

# La vie des étoiles

**Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno, Rosa M Ros**

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

## Résumé

Pour comprendre la vie des étoiles, il est nécessaire de comprendre ce qu'elles sont, comment nous pouvons trouver leurs distances, comment elles évoluent et quelles sont les différences entre elles. Grâce à des expériences simples, il est possible d'expliquer aux élèves le travail accompli par les scientifiques pour étudier la composition des étoiles et aussi de construire des modèles simples.

## Objectifs

Cet atelier complète le cours NASE sur l'évolution stellaire, il présente des activités variées et des démonstrations centrées sur la compréhension de l'évolution stellaire. Les principaux objectifs sont les suivants:

- Comprendre la différence entre la magnitude apparente et la magnitude absolue.
- Comprendre le diagramme Hertzsprung-Russell en réalisant un diagramme couleur-magnitude.
- Comprendre des concepts tels que supernova, étoile à neutron, pulsar et trou noir.

## Activité 1: Le Concept de parallaxe

La parallaxe est un concept qui est utilisé pour calculer les distances en astronomie. Nous réalisons une simple activité qui va nous permettre de comprendre ce qu'est la parallaxe. Tenez-vous à une certaine distance et face à un mur sur lequel il y a des éléments repères : armoire, tables, portes, etc. Tendez votre bras en face de vous et maintenez votre pouce verticalement (figures 1a and 1b).

Tout d'abord fermez votre œil droit, regardez l'exemple avec le doigt au centre de l'image. Sans bouger votre doigt, fermez votre œil droit et ouvrez l'œil gauche. Le doigt s'est déplacé, il ne coïncide plus avec le centre de l'image mais avec le bord du cadre.

Pour cette raison, lorsque l'on observe le ciel à partir de deux villes éloignées, les objets qui sont plus proches, comme la lune, sont décalés par rapport aux étoiles d'arrière-plan, qui sont beaucoup plus éloignées. Le décalage est plus important si la distance entre les deux lieux où les observations sont réalisées, est plus grande. Cette distance est appelée la ligne de base.

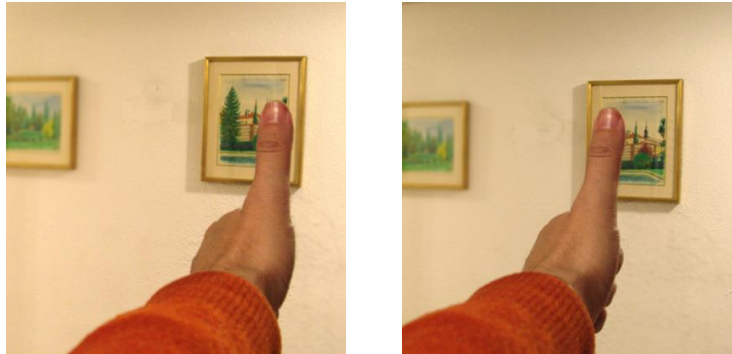


Fig. 1a: Avec votre bras, regardez la position de votre pouce par rapport à l'objet à l'arrière-plan, d'abord avec l'œil gauche (en fermant le droit) et ensuite, Fig. 1b, regardez avec l'œil droit (Avec l'œil gauche fermé).

## Calcul de la distance des étoiles par la parallaxe

La parallaxe est le changement apparent de la position d'un objet, vu de différents endroits. La position d'une étoile proche par rapport aux étoiles d'arrière-plan, qui sont plus loin, semble changer lorsqu'elle est vue à partir de deux endroits différents. Ainsi, nous pouvons déterminer la distance des étoiles proches.

La parallaxe est appréciable si la distance entre les lieux d'observations c.-à-d. La ligne de base est maximisée. Cette distance correspond au diamètre de l'orbite de la Terre autour du Soleil (figure 2).

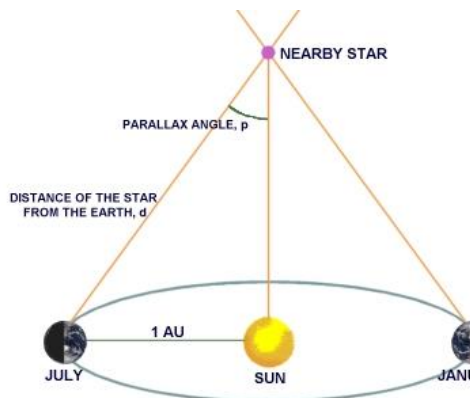


Fig. 2: L'angle de parallaxe  $p$  est le changement angulaire qu'on voit lors de l'observation d'une étoile à partir de deux emplacements qui sont séparés par une distance Terre-Soleil

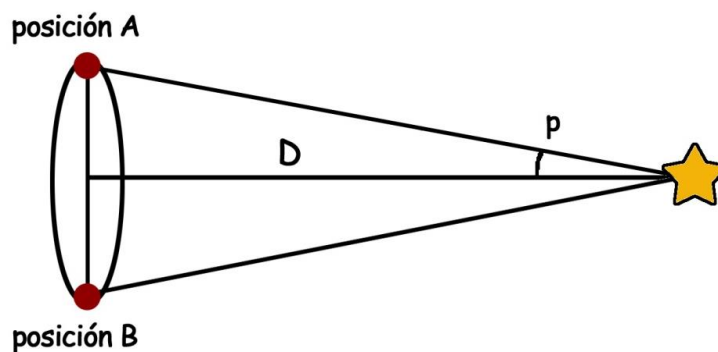


Fig. 3: En mesurant l'angle de parallaxe,  $p$ , il est alors possible de calculer la distance  $D$  de l'objet.

Par exemple, si l'on observe une étoile proche par rapport aux étoiles d'arrière-plan à partir de deux positions A et B de l'orbite de la Terre (figure 3), séparés par six mois, nous pouvons calculer la distance  $D$  de l'étoile:

$$\tan p = \frac{AB/2}{D}$$

Comme  $p$  est un très petit angle, la tangente est équivalent à l'angle mesuré en radians:

$$D = \frac{AB/2}{p}$$

La base du triangle  $AB/2$  est la distance Terre-Soleil, 150 millions de km. Si nous avons l'angle de parallaxe  $p$ , alors la distance à l'étoile, en kilomètres, sera  $D = 150000000 / p$ , avec l'angle  $p$  exprimé en radians. Par exemple, si l'angle  $p$  est une seconde arc, la distance à l'étoile sera:

$$D = \frac{150000000}{2\pi/(360\ 60\ 60)} = 30939720937064\ km = 3,26\ a.l.$$

Ceci est l'unité de distance qui est utilisé dans l'astronomie professionnelle. Si vous observez une étoile avec une parallaxe d'une seconde d'arc, elle est à une distance de 1 parsec (par seconde), ce qui équivaut à  $1\text{pc} = 3,26$  années-lumière. Une parallaxe plus petite implique une plus grande distance à l'étoile. La relation entre la distance (en pc) et de la parallaxe (en secondes d'arc) est:

$$d = \frac{1}{p}$$

La simplicité de cette expression est la raison pour laquelle elle est utilisée. Par exemple, l'étoile la plus proche est Proxima de Centaure, a une parallaxe de  $0,76''$ , ce qui correspond à une distance de  $1,31\text{pc}$ , ce qui équivaut à  $4,28\text{al}$ . La première observation de parallaxe d'une étoile (61 Cygne) a été faite par Bessel en 1838. Bien qu'à l'époque, il a été déjà soupçonné que les étoiles étaient très éloignées, mais cela ne pouvaient pas être mesurées avec des distances précises.

Actuellement, nous utilisons la parallaxe pour mesurer la distance des étoiles qui sont à moins de 300 années-lumière de nous. Au-delà de cette distance, l'angle de parallaxe est négligeable, donc nous devons utiliser d'autres méthodes pour calculer les distances.

Cependant, ces méthodes sont généralement basées sur des comparaisons avec des étoiles dont la distance est connue par le procédé de parallaxe. La parallaxe fournit une base pour d'autres mesures de distance en astronomie, à l'échelle des distances cosmiques. La parallaxe est essentiellement le barreau du bas de cette échelle de distance.

## Activité 2: La loi inverse des carrés

Une expérience simple peut être utilisée pour comprendre la relation entre luminosité, éclat et distance. Elle montrera que la magnitude apparente est fonction de la distance. Comme le montre la figure 11, vous utiliserez une ampoule et une carte (ou une boîte) avec un petit trou

carré découpé. La carte avec le trou est placée d'un côté de l'ampoule. L'ampoule rayonne dans toutes les directions. Une certaine quantité de lumière passe à travers le trou et illumine un écran mobile placé parallèlement à la carte avec le trou. Sur l'écran des carrés de la même taille que le trou dans la carte sont dessinés. La quantité totale de lumière traversant le trou et atteignant l'écran ne dépend pas de la distance à laquelle nous mettons l'écran. Cependant, comme nous mettons l'écran plus loin cette même quantité de lumière doit couvrir une plus grande surface, et par conséquent la luminosité de l'écran diminue. Pour simuler une source ponctuelle et réduire les ombres, nous pouvons également utiliser une troisième carte avec un trou très proche de l'ampoule. Cependant, veuillez à ne pas laisser cette carte près de l'ampoule pendant trop longtemps, car elle pourrait brûler.

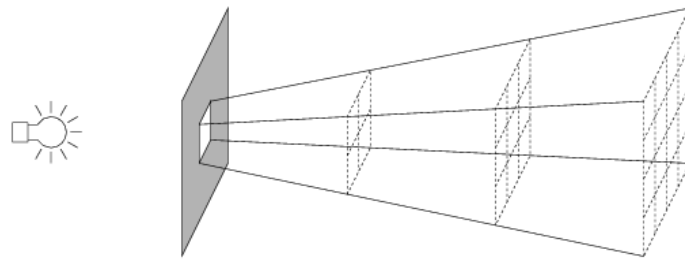


Fig. 4 : Montage expérimental

Nous observons que lorsque la distance entre l'écran et l'ampoule double, la surface que la lumière illumine devient quatre fois plus grande. Cela implique que l'intensité de la lumière (la lumière arrivant par unité de surface) devient un quart de la quantité d'origine. Si la distance est triplée, la surface de l'écran sur laquelle la lumière est étalée devient neuf fois plus grande, de sorte que l'intensité lumineuse sera un neuvième de la quantité initiale. Ainsi, on peut dire que l'intensité est inversement proportionnelle au carré de la distance à la source. En d'autres termes, l'intensité est inversement proportionnelle à la surface totale où le rayonnement se répand, qui est une sphère de surface  $4\pi D^2$ .

## Le système des magnitudes

Imaginez qu'une étoile ressemble à une ampoule. La luminosité dépend de la puissance de l'étoile ou de l'ampoule et de la distance à laquelle nous la voyons. Cela peut être vérifié en plaçant une feuille de papier en face d'une lampe: la quantité de lumière qui atteint la feuille de papier dépend de la puissance de l'ampoule et de la distance entre la feuille et l'ampoule. La lumière de l'ampoule est répartie uniformément sur la surface d'une sphère, qui a une surface de  $4\pi R^2$ , où  $R$  est la distance entre les deux objets. Par conséquent, si vous doublez la distance ( $R$ ) entre la feuille de papier et l'ampoule (figure 5), l'intensité qui atteint le papier n'est pas la moitié, mais le quart (la zone dans laquelle la lumière est distribuée est quatre fois plus grande). Et si la distance est triplée, l'intensité qui atteint le papier est le neuvième (la zone de la sphère sur laquelle la lumière est distribuée est neuf fois plus élevée).

L'éclat d'une étoile peut être définie comme l'intensité (ou flux) d'une énergie atteignant une surface d'un mètre carré située sur Terre (figure 5). Si la luminosité (ou la puissance) de l'étoile est  $L$ , alors:

$$B = F = \frac{L}{4\pi D^2}$$

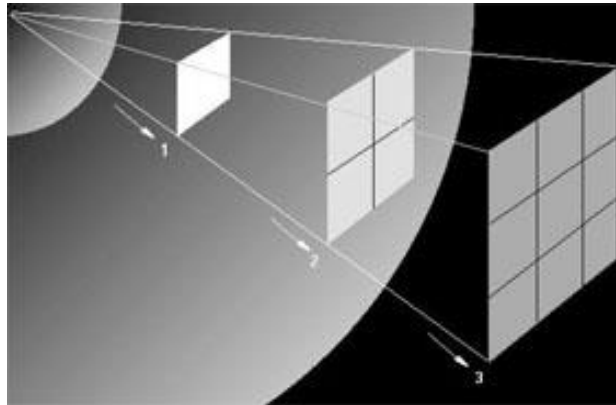


Fig. 5: La lumière devient moins intense, plus elle est loin

Étant donné que l'éclat dépend de l'intensité et de la distance de l'étoile, on peut comprendre qu'une étoile intrinsèquement faible qui est proche peut être observée avec le même éclat qu'une étoile intrinsèquement plus lumineuse, mais qui est plus éloignée.

Hipparque de Samos, au deuxième siècle av. J.-C., a fait le premier catalogue d'étoiles. Il a classé les étoiles les plus brillantes comme étoiles de première grandeur, et les étoiles les plus faibles comme étoiles de la 6ème grandeur. Il a inventé un système de division de l'éclat de l'étoile qui est encore utilisé aujourd'hui, bien qu'il soit légèrement redéfini avec des mesures plus précises que ce qui a été fait à l'œil à l'origine. Une étoile de magnitude 2 est plus brillante qu'une étoile avec une magnitude de 3. Il y a des étoiles qui ont une magnitude de 0, et même des étoiles qui ont des magnitudes négatives, comme Sirius, qui a une magnitude de -1,5. En étendant la balance à des objets encore plus brillants, Vénus a une magnitude visuelle de -4, la pleine lune a une magnitude de -13, et le Soleil a une magnitude de -26,8.

Ces valeurs s'appellent des magnitudes apparentes  $m$ , puisqu'elles mesurent l'éclat des étoiles vues de la Terre. Cette échelle est telle qu'une étoile de magnitude 1 est 2,51 fois plus brillante qu'une étoile de magnitude 2, et cette étoile est 2,51 fois plus brillante qu'une autre étoile de magnitude 3, etc. Cela signifie qu'une différence de 5 magnitudes entre deux étoiles est équivalent à une étoile de plus petite magnitude et de  $2,51^5 = 100$  fois plus brillante. Cette relation mathématique peut être exprimée comme suit:

$$\frac{B_1}{B_2} = (\sqrt[5]{100})^{m_2 - m_1} \quad \text{Ou} \quad m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{B_1}{B_2}\right)$$

La magnitude apparente  $m$  est une mesure liée au flux de lumière d'une étoile dans le télescope. En fait,  $m$  est calculé à partir du flux  $F$  et d'une constante  $C$  (qui dépend des unités d'écoulement et de la bande d'observation) par l'expression:

$$m = -2,5 \log F + C$$

Cette équation nous montre que plus le flux est grand, plus la magnitude d'une étoile sera négative. La magnitude absolue  $M$  est définie comme la magnitude apparente  $m$  qu'un objet

aurait si elle était vue à une distance de 10 parsecs. Pour convertir la magnitude apparente en une magnitude absolue, il faut connaître la distance exacte de l'étoile. Parfois, c'est un problème, car les distances en astronomie sont souvent difficiles à déterminer avec précision. Cependant, si la distance en parsecs  $d$  est connue, la magnitude absolue  $M$  de l'étoile peut être calculée en utilisant l'équation:

$$M = m - 5 \log d + 5$$

## La couleur des étoiles

On sait que les étoiles ont des couleurs différentes. Au premier coup d'œil, à l'œil nu, on peut distinguer des variations entre les couleurs des étoiles, mais les différences entre les couleurs des étoiles sont encore plus évidentes lorsque les étoiles sont observées avec des jumelles et des photographies. Les étoiles sont classées selon leurs couleurs; ces classifications sont appelées types spectrales, et elles sont étiquetées comme: O, B, A, F, G, K, M. (figure 6).



Fig. 6: Types spectrales d'étoiles, selon leurs couleurs

Selon la loi de Wien (figure 7), une étoile avec une intensité maximale atteint un point culminant en lumière bleue correspondant à une température plus élevée, alors que si l'intensité maximale d'une étoile atteint le rouge, elle est plus froide. D'une autre manière, la couleur de l'étoile indique la température de surface de l'étoile.

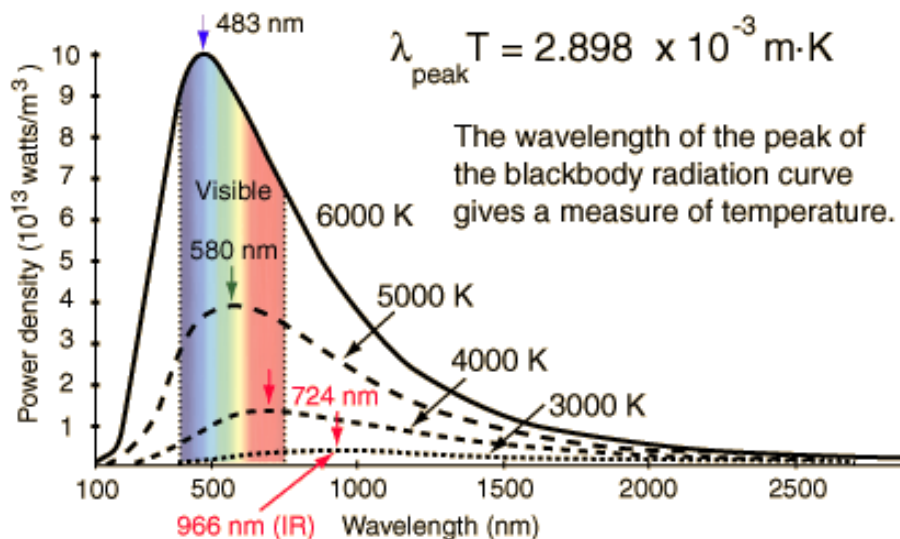


Fig. 7: Si la température augmente, le pic de l'intensité de l'étoile passe du rouge au bleu.

### Activité 3: Les couleurs stellaires

Tout d'abord, vous utiliserez une simple lampe à incandescence avec une résistance variable pour illustrer le rayonnement du corps noir. En plaçant des filtres colorés entre la lampe et le spectroscope, les élèves peuvent examiner la longueur d'onde de la lumière transmise par les filtres. En comparant ceci au spectre de la lampe, les élèves peuvent démontrer que les filtres absorbent certaines longueurs d'ondes. Ensuite, les élèves peuvent utiliser un dispositif similaire à celui de la figure 3, qui a des lumières bleues, rouges et vertes, et qui est équipé de potentiomètres, pour comprendre les couleurs des étoiles. Cet appareil peut être construit en utilisant des lampes, où les tubes des lampes sont fabriqués avec du papier de construction noir et l'ouverture opposée à l'ampoule est recouverte de feuilles de cellophane colorées. En utilisant ce dispositif, nous pouvons analyser (figure 2) et essayer de reproduire l'effet de l'élévation de température stellaire. À des températures basses, l'étoile n'émet que de la lumière rouge en quantités importantes.

Si la température augmente, il y aura également des longueurs d'ondes qui traverseront le filtre vert. Comme cette contribution devient plus importante, la couleur de l'étoile passera de l'orange au jaune. À mesure que la température augmente, les longueurs d'ondes qui passent le filtre bleu deviennent importantes et, par conséquent, les couleurs de l'étoile deviennent blanches. Si l'intensité des longueurs d'ondes bleues continue de croître et devient significativement plus grande que les intensités des longueurs d'ondes qui traversent les filtres rouge et vert, l'étoile devient bleue. Pour illustrer cette dernière étape, il est nécessaire de réduire l'intensité des lampes rouge et verte si vous avez utilisé la puissance pour produire du blanc.

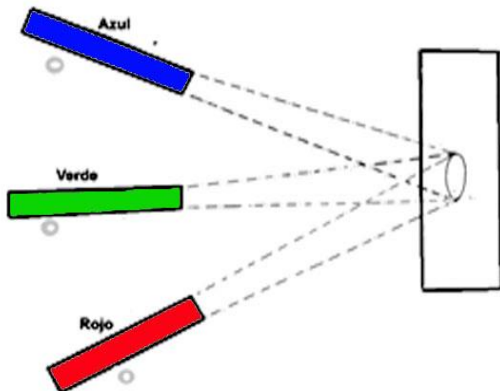


Fig. 8a: Dispositif pour expliquer la couleur de l'étoile.



Fig. 8b: Projection pour expliquer la couleur des étoiles et la production de la couleur blanche.

### Comment savoir que les étoiles évoluent?

Les étoiles peuvent être placées sur un diagramme de Hertzsprung-Russell (figure 9a), qui trace une intensité stellaire (luminosité ou grandeur absolue) par rapport à la température ou à la couleur stellaire. Les étoiles froides ont une luminosité faible (en bas à droite de la figure); Les étoiles chaudes sont plus brillantes et ont une intensité plus élevée (en haut à gauche de la

figure). Cette suite d'étoiles qui forme une séquence d'étoiles à partir de la température faible / luminosité faible jusqu'à température élevée/ luminosité élevée est connue sous le nom de Séquence principale. Certaines étoiles plus développées ont «bougé» de la séquence principale. Les étoiles qui sont très chaudes, mais qui ont une faible luminosité, sont des naines blanches. Les étoiles qui ont des températures basses mais qui sont très brillantes sont connues sous le nom de supergéantes.

Au fil du temps, une étoile peut évoluer et "bouger" dans le schéma HR. Par exemple, le Soleil (centre), au bout de sa vie, gonflera et deviendra une géante rouge. Le Soleil éjectera alors ses couches extérieures et finira par devenir une naine blanche, comme dans la figure 9b.

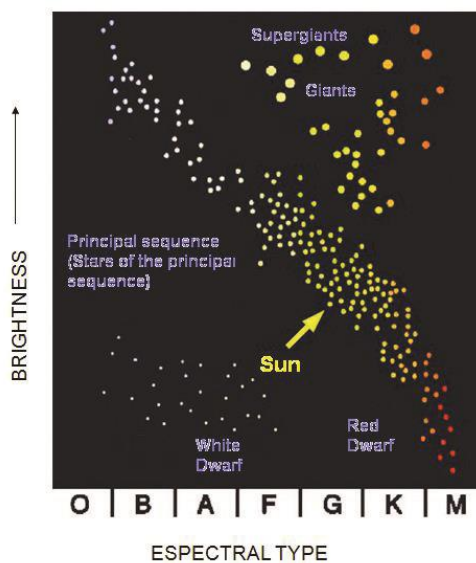


Fig. 9a: Diagramme H-R



Fig. 9b: Le Soleil éjectera son atmosphère extérieure et se transformera en Naine, comme celle qui existe au centre de cette nébuleuse planétaire

## Activité 4: L'âge des amas ouverts

Analyser l'image (figure 10) de l'amas Jewell Box (Boite à Bijoux) ou Kappa Crucis, dans la constellation de la Croix du Sud. Il est évident que les étoiles ne sont pas toutes de la même couleur. Il est également difficile de décider où se termine le groupe d'étoiles. Sur la figure 10, marquez où vous pensez que le bord de l'amas se trouve.

Dans la même figure 10, marquez avec un "X" où vous pensez que le centre de l'amas se trouve. Ensuite, utilisez une règle pour mesurer et dessiner un carré d'un côté de 4 cm autour du centre. Mesurez la luminosité de l'étoile la plus proche du coin supérieur gauche de votre carré, en vous servant de sa taille par rapport aux tailles de comparaison présentées dans le guide sur la marge de la figure 4. De même, évaluez la couleur de l'étoile à l'aide de la couleur du Guide de comparaison situé sur le côté gauche de la figure 10. Marquez avec un point la couleur et la taille de votre première étoile sur la feuille de calcul de la luminosité des couleurs (figure 11).





Fig. 10: Image de l'amas Jewell Box

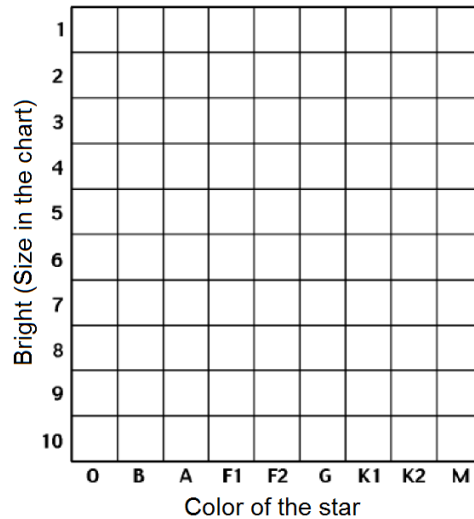


Fig. 11: Feuille de travail

Notez que la couleur est l'axe des X alors que la luminosité (taille) est l'axe des Y. Après avoir marqué la première étoile, procédez à la mesure et marquez la couleur et la luminosité (taille) de toutes les étoiles dans le cadre de 4 cm.

Les étoiles du groupe Jewel Box (boîte à bijoux) vont sembler suivre un certain motif dans le graphique que vous avez créé à la figure 11. Dans la figure 10, il y a aussi des étoiles situées devant et derrière l'amas mais elles n'en font pas partie. Les astronomes les qualifient des étoiles de champs. Si vous avez le temps, essayez d'estimer le nombre d'étoiles de champs que vous avez inclus dans le carré de 4 cm que vous avez utilisé pour votre analyse et essayer d'estimer leur couleur et leur luminosité. Pour ce faire, localisez les étoiles de champs dans le diagramme de grandeur de couleur et marquez-les avec un minuscule "x" au lieu d'un point. Notez que les étoiles de champs ont une distribution aléatoire sur le graphique et ne semblent pas former de motif spécifique.

La plupart des étoiles sont situées sur une bande du graphique qui va de la partie supérieure gauche vers le bas à droite. Les étoiles moins massives sont les plus froides et apparaissent rouges. Les étoiles les plus massives sont les plus chaudes et les plus brillantes, et apparaissent en bleu. Cette bande d'étoiles sur le diagramme de grandeur de couleur s'appelle la "séquence principale". Les étoiles de la séquence principale sont placées dans des classes allant de la classe O (la plus brillante, la plus massive et la plus chaude: environ 40 000 K) à la classe M (faible luminosité, faible masse et petite température de surface stellaire: environ 3500 K).

Pendant la plus grande partie de la vie d'une étoile, les mêmes forces internes qui produisent l'énergie de l'étoile stabilisent également l'étoile contre l'effondrement. Lorsque l'étoile manque de carburant, cet équilibre est brisé et l'immense gravité de l'étoile l'oblige à s'effondrer et à mourir.

La transition de l'étoile entre la vie sur la séquence principale et l'effondrement est une partie du cycle stellaire appelé stade "géante rouge". Les étoiles géantes rouges sont brillantes parce qu'elles ont des diamètres stellaires qui peuvent aller de 10 à plus de 300 fois plus grand que le Soleil. Les géantes rouges sont également rouges parce que leur température de surface est faible. Dans la feuille de calcul, elles sont classées comme étoiles K ou M mais elles sont très brillantes. Les étoiles les plus massives épuisent leur carburant plus rapidement que les étoiles de masse inférieure et sont donc les premières à quitter la séquence principale et à devenir des géantes rouges. En raison de leurs grandes tailles qui peuvent être plus de 1000 diamètres du Soleil, les géantes rouges avec des masses entre 10 et 50 masses solaires sont appelées "supergéantes rouges" (ou hyper géantes rouges s'ils proviennent d'une étoile de catégorie O). Les géantes rouges se développent et refroidissent, deviennent rouges et brillantes, et se situent donc en haut à droite du diagramme magnitude-couleur.

À mesure que l'amas vieillit, la quantité d'étoiles qui quittent la séquence principale pour devenir des géantes rouges augmente. Par conséquent, l'âge d'une grappe d'étoiles peut être déterminé par la couleur de l'étoile la plus grande et la plus brillante qui reste sur la séquence principale.

De nombreuses étoiles dans de vieux amas ont évolué au-delà de l'étape des géantes rouges vers une autre étape: elles deviennent des naines blanches. Les naines blanches sont des étoiles très petites qui ont la taille de la Terre. Elles sont également très peu lumineuses et ne peuvent donc pas être vues dans cette image de la Jewell Box.

Pouvez-vous estimer un âge pour l'amas d'étoile Jewell Box de votre graphique de la figure 11 en comparant les graphiques des amas d'étoiles de différents âges indiqués aux figures 12a, 12b et 12c?

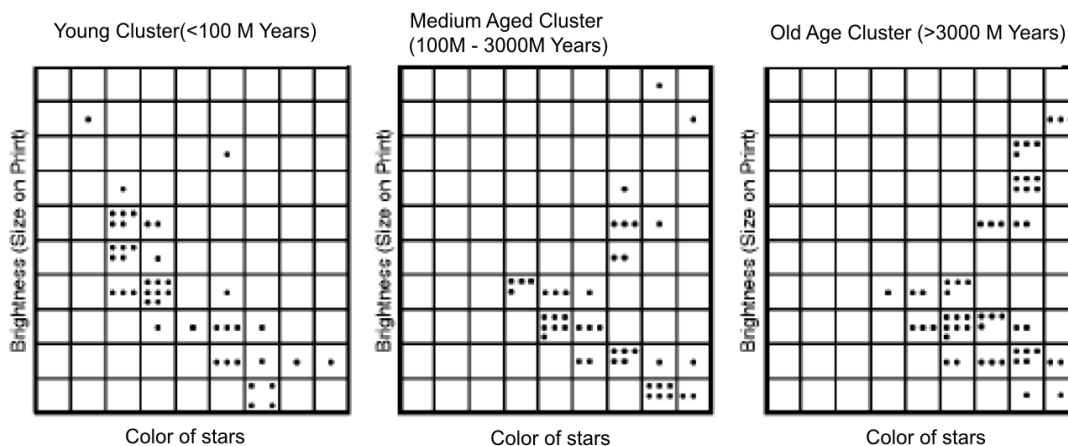


Fig. 12a, 12b and 12c: Reference cluster HR diagrams

Si vous comprenez le diagramme HR et la relation entre la couleur (température de surface), la luminosité et l'âge des étoiles, il est possible d'expliquer comment les étoiles et les amas d'étoiles évoluent. Vous pouvez comparer la vie des étoiles de classe O / B avec celles des

étoiles A / F / G et K / M. Vous pouvez voir que les étoiles de la même masse évoluent de la même manière, même dans des amas d'étoiles différentes. Pour cette raison, vous pouvez voir les différences d'âge entre différents amas d'étoiles en utilisant le schéma HR. C'est pourquoi vous pouvez dire que la figure 12a montre un groupe jeune (il a des étoiles O et B dans la séquence principale et nous savons que ces étoiles évoluent rapidement vers des supergéantes rouges), et cette figure 12c montre un vieux amas (avec presque seulement K / M étoiles dans la séquence principale et de nombreuses étoiles dans la phase géante rouge).

Nous pouvons nous demander: "Quelle serait la position du Soleil dans le diagramme Hertzsprung-Russell?" Le Soleil est une étoile avec une température de surface de 5870 K et donc elle apparaît comme jaune. Cela correspondrait à une classe G2 (axe des X). C'est dans la séquence principale de son évolution, où l'hydrogène est transformé en hélium par fusion dans le noyau stellaire. Cela le place dans la classe 5 de luminosité, ainsi que de nombreuses autres étoiles situées sur la séquence principale.

## La mort des étoiles

La fin de la vie d'une étoile dépend de la masse de l'étoile initiale, comme le montre la figure 13. À un certain point dans l'évolution des amas d'étoiles, les étoiles plus massives disparaissent du diagramme Hertzsprung-Russell. Alors que les étoiles de masse faible se transformeront en naines blanches, ces étoiles massives finiront leur vie sous la forme de l'un des phénomènes les plus violents de l'univers: les supernovæ. Les restes de ces types de phénomènes seront des objets qui n'ont pas d'émission thermique (pulsars et trous noirs) et ne sont donc pas visibles dans le diagramme de Hertzsprung-Russell.

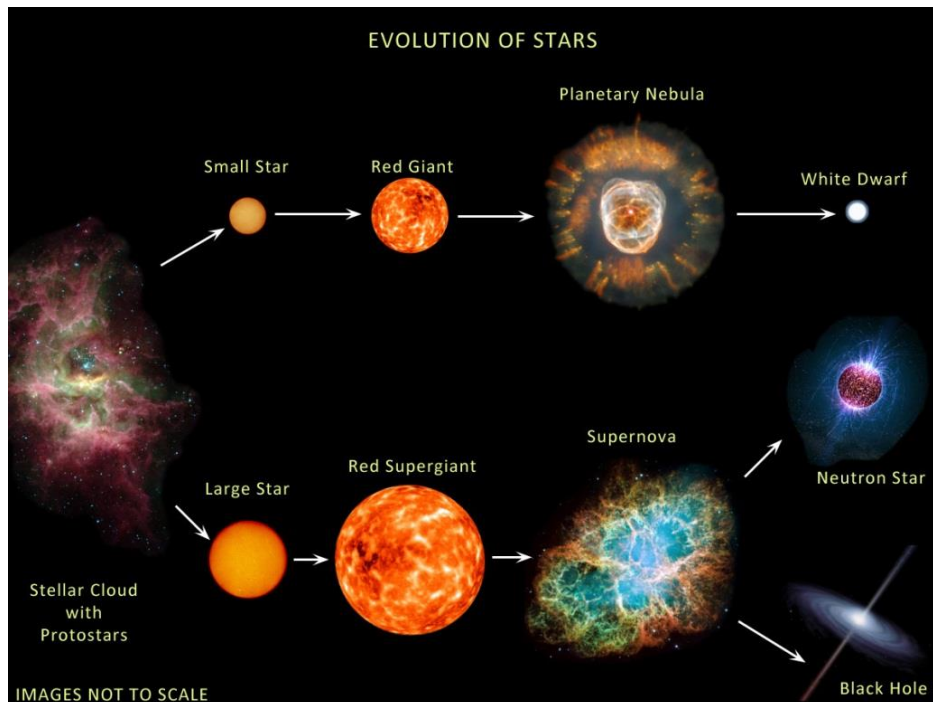


Fig 13: Évolution des étoiles selon leurs masses.

## Qu'est-ce qu'une Supernova?

C'est la mort d'une étoile massive. La séquence principale stellaire se caractérise par la fusion de l'hydrogène pour produire de l'hélium, progressant ensuite vers la production de carbone et des éléments de plus en plus lourds. Le produit final est le fer. La fusion du fer n'est pas possible parce que cette réaction nécessiterait de l'énergie au lieu de libérer de l'énergie.

La fusion des différents éléments se poursuit jusqu'à l'épuisement du stock de cet élément. Cette fusion se déroule vers l'extérieur du noyau, de sorte qu'après un certain temps, l'étoile acquiert une structure en couches un peu comme un oignon (figure 14b), avec des éléments plus lourds dans les couches profondes près du noyau.

Une étoile de 20 masses solaires possède, à cette étape:

- 10 millions d'années de combustion d'hydrogène dans le noyau (séquence principale)
- 1 million d'années de combustion d'hélium
- 300 ans de combustion de carbone
- 200 jours de combustion d'oxygène
- 2 jours pour consommer le silicium: l'explosion de la supernova est imminente.



Fig. 14a: Vestiges d'une supernova

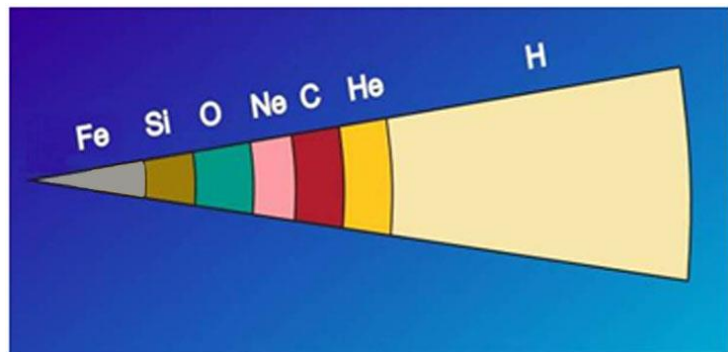


Fig. 14b: Structure de couche de l'intérieur d'une étoile avant d'exploser en supernova

Lorsque l'étoile a finalement un noyau de fer, aucune autre réaction nucléaire n'est possible. Sans la pression de radiation issue de la fusion pour équilibrer la gravité, l'effondrement de l'étoile est inévitable, sans possibilité de réactions nucléaires supplémentaires. Au cours de l'effondrement, les noyaux atomiques et les électrons sont poussés ensemble pour former des neutrons et la partie centrale du noyau devient une étoile à neutrons.

Les étoiles à neutrons sont si denses qu'une cuillerée à café pèsera autant que tous les bâtiments d'une grande ville. Lorsque les neutrons sont comprimés, aucune autre contraction ne peut se produire. Les particules, venant des couches extérieures de l'étoile à des vitesses d'environ un quart de la vitesse de la lumière, frappent le noyau de neutrons et sont soudainement arrêtées. Cela les oblige à rebondir sous la forme d'une onde de choc, ce qui se traduit par l'un des processus les plus énergétiques connus dans l'univers (Fig. 14a): une

explosion de ce genre d'étoile unique peut surpasser l'éclat d'une galaxie entière composée de milliards d'étoiles.

Au cours de ce rebond, les énergies sont si grandes que des éléments plus lourds que le fer sont créés (comme le plomb, l'or, l'uranium, etc.). Ces éléments émergent violemment pendant l'explosion et sont éjectés avec toute la matière extérieure de l'étoile. Au centre du matériau éjecté, il reste une étoile à neutrons qui tourne à grande vitesse, ou si l'étoile originale était assez massive, un trou noir.

## Activité 5: Simulation de l'explosion d'une supernova.

Lorsqu'une étoile explose en tant que supernova, les particules de lumière dans les couches extérieures tombent vers les éléments les plus lourds de l'intérieur et enfin rebondissent sur le noyau central solide. Un modèle simplifié de ce processus peut être représenté de manière simple et plutôt spectaculaire avec un basket-ball et une balle de tennis, en les laissant tomber ensemble sur une surface dure telle que le plancher (figure 15). Dans ce modèle, le sol représente le noyau stellaire dense, le ballon de basket-ball représente un atome lourd qui rebondit du noyau et pousse la particule de lumière juste derrière lui, représenté par la balle de tennis.



Fig. 15: Nous laissons tomber à la fois une balle de tennis et un ballon de basket

Pour présenter le modèle, tenir le ballon de basket au niveau des yeux avec le ballon de tennis juste au-dessus, aussi verticalement que possible. Lâchez les deux balles ensemble. Vous devriez peut-être penser que les balles rebondiront à la même hauteur que celle du départ, ou peut-être même plus bas en raison du frottement et de la dissipation d'énergie sur le sol. Cependant, le résultat est assez surprenant. Lorsque vous lâchez les deux ballons, elles arrivent presque simultanément au sol. La grosse balle rebondit élastiquement avec à peu près à la même vitesse qu'elle a eu quand elle a atteint le sol. À ce moment-là, elle se heurte à la petite balle de tennis qui tombait à la même vitesse que la balle de basket. La balle de tennis rebondit sur le ballon de basket à haute vitesse et rebondit beaucoup plus haut que la hauteur à laquelle les balles ont été lâchées. Si cette expérience a été répétée, en utilisant un grand nombre de balles encore plus légères, leur vitesse de rebond serait fantastique. Dans la

présentation du modèle, la balle de tennis rebondit à deux fois la hauteur de lâcher. En fait, faites attention à ne pas casser quelque chose si vous faites cette expérience à l'intérieur.

Cette expérience peut se faire en classe ou dans une autre zone fermée, mais de préférence elle doit se faire à l'extérieur. Cela peut se faire à partir d'une fenêtre haute, mais il sera difficile de s'assurer que les balles tombent bien verticalement et de ce fait, elles peuvent rebondir avec une grande force dans des directions imprévisibles.

Certains magasins de jouets ou magasins de musées scientifiques vendent un jouet appelé "Astro Blaster" qui repose sur le même principe. Il se compose de quatre petites boules en caoutchouc de différentes tailles liées par un axe. Les petites boules s'éjectent dans l'air, rebondissant après que le système touche le sol.

## Qu'est-ce qu'une étoile à neutron?

Une étoile à neutrons est le reste d'une étoile très massive qui s'est effondrée et a éjecté ses couches extérieures dans une explosion de supernova. Les étoiles à neutrons ne dépassent pas quelques dizaines de kilomètres de diamètre. Comme le nom l'indique, elles consistent en des neutrons empilés ensemble à une densité incroyable: un seul dé à coudre de cette matière pèserait des millions de tonnes. Une étoile à neutron se forme si le reste d'une supernova se situe entre 1,44 et environ 8 masses solaires.

## Qu'est-ce qu'un pulsar?

Un pulsar est une étoile à neutrons qui tourne à une vitesse extrêmement élevée (figure 16). Lorsqu'une étoile massive s'effondre, les couches extérieures tombent vers le noyau et commencent à tourner plus rapidement en raison de la conservation du moment angulaire. Cela ressemble à la façon dont un patineur tourne plus rapidement en approchant ses bras de son corps. Le champ magnétique de l'étoile génère une forte émission de synchrotron électromagnétique dans la direction de son axe. Cependant, parce que l'axe du champ magnétique ne coïncide pas habituellement avec l'axe de rotation (comme c'est également le cas sur Terre), l'étoile à neutrons rotative agit comme un phare cosmique géant. Si cette émission se dirige vers la Terre, nous détectons une impulsion à intervalles réguliers.

En 1967, Bell et Hewish ont découvert le premier pulsar. Le signal d'impulsion est venu d'un point dans l'espace où rien n'a été observé dans la lumière visible. La répétition rapide de l'impulsion a été frappante - plusieurs fois par seconde avec une précision incroyable.



Fig. 16: Un pulsar est une étoile à neutrons en rotation

Au début, on pensait que les pulsars pouvaient être des signaux extraterrestres intelligents. Puis, des sources radio plus pulsantes ont été découvertes, y compris le centre de la nébuleuse de crabe. Les scientifiques savaient que cette nébuleuse était produite par une supernova et cela pouvait finalement expliquer l'origine des pulsars. Le pulsar PSR B1937 + 21 est l'un des pulsars les plus rapides connus avec plus de 600 fois par seconde. Il a environ 5 km de diamètre et s'il se mettait à tourner environ 10% plus rapidement, il serait brisé par la force centrifuge. Hewish a remporté le prix Nobel en 1974.

Un autre pulsar très intéressant est un système binaire appelé PSR 1913 + 16 dans la constellation de l'Aigle. Le mouvement orbital mutuel des étoiles dans un champ gravitationnel très intense produit de légers retards dans les émissions que nous recevons. Russell Hulse et Joseph Taylor ont étudié ce système et ont confirmé de nombreuses prédictions de la théorie de la relativité, y compris l'émission des ondes gravitationnelles. Ces deux Américains ont reçu le prix Nobel en 1993 pour leurs recherches.

## Activité 6: Simulation d'un pulsar

Un pulsar est une étoile à neutrons qui est très massive et qui tourne rapidement. Elle émet un rayonnement, mais la source n'est pas complètement alignée avec l'axe de rotation, de sorte que le faisceau de rayonnement émis se déplace comme un phare. Si ce faisceau est orienté vers la Terre, on observe une impulsion de rayonnement plusieurs fois par seconde. On peut simuler un pulsar avec une lampe de poche (figure 17a) attachée avec une corde au plafond. Si nous allumons et tournons la lampe (figure 17b), nous allons voir la lumière de façon intermittente chaque fois que la lampe de poche pointe dans notre direction (figure 17c).

Si vous inclinez la lampe de poche de telle sorte qu'elle ne soit pas horizontale, vous ne pourrez plus voir le faisceau de lumière à partir de la même position. Par conséquent, nous pouvons seulement observer l'émission d'un pulsar que si nous sommes bien alignés avec sa rotation.



Fig. 17a: Assemblage. Fig. 17b: Faire tourner la lampe de poche. Fig.17c: En tournant, on observe le faisceau lumineux de manière périodique

## Qu'est-ce qu'un trou noir?

Si nous jetons une pierre vers le haut, la gravité la ralentit jusqu'à ce qu'elle revienne au sol. Si nous lançons la pierre avec une vitesse initiale plus élevée, la pierre montera plus haut avant qu'elle ne redescende. Si la vitesse initiale est de 11 km / s, la vitesse d'échappement de la Terre, la pierre ne revient pas (en supposant qu'il n'y ait pas de frottement d'air).

Si la Terre s'effondrait tout en maintenant sa masse, la vitesse d'échappement à sa surface augmenterait parce que nous serions plus proches du centre de la Terre. Si elle s'effondrait à un rayon de 0,8 cm, la vitesse d'échappement deviendrait supérieure à la vitesse de la lumière. Comme rien ne peut dépasser la vitesse de la lumière, rien ne pourrait s'échapper de la surface, pas même la lumière. La Terre deviendra un trou noir de la taille d'un minuscule bout de marbre.

Théoriquement, il est possible que les trous noirs possèdent des masses très petites. En réalité, cependant, il n'existe qu'un seul mécanisme connu capable de concentrer la masse vers les densités nécessaires: l'effondrement gravitationnel. Pour que l'effondrement par la gravité ait lieu, une très grande quantité de masse est nécessaire. Nous avons appris que les étoiles à neutrons sont les restes d'étoiles de masse de 1,44 à environ 8 masses solaires. Cependant, si l'étoile originale est encore plus massive, la gravité est si forte que son intérieur peut continuer à s'effondrer jusqu'à ce qu'il devienne un trou noir.

Par conséquent, ce type de trou noir aura une masse plusieurs fois plus grande que notre Soleil. Les densités des trous noirs sont très impressionnantes. Un minuscule morceau de marbre fait de cette matière dense, pèserait autant que toute la Terre.

Même si nous ne pouvons pas les observer directement, nous connaissons plusieurs candidats pour les trous noirs dans l'univers grâce à l'émission de matériaux tournant à grande vitesse autour du trou noir. Par exemple, juste au centre de notre galaxie, nous ne voyons rien, mais nous pouvons détecter un anneau de gaz tourbillonnant autour du centre à une vitesse incroyable. La seule explication possible est qu'il y a une grande masse invisible au centre de cet anneau, pesant jusqu'à trois ou quatre millions de soleils. Cela ne peut être qu'un trou noir, avec un rayon Schwarzschild légèrement plus grand que notre Soleil. Ces types de trous noirs, situés dans les centres de nombreuses galaxies, s'appellent des trous noirs super massifs.



## Activité 7: Simulation de la courbure de l'espace et d'un trou noir

Il est facile de simuler la courbure bidimensionnelle de l'espace créée par un trou noir en utilisant une feuille de fibres élastique appelée Lycra (figure 18) ou une grande pièce de gaze (tissu des pansements).

D'abord, étirer la feuille de fibres ou le treillis (lycra / gaze). Puis, faites rouler une petite balle le long de la feuille. Ceci représente un photon de lumière et sa trajectoire simule le chemin droit d'un rayon lumineux en l'absence de courbure. Cependant, si vous placez une balle lourde au centre de la feuille, puis vous faites rouler la balle plus son chemin suivra une courbe. Ceci simule le chemin d'un rayon lumineux dans un espace incurvé causé par la présence d'une masse gravitationnelle.



Fig. 18: La trajectoire de la balle de tennis n'est pas une ligne droite mais une courbe.

La courbure du trajet des rayons lumineux dépend de la proximité du faisceau lumineux avec le corps gravitant et de la masse de ce corps. L'angle de déviation est directement proportionnel à la masse et inversement proportionnel à la distance. Si on desserre la tension dans la feuille, cela simule un puits de gravité plus profond, ce qui rend plus difficile pour la petite balle de partir, nous avons alors un modèle de trou noir.

## Bibliographies

- Broman, L., Estalella, R. Ros. R.M, *Experimentos en Astronomía*, Ed. Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Dale, A.O., Carrol, B.W, “*Modern Stellar Astrophysics*”, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Moreno, R, *Experimentos para todas las edades*, Ed. Rialp. Madrid, 2008.
- Pasachoff, J.M, *Astronomy: From the Earth to the Universe*, 4th Edition, Saunders College Publishing, EUA, 1995.
- Rybicki, G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3<sup>rd</sup> Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

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