rightarrow 1$	( $\lambda = 121,5 \text{ nm}$ )
$\beta$	$3 \rightarrow 1$	( $\lambda = 102,6 \text{ nm}$ )
$\gamma$	$4 \rightarrow 1$	( $\lambda = 97,2 \text{ nm}$ )
$\delta$	$5 \rightarrow 1$	( $\lambda = 95,0 \text{ nm}$ )
	$\infty \rightarrow 1$	( $\lambda = 91,2 \text{ nm}$ )

**Balmer**

$\alpha$	$3 \rightarrow 2$	( $\lambda = 656,3 \text{ nm}$ )
$\beta$	$4 \rightarrow 2$	( $\lambda = 486,2 \text{ nm}$ )
$\gamma$	$5 \rightarrow 2$	( $\lambda = 434,1 \text{ nm}$ )
$\delta$	$6 \rightarrow 2$	( $\lambda = 410,2 \text{ nm}$ )
	$\infty \rightarrow 2$	( $\lambda = 364,6 \text{ nm}$ )

**Paschen**

$\alpha$	$4 \rightarrow 3$	( $\lambda = 1870 \text{ nm}$ )
$\beta$	$5 \rightarrow 3$	( $\lambda = 1280 \text{ nm}$ )
$\gamma$	$6 \rightarrow 3$	( $\lambda = 1090 \text{ nm}$ )
$\delta$	$7 \rightarrow 3$	( $\lambda = 1020 \text{ nm}$ )
	$\infty \rightarrow 3$	( $\lambda = 820 \text{ nm}$ )



Změna energie

$$\Delta E = h \times \nu = E_1 \left( \frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

 $\nu = c/\lambda$ 

R – Rydbergova konstanta

$$R = -E_1/(c \times h)$$

$$1/\lambda = R \left( \frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

$$R = 1,097 \times 10^7 \text{ m}^{-1}$$

### Složitější atomy – podstatně více energiiových hladin

E (n, l, m, s) – funkce 4 kvantových čísel, ale jen jedna hladina má nejnižší úroveň – základní  $E_1$  – ionizační energie – minimální energie potřebná k tomu, aby byl atom s elektronem v základním stavu ionizován

## Změny energiového stavu atomu – mikropohled

	Elektron	Přechod	Proces	Příčina
Zvýšení energie	zůstává v atomu	vázaně-vázaný $E_n \rightarrow E_m$	excitace	a) srážka s jinou částicí b) pohlcením fotonu o energii $h\nu = E_m - E_n$
	opustí atom	vázaně-volný $E_n \rightarrow$	ionizace	c) srážkou (srážková ionizace) d) absorpce fotonu $h\nu >  E_n $ $E_n + h\nu = E_{kin} > 0$
	zůstává volný	volně-volný $n < m!$		elektron v poli iontu pohltí foton
Snížení energie	zůstává v atomu	vázaně-vázaný $E_m \rightarrow E_n$	deexcitace	e) srážka f) vyzaření fotonu $h\nu = E_m - E_n$ (samovolná nebo stimulovaná emise)
	zachycen iont	volně-vázaný $\rightarrow E_n$	rekombinace	g) srážka iontu, elektronu a další částice, která elektronu odebere energii h) emise fotonu $h\nu = E_{kin} - E_n$
	zůstává volný	volně-volný	brzdné záření	i) emise fotonu

Časové relace, během kterých se výše uvedené děje odehrávají, jsou velmi krátké. Atom vydrží v excitovaném stavu jen velmi krátkou dobu, pak dochází k **samovlnému (spontánnímu) přechodu** do základního stavu ( $\Delta\tau \sim 10^{-9}$  s).

Může tak učinit přímo nebo postupně (**fluorescence**).

Kromě stabilní (základní) hladiny existují i metastabilní, v nichž může elektron setrvat mnohem déle, než dojde k samovlnnému přechodu (jde o tzv. zakázané přechody). K hromadnému přechodu může dojít prostřednictvím fotonu o energii

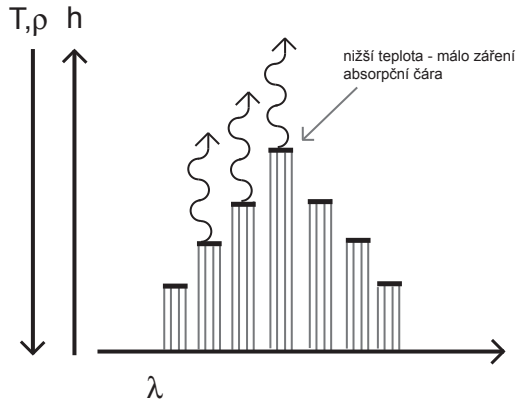
$h\nu = E_{MET} - E_{ZAKL} \rightarrow$  **přechod stimulovaný** (emise vynucená). Tento proces se uplatňuje v laserech a maserech (stimulované emise jsou pozorovány i v kosmickém prostoru). Je však nutné splnit podmínky: řídké prostředí, slabá srážková deexcitace).

## Čistý rozptyl

Může dojít i k velice kratičkému pohlcení a opětné emisi fotonu bez návaznosti na energiovou strukturu – to se odehrává v časech  $\Delta\tau \sim 10^{-14}$  s.

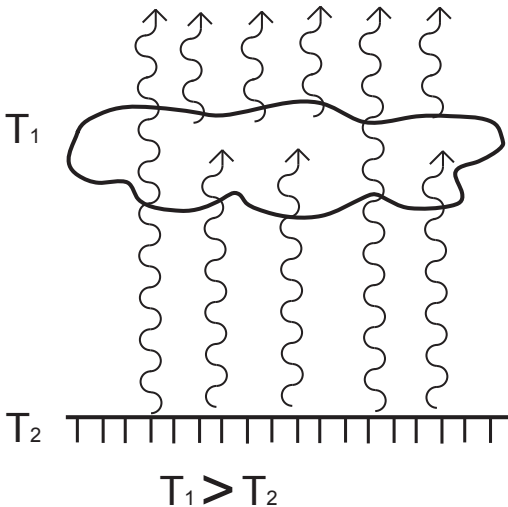
### Vznik čárového spektra

Princip vzniku čárového absorpčního spektra u hvězd – **průchod záření z teplého nitra chladnější atmosférou**. Souvisí to také s problémem „dohlednosti“ – optické hloubky, odkud k nám přichází většina záření. Ve fotosféře nám s výškou klesá teplota a hustota. Záření vyzařené z nižších vrstev pak prochází vyššími vrstvami (jakýmsi „stínítkem“), které mají nižší



teplotu a tedy větší pohltivost → **vznikají absorpční čáry**. Je nutné si uvědomit, že záření ze sluneční fotosféry k nám přichází z celé vrstvy o nenulové tloušťce.

Pokud se podíváme na vrstvu sluneční fotosféry, tak v ní tlak, hustota i teplota rychle klesají s rostoucí výškou. Většina záření k nám přichází z míst, kde fotosféra začíná být **opticky hustá** (hlubší vrstvy přímo nevidíme jelikož jsou zastíněny svrchními). Hořejší vrstvy přispívají k celkovému záření nepatrně ze dvou důvodů: jsou řídké (opticky) a obvykle chladnější.



Jas je tedy určen teplotou oblasti, kde je optická hloubka  $\tau \sim 0,7 \div 1,0$ . Uprostřed disku vidíme hlouběji do hvězdy – teplota materiálu je tu vyšší, než na okrajích.

**Emisní čáry** vznikají obdobně, jen oblast mezi hlavním zdrojem záření a pozorovatelem má vyšší teplotu než zdroj (viz obrázek)

– jedná se o případ teplotní inverze, jako je tomu ve sluneční chromosféře.

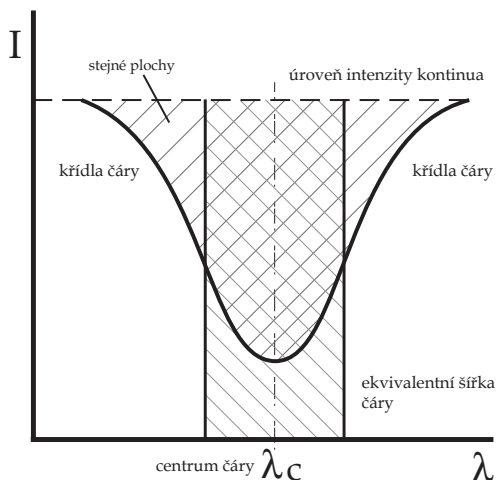
## Jakou informaci nám hvězdné spektrum skutečně přináší?

Spektrální čáry nejsou dokonalé. Na jejich průběh má vliv řada faktorů. Bez nich by byly čáry definovány jen strukturou atomu, byly by to přesné a dokonale ostré čáry. Ve skutečnosti jsou však rozmazané, rozmyté - **průběh profilu spektrální čáry** tak v sobě nese velké množství informací.

### 1) O pohybu zdroje

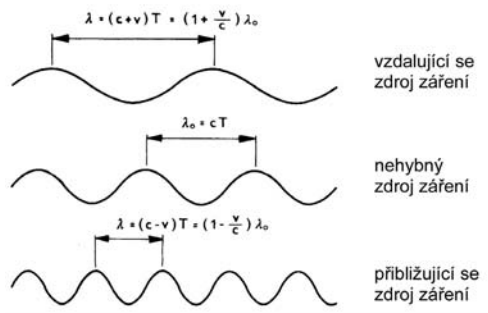
Vycházíme z Dopplerova principu. Odchytky od tzv. střední radiální rychlosti (RV) **znamenají radiální pohyb** (či radiální složku pohybu). V případě, že odchytky od RV jsou záporné, zdroj se přibližuje, pokud jsou větší než nula, zdroj se vzdaluje.

Je nutno rozlišovat odchytky od RV na **mikroskopické úrovni** (to je dáno tepelnými pohyby v látce) a **makroskopickými pohyby** (plynné proudy, rotace apod.)



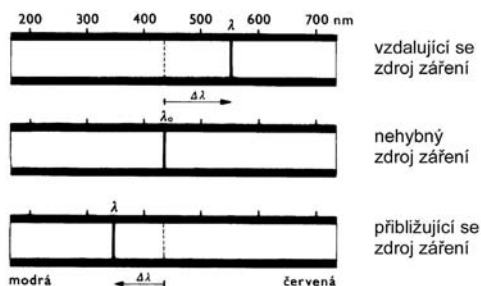
### 2) O tlaku v atmosféře

Hodnota energie jednotlivých hladin je ovlivňována i přítomností okolních částic (srážkami – i vzdálenými). **Čím vyšší je hustota (tlak), tím větší je neostrost čar.** Proto se od sebe tak liší čáry vznikající v řídkém prostředí atmosfér velebobrů oproti hvězdám na hlavní posloupnosti či bílým trpaslíkům.



### 3) O makroskopickém magnetickém poli

V magnetickém poli se energetické hladiny rozšíří úměrně indukci pole – **spektrální čáry se rozšíří nebo dokonce rozdělí na řadu složek.**





Efekt byl poprvé pozorován v roce 1896 holandským fyzikem *Pietrem Zeemanem* na žlutých D-čarách sodíku, pokud byl plamen umístěn mezi silnými magnetickými poli. Společně s dalšími byl v roce 1902 oceněn Nobelovou cenou za fyziku. Později bylo nalezeno diskrétní štěpení spektrálních čar do více než patnácti komponent.

Dnes tento jev označujeme pojmem **Zeemanův jev** (efekt).

Zeeman obdržel Nobelovu cenu společně se svým školitelem, holandským fyzikem *Hendrikem Antonem Lorenzem*. Ten měl už dříve představu o efektech magnetických polí na světlo. Vycházel ze své teorie, že elektrony obíhající kolem jádra atomu, oscilují a produkují elektromagnetické záření. Logicky mohou mít vnější magnetická pole vliv na oscilace a tím i frekvenci vyzařovaného záření. Tato úvaha byla později modifikována kvantovou mechanikou do přesnější a obecnější podoby.

#### 4) O chemickém složení (hvězd)

- a) **kvalitativní** – vyskytují-li se čáry, vyskytuje se tam i daný prvek (pozor – neplatí to naopak)
- b) **kvantitativní** – existuje vztah mezi ekvivalentní šířkou a zastoupením příslušného prvku ve hvězdném materiálu – avšak závislost není jednoduchá – řeší se pomocí tzv. modelů hvězdných (slunečních) atmosfér.

Samozřejmě je možné ze spektra zjistit i další věci, například přítomnost materiálu v mezilehlém prostředí mezi vzdálenou hvězdou a pozorovatelem (oblaka vodíku, cirkumstelární materiál, rozpínající se obálky apod.).

#### Zajímavé odkazy

<http://chinook.kpc.alaska.edu/~ifafv/lecture/fraunhofer.htm> - fotky spektra

[http://bass2000.obspm.fr/solar\\_spect.php](http://bass2000.obspm.fr/solar_spect.php) - atlas spektra s možností vyhledávání

<http://www.spektroskopie.cz>

<http://www.asu.cas.cz/~solmag/cesky/mag2.htm> - popis ondřejovského magnetometru

## 2. Měření magnetických polí na Slunci

Dnes víme, že magnetické pole Slunce je klíčovým zdroje jeho aktivity. To platí nejen pro globální magnetické pole Slunce, ale také pro jeho lokální struktury. Magnetické pole je hlavním mechanismem ovlivňujícím téměř veškeré dění na Slunci. Je to logické, neboť naprostá drtivá většina hmoty Slunce je v plazmatickém stavu a s magnetickým polem tak velmi intenzivně interaguje.

### Historie objevu magnetických polí na Slunci

(s využitím webu <http://www.asu.cas.cz/~solmag/cesky/history.htm>)

Jedním z hlavních podnětů pro hledání magnetických polí na Slunci resp. ve slunečních skvrnách, kterým se zabýval *Georgi E. Hale* (1868 - 1938) bylo pozorování chromosférických struktur v okolí slunečních skvrn. Pozorované chromosférické útvary připomínaly rozložení struktur siločar v okolí tyčového magnetu.

Hale prováděl své první nesmělé pokusy se spektrografem vybaveným konkávní mřížkou na soukromé observatoři Kenwood v Chicagu. Tento přístroj byl předobrazem dalšího spektrografu „slečny Helen Snowové“, postaveném nejprve za její prostředky na Yerkesově observatoři (1903) a pak přeneseném na observatoř Mt. Wilson (1904-1905). Dalekohled však měl problém s tím, že se jeho zrcadla už po jejich krátkém vystavení slunečnímu záření začala bortit a vlnit. Tento fakt vedl Haleho ke stavbě „experimentálního“ věžového dalekohledu (1906) s ohniskem 18,96 m. Pomocí na něm instalovaného spektroheliografu se mu podařilo poprvé získat fotografie Slunce ve vodíkové čáře H- $\alpha$ .

Úspěch s tímto věžovým dalekohledem ho motivoval k dalšímu vylepšení. Už v roce 1907 zkonstruoval podle plánů svých a *C. G. Abbota* vyšší věžový dalekohled s ohniskem úctyhodných 47,41 m. Všechny tyto přístroje byly neustále zdokonalovány, jejich spektrografy vylepšovány. Zcela jistě by bylo zajímavé podrobně sledovat jejich úspěchy i neúspěchy, ale na to zde není prostor (*G. E. Hale and S. B. Nicholson*, 1938).

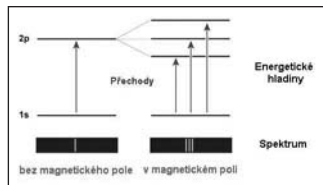
První spektra, dokazující existenci magnetického pole ve slunečních skvrnách, byla získána dne 24. června 1908 na velkém věžovém dalekohledu, a to v druhém řádu rovinné Rowlandovy mřížky vertikálního spektrografu, vybaveného Fresnelovým hranolem a nikolem nad svou štěrbinou. Dne 25. června pak v třetím řádu, v červené oblasti spektra, po speciálním zcitlivění fotografické desky. Otáčení nikolu měnilo relativní intenzity komponent rozštěpených čar a posouvalo jimi. Indikovalo tak opačnou kruhovou nebo eliptickou polarizaci jednotlivých složek rozštěpených spektrálních čar (Hale, 1908).

Hale se ve dvacátých letech také pokoušel se svými spolupracovníky (např. Searsem, Maanenem, Ellermannem) měřit fotograficky celkové pole Slunce, ale bez úspěchu. Tyto marné pokusy byly podnětem pro hledání nových, zejména fotoelektrických metod pro měření slabých slunečních magnetických polí.

## Princip měření magnetických polí – Zeemanův efekt

Již v roce 1896 objevil *Pietre Zeeman* štěpení spektrálních čar, pokud na vyzařující atom působí magnetické pole. Později se ukázalo, že některé spektrální čáry se štěpí „ukázněně“ na tři složky (triplet) = **normální Zeemanův jev**, jiné spektrální čáry vytvářejí složitější multiplety = **anomální Zeemanův jev**.

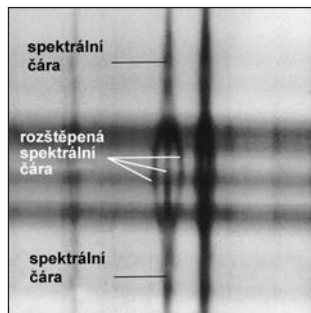
Nedlouho po tomto objevu vypracoval *Hendrik Anton Lorentz* teorii, která relativně jednoduše vysvětluje normální Zeemanův jev a odvozuje vztah pro velikost rozštěpení a vysvětluje také polarizaci složek. Jeho teorie je založena na principu klasického harmonického oscilátoru tvořeného elektronem v poli kvazielastické síly.



Pokud se elektron nachází v prostředí bez přítomnosti magnetického pole, může kmitat v libovolném směru, kombinací fázově posunutých pohybů v různých směrech můžeme dostat i pohyby eliptické a kruhové. Ve všech případech je pak kruhová frekvence kmitu  $\omega_0$  stejná. Ovšem pokud umístíme elektron do magnetic-

kého pole, může vykonávat jen tři periodické pohyby, které odpovídají třem různým frekvencím. Při pohybu po přímce ve směru magnetického pole je Lorentzova síla působící na elektron nulová. Pohyb elektronu tak magnetické pole neovlivňuje a jeho frekvence je stejná jako by pole nebylo -  $\omega_0$ .

Zbývají dva pohyby, které jsou kruhové v rovině kolmé k vektoru indukce. První v jednom směru a druhý v opačném směru. V tomto případě se Lorentzova síla přidává s kladným či záporným znaménkem ke kvazielastické síle, která vyrovnává odstředivou sílu působící na elektron.



Samozřejmě je jasné, že pozorujeme-li vyzařující atom ve směru magnetického pole, je světlo krajních složek kruhově polarizováno v opačných směrech.

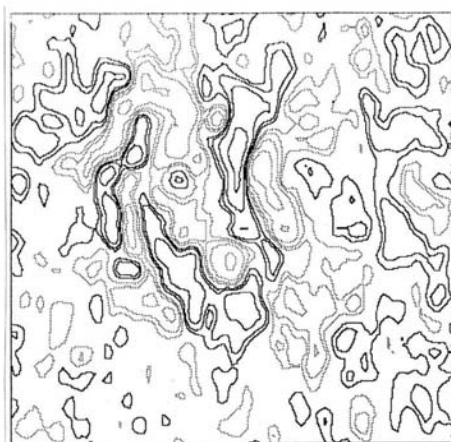
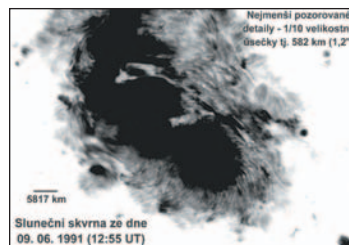
Prostřední složka nebude pozorovatelná, protože dipól nevyzařuje ve směru své osy. Při pozorování ve směru kolmém k magnetickému poli jsou všechny tři složky polarizovány lineárně. Rovina polarizace světla je určena směrem vektoru intenzity elektrického pole světelné vlny. U prostřední složky se bude shodovat se směrem siločar působícího magnetického pole, u krajních složek k nim bude kolmá.

Samozřejmě tento výklad je velmi zjednodušený. Podrobnější kvantový rozbor normálního Zeemanova efektu (natož anomálního) je hodně mimo rámec jednoduché Bohrovy teorie, kterou jsme při výkladu využili.

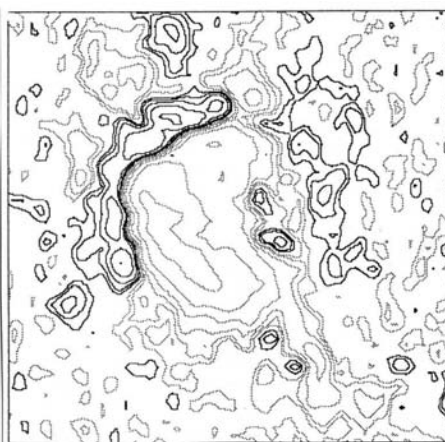
## Mapy magnetických polí na Slunci

Rozsah tohoto vzdělávacího metodického materiálu je příliš malý na to, abychom se mohli podrobněji věnovat všem aspektům měření (z pohledu fyziky, metodiky i přístrojů) a především interpretace naměřených hodnot a jejich konverze v mapy magnetických polí.

Díky moderní technice, a to především družič-



ONDREJOU OBSERVATORY DOPPLERGRAM ( 20000 )  
 Date: 060991-4 Time: 07:27:29 - 07:46:30 UT  
 File: 060991M8.4 X: 37 - 132 Y: 7 - 69  
 Log.Scale: 100 200 400 800 1600 3200 (m/s)



ONDREJOU OBSERVATORY MAGNETOGRAM  
 Date: 060991-4 Time: 07:27:29 - 07:46:30 UT  
 File: 060991M1.4 X: 37 - 132 Y: 7 - 69  
 Log.Scale: 4 8 16 32 64 128 (mT)

ové, dnes máme k dispozici velmi kvalitní mapy magnetických polí na Slunci v dostatečném časovém rozlišení. Také Česká republika držela v minulosti se světem krok v oblasti měření magnetických polí na Slunci. Pro měření se využívaly fotoelektrické magnetografy na Astronomickém ústavu AV ČR v Ondřejově.

V současné době pořizuje svými přístroji velmi kvalitní magnetogramy sonda Solar Dynamics Observatory.

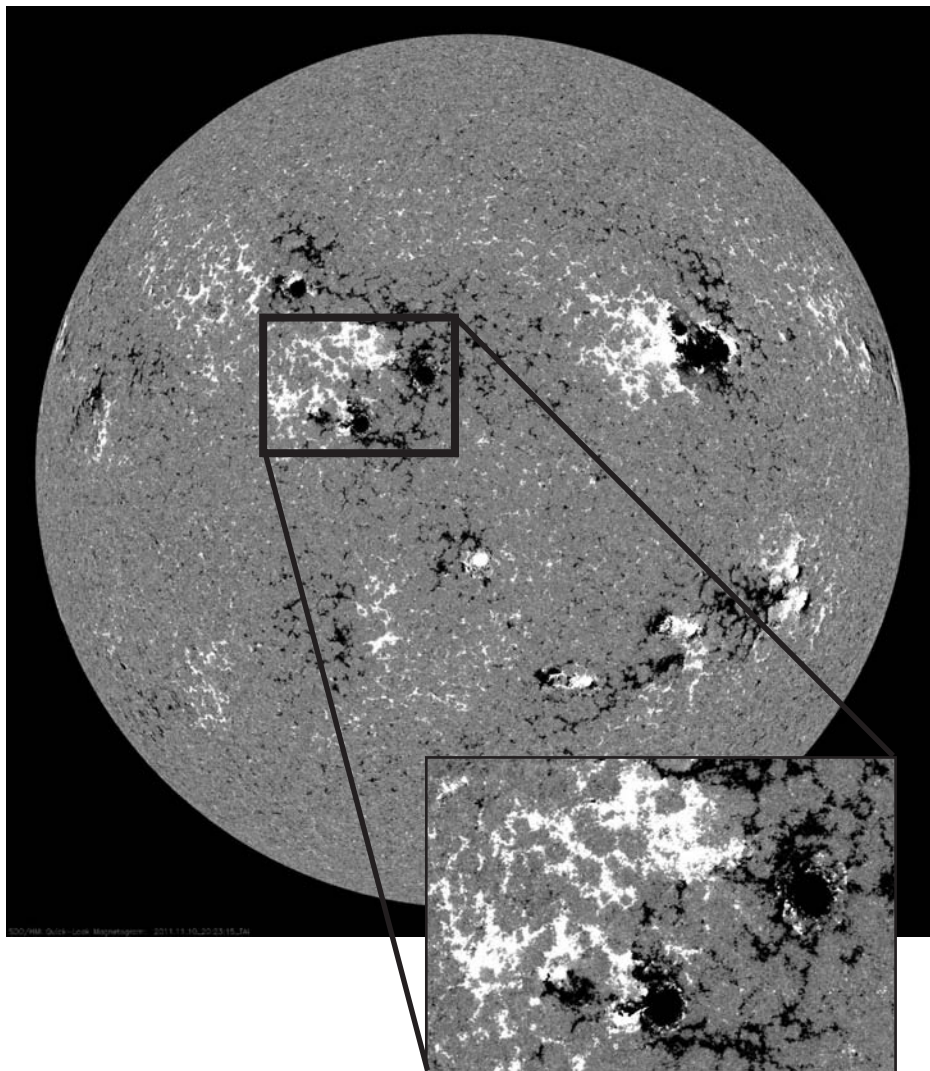
## Zajímavé odkazy a materiály k dalšímu studiu

<http://www.asu.cas.cz/~solmag/cesky/mgf2.htm> - stručný popis magnetografu druhé generace, který pracoval na Astronomickém ústavu AV ČR v Ondřejově

<http://obs.astro.ucla.edu/intro.html> - stránky sluneční věže na Mt. Wilsonu, magnetogramy

<http://wso.stanford.edu/> - měření globálního magnetického pole Slunce (denní mapy)

<http://sdo.gsfc.nasa.gov/data/> - stránky Solar Dynamics Observatory – denní snímky



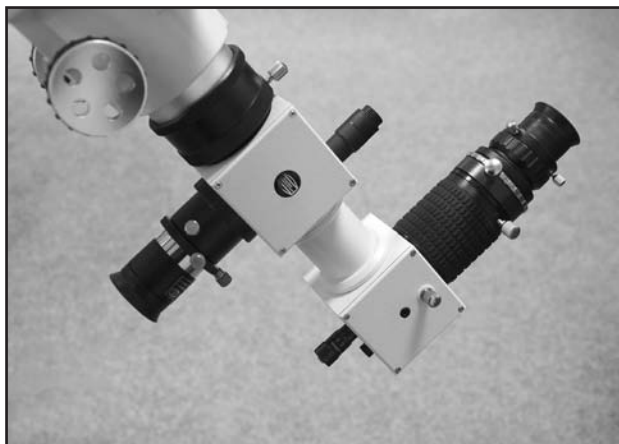


### 3. Práce se spektrografem DADOS

Jiří Srba, Hvězdárna Valašské Meziříčí, p. o.

Samostatná a praktická činnost je z hlediska efektivity vzdělávání vždy velkým přínosem. Proto jsme se také rozhodli v rámci projektu KOSOAP pořídit relativně levný, ale technicky dostatečný spektrograf, který je možné na našem trhu zakoupit.

Spektrograf DADOS je zařízením, které umožňuje pozorovat nebo zaznamenat (CCD či fotografickou technikou) **spektrum různých světelných zdrojů** včetně astronomických. Velkou výhodou je jeho přijatelná cena, relativně dobré příslušenství a také velikost.



*Mřížkový spektrograf DADOS*

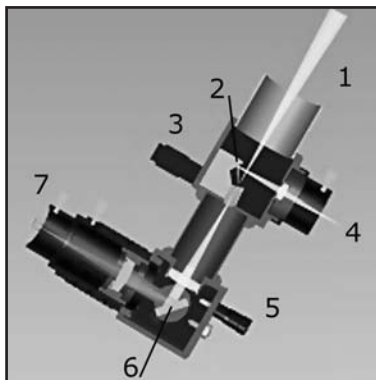
Jedná se o mřížkový spektrograf a uživatel si může vybrat ze dvou mřížek s různými charakteristikami – hustotou 200 čar/mm nebo 900 čar/mm. Vstupní signál spektrografu je přiváděn na trojici štěrbin s různými šířkami 25  $\mu\text{m}$ , 35  $\mu\text{m}$  a 50  $\mu\text{m}$ .

Zařízení je upraveno tak, aby bylo možné jej připojit k různým dalekohledům. V našem případě přístroj využíváme dvěma způsoby. Jednak ve spojení s refraktorem Celestron o průměru objektivu 120 mm pro sledování slabých zdrojů a dále s projekčním slunečním systémem (průměr dalekohledu 200 mm s ekvivalentním ohniskem cca 27 m) pro detailní spektroskopické sledování povrchu Slunce.

**Kalibrace přístroje** je prováděna pomocí neonové kalibrační lampy, která je vybavena standardním 2“ adaptérem; je ji tedy možné vsunout do vstupního otvoru spektrografu a získat referenční spektrum známého zdroje.

Konstrukci a vnitřní uspořádání spektrografu je vidět na obrázku. Do tubusu přístroje vstupuje paprsek z objektivu (1), dopadá na trojici štěrbin, která je vyřezána

v kovové fólii (2); ta zároveň slouží jako odrazná plocha, od které se světlo dostává do okulárového výstupu (4), určeného pro vizuální či elektronickou kontrolu sledovaného objektu. Přístroj je vybaven vypínatelným led osvětlením štěrbin (3), které umožňuje snadnější zaostření na štěrbinu v případě nočního pozorování. Paprsky, které projdou štěrbinami, postupují na mřížku (6). Zde dochází k rozkladu světla na jednotlivé složky a takto vytvořené spektrum vstupuje do okulárového výstupu (7), kde může být pozorováno vizuálně nebo snímáno různými detektory.



*Znázornění funkce a základní konstrukce spektrografu.*

Náklon mřížky lze měnit podle potřeby, což umožňuje pozorovat spektrum jak prvního tak druhého řádu. Do úzkého zorného pole kamery lze tímto způsobem umístit jen vybranou část spektra.

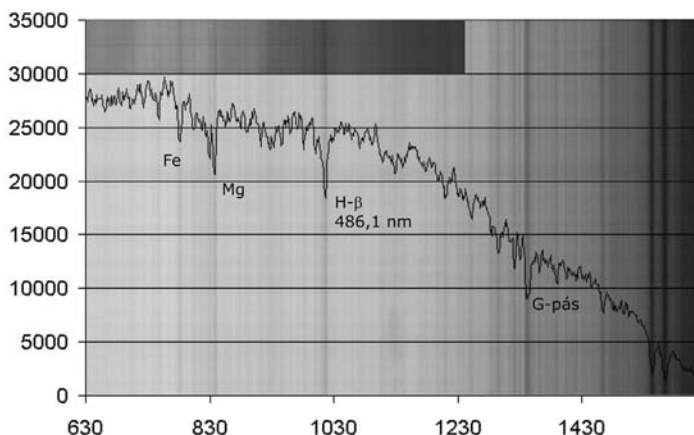
K fotografování spekter využíváme černobílou CCD kameru G1-2000. Kamera je osazena čipem SONY ICX274AL o rozměrech 7,2 x 5,4 mm s velikostí obrazového bodu 4,4  $\mu\text{m}$ , který poskytuje snímky s maximálním rozlišením 1628  $\times$  1236 pixelů. Hloubka obrazu je 14 bitů a digitální převodník pracuje s 16 bity, tedy s 65 538 úrovněmi šedé. Ke zpracování obrazu je využíván software SIMS.

Testovací snímek získaný pomocí slunečního systému (dalekohled 200/3000 mm s projekcí, spektrum prvního řádu na mřížce s 200 vrypů na mm). Na snímku jsou vidět artefakty způsobené prachovými zrnky na krycím sklíčku kamery G1-2000.



Pořizování spekter požadovaných oblastí na Slunci není snadnou záležitostí a kromě potřebné úpravy techniky je nezbytné navrhnout, zvládnout a otestovat metodiku pozorování.

Na 4. straně obálky je uveden ukázkový snímek spektra zářivky pořízeného přes dalekohled Celestron. Jedná se o spektrum prvního řádu přes mřížku 200 vrypů na mm. Snímek byl získán systémem objektiv-okulár-objektiv pomocí fotoaparátu Nikon D5000.



*Ukázka základního vzorového zpracování spektra ze spektroskopu DADOS.  
Více informací v textu části 3.*

Nahoře je uveden obrázek zpracování nekompletního slunečního spektra. Na ose x je vyneseno pořadové číslo pixelu na čipu, na ose y pak relativní intenzita signálu, pokles v modré oblasti je dán snižováním citlivosti čipu směrem ke kratším vlnovým délkám. Na pozadí grafu je vynesena originální snímek spektra z kamery G1-2000, v levém horním rohu pak část spektra v reálné barevné škále (Nikon D5000). Profil intenzit byl získán pomocí programu IRIS.

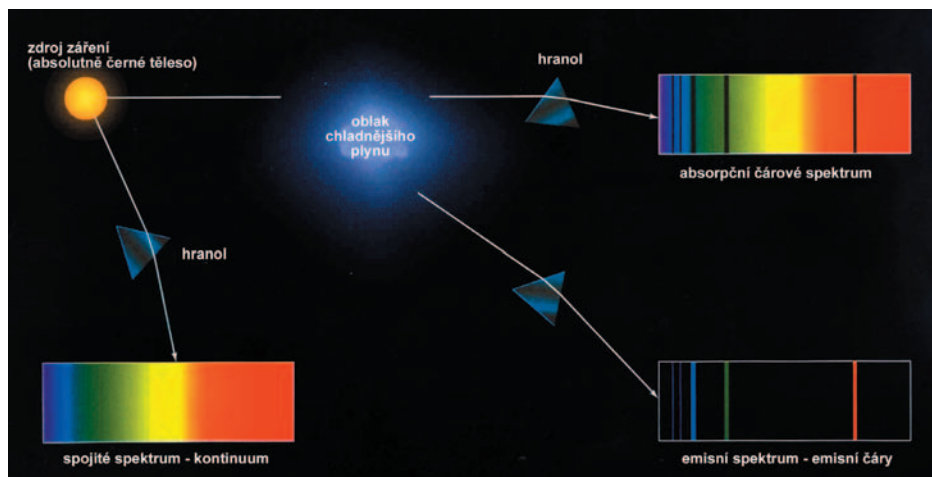


## Obsah

1. Spektrální analýza – klíč k pochopení nejen Slunce a hvězd	1
Spektrální analýza hvězdných spekter	2
Světlo nebo záření?	4
Odkud se záření bere?	6
1. Brzdné záření	7
2. Magnetické brzdné záření	8
3. Comptonovy jevy	8
Záření elektronových obalů atomu	9
Proč prvky září v určitých čarách?	9
Stavba atomu	9
Změny energiového stavu atomu – mikropohled	13
Vznik čárového spektra	14
Jakou informaci nám hvězdné spektrum skutečně přináší?	15
Zajímavé odkazy	16
2. Měření magnetických polí na Slunci	17
Historie objevu magnetických polí na Slunci	17
Princip měření magnetických polí – Zeemanův efekt	18
Mapy magnetických polí na Slunci	19
Zajímavé odkazy a materiály k dalšímu studiu	19
3. Práce se spektrografem DADOS	21



Ukázkový snímek spektra zářivky pořízeného přes dalekohled Celestron; jedná se o spektrum prvního řádu přes mřížku 200 vrypů na mm.



Tři základní druhy spektra. Spojité spektrum (kontinuum), absorpční a emisní čárové spektrum.



Jako vzdělávací a metodický materiál vydala Hvězdárna Valašské Meziříčí, p. o.  
© 2011, Hvězdárna Valašské Meziříčí, p.o., Vsetínská 78, 757 01 Valašské Meziříčí

Autoři: Libor Lenža, Jiří Srba

Grafika a sazba: Libor Lenža

Vytiskla: Trikolora, s.r.o. Valašské Meziříčí



Materiál byl vydán v rámci projektu *Kooperující síť v oblasti astronomických odborně-pozorovatelských programů*. Partneři projektu jsou Hvězdárna Valašské Meziříčí, p. o. Zlínského kraje a Kysucká hvězdáreň v Kysuckom Novom Meste.

Neprodejně!



Tento mikroprojekt je spolufinancován Evropskou unií, z prostředků Fondu mikroprojektů spravovaného Regionem Bílé Karpaty