

Spectre solaire et les taches solaires

Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno

Union Astronomique Internationale, École secondaire de Loulé (Portugal),
Université Nationale de Technologie (Mendoza, Argentine), École Retamar
(Madrid, Espagne)

Résumé

Cet atelier comprend une approche théorique du spectre de la lumière solaire qui peut être utilisé au secondaire. Les activités sont destinées aux élèves du primaire et du secondaire.

Le Soleil est la principale source de tous les rayonnements de différentes longueurs d'ondes. Cependant, notre atmosphère a une absorption élevée pour plusieurs longueurs d'ondes visibles et invisibles. Nous ne considérerons ici que les expériences liées au spectre visible, qui est la partie présente dans la vie quotidienne des élèves. Pour les activités des longueurs d'ondes invisibles, voir l'atelier correspondant.

Nous allons d'abord présenter l'historique théorique suivi par des démonstrations expérimentales de tous les concepts développés. Ces activités sont des expériences simples que les enseignants peuvent reproduire en classe, en introduisant des sujets tels que la polarisation, l'extinction, le rayonnement du corps noir, le spectre continu, le spectre d'émission, le spectre d'absorption (par exemple la lumière du soleil) et les raies de Fraunhofer.

Nous discutons également des différences entre les zones de production solaire régulière et l'émission de taches solaires. En outre, nous mentionnons la preuve de la rotation solaire et comment ce concept peut être utilisé pour des projets scolaires.

Objectifs

- Comprendre le spectre de la lumière solaire.
- Comprendre les taches solaires.
- Comprendre la signification historique des taches solaires et du travail de Galilée sur la rotation du Soleil.
- Comprendre quelques caractères de la lumière telles que la polarisation, la dispersion, etc.

Radiation solaire

L'énergie solaire est créée à l'intérieur du Soleil dans une région appelée le noyau où la température atteint 15 millions de degrés et la pression est très élevée. Les conditions de pression et de température dans le cœur permettent habituellement des réactions nucléaires. Lors de la réaction nucléaire principale qui se produit dans le cœur du Soleil, quatre protons (noyaux d'hydrogène) sont transformés en particules alpha (noyaux d'hélium) générant deux positons, deux neutrinos et deux photons gamma selon l'équation:



La masse résultante est inférieure à la somme des masses de quatre protons. La masse perdue s'est transformée en énergie selon l'équation suivante découverte par Einstein:

$$E = mc^2$$

Chaque seconde, 600 millions de tonnes d'hydrogène se sont transformés en hélium, et la masse perdue de 4 à 5 millions de tonnes s'est convertie en énergie. Bien que cette perte semble très importante, la masse du Soleil lui permet de trouver l'énergie nécessaire pour briller pendant 10 milliards d'années. L'énergie produite dans le noyau suivra un long voyage avant d'atteindre la surface du Soleil.

Après avoir été émise par le Soleil, l'énergie se propage dans l'espace à une vitesse de 299,793 km / s sous forme de rayonnement électromagnétique.

Le rayonnement électromagnétique peut avoir des longueurs d'onde ou des fréquences qui sont habituellement regroupées dans différentes régions, comme le montre la figure 1.

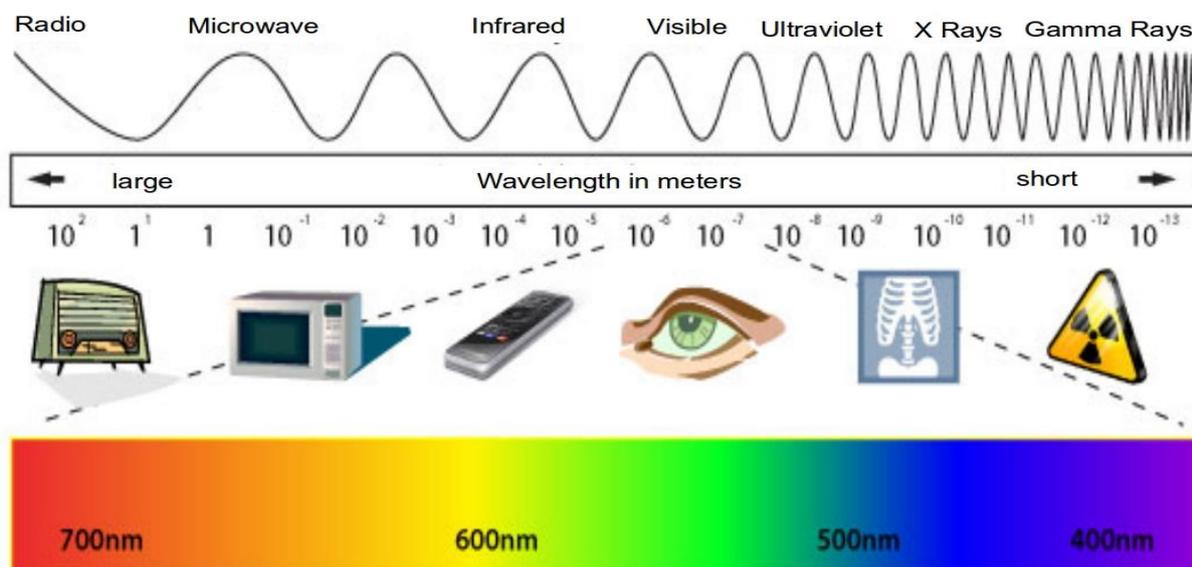


Fig. 1: Le spectre solaire

La fréquence ν , la longueur d'onde λ et la vitesse de la lumière c sont liées par l'expression

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

Bien que le Soleil soit une source majeure de nombreuses longueurs d'ondes de la lumière, nous ferons nos recherches sur le rayonnement solaire en utilisant le spectre visible. À l'exception des fréquences radio et des petites bandes dans l'infrarouge ou l'ultraviolet, les longueurs d'ondes de la lumière visible sont celles auxquelles notre atmosphère est transparente (figure 3) et nous n'avons pas besoin de matériel sophistiqué pour les visualiser. Par conséquent, elles sont les meilleures pour l'expérimentation en classe.

Polarisation de la lumière

Un rayonnement électromagnétique parfait, polarisé linéairement, présente un profil semblable à celui de la figure 2.

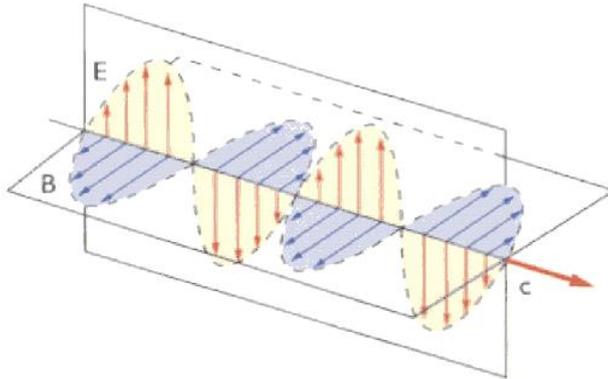


Fig. 2: lumière polarisée

La lumière du soleil n'a pas de sens privilégié de vibration, mais peut être polarisée lorsqu'elle est réfléchi sous un angle déterminé, ou si elle passe à travers certains filtres appelés polariseurs.

La lumière passant par l'un de ces filtres (figure 3) ne vibre que dans un seul plan. Si vous ajoutez un second filtre, deux cas peuvent se présenter: lorsque les deux filtres ont une orientation de polarisation parallèle, la lumière passe à travers les deux (figure 4a), mais lorsqu'ils ont une polarisation perpendiculaire, la lumière passant par le premier filtre est bloquée par le second (Figure 3) et les filtres deviennent opaques (figure 4b).

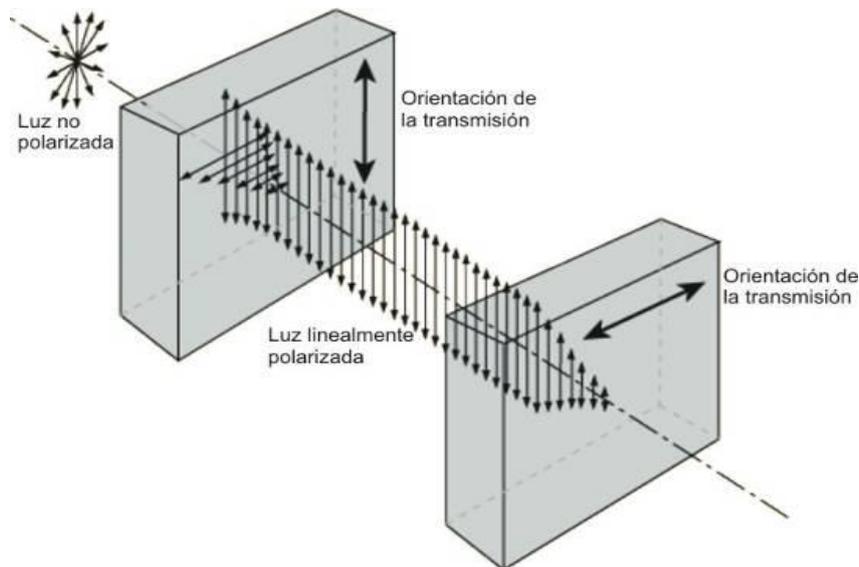


Fig. 3: Lorsque deux filtres ont des orientations de transmission perpendiculaires, la lumière qui traverse la première est bloquée par le second.

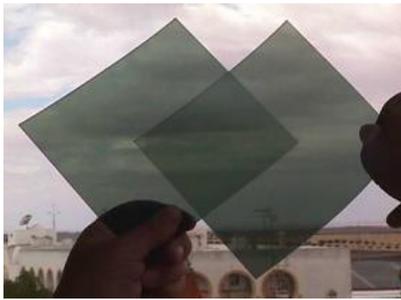


Fig. 4a: Si les filtres ont la même orientation, la lumière passe.

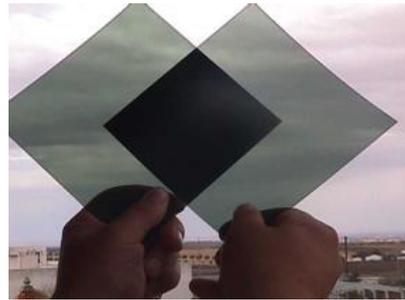


Fig. 4b: Si l'un des filtres est tourné à 90° , la lumière est bloquée.

Beaucoup de lunettes de soleil sont polarisées pour filtrer la lumière réfléchie, abondante dans la neige ou sur la mer, qui est habituellement polarisée (figures 5a et 5b). Les filtres polarisants sont également utilisés dans la photographie, et avec eux les reflets sont éliminés et le ciel paraît plus sombre.



Fig. 5a y 5b: Lumière réfléchie, photographiée avec et sans filtre polarisant.

En cinéma 3D, le film est enregistré par deux caméras séparées par une distance particulière, celle entre les yeux humains. Puis, il est projeté par deux projecteurs utilisant la lumière polarisée dans des directions perpendiculaires. Les spectateurs utilisent des lunettes spéciales qui ont des filtres polarisés avec des directions perpendiculaires. Cela signifie que chaque œil ne voit qu'une seule des deux images, et le spectateur voit les images en 3D.

Activité 1: Polarisation de la lumière

Pour fabriquer des filtres polarisants, coupez le pont du nez de lunettes 3D incolores pour créer deux pièces (des verres verts / rouges ne peuvent pas être utilisés dans cette activité). Vous pouvez alors faire l'activité des figures 4a et 4b. Et pour éviter de les casser en deux morceaux, vous pouvez prendre deux paires de lunettes de soleil ou des lunettes 3D et les orienter pour montrer la polarisation.

Beaucoup de lunettes de soleil sont des polarisateurs pour filtrer la lumière. Les écrans d'ordinateurs LCD et les téléviseurs (non plasma) émettent une lumière qui est polarisée. Vous pouvez vérifier les deux en regardant l'écran d'un ordinateur portable avec des lunettes de soleil ensuite tournez la tête: si elles sont polarisées, la visualisation à un angle spécifique rendra l'écran noir.

Il y a des plastiques et des verres qui affecteront la lumière polarisée qui passe à travers, selon leur épaisseur et leur composition. Si vous les regardez avec des lunettes de soleil polarisées, vous verrez une lumière de couleur différente.

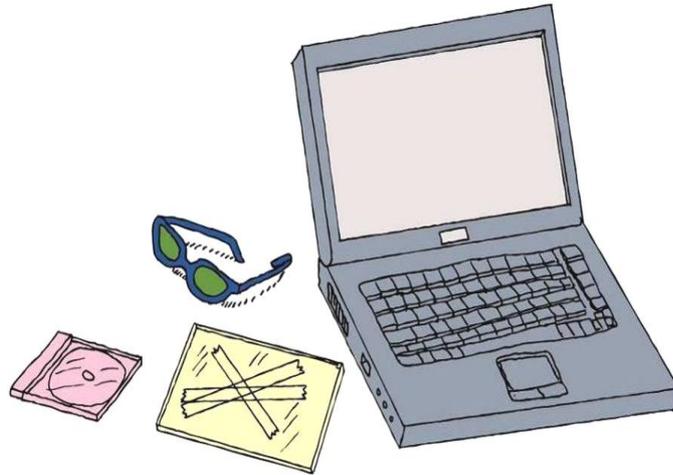


Fig. 6: La lumière de l'écran TFT d'un ordinateur est polarisée, et le ruban adhésif fait tourner l'angle de polarisation. Des couleurs apparaissent lorsqu'on regarde l'écran à travers le ruban adhésif et avec des lunettes de soleil polarisées.

Collez plusieurs bandes de ruban adhésif sur un morceau de verre (par exemple à partir d'un cadre photo) de sorte que dans certaines zones trois couches de ruban se chevauchent, dans d'autres zones deux morceaux se chevauchent et dans d'autres zones, il n'y a qu'une seule pièce (figure 6). Sur un téléviseur ou un ordinateur avec écran LCD, affichez une image qui a le blanc comme couleur principale, par exemple, un document vierge dans un traitement de texte. Placez le verre devant l'écran et regardez avec des lunettes de soleil polarisées. Si vous tournez le verre, vous verrez la bande qui apparaît avec différentes couleurs. Au lieu de verre, vous pouvez utiliser un étui en plastique transparent CD. Vous verrez les points où plus de tension concentrée dans le plastique. Si vous pliez le plastique, vous verrez des changements de couleur dans le plastique lorsque vous regardez avec la lumière polarisée et les filtres.

La structure du soleil

Le Soleil a une structure qui peut être divisée en cinq parties principales:

- 1) Le noyau et la zone radiative sont les zones où se produisent les réactions de fusion thermonucléaire. La température à l'intérieur du cœur est de 15 millions de Kelvin (K) qui est de « seulement » d'environ 8 000 000 K dans la zone radiative. L'énergie est transférée par rayonnement à travers la région la plus proche du noyau. La zone centrale et la zone radiative peuvent être considérées comme deux régions distinctes, mais il est très difficile de les limiter parce que leurs fonctions sont mélangées.
- 2) La zone de convection a une température inférieure à 500 000 K. Dans cette zone, l'énergie est transportée par convection. Elle se trouve entre 0,3 rayon solaire et la partie juste en dessous de la photosphère.
- 3) La photosphère, que nous pouvons considérer en quelque sorte comme la «surface» du Soleil, est la source de l'absorption et du spectre continu. Elle a une température comprise entre 6400 à 4200 K. Elle a quelques zones plus froides ("seulement" 4 200 K), qui ressemblent à des taches sombres.

4) La chromosphère, située à l'extérieur de la photosphère, a une température comprise entre 4 200 et 1 million de degré Kelvin. Elle ressemble à des filaments verticaux ressemblant à une «prairie en feu», avec des protubérances et des éruptions.

5) La couronne, qui est la source du vent solaire, a une température comprise entre un et deux millions de degré Kelvin.

Activité 2: Modèle simple des couches solaires

Cette activité peut se faire avec de jeunes enfants. Le but est de découper les différentes figures ci-dessous (figures 7 et 8). Elles peuvent être colorées avec les couleurs suivantes: couronne en blanc, chromosphère en rouge, photosphère en jaune, zone de convection en orange, zone radiative en bleu et noyau en marron.

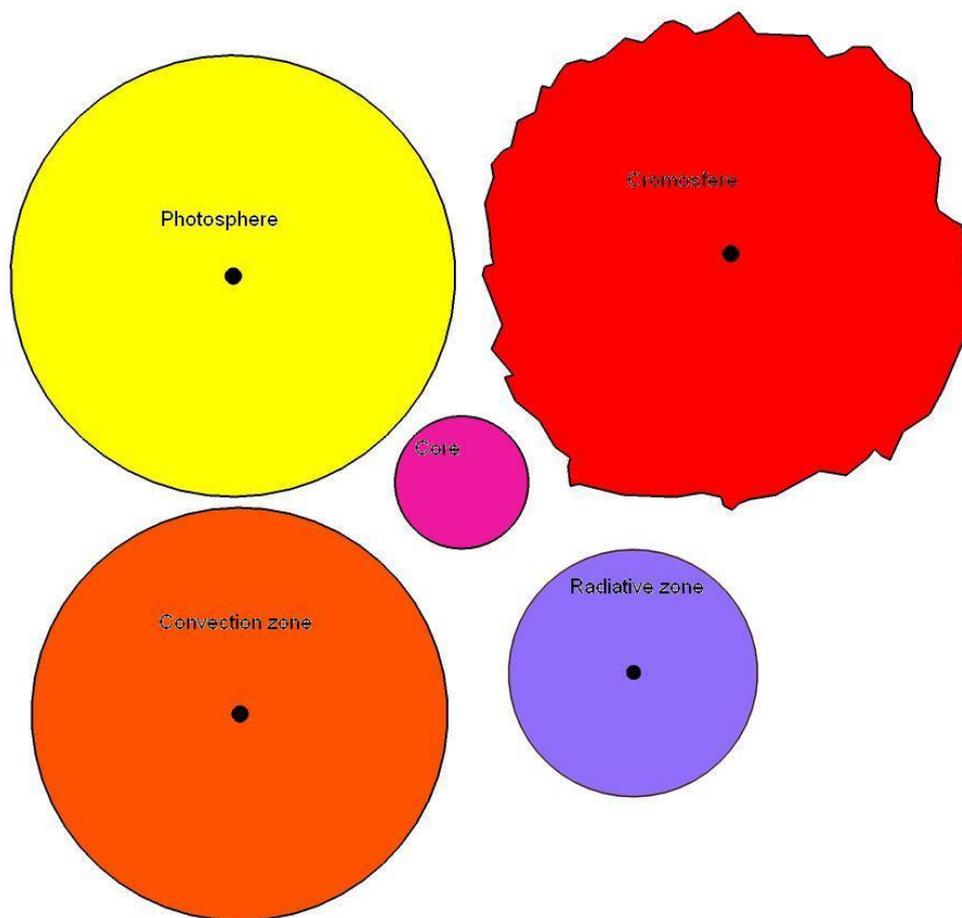


Fig 7: les couches du Soleil à découper

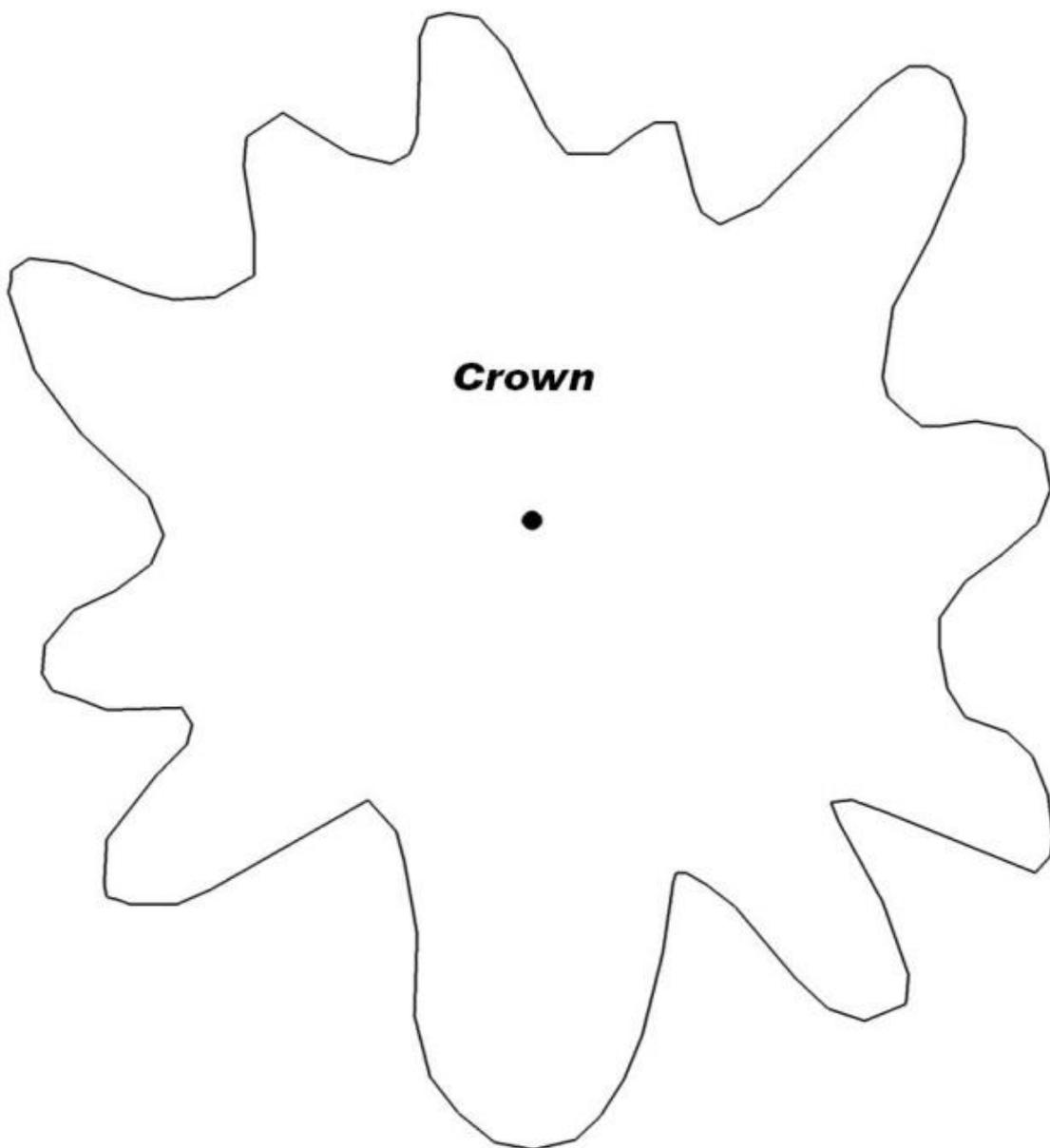


Fig 8: couronne à découper

Enfin, vous pouvez coller l'un au-dessus de l'autre, dans le bon ordre (la taille de chaque pièce indique également l'ordre).

Taches solaires

Souvent, les taches foncées, appelées taches solaires, sont observées dans la photosphère. Une tache solaire se compose généralement d'une région centrale sombre appelée l'ombre, entourée par une zone de filaments brillants et foncés qui rayonnent à partir de l'ombre. Les filaments des taches solaires sont entourés par les granules typiques de la photosphère (figure 9).

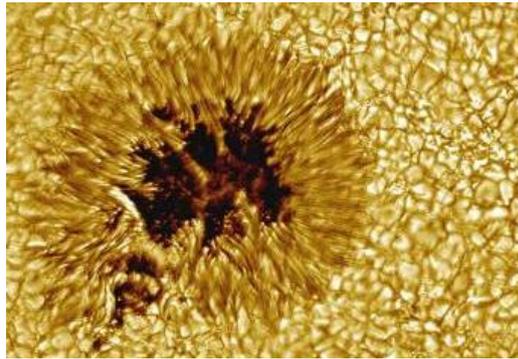


Fig. 9: Tache solaire (Photo: Vacuum Tower Telescope, NSO, NOAO)

Les taches apparaissent noires avec un petit télescope, mais ce n'est qu'un effet de contraste. Si vous pouviez observer la tache isolée, elle serait effectivement plus lumineuse que la pleine lune. La différence d'intensité des taches est due au fait que la température de la tâche est de 500 à 2000 °C inférieure à celle de la photosphère environnante. Les taches solaires sont le résultat de l'interaction de forts champs magnétiques verticaux avec la photosphère.

Les taches solaires ont une grande importance historique car elles ont permis à Galileo Galilée de déterminer la période de rotation du Soleil et de vérifier que sa rotation était différentielle, c'est-à-dire que le Soleil tourne plus rapidement à l'équateur (période de rotation 25,05 jours) qu'aux pôles (34,3 jours de rotation).

Activité 3: Détermination de la période de rotation du Soleil

Une simple expérience que vous pouvez effectuer dans la salle de classe est de mesurer la période de rotation solaire en utilisant les taches solaires. Dans cette expérience, vous devez suivre une trace des taches solaires pendant plusieurs jours afin de mesurer la rotation du Soleil. Les observations solaires doivent toujours être effectuées par projection à l'aide d'un télescope (figure 10a) ou de jumelles (figure 10b). Il ne faut jamais regarder directement le Soleil et encore moins avec des jumelles ou des télescopes, car ça peut causer des dommages permanents (définitifs) aux yeux.



Fig. 10a: Observation solaire par projection avec un télescope

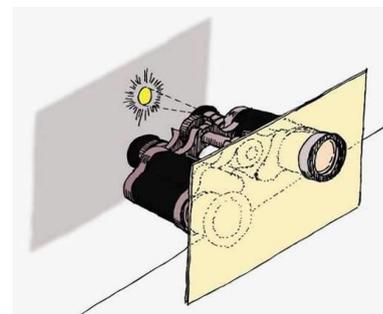


Fig. 10b: : Observation par projection avec des jumelles

Rappelez-vous que vous ne devriez jamais regarder directement le soleil à l'œil nu, avec des jumelles ou avec des télescopes car cela peut causer des dommages irréparables aux yeux.

Si vous observez des taches solaires pendant plusieurs jours, le mouvement d'une tache ressemblera à l'exemple de la figure 11.

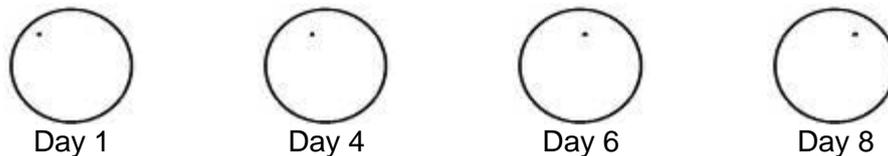


Fig. 11: Changement de position d'une tache solaire sur plusieurs jours.

Superposez les observations sur un papier transparent comme le montre la figure 12. La période peut ensuite être calculée simplement par une simple proportion:

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

Lorsque t indique l'intervalle de temps entre deux observations d'une même tache solaire, α est l'angle central entre le déplacement des deux points considérés (figure 12) et P est la période de rotation solaire que nous voulons calculer. Ce calcul donne un bon niveau d'exactitude.

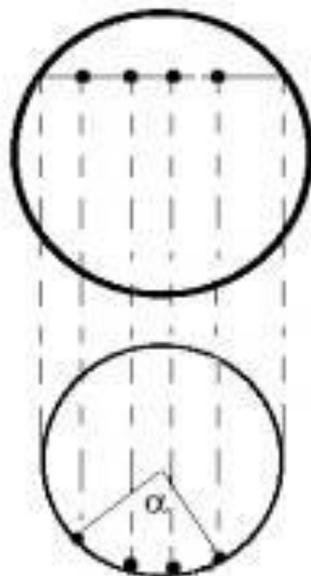


Fig. 12: Calcul de la rotation angulaire des taches solaires.

Voici un exemple concret: la figure 13 est une superposition de deux photographies, prises le 12 août 1999 et le 19 du même mois et de la même année. Nous dessinons le cercle pour le Soleil et marquons une ligne du centre vers chacune des taches. Nous mesurons alors l'angle entre les deux lignes et nous obtenons 92° . Par conséquent, la rotation solaire sera:

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

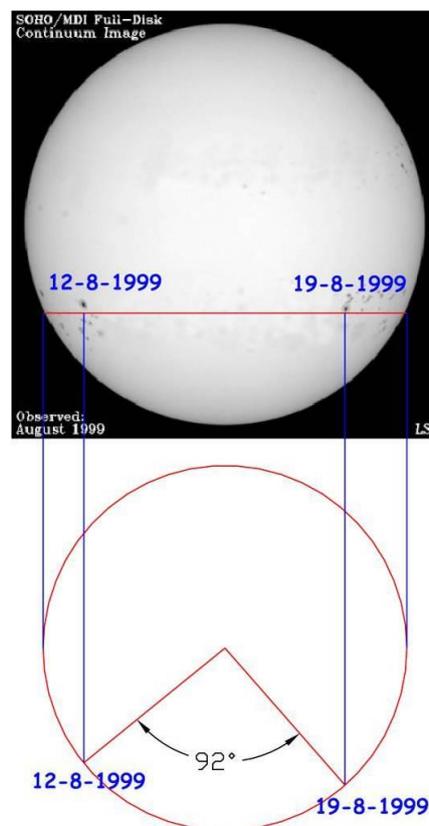


Fig. 13: Détermination de la période de la rotation solaire

Les radiations provenant du soleil

Le Soleil est un grand réacteur nucléaire. En son centre, d'énormes quantités d'énergie sont produites en continu et transportées à la surface sous forme de photons. Les photons sont les particules responsables du rayonnement électromagnétique et possèdent une quantité d'énergie qui est calculée par l'expression suivante

$$E = h \cdot \nu$$

Où E est l'énergie du photon, h est la constante de Planck ($h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$) et ν est la fréquence du rayonnement électromagnétique associée au photon. Les photons générés par le Soleil sont responsables de son spectre.

La luminosité totale (ou la puissance) du Soleil est énorme: chaque seconde, elle émet plus d'énergie que des milliards de bombes atomiques. Nous pouvons imaginer la transmission de cette énergie à travers l'espace comme une bulle qui devient de plus en plus grande avec la distance. La zone de cette bulle est $4\pi R^2$. Si la puissance du soleil est P , l'énergie atteignant un mètre carré à une distance R est::

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

En d'autres termes, l'énergie est transmise comme un carré inverse de la distance. Et si nous connaissons la distance de l'objet, nous pouvons calculer sa puissance totale.

Activité 4: Détermination de la luminosité solaire

La luminosité, ou la puissance du soleil est l'énergie qu'elle émet dans une seconde. Le soleil est vraiment une source lumineuse très puissante. Calculons sa puissance par rapport à une ampoule de 100 W (figure 14).

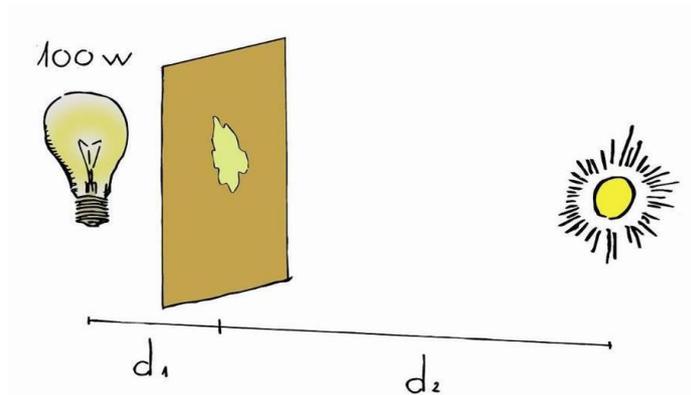


Fig. 14: Comparaison entre la puissance du Soleil et une ampoule de 100W

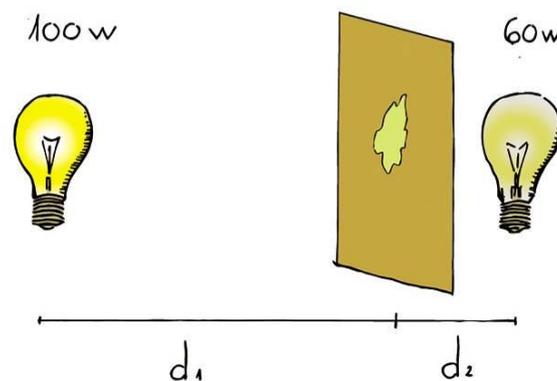


Fig. 15: Si la lumière qui atteint chaque côté est la même, la marée noire n'est pas visible.

Nous pouvons construire un photomètre qui nous permettra de comparer la luminosité de deux sources lumineuses. Pour ce, mettre quelques gouttes d'huile au milieu d'une feuille de papier d'emballage (papier blanc ordinaire fait l'affaire aussi). La tache qui se forme rend le papier un peu transparent et ce sera notre photomètre. On la place entre deux sources de lumière (figures 14 à 16) et la distance peut être ajustée jusqu'à ce que nous ne puissions pas voir la tache. Alignée de cette façon, l'éclairage de part et d'autre du papier est le même et les énergies de part et d'autre se valent.

Dans ce cas:

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

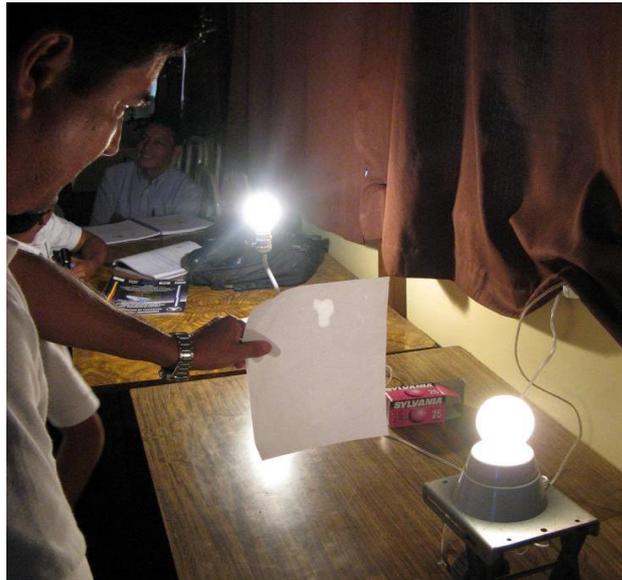


Fig. 16: Photomètre de marée noire, entre deux ampoules

Lors d'une journée ensoleillée, prenez le photomètre à l'extérieur avec une ampoule d'au moins 100 W (de préférence plus lumineuse). Placez le photomètre entre le soleil et l'ampoule à une distance telle que les deux côtés de part et d'autre du photomètre apparaissent également éclairés. Mesurez la distance d_1 , en mètres, du photomètre au filament de l'ampoule.

Sachant que la distance entre le Soleil et la Terre est approximativement $d_2 = 150\,000\,000$ km, on peut calculer la puissance du Soleil P avec la loi du carré inverse (le terme 4π se simplifie):

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

Le résultat devrait être proche de la luminosité réelle du Soleil, qui est de $3,83 \cdot 10^{26}$ W.

Opacité

L'énergie associée à un photon produit dans le noyau du Soleil prendra jusqu'à 1 million d'années pour atteindre la photosphère, car elle est produite dans les parties les plus intimes du Soleil où les photons interagissent avec la matière très dense. Les interactions entre les photons et la matière se produisent en grand nombre dans le noyau mais diminuent à fur et à mesure qu'on s'éloigne de la photosphère. Les photons prennent un chemin en zigzag (figure 17) du noyau vers les parties extérieures du Soleil, cela peut prendre des milliers d'années.

Lorsque le rayonnement atteint la photosphère (l'atmosphère du soleil), il est rayonné vers l'extérieur sans aucune interaction. La plupart des longueurs d'ondes, en provenance de la photosphère, constituent le spectre continu. L'intérieur du soleil est opaque à toutes les longueurs d'ondes du rayonnement. En astronomie, les concepts d'opacité et de transparence sont peu différents de l'usage quotidien.

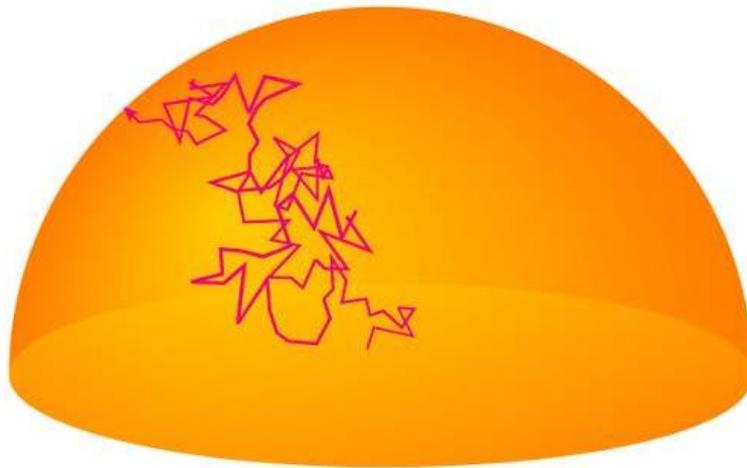


Fig. 17: : Les photons prennent 1 million d'années pour quitter la photosphère

Un gaz peut être transparent ou opaque selon la façon dont il absorbe ou diffuse les photons qui le traversent. Par exemple, notre atmosphère est transparente aux longueurs d'onde visibles. Cependant, si le ciel est nuageux, ça devient sombre, donc il est opaque. Il convient de souligner que la transparence ne signifie pas invisible. Une flamme d'un brûleur ou d'une bougie est transparente aux longueurs d'onde d'un rétroprojecteur.

Activité 5: Transparence et opacité

Vous pouvez montrer ces concepts en utilisant un bec Bunsen ou une bougie (le bec Bunsen est meilleur que la bougie car cette dernière produira parfois la fumée noire opaque due à la combustion incomplète).

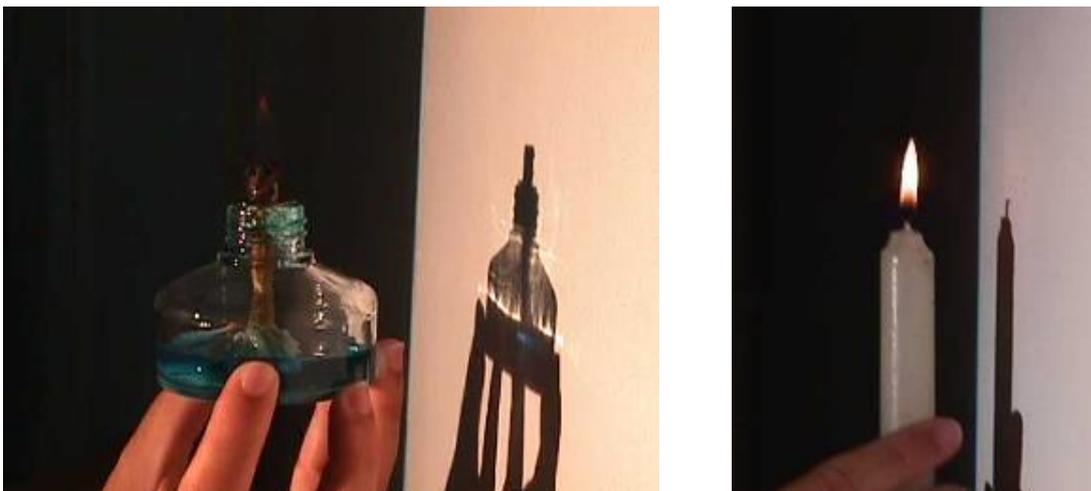


Fig. 18a et 18b: Les lampes à alcool ou les flammes de bougies ne produisent pas d'ombre sur le mur. Observez que le verre n'est pas complètement transparent

La démonstration est très simple : Placez des objets transparents et opaques devant la lumière projetée sur un mur ou un écran par un rétroprojecteur et demandez-lui s'il est transparent ou opaque. Pour les objets communs, la plupart des gens connaissent la réponse.

La flamme d'une bougie, d'un bec Bunsen ou d'un briquet est également transparente et il est surprenant pour les élèves de voir que la flamme ne produit aucune ombre sur le mur (figure 11). Vous pouvez expliquer que c'est comme la photosphère du Soleil, qui est presque transparente à tout rayonnement.

Spectre

En 1701, Newton a utilisé un prisme pour la première fois pour décomposer la lumière du soleil en plusieurs couleurs. Toute lumière peut être dispersée avec un prisme ou un réseau de diffraction, et donne un spectre. Spectre s'explique par les trois lois que Gustav Kirchhoff et Robert Bunsen ont découvertes au XIXe siècle. Les trois lois sont illustrées à la figure 19.

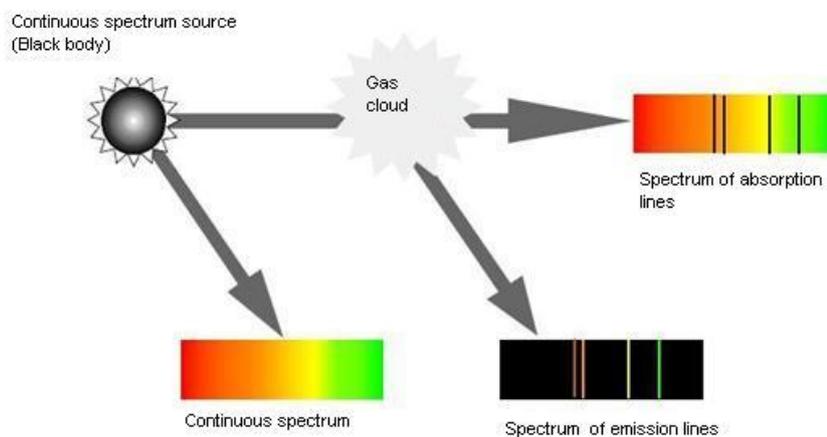


Fig. 19: Les lois de Kirchhoff et de Bunsen

- 1- Un gaz à pression élevée, un liquide ou un solide, s'ils sont chauffés, émettent un rayonnement continu qui contient toutes les couleurs.
- 2- Un gaz chaud, à basse pression, émet un rayonnement uniquement pour certaines couleurs bien spécifiques : le spectre de ce gaz présente des raies d'émission.
- 3- Un gaz froid, à basse pression, éclairé par une source de rayonnement continu, absorbe certaines couleurs, produisant ainsi dans le spectre des raies d'absorption. Ce gaz absorbe les mêmes couleurs qu'il émettrait s'il était chaud.

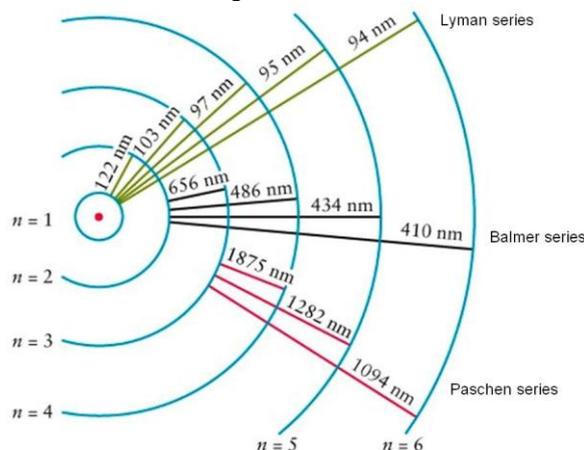


Fig. 20: Série spectrale pour l'émission de l'atome d'hydrogène. Les transitions possibles ont toujours la même quantité d'énergie entre les niveaux

Les raies d'émission de gaz sont dues à des transitions d'électrons entre deux niveaux d'énergie, qui se produisent lors de l'interaction des photons avec la matière.

Les niveaux d'énergie dans les atomes sont parfaitement quantifiés et les fréquences émises sont toujours les mêmes, car la différence d'énergie entre les niveaux est constante. Ceci a été expliqué plus tard par Niels Bohr. (Figure 20).

Un gaz froid peut absorber la même énergie qu'il émet lorsqu'il est chaud. Par conséquent, si vous mettez le gaz entre une source incandescente et un spectroscope, le gaz absorbe les mêmes raies du spectre continu de la source qu'il émet s'il est chaud, générant ainsi un spectre d'absorption.

La même chose se passe dans l'atmosphère du Soleil. Les éléments chimiques contenus dans le gaz de l'atmosphère solaire absorbent les fréquences associées aux raies spectrales de ces éléments. Ce fait a été vérifié par Joseph Fraunhofer en 1814, ainsi les raies spectrales du soleil sont appelées les raies de Fraunhofer et sont énumérées dans le tableau ci-dessous, selon les désignations originales par Fraunhofer (1817) des lettres aux raies d'absorption dans le spectre solaire.

Letter	Wavelength (nm)	Chemical Origin	Color range
A	7593,7	O ₂ atmospheric	dark red
B	6867,2	O ₂ atmosferico	red
C	6562,8	Hidrogen alpha	red
D1	5895,9	Neutral Sodio	oranged-red
D2	5890,0	Neutral Sodium	yellow
E	5269,6	Neutra Iron	green
F	4861,3	H beta	cyan
G	4314,2	CH molecular	blue
H	3968,5	Ionized Calcium	dark violet
K	3933,7	Ionized Calcium	dark violet

Table 1: les raies spectrales du soleil de Fraunhofer

Il est important de réaliser qu'en analysant la lumière provenant du soleil ou d'une étoile, nous pouvons savoir ses constituants sans avoir y aller. Aujourd'hui, les spectres sont enregistrés avec des instruments de haute résolution pour détecter de nombreuses raies.

Rayonnement des corps noirs

Quand un métal est suffisamment chauffé, il devient rouge. Dans un endroit sombre, le métal devient visible à une température de 400 ° C. Si la température continue à monter, la couleur du métal devient orange, jaune et devient même bleue après avoir traversé l'émission de lumière blanche à environ 10 000 ° C. Un corps opaque métallique ou non, rayonnera avec ces caractéristiques.

Quand un corps noir (un objet qui ne réfléchit pas la lumière) est chauffé, il émet un rayonnement dans de nombreuses longueurs d'onde. Si l'on mesure l'intensité de ce rayonnement à chaque longueur d'onde, on peut la représenter par une courbe appelée courbe de Planck. Sur la figure 21, les courbes sont indiquées pour une variété de températures de corps noirs. La courbe a un pic à une certaine longueur d'onde, ce qui nous donne la couleur dominante de l'objet. Alors λ_{max} est lié à la température du corps selon la loi de Wien:

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

T étant la température du corps. Notez qu'en raison de cette loi, en étudiant le rayonnement qui nous vient d'un objet éloigné, nous pouvons connaître sa température sans avoir besoin d'y aller et de la mesurer directement.

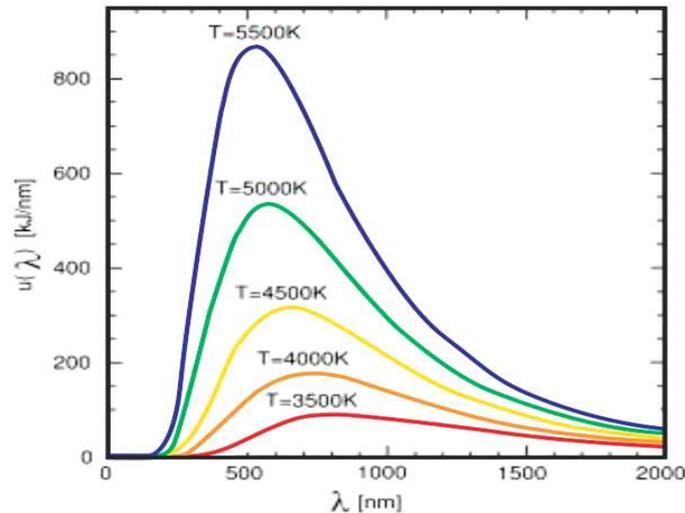


Fig. 21: les courbes de Planck pour les corps noirs à différentes températures.

Des exemples d'objets astronomiques qui peuvent être appelés corps noirs opaques sont les étoiles (à l'exception de leurs atmosphères et couronnes), les planètes, les astéroïdes ou le rayonnement du fond micro-ondes cosmiques.

La loi de Wien est une loi générale pour l'émission thermique des corps opaques. Par exemple, le corps humain rayonne dans la région infrarouge avec une émission maximale à une longueur d'onde de 9,4 μm , selon la loi de Wien (utiliser une température de 37 ° C (310 K)). Les militaires utilisent donc des dispositifs d'observation nocturne dans ces longueurs d'ondes.

En revenant au Soleil, puisque l'atmosphère est transparente, le rayonnement du corps noir est déterminé par la température à la photosphère, où le soleil devient transparent (environ 5800 K) de sorte que le rayonnement du corps noir ne doit pas dépasser une longueur d'onde autour de 500 nm, comme le montre la figure 22.

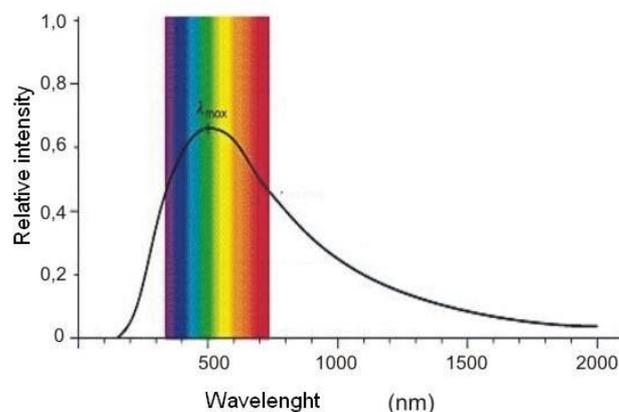


Fig. 22: Courbe d'émission pour le "spectre continu" du Soleil.

Notre atmosphère absorbe le rayonnement infrarouge et ultraviolet. Mais, l'œil humain ne peut voir que la partie visible de la lumière du soleil qui atteint la surface de la Terre.

Dispersion de la lumière du soleil

Lorsqu'un faisceau de lumière blanche traverse un gaz contenant des particules plus grandes que la longueur d'onde de la lumière, la lumière ne se propage pas et toutes les longueurs d'onde sont dispersées. Cela se produit lorsque la lumière du soleil passe à travers un nuage contenant de petites gouttelettes d'eau d'où il apparaît blanc. La même chose se produit lorsque la lumière passe à travers des grains de sel ou de sucre.



Fig. 23: La couleur du ciel dépend de la diffusion de Rayleigh

Mais si la lumière est dispersée par des particules de taille similaire à la longueur d'onde (couleur) des photons, ces photons sont dispersés mais pas le reste. C'est ce qu'on appelle la diffusion Rayleigh.

Dans notre atmosphère, la lumière bleue est plus diffusée que la lumière rouge, et les photons nous parviennent de toutes les directions. C'est pour cela que le ciel prend la couleur bleue (figure 23) au lieu de noir, comme vu dans l'espace. Au crépuscule, la lumière traverse une atmosphère plus épaisse donc elle s'appauvrit en lumière bleue et le ciel apparaît plus jaune. Au coucher du Soleil les photons rouges sont plus dispersés.

C'est aussi la raison pour laquelle, lorsque la lumière passe par des gaz de particules de grandes épaisseurs (par exemple les nébuleuses), elle devient rouge (car le bleu va se disperser dans toutes les directions et seul le rouge va venir en pleine intensité à l'observateur). C'est la dispersion de Rayleigh.

Activité 6: Extinction et diffusion

Cette expérience est faite avec un rétroprojecteur (ou toute autre source de lumière intense), une solution diluée de lait, un morceau de carton noir et un grand verre. Préparer une solution de lait d'environ 1 goutte de lait dans 50 ml d'eau (c'est la chose très importante, vous devez tester que la concentration de la solution est bonne avant la séance).

Découpez un cercle dans le carton noir avec la forme et la taille du verre. Placez le verre vide sur le cercle ouvert et allumez le projecteur (figure 24a). La lumière qui atteint le mur sera blanche.



Fig. 24a: Au début, la lumière qui atteint le mur est blanche



Fig. 24b: Avec un peu de solution, la lumière sera jaune



Fig. 24c: Lorsque le verre est plein, la lumière atteignant le mur est rouge

Remplir le verre avec la solution de lait diluée. La lumière qui atteint le mur est de plus en plus rouge (figures 24b et 24c). Les côtés du verre montrent une lumière bleu-blanche.

Bibliographies

- 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, Heidelberg, 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*, 3rd Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

Internet sources

- 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.astored.net/nueveplanetas/solarsystem/sol.html>

Traduction, Cité des Sciences à Tunis:
Najoua Bey, Sarra Snoussi, Naoufel Ben Maaouia, Riadh Ben Nessib, Hichem Ben Yahia
Révision : Eric Merssier Université de Nantes