

# Espectre Solar i Taques Solars

**Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno**

Internacional Astronomical Union, Escola Secundària de Loulé (Portugal),  
Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colegio Retamar  
(Madrid, España)

## Resum

Aquest taller inclou un enfocament teòric de l'espectre de la llum de Sol que es pot utilitzar a l'escola secundària. Les experiències són vàlides per a primària i secundària.

El Sol és la principal font de gairebé totes les bandes de radiació, però, com la nostra atmosfera té una alta absorció per diverses de les longituds d'ona no visibles, només es consideren els experiments relacionats amb l'espectre visible, que és la part de l'espectre que està present en la vida quotidiana dels estudiants. Per a les experiències en regions no visibles veure el taller corresponent.

En primer lloc es presenta la teoria, seguida per demostracions experimentals de tots els conceptes desenvolupats. Aquestes activitats són experiments senzills que els mestres poden reproduir en la seva classe en la introducció dels temes com la polarització, l'extinció, la radiació de cos negre, l'espectre continu, espectres de línies, l'espectre d'absorció (per exemple, la llum solar) i les línies de Fraunhofer.

Es discuteixen les diferències entre l'emissió de la superfície solar en general i les emissions de les taques solars. També s'esmenten l'evidència de la rotació del sol i la forma en què pot ser utilitzat aquest concepte en projectes per a escolars.

## Objectius

- Comprendre com es produeix la radiació solar
- Comprendre el per què de l'espectre de Sol i la seva utilitat.
- Comprendre què són les taques solars.
- Estudiar alguns aspectes de la llum, com ara polarització, dispersió, etc.

## La Radiació Solar

L'energia solar es crea a l'interior del Sol, en una regió que rep el nom de nucli, on la temperatura arriba als 15 milions de graus i la pressió és altíssima. Les condicions de pressió i temperatura del nucli solen permetre que tinguin lloc reaccions nuclears. A la principal reacció nuclear que té lloc en el nucli del Sol, quatre protons (nuclis d'hidrogen) són transformats en partícules alfa (nuclis d'heli) generant també dues positrons, dos neutrins i dos fotons gamma d'acord amb l'equació



La massa resultant és menor que la dels quatre protons junts. Aquesta pèrdua de massa, segons l'equació d'Einstein, implica una generació d'energia:

$$E = mc^2$$

Cada segon, 600 milions de tones d'hidrogen es transformen en heli, però hi ha una pèrdua d'entre 4 i 5 milions de tones que es converteixen en energia. Tot i que pot semblar una pèrdua molt gran, la massa de el Sol és tal que pot funcionar així milers de milions d'anys.

L'energia produïda a l'interior de el Sol seguirà un llarg recorregut fins arribar a la superfície de el Sol.

Després d'emesa pel Sol, aquesta energia es propaga per tot l'espai a una velocitat de 299.793 km / s en forma de radiació electromagnètica.

La radiació electromagnètica pot presentar longituds d'ona o freqüències que estan en general agrupats en diferents regions com es mostra a la figura 1.

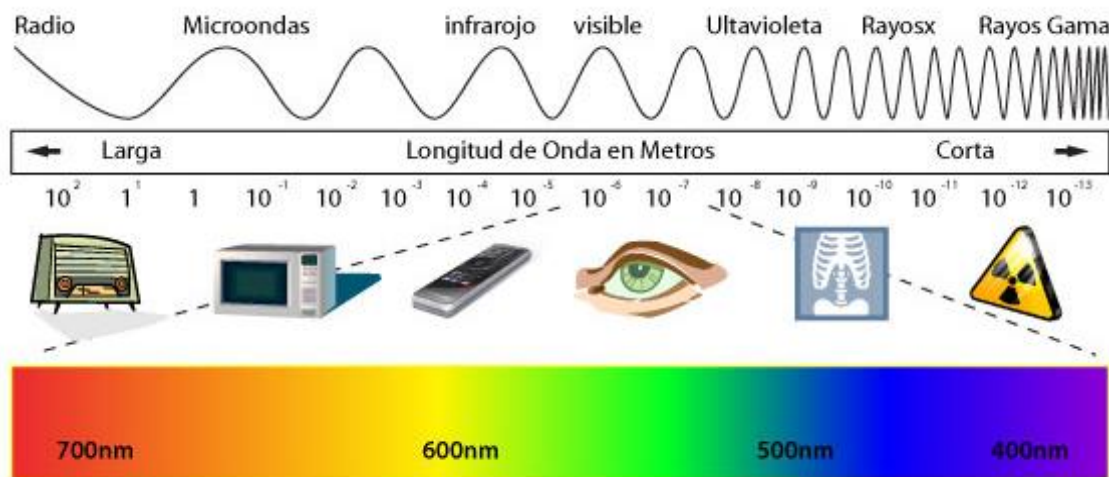


Fig. 1: L'Espectre Solar

La freqüència  $\nu$ , la longitud d'ona  $\lambda$  i la velocitat de la llum  $c$  estan relacionades entre si per l'expressió

$$c = \lambda \cdot \nu$$

Tot i que el Sol és una font important de moltes longituds d'ona, farem la major part del nostre enfocament de la radiació solar usant l'espectre visible perquè, juntament amb les freqüències de ràdio i una petites bandes en l'infraroig o l'ultraviolat, són aquelles per a les quals la nostra atmosfera és transparent i no es necessiten aparells complexos per visualitzar-les. Per tant, són les millors per a l'experimentació a l'aula.

## Polarització de la Llum

Una radiació electromagnètica perfecta i linealment polaritzada té un perfil com el que es presenta a la figura 2. Es diu que està linealment polaritzada perquè vibra en uns plànols.

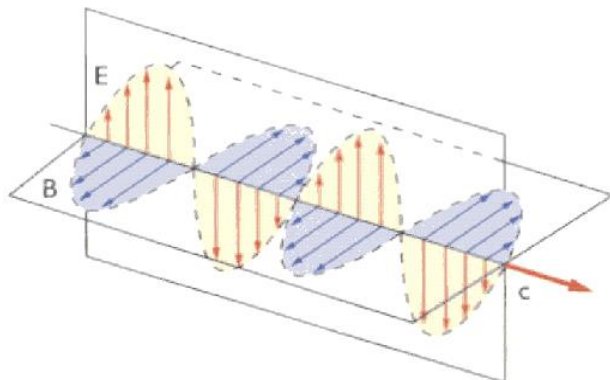


Fig. 2: Llum polaritzada

La llum del Sol no té cap direcció de vibració privilegiada, encara que pot ser polaritzada en reflectir sota un angle determinat, o si es passa per determinats filtres, anomenats Polaroides.

La llum, al passar per un d'aquests filtres (figura 3), vibra només en un pla. Si es posa un segon filtre, poden ocórrer dues coses: quan els dos filtres tinguin orientacions de polarització paral·leles, la llum passa a través d'ells (figura 4a), i si les tenen perpendiculars, la llum que passa pel primer filtre queda bloquejada pel segon (figura 3) i els filtres s'enfosqueixen (figura 4b).

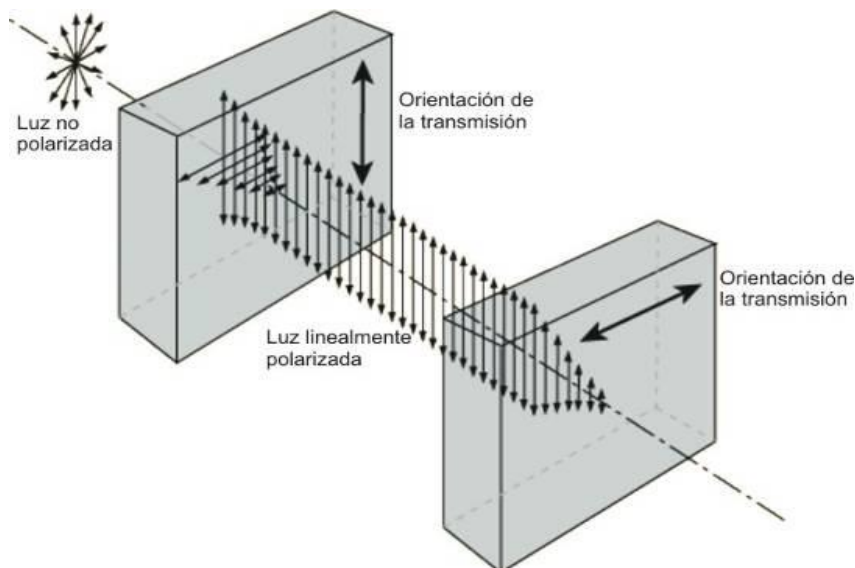


Fig. 3: Quan els dos filtres tenen una orientació de transmissió perpendicular, la llum que passa el primer és bloquejada pel segon.

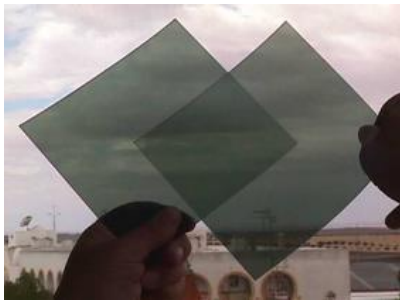


Fig. 4a: Si els filtres tenen la mateixa orientació la llum passa a través d'ells.

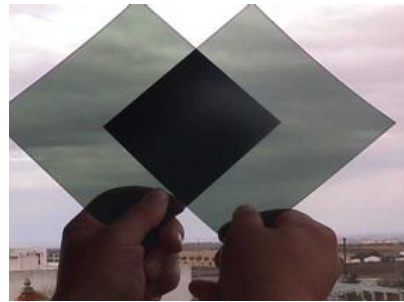


Fig. 4b: Si es gira un dels filtres 90° la llum queda bloquejada.

Moltes ulleres de sol porten polaritzadors per filtrar la llum reflectida, abundant a la neu o al mar, i que sol estar polaritzada (figures 5a i 5b). També en fotografia s'usen filtres polaritzadors, amb els que s'eliminen alguns reflexos i a més el cel apareix més fosc.



Fig. 5a y 5b: Llum reflectida, fotografiada amb i sense filtre polaroide

## Activitat 1: Polarització de la Llum

Per fer-nos amb filtres polaritzadors tallem pel pont del nas les dues parts d'unes ulleres 3D incolores (les ulleres 3D verdes / vermelles no serveixen per a aquesta experiència) i podem fer l'experiència de les figures 4a i 4b amb dos filtres. També es poden fer servir ulleres de sol bones, que siguin polaritzades: per creuar-les es poden usar dues ulleres i així no trencar cap.

Les pantalles de cristall líquid d'ordinadors i de televisió (no les de plasma) emeten llum que està polaritzada. Es pot comprovar mirant la pantalla d'un ordinador portàtil amb les ulleres de sol polaritzades i girant el cap: si porten polaritzadors, amb un determinat angle la pantalla es veu negra.

Hi ha alguns plàstics i vidres que, si es passa a través d'ells llum polaritzada, giren una mica el pla en el qual vibra la llum. L'angle girat depèn de la color de la llum, del gruix del vidre i de la seva composició. Si es mira amb unes ulleres de sol polaritzades, segons quin angle, s'extingeix un o altre color, i la llum que arriba a l'ull és de diferents colors.

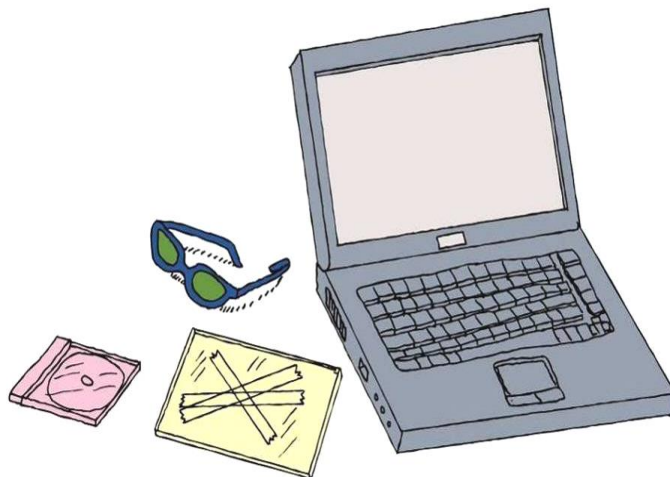


Fig. 6: La llum de la pantalla TFT d'un ordinador és polaritzada, i la cinta adhesiva gira l'angle de polarització. S'observen colors si es mira amb ulleres de sol polaritzades.

Enganxem en un cristall (pot ser d'un marc de fotos) diverses tires de cinta adhesiva, de manera que en unes zones hi hagi tres capes de cinta una damunt d'una altra, en altres zones dos i en altres només una (figura 6). En una televisió o ordinador amb pantalla de plasma, posem una imatge que tingui la major part blanca, per exemple, un document en blanc d'un processador de text. Situem el vidre davant de la pantalla, i ho mirem amb les ulleres de sol polaritzades. Si girem el vidre, observarem la cinta adhesiva de diferents colors. En lloc de vidre, podem mirar el plàstic transparent d'una caixa de CD. Observarem els punts on hi ha més tensió concentrada. Si retorcem lleugerament la caixa, veurem que les zones de tensió canvien.

## L'Estructura del Sol

El Sol té una estructura que podem dividir en cinc parts principals:

- 1) El nucli i la zona de radiativa són els llocs on es produeixen les reaccions de fusió termonuclear. Les temperatures a l'interior del nucli són de 15 milions de graus Kelvin (K) i una mica menors a la zona radiativa, de l'ordre de 8 000 000 K. En tota la regió més propera al nucli la transferència d'energia es fa per radiació. Podrien considerar-se dues regions diferents (el nucli i la zona radiativa) però és molt difícil dir on acaba un i on comença l'altre perquè les seves funcions estan barrejades.
- 2) La zona de convecció, on l'energia és transportada per convecció, amb temperatures inferiors a 500 000 K, entre 0,3 radi de el Sol i just sota la fotosfera.
- 3) La fotosfera, que podríem considerar d'alguna manera la "superfície" del Sol, és l'origen dels espectres d'absorció i continu, i té temperatures que van des de 6400-4200 K. Està fragmentat en unes cel·les d'uns 1000 km de mida, que duren només algunes hores. A més sol tenir algunes zones més fredes ("només" 4.200 K), que es veuen com taques fosques.
- 4) La cromosfera, que és exterior a la fotosfera i que té una temperatura de 4.200 a 1 milió d Kelvin. Té un aspecte de filaments verticals que el s'assemblen a una "prat ardent". Hi ha prominències (protuberàncies) i fulguracions.

5) La corona, que és la font de vent solar, té temperatures compreses entre un i dos milions de graus K.

## Activitat 2: Model senzill de les capes del Sol

Aquesta activitat es pot fer amb nens petits. Es tracta de retallar les diferents figures que apareixen a continuació (figures 7 i 8). Es poden retallar sobre papers de colors diferents o pintar-les amb els colors següents: Corona en blanc, Cromosfera en vermell, fotosfera en groc, Zona de convecció en taronja, Zona radioactiva en blau i el Nucli en color granat

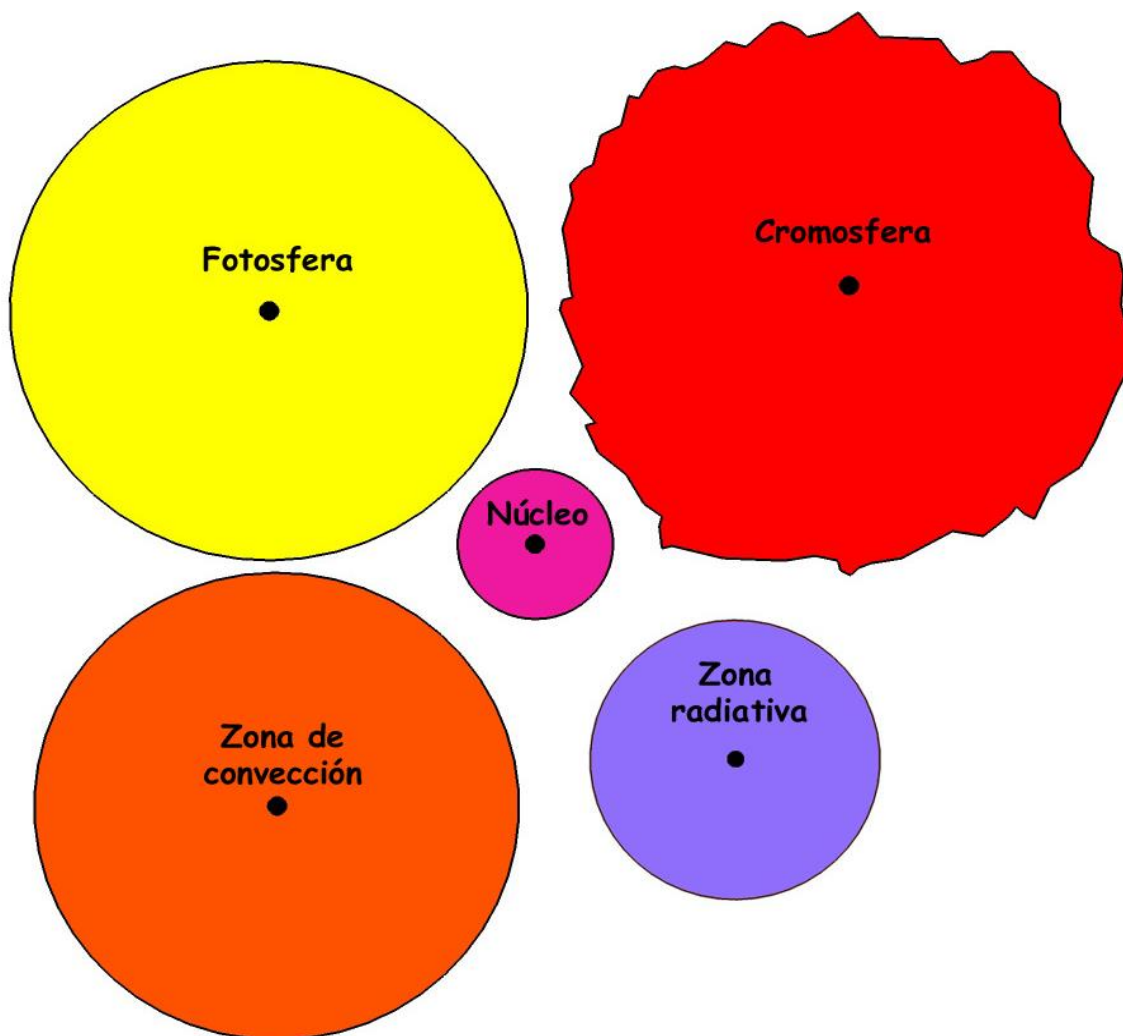


Fig 7: Parts del Sol, per retallar

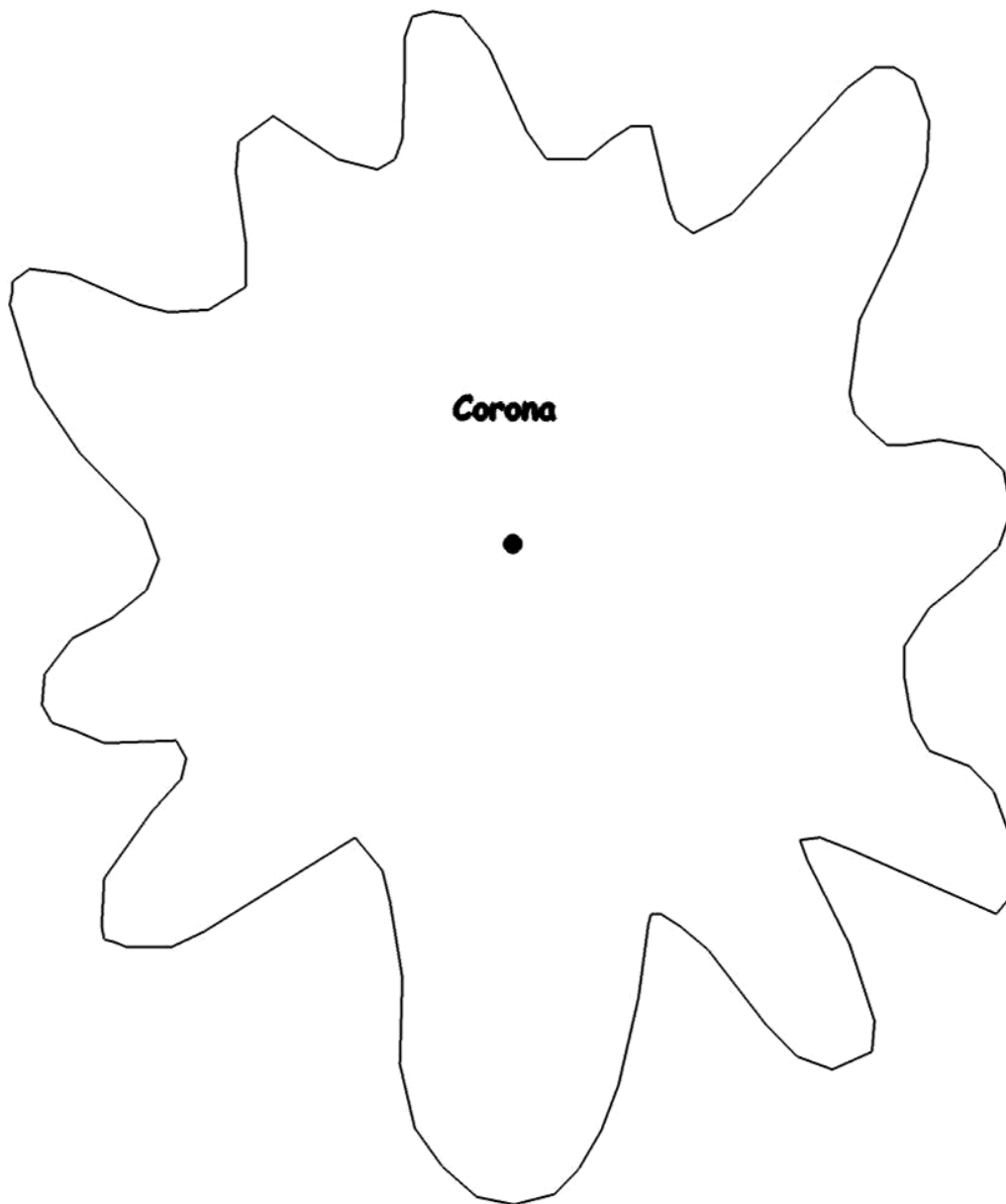
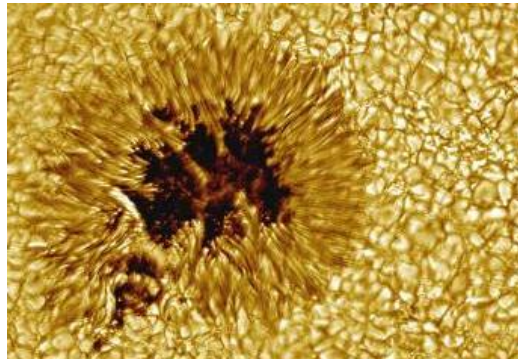


Fig 8: Corona per retallar

Finalment es poden superposar, en l'ordre adequat (la mida de cada peça també indica aquest ordre).

## Taques solars

A la fotosfera s'observen amb freqüència taques fosques. Típicament una taca solar consta d'una regió central fosca anomenada ombra o umbra, envoltada per una zona més clara o penombra que té filaments clars i foscos que parteixen de forma aproximadament radial de l'ombra. Els filaments de la taca solar estan tancats pels grànuls típics de la fotosfera (figura 9).



**Fig. 9:** Zoom d'una taca solar. (Foto: Vacuum Tower Telescope, NSO, NOAO)

Les taques semblen negres amb un petit telescopi. No obstant, això és només un efecte de contrast. Qualsevol taca visible amb un petit telescopi per més petita que sigui si estigués aïllada en il·luminària molt més que la Lluna plena. La diferència d'intensitat de les taques es degut a tenir una temperatura de 500 a 2.000°C inferior a la de la fotosfera circumdant. Les taques solars són el resultat de la interacció de forts camps magnètics verticals amb la fotosfera.

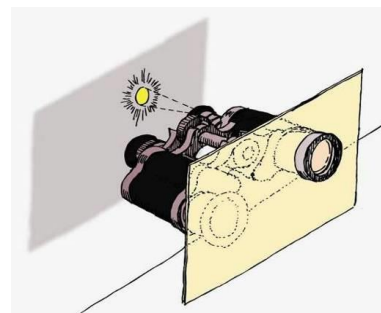
Les taques solars tenen una importància històrica molt gran ja que van permetre a Galileu determinar el període de rotació del Sol i verificar que la seva rotació era diferencial, és a dir, que girava més ràpid en l'equador (període de rotació 25,05 dies) que en els pols (període de rotació 34,3 dies).

### Activitat 3: Determinació del període de rotació del Sol

Un experiment senzill que es pot realitzar a l'aula és el mesurament del període de rotació solar utilitzant les taques solars. En aquest experiment, s'ha de fer el seguiment de les taques solars durant diversos dies per tal de mesurar el seu desplaçament. Les observacions solars s'han de fer sempre per projecció amb un telescopi (figura 10a), o amb uns prismàtics (figura 10b). Cal insistir que mai s'ha de mirar a el Sol ni directament ni de bon tros amb prismàtics o telescopis, ja que es poden produir danys irreparables als ulls.



**Fig. 10a:** Observació solar per projecció amb un telescopi (mai s'ha de mirar directament a el Sol)



**Fig. 10b:** Observació per projecció amb uns prismàtics (mai directament)



Si fem l'observació de taques solars durant diversos dies, el moviment d'una taca serà similar a com es veu, per exemple, a la figura 11.

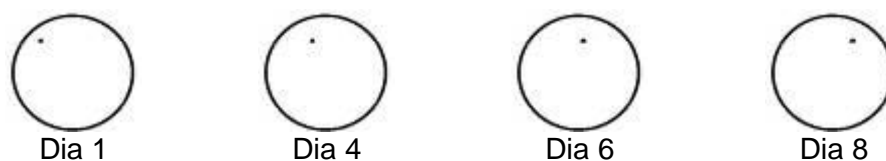


Fig. 11: Canvi de posició d'una taca al llarg de diversos dies.

Podrem sobreposar en una transparència com es presenta a la figura 12. El període  $T$  pot llavors ser calculat simplement a través d'una proporcionalitat senzilla

$$\frac{T}{t} = \frac{360^\circ}{\alpha}$$

On  $t$  indica l'interval de temps entre dues observacions de la mateixa taca,  $\alpha$  és l'angle central entre el desplaçament de les dues taques considerades (figura 12) i  $T$  és el període de rotació solar que es vol calcular. Aquesta determinació ofereix un bon nivell de precisió.

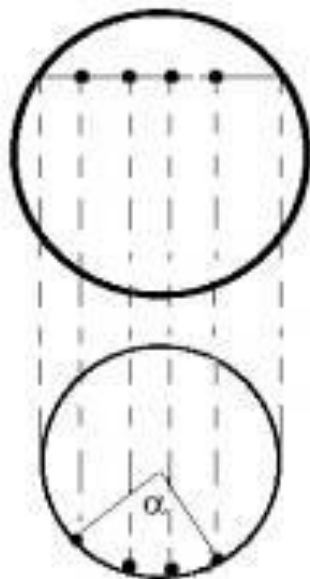


Fig. 12: Determinació de la rotació angular de les taques solars.

Vegem un exemple real. La figura 13 és una superposició de dues fotografies, preses el 12 d'agost de 1999 i el 19 d'aquest mateix mes i any. Dibuixem la circumferència que descriu la taca, mesurem l'angle i surt  $92^\circ$ . Per tant la rotació solar serà:

$$T = \frac{360^\circ \cdot 7 \text{ días}}{92^\circ} = 27,3 \text{ días}$$

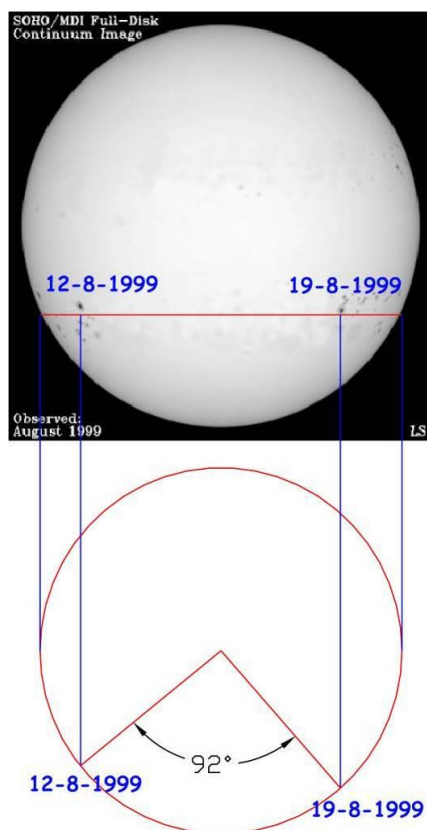


Fig. 13: Determinació del període de rotació solar

## La Radiació que surt del Sol

El Sol és un gran reactor nuclear en el qual enormes quantitats d'energia es produeixen de forma permanent. L'energia es transporta a la superfície en forma de fotons. Els fotons són les partícules responsables de la radiació electromagnètica i el valor de l'energia per ells transportada pot ser calculat per l'expressió

$$E = h \cdot \nu$$

on  $E$  es l'energia dels fotons,  $h$  es la constant de Planck ( $h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$ ) i  $\nu$  es la freqüència de la radiació electromagnètica associada amb el fotó. Els fotons generats pel Sol són els responsables del seu espectre.

La lluminositat (o potència, que és el mateix) total de Sol és enorme: cada segon emet més que trilions de bombes atòmiques. La transmissió d'aquesta energia a través de l'espai podem imaginar-la com si es fes en una bombolla que es va fent més i més gran amb la distància. L'àrea d'aquesta esfera és  $4\pi R^2$ . Si la potència del Sol és  $P$ , l'energia que arriba a un metre quadrat situat a una distància  $R$  és:

$$E = \frac{P}{4\pi R^2}$$

Amb altres paraules: l'energia es transmet de forma inversament proporcional a el quadrat de la distància. I si sabem la distància de l'objecte, podem calcular la seva potència total.

## Activitat 4: Determinació de la lluminositat del Sol

La lluminositat o potència del Sol és l'energia que emet el nostre astre rei en un segon. I realment el Sol és una font lluminosa molt potent. Calculem la seva potència comparant-lo amb una bombeta de 100 W (figura 14).

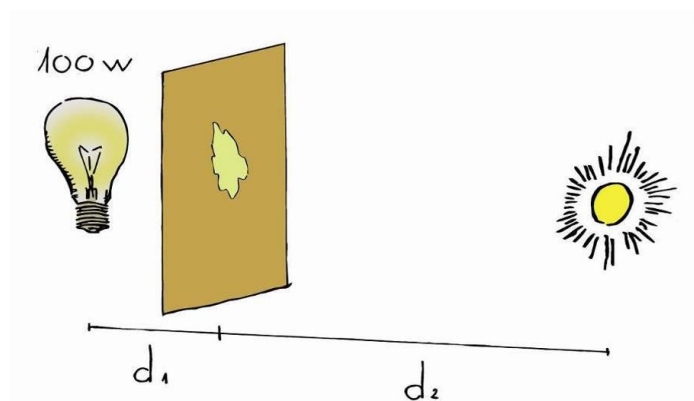


Fig. 14: Comparant la potència del Sol amb una bombeta de 100 W

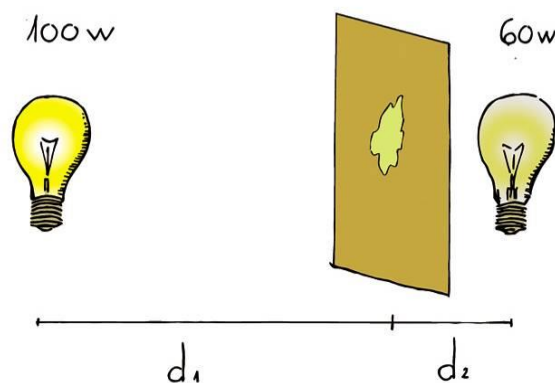


Fig. 15: Si la il·luminació que arriba a cada costat és la mateixa, la taca d'oli no es veu.

Construirem un fotòmetre que ens permeti comparar la lluminositat de dues fonts de llum. Per a això fem un parell de gotes d'oli enmig d'un full de paper d'embolicar, encara que també serveix el paper blanc normal. La taca que es forma fa que es transparent una mica el paper. Aquest serà el nostre fotòmetre. En posar-lo entre dues fonts lluminoses (figures 14 a 16), es pot ajustar la distància perquè no es vegi la taca. Llavors s'ha igualat la il·luminació en els costats del paper i l'energia que arriba a cada costat és la mateixa.

En aquest cas:

$$\frac{100}{4 \cdot \pi \cdot d_1^2} = \frac{60}{4 \cdot \pi \cdot d_2^2}$$

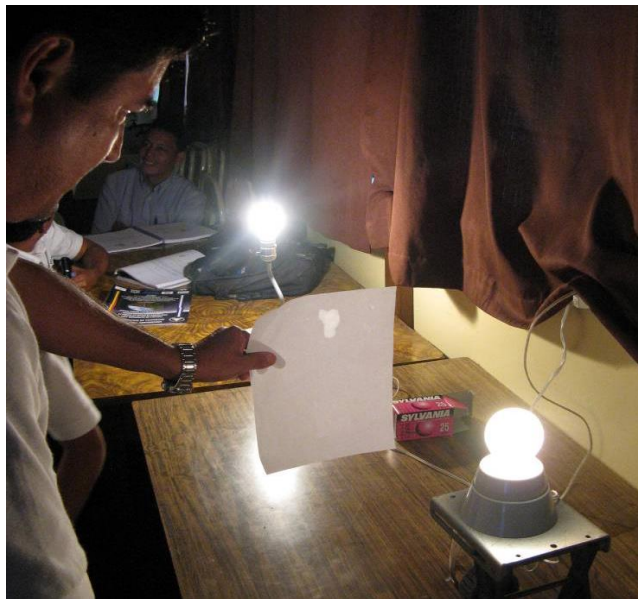


Fig. 16: Fotòmetre de taca d'oli, entre dues bombetes.

En un dia assolellat, vam treure a l'aire lliure el fotòmetre i una bombeta de al menys 100 W (com més, millor). Posem el fotòmetre entre el Sol i la bombeta, a una distància tal que els dos costats del fotòmetre apareguin igualment brillants. Mesurem la distància  $d_1$ , en metres, del fotòmetre al filament de la bombeta.

Sabent que la distància del Sol a la Terra és aproximadament  $d_2 = 150.000.000$  km, podem calcular la potència del Sol  $P$  amb la llei inversa de quadrats (no apareix el terme de  $4\pi$  perquè estaria en els dos costats de la igualtat):

$$\frac{100 \text{ W}}{d_1^2} = \frac{P_{Sol}}{d_2^2}$$

El resultat no ha de diferir molt de la lluminositat real del Sol, que és de  $3,83 \cdot 10^{26}$  W.

## Opacitat

L'energia associada a un fotó de molta energia produït en el nucli del Sol va trigar fins a 1 milió d'anys a arribar a la fotosfera, ja que en les parts més interiors del Sol els fotons interactuen amb la matèria, molt densa en aquestes zones. Les interaccions es produeixen en un nombre molt gran des de la generació dels fotons, mentre el fotó està a la part més central, disminuint després segons es van acostant a la fotosfera. El resultat és un recorregut en zig-zaga (figura 17) que retarda molt la sortida d'aquests fotons cap a l'espai.

Quan la radiació arriba a la fotosfera, i, per tant, a l'atmosfera del Sol, és irradiada cap a l'exterior gairebé sense interaccions en la major part de les longituds d'ona produïdes, donant lloc a la sortida de la fotosfera el que anomenem un espectre continu. Això passa perquè el nucli i l'interior del Sol són opacs a totes les longituds d'ona de radiació i la seva atmosfera és transparent. En astronomia els conceptes de opac i transparent són una mica diferents del que passa en la quotidianitat.

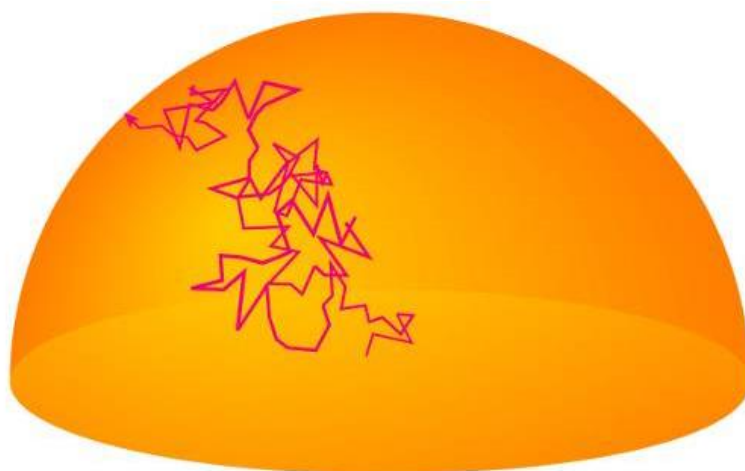


Fig. 17: Els fotons tarden 1 milió d'anys a sortir a la fotosfera.

Un gas pot ser transparent o opac depenent només de fet si absorbeix els fotons que el creuen o no. Per exemple, la nostra atmosfera és transparent a les longituds d'ona visibles. No obstant això, en un dia amb boira, no es veurà molt, pel que serà opaca.

Cal tenir clar que transparent no vol dir invisible. Una flama d'un encenedor és transparent a les longituds d'ona d'un retroprojector.

## Activitat 5: Transparència i opacitat

Es pot presentar aquests conceptes usant un encenedor o una espelma (l'encenedor és millor que la vela, ja que la vela no va trigar a produir fum negre, perquè la seva combustió és incompleta, el fum negre és opac i es veurà sortint de la flama de la vela).

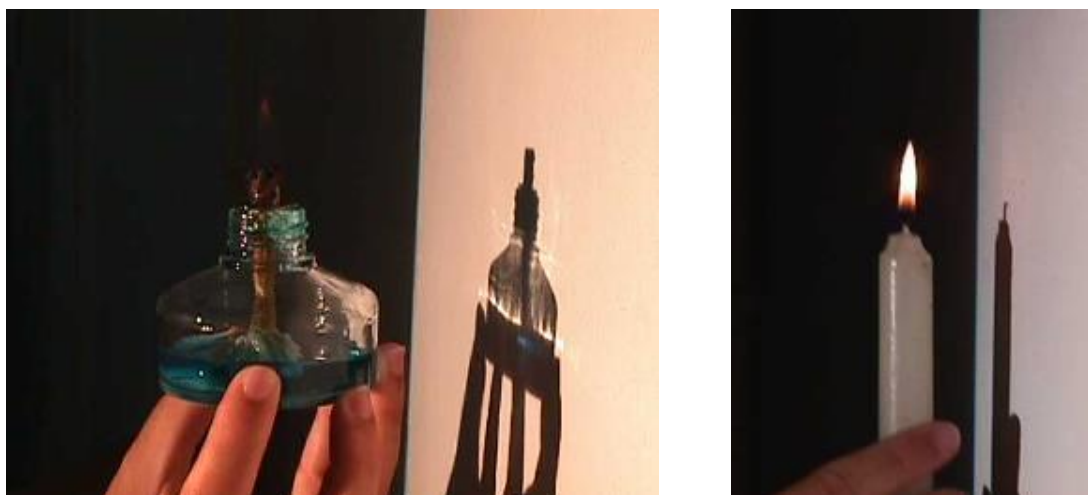


Fig. 18a y 18b: La flama d'un llum d'alcohol o d'una espelma no produeix ombra a la paret. Vegeu que el vidre, de l'encenedor, no és completament transparent.

La demostració és molt senzilla. Es posen objectes transparents i opacs en el doll de la llum d'un retroprojector projectat cap a una paret o pantalla i es pregunta si és transparent o opac. En els objectes usuals la majoria de les persones ho sabran en tots els casos.

La flama d'una espelma, d'un encenedor Bunsen o un d'aquells encenedors que fan servir tots els fumadors també és transparent i és sorprenent per als alumnes comprovar que la flama no produeix cap ombra a la paret (figures 18a i 18b). Es pot explicar que així és la fotosfera, transparent a gairebé tota radiació.

## Espectres

En 1701, Newton va usar un prisma i va descompondre per primera vegada la llum solar en colors. Qualsevol llum es pot descompondre amb un prisma o una xarxa de difracció, i el que s'obté és el seu espectre. Els espectres poden explicar-se a través de les tres lleis que Gustav Kirchhoff i Robert Bunsen descobriren al segle XIX. Les tres lleis estan representades a la figura 19.

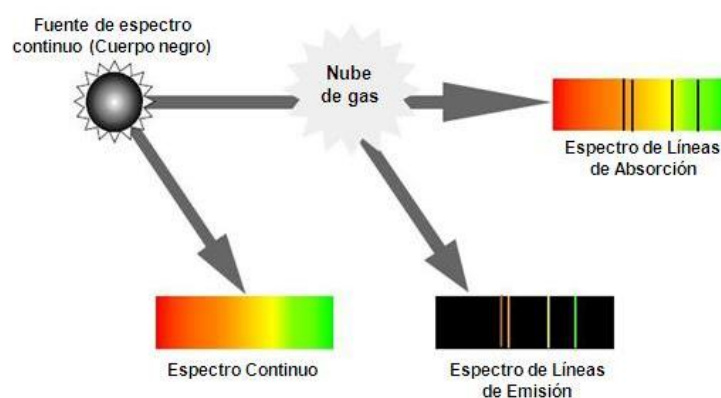


Fig. 19: Lleis de Kirchhoff i Bunsen

- 1a Llei: Un objecte sòlid incandescent produeix llum amb un espectre continu.
- 2<sup>a</sup> Llei: Un gas tènue calent produeix llum amb línies espectrals en longituds d'ona discretes que depenen de la composició química del gas.
- 3a Llei: Un objecte sòlid incandescent envoltat d'un gas a baixa pressió produeix un espectre continu amb buits en longituds d'ona discretes les posicions depenen de la composició química del gas, i coincideixen amb les de la 2<sup>a</sup> Llei.

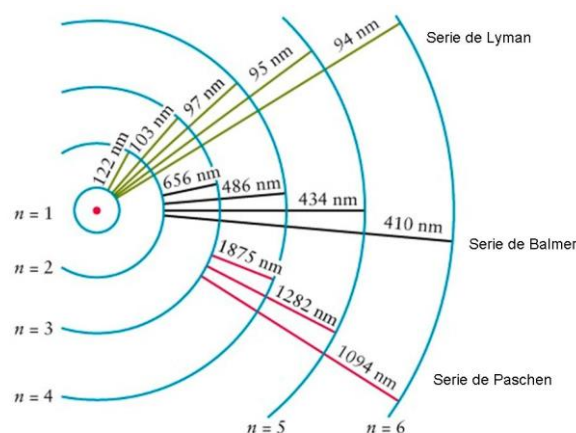


Fig. 20: Sèries espectrals per a l'emissió de l'àtom d'hidrogen. Les transicions possibles tenen sempre la mateixa diferència d'energia entre els nivells.

Les línies d'emissió de gas tènue són degudes a les transicions electròniques entre dos nivells d'energia, que ocorren quan els fotons interactuen amb la matèria. Com seria més tard explicat per Niels Bohr, els nivells d'energia en els àtoms estan perfectament quantitzats i per això les freqüències emeses són sempre les mateixes, ja que la diferència d'energia entre els nivells és constant (figura 20).

Llavors, un gas fred pot absorbir la mateixa energia que emet quan està calent i, per això, si es posa el gas entre una font incandescent i un espectroscopi, el gas absorbeix les mateixes línies en l'espectre continu de la font d'incandescència que quan el gas emet quan està calent, generant en el primer cas l'espectre d'absorció.

Això és el que succeeix en l'atmosfera del Sol. Els elements continguts en el gas de l'atmosfera solar absorbeixen les freqüències associades a les línies espectrals d'aquests elements. Aquest fet va ser verificat per Joseph Fraunhofer en 1814, que va arribar a catalogar fins a 700 línies fosques en l'espectre del Sol, que es diuen línies de Fraunhofer. Les principals es presenten a la taula següent, respectant la designació original de Fraunhofer (1817) de les lletres per a les línies d'absorció en l'espectre solar.

Lletra	longitud d'ona (nm)	Origen químic	Rang de Color
<b>A</b>	7593,7	O <sub>2</sub> atmosfèric	Vermell fosc
<b>B</b>	6867,2	O <sub>2</sub> atmosfèric	Vermell
<b>C</b>	6562,8	Hidrogen alfa	Vermell
<b>D1</b>	5895,9	Sodi neutre	Vermell ataronjat
<b>D2</b>	5890,0	Sodi neutre	groc
<b>E</b>	5269,6	Ferro neutre	verd
<b>F</b>	4861,3	H beta	cien
<b>G</b>	4314,2	CH molecular	blau
<b>H</b>	3968,5	Calci ionitzat	violeta fosc
<b>K</b>	3933,7	Calco ionitzat	violeta fosc

Tabla 1: Línies de Fraunhofer del Sol.

És important adonar-se que analitzant la llum que ens arriba del Sol o d'una estrella, podem saber de què està feta, sense necessitat d'anar-hi. Avui dia els espectres es prenen amb alta resolució, detectant múltiples línies.

## Radiació de cos negre

Quan un metall s'escalfa prou, es torna vermell. En un lloc fosc, el cos es fa visible a una temperatura de 400 ° C. Si la temperatura continua augmentant, el color del metall torna taronja, groc i fins i tot arriba a ser blavós després de passar per l'emissió de blanc a uns 10.000 ° C. Un cos opac, sigui metàl·lic o no, irradia amb aquestes característiques.

Quan un cos negre (que no reflecteix el que ve de fora) és escalfat, emet una radiació en moltes longituds d'ona. Si mesurem la intensitat d'aquesta radiació en cada longitud d'ona, aquesta es pot representar amb una corba que s'anomena corba de Planck. A la figura 21 es presenten aquestes corbes per a diferents temperatures del cos negre. Té un màxim en una determinada freqüència, que ens dóna el color predominant. Aquesta  $\lambda$  màxima es relaciona amb la temperatura del cos segons la Llei de Wien:

$$\lambda_{m\acute{a}x} = \frac{2,898 \cdot 10^{-3}}{T} (m)$$

on T és la temperatura del cos. Cal observar que gràcies a aquesta llei, estudiant la radiació que ens arriba d'un objecte llunyà, podem saber a quina temperatura està sense necessitat d'anar-hi.

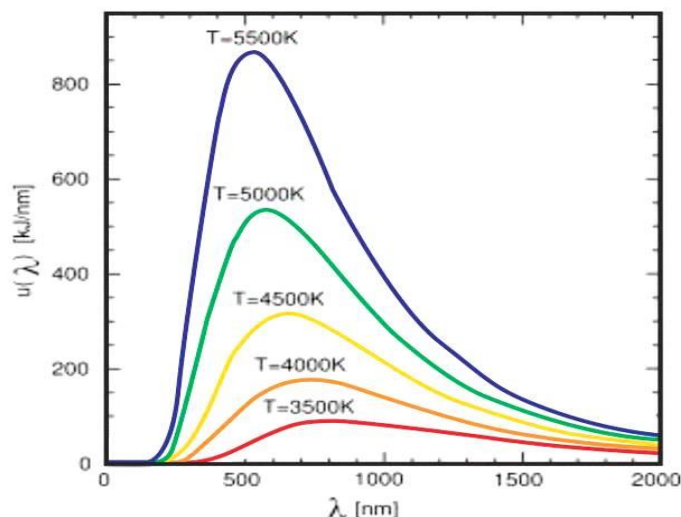


Fig. 21: Corbes de Planck de cossos negres a diferents temperatures.

Exemples d'objectes astronòmics opacs que poden ser cridats cossos negres són les estrelles (a excepció de la seva atmosfera i corona), els planetes, asteroides o la radiació de fons còsmic de microones.

La Llei de Wien és una llei general per a l'emissió tèrmica dels cossos opacs. Per exemple, l'ésser humà irradia a la regió d'infrarojos amb una emissió màxima a una longitud d'ona de  $9,4 \mu\text{m}$ , com diu la llei de Wien (considerant una temperatura de  $37^\circ \text{C}$  ( $= 310 \text{K}$ )). Per això els dispositius d'ús militar per a observació nocturna utilitzen aquestes longituds d'ona.

Tornant al Sol, com el seu atmosfera és transparent, la radiació de cos negre serà determinada per la temperatura a la fotosfera, on el Sol passa a ser transparent (al voltant de  $5800 \text{K}$ ), de manera que la seva radiació de cos negre ha de tenir un màxim de longitud d'ona al voltant de  $500 \text{nm}$ , com es presenta a la figura 22.

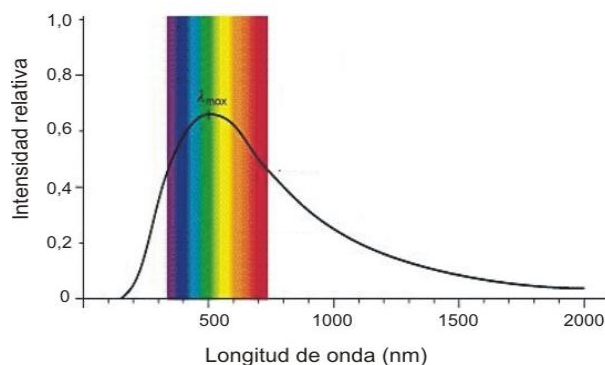


Fig. 22: Corba d'emissió del "espectre continu" del Sol.



La nostra atmosfera absorbeix la radiació infraroja i ultraviolada. Curiosament l'ull humà ha evolucionat per tenir una visibilitat coherent amb la part visible de la llum solar que arriba a la superfície de la Terra.

## Dispersió de la llum solar (*scattering*)

Quan un raig de llum blanca travessa un gas que conté partícules de mida més gran que la longitud d'ona, la llum no se separa i totes les longituds d'ona són dispersades. Això passa quan la llum del Sol travessa un núvol que conté petites gotetes d'aigua: aquesta es veu blanca. El mateix passa quan la llum travessa grans de sal o de sucre.

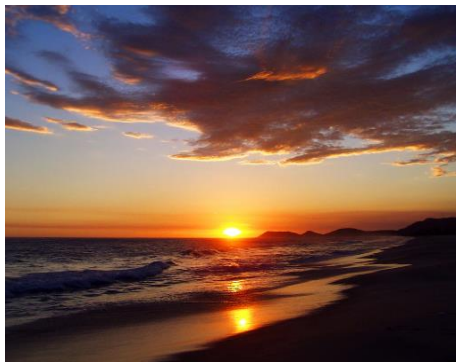


Fig. 23: El color de cel depèn de la dispersió de Rayleigh

Però si la llum és dispersada per partícules de mida similar a la longitud d'ona (colors) d'uns determinats fotons, ells són dispersats però no la resta. És l'anomenada dispersió o *scattering*.

En l'atmosfera, la llum blava es dispersa molt més que la llum vermella, i els seus fotons ens arriben des de totes les direccions. Això provoca que vegem el cel blau (figura 23) en lloc de negre, com es veu en l'espai. A l'capvespre, la llum travessa molta més atmosfera, i la llum conté menys blaus i és més groga. A les postes de Sol s'arriben a dispersar també els fotons vermells. També aquesta és la raó que quan la llum passa a través de grans gruixos de gas (pe nebuloses) es veu vermella (perquè el blau es va a dispersar en totes les direccions i només el vermell va a arribar amb tota la seva intensitat a l'observador). Aquesta és la dispersió de Rayleigh.

## Activitat 6: Extinció i dispersió (*scattering*)

Aquest experiment es fa amb un retroprojector (o una altra font de llum intensa), una solució diluïda de llet, 1 cartró negre i un got alt. S'ha de preparar una solució de llet utilitzant aproximadament 1 gota de llet en 50 ml d'aigua (aquest és el punt crucial pel que cal provar la concentració de la solució abans de la classe). L'aigua ha de semblar més una aigua bruta amb pols blanca que sembla que conté llet.

Cal retallar amb unes tisores un cercle en el cartró negre que es correspongui amb la forma i dimensió de la base del got. Es posa el got buit sobre l'obertura i es connecta el retroprojector (figura 24a). La llum que arriba a la paret serà blanca.



Fig. 24a: A l'inici la llum que arriba a la paret és blanca.

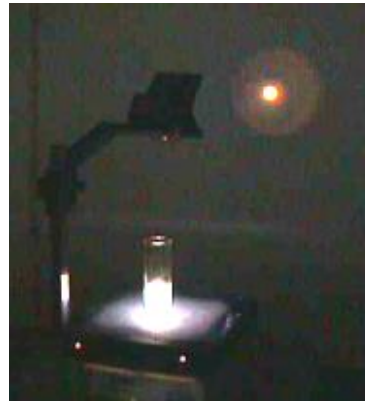


Fig. 24b: Amb una mica de solució la llum que arriba a la paret passa a groga.



Fig. 24c: Quan queda ple la llum a la paret passa a vermella

Anem omplint el got amb la solució diluïda de llet. La llum que arriba a la paret queda cada vegada més vermella (figures 24b i 24c). Pels costats del got surt una llum blanc-blavosa.

## Bibliografia

- Broman, L, Estalella, R, Ros, R.M. *Experimentos en Astronomía*, Editorial Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Costa, A, *Sunlight Spectra*, 3rd EAAE Summer School Proceedings, Ed. Rosa Ros, Brieu, 1999.
- Costa, A, *Simple Experiments with the Sun*, 6th International Conference on Teaching Astronomy Proceedings, Ed. Rosa Ros, , Barcelona, 1999.
- Dale,A.O., Carrol,B.W, *Modern Stellar Astrophysics*, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Ferreira,M., Almeida,G, *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, Plátano Ed. Téc., Lisboa, 1996.
- Johnson,P.E., Canterna,R, *Laboratory Experiments For Astronomy*, Saunders College Publishing, Nueva York, 1987.
- Lang,K.R, *Sun, Earth & Sky*, Springer-Verlag, Heidelberga, 1995.
- Levy,D, *Skywatching-The Ultimate Guide to the Universe*, Harper Collins Publishers, London, 1995.
- Moreno, R. *Experimentos para todas las edades*, Editorial Rialp, Madrid, 2008
- Rybicki,G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979.
- Sousa, A.S, *Propriedades Físicas do Sol*, Ed. Astro, Porto, 2000.
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3<sup>rd</sup> Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

## Fonts d'Internet

- NASA Polar Wind and Geotail Projects, <http://www-istp.gsfc.nasa.gov>.
- Space & astronomy experiments, <http://www.csiro.au/csiro/channel/pchdr.html>
- The Sun, <http://www.astromia.com/solar/sol.htm>
- Nine planets, <http://www.astrored.net/nueveplanetas/solarsystem/sol.html>