

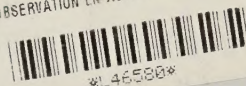
L'observation en astronomie

Librairie acadienne
Promotion

Reg. 50.50\$

5.00\$

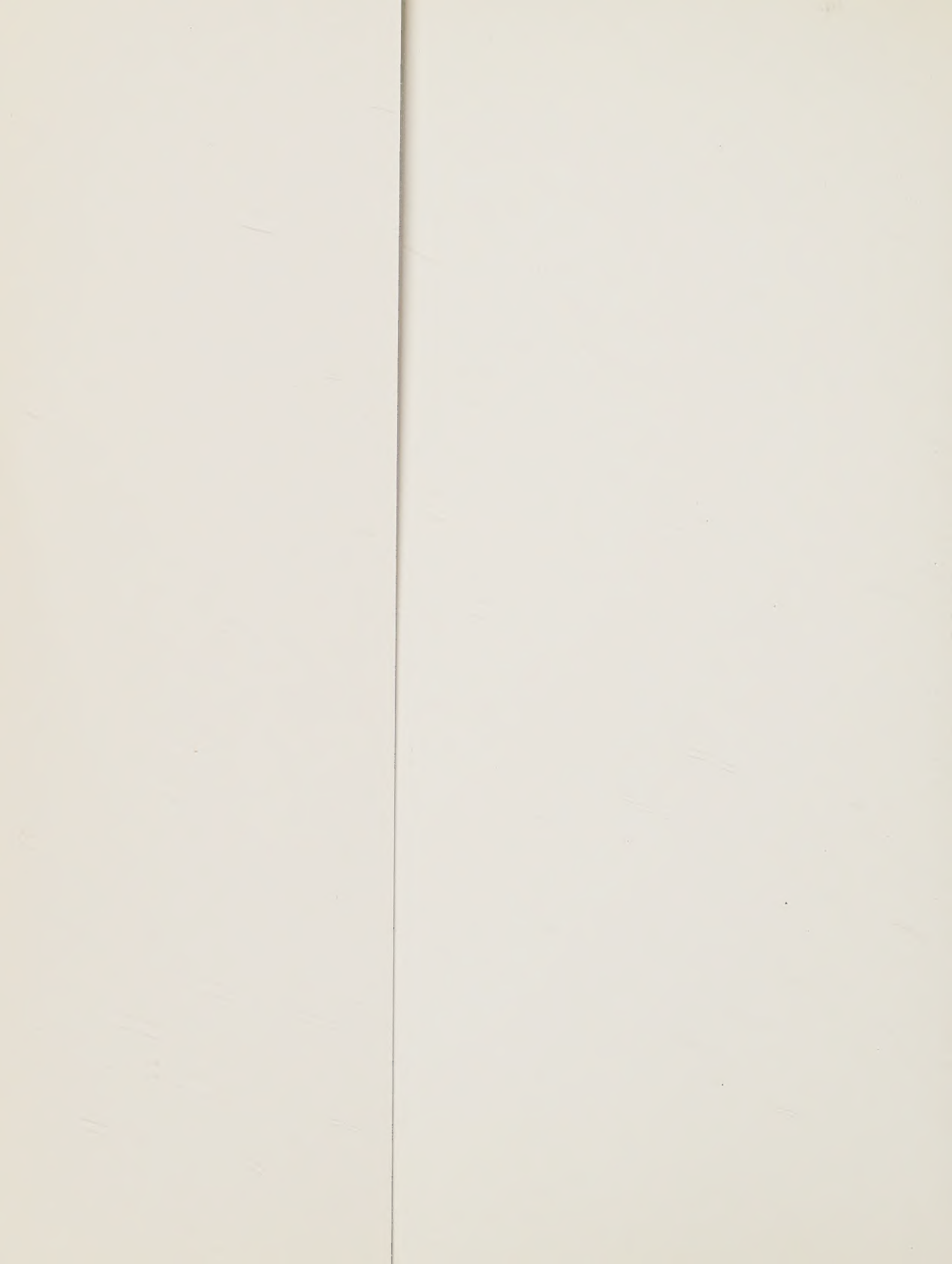
OBSERVATION EN ASTRONOMIE



Pierre Binétruy
Françoise Genova



ellipses



L'observation en astronomie

Pierre Léna

Hervé Dole

Anne-Marie Lagrange

Daniel Rouan

Pierre Binétruy

Françoise Genova



ISBN 978-2-7298-4086-0

©Ellipses Édition Marketing S.A., 2009

32, rue Bargue 75740 Paris cedex 15



Le Code de la propriété intellectuelle n'autorisant, aux termes de l'article L. 122-5.2° et 3°a), d'une part, que les « copies ou reproductions strictement réservées à l'usage privé du copiste et non destinées à une utilisation collective », et d'autre part, que les analyses et les courtes citations dans un but d'exemple et d'illustration, « toute représentation ou reproduction intégrale ou partielle faite sans le consentement de l'auteur ou de ses ayants droit ou ayants cause est illicite » (art. L. 122-4).

Cette représentation ou reproduction, par quelque procédé que ce soit constituerait une contrefaçon sanctionnée par les articles L. 335-2 et suivants du Code de la propriété intellectuelle.

Auteurs

Coordination de l'ouvrage : Pierre Léna

Pierre Léna

Professeur émérite, université Paris Diderot,
Observatoire de Paris

Hervé Dole

Maître de conférences, Institut d'astrophysique spatiale,
université Paris-Sud Orsay

Anne-Marie Lagrange

Directeur de recherche, Centre national de la recherche scientifique,
Laboratoire d'astrophysique de l'observatoire de Grenoble,
université Joseph-Fourier

Daniel Rouan

Directeur de recherche, directeur de l'École doctorale Astronomie
et astrophysique d'Île-de-France, Observatoire de Paris

Pierre Binétruy

Professeur, Laboratoire astroparticule et cosmologie,
université Paris Diderot

Françoise Genova

Directeur de recherche, Centre national de la recherche scientifique,
observatoire astronomique de Strasbourg, université de Strasbourg



Sommaire

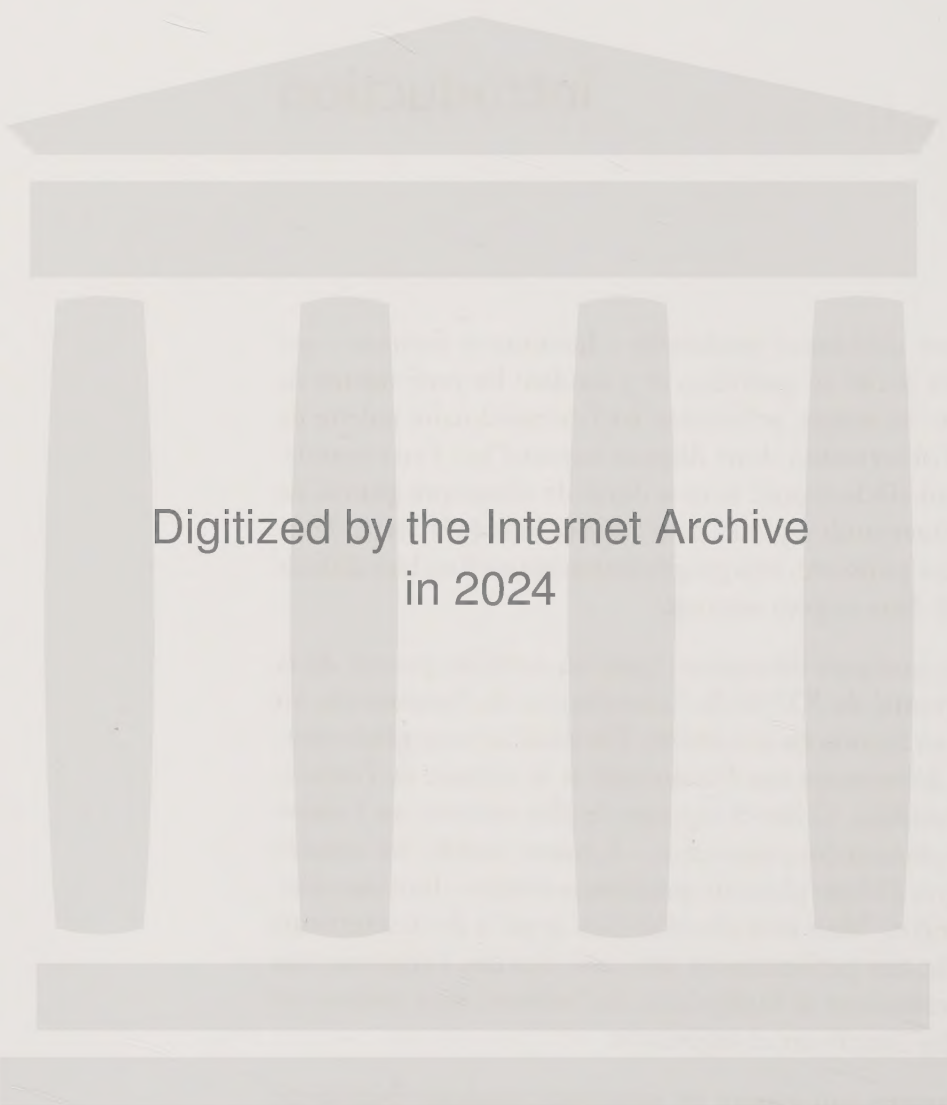
Introduction	7
Chapitre 1	
Comment l'information astronomique nous parvient-elle ?	9
Chapitre 2	
À la quête d'objets lointains et peu lumineux	23
Chapitre 3	
Des images riches en détails	59
Chapitre 4	
De l'arc-en-ciel à l'expansion de l'univers	99
Chapitre 5	
La nouvelle astronomie	139
Chapitre 6	
La révolution numérique en astronomie	169
Glossaire	191
Bibliographie	197
Index	199
Crédits	205

Introduction

Quelques chercheurs passionnés – hommes et femmes – qui fréquentent le ciel au quotidien et y sondent les profondeurs de l'espace ou du temps, présentent ici l'extraordinaire palette de moyens d'observation dont dispose aujourd'hui l'astronomie. Car le demi-siècle écoulé nous a dotés de télescopes géants, de satellites-observatoires placés dans l'espace loin de la Terre, d'une informatique puissante, tous progrès immenses qu'il est bien difficile de résumer dans ce petit ouvrage.

Depuis quelques décennies, après les terribles guerres de la première moitié du XX^e siècle, la renaissance de l'astronomie, en Europe et en France, est une réalité. Elle attire la jeune génération, avide des découvertes que l'immensité et la richesse de l'univers rendent possibles. Celles-ci reposent le plus souvent sur l'observation de phénomènes nouveaux – la masse cachée, les sursauts gamma –, ou d'objets pleins de questions nouvelles – les trous noirs, les exoplanètes. Mais toujours elles font appel à des instruments plus subtils, aux performances sans cesse accrues, s'appuyant sur toutes les ressources de la physique, de l'informatique comme sur le talent des chercheurs et ingénieurs.

Les chapitres qui suivent en présentent quelques facettes au lecteur, et illustrent leur apport à la connaissance de cet univers qui nous a produits, dont nous faisons partie, mais que nous sommes capables de *penser* et peut-être de comprendre.



Digitized by the Internet Archive
in 2024

<https://archive.org/details/lobobservationenas0000lnap>

Comment l'information astronomique nous parvient-elle ?

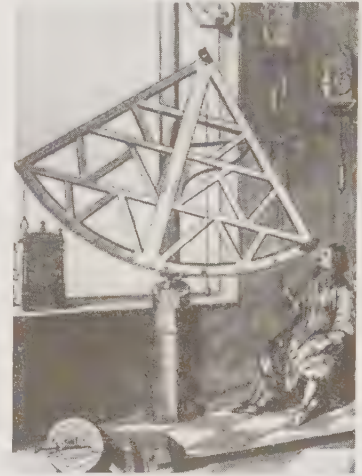
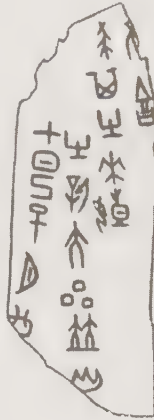
Pierre Léna

L'œil et ses successeurs

Pendant des millénaires, l'homme ne disposa que de ses yeux pour observer le ciel, la Lune et le Soleil, les étoiles du ciel qu'il organisa en constellations, les astres brillants et mobiles qu'il appela planètes, ces phénomènes éphémères que sont les éclipses, les comètes et les météorites. Avec émerveillement et patience, il nomma ces objets, très tôt les repéra dans le ciel et les dessina (cf. Fig. 1) et voulut en comprendre les mouvements. Il fut surpris de voir certaines étoiles varier régulièrement, telle l'étoile Mira Ceti dans la constellation de la Baleine. La merveilleuse sensibilité à la lumière dont l'évolution avait doté cet œil, dont la pupille, lorsqu'elle est dilatée dans l'obscurité, ne mesure que 8 millimètres de diamètre, lui permettait de distinguer aussi de faibles taches nébuleuses, de la nature desquelles il ignorait tout. Aidé de viseurs de plus en plus perfectionnés (cf. Fig. 2), il mesura des positions avec une précision croissante, des alignements, des angles, il établit des cartes qui n'ont cessé de s'améliorer (cf. Fig. 3). Très tôt encore, il s'interrogea sur les distances qui séparaient la Terre de ces objets célestes, et par de subtiles observations parvint à mesurer la Terre, puis à décider ce que *très loin* voulait dire pour la Lune ou le Soleil, par exemple en terme de l'unité grecque de longueur (le stade). En

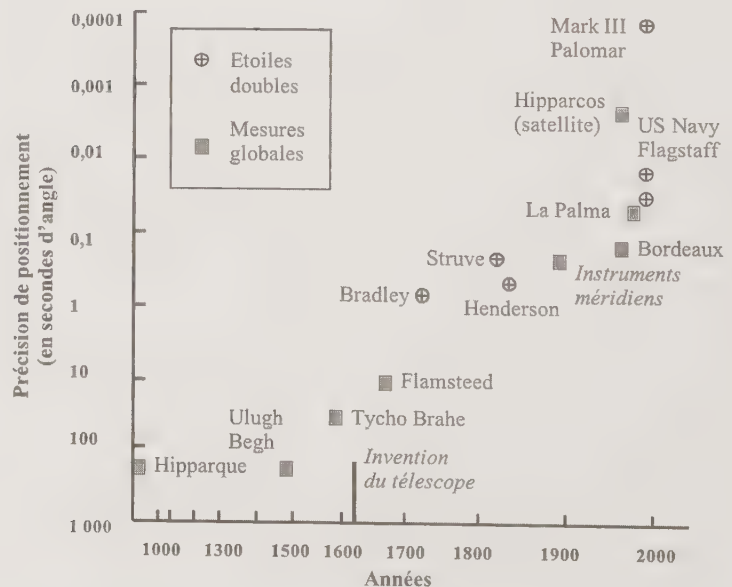
Figure 1. Le texte le plus ancien connu (XIII^e siècle avant notre ère), écrit sur une écaille de tortue et faisant état de l'apparition d'une nova, étoile dont l'éclat augmente brusquement. Les caractères en chinois ancien signifient : « Le soir du septième jour, une nouvelle étoile apparut près de l'étoile rouge » (il s'agit d'Antarès dans la constellation du Scorpion).

Figure 2. Système de visée à l'œil, appelé quadrant azimutal, utilisé par l'astronome Johannes Hevelius, de trente ans plus âgé qu'Isaac Newton, en 1670. On note sur l'image la présence d'une horloge, la position d'un astre dans le ciel dépendant de l'heure à cause du mouvement diurne de la Terre.



Les lunettes astronomiques augmentèrent la capacité de collecter la lumière, et à la fin du XIX^e siècle leurs lentilles atteignaient un mètre de diamètre. Les télescopes à miroir, plus efficaces, prirent alors le relais, dans une course à l'ouverture qui n'a cessé depuis (cf. Fig. 4), puisqu'une bonne dizaine de télescopes optiques en service en 2009 dépassent huit mètres de diamètre, tandis que la génération suivante, aujourd'hui à l'étude, vise plusieurs dizaines de mètres !

Figure 3. Les progrès dans la cartographie du ciel. La précision de détermination de la position d'un astre sur la carte du ciel fait appel à deux méthodes : ⊕ mesures à courte distance angulaire, par ex. séparation entre les composantes d'une étoile double ; ■ mesures globales de position sur la sphère céleste. Mark III (Californie) est un interféromètre optique.



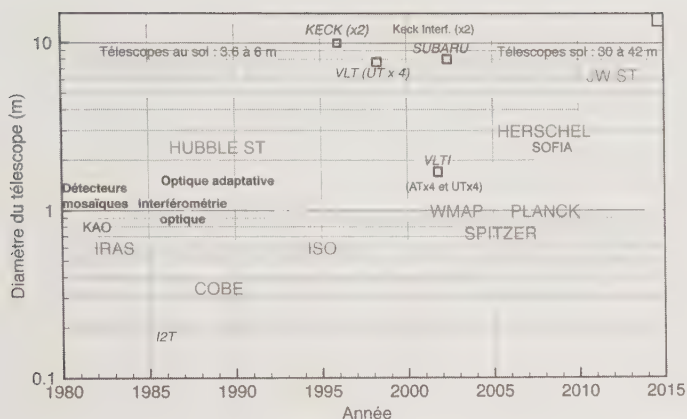


Figure 4. La croissance du diamètre des télescopes, tant au sol que dans l'espace (noms en grisé), dans les domaines du visible et de l'infrarouge, depuis 1980.

La lumière et ses propriétés

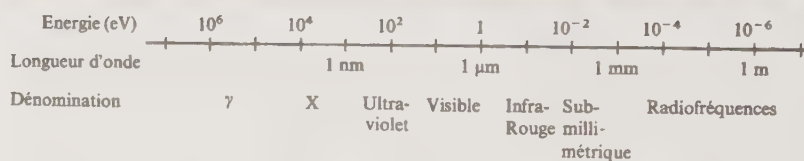
Newton, le premier, analysant la lumière de l'arc-en-ciel avec un prisme de verre, comprit que la lumière blanche se décomposait en un spectre formé de différentes couleurs ; puis Mariotte et Huyghens comprirent que la lumière ne se limite pas à ce qu'en perçoit l'œil. L'étude de la lumière progressa tout au long des deux siècles qui suivirent : nous nous représentons aujourd'hui la lumière comme une onde, dite électromagnétique, qui se propage dans le vide à grande vitesse (300 000 km/s). Lumière et matière peuvent échanger de l'énergie : un corps matériel chauffé, tel le gaz du Soleil, perd de l'énergie en émettant de la lumière dans l'espace, tandis qu'un corps opaque, par exemple la surface de la Terre, absorbe la lumière solaire et s'échauffe. Ces échanges d'énergie se font par grains, appelés encore *quanta* de lumière ou *photons*. Un corps éclairé peut aussi renvoyer (*diffuser*) la lumière qu'il reçoit, en la modifiant plus ou moins. Ainsi, la plupart des corps célestes – étoiles, nuages de gaz – émettent de la lumière, tandis que d'autres se contentent de diffuser celle qu'ils reçoivent. Cette lumière, émise ou diffusée, va cheminer dans l'espace et parvenir à la Terre après un voyage plus ou moins long – 1 seconde pour la Lune, 8 minutes pour le Soleil, des milliards d'années pour les galaxies les plus lointaines. C'est elle dont les photons, collectés par le miroir des télescopes, interagissent avec notre œil, une plaque photographique ou les détecteurs plus sensibles qui équipent aujourd'hui les instruments. C'est cette lumière qui apporte une grande richesse d'informations sur l'objet qui l'a émise, c'est donc par elle que nous connaissons les profondeurs de l'univers.

La gamme des longueurs d'onde et leur observation

Figure 5. La galaxie d'Andromède observée, de gauche à droite : dans le domaine des rayons X avec le satellite Rosat (crédit : rosat/mpe/NASA) ; dans l'ultraviolet avec le satellite Galex (crédit : Galex/Caltech) ; dans le visible (dss/stsci) ; dans l'infrarouge moyen avec le satellite SPITZER à 24 micromètres (crédit : NASA/JPL-Caltech/K Gordon, University of Arizona) ; dans l'infrarouge lointain (175 micromètres) avec le satellite européen ISO (cf. cahier couleur, planche 5).



Figure 6. L'étendue du spectre électromagnétique. En bas : la dénomination de chaque domaine spectral. Au milieu : l'échelle des longueurs d'onde. En haut : l'énergie des photons associés, mesurée en unité d'électron-volt (eV). On note la très large gamme d'énergies concernées. Ce spectre se poursuit encore à gauche et à droite du diagramme.



L'EXPLORATION DES LONGUEURS D'ONDE

Avec l'œil, puis la photographie et ses premières applications astronomiques (1850), seules les longueurs d'onde du visible étaient perçues. Mais au cours du XX^e siècle, l'astronomie allait rapidement conquérir l'accès à toutes les longueurs d'onde et en découvrir la richesse, tout d'abord avec la naissance de la radio-astronomie (1933) recevant et mesurant les ondes radio du Soleil et la galaxie.

Comme l'atmosphère de la Terre, cette mince pellicule d'air qui l'entoure, est opaque à la quasi-totalité des longueurs d'onde, il fallut s'élever pour accéder à toutes les autres. Placés sur le sommet de hautes montagnes, les observatoires reçoivent le rayonnement infrarouge ; des télescopes placés sur des avions, des ballons, des fusées à partir des années 1960 observent le ciel en rayons X, dans l'ultraviolet ou le submillimétrique ; les nombreux observatoires

placés récemment dans l'espace, autour de la Terre, sont enfin débarassés complètement de la nuisance de son atmosphère (cf. Fig. 7). S'il n'était pas si coûteux de placer un observatoire dans l'espace, et parfois si difficile techniquement de lui donner une dimension importante, tous les télescopes y seraient désormais placés et y bénéficieraient de conditions exceptionnelles d'observation.

Un observatoire astronomique rassemble un ou plusieurs télescopes, et les nombreux services périphériques qui sont nécessaires à son fonctionnement. Alors que les observatoires situés à la surface de la Terre sont mis en œuvre par des équipes d'astronomes, d'ingénieurs et de techniciens présents sur place, ceux qui sont placés dans l'espace sont pratiquement toujours automatiques et télécommandés depuis la Terre.

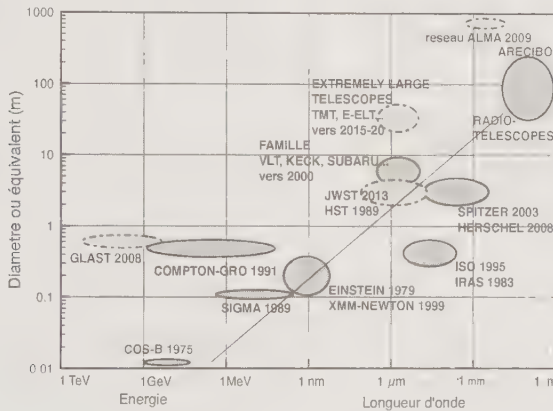


Figure 7. Une vue d'ensemble du progrès de la capacité de collecter la lumière par les télescopes, placés au sol ou dans l'espace dans les dernières décennies. En trait plein : instruments antérieurs à 2007 ; en tireté : instruments à venir. En gris intense : instruments au sol ; en gris léger : instruments dans l'espace.

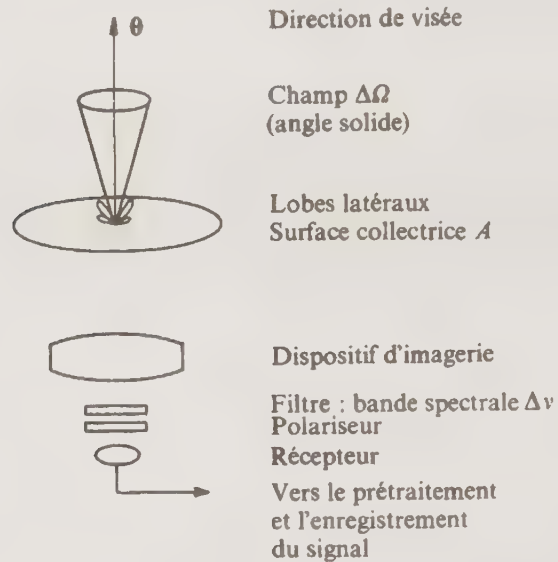
LA LUMIÈRE REÇUE, REFLET DE SA SOURCE

Quel est l'intérêt de recevoir et analyser une pareille gamme de longueurs d'onde ? La réponse est simple : la production de lumière par un objet astronomique et les caractéristiques de cette lumière dépendent de toutes les conditions physiques de cet objet, de sa température et de sa pression, des atomes et molécules qu'il contient, des mouvements qui s'y produisent, des champs magnétiques qui y règnent. Un objet très froid n'émettra que de l'infrarouge, l'atmosphère chaude d'une étoile brillera dans le visible, une violente explosion se traduira par une bouffée de rayonnement X ou γ très énergétique, etc. Il est donc très intéressant d'étudier un même objet astronomique sous toutes ses coutures, c'est-à-dire d'en faire l'image à toutes longueurs d'onde, puisque chacune des lumières reçues de lui apporte une palette d'informations complémentaires, qui après l'observation permettent de reconstruire tout ce qui le caractérise.

Les télescopes et leurs objectifs

Les télescopes modernes sont de puissantes machines, qui recueillent la lumière et en mesurent les propriétés de façon détaillée. Quelle que soit la longueur d'onde d'observation, le principe général est le plus souvent celui-ci : le système optique du télescope forme une image de la région choisie du ciel sur un récepteur de lumière, lequel convertit les photons en un signal numérisé, qui est mis en mémoire pour être analysé par l'astrophysicien (cf. Fig. 8). Dans le détail de la construction, un télescope et ses instruments sont néanmoins réalisés de manière très différente, selon la longueur d'onde d'observation à laquelle ils sont destinés.

Figure 8. Schéma très simplifié d'un système d'observation astronomique : le télescope collecte la lumière sur la surface de son miroir primaire, autour d'une direction de visée et dans un champ déterminé par son optique. Celle-ci produit une image sur un récepteur de lumière, après qu'ait été isolé un certain domaine de longueur d'onde dans le spectre. Le signal est alors envoyé vers un ordinateur pour numérisation et stockage.



La fonction la plus évidente assignée à un télescope est de faire une *image* de la région céleste qu'il observe, et ces images – de planètes, de nuages interstellaires, de galaxies – révèlent au professionnel comme au grand public la diversité et la beauté des objets qui peuplent l'univers. La photographie est aujourd'hui supplantée, à presque toutes les longueurs d'onde, par les récepteurs de lumière photoélectriques, qui transforment directement l'impact lumineux en signal électrique, dont la valeur est stockée sous forme numérique dans une mémoire d'ordinateur, qui peut ainsi retranscrire l'image sur son écran. Les exigences des astronomes sont sans limites, et quatre objectifs leur tiennent particulièrement à cœur : obtenir des images à toutes longueurs d'onde ; détecter dans ces images les objets les moins lumineux possibles, sans que le temps d'observation (le *temps de pose*) devienne prohibitif ; distinguer dans

les images des détails de la plus petite taille possible ; enfin, être en mesure de séparer la lumière reçue selon les longueurs d'onde qu'elle contient, même lorsque celles-ci sont très proches. D'autres objectifs importants découlent plus ou moins des premiers, telle que la possibilité d'observer des objets variables dans le temps, parfois sur plusieurs décennies, parfois en quelques millièmes de secondes.

Ces objectifs vont donc guider la construction des systèmes d'observation, formés du télescope et de ses instruments, en poussant à l'extrême les ressources qu'offre la technologie à un moment donné. Ceci explique aussi pourquoi naissent sans cesse de nouveaux systèmes de performances améliorées, au fil des progrès technologiques et de l'inventivité des concepteurs d'instruments. Les chapitres qui suivent vont donc détailler, l'un après l'autre, ces objectifs.

LA QUÊTE DE SENSIBILITÉ

Le chapitre 2 aborde la réalisation de télescopes de taille croissante, au sol ou dans l'espace, afin de recevoir le plus de lumière possible et d'étudier, soit des objets proches mais très peu lumineux, soit des objets très lointains. Mais à quoi bon disposer d'un grand télescope si le détecteur qui traduit la lumière en signal n'est pas suffisamment sensible ? C'est pourquoi ce chapitre considère simultanément les progrès des télescopes et ceux des détecteurs de lumière, appliqués notamment à quelques-uns des problèmes les plus passionnants de la cosmologie.

DES IMAGES RICHES EN DÉTAILS

Chacun sait que nos yeux, tout performants qu'ils soient, ne peuvent distinguer de trop fins détails sur un objet distant. On dit que leur *pouvoir de résolution* est limité. Il en est de même des télescopes, alors que les astronomes voudraient pouvoir discerner sur les objets observés, par exemple la surface des étoiles ou celle des exoplanètes, des détails révélateurs de plus en plus fins. Comment faire ? Augmenter le diamètre d'un télescope permet de collecter plus de lumière, mais il se trouve que cela améliore aussi sa capacité de résolution : on fait, en somme, d'une pierre deux coups. Et comme des limitations techniques ne permettent pas de construire des télescopes faisant plusieurs centaines de mètres de diamètre, ou davantage encore, il fallut inventer le moyen de contourner cette limite, en organisant des *réseaux de télescopes*. Le chapitre 3 décrit donc comment s'est déroulée cette course à la finesse et

jusqu'où elle a conduit aujourd'hui. Toutefois, l'amélioration de la résolution avec le diamètre n'est pas toujours acquise, parce qu'à la surface de la Terre, la finesse des images données par un grand télescope est gravement perturbée par les défauts que crée la traversée de l'atmosphère de la Terre par la lumière. Heureusement, des méthodes ont été inventées pour pallier, au moins en partie, à ces fâcheuses dégradations et ces systèmes d'optique adaptative équipent aujourd'hui avec succès nombre de grands télescopes.

L'ANALYSE SPECTRALE DE LA LUMIÈRE

La façon dont la lumière, émise par un objet particulier, se répartit selon les longueurs d'onde est caractéristique, nous l'avons dit, d'un grand nombre de propriétés de cet objet, lesquelles intéressent fortement les astronomes. L'*analyse spectrale* (ou *spectroscopique*) de la lumière est donc l'objet du chapitre 4, qui en décrit les outils et quelques-uns des résultats. Parmi leurs innombrables succès, les raffinements des outils d'analyse spectrale ont joué un rôle décisif en 1995 dans la découverte de la première planète extrasolaire, et des centaines de découvertes d'objets semblables qui ont suivi.

Une nouvelle astronomie

Avec ces trois chapitres, le lecteur aura fait le tour des outils de l'astronomie classique, celle qui a prolongé l'œil par des télescopes de plus en plus grands, des récepteurs de plus en plus sensibles et des longueurs d'onde invisibles devenues accessibles à l'observation. Néanmoins, il n'aura pas rencontré encore ce que l'on appelle parfois la *nouvelle* astronomie. D'autres signaux physiques, qui ne sont pas de la lumière, se propagent en effet dans l'espace après être issus des objets célestes. On connaît depuis longtemps les météorites, petits grains de poussière qui nous viennent de l'espace et donnent les étoiles filantes. Depuis un siècle, d'autres particules de matière – atomes, protons, électrons – se sont manifestées sous une forme élémentaire, bombardant en permanence la Terre et détectables. On les appelle *rayons cosmiques* et leur étude nous a beaucoup appris. Bien que ces particules cosmiques et le rayonnement lumineux gamma soient de nature physique différente, leurs énergies sont très semblables. On les associe souvent sous le terme d'*astro-particules* tant les méthodes de détection et le rôle que joue à leur égard l'atmosphère terrestre sont souvent proches.

C'est pourquoi, dans le chapitre 5, nous retrouvons la lumière, sous forme de rayonnement gamma, ainsi que ces rayons cosmiques d'une autre nature.

Mais deux autres types de tels signaux prennent aujourd'hui une importance croissante en astronomie et les outils de leur observation sont l'objet du chapitre 5. Il s'agit de l'astronomie des *neutrinos* et de l'astronomie *gravitationnelle*, toutes deux surprenantes à plus d'un titre, toutes deux nées dans les dernières années du XX^e siècle et vraisemblablement porteuses de découvertes importantes à l'avenir.

L'ASTRONOMIE DES NEUTRINOS

L'astronomie des *neutrinos* est bien différente. Ces particules ont fait leur apparition dans la physique moderne en 1930, sur proposition du physicien Wolfgang Pauli qui avait absolument besoin de conserver l'énergie – cette conservation est une des lois fondamentales de la physique – lors du phénomène de radioactivité β , découvert par Henri Becquerel en 1896 lorsqu'un noyau d'atome se désintègre en émettant un électron. Une partie de l'énergie semblait alors disparaître, ce qui était inacceptable, et la solution fut de supposer l'existence d'une particule, qui sera dénommée *neutrino* – neutre, donc sans charge électrique – et dont l'avenir allait révéler la grande originalité et surtout l'absolue nécessité de l'existence pour se représenter correctement, aux côtés du proton, du neutron et de l'électron, la structure intime de la matière, depuis le big bang jusqu'à nos jours...

La plus grande originalité du neutrino, qui le distingue si fortement de la lumière, est son interaction incroyablement petite avec la matière ordinaire. Un neutrino peut traverser l'épaisseur de la Terre sans en être le moins du monde affecté, et nous sommes plongés en permanence dans un flux énorme de neutrinos issus du Soleil qui nous traversent sans le moindre effet : chaque seconde, il en arrive 60 milliards par cm^2 de surface ! Néanmoins, il existe divers moyens de détecter ces particules abondantes mais quasi indécélables, par exemple à l'aide d'une transformation symétrique de celle qui les a produites : un noyau d'atome bien choisi les absorbe, se transforme et libère un électron. Ce ne fut qu'en 1956 que ces particules furent enfin directement détectées auprès d'un réacteur nucléaire.

Pourquoi l'astronomie s'intéresse-t-elle donc à ces particules ? Les cataclysmes lointains qui se produisent dans le cœur des galaxies actives (AGN), au voisinage des trous noirs, ou les phénomènes intenses et brefs qui produisent des rayons γ d'énergie gigantesque (sursauts γ) sont plus ou moins difficilement observables par leur lumière, mais ils émettent aussi des neutrinos qui, grâce à leur faible interaction, ont l'immense avantage de se propager sans difficulté sur d'immenses distances, et d'atteindre la Terre sans avoir perdu, par une quelconque collision en chemin, le souvenir des conditions de leur émission. Le « télescope à neutrinos » est donc l'outil des physiciens et des astronomes pour détecter l'arrivée de ces particules, leur énergie, leur direction, et pour espérer obtenir un jour une image bien particulière des sources qui les ont émises. La première détection de neutrinos astronomiques, produits par les réactions nucléaires au cœur du Soleil, date des années 1970 et est due au physicien Raymond Davis. En 1987, l'explosion d'une supernova dans une galaxie voisine de la nôtre, appelée Grand Nuage de Magellan, fut perçue sur Terre et quelques neutrinos – treize exactement ! – furent détectés et indiscutablement attribués à cette explosion. Masatoshi Koshiba, auteur de cette détection, obtint en 2002 le Prix Nobel de physique avec Davis. Depuis, les télescopes se sont multipliés, et s'installent désormais... sous les mers, comme présenté dans le chapitre qui traite de cette nouvelle astronomie.

L'ASTRONOMIE GRAVITATIONNELLE

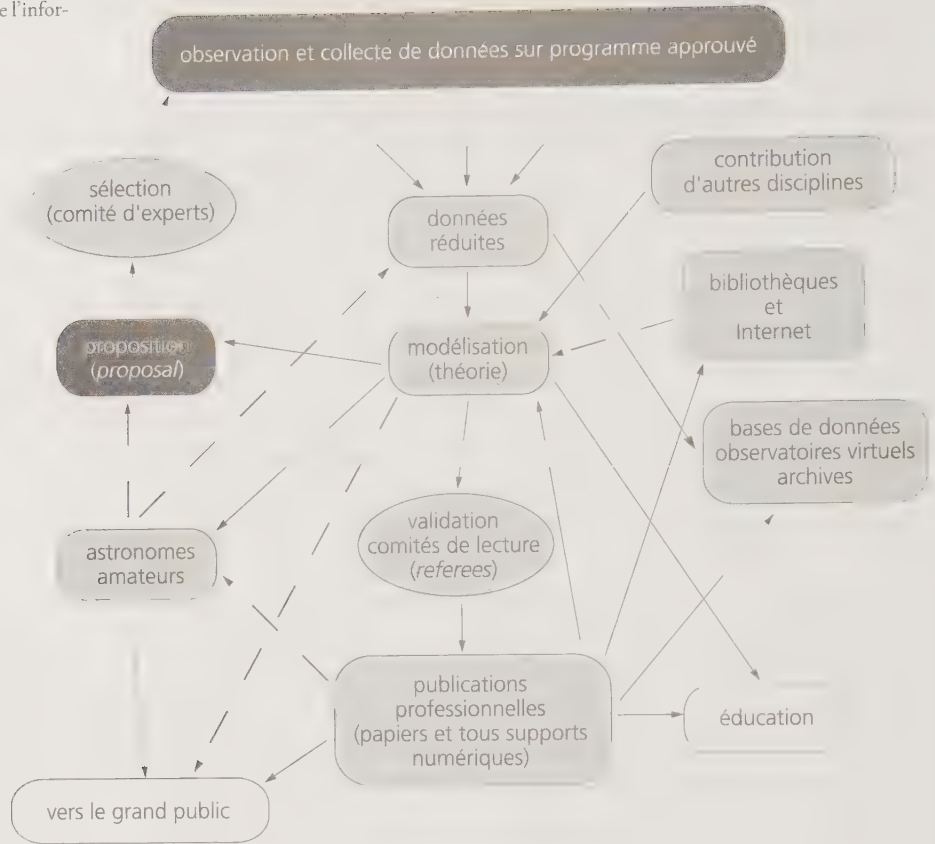
L'astronomie gravitationnelle est fille directe de la vision nouvelle de la gravitation apportée par Albert Einstein en 1916, conception que l'on désigne du nom peu adéquat de *relativité générale*. Comme l'avait compris Isaac Newton, la gravitation produite par un corps massif emplit tout l'espace, aussi loin que l'on s'éloigne de ce corps, et cet effet est instantané, croyait Newton. La vision d'Einstein, confirmée depuis par d'innombrables mesures, a modifié la précédente sur deux points essentiels : le premier, qui ne nous occupera pas ici, fut fort bien résumé par le physicien John Wheeler (1911-2008) par la phrase : *L'espace-temps dit à la matière comment s'y déplacer, et la matière dit à l'espace-temps comment se courber*. Le second point est que l'effet gravitationnel de la masse – par exemple celui d'un couple d'étoiles tournant l'une autour de l'autre – ne peut se propager qu'à la vitesse c , cette vitesse qui est aussi celle de la lumière et qui est une propriété universelle. S'il en est ainsi, il

existe une onde gravitationnelle, qui va se déplacer dans l'espace et transmettre à distance l'information sur les changements de la répartition de la matière dans un objet, ici ce couple d'étoiles. Ainsi, outre l'énergie que rayonne chacune des étoiles sous forme de lumière qui se perd dans l'espace, le couple va perdre de l'énergie en la dispersant dans l'espace sous forme d'une onde gravitationnelle. Détecter l'arrivée sur Terre d'une telle onde est beaucoup plus difficile que de détecter une arrivée de lumière, car la gravitation est une force très faible lorsqu'on compare ses effets à ceux de l'électricité ou du magnétisme, par exemple lors de l'attraction entre deux aimants. Néanmoins, il est possible de prévoir l'intensité de l'onde produite par certains événements se produisant dans notre galaxie ou ses voisines, et depuis quelques années la construction a été entreprise de « télescopes gravitationnels » qui possèdent la sensibilité nécessaire pour détecter et mesurer ces événements. En 2009, aucun événement n'a encore été détecté directement, mais les astrophysiciens ont une telle confiance dans la relativité générale et dans sa prévision de la présence des ondes gravitationnelles – dont l'existence est vérifiée indirectement d'ailleurs depuis 1982 – qu'ils n'ont pas hésité à mettre en chantier sur Terre ces télescopes d'un genre bien particulier, en attendent avec impatience les résultats et planifient déjà leur installation future dans l'espace. Ce sont, bien sûr, des instruments qui n'auront pas, ou pas encore, toutes les performances des télescopes « à lumière », en matière de capacités d'imagerie par exemple : mais l'important est de débiter.

La révolution du monde numérique

Dotés de la panoplie des télescopes classiques, au sol et dans l'espace, observant la totalité du spectre, les astronomes du XXI^e siècle disposent d'outils extrêmement divers pour observer la richesse du ciel et demain, la nouvelle astronomie en cours d'émergence enrichira encore ces données d'observation. L'information que l'observation recueille – souvent appelée *les données* – est l'objet de multiples cheminements et manipulations, illustrés par la figure 9.

Figure 9. Le cheminement de l'information en astronomie.



CATALOGUES ET RELEVÉS

Cette richesse du ciel n'avait pas échappé aux anciens, qui s'étaient souciés de cartographier le ciel : ainsi Shi Shen et Gang De en Chine (vers -500), Hipparque chez les Grecs (vers -150) produisirent les premiers catalogues. Cette cartographie se poursuivit au fil des âges, suscitant à la fin du XIX^e siècle l'aventure internationale de la *Carte du ciel*, puis les missions spatiales qui défrichèrent et cartographièrent dans les années 1980-2000 le ciel en infrarouge, en ultraviolet, en X, en rayons γ , avec des sensibilités et des résolutions croissantes. Ces cartes sont appelées *relevés* du ciel, en utilisant le terme des topographes. Elles contiennent les caractéristiques – position dans le ciel, couleur ou spectre – de millions, voire de centaines de millions d'objets, car la puissance des télescopes et leur automatisation, la qualité des sites où ils sont installés ou la durée de leur séjour opérationnel dans l'espace, le nombre de pixels des détecteurs qui les équipent permettent d'accumuler ainsi de formidables quantités de mesures.

L'arrivée de l'informatique et l'incessante croissance de ses performances depuis les années 1980 allaient bouleverser la conception et la gestion de ces mesures en en numérisant les résultats, qui sont aisément stockés dans des mémoires d'ordinateur et accessibles sous forme de bases de données. De tels relevés sont désormais l'objectif d'immenses programmes internationaux. Ils offrent une vision d'un autre type que celle qui décrit un objet individuel, étoile ou nuage interstellaire, car ils permettent des études *statistiques* de propriétés, de régularités qui n'émergeraient pas clairement si l'on n'étudiait une catégorie d'objet qu'individuellement ou sur quelques exemplaires, mais qui deviennent perceptibles lorsque grandit la taille de l'échantillon choisi. L'étude de notre galaxie (étoiles) et la cosmologie (galaxies) sont particulièrement friandes de ces programmes d'observation, mais la recherche d'objets situés dans le système solaire au-delà de l'orbite de Neptune est également féconde puisque plusieurs centaines de milliers de corps ont déjà été identifiées. C'est l'objet du dernier chapitre de cet ouvrage que de montrer comment cette révolution a changé les connaissances et les pratiques de l'astronomie contemporaine, en introduisant un nouveau concept, celui d'observatoire virtuel.

L'OBSERVATOIRE VIRTUEL

Les informations des relevés sont exploitées par les chercheurs qui ont été responsables de leur production, mais souvent pour n'en extraire qu'une information très ciblée, alors que la richesse de ces bases permettrait à d'autres d'y trouver une masse d'autres informations, sur d'autres objets par exemple, méritant tout aussi bien l'analyse. Mettre ces données à la disposition de tous évite de dupliquer des nuits d'observation coûteuses, d'où la dénomination d'*observatoire virtuel*. Reconstruire le ciel d'une façon virtuelle – c'est-à-dire dans son ordinateur –, à toutes les longueurs d'onde, pour tout objet connu qu'il contient, requiert une interconnexion de toutes les bases disséminées dans les observatoires du monde entier, d'une façon conviviale et directement exploitable pour le travail de recherche. Cet objectif n'est devenu possible qu'avec les moyens des nouvelles technologies de l'information, ainsi que grâce à des outils informatiques de recherche et d'analyse, rapides et simples d'emploi, développés dans la décennie écoulée.

Conclusion

Ce panorama, trop rapidement présenté, n'épuise pas toutes les facettes de l'observation contemporaine en astronomie, mais il en décrit les principales et en montre les perspectives. La lumière, dans la diversité de ses longueurs d'onde, n'est pas prête à être détrônée de son rôle *princeps* dans l'astronomie d'observation.

Il faut néanmoins compléter le présent ouvrage par une autre présentation, que nous avons réservée au premier volume de cette série. Il s'agit de ce qu'il est aujourd'hui convenu d'appeler observation *in situ*, c'est-à-dire l'exploration directe des objets astronomiques en s'en approchant pour les photographier à bout portant, ou pour placer dans leur atmosphère ou à leur surface des sondes, robots et autres machines qui multiplieront les photographies et toutes sortes de mesures locales. Cette exploration est source d'une formidable quantité d'informations, mais se limite au système solaire, seule banlieue terrestre située à des distances qui en rendent l'accès possible en des durées raisonnables.

À la quête d'objets lointains et peu lumineux

Hervé Dole

Contexte

La quête d'objets lointains ou peu lumineux apparaît comme l'une des principales motivations observationnelles en astrophysique et en cosmologie¹. Elle est ainsi à l'origine de nombreuses innovations technologiques, comme la construction de télescopes géants au sol s'affranchissant en grande partie de la turbulence atmosphérique, la mise en orbite de télescopes plus performants, et le développement de détecteurs plus sensibles et plus grands. La disponibilité d'une puissance de calcul et d'archivage en augmentation incessante favorise par ailleurs l'exploitation des instruments et l'analyse scientifique des données.

Cette course à la détection d'objets lointains ou peu lumineux et les innovations qu'elle engendre sont dictées par la nécessité scientifique de comprendre et d'explicitier les processus physiques mis en jeu dans la formation et l'évolution des objets et structures dans l'univers, comme les galaxies et les amas de galaxies, les étoiles, le milieu interstellaire, les systèmes planétaires, ainsi que de l'univers lui-même. La problématique est donc celle de comprendre l'évolution de notre univers et de ses constituants, grâce à la confrontation entre les observations d'une part, et les modèles, simulations numériques et prédictions théoriques d'autre part.

1. Les autres incluant la quête d'information lumineuse à haute résolution (angulaire et/ou spectrale et/ou temporelle) ou la quête d'information véhiculée par les particules (cf. chapitres suivants).

Dans quelle mesure une observation est-elle pertinente pour être ensuite analysée et comparée aux modèles, simulations ou prédictions ? Chercher à répondre à cette question est la première étape de la définition d'une stratégie scientifique. Si de nombreuses questions scientifiques bénéficient d'avancées grâce aux moyens existants, il s'avère que d'autres questions restent sans réponse par manque de contraintes observationnelles. Par exemple, il n'y a pas encore eu à ce jour beaucoup de détections d'exoplanètes de type terrestre¹ ou de galaxie plus éloignée que lorsque l'univers était 10 fois plus chaud qu'aujourd'hui². La raison est la limitation des moyens observationnels en terme de sensibilité ou de disponibilité (ce qui revient presque au même). La stratégie scientifique, pour progresser dans ces domaines, nécessite donc de mesurer des objets d'apparence plus faible, ou des objets plus lointains. Du point de vue observationnel, un objet proche mais intrinsèquement faiblement lumineux sera aussi difficile à détecter qu'un objet très distant mais lumineux, car seul compte son flux apparent, qui est faible par rapport aux possibilités des instruments dans les deux cas. S'engage alors la quête des objets lointains et/ou peu lumineux pour mieux comprendre notre univers.

Pour introduire la difficulté de cette tâche, examinons deux exemples. Le premier concerne la détection d'une galaxie lointaine dans quatre images du télescope spatial Hubble (cf. Fig. 1). Cette galaxie n'apparaît, bien faiblement, que dans la quatrième, et encore faut-il être certain qu'il ne s'agisse pas d'un artefact. Le second concerne le rayonnement cosmologique à 3 Kelvins qui baigne tout l'univers. La figure 2 montre les observations du ciel complet dans cinq filtres différents (en fait, cinq fréquences différentes) par le satellite WMAP. Notre galaxie domine ces images, et le signal recherché, très faible, doit être extrait avec des techniques statistiques appropriées. Ces deux exemples illustrent qu'une instrumentation de pointe permet de disposer de données propres à résoudre un problème scientifique donné, mais qu'elle ne résout pas tout : il faut concevoir en amont une stratégie d'observation efficace, et en aval développer des outils d'analyse appropriés.

Dans ce chapitre, nous aborderons non seulement des aspects liés aux technologies des télescopes et des détecteurs, mais aussi les stratégies mises en jeu pour détecter ces objets faibles. Nous donnerons des exemples de recherche actuelle et esquisserons quelques perspectives.

1. Cf. chapitre sur les exoplanètes de M. Ollivier (volume 1 : *Système solaire et planètes*).

2. Cf. chapitre sur les premières galaxies de B. Guiderdoni (volume 3 : *Étoiles et matière interstellaire*).



Figure 1. Image d'une galaxie distante (au bout de la flèche) prise par le télescope spatial Hubble en 1996 dans la région dite du « Hubble Deep Field North », à quatre longueurs d'onde : de l'ultraviolet proche, au rouge (de gauche à droite) : 0,3, 0,45, 0,60 et 0,81 micromètres. Le fait que la galaxie n'apparaisse que dans l'image de droite (filtre rouge) indique sa nature cosmologique (redshift potentiel supérieur à 6). Noter la faiblesse du flux apparent de cette galaxie par rapport aux autres et par rapport au bruit de fond de l'image.

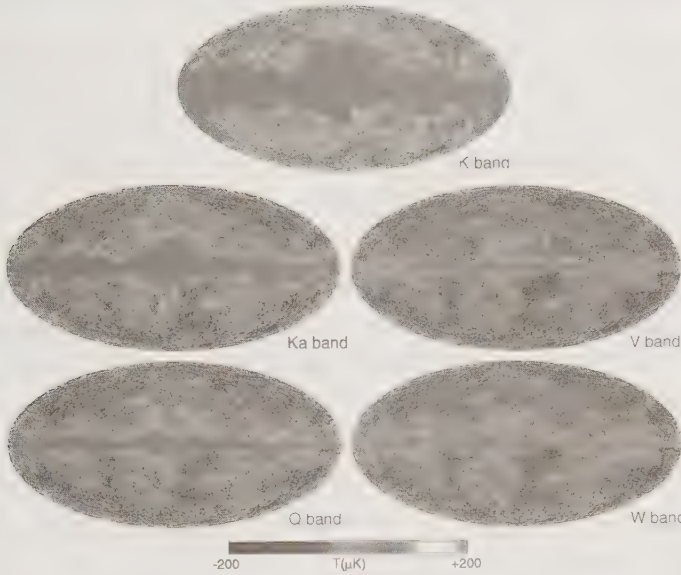


Figure 2. La totalité du ciel observée à cinq fréquences différentes par le satellite WMAP : 23 (bande K), 33 (bande Ka), 41 (bande Q), 61 (bande V) et 94 GHz (bande W), correspondant à des longueurs d'onde de 13, 9, 7, 5 et 3 mm, respectivement. La bande horizontale et irrégulière représente notre galaxie, qui, à cause de sa grande intensité, rend difficile l'étude de l'émission des galaxies lointaines et du fond cosmologique, malgré 5 années continues d'observation (cf. cahier couleur, planche 1).

La course des télescopes

Le rôle des télescopes est d'accumuler suffisamment de rayonnement lumineux des objets étudiés, de telle sorte que la détection ait lieu dans de bonnes conditions, i.e. avec un signal beaucoup plus fort que le bruit. La détection concerne ici soit l'imagerie, soit la spectroscopie¹, soit parfois les deux simultanément (on parle de spectro-imagerie, de spectroscopie 3D, ou de spectroscopie intégrale de champ).

La seule solution pour augmenter la sensibilité absolue d'un télescope, i.e. sa capacité à détecter un objet plus faible, est d'augmenter la surface collectrice, autrement dit le diamètre de son miroir primaire. La quête des photons précieux passe donc par l'augmentation du diamètre des télescopes. Cette course au diamètre est limitée par la technologie disponible. Illustrons cette course dans deux domaines

1. Cf. Chapitre sur la spectroscopie de D. Rouan.

de longueurs d'onde : le rayonnement visible (typiquement de 400 à 800 nm, mais, par extension au proche ultraviolet au proche infrarouge, de 200 à 1 000 nm), et le rayonnement infrarouge proche (1-5 micromètres) moyen (5-40 micromètres) et lointain (40-300 micromètres), tant au sol que dans l'espace.

TÉLESCOPES DANS LE VISIBLE

Malgré deux exceptions notables aux États-Unis et en Russie, la taille maximale typique des télescopes au sol était de 4 mètres à la fin des années 1970 et dans les années 1980, puis 8 à 10 mètres à la fin des années 1990. À ce jour, à la fin des années 2000, la classe des télescopes de 10 mètres n'est pas dépassée.

Pourquoi l'évolution du diamètre des télescopes paraît-elle si lente ? Pourquoi n'existe-t-il pas déjà des télescopes géants de 300 m de diamètre, comme il en existe en radioastronomie par exemple ? Il existe deux principales raisons, en dehors du coût : les miroirs et la structure mécanique du télescope.

Il existe actuellement quatre types de technologies pour fabriquer des miroirs géants : le miroir monolithique épais et plein, le miroir monolithique épais et évidé, le miroir monolithique fin, et le miroir segmenté.

Le miroir monolithique épais n'est plus fabriqué depuis la fin des années 1970. Il s'agit d'un miroir concave parabolique formé d'une seule pièce à bords épais. Très lourd et sensible aux variations de température, ce type de miroir n'a jamais donné de bonnes performances au-delà de 5 mètres de diamètre. Parmi les observatoires les plus connus utilisant ce type de miroirs, citons, dans la classe 4 mètres : Kitt Peak en Arizona, le télescope anglo-australien à Siding Springs en Australie, le 3,60 m de l'ESO au Chili, le télescope Canada-France-Hawaï à Hawaï (cf. Fig. 3). Dans la classe des 5-6 mètres, citons : le mont Palomar en Californie et le Zelentchouk dans le Caucase.

Les lois de l'optique exigent que les défauts de surface d'un miroir doivent avoir une taille inférieure à une fraction de la longueur d'onde observée. Dans le domaine visible, cette contrainte se traduit par une taille maximum de défaut de l'ordre de 0,05 micromètre, sur un miroir de diamètre de 8 mètres ou plus. Bien que la technologie permette d'atteindre cette précision de polissage, une limitation inattendue rend l'exercice délicat : la déformation du miroir sous son propre poids, et qui varie selon l'inclinaison du télescope. Il a donc été nécessaire de développer des miroirs géants précis et légers.

Le miroir monolithique épais et évidé s'affranchit des principaux inconvénients du précédent concept, à savoir le poids et la capacité thermique. Sous la surface parabolique du miroir, le reste du verre est coulé dans une structure en « nid-d'abeilles » légère, car composée de grandes alvéoles essentiellement vides, et néanmoins structuellement rigide. La masse totale est ainsi grandement diminuée, pour des performances mécaniques identiques et thermiques bien meilleures. Parmi les télescopes utilisant ce principe, citons avec un diamètre de 6,5 mètres le MMT en Arizona et le *Magellan Telescope* au Chili, et avec un diamètre de 8,4 mètres le *Large Binocular Telescope* en Arizona ; d'autres projets sont en cours.

Le miroir monolithique fin (une vingtaine de centimètres d'épaisseur pour 8 mètres de diamètre par exemple) est l'aboutissement des technologies en miroir unique. Sa finesse évite les problèmes liés aux écarts thermiques ou au poids trop important. Cependant, étant entièrement déformable, il nécessite l'emploi de nombreux actionneurs qui maintiennent sa surface à la forme désirée, quelle que soit l'orientation en hauteur du télescope : c'est l'optique active. Les télescopes de 8,2 mètres du VLT utilisent cette technologie (cf. Fig. 4).

Il est cependant difficile de fabriquer d'une seule pièce des miroirs géants dépassant 8 mètres de diamètre. Ainsi est né le concept de miroir segmenté, miroir géant composé de nombreux petits miroirs fins indépendants, d'une taille typique de 1 à 2 mètres. Les principales difficultés techniques résident dans le polissage des segments hors axe, et dans le pilotage des miroirs pour assurer une image de bonne qualité. Ces techniques sont maîtrisées, et les plus grands télescopes utilisent maintenant ce concept : les deux télescopes de 10 mètres de Keck à Hawaï (cf. Fig. 4), et le GTC de 10,4 mètres aux îles Canaries. C'est ce concept qui sera utilisé pour les télescopes du futur.

L'origine de l'évolution, lente en apparence, du diamètre des télescopes est donc en grande partie liée à la disponibilité de miroirs géants, mais pas seulement. Une fois réglées les questions d'alignement en temps réel des segments, il convient de disposer d'une structure mécanique permettant au télescope de pointer toutes les régions du ciel et d'assurer un suivi du mouvement diurne avec une grande précision, sans vibrations ni flexions. Le diamètre des miroirs primaires des télescopes augmentant, celui des miroirs secondaires augmente également. Or le miroir secondaire se trouve loin du miroir primaire, mais doit demeurer parfaitement aligné.

Les montures des télescopes sont, depuis les années 1980, de type alt-azimutal, i.e. avec un axe horizontal et un axe vertical. Le pilotage informatique des montures (en incluant de la rétroaction) a permis de simplifier le dessin des structures mécaniques. Néanmoins, il reste très difficile de concevoir une monture robuste et précise pour un télescope géant de 30 ou 40 mètres de diamètre avec un miroir secondaire de 6 mètres de diamètre placé à une trentaine de mètres du primaire, le tout pesant plus de 5 000 tonnes. À l'évolution des montures s'est adjointe l'évolution des coupoles qui sont maintenant optimisées pour assurer l'écoulement laminaire de l'air.

Les contraintes sur la conception mécanique des structures soutenant et mouvant le télescope, ainsi que la difficulté de fabriquer des miroirs géants de plus de 10 mètres, ont ainsi limité jusque vers 10 mètres le diamètre des miroirs primaires. Une grande partie de ces limitations est en train d'être levée. Avec des miroirs segmentés et des structures adaptées, l'avènement des télescopes de la classe 30-40 mètres se profile à l'horizon 2017.

Figure 3. À gauche : Télescope de 3,60 m CFH (Canada-France-Hawaï), mis en service en 1979 à Hawaï. À droite : Le télescope de 3,60 m NTT (New Technology Telescope) de l'ESO, mis en service en 1989 au Chili.

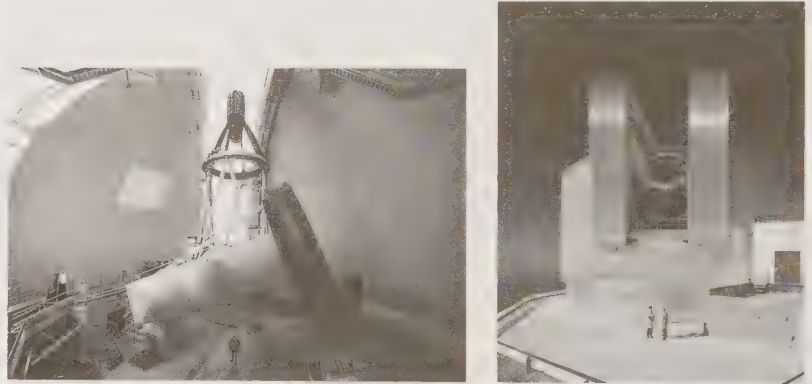


Figure 4. À gauche : l'un des quatre télescopes de 8,20 m de diamètre composant le VLT (Very Large Telescope) européen de l'ESO au Chili, mis en service dès 1998. À droite : l'un des deux télescopes Keck de 10 m de diamètre à Hawaï, mis en service dès 1993. Le miroir primaire est composé de 36 segments.



Les observatoires au sol ont l'avantage de ne pas être limités en taille ni masse. Néanmoins, la turbulence atmosphérique déforme et étale les images, et les composants atmosphériques absorbent (et réémettent) une grande partie du rayonnement incident dans les domaines spectraux gamma, X, UV, infrarouge, submillimétrique. Des systèmes d'optique adaptative¹ permettent des gains spectaculaires dans la qualité d'image, en corrigeant l'essentiel des perturbations atmosphériques. Si le but scientifique nécessite une résolution angulaire particulièrement grande (sur de grandes surfaces) ou l'accès à des fréquences absorbées par l'atmosphère, alors il faut envoyer les télescopes à haute altitude dans des ballons stratosphériques, ou dans l'espace. Le tableau 1 compare les caractéristiques des trois types d'expérience.

Historiquement, beaucoup d'expériences étaient embarquées sur de petites fusées et fonctionnaient quelques minutes ; cette technique n'est quasiment plus utilisée aujourd'hui. Une alternative est l'observation en altitude depuis un avion modifié. Le télescope infrarouge SOFIA, de 2,5 mètres de diamètre, volera d'ici peu dans un Boeing 747 modifié de la NASA et de la DLR (Deutsches Zentrum für Luft- und Raumfahrt).

L'avantage des ballons stratosphériques est le faible temps de développement des expériences, tout comme au sol. Les principales limitations restent le coût plus élevé qu'une expérience au sol, des contraintes de type « spatial » (électronique redondante, masse et encombrement faibles), et l'utilisation courte (typiquement 1 à 4 vols, de durée respective de quelques heures à une dizaine de jours). Quoique difficile, l'accès aux conditions de la haute atmosphère est souvent couronné de succès. Citons deux exemples. Le ballon français Archeops, développé avec le soutien du CNES, a par exemple permis en 2003 de mesurer précisément le premier pic acoustique dans les fluctuations de température du fond cosmologique. Conçu comme une expérience préparatoire au satellite Planck, Archeops a validé certains choix techniques et permis d'obtenir des résultats scientifiques originaux sur le fond cosmologique ou la polarisation de la poussière de notre galaxie. Quelques années plus tôt, en 2000, le ballon BOOMERANG (collaboration entre les États-Unis, Canada, Italie, Royaume-Uni) avait mesuré pour la première fois la position de ce pic acoustique tant

1. Cf. Chapitre sur les images riches en détails de A.-M. Lagrange.

recherché par les cosmologistes et contraint la géométrie de l'univers. Dans les deux cas, des résultats scientifiques de premier ordre ont été obtenus rapidement, alors que les mesures raffinées et bien plus riches des satellites sont arrivées (ou arriveront) plus tard.

Les satellites, dont le développement est long et de durée typique 15 à 20 ans, sont placés dans des conditions d'observation exceptionnelles concernant la qualité du signal astrophysique. Cependant, l'environnement spatial est lui aussi exceptionnel, avec un bombardement incessant de particules et de rayonnements énergétiques, et de forts gradients de température. Les moyens d'accès à l'espace dimensionnent les caractéristiques des satellites. La taille est limitée, puisque le satellite doit tenir dans la coiffe du lanceur (ou dans la baie de la navette spatiale, à l'époque). La masse est aussi limitée, puisque la puissance du lanceur est finie. À ces contraintes drastiques de taille et de masse, s'ajoute celle de la fabrication robuste. Les intenses vibrations lors du lancement obligent à concevoir des instruments simples et robustes. L'environnement spatial et l'impossibilité (sauf cas exceptionnel comme le télescope Hubble) de maintenance imposent aussi les mêmes contraintes de simplicité et de robustesse. Les satellites sont par conséquent conçus avec le moins de parties mobiles possibles, et réutilisent des technologies éprouvées et sûres, parfois au détriment des nouveautés attrayantes. Les ingénieurs utilisent le concept de TRL (Technology Readiness Level), que l'on pourrait traduire par « niveau de maturité technologique », qui caractérise la maturité d'une technologie pour le vol spatial. Le TRL varie de 1 à 9 : 1 signifie que la technologie est à peine développée ; 7 signifie qu'un système ou concept équivalent a déjà volé ; 9 signifie que la technologie a été complètement testée et validée pour le spatial.

Tableau 1. Comparaison des principaux avantages et inconvénients des expériences au sol, en ballon et dans l'espace. Les cases en gris indiquent les cas les plus favorables.

	Sol	Ballon	Espace
Diamètre	Illimité	Limité à ~2m	Limité à 3 m
Temps de développement	3 à 10 ans	~ 5 ans	15 à 20 ans
Utilisation ou durée de vie	Illimitée	1 à 4 vols	1 vol : de quelques mois à quelques années
Maintenance	Illimitée	Faible (entre les vols)	Aucune
Qualité d'image	Bonne	Moyenne	Parfaite
Fréquences accessibles	Visible et radio ; un peu infrarouge et submm	Tout	Tout

Parmi les télescopes en orbite, le *Hubble Space Telescope* de la NASA (avec participation de l'ESA) est certainement le plus connu. Doté d'un miroir primaire de seulement 2,4 mètres de diamètre, il orbite la Terre depuis 1990 (cf. Fig. 5). La qualité de ses images est sans précédent puisqu'aucune atmosphère ne perturbe les images à 600 km d'altitude. Le Hubble dispose d'une instrumentation sensible au rayonnement ultraviolet proche, visible et infrarouge proche. Sa position dans l'espace en fait un observatoire unique pour toute la communauté astrophysique mondiale, et l'analyse de ses images et spectres a donné lieu à de nombreuses publications et résultats originaux. Cependant, sa durée de vie est comptée. Ses gyroscopes tombent en panne les uns après les autres, une caméra est hors service. Si la mission de maintenance de la navette spatiale ne s'effectue pas d'ici peu, un an ou deux, il est probable que le télescope cessera de fonctionner. Ce serait dommageable car il reste le seul instrument de cette catégorie existant. L'arrivée de son successeur, le *James Webb Space Telescope* (JWST) vers 2013, devrait signer l'arrêt de ses opérations.

Il existe une synergie entre les télescopes au sol et dans l'espace. Non pas que les télescopes au sol soient moins utilisés (la pression d'utilisation est presque la même au sol et dans l'espace). Les deux types d'observatoire se complètent. Par exemple, les télescopes au sol permettent d'imager de grandes portions du ciel avec une grande sensibilité, pour détecter des millions de galaxies. Une fois analysées, ces données peuvent permettre de générer un catalogue restreint de galaxies particulièrement intéressantes, qui sont ensuite réobservées avec plus de résolution angulaire et de sensibilité avec le Hubble (cf. Fig. 6). Alternativement, de grands relevés sont menés conjointement au sol et dans l'espace, à des longueurs d'ondes complémentaires, dans le but de caractériser la physique des galaxies à grand décalage spectral par exemple.



Figure 5. Télescope spatial Hubble de 2,40 m, lancé en 1990 (cf. cahier couleur, planche 8).

Figure 6. Complémentarité sol-espace. À gauche (et au milieu) : image grand champ (et zoom) obtenue avec le télescope SUBARU à Hawaï, dans trois filtres (B, V, z). À droite : image du télescope spatial Hubble (bande i). Données publiques COSMOS.



TÉLESCOPES DANS L'INFRAROUGE

Certaines fenêtres, dites atmosphériques, sont accessibles du sol pour l'observation du ciel infrarouge ; sans toutes les lister, les principales sont centrées autour des longueurs d'onde : 1,6 ; 2,2 ; 3,5 ; 5 ; 10 ; 20 micromètres.

Il faut cependant utiliser une technique de soustraction du ciel, en observant alternativement sur la source, puis à côté, plusieurs fois par seconde, grâce à un miroir secondaire vibrant. En infrarouge, le ciel apparaît brillant jour et nuit... : l'atmosphère terrestre émet intensément un rayonnement thermique dans cette gamme. Les meilleurs sites terrestres sont ceux présentant le moins de vapeur d'eau, donc dans des régions arides et en altitude, comme au Chili (désert d'Atacama), à Hawaï, ou en Antarctique (l'atmosphère froide aide beaucoup dans ce dernier cas). Les observations au sol dans l'infrarouge se cantonnent aux objets brillants et proches, comme les étoiles (stades variés d'évolution) et les nuages moléculaires de notre galaxie, les galaxies actives et/ou formant des étoiles par flambée. Le grand avantage du sol est la disponibilité de grands télescopes de classe 8 mètres munis d'optique adaptative, qui permettent d'obtenir des images à la limite de la diffraction.

La technologie utilisée en infrarouge diffère du domaine visible en ce sens que toute source de chaleur émet un bruit infrarouge qu'il convient de supprimer lors des observations du ciel, puisque les détecteurs seraient éblouis. Les détecteurs dans l'infrarouge sont ainsi refroidis à des températures cryogéniques (typiquement de 3 Kelvins à 0,1 Kelvin selon le cas).

Envoyer des télescopes dans l'espace est, comme pour le rayonnement gamma, X et UV, la seule possibilité pour observer les objets faibles et lointains en infrarouge. À ce jour, seulement 7 satellites infrarouges ont volé : IRAS en 1983 (NASA, UK, NL), COBE en 1989 (NASA), ISO en 1995-98 (ESA), IRTS en 1995 (Japon), MSX en 1996 (États-Unis), SPITZER en 2003-2009 (NASA) et Akari en 2006 (Japon).

La taille des télescopes des observatoires spatiaux dans l'infrarouge a toujours été petite en comparaison de ce qui existe dans le domaine optique : de 30 à 85 cm pour les satellites ayant volé. Pourquoi ces petites tailles ? Parce qu'un observatoire infrarouge dans l'espace n'est guère qu'un grand cryostat d'Hélium liquide superfluide, dont le rôle est de maintenir la température des instruments et du télescope lui-même aux environs de 2,5 à 5 Kelvins. Le système cryogénique complexe, les étages d'isolation thermique, et la protection du télescope contre tous les rayonnements parasites (baffle) participent à la masse et au volume, qui sont limités par la taille de la coiffe du lanceur (4,5 mètres pour Ariane 5). La taille maximum des télescopes pouvant entrer dans ces contraintes était de l'ordre de 80 cm (cf. Fig. 7).

La durée de vie de ces observatoires est liée à celle du cryogène : tant qu'il reste de l'Hélium superfluide pour refroidir les instruments et le télescope, l'observatoire peut fonctionner. Une fois le réservoir vidé, le télescope se réchauffe vers 40 ou 50 Kelvins, ce qui aveugle les détecteurs. ISO a ainsi fonctionné 27 mois (contre 18 initialement prévus) avec 2400 litres d'Hélium. SPITZER a fonctionné environ 5,5 ans (contre 2,5 prévus) avec seulement 400 litres. Une telle différence s'explique par le choix du concept. Le télescope d'ISO était contenu à l'intérieur du cryostat de grand volume, alors que celui de SPITZER est situé à l'extérieur du petit cryostat, et est refroidi par les vapeurs d'Hélium sortant du cryostat maintenant les instruments en froid ; ce concept s'appelle « lancement à chaud » car le télescope était à température ambiante lors du lancement, et a mis environ 2 mois à se refroidir dans l'espace. Cette différence a permis de gagner plusieurs années de durée de vie du télescope et d'augmenter ainsi le retour scientifique de la mission, grâce aux observations plus fines d'objets découverts en début de mission (galaxies lointaines) ou aux observations de transits d'exoplanètes dont l'émission thermique est mieux caractérisée¹.

Une nouvelle génération de télescopes spatiaux observant dans l'infrarouge lointain et le submillimétrique vient d'être lancée. Planck (cf. Fig. 8) avec son télescope hors axe de 1,5 m, et Herschel (cf. Fig. 8) avec son télescope de 3,5 mètres, qui est le plus grand télescope jamais envoyé dans l'espace. Planck dispose d'une instrumentation bolométrique refroidie à 0,1 Kelvin (grâce à des cryogénérateurs). Herschel dispose de matrices de bolomètres. Dans les deux cas,

1. Cf. chapitre sur les exoplanètes de M. Ollivier (volume 1 : *Système solaire et planètes*).

ces détecteurs révolutionnaires de nouvelle génération permettent de gagner des ordres de grandeur en sensibilité par rapport aux expériences précédentes.

Figure 7. À gauche : le télescope de 60 cm de l'observatoire spatial infrarouge européen ISO (Infrared Space Observatory) de l'ESA (European Space Agency), lancé en 1995. À droite : le télescope de 85 cm de l'observatoire infrarouge SPITZER de la NASA, lancé en 2003.

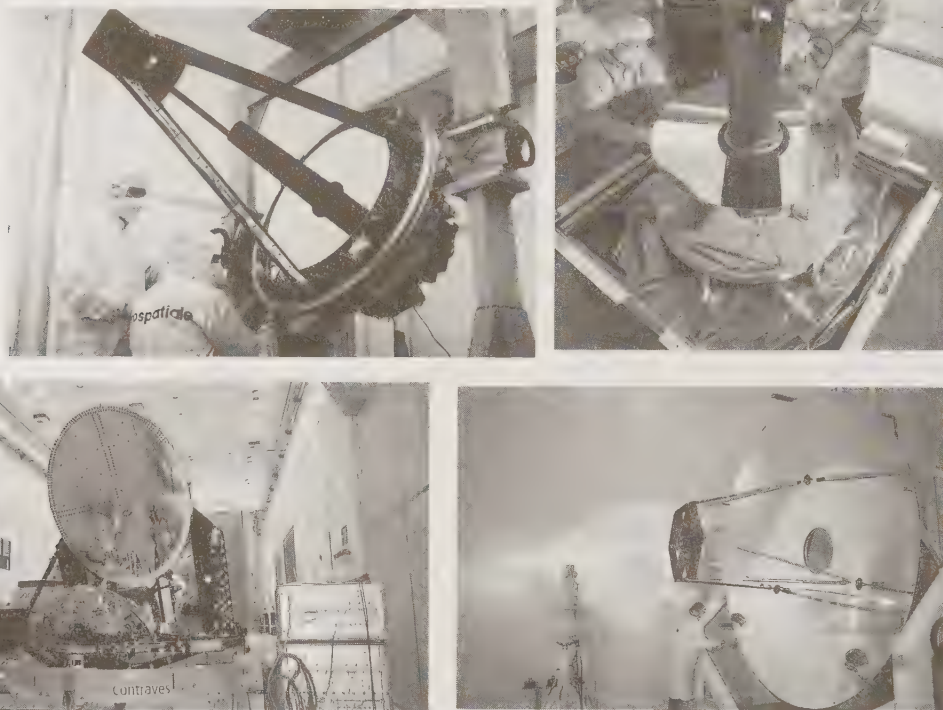


Figure 8. À gauche : le télescope de 1,50 m du satellite européen Planck, dans une salle blanche de l'Agence spatiale européenne après une mesure de sa surface. Planck, lancé en mai 2009 avec Herschel dans une Ariane 5, observe le ciel submillimétrique et millimétrique. À droite : le télescope de 3,50 m de l'observatoire infrarouge et submillimétrique européen Herschel. Le télescope de Herschel est le plus grand télescope jamais envoyé dans l'espace pour l'astrophysique.

L'enjeu des détecteurs

Le détecteur constitue l'une des pièces maîtresses d'une chaîne de mesure s'étendant du miroir primaire jusqu'à l'image étalonnée sur l'écran de l'ordinateur de l'astrophysicien. Son rôle est de convertir le signal lumineux, focalisé par le télescope, en quantité physique mesurable propre à l'analyse scientifique ultérieure, comme un courant électrique.

En utilisant une analogie avec un appareil photographique numérique grand public, le télescope correspondrait à l'objectif de l'appareil, alors que le détecteur serait le capteur d'image, souvent

qualifié par son nombre de pixels (12 méga-pixels pour les appareils les plus performants actuellement). Il apparaît que le système imageur (télescope astronomique ou objectif photo) est aussi important que le détecteur, car l'un sans l'autre (ou l'un d'excellente performance et l'autre de piètre qualité) rend le système inopérant ou inefficace. L'analogie avec l'appareil photographique peut être poursuivie, si l'on considère par exemple deux appareils dotés de capteurs différents mais de taille physique identique : l'un de 6 méga-pixels (ou Mpixels), l'autre de 12 Mpixels. Le vendeur du grand magasin vous vantera les avantages du dernier, qui donnera des images bien plus fines que le premier, car il a plus de pixels. Il oublie cependant de dire que pour une même quantité de lumière disponible, les pixels de ce dernier recevront deux fois moins de lumière que le premier, car la lumière se diluera sur 12 Mpixels au lieu de 6 Mpixels. Le capteur de 6 Mpixels sera donc probablement plus performant en faible lumière, au détriment d'un peu de résolution, que le capteur de 12 Mpixels. Cet exemple illustre l'importance de l'adéquation entre le type de détecteur et son utilisation prévue.

En astrophysique, du fait de la rareté du signal lumineux provenant des astres lointains, la principale qualité d'un détecteur est sa capacité à détecter de très faibles signaux lumineux de manière robuste, stable et reproductible. Une des conditions pour y arriver est de limiter le bruit, i.e. l'information parasite qui perturbe le signal recherché dans un contexte donné – comme le rayonnement atmosphérique, le signal généré par les composants électroniques, ou même l'émission de la Pleine Lune ou d'une étoile brillante qui gênerait l'observation. Les détecteurs en astrophysique sont donc conçus et fabriqués pour avoir un faible niveau de bruit intrinsèque.

Poursuivant l'analogie, un appareil photo sera considéré comme plus performant si le temps de lecture du capteur après la prise de l'image est rapide : à quoi bon acheter un appareil inutilisable plusieurs dizaines de secondes entre chaque photo à cause du temps pris pour la lecture et de l'enregistrement de l'image ? La problématique est similaire en astrophysique, puisque le temps de télescope est précieux. Il convient de développer des électroniques des détecteurs dont les temps morts se réduisent au minimum, afin de préserver le plus de temps d'observation possible.

L'enjeu des détecteurs, peut-être moins connu, est tout aussi important que la course aux grands diamètres des télescopes pour obtenir des données fiables et scientifiquement exploitables permet-

tant d'étudier les objets faibles ou lointains de l'univers. Illustrons cette formidable évolution dans deux domaines de longueurs d'onde : le visible puis l'infrarouge lointain.

DÉTECTEURS DANS LE VISIBLE

Dans le domaine visible, les détecteurs les plus utilisés sont des CCD, comme ceux qu'équipent la plupart de nos caméscopes et appareils numériques. Les CCD sont des composants électroniques en silicium, d'une taille de quelques centimètres de côté et très fins, qui disposent de millions de pixels. Ils convertissent la lumière en électrons, qui sont ensuite comptés pour chaque pixel par un « circuit de lecture », enregistrés puis transformés en image numérique.

Les contraintes de sensibilité (i.e. de faible bruit) et de relative rapidité de lecture des détecteurs limitent leur taille physique. Les détecteurs astrophysiques dans le domaine visible, encore mono-pixels il y a quelques décennies, ont évolué vers quelques millions de pixels (cf. Fig. 9 à gauche), mais guère plus. En effet, les circuits de lecture complexes empêchent actuellement de fabriquer des détecteurs individuels aussi performants que souhaitable de plus de 10 Mpixels. Il existe bien des détecteurs plus larges (de 16 jusqu'à 81 Mpixels), mais les pixels sont encore trop petits pour être utilisables en astrophysique, sans parler des problèmes de temps de lecture, d'uniformité et de coût. Cependant, un très fort besoin d'utilisation de détecteurs très larges existe, afin de couvrir instantanément une grande portion de ciel avec une grande sensibilité. Les ingénieurs et chercheurs ont donc envisagé une solution pertinente, économique et originale. Puisque la taille des CCD individuels est limitée, il « suffit » de créer une grande mosaïque composée de dizaines de CCD individuels juxtaposés (le plus proche possible pour éviter les zones de non-couverture sur le ciel) avec des circuits de lecture optimisés. Les détecteurs individuels ont typiquement 8 Mpixels (4k*2k), et ces nouvelles caméras en disposent de plusieurs dizaines : 40 pour MEGACAM pour obtenir 340 Mpixels (cf. Fig. 9 à droite), alors que le projet PAN-STARRS prévoit d'utiliser 60 détecteurs 4.8k*4.8k (composés en fait de 64 petits détecteurs de 0,3 Mpixels) pour atteindre au final un record de 1 400 Mpixels.

Ces caméras CCD grand format sont utilisées au foyer de télescopes au sol dans le but d'imager de grandes portions du ciel (du demi-degré à 3 degrés carrés instantanément) avec une grande

sensibilité. Leur encombrement et leur fonctionnement les rendent difficilement spatialisables telles quelles, sauf pour la génération de satellites actuellement en construction et qui volera d'ici 5 à 10 ans (comme JWST ou EUCLID). Les observatoires spatiaux en fonctionnement, dont le *Hubble Space Telescope* et CoRoT, utilisent quelques détecteurs CCD de taille typique 4 ou 8 Mpixels (2k*2k ou 4k*2k) (cf. Fig. 9).



Figure 9. À gauche : les 2 détecteurs CCD de la caméra ACS/WFPC2 avant l'intégration, le lancement et l'installation au foyer du télescope spatial Hubble en mars 2002. À droite : les 40 détecteurs CCD de la caméra MegaCam au télescope CFHT à Hawaï. Chaque CCD ayant 4612x2048 pixels, MegaCam est l'une des plus grandes caméras CCD astronomiques au monde actuellement, avec 340 millions de pixels, couvrant un champ de 1 degré carré au foyer du télescope de 3,60 m du CFHT.

DÉTECTEURS DANS L'INFRAROUGE ET LE SUBMILLIMÉTRIQUE

Le domaine infrarouge et submillimétrique, où l'énergie des photons est moindre que dans le domaine visible, nécessite l'utilisation d'autres types de détecteurs que les CCD au silicium, qui ne peuvent détecter les photons que jusque vers 1,6 micromètre de longueur d'onde. Pour simplifier, il existe essentiellement deux familles de détecteurs infrarouges et submillimétriques : les photoconducteurs et les bolomètres. Pour fonctionner de manière optimale, ces détecteurs doivent être refroidis à moins de 3 Kelvins, et être placés derrière des filtres froids sélectionnant les gammes de longueurs d'onde désirées.

Les photoconducteurs ressemblent aux CCD, à ceci près que, une fois le photon infrarouge converti en électron, ce dernier ne reste pas stocké : il est transféré directement et l'on mesure l'augmentation de la charge électrique en temps réel (plutôt que de compter, une fois l'image prise, les électrons dans un CCD). Les matériaux utilisés dans les détecteurs infrarouges varient selon la longueur d'onde : Tellurure de Mercure et Cadmium (HgCdTe) ou Antimoniure d'Indium (InSb) en infrarouge proche, au Silicium dopé en infrarouge moyen, au Germanium dopé au Gallium (Ge : Ga) en infrarouge lointain. La figure 10 montre le modèle de qualification de la caméra MIPS à 70 micromètres de longueur

d'onde sur SPITZER. Doté de 1 024 pixels de germanium dopé au Gallium, c'est le plus grand détecteur ayant jamais volé à cette longueur d'onde. Son prédécesseur ISOPHOT, sur ISO en 1995, était doté de 9 pixels.



Figure 10. Modèle de qualification de la caméra MIPS/SPITZER à 70 micromètres, comportant 32 lignes de 32 pixels. La caméra est ici montrée sans le filtre d'entrée qui sélectionne les longueurs d'onde. MIPS fonctionne à environ 3K.

Les bolomètres transforment l'énergie incidente en chaleur, qui est mesurée avec une résistance. Certains bolomètres sont placés dans une cavité ouverte vers un guide d'onde (comme sur Planck HFI, figure 11 à gauche). D'autres sont disposés en matrices (comme sur Herschel PACS, figure 11 à droite), et cette technologie est amenée à se généraliser.

Parmi les difficultés d'utilisation des photoconducteurs et des bolomètres se trouvent, outre un système de refroidissement cryogénique stable, des effets de constante de temps résultante d'une réponse non instantanée à un changement d'illumination. Ces effets peuvent se caractériser de différentes manières, la plus importante étant celle dite du « bruit en $1/f$ » (prononcer « 1 sur f »). Ce bruit est d'amplitude d'autant plus grande que la fréquence f est faible, d'où ce nom en « $1/f$ ». Autrement dit, cela signifie qu'il peut exister dans certains de ces détecteurs, une propension à générer un bruit important seulement sur de grandes durées (quelques heures). Une analyse en spectre de puissance permet de caractériser finement ce bruit, avant d'optimiser le système pour le diminuer ou le filtrer.

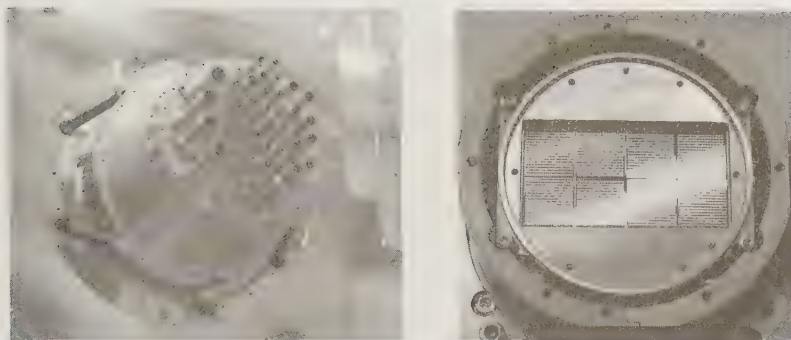


Figure 11. À gauche : l'instrument bolométrique HFI sur Planck, dont on voit les cornets amenant la lumière vers les 52 bolomètres, dont 29 sont sensibles à la polarisation, refroidis à 100 mK. HFI observe le ciel entre 350 micromètres et 3 mm de longueur d'onde (submillimétrique et millimétrique). À droite : la caméra PACS de Herschel contenant huit matrices de 256 bolomètres, sensible entre 60 et 120 micromètres de longueur d'onde (infrarouge lointain). PACS est refroidie à 300 mK.

Il existe peu de fenêtres atmosphériques dans le domaine de l'infrarouge et du submillimétrique, c'est pourquoi l'essentiel des télescopes est embarqué en ballon, avion stratosphérique, et surtout dans des satellites dédiés. Derrière chaque télescope est installé le plus grand nombre possible de détecteurs et filtres sensibles à plusieurs longueurs d'ondes. La capacité d'un télescope à percevoir les détails, appelée pouvoir séparateur, est proportionnelle à λ/D , où λ est la longueur d'onde d'observation et D le diamètre du télescope. Le pouvoir séparateur est donc meilleur à petite qu'à grande longueur d'onde, pour une taille fixée de télescope. Cet aspect est illustré sur la figure 12, qui montre une même région du ciel observée à 4 longueurs d'ondes. L'image prise à courtes longueurs d'onde (avec SPITZER à 24 micromètres, à droite) montre plus d'une dizaine de galaxies. Plus la longueur d'onde augmente (vers la gauche), moins les galaxies sont visibles à cause du pouvoir séparateur qui se dégrade (mais aussi à cause des propriétés des détecteurs et du balayage sur le ciel) : seules deux ou trois galaxies sont visibles à 70 et 160 micromètres. Enfin, l'image de gauche à 170 micromètres est beaucoup plus dégradée qu'à 160 micromètres car elle a été obtenue avec le satellite ISO d'ancienne génération, quand la taille des pixels était plus grande et leur nombre réduit.



Figure 12. La même région du ciel (environ 40 minutes d'arc carrées) observée en infrarouge. De gauche à droite : ISO à 170 μm ; SPITZER à 160, 70 et 24 μm . Noter l'augmentation du nombre de sources détectées à courte longueur d'onde (vers la droite), en raison de la meilleure résolution angulaire et des propriétés des détecteurs. Reproduit, avec permission, de *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 43.

L'évolution technologique des détecteurs en infrarouge peut être résumée sur la figure 13, qui montre une région du ciel observée en infrarouge lointain (entre 100 et 160 micromètres de longueur d'onde) par trois satellites de générations successives : IRAS en 1983,

ISO en 2000, et SPITZER en 2004. Le diamètre des télescopes n'a guère évolué : 60 cm pour IRAS et ISO, et 85 cm pour SPITZER. La grande différence provient de la technologie des détecteurs. On remarque que la résolution angulaire s'accroît avec la technologie, au point de détecter des dizaines de galaxies dans l'image SPITZER, alors qu'une dizaine et seulement deux ou trois étaient détectées avec ISO et IRAS respectivement.

Apparaît ainsi le concept de confusion, qui décrit le fait que des galaxies ne sont pas visibles individuellement dans une image à cause de la faible résolution angulaire du télescope (ou de la caméra), comme l'illustrent les figures 12 et 13. La confusion traduit que des galaxies trop proches angulairement apparaissent comme « noyées » l'une dans l'autre pour former un signal de fond structuré, comme les deux images de gauche de la figure 12 : les deux galaxies en bas à gauche ne sont pas visibles avec ISO. C'est un phénomène important à prendre en compte pour analyser les distributions statistiques des galaxies ou pour mesurer leur flux, d'autant qu'il dépend de la longueur d'onde. La confusion est d'autant plus grande que la longueur d'onde est grande et/ou le diamètre du télescope est petit et/ou que la densité de galaxies augmente. Les chercheurs déploient beaucoup d'énergie pour tenter de développer des techniques d'analyse d'image afin de diminuer les effets de la confusion.

La figure 14 illustre l'évolution en infrarouge moyen entre ISO et SPITZER. Le nuage moléculaire et région de formation d'étoile dans notre galaxie rho-Ophiuchi est imagé à gauche en 1996 avec ISOCAM à 7 et 15 micromètres de longueurs d'onde, et à droite en 2004 avec IRAC et MIPS sur SPITZER à 3.8, 8.0 et 24 micromètres de longueur d'onde. Il est remarquable de noter la qualité de l'image ISO prise une dizaine d'années plus tôt. L'image SPITZER, quoi que plus détaillée et large, n'apporte pas de gain aussi important que dans l'infrarouge lointain ; elle permet cependant de donner plus de contraintes sur la physique de cet objet grâce aux nombreuses longueurs d'ondes d'observation.

Figure 13. La même portion du ciel (environ 1 degré carré) observée en infrarouge lointain par trois satellites de générations différentes. De gauche à droite : IRAS à 100 micromètres (en 1983) ; ISO à 170 micromètres (en 2000) ; SPITZER à 160 micromètres (en 2004). Noter l'augmentation de la résolution angulaire, i.e. possible grâce aux nouvelles technologies des détecteurs.

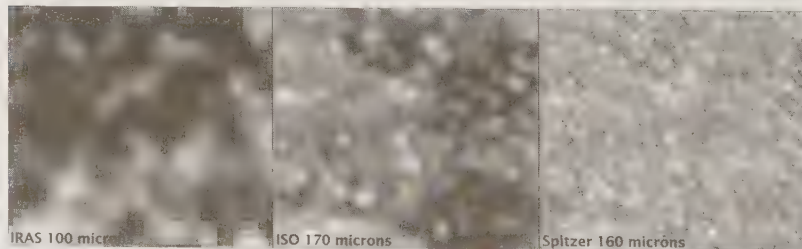




Figure 14. Le nuage moléculaire Rho-Ophiuchi dans notre galaxie observé en infrarouge par ISO en 1996 (à gauche) et 8 ans plus tard par SPITZER en 2004 (à droite). Noter que l'évolution des détecteurs en une dizaine d'années permet d'obtenir des images plus détaillées, malgré la taille de télescope similaire (cf. cahier couleur, planche 15).

Les possibilités actuelles de l'observation spatiale dans l'infrarouge moyen (avec SPITZER) sont illustrées dans la figure 15 : de grands relevés multilongueurs d'onde avec une bonne résolution angulaire permettent aux astrophysiciens de reconstruire des images en fausses couleurs infrarouges et de comprendre la nature physique des objets. Dans cette figure, trois galaxies proches sont observées à 3,6 et 8,0 micromètres, qui tracent respectivement les populations stellaires froides et la poussière interstellaire (elle-même traçant la formation stellaire récente). Il faut noter que ces trois galaxies spirales présentent des distributions spatiales de poussières assez différentes.

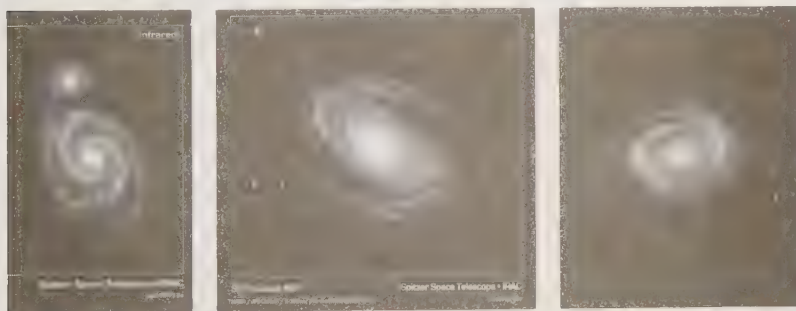


Figure 15. Trois galaxies proches observées dans l'infrarouge avec SPITZER : M51, M81, et NGC 4725. Le bleu correspond à 3,6 micromètres, et le rouge à 8 micromètres. Le grand format des détecteurs permet d'imager de grandes surfaces du ciel avec une grande résolution angulaire et sensibilité (cf. cahier couleur, planche 16, 17, 18).

Ces détecteurs, et beaucoup d'autres à des longueurs d'ondes différentes, couplés à des télescopes adaptés, permettent de repousser les limites de détection afin de sonder de plus grands volumes de l'univers, soit plus en profondeur soit sur de plus vastes surfaces. L'enjeu est désormais de détecter de manière robuste les objets tant recherchés, et d'analyser les données en quantifiant les biais afin d'extraire l'information astrophysique ou cosmologique pertinente.

Détecter les objets faibles ou aux confins de l'univers

Les objets faibles ou lointains partagent la caractéristique d'avoir des luminosités apparentes¹ petites par rapport aux possibilités de détection, d'où la course permanente aux diamètres de télescopes et aux nouveaux détecteurs, décrite précédemment, qui permet d'abaisser le seuil de détection. En abaissant le seuil de détection, il est alors possible de détecter des objets plus lointains ou moins lumineux. Par exemple, le seuil de détection en infrarouge moyen à 25 micromètres de longueur d'onde est aujourd'hui (avec SPITZER) 750 fois plus bas qu'il ne l'était dans les années 1980 (avec IRAS). Cependant, la problématique reste identique quel que soit le seuil de détection : celui de détecter de manière robuste des objets aussi faibles que possible, i.e. dont le signal commence à se noyer dans le bruit du système.

Le but scientifique poursuivi est celui de détecter des objets lointains afin d'en comprendre les mécanismes de formation et d'évolution. Le flux (apparent) de ces objets est d'autant plus faible qu'ils sont éloignés de l'observateur : dans une géométrie euclidienne, le flux décroît comme le carré de la distance². Les flux des objets lointains se retrouvent donc vite au niveau du bruit du système. Il faut alors élaborer des stratégies adaptées pour détecter efficacement ces objets tant recherchés.

PRINCIPALES DIFFICULTÉS

La principale, mais non unique, difficulté réside dans le fait que le signal recherché est de faible intensité par rapport au bruit. Le bruit, comme évoqué plus haut, est de nature variée. Outre le bruit de détection lié à la physique du détecteur et à son électronique associée, le bruit global provient des effets de stratégie d'observation (balayage sur le ciel, temps d'intégration, bruit corrélé) atmosphériques (émission et absorption, turbulence), astrophysiques (confusion, émissions d'avant ou d'arrière-plan, structure du ciel). Il est une combinaison entre une partie aléatoire et systématique. Le risque est donc de détecter du bruit et de le

1. En astrophysique, on utilise plutôt les termes de flux ou de densité de flux, ou encore de magnitude apparente.

2. En cosmologie, la situation est plus complexe puisque l'univers est en expansion : la distance dépend du contenu de l'univers (on l'appelle distance de luminosité), et le flux dépend aussi du spectre de l'objet (on l'appelle correction K), du fait du décalage vers le rouge cosmologique.

prendre pour un signal provenant d'une galaxie lointaine alors qu'il n'en est rien. Ce risque est d'autant plus grand que l'on cherche des signaux faibles.

Les techniques de détection des objets lointains ou faibles varient selon leur nature, qu'elle apparaisse ponctuelle (galaxies très lointaines, quasars, supernovas, étoiles), étendue (émission diffuse du rayonnement de fond cosmologique ou extragalactique, émission de la poussière dans notre galaxie ou dans notre Système Solaire), ou entre les deux (déformation de la forme des galaxies par cisaillement gravitationnel). Ces techniques fonctionnent différemment, mais quasiment toutes nécessitent une connaissance intime de l'instrument utilisé ainsi que des émissions atmosphériques et/ou astrophysiques à soustraire. Des modèles d'instrument sont élaborés puis validés par expérience et mesure sur le ciel avec des objets étalons et des campagnes spécifiques d'observation. Par exemple, les premières semaines d'observation des nouveaux observatoires spatiaux sont uniquement dédiées à ces mesures de caractérisation instrumentale et d'étalonnage en vol, afin de vérifier les performances et de valider le modèle d'instrument. La connaissance des propriétés de l'atmosphère et des composantes astrophysiques provient de modèles physiques, croisés avec de nombreuses (mais parfois insuffisantes) observations. Examinons deux exemples de détection, celui d'une galaxie à grand redshift et celui des fluctuations de température du fond cosmologique, et qui illustrent les différences entre la détection de sources ponctuelles et étendues.

Détection d'une galaxie à grand redshift

Un amas de galaxie, comme le très massif Abell 1689 (de l'ordre de 10^{15} masses solaires), dévie les rayons lumineux provenant de galaxies d'arrière-plan (donc plus lointaines) et provoque ainsi une lentille gravitationnelle¹ (petits arcs et galaxies déformées sur la figure 16). Les galaxies très lointaines sont en partie recherchées autour des amas pour bénéficier de cette amplification naturelle. Mais elles ne sont pas recherchées au hasard : un modèle de masse de l'amas est élaboré, qui prédit une zone d'amplification maximale. Les observations de galaxies candidates à grand redshift se concentrent alors dans cette zone. Il se trouve que la galaxie agrandie (cf. Fig. 16, mais aussi Fig. 1) est candidate à l'une des plus lointaines jamais

1. Cf. chapitre sur les amas de galaxies de F. Durret dans le volume 3 : *Galaxies et cosmologie*.

détectées¹, vers un redshift de 7,6. Les trois images de zoom de la figure 16 montrent bien la difficulté de détection, puisque dans l'image (en haut) du Hubble Space Telescope dans le visible, seuls du bruit et d'autres galaxies sont présents. L'image au milieu montre le même champ observé en infrarouge proche par Hubble, et la galaxie apparaît sous forme de deux points, dans une image assez bruitée. Enfin, c'est l'image de SPITZER en infrarouge proche qui montre une bonne détection, malgré la dégradation de la résolution angulaire et de la confusion qui point. Détecter une source ponctuelle n'est donc pas si aisé, et la plupart des algorithmes de détection automatique échouent dans cette tâche si de nombreux tests et simulations chronophages ne sont pas menés de manière systématique. Une fois la mesure effectuée (mesure effective ou limite supérieure), les trois images permettent d'estimer le redshift photométrique de la galaxie. À l'aide de modèles d'évolution des galaxies, il est possible d'ajuster les données par une famille de paramètres, qui permettent de donner une idée (certes imprécise, mais utilisable) de l'âge de la galaxie, de sa masse stellaire, et de son taux de formation d'étoiles. Un suivi spectroscopique ultérieur de cette galaxie permettra d'en savoir plus, maintenant que l'imagerie a sélectionné un bon candidat à grand redshift.

Figure 16. À gauche : amas de galaxies massif A1689 avec arcs gravitationnels, prise par le télescope spatial Hubble. À droite : gros plan d'une région périphérique de l'amas observée par Hubble et SPITZER, montrant l'émission d'une galaxie à grand redshift, puisqu'elle n'est pas observée dans le visible (en haut) mais en infrarouge au milieu, en bas (cf. cahier couleur, planche 19).



Détection du fond cosmologique

Le fond cosmologique, rayonnement diffus de corps noir de température $2,725 \pm 0.002\text{K}$, emplit l'univers de manière isotrope. Il provient de la surface de dernière diffusion, située à un redshift d'environ 1 100, lorsque matière et rayonnement étaient couplés dans l'univers jeune (environ 300 000 ans). En résumé, dans l'univers

1. Cf. Chapitre sur les premières galaxies de B. Guiderdoni dans le volume 3 : *Galaxies et cosmologie*.

chaud, les électrons libres et les photons diffusent par interaction Thomson. Du fait de l'expansion de l'univers, sa température décroît avec le temps. Vers un redshift de 1 100, la température moyenne était de l'ordre de 3 000 K, température qui permet aux électrons de se recombiner aux protons pour former des atomes d'hydrogène sans être de nouveau arrachés par les photons ambiants, plus assez énergétiques. Il n'y a donc plus d'interaction Thomson entre les électrons libres et les photons, qui voient ainsi leur libre parcours moyen devenir subitement quasiment infini (en fait, de l'ordre de l'horizon) : matière et rayonnement se découplent. Le rayonnement se propage essentiellement librement jusqu'à notre époque. Étudier ce fond cosmologique est crucial pour la cosmologie, puisqu'il nous donne accès à l'état de l'univers à cette époque.

Ce rayonnement n'est pas complètement homogène : il présente d'infimes anisotropies, de l'ordre de la dizaine de millionième de Kelvin. Ces anisotropies de température sont reliées aux anisotropies de densité de matière au moment de la dernière diffusion, et dont l'origine est l'oscillation acoustique du plasma que constituait l'univers à cette époque. Tout comme le centre d'une étoile actuellement¹, un plasma oscille à des fréquences caractéristiques du milieu. L'univers d'alors était un plasma composé de matière noire neutre, de baryons chargés et de photons. Les oscillations de ce plasma dépendent des quantités et caractéristiques des ingrédients, c'est pourquoi elles sont scrutées par les cosmologistes pour mieux connaître ces derniers. Sa détection en 1965 a valu à A. Penzias et R. Wilson le Prix Nobel (1978). La mesure de son spectre de corps noir avec l'instrument FIRAS sur le satellite COBE en 1989 a valu à J. Mather le Prix Nobel 2006. Enfin, la détection de ces anisotropies avec l'instrument DMR sur COBE en 1992 a également valu à G. Smoot le Prix Nobel 2006.

Observer le fond cosmologique n'est pas chose aisée à cause de sa faible intensité aujourd'hui, comparée aux émissions d'avant-plan, comme notre galaxie (cf. Fig. 2). À la différence des sources ponctuelles qui ont une morphologie bien déterminée dans les données, l'émission diffuse du fond cosmologique est *étendue*, rendant les techniques adaptées aux sources inutilisables. La présence d'intenses émissions étendues d'avant-plan complexifie encore le processus de détection. Une technique consiste alors (une fois les signaux systématiques d'origine instrumentale caractérisés et corrigés) à utiliser

1. Cf. chapitre sur le Soleil de S. Vauclair (volume 1 : *Système solaire et planètes*) et sur l'évolution des étoiles de J.-P. Zahn (volume 2 : *Étoiles et matières interstellaires*).

les propriétés spectrales du rayonnement cosmologique, i.e. son intensité en fonction de la fréquence d'observation, et qui diffèrent en partie de celles des avant-plans. Il est alors nécessaire d'observer à plusieurs fréquences pour extraire le signal cosmologique. C'est ce qu'a fait le satellite WMAP (cf. Fig. 2), et ce que fait actuellement le satellite Planck (cf. Fig. 8 et 11). Ces données multifréquences sont analysées avec des méthodes dites de séparation de composantes, prenant en compte la dépendance spectrale différente des composantes, voire leur dépendance spatiale, puisque la galaxie est structurée. Ces méthodes sont toujours en développement, et donnent des résultats plus ou moins satisfaisants selon les hypothèses (par exemple le spectre de la poussière de la galaxie peut ou pas changer légèrement selon la position) ou données extérieures (pour mieux tracer la galaxie par exemple) utilisées. L'une de ces méthodes, probablement la plus simple car elle consiste en une combinaison linéaire des différentes observations, produit une image des fluctuations reproduite en figure 17.

Figure 17. La première image du ciel observé par le satellite Planck. Cette carte superpose la bande de ciel observée par Planck à une observation optique du ciel dans laquelle on reconnaît le long de l'équateur la bande lumineuse de notre Voie lactée. Dans les zones où la bande observée par Planck croise la Voie lactée, la forte émission radio de celle-ci masque les fluctuations du fond diffus cosmologique que l'on peut voir sous la forme de petites taches de part et de l'équateur céleste.



STRATÉGIE : AMONT ET AVAL

La stratégie de détection de signaux provenant d'objets faibles ou lointains ne se résume pas au traitement d'image. Elle se conçoit comme un tout, et se définit en fonction des buts scientifiques, du choix du télescope et de l'instrument, jusqu'aux choix des algorithmes spécifiques de traitement et d'analyse des données.

En amont

En amont de la détection se trouve le choix du télescope et de l'instrumentation : ce couple doit être parfaitement adapté au problème posé. Mais d'autres ingrédients interviennent, comme la stratégie d'observation qui régit la manière dont le télescope

et les détecteurs vont balayer le ciel. Vaut-il mieux plusieurs passages courts mais nombreux, ou seulement quelques passages longs ? Faut-il décaler un peu le pointage ou rester strictement à la même position ? Faut-il utiliser plusieurs filtres ou résolutions ? Les performances instrumentales varient-elles en fonction de la position de la cible, et si oui quel compromis trouver ? Les effets systématiques instrumentaux vont-ils être correctement mesurés pour être ensuite soustraits ? Les autres émissions atmosphériques ou astrophysiques perturbant le programme vont-elles être également bien mesurées ?

Les astrophysiciens dépensent ainsi une grande part de leur énergie à concevoir leurs programmes observationnels, quand ils ne participent pas eux-mêmes directement à la construction de télescopes ou instruments. Selon le but du programme, des aspects seront plus importants que d'autres : redondance des données, couverture multilongueurs d'onde, grand échantillonnage spatial ou temporel. Pour les programmes réalisables sur les télescopes existants (avec des observations ponctuelles ou récurrentes), la stratégie consiste à choisir, parmi les instruments et modes d'observation possibles, celui qui produira des données les plus adaptées au problème posé. Pour les programmes nécessitant la construction de nouveaux télescopes (au sol ou dans l'espace, par exemple à cause de leur aspect de relevé systématique), tels que le furent SDSS ou Planck, la stratégie doit être définie à tous les niveaux, parmi lesquels les choix de : type de télescope, instrument, détecteurs, mode d'observation/balayage, filtres, traitement des données.

Enfin, la manière dont seront traitées les données peut conditionner également la stratégie d'observation (ou le concept du nouvel instrument). Des centres de recherche sont ainsi dédiés au traitement massif¹, à l'analyse et à l'archivage de données provenant de certains types d'instrument. Citons par exemple le centre TERAPIX à Paris pour les données visible et proche infrarouge, les centres de données Planck, ou encore IPAC en Californie pour les données infrarouges, parmi beaucoup d'autres dans des longueurs d'ondes différentes.

Aspects statistiques

Malgré l'existence de méthodes raffinées de détection d'objets faibles ou lointains, il est fréquent de ne pas disposer d'information

1. Cf. Chapitre sur la révolution numérique de F. Génova.

suffisante sur ces objets recherchés pour en comprendre certains aspects physiques. Ce manque est alors contourné par une étude purement statistique de la population étudiée. S'il est impossible actuellement par exemple de pouvoir observer la morphologie des galaxies lointaines (de taille angulaire trop petite pour être résolue par les télescopes), il est en revanche possible d'étudier leur couleur, leur répartition angulaire ou spatiale, leur distribution en flux ou en luminosité. Ces informations statistiques sont d'importance capitale pour valider ou invalider des modèles de formation et d'évolution de ces objets. Ces techniques statistiques, puissantes, utilisent les objets comme des particules-test. Citons trois exemples¹ :

Les oscillations acoustiques de matière dans l'univers jeune donnent à la distribution spatiale des galaxies une échelle privilégiée. Il faut alors observer des millions de galaxies pour mesurer si une telle échelle est détectée, et si elle est compatible avec les prévisions théoriques. Cependant, peu de connaissances seront accumulées sur chaque galaxie individuelle.

Une fonction de luminosité (ou de masse, ou d'un autre paramètre physique) des galaxies ou étoiles représente la densité d'objets par tranche de luminosité (ou autre paramètre). Cette fonction mesurée permet de bien contraindre les modèles de formation de ces objets, même si, individuellement, les objets ne sont pas forcément bien connus autrement que par leur distance et luminosité.

Le diagramme H-R (Hertzsprung-Russell) des étoiles permet de connaître globalement l'état d'évolution des populations stellaires, même si chaque étoile n'est pas précisément connue autrement que par sa couleur et sa distance.

La stratégie d'observation doit alors être optimisée pour mesurer le plus grand nombre d'objets d'intérêt. Il existe cependant un compromis entre passer énormément de temps pour accumuler beaucoup trop d'objets, et passer peu de temps pour n'avoir que trop peu d'objets. En utilisant la statistique de Poisson, qui s'applique à beaucoup de ces cas, on montre que l'incertitude relative sur la mesure d'un échantillon de taille n , vaut racine de n divisée par n . Si l'on dispose de $n = 10$ sources, l'erreur relative sera $3,16/10$ soit environ 31 % d'erreur relative, ce qui est probablement trop élevé. Si on utilise $n = 30$ sources, l'incertitude relative tombe à 18 %, puis $n = 100$ sources donne 10 % etc. Il convient donc, au

1. Cf. Volumes 2 et 3.

moment de la réflexion sur la stratégie d'observation, de savoir quelle précision est nécessaire pour atteindre le but scientifique ; c'est elle qui guidera ensuite la taille de l'échantillon, et donc la stratégie finale.

Simulations et modèles

Les observations, quoiqu'essentielles, ne constituent pas le seul moyen d'étudier des objets astrophysiques ou cosmologiques. Les simulations physiques permettent également de comprendre ces objets, puisqu'à partir de principes physiques et de conditions initiales jugées pertinentes, la simulation fait évoluer les objets en fonction du temps, sous la seule action de ces principes physiques¹. La confrontation des résultats des simulations avec les observations est souvent indispensable pour interpréter scientifiquement les mesures, et ainsi mieux comprendre le problème physique, puisque l'observation donne une réalisation du processus physique qui s'est réellement déroulé, et les simulations donnent une réalisation du processus physique tel qu'on s'imagine qu'il s'est déroulé.

Par ailleurs, les simulations sont aussi utilisées dans le traitement des données, quand il s'agit par exemple d'estimer certaines barres d'erreur ou de possibles biais dans la mesure. Dans ce cas, la simulation, utilisant un modèle d'instrument, ajoute par exemple une source ponctuelle de flux connu dans les données brutes, puis relance tout le cheminement de traitement des données (parfois appelé *pipeline*, pour signifier que l'on donne en entrée les données brutes, et qu'à la sortie de ce *tuyau* se trouvent les produits finaux scientifiquement exploitables). Ce processus est réitéré des centaines ou milliers de fois (on appelle cela simulation de Monte-Carlo). La comparaison de la distribution du flux mesuré de cette source simulée avec son flux d'entrée permet de bien quantifier les sources de biais et/ou d'incertitudes des observations.

Détection d'objets lointains particuliers

Jusqu'au milieu des années 1990, les galaxies les plus lointaines étaient détectées en nombre jusque des redshifts de l'ordre de 2. En quelques années, cette limite a été étendue à 3, 4... puis 7 (voire 10) actuellement. Ces progrès spectaculaires sont paradoxalement moins dus aux moyens d'observation qu'aux stratégies employées.

1. Cf. Chapitre sur les premières galaxies de B. Guiderdoni (volume 3).

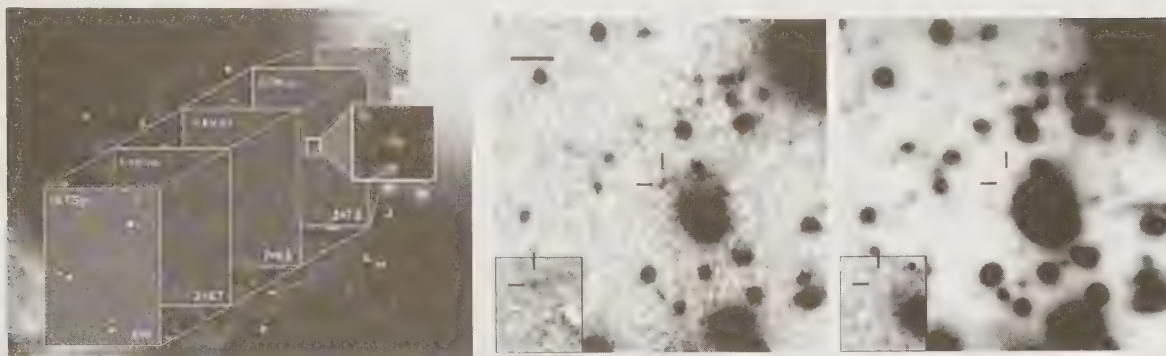
En optimisant les endroits pointés sur le ciel, ou l'utilisation de filtres (donc en sélectionnant en longueur d'onde), il est possible de détecter en grand nombre ces galaxies tant recherchées.

Outre la technique utilisant l'effet de lentillage gravitationnel à proximité des amas de galaxies massifs déjà évoquée, d'autres techniques existent pour détecter les galaxies les plus lointaines. Elles utilisent en général les propriétés spectrales des galaxies, i.e. la forme de leur spectre, qui n'est pas continu : il existe des raies intenses d'émission, tout comme des discontinuités. Ces structures dans le spectre sont dues aux propriétés physiques des atomes (en particulier l'hydrogène, le plus abondant) d'absorber ou de réémettre des photons d'une certaine énergie. La recherche de galaxies lointaines utilise surtout les transitions du niveau fondamental ($n = 1$) de l'atome d'hydrogène des étoiles massives qui, au repos, s'observent dans le domaine ultraviolet, et que l'on appelle série de Lyman. Citons deux cas importants : la discontinuité Lyman à 91,2 nm, due à l'ionisation de l'atome d'hydrogène (transition de $n = 1$ vers $n = \text{l'infini}$, soit 13,6 eV), et la raie Lyman-alpha à 121,6 nm, due à la transition de $n = 1$ vers $n = 2$. Cette discontinuité et raies peuvent s'observer dans le domaine visible ou infrarouge proche, par exemple vers 950 nm, si une galaxie est très lointaine (et donc son redshift, ou décalage spectral dû à l'expansion de l'univers, grand). La raie étant décalée vers le rouge d'un facteur $1 + z$, où z est le redshift de la galaxie, on calcule que pour observer la raie Lyman-alpha à 950 nm, il faut que la galaxie se situe à $z = (950/121,6) - 1 = 6,8$. Si l'on fabrique un filtre spécial centré autour de 950 nm, il sera possible de détecter des galaxies qui émettent fortement du Lyman-alpha à un redshift de 6,8 environ. On peut généraliser cette approche à d'autres redshifts (cf. Fig. 18 à gauche). L'équipe japonaise du télescope SUBARU à Hawaï a utilisé un tel filtre pour détecter des galaxies vers $z \sim 7$ avec grand succès (cf. Fig. 18 à droite).

La limite de redshift 7 actuelle sera probablement vite dépassée, puisque de nombreux candidats à $z = 10$ existent déjà. Les sélections photométriques sont très puissantes, et c'est la confirmation spectroscopique qui est souvent la plus délicate à mener, à cause du faible flux apparent des sources. Rien n'empêche a priori la détection de galaxies encore plus lointaines, si l'instrumentation en infrarouge proche poursuit son développement.

Ces techniques, quoi que très efficaces, sélectionnent finalement un certain type de galaxie : celles pour lesquelles l'émission Lyman-

alpha est très forte par exemple. Mais toutes les galaxies n'ont pas forcément cette propriété. C'est pour cette raison que d'autres relevés ont une stratégie systématique, i.e. que toutes les galaxies visibles dans un ou plusieurs champs donnés sont systématiquement observées en spectroscopie. C'est le cas par exemple de relevés effectués au VLT européen, avec le spectrographe multi-objet (VIMOS) qui permet d'obtenir jusqu'à 200 spectres simultanément.



Détection d'objets rares

Comprendre la formation et l'évolution des objets dans l'univers requiert aussi d'étudier les objets rares, qui peuvent tracer des phénomènes ou conditions physiques particulièrement intéressants. Le principe de mesure d'objets (ou d'événements) rares est d'augmenter la probabilité de détection en augmentant par exemple la surface du ciel couverte, ou le nombre de sources candidates. Le principe est simple, mais la mise en œuvre coûteuse. De grands relevés à grande sensibilité sont ainsi menés sur de très grandes portions du ciel (et dans un avenir proche sur la totalité du ciel).

Parmi les exemples¹ :

- supernovae de redshift plus grand que 1 ;
- galaxies infrarouges hyperlumineuses, potentiellement situées au centre de halos de matière noire les plus massifs ;
- passage d'exoplanètes devant leur étoile.

Figure 18. À gauche : Détection de galaxies très lointaines, grâce à de l'imagerie à travers des filtres spécifiques sélectionnant des tranches de redshift pour l'émission Lyman alpha. À droite et au milieu : image d'une galaxie de redshift $z \sim 6.6$ amplifiée proche d'un amas de galaxie. L'image du milieu est prise à travers un filtre étroit optimisé pour détecter l'émission Lyman-alpha, alors que celle de droite est prise à travers un filtre à large bande rouge, où la galaxie n'est pas détectée.

1. Cf. Volumes 1, 2 et 3.

Exemples marquants récents

Les avancées tant technologiques sur les télescopes et détecteurs qu'en traitement du signal, ont abouti à de nombreux résultats scientifiques de premier plan. Voici quelques exemples marquants, concernant notre univers à grande échelle, qui permettent de mettre en perspective les enjeux de la recherche d'aujourd'hui et de demain.

FOND DIFFUS COSMOLOGIQUE

Le rayonnement de fond diffus cosmologique, déjà évoqué, encode non seulement une information sur l'état physique de l'univers jeune (vers $z = 1\,100$) et plus précoce, mais aussi sur une partie de l'histoire ultérieure (cf. réionisation plus bas). Les fluctuations de température du fond, couplées à d'autres données (amas de galaxies, supernovae notamment), permettent de quantifier la densité d'énergie de notre univers, qui se répartit comme suit : environ 72 % d'énergie sombre (de nature inconnue), 23 % de matière noire (de nature inconnue), de 4 % de matière traditionnelle (baryonique), et le reste de photons et neutrinos essentiellement.

La détection de la polarisation du fond cosmologique est désormais l'un des enjeux majeurs de la cosmologie, puisque celle-ci nous renseigne sur la physique de l'univers primordial, mais aussi plus récent, tout en levant certaines dégénérescences dans la détermination des paramètres cosmologiques. La polarisation a été détectée pour la première fois grâce à une expérience au sol, et mesurée depuis par d'autres expériences, parmi lesquelles WMAP. Ces détections ont été rendues possibles grâce aux progrès des détecteurs radios, qui sont devenus plus sensibles et disposés en plus grand nombre.

La mesure de la polarisation fait partie des buts du satellite Planck, dont la conception a ainsi été orientée. Disposant de bolomètres sensibles à la polarisation, Planck dispose d'une sensibilité sans précédent.

Une nouvelle génération d'expériences, tant ballon que satellite, est en cours de conception ou de fabrication. Les avancées technologiques permettront de disposer d'environ 10 fois plus de détecteurs, au bénéfice d'une meilleure sensibilité.

Les supernovae¹, phénomène énergétique intéressant en tant que tel, sont utilisées en cosmologie pour établir des échelles de distance. Très brillantes, elles sont détectées jusqu'à des redshifts de l'ordre de 1. En comparant leur luminosité intrinsèque (estimée à partir de leur courbe de lumière et leur couleur) et la luminosité observée, on obtient leur distance de luminosité, qui est ensuite comparée au redshift (pour former ce qui est appelé un « diagramme de Hubble »). La correspondance des deux fait intervenir plusieurs paramètres cosmologiques, dont la constante cosmologique Λ . La découverte il y a 10 ans du fait qu'un meilleur ajustement était obtenu avec une constante cosmologique non nulle a révolutionné la cosmologie observationnelle. Même si d'autres valeurs de paramètres restent possibles (avec des degrés de confiance inférieurs), cet ajustement implique que l'univers est en expansion accélérée, et qu'environ 70 % de la densité d'énergie de l'univers est d'origine inconnue, la désormais fameuse énergie sombre.

Ces résultats ont été obtenus à partir d'images provenant du sol et du télescope spatial Hubble. Un peu comme dans le cas de la recherche d'exoplanètes, les équipes se sont investies plusieurs années sur des télescopes avec des programmes récurrents et une stratégie bien définie, tout en développant des outils spécifiques de traitement et d'analyse, ainsi que des modèles et bibliothèques de spectres de supernovae.

Les cosmologistes tentent désormais de percer la nature de cette énergie noire, tant théoriquement qu'observationnellement.

DISTRIBUTION DE MATIÈRE NOIRE

Avec l'énergie sombre, la matière noire² constitue l'une des grandes énigmes de notre univers, malgré les nombreuses tentatives de détection directe. Les effets indirects de la présence de la matière noire sont utilisés pour quantifier sa quantité et sa distribution. Une des approches les plus novatrices de ces dernières années consiste à utiliser le phénomène de cisaillement gravitationnel, i.e. la fine déformation des images de galaxies passant dans le puits de potentiel de la matière noire ; c'est un analogue au lentillage gravitationnel

1. Cf. Chapitre sur la nucléosynthèse de N. Prantzos, volume 2.

2. Cf. Chapitre sur la matière noire et les lentilles de Y. Mellier, volume 3.

Exemples marquants récents

Les avancées tant technologiques sur les télescopes et détecteurs qu'en traitement du signal, ont abouti à de nombreux résultats scientifiques de premier plan. Voici quelques exemples marquants, concernant notre univers à grande échelle, qui permettent de mettre en perspective les enjeux de la recherche d'aujourd'hui et de demain.

FOND DIFFUS COSMOLOGIQUE

Le rayonnement de fond diffus cosmologique, déjà évoqué, encode non seulement une information sur l'état physique de l'univers jeune (vers $z = 1\,100$) et plus précoce, mais aussi sur une partie de l'histoire ultérieure (cf. réionisation plus bas). Les fluctuations de température du fond, couplées à d'autres données (amas de galaxies, supernovae notamment), permettent de quantifier la densité d'énergie de notre univers, qui se répartit comme suit : environ 72 % d'énergie sombre (de nature inconnue), 23 % de matière noire (de nature inconnue), de 4 % de matière traditionnelle (baryonique), et le reste de photons et neutrinos essentiellement.

La détection de la polarisation du fond cosmologique est désormais l'un des enjeux majeurs de la cosmologie, puisque celle-ci nous renseigne sur la physique de l'univers primordial, mais aussi plus récent, tout en levant certaines dégénérescences dans la détermination des paramètres cosmologiques. La polarisation a été détectée pour la première fois grâce à une expérience au sol, et mesurée depuis par d'autres expériences, parmi lesquelles WMAP. Ces détections ont été rendues possibles grâce aux progrès des détecteurs radios, qui sont devenus plus sensibles et disposés en plus grand nombre.

La mesure de la polarisation fait partie des buts du satellite Planck, dont la conception a ainsi été orientée. Disposant de bolomètres sensibles à la polarisation, Planck dispose d'une sensibilité sans précédent.

Une nouvelle génération d'expériences, tant ballon que satellite, est en cours de conception ou de fabrication. Les avancées technologiques permettront de disposer d'environ 10 fois plus de détecteurs, au bénéfice d'une meilleure sensibilité.

Les supernovae¹, phénomène énergétique intéressant en tant que tel, sont utilisées en cosmologie pour établir des échelles de distance. Très brillantes, elles sont détectées jusqu'à des redshifts de l'ordre de 1. En comparant leur luminosité intrinsèque (estimée à partir de leur courbe de lumière et leur couleur) et la luminosité observée, on obtient leur distance de luminosité, qui est ensuite comparée au redshift (pour former ce qui est appelé un « diagramme de Hubble »). La correspondance des deux fait intervenir plusieurs paramètres cosmologiques, dont la constante cosmologique Λ . La découverte il y a 10 ans du fait qu'un meilleur ajustement était obtenu avec une constante cosmologique non nulle a révolutionné la cosmologie observationnelle. Même si d'autres valeurs de paramètres restent possibles (avec des degrés de confiance inférieurs), cet ajustement implique que l'univers est en expansion accélérée, et qu'environ 70 % de la densité d'énergie de l'univers est d'origine inconnue, la désormais fameuse énergie sombre.

Ces résultats ont été obtenus à partir d'images provenant du sol et du télescope spatial Hubble. Un peu comme dans le cas de la recherche d'exoplanètes, les équipes se sont investies plusieurs années sur des télescopes avec des programmes récurrents et une stratégie bien définie, tout en développant des outils spécifiques de traitement et d'analyse, ainsi que des modèles et bibliothèques de spectres de supernovae.

Les cosmologistes tentent désormais de percer la nature de cette énergie noire, tant théoriquement qu'observationnellement.

DISTRIBUTION DE MATIÈRE NOIRE

Avec l'énergie sombre, la matière noire² constitue l'une des grandes énigmes de notre univers, malgré les nombreuses tentatives de détection directe. Les effets indirects de la présence de la matière noire sont utilisés pour quantifier sa quantité et sa distribution. Une des approches les plus novatrices de ces dernières années consiste à utiliser le phénomène de cisaillement gravitationnel, i.e. la fine déformation des images de galaxies passant dans le puits de potentiel de la matière noire ; c'est un analogue au lentillage gravitationnel

1. Cf. Chapitre sur la nucléosynthèse de N. Prantzos, volume 2.

2. Cf. Chapitre sur la matière noire et les lentilles de Y. Mellier, volume 3.

(cf. Fig. 16), mais d'intensité beaucoup plus petite, de sorte qu'il faut des dizaines ou centaines de galaxies pour reconstruire le champ gravitationnel.

À partir d'images profondes et de grande résolution angulaire obtenues au sol (notamment au CFHT avec la caméra MEGACAM) et dans l'espace, la distribution de forme des galaxies est analysée par un logiciel spécifique, pour reconstruire le champ gravitationnel dominé par la matière noire. Cette technique unique permet de cartographier pour la première fois la matière noire à des échelles cosmologiques, et de comparer sa distribution avec les prédictions théoriques.

Dans ce cas, les télescopes au sol et dans l'espace ont été utilisés à leur limite pour obtenir de grandes surfaces, avec une grande sensibilité et résolution angulaire. De plus, des outils d'analyse d'image et de reconstruction de distribution de matière noire ont été développés de concert.

RÉIONISATION DE L'UNIVERS

L'observation des spectres de quasars¹ lointains (redshift 5,7 et au delà) révèle l'absence de signal reçu dans l'ultraviolet (référentiel au repos). Cet effet, connu sous le nom de Gunn-Peterson, s'explique par le fait que les photons trop énergétiques sont absorbés sur la ligne de visée. Cette absorption signifie que de la matière neutre était présente, puisque son ionisation provoque l'absorption du rayonnement du quasar. *A contrario*, la partie du spectre non absorbée nous indique que le milieu ambiant était ionisé. Ces informations permettent de confirmer que l'univers est passé par une phase dite de réionisation. Ce phénomène intervient lorsque les premiers objets ont ionisé leur environnement de matière neutre, comme des bulles d'ionisation qui s'expandent et se connectent finalement ; l'univers est alors complètement réionisé. Les quasars nous indiquent que la réionisation s'est certainement terminée vers des redshifts de l'ordre de 6.

Ces résultats ont été obtenus grâce au relevé SDSS, qui couvre le quart du ciel. En effet, ces quasars lointains sont très rares sur le ciel, et seul un relevé très large (ainsi qu'une sélection particulièrement soignée) permet de les détecter.

1. Cf. chapitre sur les noyaux actifs de S. Collin (volume 3 : *Galaxies et cosmologie*).

En combinant ces résultats avec un autre type de données, la polarisation des fluctuations du fond cosmologique, il est également possible de contraindre l'époque de la réionisation. Les mesures de WMAP, bien qu'imprécises, permettent d'estimer qu'elle a eu lieu entre environ $z = 7$ et $z = 15$. Un grand relevé profond dans le visible couplé à un relevé dédié au fond cosmologique a permis d'obtenir de tels résultats.

OSCILLATIONS BARYONIQUES ACOUSTIQUES

Avant le découplage matière-rayonnement vers un redshift $z = 1100$, l'univers était un plasma qui oscillait selon des modes dont les caractéristiques dépendent du contenu en matière noire, baryons et photons. Après le découplage, ces oscillations baryoniques acoustiques se sont arrêtées, mais les surdensités ont ensuite continué de s'effondrer gravitationnellement pour former des structures qui, plus tard, deviendront des amas et des galaxies. La théorie prévoit donc qu'il existe, dans la distribution spatiale des galaxies, une échelle privilégiée due à ces modes d'oscillation anciens. Le problème est que cette échelle est de l'ordre de la centaine de mégaparsec, alors que la taille typique d'une galaxie est de quelques dizaines de kiloparsecs. Il est donc nécessaire de disposer d'un relevé gigantesque de galaxies avec leur redshift.

Deux programmes ambitieux de cartographie de la distribution des galaxies ont été menés, le SDSS (avec deux télescopes construits pour l'occasion aux États-Unis) et le 2dF (programme anglo-australien). Des logiciels de traitement automatique ont été développés pour analyser les images et les spectres de plusieurs dizaines de milliers de galaxies. En 2005, les deux équipes ont publié indépendamment leurs résultats concordants : une échelle caractéristique est bien observée dans la distribution des galaxies. Elle vaut environ 140 Mpc à $z = 0,3$.

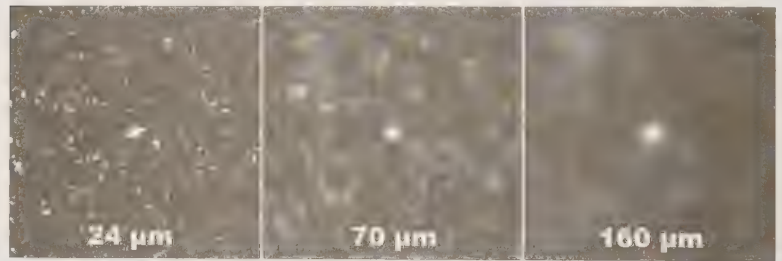
FOND DIFFUS EXTRAGALACTIQUE

Un rayonnement de fond provenant des anciennes générations de galaxies a été prédit il y a plus de quarante ans, et a été découvert il y a douze ans, dans le domaine infrarouge, grâce aux données du satellite COBE et de radiotélescopes au sol. On appelle ce rayonnement le fond diffus extragalactique, puisqu'il a pour origine toutes les générations de galaxies. Il est présent à toutes les longueurs d'ondes, mais avec des intensités différentes : les mesures de COBE montraient qu'il devait être quasiment aussi important dans l'infrarouge que dans le domaine visible (et il est beaucoup

moins intense aux autres longueurs d'ondes). Ce rayonnement, résumé de l'histoire de la formation et de l'évolution des galaxies, est particulièrement intéressant pour comprendre la manière dont rayonnent (et donc se comportent physiquement) les galaxies. Avec la nouvelle génération de télescopes infrarouges dans l'espace, il aurait dû être possible de le mesurer précisément, mais ce n'a pas été le cas à cause d'une configuration instrumentale non optimisée pour cette étude, mais aussi à cause de la confusion des galaxies et du bruit des détecteurs.

Nous avons donc développé une nouvelle méthode d'analyse statistique d'image, appelée empilement (ou *stacking*), qui permet de mesurer la contribution en infrarouge lointain des galaxies détectées à plus courte longueur d'onde. Appliquée aux données parmi les plus profondes de SPITZER (cf. Fig. 19), nous avons pu pour la première fois résoudre ce fond diffus extragalactique et en estimer la valeur. Nous avons ainsi montré que ce fond est légèrement plus intense dans l'infrarouge que dans le visible, ce qui peut se traduire ainsi : les processus de formation et d'évolution des galaxies rayonnent en moyenne 1 photon visible pour 115 photons infrarouges. Finalement, la brillance du rayonnement diffus extragalactique équivaut à 5 % du fond cosmologique.

Figure 19. Empilement de 19 000 galaxies infrarouges sélectionnées à 24 micromètres (à gauche) et non détectées individuellement à 70 et 160 micromètres (centre et droite), mais qui, une fois empilées, permettent une détection robuste (voir <http://www.ias.u-psud.fr/irgalaxies/> pour plus d'images et une vidéo).



Questions ouvertes et l'avenir

Les développements technologiques pour l'astrophysique vont continuer. De quelle manière ? Quelles seront les principales limitations ? Sans pouvoir répondre directement à ces questions, esquissons néanmoins les principales tendances à long terme, i.e. après les projets actuels ou en cours d'achèvement (tels que Herschel, Planck, ALMA, LOFAR).

Au sol, les grands télescopes en projet dans le domaine visible devraient atteindre des diamètres de 30 à 40 mètres, et devraient voir le jour vers 2017 : le télescope européen E-ELT (cf. Fig. 20 à gauche) et l'autre d'universités nord-américaines : le TMT (cf. Fig. 20 à droite). Quelle sera la génération suivante ? Des télescopes de l'ordre de 100 à 300 mètres restent encore hypothétiques. En attendant, d'autres projets dédiés voient le jour, comme une série de télescopes visibles au sol numérisant la totalité du ciel en quelques nuits (PAN-STARRS ou LSST), ou d'un radiotélescope géant (SKA).

Dans l'espace, le successeur du télescope spatial Hubble sera le JWST (cf. Fig. 21 à gauche), doté d'un miroir déployable. Pour le plus long terme, les agences spatiales commencent à étudier la faisabilité des satellites d'observation astronomique en formation, afin de bénéficier d'une meilleure résolution angulaire ou d'une plus grande focale. Elles évaluent également la possibilité d'envoyer des observatoires couvrant toute la surface du ciel dans le domaine visible et infrarouge (par exemple EUCLID, de l'ESA, cf. Fig. 21 à droite).

Enfin, songeons au fait que les nouveaux télescopes et instruments, construits originellement pour un but scientifique particulier, ont permis, permettent et permettront de nombreuses découvertes (par nature inattendues) dans beaucoup d'autres domaines scientifiques. La quête d'objets lointains et peu lumineux, tout comme d'autres approches, s'avère donc très fertile pour l'astrophysique et la cosmologie en général.

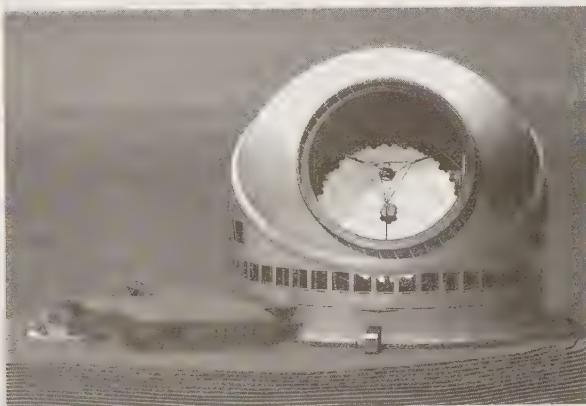
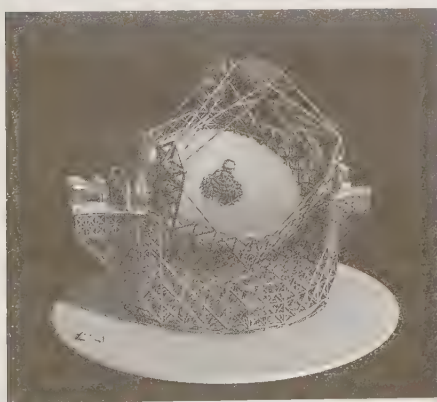


Figure 20. À gauche : le concept d'E-ELT (European Extremely Large Telescope) de 42 m de diamètre, composé de 906 segments de 1,45 m. À droite : le concept du TMT (Thirty-Meter Telescope) de 30 m de diamètre, composé de 492 segments de 1,42 m.

Figure 21. En haut, maquette grandeur nature du télescope spatial JWST (James Webb Space Telescope) déployable de 6,50 m de la NASA. En bas, le télescope spatial européen en projet EUCLID (anciennement DUNE), dont le lancement pourrait intervenir en 2017.



Des images riches en détails

Anne-Marie Lagrange

Les images en astronomie

Pour comprendre les astres, leur morphologie, leur agencement dans l'espace, les processus physiques qui les façonnent ou déterminent leur évolution, nous devons les observer avec la meilleure précision et le plus de finesse possible. Les grands télescopes, les interféromètres et les instruments de haute résolution angulaire que nous allons décrire dans ce chapitre permettent de faire des images de plus en plus riches en détails.

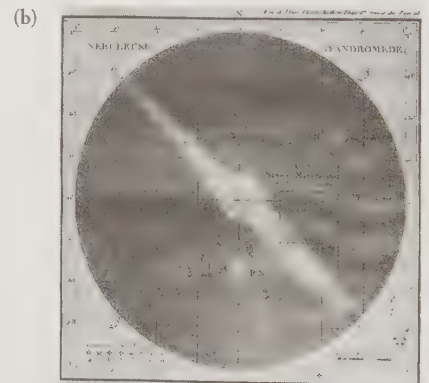
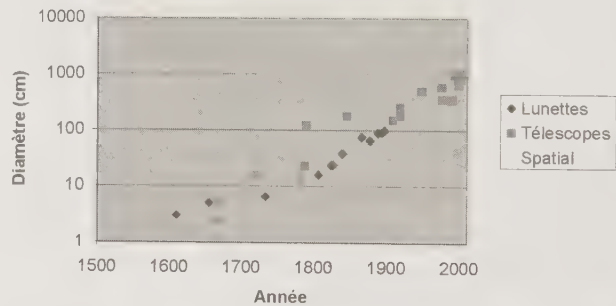
Pendant plusieurs siècles, la connaissance des astres s'est limitée à leur repérage dans le ciel et au suivi de leur mouvement. Leur nature physique était indéterminée. De plus, jusqu'au XVI^e siècle, seuls les objets visibles à l'œil nu étaient accessibles. À partir de 1610, la lunette élargit l'exploration du ciel au-delà des étoiles et des planètes visibles à l'œil nu. Un véritable bond pour l'astronomie qui permit à Galilée de détecter, entre autres, les taches à la surface du Soleil, quatre satellites de Jupiter ou encore de montrer que la mystérieuse Voie lactée était constituée d'étoiles, que l'œil nu ne pouvait individuellement distinguer. De nouvelles questions se posèrent alors, en particulier sur la nature et l'origine des astres. Avec l'augmentation progressive de la taille des lunettes (cf. Fig. 1) et à l'amélioration de leur qualité optique, des objets de plus en plus ténus, mais aussi de nouveaux types d'objets furent identifiés, comme par exemple les nébuleuses, objets diffus de nature inconnue, catalogués notamment par l'astronome Messier au début du XIX^e siècle. L'avènement des télescopes permit de progresser

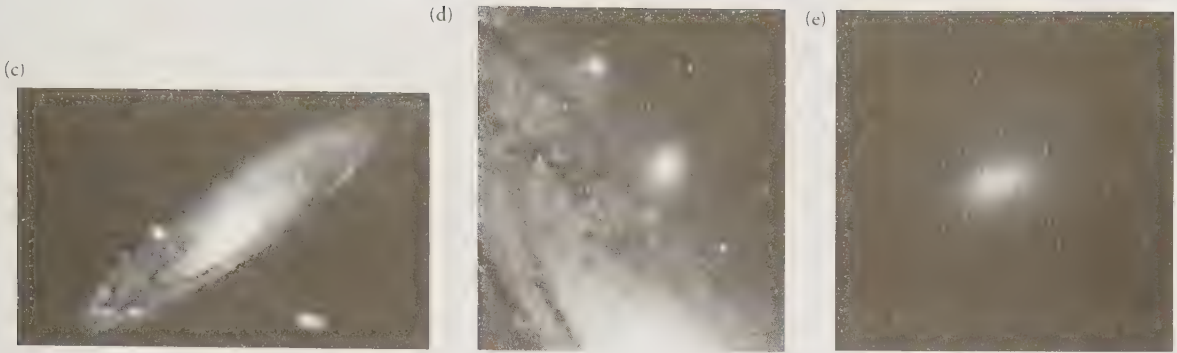
encore dans la compréhension des astres avec en particulier, au début du XX^e siècle, la démonstration par Hubble que la nébuleuse d'Andromède se situait bien au-delà de la Voie lactée (cf. Fig. 2). L'astronomie extragalactique naissait, repoussant par là même les limites de l'univers connu. À partir du milieu du XX^e siècle, des images dans d'autres longueurs d'onde (radiofréquences, ultraviolet, X, gamma) vinrent progressivement enrichir (cf. chap. 1) et parfois bouleverser notre vision des astres qui était jusque-là limitée au domaine de la lumière visible. Aujourd'hui, grâce aux télescopes, spatiaux ou au sol, nous sommes capables de suivre les grandes évolutions météorologiques ou volcaniques sur certaines planètes du système solaire, de détecter des cailloux de quelques kilomètres au-delà de l'orbite de Neptune, mais aussi d'étudier en détail les populations stellaires, d'observer les disques dans lesquels les systèmes planétaires se forment, de mesurer le diamètre de certaines étoiles, de mettre en évidence des trous noirs supermassifs, d'étudier la structure de galaxies de plus en plus lointaines.

Ainsi, notre connaissance des astres et de l'univers évolue au rythme des avancées technologiques, parfois de véritables révolutions, qui permettent de voir des objets de plus en plus ténus, de manière de plus en plus détaillée.

Figure 1. Évolution de la taille des lunettes ♦ et des télescopes optiques au sol ■ et dans l'espace △ pour l'astronomie au cours du temps. Quelques étapes importantes dans la course aux grands télescopes optiques et à la qualité d'image : l'avènement de la lunette (1610), du télescope (1671), le lancement du télescope spatial (1989), les débuts de l'optique adaptative (1990). Voir aussi fig. 4, chap. 1.

Figure 2. La galaxie d'Andromède est l'un des astres les plus lointains visibles à l'œil nu. Elle apparaît alors comme une tache floue (nébuleuse). Longue de près de 3 degrés, c'est un des objets les plus étendus du ciel. Décrite comme un petit nuage au moment de sa découverte par l'astronome perse al-Sufi au X^e siècle (a), elle a été ensuite observée avec des moyens modernes dès le XVII^e siècle. En 1764, Messier lui découvrit en outre deux « compagnons » (b). Andromède fut identifiée comme un objet extragalactique au début du XX^e siècle. L'image (c) montre une image de la galaxie réalisée probablement en 1937 à l'aide du télescope de Lick et l'image (d) une image réalisée avec la caméra 12K du télescope CFHT révélant avec beaucoup de détails une partie d'Andromède ainsi que sa galaxie satellite M32. Enfin, l'image (e) obtenue avec le Télescope Hubble révèle au centre de la galaxie un noyau double dont l'origine n'est pas encore totalement établie.





Les grandes questions d'aujourd'hui imposent de pousser encore la qualité des images et la recherche de leurs détails. La caractérisation des planètes extrasolaires, la compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies, de l'environnement des trous noirs, des phénomènes violents dans l'univers : tous ces objectifs nécessitent des observations dites à haute résolution angulaire et souvent à haut contraste.

La haute résolution angulaire – appelée aussi haute résolution spatiale – permet de distinguer (on dit encore *résoudre*) des objets très proches les uns des autres, par exemple des étoiles dans un amas ou bien de structures dans un objet étendu, par exemple des taches sur une étoile ou une planète, des amas stellaires dans une galaxie. Le haut contraste permet de surcroît de discerner dans une même image des objets ou des structures très peu lumineuses noyées dans un environnement très brillant – une planète extrasolaire près d'une étoile, par exemple.

La haute résolution angulaire

Comment obtenir des images à haute résolution angulaire ? À la base, une loi de l'optique nous dit que la taille angulaire des détails distinguables avec un télescope est d'autant plus petite que le diamètre du télescope est grand, et également d'autant plus petite que la longueur d'onde d'observation est courte. Plus précisément, cette dimension, qui caractérise la résolution angulaire des télescopes, est donnée par sa *limite de diffraction* : $\lambda / (10^6 D)$ où la lettre grecque λ (lambda) désigne la longueur d'onde d'observation (exprimée en micromètres), D le diamètre du télescope (exprimé en mètres) ; la limite de diffraction est ici exprimée dans l'unité

d'angle qui est le *radian*. En théorie on devra donc, pour améliorer la résolution spatiale, utiliser de grands télescopes et/ou observer aux courtes longueurs d'onde. En pratique, nous nous heurtons à des limitations de nature à la fois physique et technologique, comme on va le voir dans la suite.

RÉSOLUTION SPATIALE ET TAILLE DES TÉLESCOPES

Augmenter la taille des télescopes a été un objectif permanent parmi toutes les générations d'astronomes, en premier lieu pour découvrir des astres de plus en plus faibles (cf. chap.2). En ce qui concerne la résolution spatiale, on s'est aperçu qu'au-delà d'une certaine taille de télescopes, environ 20 à 40 cm pour des observations dans le domaine visible et pour des sites de bonne qualité astronomique, les images présentent une limite à leur résolution, bien moins bonne que celle donnée par la limite qu'impose la diffraction. Cette limitation, due à l'atmosphère terrestre, a représenté pendant des décennies un handicap très important et a poussé les astronomes à envoyer des télescopes dans l'espace – solution coûteuse et contraignante – puis à partir des années 1980, à développer pour les grands télescopes au sol des systèmes dits d'*optique adaptative*, corrigeant cette perturbation atmosphérique. Ainsi équipés, ces grands télescopes optiques fournissent des images à la limite de diffraction à partir d'un micromètre (proche infrarouge) de longueur d'onde environ et l'augmentation de la taille des télescopes permet effectivement d'améliorer la résolution angulaire des images (cf. Fig. 3).

Figure 3. Cette image illustre l'impact de la résolution angulaire sur notre capacité à y distinguer des détails : à gauche, un système binaire observé avec le télescope de 3,6 mètres du CFHT, et à droite le même système observé aux mêmes longueurs d'onde avec l'un des télescopes de 8,2 mètres du VLT. Dans les deux cas, les images sont à la limite de diffraction des télescopes.



Une autre limitation dans la course aux grands télescopes est d'ordre technologique : dans le domaine optique, on ne peut construire des télescopes monolithiques de plus de 8 mètres de diamètre environ ; au-delà, il faut fabriquer des télescopes segmentés, ce qui impose de fortes contraintes optiques et mécaniques pour ne pas dégrader la qualité des images. Les miroirs primaires des télescopes Keck à Hawaï sont segmentés et les télescopes optiques

de prochaine génération, dont le diamètre fera entre 30 et 40 mètres le seront également. Pour que ces futurs *Extremely Large Telescopes* (ELTs) puissent un jour donner des images à la limite de diffraction, il faut apporter un soin tout particulier à leur conception mécanique, à leur qualité optique et il faut les concevoir d'emblée équipés de systèmes d'optique adaptative. Il est vraisemblable que les contraintes mécaniques de divers ordres – poids des structures, comportement au vent, etc. – limiteront dans le futur la taille des ELTs à 60 ou 100 mètres. Pour augmenter encore la résolution spatiale dans le domaine optique, on a recours aux interféromètres, réseaux de télescopes de taille individuelle modeste, mais répartis sur de grandes surfaces et synthétisant avec plus ou moins de complétude un télescope unique de très grande dimension (cf. Fig. 4). De tels réseaux sont utilisés avec succès en radio-astronomie depuis plusieurs décennies.

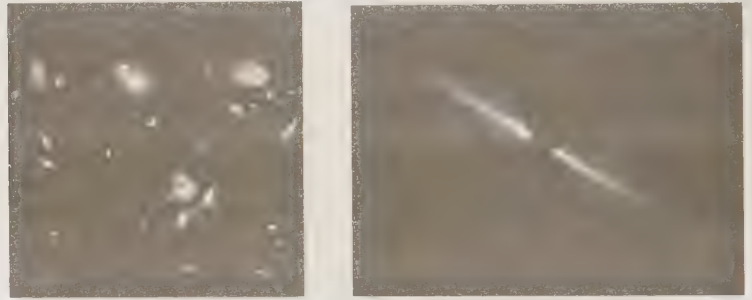


Figure 4. En haut à gauche, le télescope spatial Hubble de 2,4 mètres qui fournit des images limitées par la diffraction à partir d'environ $0,6 \mu\text{m}$ de longueur d'onde. En haut à droite, à gauche. YEPUN, l'un des 4 télescopes de 8,2 mètres du VLT. Équipé d'optique adaptative, il délivre des images à la limite de diffraction à partir de $1 \mu\text{m}$ de longueur d'onde. En bas, l'interféromètre du VLT : il est constitué des 4 grands télescopes, plus 4 télescopes de 1,8 mètre, appelés télescopes auxiliaires, déplaçables sur des lignes de base allant jusqu'à 200 mètres de long (cf. cahier couleur, planche 3 et 4).

Depuis l'espace, le télescope spatial NASA/ESA Hubble (cf. Fig. 6) de 2,4 mètres, fournit des images à une résolution d'environ 60 millièmes de seconde d'angle, comparable à la résolution spatiale obtenue à $2 \mu\text{m}$ de longueur d'onde avec les télescopes de 8 mètres du VLT, équipés d'optique adaptative. L'apport de Hubble

à l'imagerie haute résolution est remarquable et encore inégalé, dans tous les domaines de l'astronomie, comme on peut le voir dans les divers tomes de cette série d'ouvrages (voir deux exemples en Fig. 4). Son successeur, le James Webb Space Telescope (JWST, projet commun NASA/Europe/Canada) devrait être opérationnel en 2013. Avec ses 6,5 mètres de diamètre, il sera à ce moment le plus grand télescope en orbite. Étant donné cette taille, JWST sera lancé replié et son miroir primaire, constitué de 18 « pétales », ne sera déployé qu'une fois arrivé sur son orbite. Le déploiement et les alignements seront des étapes cruciales pour la qualité finale des images qu'il délivrera. JWST fonctionnera entre 0,6 et 27 μm , mais la qualité de son optique et les caractéristiques des instruments ne lui permettront toutefois d'atteindre la limite de diffraction qu'aux longueurs d'onde supérieures à 7 μm . À 0,6 μm , la résolution sera de 70 millièmes de seconde d'angle (c'est-à-dire comparable à celle de Hubble), alors que sa limite de diffraction est d'environ 25 millièmes de seconde d'angle. C'est donc dans le domaine de l'infrarouge thermique que JWST donnera des performances optimales et inégalées (voir plus loin).

Figures 5. Deux exemples d'images de qualité exceptionnelle obtenues avec Hubble : à gauche, une partie du champ extragalactique très profond appelé *Hubble Deep Field* et à droite, l'image du disque de débris autour de l'étoile AU Microscopi observé la caméra ACS (cf. cahier couleur, planche 6 et 7).



RÉSOLUTION SPATIALE ET LONGUEUR D'ONDE

D'un grand domaine spectral à l'autre, les technologies des télescopes ou des détecteurs, leurs niveaux de maturité, de développement et de performances sont très différents¹. De ce fait les résolutions angulaires effectivement atteintes vont être aussi très variables, comme nous allons le voir maintenant. Nous constaterons qu'à l'intérieur de chaque domaine de longueurs d'onde, d'importants efforts sont développés pour améliorer la résolution spatiale.

1. Cf. chapitre 2.

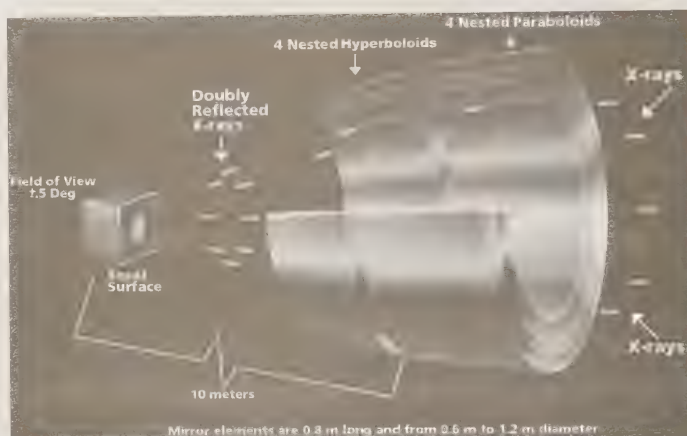
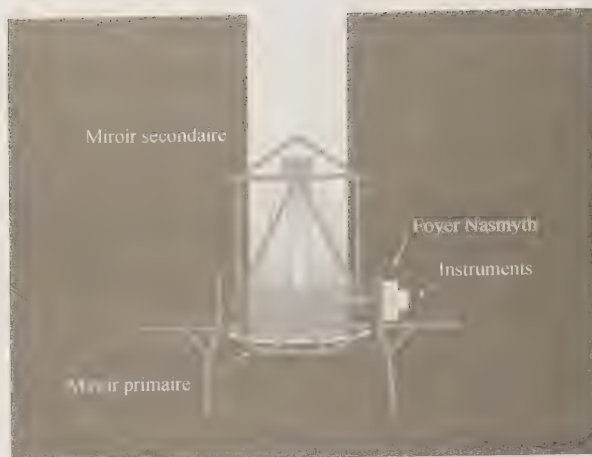
Le domaine des hautes énergies

Les télescopes opérant dans le domaine des hautes énergies – donc des très courtes longueurs d'onde – ont très peu en commun avec les télescopes optiques, infrarouge ou même radio (cf. chap. 5). Les photons de haute énergie ont une énergie telle qu'en général, ils traversent les surfaces plutôt que de se réfléchir dessus. Ainsi les concepts de télescopes réflecteurs opérant aux longueurs d'onde plus élevées ne sont-ils plus adaptés.

Dans le domaine des rayons gamma, les collecteurs de photons ne sont pas à proprement parler des télescopes mais plutôt des détecteurs de particules qui transforment les photons incidents en électrons et positrons. La résolution angulaire dépend alors de la précision à laquelle on est capable de remonter à la direction d'origine des photons incidents à partir des mesures effectuées sur les particules produites. Les résolutions angulaires atteignables aujourd'hui dans ce domaine sont encore modestes par rapport à celles obtenues aux autres longueurs d'onde. La caméra IBIS du satellite européen INTEGRAL lancé en 2002 et fonctionnant entre 15 KeV et 10 MeV, des images d'une résolution spatiale au mieux de 12 minutes d'angle et le satellite GLAST (*Gamma Ray Large Area Telescope* ; cf. Fig. 6) lancé en juin 2008 offre aux énergies supérieures à 10 GeV un pouvoir séparateur de 10 minutes d'angle au mieux, c'est-à-dire 10 000 fois moins bon que la résolution angulaire des télescopes optique de la classe des 10 mètres à 1 μm .

Dans le domaine des rayons X, les télescopes actuels comportent des surfaces collectrices agencées de manière à réfléchir des photons arrivant sous incidence rasante et à les renvoyer vers un détecteur. Les images obtenues aujourd'hui ont une résolution spatiale encore inférieure à la limite de diffraction de ces télescopes. Par exemple, les images obtenues entre 0,1 et 10 keV environ avec le satellite américain CHANDRA lancé en 1999 ont une résolution spatiale de 0,5 seconde d'angle, la meilleure actuelle dans ce domaine (cf. Fig. 6), alors que sa limite de diffraction théorique à 2 keV est de 0,01 seconde d'angle. La différence est due à la qualité de l'optique utilisée et en particulier à la précision de polissage des miroirs de ces télescopes à incidence rasante.

Figure 6. La collecte des photons dans le domaine des hautes énergies est très différente de la collecte aux plus grandes longueurs d'onde. Dans le domaine optique (ou infrarouge), les photons incidents sont réfléchis sur le miroir primaire du télescope et transportés par un train de miroirs de plus petites tailles vers le plan focal. Dans le domaine des rayons X, des miroirs métalliques sont orientés de manière à ce que les rayons X arrivent en incidence rasante et puissent ainsi se réfléchir et être envoyés sur un détecteur. Plus l'énergie des photons est élevée, plus l'angle d'attaque doit être rasant pour qu'une réflexion puisse se produire. Dans le cas du télescope X spatial CHANDRA (cf. Fig. du milieu), la surface collectrice est constituée de 4 miroirs emboîtés les uns dans les autres, qui renvoient les photons dans le plan focal du télescope. Pour la détection directe des rayons gamma, on n'a plus à faire avec des miroirs réflecteurs, mais à de gros détecteurs de particules, qui transforment les photons incidents en électrons et positrons analysés ensuite dans des chambres à étincelles. C'est le cas par exemple pour le satellite GLAST (à droite).





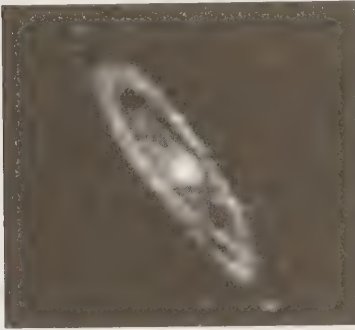
Les télescopes opérant dans le domaine des hautes énergies bouleversent depuis quelques années notre vision des phénomènes violents dans l'univers et bien sûr, on cherche activement à augmenter la résolution spatiale en même temps que la sensibilité des prochaines générations de télescopes. Ainsi dans le domaine des rayons X durs, le satellite SIMBOL-X en cours d'étude au Centre national d'études spatiales en France devrait fournir une résolution spatiale d'une vingtaine de secondes d'angles entre 0,5 et 70 keV, de deux ordres de grandeur meilleure que ce que donnent ses prédécesseurs aux mêmes longueurs d'onde. Son concept fait appel aux techniques de vol en formation, dans lequel le télescope et le plan focal contenant les instruments se trouvent dans deux satellites éloignés d'une trentaine de mètres, permettant ainsi d'étendre l'utilisation des télescopes X à des énergies supérieures à 10 keV. Sa technologie préfigure celle de son successeur possible, XEUS (mission *X-ray Evolving universe Spectroscopy*), actuellement en cours d'étude pour l'Agence Spatiale Européenne qui pourrait offrir dans la même gamme de longueur d'onde, une résolution spatiale encore meilleure (environ 2-5 secondes d'angle à 1 keV).

Le domaine infrarouge moyen et lointain

Nous avons déjà noté que le télescope spatial JWST, successeur du Hubble, sera limité par la diffraction à 7 micromètres (μm) de longueur d'onde. Il délivrera des images jusqu'à 27 μm . Son pouvoir de résolution sera alors 20 fois meilleur que celui du satellite européen ISO, premier « observatoire » dans le domaine infrarouge, lancé en 1995 par l'Agence spatiale européenne. Équipé d'un miroir primaire de 70 centimètres, ISO permit de réaliser entre 2,5 et 240 μm de longueur d'onde des images infrarouges d'une qualité remarquable grâce à ses détecteurs innovants. Le satellite

Figure 7. Andromède vue par deux satellites X, le satellite allemand ROSAT, lancé en 1990 et CHANDRA, lancé en 1999. Le champ de vue à gauche est de 1 degré carré et à droite de 1 minute carré. La résolution spatiale de CHANDRA permet de sonder la partie centrale de la galaxie, en particulier l'environnement proche d'un probable trou noir supermassif (cf. cahier couleur, planche 2).

Figure 8. Andromède observée par le satellite IRAS et plus récemment par SPITZER, dans des longueurs d'onde proches de $20\text{ }\mu\text{m}$. La résolution spatiale de SPITZER lui a permis de découvrir un anneau interne, résultant peut-être d'une collision passée avec la galaxie voisine M32 (cf. cahier couleur, planche 11).



américano-hollandais IRAS qui l'avait précédé dans les années 1980 avait un miroir primaire de 57 cm, fonctionnait entre 8 et $120\text{ }\mu\text{m}$ et délivrait une résolution spatiale de 30 secondes d'angle à $12\text{ }\mu\text{m}$, 100 fois moins bonne que celle délivrée par ISO. Sa résolution spatiale aux courtes longueurs d'onde était limitée par les détecteurs. Les relevés complets du ciel par IRAS à 12, 25, 60 et $100\text{ }\mu\text{m}$ ont marqué un véritable tournant dans notre connaissance de l'univers infrarouge. Enfin, la résolution angulaire des images délivrées par JWST sera aussi plus de 10 fois meilleure dans leur domaine de longueurs d'onde communes que celles délivrées par SPITZER (celui-ci fonctionne entre 3 et $180\text{ }\mu\text{m}$), télescope spatial américain de 85 cm de diamètre lancé en 2003 (cf. Fig. 8).



Aux longueurs d'ondes plus élevées, entre 60 et $210\text{ }\mu\text{m}$, la camera PACS montée sur le satellite Herschel fournira en 2009 des images à une résolution spatiale d'environ 4 secondes d'angle (qui correspond à la limite de diffraction à $60\text{ }\mu\text{m}$ de ce télescope de 3,5 mètres), très sensiblement meilleure que celle délivrée précédemment par IRAS et ISO dans les domaines de longueurs d'onde communes (IRAS fournissait par exemple une résolution angulaire de 2 minutes d'angle à $100\text{ }\mu\text{m}$ de longueur d'onde). Grâce à ce gain en termes de résolution angulaire, Herschel va sans aucun doute changer profondément notre vision de l'univers dans l'infrarouge lointain.

Du domaine submillimétrique au domaine radio

Dans l'essentiel du domaine radio entre 0,3 mm et 10 mètres, l'atmosphère est suffisamment transparente pour autoriser des observations depuis le sol. Dans le domaine du centimètre au mètre, des antennes de grande taille (100 mètres ou plus, le record étant détenu par l'antenne de 300 mètres de diamètre d'Arecibo) fixes ou orientables ont été construites depuis les années soixante. Cependant, la limite de diffraction de ces télescopes n'excède pas 1 minute d'angle, ce qui a conduit les radioastronomes à construire

très tôt des interféromètres¹. Le plus grand interféromètre radio, inauguré en 1980, est le *Very Large Array* (VLA, cf. Fig. 9), réseau de 27 antennes de 25 mètres disposées selon un Y dont chaque branche fait plus de 20 kilomètres de longueur. Le VLA permet d'atteindre ainsi des résolutions spatiales d'environ 1 seconde d'angle à 21 cm et de 50 millisecondes d'angle à 7 millimètres de longueur d'onde. Aujourd'hui, la communauté étudie le concept d'un interféromètre radio (centimétrique-métrique) de nouvelle génération : le *Square Kilometer Array* (SKA) serait formé de plusieurs réseaux d'antennes d'une centaine de mètres de diamètre chacun, distribués pour certains dans un noyau central de quelques kilomètres, et dispersés pour les autres sur plusieurs milliers de kilomètres. SKA offrirait ainsi des résolutions angulaires variables selon les besoins, allant jusqu'à 10 millisecondes d'angle – la fréquence de 10 GHz correspond à une longueur d'onde de 3 cm –, en supposant une ligne de base maximale de 700 kilomètres.

Figure 9. À gauche, le radio télescope d'Effelsberg en Allemagne, travaillant dans les ondes centimétriques. Avec un diamètre de 100 mètres, c'est un des plus grands radiotélescopes orientables au monde. À droite, le Very Large Array, premier grand réseau de radiotélescopes, composés de 27 antennes de 25 mètres de diamètre, déplaçables sur 20 kilomètres. Il est présenté ici en configuration « compacte » (cf. cahier couleur, planche 12).



Les radioastronomes ont aussi développé une technique spécifique, la VLBI (*Very Long Base Interferometry*), qui délivre des résolutions spatiales de l'ordre du millième de seconde d'angle. Pour atteindre de telles performances, ils enregistrent les signaux reçus d'un même objet par différents radiotélescopes répartis sur la planète, ainsi que les temps précis de leur arrivée ; ils recombinent ces signaux électroniquement *a posteriori*. Les observations VLBI ont permis d'observer à une précision remarquable des objets extragalactiques comme les quasars, les radiogalaxies. Dans le domaine stellaire, ils ont permis de réaliser des images des *ejecta* de supernovae (cf. Fig. 10).

1. Le principe général de l'interférométrie en astronomie, semblable aux longueurs d'onde du domaine radio et du domaine optique, est présenté de façon détaillée dans la dernière section de ce chapitre.

Figure 10. À gauche, une observation VLA de la supernova 1 986 J à 5 GHz (6 centimètres). On la voit ici comme un point lumineux au sein de sa galaxie hôte, NGC 891. À droite, des observations VLBI de cette supernova, incluant des données du VLBA, du VLA, des radiotélescopes d'Effelsberg en Allemagne, d'Onsala en Suède, de Medicina et Noto en Italie révèlent des ejecta perturbés dans leur expansion par de la matière interstellaire. Le champ de vue est ici de $0,01 \times 0,01$ seconde d'angle.



Dans le domaine submillimétrique, les antennes actuelles mesurent généralement de 10 à 15 mètres de diamètre. L'accès au domaine submillimétrique est privilégié dans les sites très élevés où l'atmosphère est plus transparente, comme celui de Chajnantor (5 000 mètres d'altitude) dans les Andes où vient d'être installée une antenne de 12 mètres APEX (cf. Fig. 11), ou encore Hawaï (4 200 mètres d'altitude) où le télescope de 15 mètres de JCMT dédié aux observations submillimétriques délivre depuis plusieurs années des images d'une qualité remarquable. Quelques réseaux d'interféromètres submillimétriques ont été aussi construits, de manière à améliorer la résolution spatiale. C'est le cas en particulier du SMA (*Sub Millimeter Array*) à Hawaï, constitué de 8 antennes de 6 mètres, qui fonctionne entre 230 et 700 GHz et délivre des images avec une résolution inférieure à 0,5 seconde d'angle.

Dans le domaine millimétrique, les antennes individuelles peuvent atteindre plusieurs dizaines de mètres, comme par exemple l'antenne de 30 mètres de l'IRAM à Grenade, ou celle de 45 mètres de Nobeyama au Japon, et les interféromètres actuels comprennent moins de 10 télescopes (cf. Fig. 11). Le radiotélescope de 30 mètres de l'IRAM délivre une résolution angulaire d'environ 20 secondes d'angle à 3 millimètres de longueur d'onde. L'interféromètre du plateau de Bure dans les Alpes, constitué de 6 antennes mobiles de 15 mètres de diamètre, disposées sur des lignes de base allant jusqu'à 750 mètres, fournit une résolution spatiale d'environ 0,5 seconde d'angle à 1,3 millimètre de longueur d'onde¹. Les interféromètres millimétriques apportent des informations uniques pour la compréhension du milieu interstellaire, son gaz (détection d'un grand nombre de molécules, parfois complexes) et sa poussière, et sur la formation stellaire (cf. par exemple Fig. 12), mais aussi

1. Voir la présentation générale de l'interférométrie astronomique à la fin de ce chapitre.

des objets extragalactiques (quasars, etc.). Le futur interféromètre ALMA en cours d'installation sur le plateau de Chajnantor comportera une cinquantaine d'antennes de 12 et 7 mètres, déplaçables sur un grand nombre de stations, réparties sur des lignes de base allant jusqu'à 14 kilomètres, ce qui permettra de s'adapter au mieux aux besoins scientifiques. ALMA fournira ainsi entre 0,3 et 10 mm des images avec une résolution angulaire inégalée, qui pourra atteindre environ 10 millièmes de seconde d'angle aux plus courtes longueurs d'onde.

Figure 11. Le télescope (sub)millimétrique APEX sur le plateau de Chajnantor au Chili, le télescope millimétrique de 30 mètres de l'IRAM à Pico Veleta en Espagne, l'interféromètre du plateau de Bure dans les Alpes françaises, et une vue d'artiste de l'interféromètre ALMA (cf. cahier couleur, planche 14).

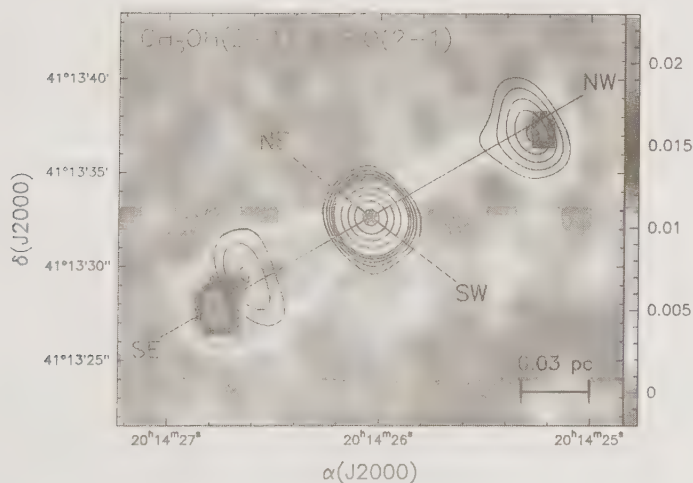


Figure 12. Images haute-résolution obtenues avec l'interféromètre de l'IRAM d'un disque et un jet moléculaire issu de la proto-étoile IRAS 20126+4104. La résolution angulaire des données en SiO (oxyde de silicium) est de 2 secondes d'angle environ.

L'optique adaptative

La qualité des images données par les télescopes optiques observant depuis la surface de la Terre est fortement handicapée par les effets de l'atmosphère, et ce n'est que depuis moins de vingt ans qu'il est devenu possible de remédier à ce défaut majeur. Cette petite révolution dans l'observation astronomique est présentée ici en détail.

LA MASSE DU TROU NOIR DE LA GALAXIE,
MESURÉE GRÂCE À L'OPTIQUE ADAPTATIVE

Pressentie par Pierre-Simon de Laplace à la fin du XVIII^e siècle, l'existence des trous noirs n'a été établie théoriquement qu'au début du XX^e siècle grâce à la relativité générale. Qu'ils soient de masse stellaire – ce sont alors les résidus de l'effondrement d'étoiles très massives –, ou bien supermassifs – plusieurs millions, voire plusieurs milliards de masses solaires, au cœur des galaxies –, les trous noirs sont très difficiles à observer car le rayonnement lumineux ne peut s'en échapper. Ils ne peuvent être détectés que de manière indirecte, par les effets qu'ils produisent sur leur environnement : mouvement des étoiles proches, ondes gravitationnelles, rayonnement de quasars associés, émission de jets de matière ou manifestation de l'existence de disques d'accrétion. Ainsi, au centre de notre galaxie se trouve un trou noir supermassif dont l'existence, prédite dans les années 1970 à la suite de la découverte d'une radio source compacte (SgrA*), n'a pu être confirmée que lorsque sa masse – 2,6 millions de fois celle du Soleil – a été déterminée avec certitude. Cette détermination repose sur l'étude très précise de la trajectoire d'une étoile très proche du trou noir (cf. Fig. 13). Seul un télescope de la taille des télescopes du VLT (miroir de 8,2 mètres), équipé d'un système d'optique adaptative performant, pouvait fournir dans le domaine infrarouge des images dotées d'une résolution angulaire suffisante – 20 fois meilleure que celle d'images non corrigées – pour assurer la précision de mesure requise.

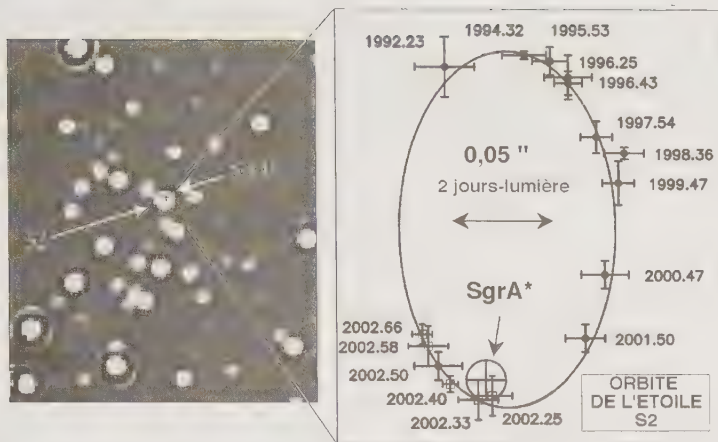


Figure 13. L'étude détaillée du mouvement d'une étoile proche du trou noir, notée S2, avec l'instrument NaCo installé sur le télescope Yepun du VLT a permis de prouver sans ambiguïté l'existence d'un trou noir de 2,6 millions de masses solaires au centre de notre galaxie. Au moment d'observations, S2 se trouvait seulement à 0,015 seconde d'angle (= 17 heures lumière) du centre de la radio source et se déplaçait à 5 000 km/s.

POURQUOI A-T-ON BESOIN D'OPTIQUE ADAPTATIVE ?

Avant de voir comment fonctionnent les systèmes d'optique adaptative, il est nécessaire de donner quelques informations sur l'origine de la dégradation des images astronomiques au sol. Les rayons provenant des astres traversent une épaisse couche d'atmosphère avant de parvenir au télescope. L'atmosphère terrestre est loin d'être homogène : elle est en fait constituée de différentes couches et au sein de ces couches, des cellules de turbulence, de température variable, se développent et évoluent en permanence. À la traversée de chacune de ces cellules, les rayons lumineux issus d'une source ponctuelle sont déviés. Ainsi, au cours de la traversée de l'atmosphère, chaque rayon subit de multiples changements de direction. De plus, l'atmosphère évoluant très rapidement, les rayons successivement émis par la source ont des trajectoires différentes et arrivent donc sur le télescope avec des angles différents ; ils sont alors dirigés vers des points différents du détecteur dans le plan focal. Ainsi, après intégration sur des temps de pose généralement plus longs que les temps caractéristiques des variations de la turbulence, l'image d'une source ponctuelle sur le détecteur est une tache lumineuse étalée, au lieu de la figure de diffraction du télescope que l'on obtiendrait en absence d'atmosphère. La largeur de cette tache, appelée tache de *seeing* (du terme anglais *voyant*) est caractéristique de l'état de l'atmosphère en un lieu et un moment donnés et c'est cette largeur qui détermine la résolution angulaire des images.

La tache de seeing mesure de 0,5 à 1 seconde d'angle pour de très bons sites comme celui du mont Paranal au Chili ou du Mauna Kea à Hawaï et peut atteindre plusieurs secondes d'angles pour

des sites de moins bonne qualité astronomique. On constate que ce phénomène dégrade considérablement la résolution angulaire des images, puisque pour un télescope de la taille du VLT, la limite de diffraction à une longueur d'onde de 2 micromètres ($2\ \mu\text{m}$) est de 0,06 seconde d'angle.

L'OPTIQUE ADAPTATIVE : PRINCIPE ET ÉLÉMENTS CLÉS

Examinons maintenant en détail comment fonctionne ce remède, à première vue miraculeux.

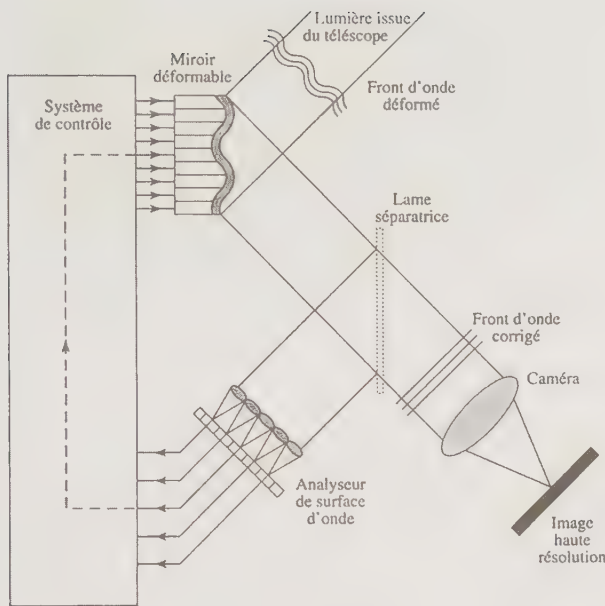
Le principe de l'optique adaptative

Pour résoudre ce problème, l'astronome américain Horace Babcock proposa dans les années 1950 d'analyser en temps réel les déformations des fronts d'onde¹ arrivant sur le télescope et de compenser ces déformations avant qu'ils ne parviennent sur le détecteur. Les principes de l'optique adaptative étaient ainsi posés. Les premiers instruments d'optique adaptative ont été développés à des fins militaires et l'utilisation de cette technique en astronomie date seulement des années 1990 ; elle a révolutionné les observations au sol, à tel point que tous les grands télescopes actuels et à venir sont et seront équipés de tels systèmes.

Pour pouvoir corriger le front d'onde perturbé par son passage dans l'atmosphère, un système d'optique adaptative doit analyser les perturbations que celui-ci a subies et à partir de cette analyse, calculer les corrections à effectuer pour le « redresser » ; il doit enfin effectuer ces corrections. Les trois éléments-clés du système sont donc : l'analyseur de surface d'onde, le calculateur et le système de correction fonctionnent en boucle fermée, mesurant et calculant en permanence l'écart entre le front d'onde corrigé et un front d'onde parfait (cf. Fig. 14). L'ensemble travaille à une cadence très rapide, adaptée au rythme des variations de l'atmosphère – quelques millièmes de seconde dans le domaine visible. Les systèmes d'optique adaptative corrigent de surcroît les aberrations statiques dues aux imperfections des éléments optiques se trouvant en amont de l'analyseur. Examinons ci-dessous chacun de ces éléments clés.

1. Le front d'onde est la surface perpendiculaire aux rayons lumineux émis par une source. En l'absence d'atmosphère, le front d'onde issu d'une étoile aurait une forme plane en arrivant sur le télescope mais la traversée de l'atmosphère déforme considérablement cette surface idéale. Le front d'onde est l'analogue, pour la lumière, de la crête d'une vague qui se propage à la surface de l'eau.

Figure 14. Principe de l'optique adaptative (voir texte).

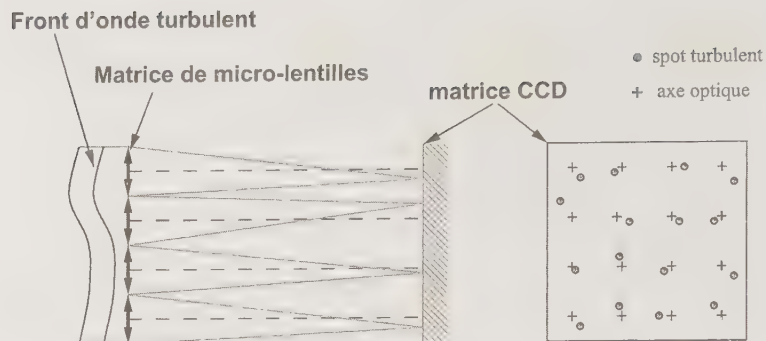


L'analyse de front d'onde

L'analyse consiste à mesurer les perturbations du front d'onde issu d'une étoile suffisamment brillante, située dans le champ que l'on veut observer et corriger ; ou bien, dans le cas où les sources à étudier sont trop peu brillantes, d'une étoile choisie très proche, de sorte que les fronts d'onde issus de cette étoile de référence et des objets du champ étudié traversent les mêmes cellules de l'atmosphère et soient déformés de la même manière. L'étoile utilisée pour l'analyse est appelée étoile de *référence* ou encore *étoile guide*.

Un type d'analyseur couramment utilisé est celui de Shack Hartman. Il est composé d'une matrice de microlentilles disposées dans un plan pupille du télescope et d'une caméra avec un détecteur dans un plan image (cf. Fig. 15). Chacune des microlentilles forme sur le détecteur une image, variable au cours du temps, de l'étoile de référence. L'analyse des variations temporelles de ces « sous-images » ainsi obtenues permet de calculer les corrections à apporter pour corriger le front d'onde. Le nombre de sous-pupilles est un paramètre important puisqu'il conditionne directement la qualité de l'échantillonnage spatial du front d'onde perturbé. Les caractéristiques du détecteur, en particulier son bruit de lecture et sa cadence de lecture sont les autres paramètres importants de l'analyseur, car ils conditionnent la qualité de l'échantillonnage temporel des variations du front d'onde.

Figure 15. Principe de l'analyseur de Shack Hartman : la matrice de microlentilles, située dans un plan pupille du télescope, et la caméra, avec un détecteur dans un plan focal. Chaque microlentille constitue une « sous-pupille » qui donne une « sous-image » de la source sur le détecteur. Le front d'onde perturbé après la traversée de l'atmosphère est déformé sur le télescope et donc aussi sur la matrice de microlentilles. Il présente devant chaque microlentille une pente particulière. Ainsi, chaque sous-image est décalée de manière différente des autres, en fonction de l'inclinaison locale du front d'onde devant la sous-pupille correspondante. De plus, les « sous-images » bougent au cours du temps, au rythme des variations de l'atmosphère. L'analyseur doit donc lire le plus rapidement possible ces images et comparer leurs positions à celles qu'elles auraient en l'absence de perturbations atmosphériques. Les écarts mesurés sur chaque sous-image permettent de calculer les corrections à appliquer pour redresser l'ensemble du front d'onde.



Le système de correction

Les informations envoyées par l'analyseur de surface d'onde sont utilisées pour calculer les corrections qu'il faut appliquer pour « redresser » le front d'onde. Le système de correction est souvent constitué d'un miroir déformable, situé dans un plan conjugué optiquement au miroir primaire du télescope. Sa surface réfléchissante est une membrane souple, capable de se déformer rapidement sous l'action de petits actionneurs situés à l'arrière. Le nombre total d'actionneurs est en général comparable au nombre de sous pupilles dans l'analyseur. La séparation entre les actionneurs, leur course, leur précision de positionnement et leur rapidité de fonctionnement sont aussi des éléments essentiels pour les performances du système.

Les miroirs déformables (cf. Fig. 16) sont actuellement l'objet d'importantes études de recherche et développement. Les études s'orientent principalement selon deux axes : d'une part, des miroirs de très petite taille – appelés micromiroirs déformables – et d'autre part des miroirs déformables de grande taille – 1 à 2 mètres –, destinés à être installés très en amont dans le train optique du télescope (voir plus loin).

Figure 16. En gauche, le miroir déformable de l'instrument d'optique adaptative NACO sur le VLT (diamètre 11,5 cm ; 185 actionneurs piezo électriques). Crédit : CILAS/ONERA. À droite, une série de miroirs déformables magnétiques de petite taille, comportant respectivement, 52, 88 et 241 actionneurs. En haut page suivante, le miroir secondaire adaptatif de 70 cm du télescope de 6,5 mètres (mmt) installé au Mount Hopkins en Arizona. Une couche de verre de 2 millimètres d'épaisseur se déforme grâce à 336 actionneurs répartis derrière sa surface.





Les étoiles laser artificielles

Lorsque les objets d'étude sont eux-mêmes brillants ou comportent des étoiles brillantes proches, le choix de la référence est aisé. Cette situation assure la meilleure correction dans le champ d'intérêt.

Si là ou les sources d'étude sont trop étendues angulairement ou bien trop peu brillantes, il faut chercher une étoile de référence dans une direction angulaire assez proche – quelque 20 à 40 secondes d'angle au maximum – pour faire l'analyse. Dans ce cas, la qualité d'image, optimisée dans la direction de l'étoile de référence, ne sera toutefois pas optimale dans la direction d'étude (cf. Fig. 17). Plus ennuyeux encore : la plupart du temps, on ne trouve pas d'étoile de référence suffisamment proche. On se heurte ainsi au problème de la couverture de ciel par l'optique adaptative, lequel limite considérablement les observations à haute résolution angulaire dans le domaine extragalactique, car les galaxies, à la fois peu brillantes et étendues, ne peuvent servir de référence.

Pour dépasser cette limitation, on a conçu l'idée d'une *étoile artificielle*. Ces systèmes envoient dans la direction des sources d'étude un faisceau de lumière laser qui, par rétrodiffusion sur une couche d'atmosphère assez haute – souvent une couche stratosphérique contenant du sodium et située vers 90 km d'altitude –, constitue pour l'observateur une source de lumière quasi ponctuelle et brillante. C'est sur cette *étoile artificielle* que se fera l'analyse de front d'onde. Les systèmes d'étoiles laser artificielles sont encore récents et complexes et seuls quelques télescopes, comme ceux du Keck et du VLT en sont équipés aujourd'hui (cf. Fig. 18). Indispensables pour certains modes d'observations sur les ELTS, ils font actuellement l'objet de nombreuses études.

Figure 17. À droite, un schéma décrivant le problème de l'anisoplanétisme. L'analyse des variations du front d'onde est effectuée sur une étoile de référence. Les rayons issus d'une étoile située dans une autre direction ne traversent pas exactement les mêmes zones de turbulence. La correction, optimisée en direction de l'étoile de référence n'est donc pas parfaite dans la direction de l'autre étoile. La qualité d'image se dégrade donc au fur et à mesure que l'on s'éloigne angulairement de l'étoile de référence. On voit bien cet effet sur l'image (à droite) de l'amas NGC 3603 sur un champ de 27×27 secondes d'angle, obtenue avec NACO en bande K et utilisant comme étoile de référence l'étoile très brillante au centre du champ : les étoiles en bord de champ paraissent allongées, contrairement à celles au centre du champ.

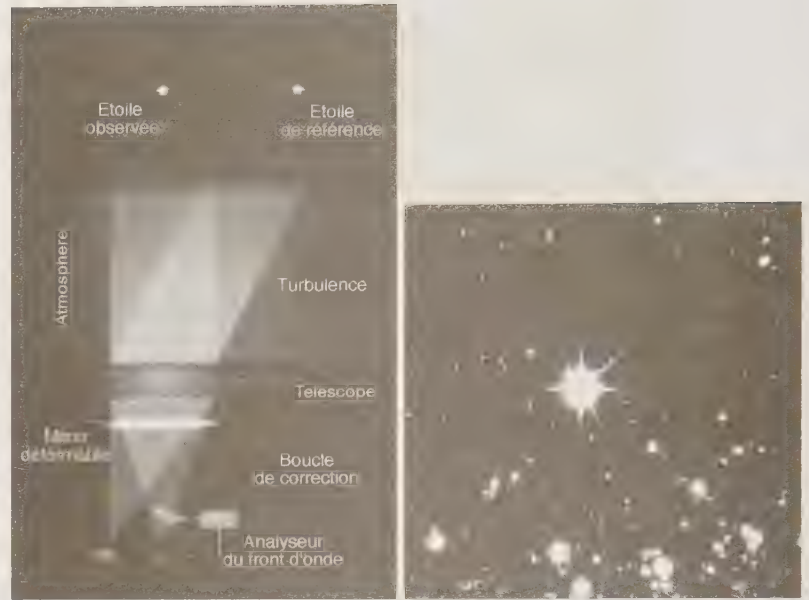


Figure 18. L'étoile laser artificielle équipant le télescope YEPUN du VLT.



Née à la fin des années 1980, l'optique adaptative a évolué très rapidement pour atteindre en 2008 des performances déjà exceptionnelles. Franchir les limites technologiques actuelles est possible, et laisse déjà entrevoir pour l'avenir des progrès considérables.

Caractérisation des systèmes actuels

Les systèmes d'optique adaptative n'ont pas tous la même qualité. Ils se distinguent par leur capacité plus ou moins grande à concentrer la lumière issue d'une source ponctuelle dans le pic central de l'image, qu'on appelle la *fonction d'étalement de point*. Plus l'énergie est concentrée dans ce pic central, plus l'image est « piquée » et plus il est facile de séparer des objets proches ou de distinguer des détails à la surface d'un objet (cf. Fig. 19). Au contraire, si une part importante de l'énergie lumineuse est dispersée en dehors de ce pic central, les images sont plus floues, rendant difficile ou impossible la séparation d'objets très proches ou l'observation de détails dans le cas d'une source étendue (cf. Fig. 19).

Quantitativement, on caractérise la qualité d'un système par le rapport entre le maximum de la fonction d'étalement de point et le maximum de la figure de diffraction théorique du télescope (voir schéma). Ce rapport, appelé *rapport de Strehl*, représente la fraction d'énergie que le système concentre dans le pic central par rapport à celle qui se trouverait dans le pic de diffraction théorique d'un télescope idéal. Actuellement, les bons systèmes d'optique adaptative fournissent des rapports de Strehl d'environ 50 % à $2\text{ }\mu\text{m}$ de longueur d'onde, tandis qu'en l'absence de correction, le rapport de Strehl est d'environ 1 %, et qu'un télescope parfait, placé dans l'espace, donnerait un rapport de Strehl de 100 %.

Figure 19. Image et fonction d'étalement de point d'un objet ponctuel dans le cas d'observations limitées par le seeing (à gauche), en optique adaptative (au milieu), et dans le cas d'un télescope parfait hors atmosphère (à droite).



En bout de chaîne, des traitements spécifiques aux données d'optique adaptative permettent d'améliorer encore la qualité des images. Dans ce cadre, les techniques de déconvolution se révèlent particulièrement efficaces (cf. Fig. 19). Elles utilisent souvent la « fonction d'étalement de point » du système qui caractérise la correction apportée par le système d'optique adaptative à un moment donné. La fonction d'étalement de point n'est autre que l'image corrigée d'une source ponctuelle présente dans le champ d'intérêt astrophysique, ou bien enregistrée avant ou après les observations du champ d'intérêt astrophysique. La déconvolution s'avère très précieuse lorsque les cibles astrophysiques sont des champs « encombrés » (des amas par exemple) ou bien encore des objets étendus (cf. Fig. 21).

Figure 20. Déconvolution d'un système d'étoiles doubles séparées seulement de 35 millièmes de seconde d'angle. À gauche, l'image d'une source ponctuelle (fonction d'étalement de point), au milieu le système binaire tel qu'observé, et à droite, le système nettement résolu après déconvolution, en utilisant la fonction d'étalement de point de gauche. Images VLT/NACO.



Figure 21. Images du satellite Io prises avec la sonde Galileo (en bas, à droite), et au télescope de Keck : en haut à gauche, une image prise dans le proche infrarouge (band K) ; en bas à gauche, dans l'infrarouge thermique (bande L). Ces deux images ont été déconvoluées avec le code MISTRAL développé à l'ONERA. L'image en haut à droite montre pour comparaison une image obtenue sans optique adaptative avec le même télescope.



Performances des systèmes actuels

Les performances des systèmes d'optique adaptative dépendent de chacun des éléments clés évoqués plus haut : l'analyseur, avec en particulier le nombre de ses sous-pupilles, sa sensibilité et la cadence de lecture du détecteur ; le calculateur, qui doit être rapide ;

le système de correction, avec le nombre de ses actionneurs, sa rapidité de fonctionnement, la finesse des corrections apportées. Les performances dépendent aussi des modèles intervenant dans l'analyse des données du front d'onde et le calcul des corrections ; elles dépendent enfin de la qualité de l'étalonnage du système. Pour fournir une bonne qualité de correction – rapport de Strehl de 50 % à 2 μm – dans un bon site astronomique, le nombre d'éléments d'analyse et de correction du système d'optique adaptative doit être de l'ordre de 200 pour un télescope de 8 mètres – ce nombre est proportionnel à la surface du télescope – et l'échantillonnage temporel de quelques millisecondes.

Le premier système d'optique adaptative pour l'astronomie fut installé à l'observatoire de Haute Provence, puis sur le télescope de 3,6 mètres de l'ESO à la Silla au début de 1990. Son miroir déformable contenait 19 actionneurs et il fournissait un rapport de Strehl d'environ 30 % dans le proche infrarouge. L'instrument NAOS, installé en 2001 sur l'un des télescopes du VLT, en comporte 185 et fournit un rapport de Strehl d'environ 50 à 60 %. Les miroirs déformables des systèmes d'optique adaptative des futurs ELTS devront comporter des milliers d'actionneurs pour fournir des corrections équivalentes. L'optique adaptative des ELTS sera à deux étages : un étage intégré au train optique du télescope, avec un miroir de 2,4 mètres adaptatif, équipé de 5 500 actionneurs, effectuera l'analyse et les corrections jusqu'à un certain niveau de précision, puis un étage supplémentaire, adapté et intégré à chaque instrument d'observation effectuera ces opérations de manière plus fine sur un front d'onde déjà relativement bien corrigé.

Les limitations actuelles

L'optique adaptative est une technique très récente et ses performances actuelles peuvent être encore améliorées. D'abord, la qualité d'image dans le domaine spectral de fonctionnement actuel, l'infrarouge, est encore limitée : les bons systèmes délivrent des rapports de Strehl de 50 % environ. Même si leur effet sur la qualité d'image est spectaculaire, ces rapports de Strehl ne sont pas assez élevés pour certaines applications, par exemple l'imagerie des planètes extrasolaires autour d'étoiles de type solaire. Des développements importants sont en cours pour améliorer de manière significative cette qualité des images (voir plus loin).

Seconde limitation : pour un télescope de taille donnée, on aurait intérêt *a priori* à observer dans le domaine visible plutôt

que dans l'infrarouge pour améliorer la résolution spatiale, puisque celle-ci s'améliore quand décroît la longueur d'onde. Cependant les caractéristiques de la turbulence atmosphérique – taille des cellules de turbulence, variations temporelles – sont bien plus défavorables aux plus courtes longueurs d'onde. Ainsi, équipant un télescope de diamètre donné, un système d'optique adaptative doit, pour fournir des performances dans le domaine visible équivalentes à celles obtenues dans le domaine infrarouge, fonctionner plus rapidement et avec plus d'éléments d'analyse et de correction. L'amélioration des performances dans l'infrarouge proche permettra donc d'observer aux longueurs d'ondes de la lumière visible, avec toutefois une qualité de correction moindre.

Dernière limitation des systèmes actuels : comme on l'a vu, le champ d'efficacité des systèmes d'optique adaptative actuels est limité à un petit domaine angulaire – 20 et 40 secondes d'angle dans l'infrarouge, encore moins dans le domaine visible –, centré autour de l'étoile de référence. Un tel domaine de correction est très insuffisant lorsque l'on souhaite observer des objets étendus comme des galaxies ou bien des amas d'étoiles. De nouveaux types de systèmes destinés à fournir une correction sur un champ plus étendu sont donc en cours de développement (cf. *infra*).

On voit donc naturellement se dessiner deux axes de développements pour les systèmes de nouvelle génération : d'une part, des systèmes offrant la meilleure qualité d'image possible dans un petit champ, et d'autre part des systèmes offrant sur un champ bien plus étendu une correction de qualité moyenne. Ces systèmes, destinés à des objectifs scientifiques très différents, sont décrits dans ce qui suit.

AXES DE DÉVELOPPEMENT

Devenue un outil puissant, l'optique adaptative trouve des champs d'application très originaux en astronomie, tant pour l'étude des exoplanètes que pour celle des galaxies. Ceci requiert d'imaginer de nouvelles configurations pour les instruments.

L'optique adaptative extrême et la coronographie

L'imagerie directe est un outil potentiellement très puissant de détection et de caractérisation des planètes¹. Elle nécessite toutefois des images à haute résolution spatiale et à très haut contraste. La

1. Cf. chapitre de Marc Ollivier (volume 1 : *Système solaire et planètes*).

première condition impose l'utilisation de télescopes de grande taille déployés dans l'espace (comme le futur JWST) ou bien installés au sol, et équipés dans ce cas de systèmes d'optique adaptative les plus performants possibles : on parle d'optique adaptative extrême. Une alternative est l'utilisation d'interféromètres, sur laquelle nous reviendrons plus loin.

Dans les systèmes d'optique adaptative extrême en cours de réalisation, les trois éléments clés sont poussés à leur limite de rapidité et de précision. Par exemple, SAXO, le système d'optique adaptative du futur instrument SPHERE, dédié à l'imagerie de planètes à l'horizon 2010 avec le VLT comportera près de 1 400 actionneurs et le détecteur de l'analyseur, un CCD dit « faible » bruit permettra un échantillonnage temporel de 1 200 Hz, à comparer aux 185 actionneurs du miroir déformable de NACO et aux 500 Hz de son analyseur. SPHERE délivrera ainsi des images de bien meilleure qualité, s'approchant du cas idéal du télescope parfait, avec un rapport de Strehl attendu d'environ 90 %, à comparer aux 50 % obtenus typiquement avec NAOS dans les mêmes longueurs d'onde ($1,65 \mu\text{m}$ de longueur d'onde) et dans des conditions atmosphériques de qualité moyennes (*seeing* de 0,85 seconde d'angle) (cf. Fig. 22). Les systèmes envisagés pour la détection des planètes géantes sur les ELTS seront eux équipés de systèmes nécessairement plus complexes, dimensionnés pour ces télescopes géants. Le système EPICS actuellement à l'étude pour l'imagerie des planètes avec l'ELT européen comprendra par exemple un correcteur équipé de 30 000 actionneurs et devra avoir une cadence de fonctionnement de l'ordre de 3 kHz.

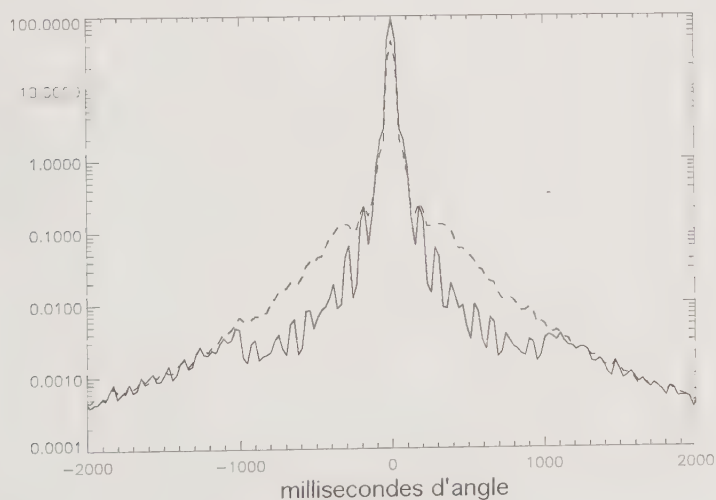


Figure 22. Superposition de fonctions d'étalement de point (en coupe) données d'une part par NAOS (en traits pleins) et d'autre part par SAXO/SPHERE (pointillés). Les simulations sont réalisées en supposant les mêmes conditions atmosphériques pour les deux instruments. Sur l'axe horizontal, la distance à l'axe optique, exprimée en millisecondes d'angle ; sur l'axe vertical, l'intensité du signal (codée en échelle logarithmique). L'énergie est davantage concentrée dans le pic central de la fonction d'étalement de point dans le cas de SAXO.

Une fois la qualité d'image assurée, les contraintes en termes de contraste imposent l'utilisation de systèmes coronagraphiques capables d'occulter ou « d'éteindre » la lumière de l'étoile pour laisser apparaître celle, plus faible de la planète. Aujourd'hui, beaucoup de travaux sont consacrés à la conception et au développement de coronographes. Nous évoquons deux types de systèmes ci-après (cf. aussi Fig. 23).

Le premier système occultant a été utilisé par l'astronome Bernard Lyot dans les années 1930 pour observer la couronne solaire. Il a fallu attendre plusieurs décennies pour que de tels coronographes soient utilisés en physique stellaire, soit avec le télescope spatial, soit avec des télescopes au sol. Dans ce dernier cas, l'utilisation couplée à l'optique adaptative permet d'utiliser des masques focaux de plus petite taille et ainsi d'explorer l'environnement plus proche de l'étoile. Ces systèmes ont permis dans les années 1980-1990 de réaliser les premières images de disques de poussières autour des étoiles, berceaux ou résidus de la formation planétaire. Avec NACO sur le VLT, on a pu réaliser les premières images d'objets de masse planétaires dans des systèmes jeunes, pour lesquels le contraste entre la planète et l'étoile est nettement plus favorable que dans le cas de systèmes plus âgés (cf. Fig. 24).

Un autre type de coronographe, de conception récente, utilise les possibilités d'interférence des ondes électromagnétiques. Dans ce coronographe dit « à masque de phase », le masque focal est conçu de telle sorte que la lumière provenant d'un objet sur l'axe soit annulée. Le premier coronographe à masque de phase, installé récemment sur l'instrument NACO sur le VLT a démontré l'efficacité de tels masques dans l'environnement immédiat de l'étoile.

Des coronographes de Lyot et à masque de phase seront installés sur le JWST et au sol, ils seront couplés aux instruments d'optique adaptative extrême sur les télescopes de classe 10 mètres. On pourra alors détecter des planètes géantes de plus en plus « vieilles » plus proches de leur étoile ; il faudra attendre la génération des ELTS pour détecter et étudier un grand nombre de planètes géantes autour d'étoiles aussi vieilles que le Soleil.

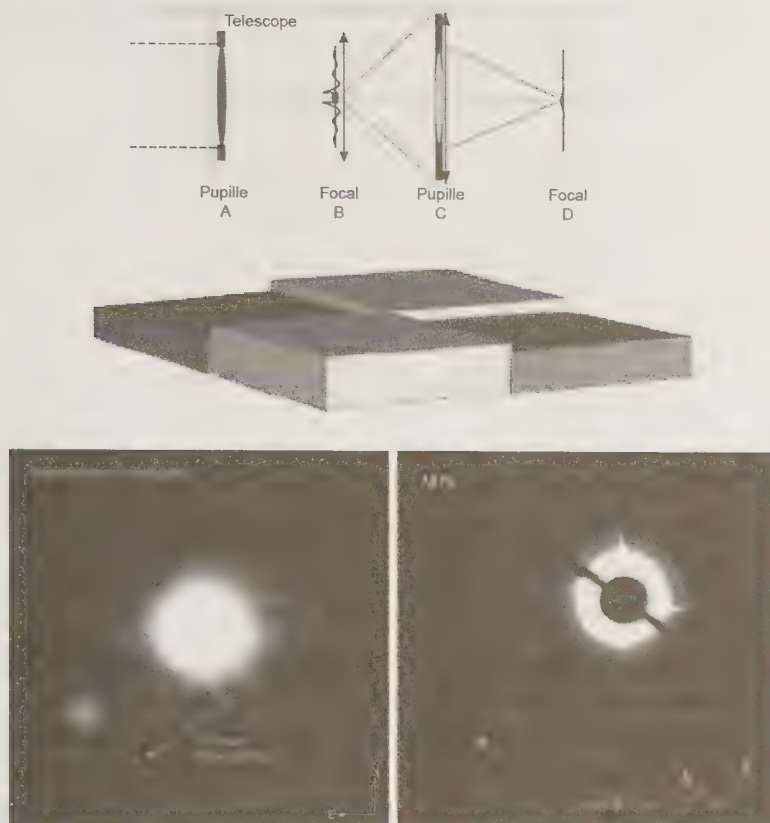


Figure 23. Le coronographe de Lyot (cf. Fig. du haut) est constitué d'un masque opaque disposé dans le plan focal du télescope ainsi que d'un diaphragme disposé dans le plan pupille suivant. Le masque focal bloque l'essentiel de la lumière de l'étoile, mais il la diffracte dans le plan pupille suivant. Le diaphragme de pupille sert à bloquer cette lumière diffractée. Sur la figure du bas, un schéma d'un coronographe à masque de phase : le masque est divisé dans cette version en 4 quadrants, qui impriment des déphasages différents et tels que les faisceaux provenant d'un objet sur l'axe optique soient en opposition de phase et interfèrent de manière destructive.

Figure 24. À gauche : image obtenue avec NACO sur le VLT d'un compagnon de masse planétaire (environ 5 masses de Jupiter) à la naine brune 2MASS1207. À droite : image coronographique d'un compagnon d'environ 13 masses de Jupiter, à la limite entre la masse d'une planète et celle d'une naine brune, autour de l'étoile AB Pic.

Haute résolution angulaire et grand champ

Les télescopes de la classe des 10 mètres fournissent pour le moment soit des images limitées par la diffraction sur des champs petits (quelques 20-40 secondes d'angle), soit des images de résolution limitée par l'atmosphère sur des champs plus grands. Pour coupler le grand champ et la haute résolution spatiale sur de grands télescopes au sol, on envisage actuellement des systèmes qui reprennent les éléments clés des systèmes traditionnels (analyseur, correcteur, calculateur), les adaptent ou les multiplient selon les besoins :

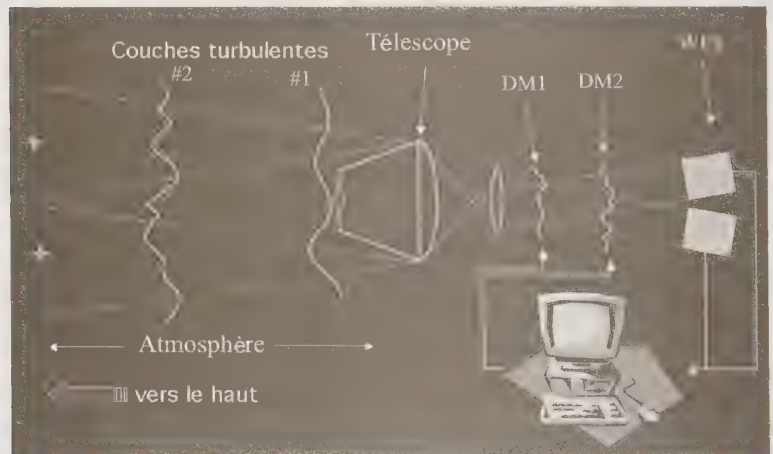
- Les systèmes d'optique adaptative dits multi-objets (MOAO) : dans ces systèmes, l'analyse et la correction sont effectuées dans plusieurs directions sélectionnées dans un grand champ et de manière déconnectée, au moyen de plusieurs analyseurs et plusieurs systèmes de correction. On obtient ainsi une bonne correction (avec un rapport de Strehl allant jusqu'à 50 %) dans des portions sélectionnées du champ, qui couvriront

par exemple différentes régions d'une galaxie très étendue spatialement ou bien des galaxies individuelles au sein d'un amas.

- Les systèmes de correction de la couche au sol (en anglais, *ground layer*, d'où l'acronyme GLAO) : ces systèmes comportent plusieurs analyseurs et un miroir déformable qui visent à corriger « seulement » des turbulences produites près du sol, ainsi que des vibrations du télescope. Ils sont conçus pour améliorer la qualité d'image par rapport à des images limitées par la turbulence, avec des rapports de Strehl inférieurs à 10 %, mais – et c'est là leur avantage – sur un grand champ (plusieurs minutes d'angle). On augmentera ainsi de manière significative la limite de sensibilité des « imageurs » ou des spectrographes sur des grands champs.
- Les systèmes d'optique adaptative multiconjuguée (MCAO ; cf. Fig. 25) : ils utilisent les informations données par différents analyseurs pour reconstruire le volume turbulent par tomographie ; ils calculent ensuite la correction à apporter par plusieurs miroirs déformables conjugués à certaines couches de l'atmosphère. On obtient ainsi une bonne correction sur un champ continu d'environ une minute d'angle ou plus.

Aujourd'hui, plusieurs systèmes d'optique adaptative grand champ sont en cours de développement ou même de test sur les télescopes Gemini, Keck et VLT, avec des résultats très encourageants et des études intensives se poursuivent aussi dans la perspective des ELTS.

Figure 25. Principe de l'optique avancée multiconjuguée. DM = miroir déformable, WFS = analyseur de front d'onde.



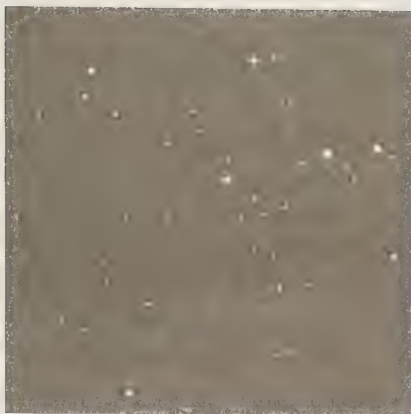


Figure 26. Image de l'amas globulaire Omega Centauri obtenue à 2,1 μm de longueur d'onde avec le démonstrateur d'optique adaptative multiconjuguée MAD sur le VLT. Ce système comporte deux miroirs de correction, « conjugués » à 0 (couche au sol) et 8,5 km d'altitude. La taille des images des étoiles dans le champ de vue varie entre 80 et 100 millièmes de seconde d'angle. La résolution spatiale est considérablement améliorée par rapport à la tache de seeing sur un champ important (1-2 minutes d'angle).

L'interférométrie optique¹

LES PARAMÈTRES STELLAIRES FONDAMENTAUX ET L'INTERFÉROMÉTRIE

La connaissance des paramètres fondamentaux des étoiles (température et gravité de surface, distance, rayon, masse, âge) est indispensable pour modéliser leur intérieur, leur environnement (disque, planètes) et aussi pour prédire leur évolution. Ces paramètres revêtent aussi une grande importance en cosmologie puisque les échelles de distance dans l'univers reposent en particulier sur la connaissance de la distance et des propriétés intrinsèques (rayon, pulsations) de certaines étoiles comme par exemple les Céphéides.

Parmi tous ces paramètres, la masse et le rayon sont généralement les plus mal connus. La mesure directe de la masse est possible seulement dans certains systèmes binaires ; à défaut, on doit se contenter d'estimations déduites d'observations photométriques et de modèles d'évolution, ce qui n'est pas très précis. La mesure directe du rayon est restée très rare jusqu'à récemment (voir plus loin).

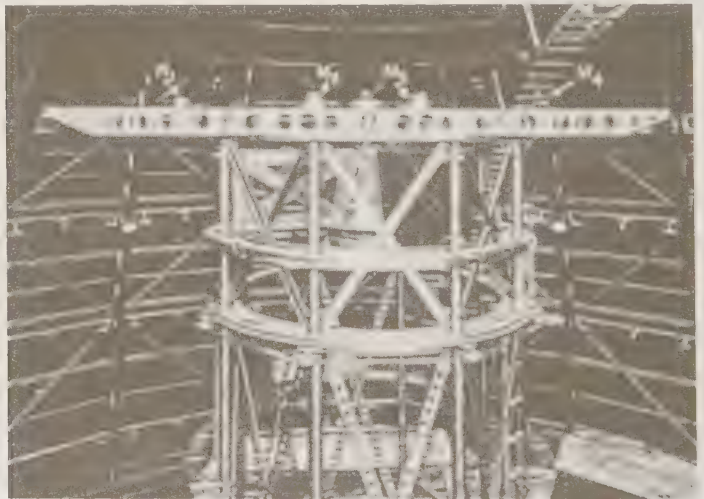
Au-delà de la connaissance des paramètres fondamentaux, on souhaite aussi connaître plus en détail la surface des étoiles, pour comprendre leur variabilité, leur structure interne, leur magnétisme. L'exemple du Soleil nous montre que sa photosphère a une structure complexe, très inhomogène à différentes échelles spatiales et, de plus, variable sur différentes échelles de temps.

1. On appelle interféromètre « optique » un interféromètre fonctionnant dans le domaine des longueurs d'onde visibles mais aussi dans une partie du domaine infrarouge (jusqu'à 20 micromètres de longueur d'onde environ).

Une étoile proche (par exemple située à 10 pc), semblable au Soleil présente un diamètre angulaire apparent (le diamètre angulaire apparent est défini comme le quotient entre le diamètre linéaire de l'étoile et sa distance) d'environ un millième de seconde d'angle. Résoudre une telle taille est en dehors des possibilités des télescopes optiques monolithiques actuels ou même à venir : la limite de diffraction d'un télescope de 40 mètres dans le proche infrarouge sera encore insuffisante d'un facteur 10. Cartographier la surface des étoiles est un enjeu encore plus exigeant en terme de résolution angulaire, donc encore plus hors de portée des télescopes monolithiques. La solution est apportée par l'interférométrie.

Vers 1870, le Français Fizeau avait déjà prédit que cette technique, développée jusque-là en laboratoire, pourrait un jour servir à mesurer le diamètre des étoiles. De fait, en 1921, Michelson et Pease mesurent pour la première fois le diamètre angulaire d'une étoile supergéante, Betelgeuse, à l'aide d'un dispositif installé sur le télescope du Mont Wilson (cf. Fig. 27). Le système de Michelson et Pease est constitué de deux petites surfaces collectrices disposées aux extrémités d'une poutre d'environ 6 mètres de long. Il exploite la capacité qu'ont les ondes électromagnétiques d'interférer et de fournir ainsi dans la direction des deux collecteurs une résolution spatiale identique à celle que l'on obtiendrait avec un télescope de diamètre égal à la séparation (appelée ligne de base) entre les télescopes. Ainsi le dispositif de Michelson et Pease donnait dans une direction une résolution spatiale équivalente à celle d'un télescope de 6 mètres, suffisante pour « résoudre » Bételgeuse, dont le rayon mesure 600 fois celui du Soleil.

Figure 27. Dispositif qui permit à Michelson et Pease de mesurer le diamètre de l'étoile supergéante Betelgeuse.



Dépasser la limite de résolution angulaire qu'impose la taille, nécessairement limitée, du miroir primaire des télescopes, même équipés d'optique adaptative, est le challenge auquel s'attaque l'interférométrie, qu'elle fonctionne aux longueurs d'onde radio ou optiques.

Principe de l'interférométrie

En astronomie, l'interférométrie consiste à observer un astre avec deux ou plusieurs télescopes simultanément et à recombinaison (c'est-à-dire superposer) de manière très soignée les faisceaux recueillis par chacun des télescopes (cf. schéma Fig. 28). Pour comprendre son fonctionnement, prenons l'exemple d'un interféromètre à deux télescopes pointés sur une source que nous supposons dans un premier temps monochromatique (c'est-à-dire émettant à une seule longueur d'onde). Dans le plan focal de l'interféromètre, on n'observe pas d'image, mais un système de franges alternativement brillantes et sombres s'étalant sur une longueur infinie. Cette figure dite d'interférence résulte du fait que les distances parcourues par les rayons entre la source et un point donné du détecteur ne sont pas identiques après passage dans les deux bras de l'interféromètre. Plus précisément, en un point du détecteur tel que la différence entre les deux trajets est un nombre entier de longueurs d'onde, les ondes interfèrent de manière constructive et l'on obtient une « frange brillante ». En un point du détecteur tel que la différence de chemin optique est un nombre entier de longueur d'onde plus une demie longueur d'onde, l'interférence est destructive et l'on obtient une « frange sombre ». Dans la réalité, les astres ne sont pas des sources monochromatiques et l'on n'observe jamais à une longueur d'onde unique, mais plutôt dans un intervalle de longueur d'onde. De ce fait, la figure d'interférence obtenue ne s'étale pas sur une longueur infinie mais est limitée dans l'espace (cf. Fig. 29).

Le paramètre important de la figure d'interférence est la séparation entre deux franges brillantes successives ; cette séparation exprimée en radian, est égale au rapport entre la longueur d'onde centrale d'observation et la distance entre les deux télescopes (que l'on appelle « ligne de base »). La résolution angulaire (ou spatiale) de l'interféromètre dépend directement de ce rapport :

elle est donnée par $\alpha = 0,25\lambda/B$ où λ (lambda), la longueur d'onde est exprimée en micromètres ; B , la ligne de base est exprimée en mètres et l'angle α est exprimé en seconde d'angle.

Pour illustrer l'impact en termes de résolution angulaire, prenons l'exemple de deux sources « ponctuelles » identiques et angulairement proches, observées avec un système à deux télescopes. Les sources produisent des figures d'interférences décalées l'une de l'autre d'une quantité proportionnelle à leur séparation angulaire. Si cette séparation est très petite par rapport à la résolution angulaire du système, les figures se superposent. Si la séparation entre les sources n'est pas négligeable par rapport à la résolution angulaire, le décalage entre les figures n'est plus négligeable et la figure résultante se brouille ; le contraste entre les franges diminue. Il s'annule dans le cas où la séparation angulaire entre les sources est égale à $\lambda/2B$: on dit que la source double est résolue. Connaissant la ligne de base qui réalise l'annulation du contraste, on peut en déduire la séparation angulaire entre les sources.

Figure 28. Principe de l'interférométrie (voir texte). T1 et T2 sont les télescopes, LR la ligne à retard, FC le foyer combinant les deux faisceaux.

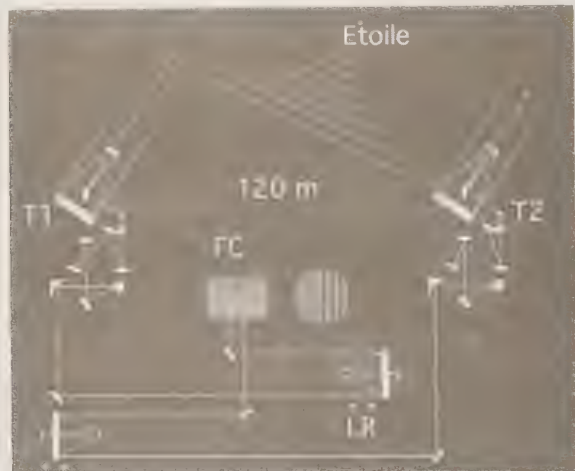
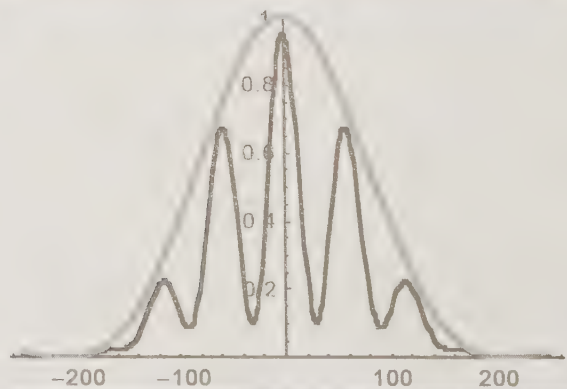


Figure 29. Figure d'interférence dans le cas d'une source non résolue, observée avec deux télescopes de diamètre D , séparés d'une distance B . On a représenté ici l'intensité mesurée dans le plan image de l'interféromètre. La distance entre deux pics successifs est d'environ λ/B , la largeur à mi-hauteur de la figure d'interférence est d'environ λ/D .



De même, un objet étendu observé avec un interféromètre à deux télescopes produit des franges d'interférences nettes tant que sa taille angulaire est bien inférieure à la résolution du système (il se comporte dans ce cas comme une source ponctuelle) ; il produit des franges au contraste plus faible s'il est plus étendu. Enfin, le réseau de franges disparaît si sa taille angulaire est de l'ordre de la résolution spatiale : l'objet est résolu.

Pour mesurer un diamètre stellaire avec un interféromètre à deux télescopes, il « suffit » donc de faire varier la distance entre les télescopes jusqu'à ce que le système de franges se brouille et que leur contraste s'annule (cf. Fig. 30). La ligne de base correspondant permet de calculer la taille angulaire de l'étoile avec la formule énoncée plus haut. Ensuite, connaissant la distance de l'étoile, on peut en déduire son diamètre. Depuis les premières observations de Michelson et Pease, cette technique a permis de mesurer le diamètre angulaire de nombre d'étoiles (voir ci-dessous).



Figure 30. Résolution d'une étoile par accroissement de la ligne de base (voir texte).

Si l'on veut caractériser l'étoile plus précisément, il faut tenir compte d'un certain nombre d'effets : par exemple, les étoiles n'ont pas tout à fait l'aspect de disques circulaires, ce disque n'est pas tout à fait d'une luminosité uniforme, etc. Ceci implique alors de mesurer les diamètres dans plusieurs directions, ou bien d'utiliser des modèles stellaires. Dans ce dernier cas, on part de modèles physiques des sources étudiées, et l'on détermine les paramètres physiques qui reproduisent au mieux les observables disponibles, en tenant compte des incertitudes associées aux mesures, et bien sûr du système utilisé. Cette approche est aussi valable bien sûr pour l'étude d'autres types de sources astrophysiques.

La caractérisation d'astres de forme plus complexe que des étoiles supposées homogènes requiert naturellement davantage d'informations, dans des directions variées. En théorie, il suffit pour les obtenir de multiplier le nombre de télescopes et d'augmenter ainsi le nombre de directions et de lignes de base instantanées de l'interféromètre. Cependant, on accroît aussi considérablement le coût et la complexité du système. En pratique, dans le domaine optique ou infrarouge, le nombre d'ouvertures est actuellement limité à quelques unités.

Pour compenser le nombre limité de télescopes, on a recours à la synthèse d'ouverture, qui consiste à déplacer physiquement (quand c'est possible) les télescopes et à observer la même source successivement dans plusieurs configurations (lignes de bases et orientations des télescopes). Cette technique est très efficace pour « couvrir » le plan des fréquences spatiales (cf. Fig. 31). Elle multiplie toutefois le temps d'observation et n'est bien sûr pas adaptée dans le cas où les dimensions des sources varient rapidement. Une autre technique, la supersynthèse consiste à utiliser la rotation de la Terre pour observer la source dans des directions projetées différentes ; comme la synthèse d'ouverture, la supersynthèse est très efficace et requiert aussi beaucoup de temps de télescope et n'est pas adaptée à certains types de sources. On peut bien sûr combiner synthèse d'ouverture et supersynthèse pour couvrir au mieux le plan des fréquences spatiales. Ceci est pratiqué depuis longtemps en interférométrie radio.

Lorsque le plan des fréquences spatiales est très bien couvert, il est possible de reconstituer par le calcul (transformation de Fourier), et en utilisant des propriétés particulières de certaines observables interférométriques (par exemple la clôture de phase) une carte de la source.

Ces méthodes sont parfaitement applicables aux radiofréquences, et nous avons indiqué plus haut l'importance des radio-interféromètres.

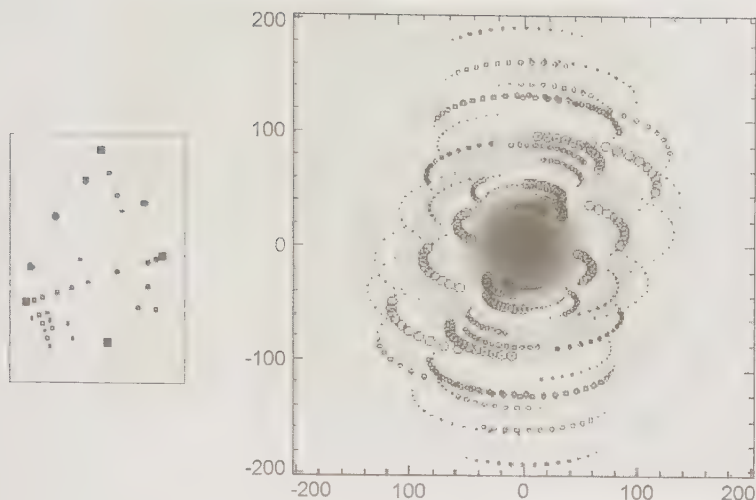


Figure 31. Le plan des fréquences spatiales (appelé aussi plan (u, v) , à droite) matérialise pour un interféromètre donné, et pour un objet donné, l'ensemble des combinaisons (directions ; lignes de base) explorées avec les différentes configurations envisagées (à gauche), pendant un temps d'observation donné. Un système à deux télescopes fixes comme celui de Michelson et Pease, observant brièvement une source ne donne qu'un point dans le plan (u, v) . Plus les combinaisons sont nombreuses, meilleure est la couverture du plan (u, v) et meilleure sera la connaissance de l'objet. Éventuellement, il sera même possible de reconstituer une image. On voit par exemple ici la couverture du plan (u, v) dans le cas de l'observation pendant 8 heures d'un objet situé à -21 degrés de déclinaison avec les 4 télescopes fixes du VLT et les télescopes auxiliaires disposés sur différentes stations comme indiquées dans le schéma de gauche.

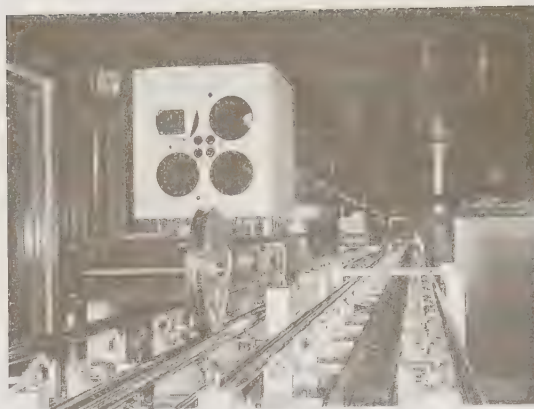
LES ÉLÉMENTS CLÉS DE L'INTERFÉROMÉTRIE OPTIQUE

Pour réaliser un interféromètre fonctionnant dans le visible ou l'infrarouge, il faut utiliser des procédés optiques très soignés, car la petitesse de la longueur d'onde de la lumière rend ici les fronts d'onde très sensibles aux moindres défauts.

La ligne à retard

Une condition nécessaire pour observer des franges d'interférence est que les faisceaux traversant les bras de l'interféromètre parcourent des chemins optiques égaux depuis la source jusqu'au plan focal. L'inclinaison d'une source dans le ciel induit une différence de trajet entre les faisceaux atteignant les deux télescopes d'un interféromètre. Du fait de la rotation de la Terre, cette différence varie de plus en permanence au cours du temps. Pour compenser cette différence de chemin optique, on introduit dans les bras de l'interféromètre des lignes à retard. Les lignes à retard égalisent en permanence les trajets optiques dans les bras de l'interféromètre. L'égalisation des chemins optiques doit se faire avec une précision d'une fraction de longueur d'onde, alors que les trajets concernés peuvent être très longs. Par exemple, les lignes à retard de l'interféromètre du VLT (cf. Fig. 32) doivent travailler à une précision de l'ordre quelques nanomètres, sur une course de 60 mètres. Les lignes à retard constituent donc un élément critique des interféromètres optiques et doivent faire appel à des outils de métrologie très précise et à des technologies très soignées.

Figure 32. Ligne à retard du VLTI. Dans le principe, une ligne à retard est constituée d'un miroir monté sur un chariot mobile. Le chariot de la ligne à retard du VLTI pèse 250 kg et peut se déplacer avec une friction très faible, à 0,5 mètre par seconde sur une distance de 60 mètres. Il contient aussi un miroir à courbure variable pour effectuer les compensations rapides.



La recombinaison

Il existe plusieurs façons de recombinaison des faisceaux dans les interféromètres optiques. Nous avons vu plus haut la recombinaison de type Fizeau, dans laquelle les faisceaux sont recombinés dans un plan image fabriqué au moyen d'une lentille. Le principe est le même que celui des fentes d'Young. On utilise aussi la recombinaison dite de type Michelson, dans laquelle les faisceaux arrivant des deux bras de l'interféromètre sont superposés dans un plan pupille. En imprimant une différence de chemin optique variable au cours du temps dans l'un des bras de l'interféromètre à l'aide d'une ligne à retard, on observe un système de franges se « déroulant » en fonction du temps. Ainsi, dans le premier cas on parcourt les franges en se « déplaçant » dans le plan image tandis que dans le second, on les parcourt temporellement.

S'il est relativement facile de recombinaison optiquement les faisceaux dans le cas d'un interféromètre à deux, voire trois télescopes, le montage optique devient rapidement très complexe et très peu efficace dans le cas de réseaux à grand nombre de télescopes. Récemment, des systèmes d'optique intégrée (cf. Fig. 33) ont été développés pour réaliser les recombinaisons dans des volumes nettement moins importants.

Figure 33. La table de recombinaison optique de l'instrument AMBER sur le VLTI ; elle est prévue pour recombinaison jusqu'à trois télescopes.



Dans le cas de l'interférométrie au sol, la traversée de l'atmosphère terrestre affecte la qualité du front d'onde : elle déforme le front d'onde, comme on l'a vu précédemment, mais elle modifie aussi sa phase : en d'autres termes, le front d'onde issu d'une étoile ne parvient pas au même moment sur chacun des télescopes de l'interféromètre. Ceci induit une différence de chemin optique entre les deux télescopes, ce qui a pour effet de déplacer le système de franges. Les échelles de temps des variations de phase étant très courtes dans le domaine visible ou infrarouge, on observera un brouillage des franges si le temps de pose sur celles-ci dépasse un dixième de seconde, ce qui limite considérablement l'observation d'objets faibles.

L'optique adaptative sur les télescopes individuels peut corriger des déformations du front d'onde. Le problème de la phase, qui n'est pas mesurée (donc pas corrigée) par l'optique adaptative reste toutefois entier en interférométrie. Ceci explique en partie que la plupart des interféromètres optiques n'observent que des objets brillants (l'autre raison étant la trop faible transmission des interféromètres, due au très grand nombre de surfaces optiques dans leur train optique). Pour observer des objets faibles, on doit avoir recours à des suiveurs de franges, qui suivent et stabilisent avec une grande précision (une fraction de longueur d'onde), en continu, les franges d'une étoile guide brillante située à proximité (une minute d'angle) ; il est alors possible d'intégrer plus longtemps sur les franges de l'objet d'intérêt astrophysique.

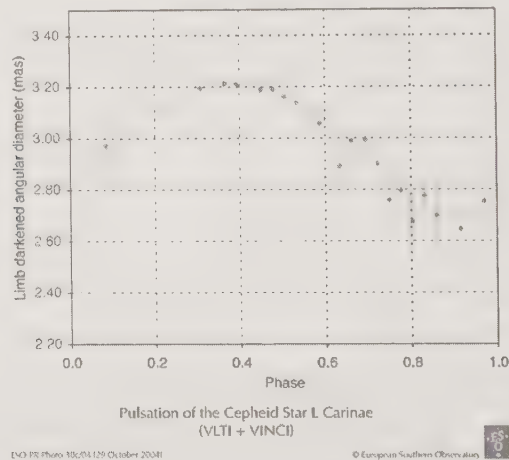
LES PERFORMANCES DES INTERFÉROMÈTRES OPTIQUES ACTUELS

L'interférométrie optique s'est développée plus tardivement (à partir des années 1970) et plus lentement que dans le domaine des ondes radio traité plus haut, les contraintes optiques ou mécaniques sur les systèmes étant beaucoup plus sévères aux courtes longueurs d'onde. Les réseaux fonctionnant actuellement comportent un nombre plus modeste de télescopes (jusqu'à 6), étalés sur des lignes de base de 200-300 mètres typiquement. Ils donnent dans le proche infrarouge des résolutions angulaires de l'ordre du millième de seconde d'angle, une échelle très intéressante pour la physique stellaire. Pendant plusieurs années, les interféromètres optiques ont mesuré les diamètres d'étoiles géantes ou supergéantes. Les performances des systèmes actuels permettent maintenant de mesurer aussi les diamètres d'étoiles bien plus petites (naines).

L'interféromètre américain CHARA constitué de 6 télescopes de 1 mètre sur des lignes de base allant jusqu'à 350 mètres a par exemple récemment mesuré le diamètre angulaire d'une vingtaine d'étoiles semblables au Soleil et abritant des planètes avec une précision de quelques pour cent. Dans un cas où la planète était observée également lors d'un transit devant l'étoile, cela a permis de remonter à la mesure du rayon de la planète avec une précision meilleure que 10 % !

L'interféromètre VLTI, dans des configurations réduites en terme de nombre de télescopes a pu mesurer le diamètre d'étoiles dites tardives, plus froides et moins grosses que le Soleil. Il a aussi mesuré avec précision les variations temporelles de diamètres de plusieurs Céphéides (cf. Fig. 34). Le VLTI a aussi apporté des contraintes intéressantes sur les modèles de disques d'accrétion autour d'étoiles jeunes, grâce à des observations dans le domaine infrarouge proche mais aussi dans l'infrarouge thermique. Même si l'on a choisi de privilégier dans cette partie l'apport de l'interférométrie à la physique stellaire, il convient de noter que les interféromètres optiques donnent aujourd'hui des informations très précieuses sur d'autres objets astrophysiques, comme les noyaux actifs de galaxie. Par ailleurs, on attend beaucoup de l'interférométrie au sol pour la détection de planètes extrasolaires dans les années à venir, en particulier en mode astrométrique – par mesure du déplacement de l'étoile dans le plan du ciel.

Figure 34. Les variations temporelles du diamètre de L Car, une Céphéide observée avec le VLTI. La période de variations est de 35 jours, mais les données sont ici « rephasées ». Noter l'amplitude de variations du diamètre, inférieure à 0,6 millième de seconde d'angle.



Les capacités des interféromètres optiques actuels en terme d'imagerie sont encore très limitées. On a toutefois pu déjà détecter des inhomogénéités à la surface de quelques étoiles supergéantes

ou géantes. Très récemment, la surface d'Altaïr, une étoile assez semblable au Soleil a pu être cartographiée de manière spectaculaire, avec l'interféromètre CHARA (cf. Fig. 36).

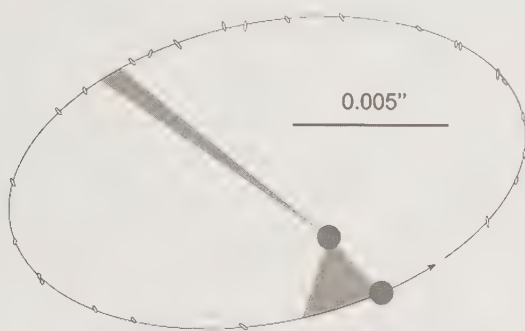


Figure 35. Reconstitution de l'orbite d'une étoile binaire spectroscopique après des observations avec l'interféromètre à 6 télescopes NPOI aux États-Unis, répartis sur des lignes de base allant jusqu'à 60 mètres. La séparation entre les étoiles est de 6,5 millièmes secondes d'angle.

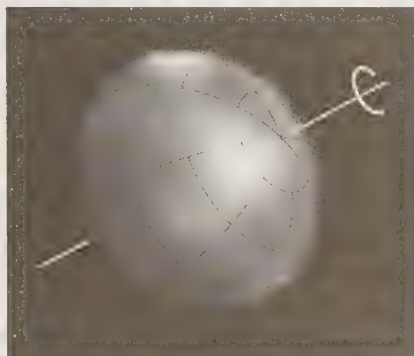


Figure 36. Image de la surface d'Altaïr, une étoile assez semblable au Soleil en terme de taille, réalisée avec l'interféromètre CHARA. On notera la présence de zones très brillantes sur le disque stellaire. Ces observations confirment bien que les étoiles, comme le Soleil, n'ont pas une surface homogène !

Dans un avenir proche, les images interférométriques devraient devenir plus nombreuses et de meilleure qualité encore, avec l'interféromètre *Magdalena Range Observatory* (MRO) aux États-Unis, composé de 10 télescopes de 1,4 mètre, s'étalant sur des lignes de bases jusqu'à 340 mètres, qui devraient entrer en fonctionnement en 2008 et bien sûr avec le VLTI, lorsque sera possible la recombinaison des 8 télescopes.

Enfin l'interférométrie, faite dans l'espace avec des réseaux de télescopes satellisés, permettra un jour de chercher des signatures de vie dans les atmosphères de planètes analogues à la Terre et dans un avenir plus lointain, de cartographier ces exoTerres.

De l'arc-en-ciel à l'expansion de l'univers

Daniel Rouan

Décomposer la lumière, c'est décupler son pouvoir informatif

La lumière est porteuse d'une information riche, c'est une évidence que les non-voyants éprouvent cruellement chaque jour. Assez généralement, on pense à cette information avant tout sous la forme des images du monde qui nous entoure et que la lumière véhicule jusqu'à notre rétine ou aux rétines électroniques de nos caméras. Certes la couleur est présente dans ces images, mais la dimension morphologique domine le contenu significatif, et la photographie noir et blanc est bien là pour le prouver. En astronomie, c'est bien souvent la première phase de la découverte qui passe par l'image afin de préciser structure et morphologie des objets qui nous intéressent. Forme, taille, décomposition en éléments, agencement des sous-parties, mesure de déplacement sont les informations apportées par l'image. Depuis la planétologie jusqu'à la mise en évidence de gigantesques structures en filaments ou en feuillets dans l'univers, l'image a joué un rôle majeur en astronomie. Améliorer la qualité de cette image a été – et est toujours si nous pensons en particulier à l'optique adaptative (cf. chap. 3) – un moteur puissant de la recherche instrumentale, pour des générations d'astronomes opticiens.

La lumière transporte cependant un autre élément d'information crucial, moins perceptible en première approche mais sans

doute plus riche encore que l'image, c'est celui de l'énergie. La source inscrit en effet dans la lumière qu'elle émet une empreinte souvent très précise de sa composition et de son état énergétique et dynamique. D'une part des processus physiques vont produire les photons suivant une distribution en énergie bien définie, dépendant de conditions physiques comme la température ou de la composition élémentaire de la source (gaz d'électrons, atomes de différents éléments chimiques) et d'autre part les mouvements internes ou globaux de cette source modifient souvent subtilement cette distribution.

Pour préciser ces points, revenons un peu sur la nature de la lumière. Qu'on la décrive comme corpusculaire, c'est-à-dire sous forme de photons, ou comme une onde électromagnétique, ce contenu énergétique est parfaitement défini. Un photon, le grain de lumière révélé par Max Planck et Albert Einstein, est décrit par deux paramètres seulement : essentiellement son énergie E et son état de polarisation. L'énergie est la donnée la plus importante car c'est d'elle que dépendent les propriétés principales du photon dans ses interactions avec la matière. Cette énergie est immuable tant que le photon se propage librement, c'est-à-dire n'est pas absorbé¹. Si on considère maintenant une onde électromagnétique, selon l'autre façon complémentaire de décrire la lumière, elle transporte de la puissance sous forme de vagues régulières qui progressent très rapidement ; à la vitesse de la lumière bien sûr ! Deux vagues successives sont séparées à un instant donné par une longueur caractéristique, qu'on dénomme tout naturellement longueur d'onde et qu'on note toujours λ . On montre que E et λ sont reliés par la loi très simple : $E = h c / \lambda$ où c est la vitesse de la lumière et h est une constante physique introduite par Max Planck². La longueur d'onde est une quantité qui se traduit par une propriété bien perceptible en ce qui concerne la lumière visible, c'est-à-dire celle que notre œil peut percevoir, c'est la couleur. Le rouge profond correspond à une longueur d'onde plus grande que celle du bleu (typiquement deux fois plus grande). Mais la lumière va bien au-delà de cette seule composante *visible* que nous percevons, comme nous allons l'examiner.

1. Pour être tout à fait exact, cette énergie peut être modifiée dans certaines conditions quand le photon entre en collisions avec un électron très rapide qui lui communique une partie de son énergie : c'est l'effet Compton.
2. On utilise aussi la notion de fréquence de l'onde qui quantifie le nombre de vagues passant par seconde en un point de l'espace, et dont l'unité, le Hertz, est familière à l'auditeur de la bande FM, mais ce n'est qu'une autre facette de la même description, puisque fréquence ν et longueur d'onde λ sont directement reliés : $\nu = c / \lambda$.

Nous venons de décrire une onde pure, de longueur d'onde ou de fréquence donnée, dont les photons ont tous la même énergie. Certains processus naturels peuvent produire de telles lumières pures : les lasers sont réputés pour cette propriété ; cependant, le cas le plus général dans les phénomènes d'émission est la superposition de plusieurs ondes, en fait d'un continuum auquel est associée une gamme de longueurs d'onde. Le terme de *gamme* convient d'ailleurs bien, car en musique ce sont aussi des ondes, sonores celles-ci, caractérisées chacune par une longueur d'onde, qui composent un son, leur superposition créant la tessiture.

Une différence marquée cependant doit être notée : la gamme de longueur d'onde de la lumière étudiée par l'astrophysicien moderne couvre un domaine gigantesque puisque le clavier de son piano ne comporte pas moins de 45 octaves ! Depuis les rayons gamma très énergétiques, donc de longueurs d'onde très petite : moins d'un millièmètre de picomètre¹, jusqu'aux ondes radio décamétriques. La lumière « ordinaire », c'est-à-dire celle à laquelle notre œil est sensible, correspond à des longueurs d'onde entre 0,4 et 0,8 micromètre (μm), soit à peine une seule octave – celle du piano-jouet du petit enfant – sur les 45 exploités dorénavant. C'est pourtant cette octave unique qui a permis le développement de l'astronomie à travers les siècles jusqu'au milieu du siècle dernier, moment où se sont effectivement ouvertes les autres fenêtres sur l'univers : successivement en radio, ultra-violet, infrarouge, rayons X et enfin en rayons gamma. Ce chapitre propose un parcours rapide de la spectroscopie tout au long de cet immense clavier.

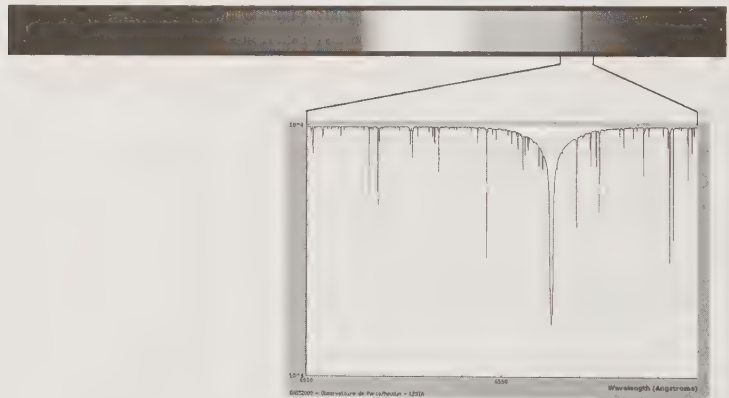
Si pour le mélomane c'est bien la superposition des longueurs d'onde qui fait la richesse du son, en revanche, pour l'astrophysicien la richesse provient de la séparation des composantes élémentaires de la lumière. Cette séparation ou décomposition est en effet indispensable pour pouvoir analyser la prédominance de telle partie de la gamme sur une autre, rechercher des renforcements très localisés – on parle de raies en émission – ou les manques à telle ou telle longueur d'onde – les raies en absorption. C'est cette information qui porte la marque des processus qui ont donné naissance à la lumière ou qui l'ont sculptée ultérieurement et qui permettent d'aller beaucoup plus loin dans la compréhension physique des phénomènes, que ne le permet la seule information morphologique véhiculée par l'image. Nous reviendrons plus bas en détail sur la richesse en contenu physique apportée par cette analyse de

1. Le picomètre vaut un millionième de micromètre, soit 10^{-12} m.

la lumière décomposée. La spectroscopie est ainsi cette science de l'analyse de la lumière en ses composantes, et on a coutume de dire que l'astrophysique, en la distinguant de l'astronomie classique, est née de la spectroscopie, au milieu du XIX^e siècle.

Il s'agit donc, au moyen d'instruments dédiés, de décomposer la lumière pour en produire un *spectre*, c'est-à-dire une mesure de son intensité en fonction de la longueur d'onde. La figure 1 illustre un spectre de la lumière du soleil sous deux formes : celle parlante que l'œil voit dans le spectroscopie, mais aussi celle plus quantitative d'un tracé de l'intensité lumineuse en fonction de la longueur d'onde. L'instrument qui permet cette décomposition est le *spectrographe*. On réservera le terme de spectroscopie à l'instrument où l'œil seul est le récepteur : il n'est plus guère de mise en astronomie. Enfin, le terme de spectromètre désigne plutôt un instrument qui fournit très directement un étalonnage précis de la longueur d'onde d'analyse, du fait même de la méthode de décomposition mise en œuvre.

Figure 1. Le spectre visible du Soleil sous deux formes différentes : *en haut*, tel qu'il apparaît dans un spectroscopie, c'est-à-dire comme une bande lumineuse présentant les couleurs de l'arc-en-ciel, mais striée de raies plus ou moins sombres ; *en bas*, sous forme d'une courbe donnant de façon précise l'information de l'intensité en fonction de la longueur d'onde dans une région étroite. On note la dépression importante dans le spectre à 6 566 Angström : elle correspond à une raie d'absorption due à l'hydrogène.



De l'arc-en-ciel au spectrographe : un peu d'histoire

DÉTOUR PAR L'HISTOIRE DES SCIENCES : DESCARTES ET NEWTON

La décomposition de la lumière en un spectre de couleurs est une opération que la nature réalise avec panache, sous la forme toujours très spectaculaire de l'arc-en-ciel. Mais avant d'en arriver à une compréhension et une description du phénomène, il a fallu que quelques grands penseurs, et non des moindres puisqu'il s'agit

de René Descartes et d'Isaac Newton, s'interrogent sur deux phénomènes liés à la lumière : d'une part sa propagation dans les milieux autres que l'air et d'autre part la notion de mélange en composantes plus fondamentales que représente la lumière blanche.

Le phénomène de la réfraction, que l'on observe aisément sous l'image du bâton d'apparence brisée quand il est plongé obliquement dans l'eau, était connu des savants arabes qui l'avaient décrit. Johannes Kepler (1571-1630) nota bien que, lorsqu'il est petit, l'angle de réfraction varie en proportion de l'angle d'incidence mais ne put donner une expression plus générale.

C'est René Descartes qui découvre la loi précise, qui porte son nom, vers 1625, à peu près en même temps que Willebrord Snellius (dit Snell) mais ce dernier ne publie pas ses conclusions. Auparavant, Kepler avait édité en 1604 un ouvrage, *Ad Vitellionem paralipomena*, dans lequel il exposait les principes géométriques de l'optique, notamment celui de la propagation rectiligne, point de départ de Descartes qui considère des pinceaux ou rayons lumineux.

Les lois de Descartes, exprimées dans le *Discours de la méthode*, stipulent qu'un rayon lumineux incident, arrivant sur un dioptré, c'est-à-dire une surface séparant deux milieux transparents, se divise en un rayon qui pénètre le deuxième milieu (rayon dit réfracté) et un rayon réfléchi, les trois rayons se retrouvant toujours dans un même plan. Ces lois précisent par ailleurs que si l'on appelle i l'angle orienté entre le rayon incident et la normale au dioptré, et r l'angle orienté entre le rayon réfracté et la normale (voir les figures 2 et 3), alors le rapport $\sin(i)/\sin(r)$ est une constante dépendant des deux milieux séparés par le dioptré. Aujourd'hui, on écrit : $n_1 \sin(i) = n_2 \sin(r)$, où sont appelés indices de réfraction les quantités n_1 et n_2 qui sont propres, chacune, à un des milieux de part et d'autre du dioptré.

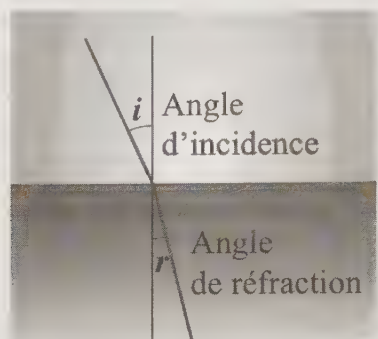
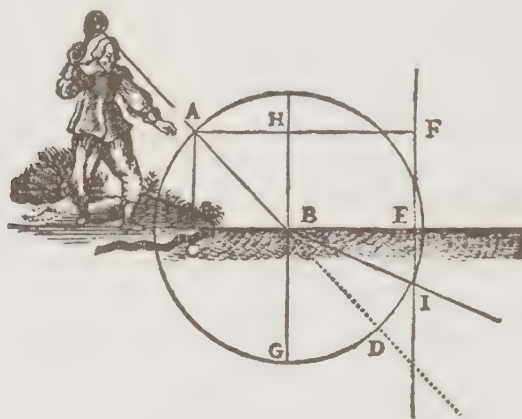


Figure 2. Un rayon lumineux tombant sur un dioptré, c'est-à-dire la surface séparant deux milieux transparents, suivant un angle i par rapport à la verticale (angle d'incidence), pénètre dans le second milieu suivant un angle r , dit angle de réfraction.

Cette loi, Descartes l'a établie en se donnant l'image d'une balle qui pénétrerait dans l'eau en modifiant sa vitesse. Il doit cependant faire des hypothèses très hardies et assez peu intuitives il faut bien le reconnaître. D'abord il suppose que la composante de la vitesse parallèle au dioptre est conservée et ensuite que la lumière, contrairement à la balle, pénètre dans l'eau avec plus de *facilité* que dans l'air, afin d'expliquer que le rayon dans l'eau se rapproche de la verticale : « Enfin, considérez que les rayons se détournent aussi, en même façon qu'il a été dit d'une balle quand ils rencontrent obliquement la superficie d'un corps transparent, par lequel ils pénètrent plus ou moins facilement que par celui d'où ils viennent, et cette façon de se détourner s'appelle en eux Réfraction » (Discours premier, De la lumière).

Figure 3. Dessin extrait du *Discours de la méthode* de René Descartes en illustration des lois de la réfraction,



Une polémique s'ensuit et conduit Fermat (1601-1665) à proposer un autre principe qui se révélera beaucoup plus riche, débouchant sur cette même loi de la réfraction. Ce principe énoncé en 1657, mais étendu au phénomène de réfraction qu'en 1662 dans le mémoire *Synthèse*, s'oppose à celui de Descartes car il se base sur un principe plus général et d'une certaine façon moral : *La nature agit toujours par les voies les plus courtes et les plus simples*, une loi qu'on retrouvera plus tard en mécanique sous la forme du *principe de moindre action*. Les lois de Descartes ont cependant le grand mérite d'être exactes, et auront des applications considérables au XVII^e dans la mise au point des lentilles, lunettes, télescopes et microscopes.

Des lois de la réfraction au principe de la dispersion de la lumière blanche, il y avait encore un pas important qui est franchi par un autre grand esprit, Isaac Newton (1643-1727). Entre 1670 et 1672, Newton, qui donne une série de cours sur l'optique, étudie

la réfraction de la lumière et conclut dans son traité *Opticks* que l'aspect irisé de la lumière du soleil à la sortie d'un prisme n'est pas dû à une coloration cachée du prisme, mais plutôt, et c'est une idée révolutionnaire, que la couleur est une propriété attachée à la lumière elle-même, avant même qu'elle ne pénètre le prisme. Pour le prouver, il fait suivre un prisme qui décompose la lumière blanche en un faisceau de couleurs, d'un objectif et d'un deuxième prisme et recompose alors le spectre multicolore en la lumière blanche originelle. Il interprète la séparation des couleurs par le fait que l'indice du verre n'est pas le même pour les différentes couleurs et donc que les angles de réfractions dans le verre sont différents et font s'écarter les pincesaux lumineux correspondants : c'est le phénomène de la *dispersion* sur lequel nous reviendrons dans la prochaine section.

Newton montre également que la lumière colorée extraite d'un faisceau multicolore, toujours en sortie d'un prisme, ne voit pas ses propriétés modifiées quand elle tombe sur divers objets : quels que soient les effets qu'elle subit, réflexion, dispersion ou transmission, la couleur demeure la même. La couleur est le résultat de l'interaction avec les objets d'une lumière contenant déjà la propriété de couleur plutôt qu'être une propriété des objets eux-mêmes.

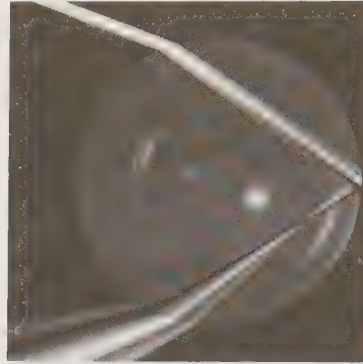
La notion essentielle de spectre, c'est-à-dire d'une somme de composantes, plus fondamentales, chacune possédant une propriété intrinsèque qui se conserve, la couleur (aujourd'hui on dirait une longueur d'onde), était née.

L'ARC-EN-CIEL

L'arc-en-ciel, cette superbe manifestation que la nature nous offre parfois, est dû à la dispersion de la lumière du Soleil par des gouttes d'eau qui doivent être approximativement sphériques. La lumière est d'abord réfractée en pénétrant la surface de la goutte, en suivant les lois de Descartes, puis subit une réflexion (presque complète) en arrivant au bord interne de la goutte et est réfractée à nouveau en sortant, comme l'indique la figure 4. L'effet final est que la lumière provenant du Soleil repart de la goutte en revenant globalement dans la direction du soleil mais sous un angle par rapport à lui d'environ 41° . Cet angle ne dépend pas de la taille de la goutte mais, en revanche, sa valeur précise dépend de la longueur d'onde c'est-à-dire de chaque couleur qui compose la lumière blanche. La couleur bleue est réfractée sous un plus grand angle que la lumière rouge, mais en raison de la focalisation dans

la goutte qui fait se croiser les faisceaux colorés, la lumière rouge apparaît plus éloignée par rapport au Soleil et forme la couleur la plus externe de l'arc-en-ciel.

Figure 4. Le phénomène de double réfraction (en entrée et en sortie) et de réflexion de la lumière dans une goutte d'eau sphérique, qui donne naissance au phénomène d'arc-en-ciel. On notera que si les faisceaux colorés ne se croisaient pas à l'intérieur de la goutte, le phénomène de séparation des couleurs ne serait pas aussi marqué car la réfraction en sortie aurait tendance à compenser celle en entrée.



Un arc-en-ciel n'a pas d'existence physique concrète autre que l'image formée sur notre rétine : pas de pot d'or à sa base, comme le veut la légende, car la base n'est pas localisée, l'illusion optique ayant une position apparente dépendant de l'observateur. Toutes les gouttes de pluie réfractent et reflètent la lumière du soleil de la même manière, mais seule une petite partie de la lumière provenant de ces gouttes atteint l'œil de l'observateur. Ce que nous percevons sous forme d'un arc-en-ciel n'est que l'image à l'infini formée par la lumière réfractée par ces gouttes de pluie.

Le principe du spectrographe

UN ARC-EN-CIEL AMÉLIORÉ : LE PRISME

La goutte d'eau comme spectrographe ? Ce serait fort inconmode et quelque peu volatil. Pourtant, le plus simple et le plus classique des spectrographes utilise cependant ce même phénomène de la dispersion de la lumière, lié à la variation d'indice du milieu avec la longueur d'onde. Ici le phénomène est exploité grâce à un composant optique simple, un prisme.

La section précédente rappelle que Descartes a établi qu'un rayon lumineux arrivant incliné sur une lame transparente, en verre par exemple, est dévié dans la lame d'un angle qui dépend directement de l'indice du verre, la déviation étant d'autant plus forte que l'indice est élevé. Si l'indice du verre varie avec la longueur d'onde, ce qui est pratiquement toujours le cas, alors un rayon lumineux

qui comporte deux longueurs d'onde — ou deux couleurs, ce qui revient au même — donnera dans la lame deux rayons distincts déviés chacun d'un angle propre à chacune des couleurs, comme l'illustre la figure 5.

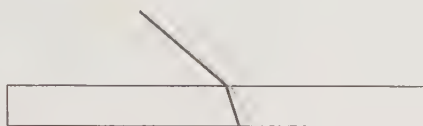


Figure 5. Deux rayons lumineux de couleur différente subissent une déviation différente quand ils pénètrent une lame de verre transparente sous un certain angle. C'est le phénomène de dispersion, observé et quantifié par Descartes et Newton.

On a ainsi bien produit l'effet recherché, celui de séparer les composantes du spectre de la source. A-t-on réalisé pour autant un spectrographe ? Pas vraiment encore, car la différence entre les angles de déviation est petite et la lame ne peut pas être d'une épaisseur déraisonnablement grande. On va donc exploiter le fait que, sur un trajet lumineux suffisant long, la différence entre les angles de déviation va se traduire par une séparation bien marquée des deux rayons. Un trajet dans l'air est le plus simple et il suffit donc en principe de récupérer les deux faisceaux à la sortie de la lame. C'est ici que l'idée du prisme apparaît : si la lame était à l'instar d'une vitre ordinaire avec ses deux faces parallèles, l'effet inverse se produirait à la traversée de la deuxième surface et les deux rayons redeviendraient à nouveau confondus¹. En revanche, si la deuxième face de la lame n'est pas parallèle à la première — on dit alors que la lame est prismatique —, alors les déviations en sortie ne compensent pas celles en entrée et un angle subsiste entre les deux rayons de couleurs différentes quand ils s'éloignent de la lame, comme l'illustre la figure 6.

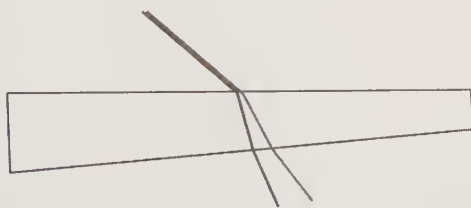


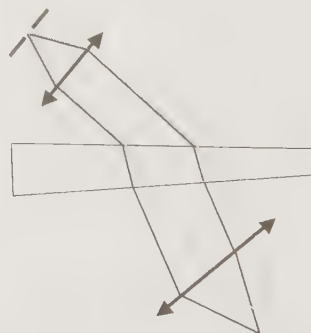
Figure 6. Deux rayons lumineux de couleur différente ressortiront d'une lame de verre prismatique sous deux angles de déviation différents.

Dans l'air, l'écart entre les deux rayons grandit et au bout d'une certaine distance, ils seront suffisamment séparés pour permettre une analyse de l'intensité à chacune des deux longueurs d'onde : le but est atteint, on a réalisé un spectrographe, tout aussi élémentaire soit-il.

1. Ils ne le sont pas vraiment car dans l'épaisseur de la lame ils se sont un peu séparés, mais ils sont parallèles et très proches : un long trajet dans l'air ne les séparera pas davantage.

Élémentaire, il l'est en effet : le pinceau lumineux fin, supposé tomber sur la lame avec une inclinaison donnée n'est guère réaliste si on considère les sources lumineuses dont on dispose, en particulier en astronomie¹. En réalité, on fera plutôt arriver sur la lame un faisceau cylindrique dont tous les rayons seront parallèles entre eux. Pour réaliser ce faisceau, on utilise ce qu'on appelle un *collimateur*, qui est tout simplement une lentille au foyer de laquelle sera placée la source ponctuelle qu'on étudie, par exemple l'image d'une étoile au foyer d'un télescope. On pourra objecter que tous les rayons lumineux vont alors se chevaucher en sortie et qu'on a perdu l'avantage de la séparation des deux rayons de longueur d'onde différents – rouge et bleu dans notre exemple. Il n'en est rien, car ce qui est important, c'est qu'en sortie de la lame, tous les rayons d'une couleur donnée sortent sous un certain angle, différent de celui sous lequel sortent les rayons d'une autre couleur : en effet, en disposant un « anticollimateur », c'est-à-dire tout simplement une autre lentille, qui peut ou non être identique à celle du collimateur, on va exploiter cet écart angulaire et former à son foyer deux points lumineux séparés, chacun d'une couleur précise. C'est ce qu'illustre la figure 7. On appelle *objectif de chambre* cette deuxième lentille.

Figure 7. À partir d'une source ponctuelle, grâce à une première lentille, on forme un faisceau parallèle qui tombe sur la lame sous un angle choisi, tandis qu'une deuxième lentille, après la lame, permet de reformer deux images séparées de la source, chacune à une longueur d'onde donnée.



Source, collimateur, lame prismatique, objectif de chambre, notre spectrographe est presque complet. On va encore lui adjoindre un détecteur panoramique, par exemple un détecteur CCD (cf. chap. 2) à faible bruit dans le plan focal de l'objectif de chambre, afin de fixer les images du spectre et en obtenir une mesure quantitative. Enfin, un élément qui apparaît symboliquement dans le schéma de la figure 7, mais qui est un accessoire souvent indispensable,

1. Ce pinceau lumineux correspondrait à la situation d'un laser, mais dans ce cas, chercher à obtenir un spectre n'est guère intéressant puisque la caractéristique principale de ce type de source est de produire une lumière parfaitement monochromatique.

la *fente d'entrée* du spectrographe. C'est un masque opaque placé au foyer du collimateur et dans lequel est découpée une fine fente dont la grande longueur est perpendiculaire au plan de la figure. Cette fente garantit que la partie de la source vue par le spectrographe n'est pas étendue dans une direction perpendiculaire à l'axe d'arrivée des rayons sur la lame. En effet, l'existence de différents angles d'arrivée des rayons sur la lame aurait comme effet de mélanger partiellement les couleurs en sortie, ce qu'il faut, bien entendu, éviter.

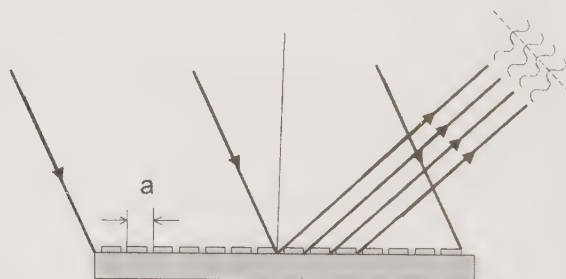
LE SPECTROGRAPHE À RÉSEAU

Parmi les inconvénients du prisme, on doit citer sa taille et son encombrement dès lors qu'on cherche à atteindre de grandes résolutions spectrales. Produire des blocs de verre de grand volume, tout en garantissant une très bonne homogénéité de leurs propriétés optiques devient alors une gageure. L'absorption dans le verre est une autre limitation. Mais c'est probablement la limite en résolution spectrale qui a fait que le spectrographe à prisme s'est vu supplanté progressivement par le *spectrographe à réseau*. Il fallait en effet faire se succéder une suite de prismes pour atteindre des résolutions importantes, ce qui conduisait à des instruments encombrants et peu lumineux.

Le spectrographe à réseau utilise le principe des interférences lumineuses qui découle directement de la nature ondulatoire de la lumière. On comprend bien que deux vagues qui proviennent de deux directions différentes et se croisent vont se renforcer si leurs crêtes arrivent au même moment au point de croisement, tandis qu'elles vont se compenser si c'est le creux de l'une qui correspond à la crête de l'autre. On dit que deux ondes sont en phase, ou encore qu'elles sont constructives, si elles s'additionnent et en opposition de phase (ou destructives) si elles se détruisent mutuellement. Cette idée s'applique aux ondes lumineuses et l'on est ainsi capable, avec un montage optique approprié, de produire des effets d'extinction ou de renforcement de brillance, les *interférences lumineuses*, à partir d'une source lumineuse unique dont on extrait plusieurs faisceaux qu'on va recombinaisonner. Il est intuitif que les interférences ne seront pas les mêmes pour deux trains de vagues de longueurs d'onde différentes, on comprend donc bien qu'on a là une piste pour séparer les longueurs d'onde. C'est ce phénomène qu'on exploite dans un réseau.

Un *réseau* est une surface plane réfléchissante sur laquelle a été gravée une série de rainures très fines parallèles entre elles et séparées par des distances très petites, de quelques micromètres à quelques dizaines de micromètres. Si un faisceau lumineux parallèle tombe sur la surface, alors chaque rainure, parce qu'elle est très petite, va renvoyer de la lumière dans toutes les directions : on dit qu'elle *diffracte*. On a une bonne idée de ce phénomène quand on voit des poussières danser dans la lumière du soleil : chaque particule de poussière paraît lumineuse quelle que soit la direction où l'on se trouve. Dans une direction donnée, il existe une longueur d'onde pour laquelle les ondes émises par toutes les rainures seront en phase et vont donc d'additionner, comme l'illustre la figure 8. Dans une direction un peu différente, les ondes à cette même longueur d'onde sont en quelque sorte désynchronisées et comme il y en a un très grand nombre, elles s'annulent mutuellement. À une direction donnée est donc associée une longueur d'onde unique¹ dont l'intensité est préservée, tandis qu'à toutes les autres longueurs d'onde le phénomène destructif est extrêmement efficace, d'autant plus qu'il y a un grand nombre de rainures (on dit de *traits*) sur le réseau. Au final, on a bien obtenu l'effet recherché : chaque longueur d'onde est isolée dans une direction donnée.

Figure 8. Le principe du réseau de diffraction : chaque rainure gravée sur la surface du réseau renvoie de la lumière dans toutes les directions. Dans une direction donnée, il existe une longueur d'onde unique pour laquelle toutes les ondes issues des différentes rainures sont constructives. Dans cette même direction mais à une longueur d'onde différente, les ondes sont incohérentes entre elles et se détruisent mutuellement.



En pratique, pour avoir une bonne séparation des longueurs d'onde, on cherche à avoir un grand nombre de traits par unité de longueur, de l'ordre de 40 à 200 par millimètre, ce qui est réalisé avec des machines très précises équipées d'outils en diamant, et on utilise le réseau avec des angles importants d'arrivée et de départ du faisceau, du même côté du réseau : on montre en effet que plus il y a d'écart² entre deux ondes issues de deux rainures successives

1. En toute rigueur, les longueurs d'onde qui sont des sous-multiples de cette longueur d'onde vont également produire des interférences constructives dans cette direction : on en tient compte dans le spectrographe en disposant un filtre qui coupe ces longueurs d'ondes plus courtes.
2. On désigne cet écart par le terme de différence de marche, qu'on exprime en multiple de la longueur d'onde : plus ce multiple – appelé ordre d'interférence – est grand et plus la séparation des longueurs d'onde est efficace.

et meilleure est la séparation en longueur d'onde. Un progrès important a été apporté par le réseau échelette, dénommé ainsi en raison du profil particulier des rainures en marche d'escalier (cf. Fig. 9) qui permettent de bien mieux concentrer la lumière dans la direction où l'analyse spectrale doit se faire, les facettes réfléchissantes se comportant comme des petits miroirs.

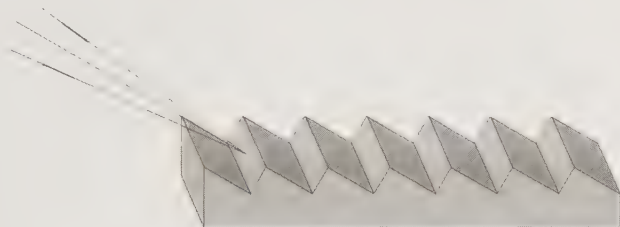


Figure 9. Profil du réseau échelette où les rainures gravées ont des facettes qui réfléchissent la lumière très efficacement dans la direction d'analyse

Du point de vue de sa mise en œuvre dans un instrument, le réseau s'utilise d'une façon tout à fait analogue à celle du prisme : on le place dans le faisceau parallèle issu d'un collimateur et un objectif de chambre reforme l'image de la fente d'entrée, celle-ci étant orientée parallèlement aux traits du réseau. La figure 10 illustre cette configuration.

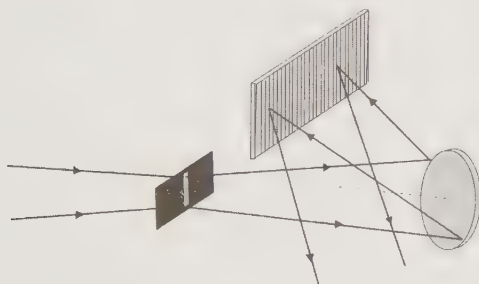
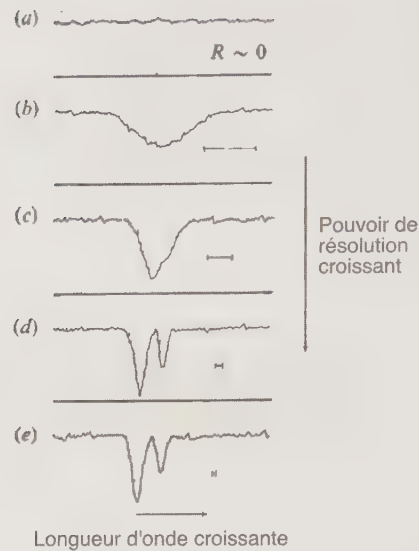


Figure 10. Dispositions respectives de la fente d'entrée, de l'optique du collimateur (ici un miroir sphérique) et du réseau.

LES PERFORMANCES D'UN SPECTROGRAPHE : RÉSOLUTION, DOMAINE SPECTRAL

Puisque le but d'un spectrographe est de séparer les longueurs d'onde, sa caractéristique principale sera son *pouvoir séparateur*. On peut le quantifier à partir de la plus petite différence de longueur d'onde $\Delta\lambda$ entre deux couleurs qu'on peut distinguer sans ambiguïtés. On appelle cette quantité *élément de résolution spectrale*. La figure 11 montre comment l'information devient de plus en plus précise quand le pouvoir séparateur augmente et donc que l'élément de résolution spectrale devient de plus en plus petit.

Figure 11. Observation d'un motif dans un spectre (une raie double en absorption) quand le pouvoir de résolution augmente : d'une simple dépression, on passe à la séparation en deux composantes distinctes. L'élément de résolution spectrale est indiqué par le segment à droite de chaque courbe.



En pratique, deux facteurs interviennent pour déterminer ce pouvoir : d'une part la capacité optique du prisme ou du réseau à produire des écarts angulaires grands entre deux longueurs d'onde données et d'autre part la largeur de la fente qui doit être la plus petite possible. En fait cette largeur est limitée par la taille de l'image qu'on veut analyser : en astronomie c'est bien souvent la taille moyenne de l'image d'une étoile au foyer du télescope, taille qui dépend en particulier de la turbulence atmosphérique. Disons qu'en général, on considère des largeurs de fente qui correspondent à quelques secondes d'arc sur le ciel : pour une étoile, on pourra ainsi recueillir toute sa lumière qui entrera dans la fente d'entrée. En ce qui concerne le prisme, on montre qu'il doit être de grande taille et posséder un angle entre les deux faces bien précis, qui dépend de son indice, afin de donner une déviation maximale ; son verre doit être très *dispersif* c'est-à-dire posséder un indice qui varie rapidement avec la longueur d'onde. Quant au réseau, on a déjà signalé les caractéristiques qui le rendent efficace : grand nombre de traits et forte inclinaison des faisceaux. On montre que le pouvoir de résolution maximal est directement donné par le rapport de la longueur du réseau à la longueur d'onde. Un réseau de grande taille est donc nécessaire pour atteindre un grand pouvoir séparateur.

Une notion directement liée au pouvoir séparateur, et plus souvent utilisée, est celle de *pouvoir de résolution*. Le terme de *résolution spectrale* est équivalent. On le définit comme un rapport sans dimension : celui de la longueur d'onde moyenne d'analyse à l'élément de résolution. On le note $R = \lambda / \Delta\lambda$.

La résolution adoptée pour un spectrographe est variable suivant le but qu'on cherche à atteindre : la spectroscopie de galaxies lointaines et très faibles ne peut se concevoir qu'à un pouvoir de résolution modeste sinon trop peu de lumière parviendrait dans un élément d'analyse en longueur d'onde alors que l'information obtenue est suffisante pour, par exemple, mesurer sa distance. On considère en général qu'une résolution de 2000 est bien adaptée. En revanche, pour la spectroscopie d'une source brillante comme le Soleil où des effets physiques extrêmement fins peuvent être recherchés, des pouvoirs de résolution de plusieurs centaines de milliers sont courants.

Un deuxième facteur de performance d'un spectrographe est le domaine de longueur d'onde qu'il est capable d'analyser en une seule fois, et qu'on nomme *domaine spectral*. Plus cette quantité est grande et plus l'information extraite du spectre sera riche. La taille des détecteurs limite souvent ce domaine spectral. On notera que le prisme possède l'avantage sur le réseau d'avoir un domaine spectral qui n'est borné que par la transmission du verre utilisé, le réseau étant quant à lui limité en principe à une octave, voire moins si on veut atteindre une très haute résolution spectrale. Cependant une astucieuse combinaison optique permet de surmonter cette limite et de combiner simultanément grand domaine spectral et grande résolution avec un réseau. Pour cela on fait intervenir un deuxième réseau ou un prisme, moins résolvant et dispersant la lumière dans une direction perpendiculaire : le spectre se répartit alors suivant des bandes superposées qui peuvent tapisser la surface d'un détecteur de type CCD. Ce montage de plus en plus répandu s'appelle le *spectrographe échelle croisé*.

La figure 12 montre un exemple de spectre produit par un tel instrument.



Figure 12. Exemple de spectre produit par un spectrographe échelle croisé qui combine très grande résolution et très grand domaine spectral, deux performances souvent recherchées simultanément.

D'autres facteurs de qualité interviennent pour juger d'un spectrographe, en particulier sa transmission : il ne faut par exemple pas qu'il perde 95 % des photons arrivant sur le télescope en raison de trop nombreux éléments optiques.

L'extraordinaire richesse de l'information spectroscopique

Voici donc notre télescope muni d'un spectrographe qui permet de décomposer la lumière des astres ; mais quelle information va-t-on pouvoir extraire de cette décomposition ? Après tout, l'expérience courante me dit que de savoir que le ballon est bleu plutôt que rouge, *a priori* ne m'indique rien sur la matière dont il est fait, sur la pression qui le maintient sphérique, sur la vitesse à laquelle il a été lancé, etc. Et pourtant, si j'avais eu le loisir de saisir au vol un spectre du ballon, j'aurais probablement eu accès à ces trois informations ou au moins à certains éléments qui y sont potentiellement présents.

Il est toujours étonnant de réaliser l'extraordinaire richesse de cette information spectroscopique qui donne accès à une très grande variété de grandeurs physiques. On peut ainsi, par l'analyse d'un spectre obtenir la vitesse d'un astre et même la distribution de vitesse de ses composantes – si c'est une galaxie par exemple ; déterminer la composition de la matière qui le constitue suivant les différents éléments du tableau atomique, voire en molécules complexes ; connaître l'état de cette matière : ionisé, atomique, moléculaire, solide, gazeuse ; remonter à la température ; mesurer la densité ou la pression ; connaître l'intensité et la direction du champ magnétique. Ces grandeurs, l'astrophysicien s'en empare alors pour contraindre les modèles qui décrivent les objets et leurs interactions. Il en tire des prédictions que d'autres mesures spectroscopiques vont confirmer ou infirmer, dans un cycle constamment répété. On comprend ainsi mieux l'affirmation que nous avons faite en introduction : l'astrophysique est née sûrement de la spectroscopie.

Avant de passer en revue ces différentes informations en donnant quelques exemples, nous allons d'abord analyser brièvement la structure d'un spectre et les motifs qu'on peut y repérer.

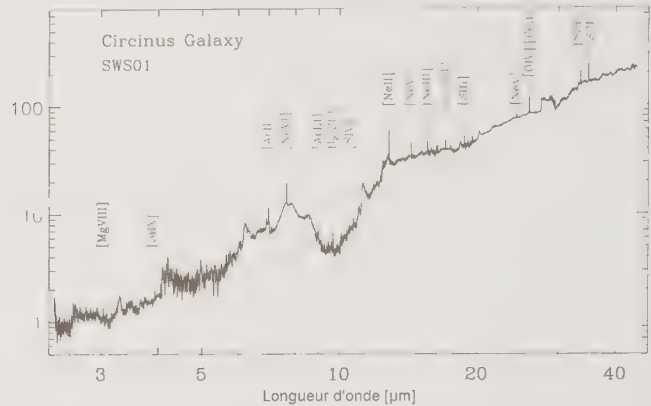
Un spectre se présente généralement comme une courbe traduisant l'intensité de la lumière suivant la longueur d'onde. La figure 1 montrait un fragment de spectre du Soleil. La figure 13 montre un exemple de spectre, ici celui assez caractéristique d'une galaxie dite « à flambée » dans laquelle la formation d'étoiles est intense. Ce spectre est mesuré dans le domaine infrarouge, soit ici des longueurs d'onde comprises entre 2 et 50 micromètres. Deux grandes familles de caractères, qu'on peut bien identifier sur cet exemple, vont structurer un spectre : d'une part la forme du continu et d'autre part des motifs localisés qu'on appelle *raies* ou parfois bandes.

Dans le premier cas, on considère l'allure globale de la courbe, qu'on appelle continuum : monte-t-elle, ou au contraire décroît-elle avec la longueur d'onde ? Suivant quelle loi ? Est-elle en forme de cloche ? Présente-t-elle des transitions brutales ? Dans le cas de l'exemple de la figure 13, on note par exemple que ce continuum est d'abord assez plat, pour λ entre 2 et 6 micromètres, puis qu'il se met à croître assez régulièrement.

Pour la seconde famille de caractères, il s'agit d'accidents locaux, le plus souvent sur une toute petite étendue en longueur d'onde et qui se présentent sous forme d'un pic ou d'une bosse ou bien au contraire comme un creux. La position, la forme, la hauteur et la largeur de ces bosses ou creux sont des données importantes. Ces motifs sont presque toujours liés à des phénomènes microscopiques au niveau de l'atome ou de la molécule, voire du noyau atomique. Ils sont donc le plus généralement des signatures précises de tel ou tel élément chimique ou composé qu'on a pu identifier au laboratoire, en particulier par la position très précise de ces motifs dans le spectre, c'est-à-dire par leur longueur d'onde. Mais parfois ces motifs ne sont pas observés exactement là où on les attendait et ce décalage est porteur également d'une information très importante : celle de vitesse. De tels motifs sont bien apparents sur la figure 13 : la majorité se présente sous forme de pics étroits : des raies en émission, et l'indication au-dessus de chacun des pics correspond à l'identification faite par les astronomes de l'élément responsable de cette raie. On note également des motifs nettement plus larges, par exemple à 6,6 et 7,8 et 11,3 micromètres : on les appelle *bandes* et ils caractérisent ici la présence de grosses molécules, des assemblages de cycles benzéniques. Enfin, on remarque également des motifs en creux qu'on appelle raie ou bande en

absorption ; en particulier celui à 10 micromètres caractérise quant à lui la présence de petites particules microniques de poussière de silicate dans le milieu interstellaire de cette galaxie.

Figure 13. Exemple de spectre d'une galaxie qui forme intensivement des étoiles. Ce spectre a été obtenu dans le domaine infrarouge. On peut y distinguer de nombreux motifs chacun étant caractéristique, soit d'un élément chimique, soit de molécules, soit encore de particules solides, on note également l'allure globalement croissante avec la longueur d'onde qui donne une bonne estimation de la température moyenne qui règne dans cette galaxie.



Une fois identifiées les raies et bandes, on doit mesurer leur hauteur et largeur pour en extraire l'information physique pertinente : par exemple en comparant la hauteur de deux raies dues à un même élément chimique, on peut en déduire la température du milieu, ou bien encore en mesurant la largeur d'une raie, on peut décrire la vitesse des mouvements turbulents dans une galaxie.

MESURES DE VITESSES

Le mouvement et la dynamique des corps célestes ont été l'une des premières tâches de l'astronomie puisqu'il fallait expliquer l'étrange mouvement apparent des planètes¹. Après les observateurs, vinrent Newton, Laplace, Einstein pour ne citer que les plus grands, qui établirent les lois de l'interaction gravitationnelle entre les astres et les lois de la mécanique de leur mouvement, y compris dans des conditions extrêmes de vitesse ou de condensation de la masse que décrit la relativité générale. Vérifier ces lois et surtout les utiliser pour en extraire des informations sur les objets eux-mêmes est rapidement devenu une des facettes importantes de la spectroscopie.

L'effet Doppler-Fizeau

La base de la mesure d'une vitesse est l'effet Doppler-Fizeau : cet effet correspond à une diminution apparente de la longueur d'onde (un bleuissement) mesurée par un observateur en mouvement par

1. *Planète* signifie « astre errant » en grec ancien.

rapport à une source de lumière qui s'approche, et inversement une augmentation de longueur d'onde (rougissement) quand la source s'éloigne. On peut le comprendre aisément avec l'image des vagues, illustrée par la figure 14. Considérons les deux instants où les crêtes de deux vagues successives quittent la source : celle-ci a avancé vers l'observateur alors la distance entre les deux crêtes est plus petite que si la source était restée fixe. La formule qui donne la variation de longueur d'onde avec v , la vitesse relative de la source et de l'observateur, est la suivante : $\Delta\lambda = \lambda v / c$ où c est la vitesse de la lumière et v est compté positivement quand la source s'éloigne et négativement quand elle s'approche.

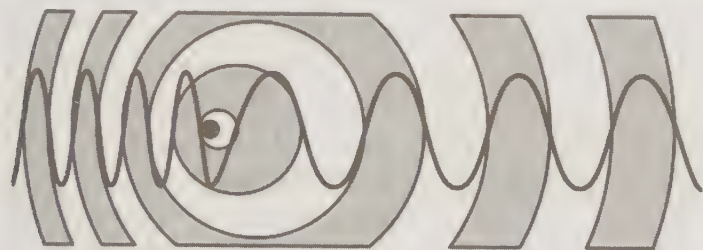


Figure 14. Illustration de l'effet Doppler-Fizeau : la source se déplace vers la gauche en émettant des ondes sphériques autour d'elle : ces ondes se tassent et la longueur d'onde devient du coup plus courte vers l'avant du mouvement, tandis que l'effet contraire se produit vers l'arrière.

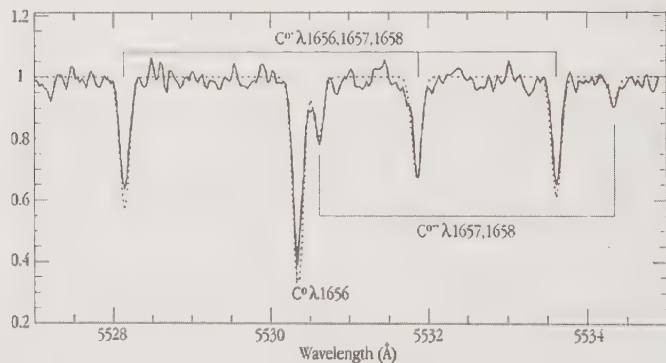
Il existe une formule un peu plus complexe qui tient compte des effets relativistes quand v devient très grand, c'est-à-dire s'approche de la vitesse de la lumière.

Comme c est très grand devant v , le plus généralement, le décalage est très petit : vous ne pourrez par exemple pas compter sur lui pour percevoir comme vert un feu de circulation au rouge, ou alors la verbalisation sera à la mesure de votre excès de vitesse (environ un tiers de la vitesse de la lumière) !

Pour donner une idée de l'amplitude de cet effet considérons le cas d'une planète comme la Terre, en orbite autour du Soleil : la vitesse orbitale est de 30 km/s et produirait donc un décalage relatif des longueurs d'onde pour un observateur lointain d'un dix millième au maximum – la vitesse de la lumière valant 300 000 km/s – qui n'est pas facile à mesurer. En revanche, la lumière d'une galaxie lointaine qui serait à la distance de 40 Mpc (cf. chap. 3) et s'éloigne de nous à 3 000 km/s en raison de l'expansion de l'univers, sera décalée relativement vers le rouge d'un centième, ce qui devient un effet facilement mesurable avec un spectrographe même peu résolvant.

Comment mesure-t-on effectivement ce décalage ? Bien entendu, ce ne peut pas être sur le continuum qui ne comporte aucuns repères précis. Il faut un ou plusieurs motifs connus, isolés, repérés précisément en longueur d'onde et on devine bien que les raies en absorption ou en émission sont des candidats idéaux. On sélectionne ainsi quelques raies identifiées sans ambiguïtés, par exemple des raies caractéristiques de l'hydrogène, un élément universellement présent dans l'univers, et on repère très précisément leur position par rapport à des raies connues, produites par une source associée au spectrographe, par exemple une lampe contenant des gaz rares (néon, xénon, etc.). La figure 15 illustre cette mesure pour un quasar très lointain où plusieurs raies produites par le carbone neutre ont été identifiées. Ces raies sont normalement observées dans le domaine ultraviolet comme l'indiquent les valeurs indiquées près des raies, or on les observe ici dans le domaine visible comme on peut le voir sur l'échelle du bas qui correspond à la mesure effective. Il y a ainsi un très grand décalage entre les longueurs d'onde mesurées et celles « au repos » (c'est-à-dire mesurées au laboratoire). On peut déduire de son spectre que ce quasar s'éloigne de nous à une vitesse égale à 0,835 fois celle de la lumière et que la lumière que nous captons a été émise quand l'univers n'avait que 3 milliards d'années après la singularité du big-bang.

Figure 15. Exemple de spectre d'un quasar distant, à partir duquel il est possible de déterminer la vitesse de cet astre. Les chiffres à côté des raies identifiées sont les longueurs d'onde connue au laboratoire de ces raies du carbone neutre. On constate que la mesure effective (échelle des abscisses) par le spectrographe donne des longueurs d'onde bien plus grandes traduisant une vitesse d'éloignement extrêmement élevée.



Illustrons par deux autres exemples de l'astronomie moderne, ce que de telles mesures de vitesse peuvent apporter.

Détection des exoplanètes et détermination de leur masse

On sait qu'un grand nombre d'exoplanètes ont été détectées depuis 1995, date de la première découverte par Michel Mayor et Didier Queloz (cf. Chap.3). La plupart l'ont été de façon indirecte par la méthode des vitesses radiales. De quoi s'agit-il ? Considérons une planète en orbite autour d'une étoile. On pense en général, à

tort, que le centre de l'orbite de la planète est le centre de l'étoile. Ce n'est que presque vrai, en fait le centre se situe sur le centre de gravité des deux astres, soit un peu décalé par rapport au centre de l'étoile : par exemple dans le cas de Jupiter et du Soleil, ce point se situerait juste sur la surface du Soleil (c'est un hasard). L'étoile, comme la planète, est en « orbite » autour de ce centre de gravité, le seul point fixe du système, et donc possède une certaine vitesse orbitale. C'est cette vitesse que les astronomes ont cherché à mesurer, car celle de la planète est totalement inaccessible en raison de l'éblouissement énorme produit par la lumière de l'étoile. Si une vitesse est détectée, alors c'est qu'un autre corps est en orbite autour de l'étoile visée et une règle de trois permet alors de déterminer la masse de cet autre corps. Ce peut être une autre étoile, ce qui est bien sûr courant, ou ce peut être, circonstance plus intéressante, une planète. Dans ce dernier cas, c'est une vitesse de l'ordre de quelques dizaines à centaines de m/s qui est recherchée, donc produisant un effet Doppler-Fizeau extrêmement ténu : pour $v = 100$ m/s, les raies ne se décalent que de 0,3 millionième de leur longueur d'onde ! Malgré cette petitesse, les astronomes ont pu relever le défi en mettant au point des techniques de spectrographie très pointues. Pour n'en citer que quelques-unes :

- Le spectrographe possède une très haute résolution et couvre un grand domaine spectral pour faire la mesure sur un très grand nombre des raies présentes dans la lumière de l'étoile : le spectrographe échelle croisé mentionné plus haut s'impose bien sûr ;
- Le spectrographe est totalement isolé des perturbations mécaniques et thermiques en l'enfermant dans un caisson thermostaté, à pression constante et découplé des vibrations ;
- La lumière est amenée jusqu'au spectrographe par une fibre optique qui est elle-même segmentée pour que les mouvements d'agitation de l'image de l'étoile au foyer du télescope soient « oubliés » ;
- Les effets de vitesse de l'observateur – situé sur Terre donc subissant son mouvement orbital de 30 km/s, soit 300 fois celui qu'on cherche à mesurer – sont soustraits avec soins ;
- Des comparaisons automatisées avec les spectres enregistrés d'étoiles analogues sont faites informatiquement.

La précision atteinte est désormais de 1 m/s avec le meilleur instrument au monde, HARPS installé par l'Europe sur un télescope au Chili, ce qui est assez remarquable et permet désormais de prétendre à la détection de planète de la taille d'Uranus, voire de « grosses » terres.

La masse noire des galaxies et amas de galaxies

Un des résultats marquants de la technique Doppler-Fizeau est certainement la mise en évidence de la « masse noire », c'est-à-dire cette composante massive de l'univers dont on ne connaît pas encore la nature mais qui représente 83 % de sa masse. C'est en fait dès les années 30 que l'astronome suisse Fritz Zwicky posa le premier le problème de l'incohérence entre la masse apparente des galaxies et leur vitesse dans les amas de galaxies. Dans ces amas, les galaxies sont en quelque sorte liées entre elles par la gravitation, chacune étant en orbite autour du centre de gravité commun. Zwicky avait mesuré par la méthode Doppler-Fizeau les vitesses des composantes d'un amas particulier – celui de Coma – et en appliquant les lois de Kepler, il avait déduit la masse totale de l'amas, un peu comme on peut déduire la masse du Soleil en mesurant les vitesses des planètes. Connaissant ailleurs la luminosité de l'amas, il pouvait, avec des hypothèses raisonnables sur la distribution des types d'étoiles dans les galaxies, calculer la masse totale des étoiles donc, pensait-il, celle de l'amas. Le rapport entre les deux masses, la « dynamique » et la « lumineuse », était énorme : un facteur 400.

Le résultat de Zwicky ne fut pas pris au sérieux et ce n'est que quarante ans plus tard avec de nouvelles mesures, cette fois-ci dans des galaxies individuelles, que le problème de la masse manquante se posa à nouveau. Si on considère une galaxie vue par la tranche ou presque, comme la galaxie d'Andromède, on peut, en appliquant la technique Doppler-Fizeau, mesurer tout au long de son grand axe la vitesse d'ensemble des étoiles, ou plus exactement la composante de cette vitesse dans la direction de l'observateur. La plupart des étoiles ont par exemple plusieurs raies bien marquées due à l'hydrogène (cf. Fig. 1) donc clairement apparente dans le spectre pris sur la galaxie, qui est l'addition de tous les spectres individuels des étoiles ; on peut alors mesurer le décalage de cette raie. La vitesse qu'on en déduit donne presque directement la masse à l'intérieur de l'orbite des étoiles dans la galaxie. Comme par ailleurs on connaît la distribution de la masse « lumineuse » des étoiles au long du grand axe de la galaxie on peut comparer les deux

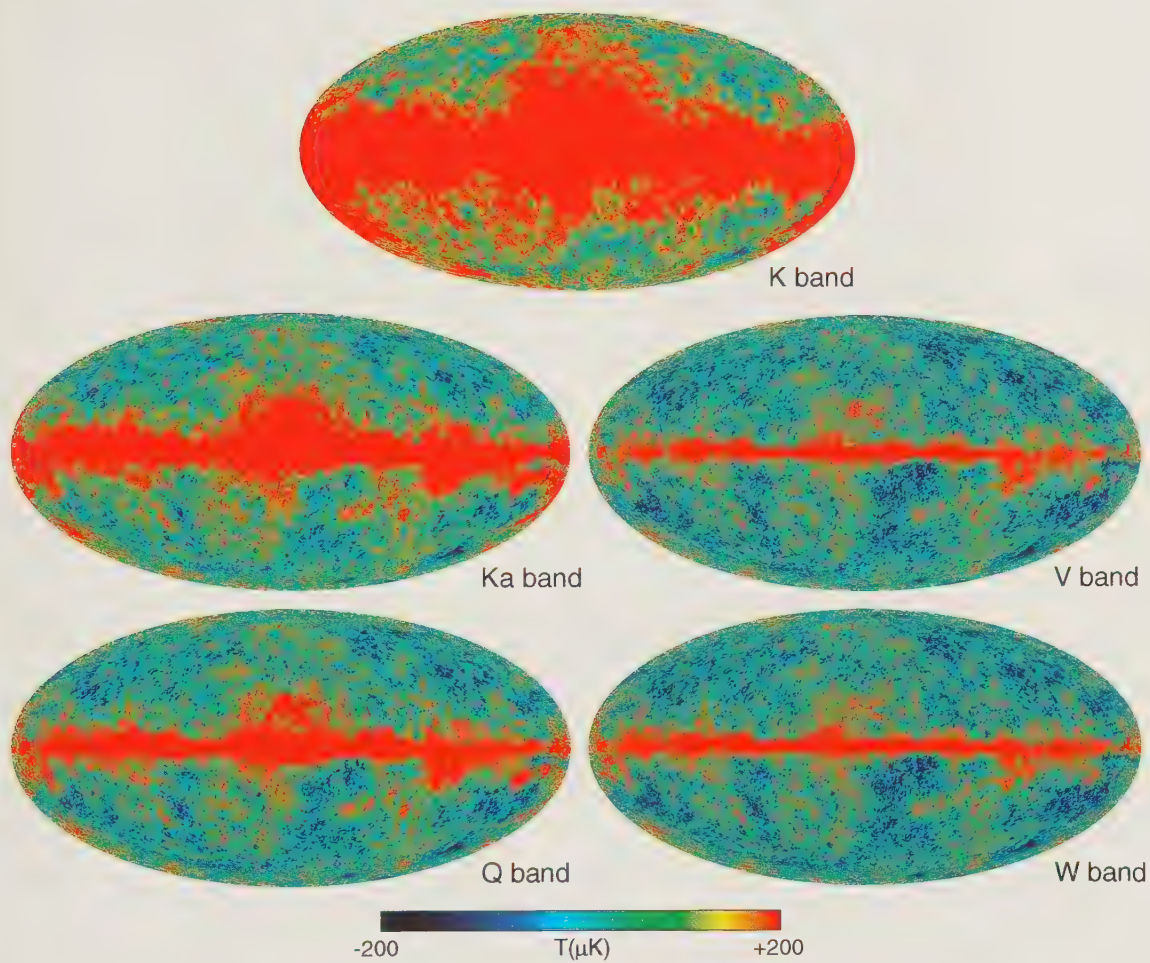


Planche 1

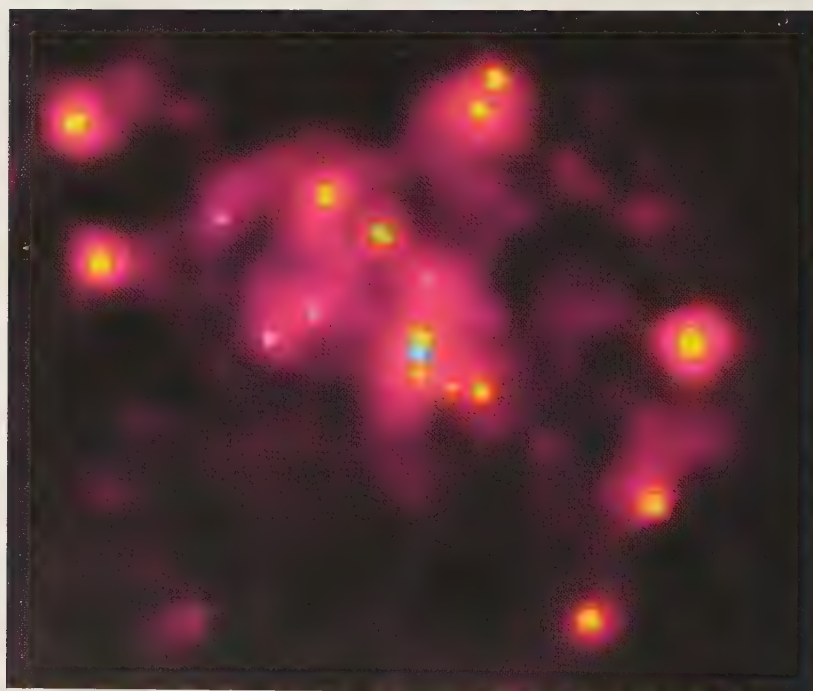
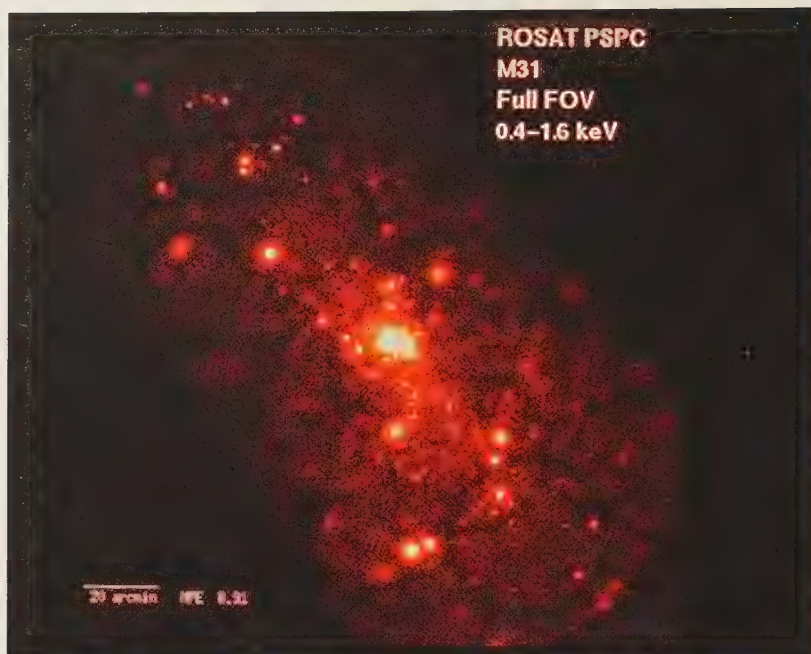


Planche 2

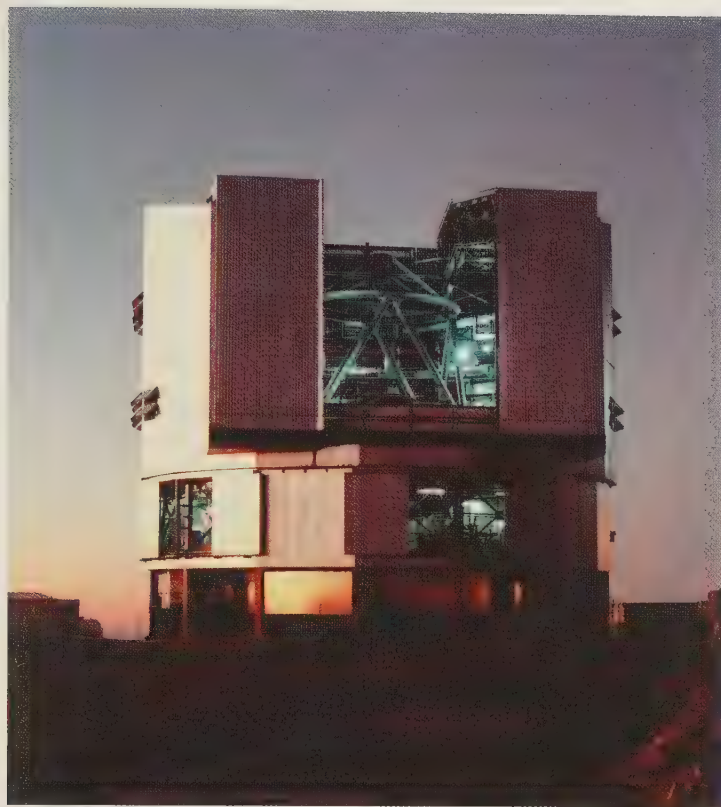


Planche 3



Planche 4

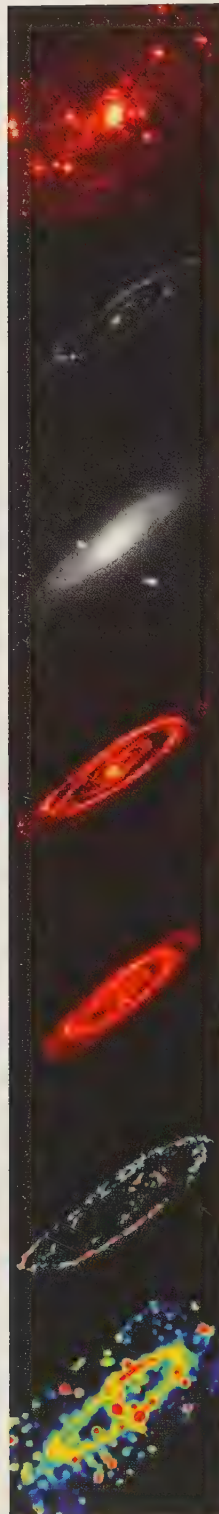


Planche 5

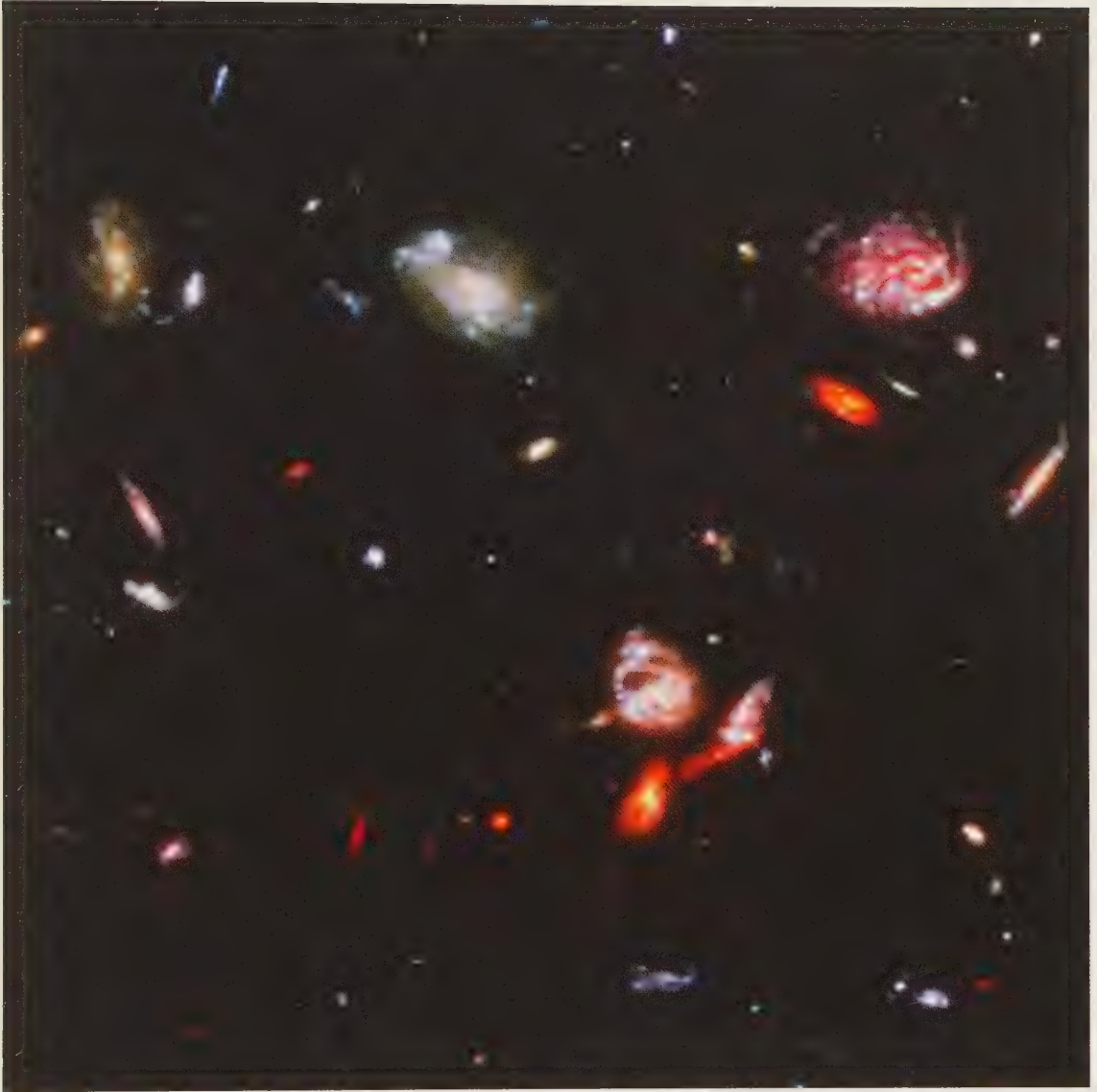


Planche 6



Planche 7

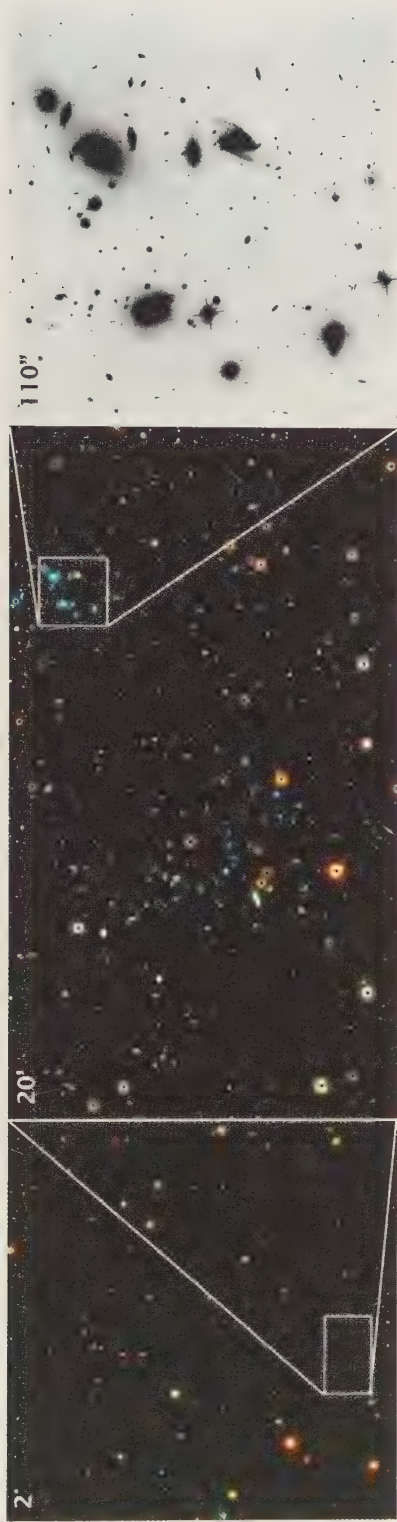


Planche 8

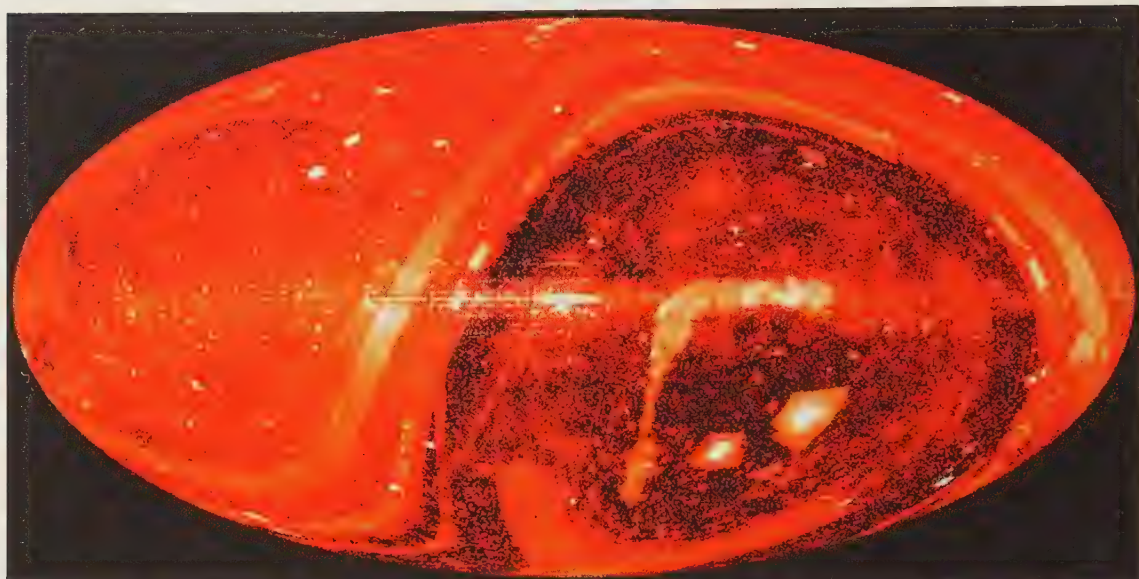


Planche 9

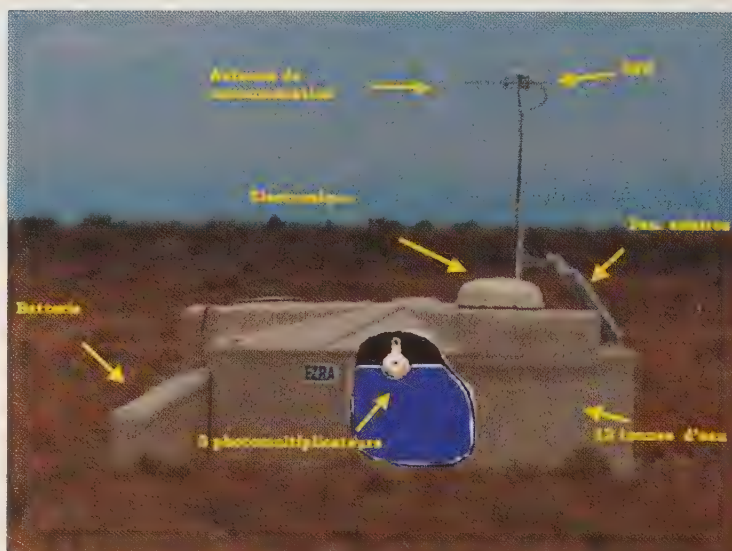


Planche 10

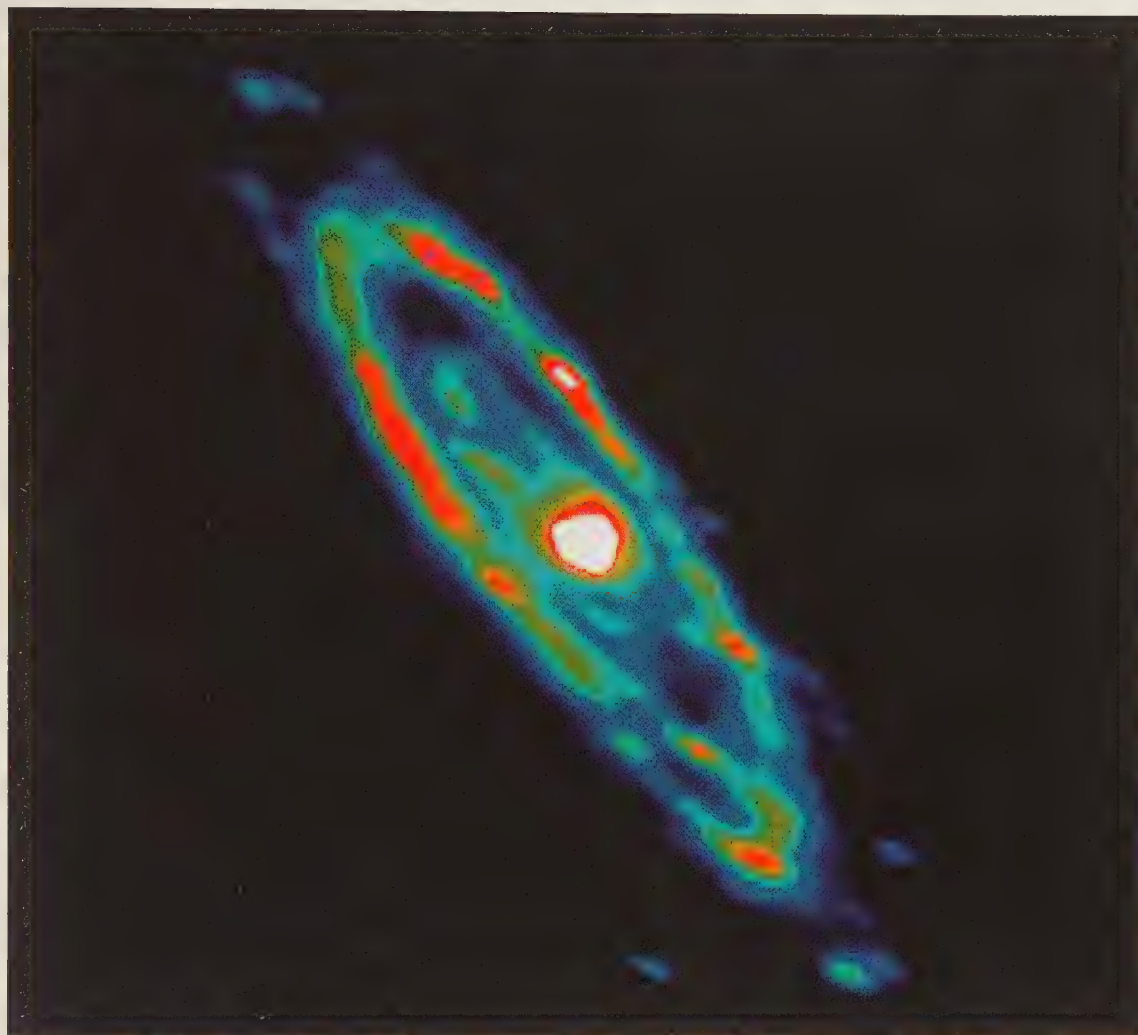


Planche 11



Planche 12

RGB img

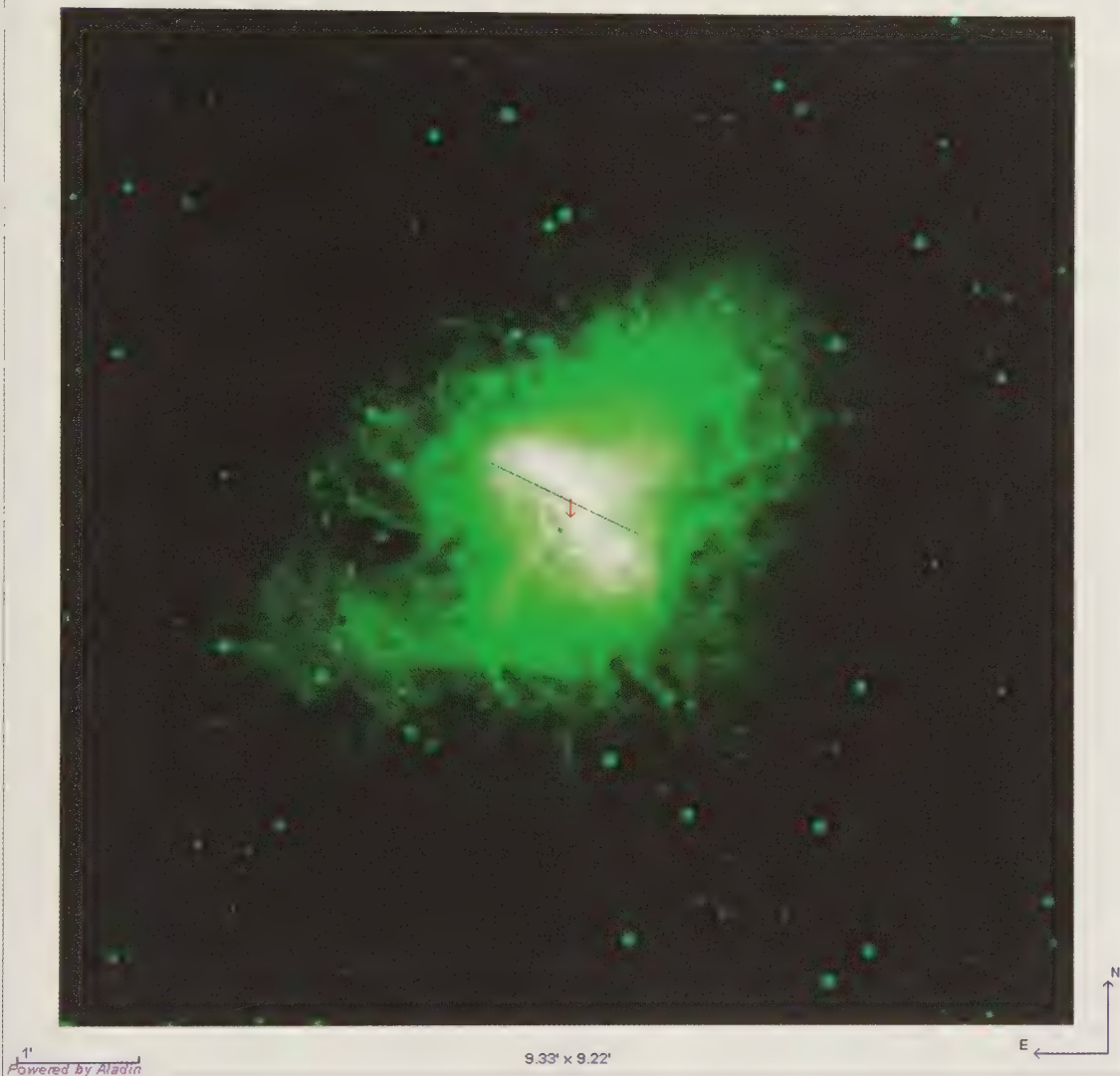


Planche 13

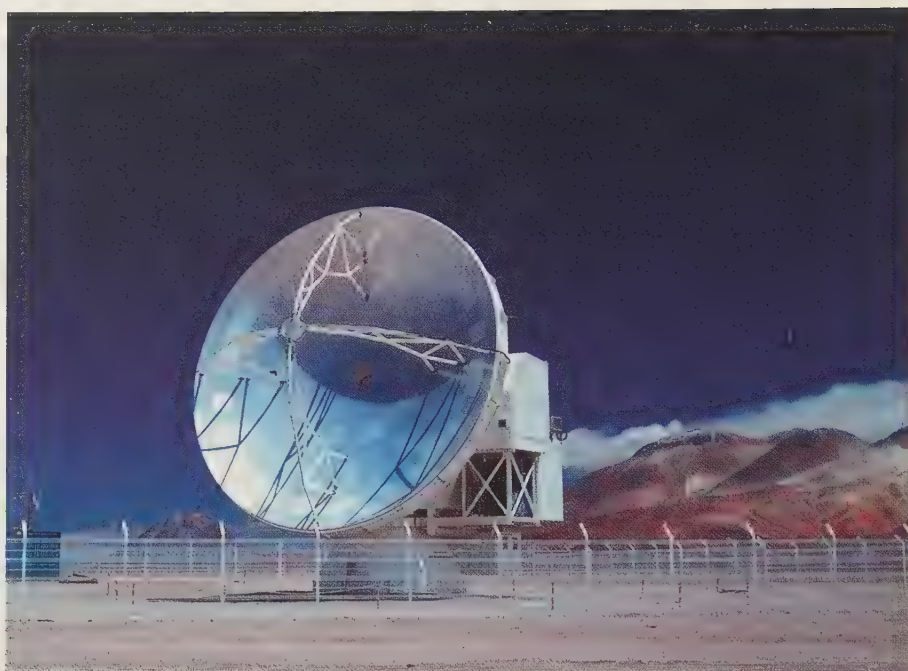


Planche 14



Planche 15



Planche 16



Planche 17

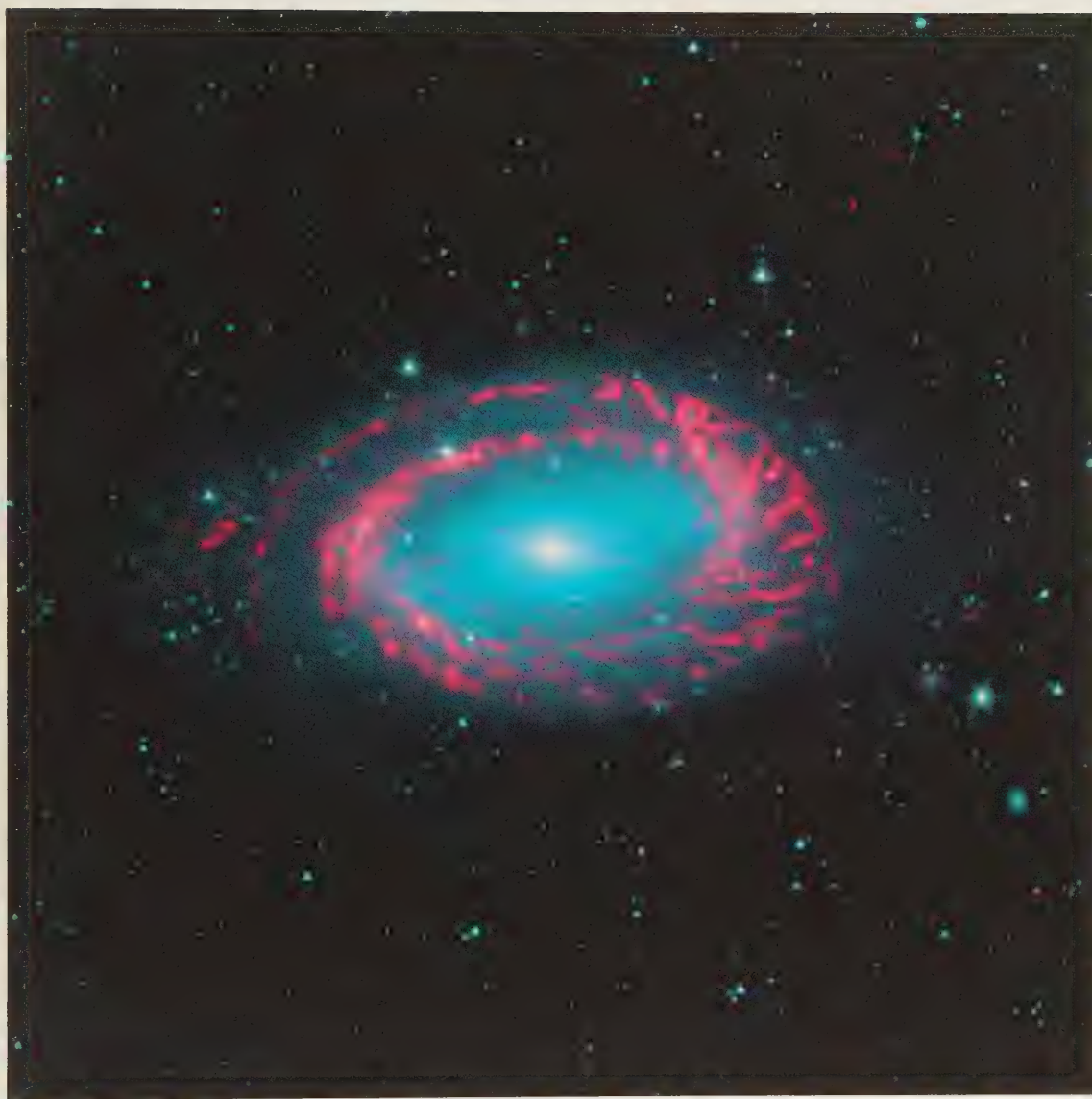


Planche 18

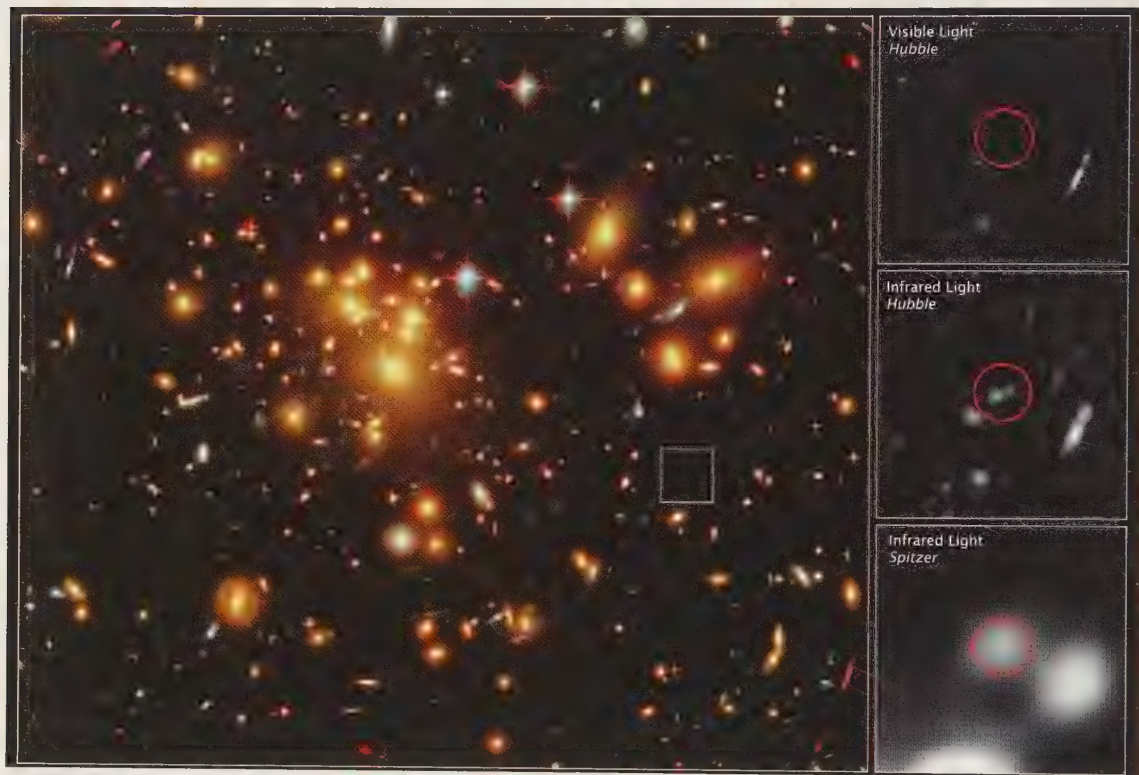


Planche 19

valeurs et là encore la différence est très marquée. On s'attendait en particulier à voir la vitesse décroître avec la distance au centre de la galaxie – comme décroît la vitesse des planètes avec leurs orbites dans le système solaire –, or les courbes obtenues, en particulier par l'astronome Vera Rubin qui fit les premières mesures, étaient plates. Il fallait bien faire l'hypothèse d'une masse non lumineuse, dite masse sombre, qui représentait une fraction très importante, près de 90 %, de la masse totale et distribuée bien au-delà de la dimension apparente des galaxies. La nature physique de cette masse fait encore l'objet d'hypothèses très diverses (cf. chap.6).

LES ÉLÉMENTS DANS TOUS LEURS ÉTATS

Nous avons compris que les motifs apparaissant sous forme de raies, le plus souvent en creux donc dits « en absorption », dans le spectre des étoiles étaient dus à des effets¹ de physique atomique des éléments chimiques, chaque raie signant très précisément tel ou tel atome ou molécule. De là à remonter à la composition des astres dans le spectre desquels on mesure telle ou telle raie caractéristique d'un élément, le pas fut vite franchi. Ce fut Fraunhofer qui, le premier, mit en évidence les raies fines dans le spectre du Soleil et cela dès 1814. L'interprétation atomique ne vint que bien plus tard, mais on était alors déjà capable de comparer la position des raies avec celles vues dans le spectre de lampe à décharge contenant des gaz purs divers. On a ainsi pu procéder à l'identification des éléments présents dans l'atmosphère du Soleil, puis des étoiles à la fin du XIX^e siècle quand la photographie en longue pose permit de fixer leur faible clarté dispersée par le spectrographe. C'est cette identification à partir de leurs raies des différents éléments et de leur importance relative dans le spectre des étoiles, qui sert de base à la classification stellaire (cf. vol. 2 : *Étoiles et matière interstellaire*).

Depuis, d'autres « objets » que les étoiles ont fait l'objet de cette analyse chimique à distance, en particulier le milieu interstellaire, c'est-à-dire le gaz ténu dans lequel baignent les populations d'étoiles (cf. vol. 2). Ce gaz qui se révèle parfois dans les nébuleuses ionisées, magnifiques draperies créées par des étoiles très chaudes, proches d'un nuage de gaz et qui sont capables de l'ioniser. Lorsque les ions se recombinent avec les électrons, ils émettent de la lumière comme

1. Les électrons dans un atome sont sur des niveaux d'énergie discrets, c'est-à-dire de valeur très précise, et peuvent passer d'un niveau à l'autre en absorbant l'énergie d'un photon ; seuls les photons dont l'énergie est exactement égale à la différence entre deux niveaux de l'atome sont absorbés et disparaissent, d'où la diminution d'intensité très localisée (la raie) qui apparaît dans le spectre à la longueur d'onde correspondant à cette énergie.

le fait le tube néon mais cette fois les raies observées seront « en émission », c'est-à-dire se présenteront comme des pics positifs sur le spectre. La figure 13 montre ainsi des raies d'éléments comme le fer, l'argon, le néon, le soufre.

Mais ce milieu interstellaire ne comporte pas que des atomes ou leurs ions : il renferme également, en quantité cent fois plus faible environ, des petites particules solides qu'on nomme poussières interstellaires, de taille submicronique, voire nanométriques pour une composante qui fait le lien avec la famille des grosses molécules. La composition de ces grains ou macromolécules nous est, là encore, accessible à distance par l'analyse du spectre : silicates et carbone, identifiés par des bandes larges, forment le gros de la poussière mais on détecte également des manteaux de glace d'eau ou d'ammoniac qui couvrent ces grains et on a pu aussi identifier une famille importante de grosses molécules formées de cycles benzéniques et dont les bandes caractéristiques sont universellement observées. Le spectre de la galaxie Messier 82 (cf. Fig. 13) présente ainsi des motifs des silicates, de la glace d'eau et des molécules aromatiques¹. La radio astronomie millimétrique est également une grande pourvoyeuse d'information sur les abondances des molécules, celles-ci ayant de nombreuses raies dans le domaine de longueur d'onde allant de quelques centaines de microns à quelques millimètres. La plus grosse molécule ainsi identifiée dans l'univers par cette technique est le cyanodécapentayne qui comporte 13 atomes, mais on notera également l'acétamide (CH_3CONH_2) qui a l'intérêt de présenter une liaison amide et en faire une brique de la chimie du vivant (polymérisation des amino-acides).

La spectroscopie ne nous donne pas qu'une information sur les abondances des atomes ou molécules, elle nous renseigne également sur l'état dans lequel se trouvent ces éléments : ionisé, atomique, moléculaire, solide. Prenons l'exemple de l'hydrogène : suivant qu'il se trouve sous l'une des trois premières formes mentionnées il va se révéler par des raies différentes situées d'ailleurs dans des domaines de longueur d'onde très différents les uns des autres : de nombreuses raies dans le domaine visible et infrarouge proche dans le cas de l'ion H^{+2} ; une raie isolée mais extrêmement importante

1. Respectivement à 3,05 μm (eau), 9,7 μm (silicate), 3,28, 6,2, 7,7, 8,6 et 11,3 μm (molécules aromatiques).

2. En toute rigueur, il s'agit de raies de l'atome neutre H, car il faut bien que l'unique électron soit présent et effectue les transitions entre niveaux énergétiques, mais on ne détecte ces raies qu'après que l'électron se soit recombéné avec l'ion H^+ : ces raies tracent donc bien l'abondance de la forme ionisée de l'hydrogène et non la forme atomique.

dans le cas atomique : située dans le domaine radio à 21 cm de longueur d'onde, elle a permis de cartographier la distribution du plus abondant des éléments de l'univers ; des raies dans le domaine infrarouge pour la molécule H_2 qui se concentre au sein d'immenses nuages denses dans les galaxies. L'état de la plupart des éléments va ainsi pouvoir être reconnu et souvent on pourra en déduire les conditions environnementales qui ont conduit à cet état : par exemple la détection d'un atome ayant perdu un très grand nombre de ses électrons comme le Fer XIV (il a perdu 13 électrons) indique qu'on observe un milieu extrêmement énergétique où les atomes sont bombardés de rayons X ou γ qui les dépouillent de leur cortège d'électrons.

MESURE DE TEMPÉRATURE

Les succès de la spectroscopie doivent beaucoup à la présence des raies, on vient de le voir, mais il ne faut pas pour autant oublier le continuum qui est aussi porteur d'une information riche, en particulier celle de la température. Gustav Kirchhoff posa les premières bases de la description de l'émission d'un corps à une température donnée, bases qui furent ensuite complétées par Max Planck qui, en introduisant la notion de quanta de lumière, permit de résoudre un des problèmes majeurs de la physique du début du XX^e siècle. Tout corps émet ainsi un rayonnement dont la distribution spectrale, s'il est noir, ne dépend que de sa température¹. Cette distribution a une allure en cloche asymétrique très caractéristique, illustrée sur la figure 16 pour quelques valeurs de la température.

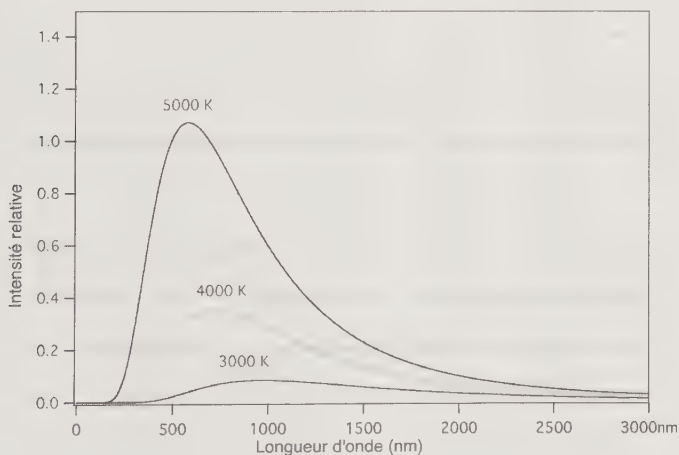


Figure 16. Courbe d'émission d'un « corps noir » porté à différente température en fonction de la longueur d'onde. On constate que quand la température augmente, le maximum d'émission se décale vers le bleu et que l'énergie totale émise (surface sous la courbe) croît très rapidement.

1. S'il n'est pas noir, il faut multiplier le spectre par une quantité qui traduit simplement son pouvoir absorbant et qui n'est autre que le complément à 1 de sa réflectivité.

Tous les corps dans l'univers ne sont pas noirs, loin s'en faut, mais, moyennant des approximations justifiées, il est généralement possible, à condition de bien choisir le domaine de longueur d'onde, en particulier celui contenant le maximum de l'émission, d'ajuster une courbe de corps noir sur un spectre et d'ainsi en déduire une température.

Nous citons deux succès d'un tel ajustement qui ont la caractéristique de se situer à l'opposé sur l'échelle des températures.

Le rayonnement de fond de l'univers.

La théorie du Big Bang postule que l'univers a été très chaud, très dense et très ionisé dans sa jeunesse puis a subi une expansion. Il y a eu une époque où les électrons et les ions se sont recombinaisonnés pour former des atomes neutres et du coup le rayonnement qu'émettait et réabsorbait sans cesse le plasma¹ a été soudainement libéré. Ce rayonnement de corps noir très chaud (3 000 Kelvin) a subi lui-même l'expansion et s'est refroidi : on peut montrer en effet qu'il a parfaitement conservé une allure de corps noir avec une température qui s'est abaissée progressivement pour devenir aujourd'hui celle d'un corps noir à 2,7 Kelvin. S'il revient aux deux Prix Nobel, Arnold Penzias et Robert Wilson d'avoir, les premiers, détecté ce rayonnement dans le domaine millimétrique, en revanche c'est la mission spatiale COBE qui a mesuré sur un très grand domaine de longueur d'onde cette émission et a permis de montrer qu'elle pouvait être ajustée par un corps noir de 2,736 Kelvin avec une précision remarquable : tout tracé sur une figure du spectre observé ayant une épaisseur de trait plus grande que la précision de l'ajustement ! Mieux, l'uniformité de cette température dans toutes les directions de l'univers a apporté une contrainte extrêmement forte sur l'évolution de celui-ci dans les tout premiers instants, menant à la théorie de l'inflation dont l'exposé sort du cadre de ce chapitre. La théorie de l'expansion de l'univers se trouvait ainsi confortée de façon spectaculaire, ce résultat valant également un Prix Nobel aux deux chercheurs qui pilotaient la mission, John C. Mather et George F. Smoot.

Le gaz chaud au centre des amas de galaxies

Un des résultats les plus inattendus de l'observation dans le domaine des rayons X a été la découverte d'une intense émission

1. Un plasma n'est rien d'autre qu'un gaz totalement ionisé où cohabitent électrons et ions.

étendue au centre des amas de galaxies, alors qu'aucune contrepartie visible n'était présente, hormis quelques galaxies mais qui étaient très loin de recouvrir la surface de l'émission observée. Quand on a ajusté une courbe de corps noir¹ au spectre, on s'est rendu compte que la température de l'émetteur était de plusieurs dizaines de millions de degrés ! Non seulement la température est très élevée mais en outre, il est possible de déterminer la masse du gaz qui responsable de l'émission : on trouve alors une masse nettement plus grande que celle des galaxies de l'amas : environ trois fois la masse « lumineuse ». Est-ce pour autant qu'on a résolu le problème de la masse manquante, tout au moins dans les amas de galaxies ? La réponse est non, le problème demeure avec encore un facteur de désaccord très important, il est simplement devenu un peu moins critique mais tout aussi énigmatique. La mise en évidence du gaz chaud des amas a permis en revanche de mieux comprendre le mécanisme de la formation des amas et de leurs collisions, ce dernier phénomène ayant été identifié comme étant à l'origine de cette température étonnamment élevée.

PHYSIQUE STELLAIRE : COMPOSITION, DENSITÉ,
PRESSION, GRAVITÉ, TURBULENCE

La richesse d'information qu'a apportée la spectroscopie à la physique stellaire est en tous points remarquable : c'est heureux si on considère que l'information de l'image est quant à elle particulièrement pauvre, une étoile, hormis le Soleil, n'étant après tout qu'un point lumineux (sauf en haute résolution angulaire, cf. chap. 3). Après avoir permis la détermination de la composition en éléments, cette connaissance fondamentale, car elle est en connexion directe avec l'évolution chimique de l'univers, y compris dans ses phases très anciennes, la spectroscopie permet aussi, en comparant des raies entre elles ou en examinant leur profil précis, de déduire des informations essentielles sur la physique des étoiles, en tout cas sur celle de leur enveloppe externe qu'on appelle atmosphère.

Composition des étoiles

Les raies spectrales sont formées par l'absorption de photons. Puisque chaque élément ou molécule est associé à un ensemble unique de transitions précise, cette signature laissée sur lumière absorbée par chaque élément constitue une sorte d'empreinte digitale.

1. En toute rigueur, il s'agit d'une variante de cette courbe qui tient compte de l'état ionisé du gaz émetteur, qu'on appelle rayonnement de freinage ou encore *free-free* en anglais.

Cependant, la difficulté est de relier la quantité de lumière absorbée – la force d’une raie spectrale – à l’abondance réelle d’un élément, car cette absorption dépend à la fois du nombre des absorbeurs (l’abondance d’un élément) mais aussi de la fraction des atomes de cet élément dont les électrons sont dans le bon niveau d’énergie et *autorisés* à passer sur un niveau plus élevé en absorbant les photons caractéristiques de la raie. Cette fraction dépend bien sûr de conditions physiques locales comme la température et la pression, quantités qui varient avec la gravité à la surface de l’étoile ou lorsqu’on s’enfonce dans l’atmosphère, mais aussi de phénomènes comme la microturbulence.

Il est donc essentiel de maîtriser des modèles physiques détaillés de l’atmosphère des étoiles pour pouvoir remonter aux abondances : aujourd’hui c’est le cas, et les abondances sont déterminées avec une très bonne précision. On a pu ainsi montrer qu’il y avait une population d’étoiles contenant extrêmement peu d’autres éléments que l’hydrogène et l’hélium¹, les deux constituants primordiaux de l’univers jeune : ces étoiles qu’on pense être d’une première génération très ancienne d’étoiles formées dans notre galaxie, sont des témoins importants de la chronologie de l’évolution chimique de l’univers depuis 13 milliards d’années.

Température de surface

Envisageons la formation de plusieurs raies spectrales par un seul élément, par exemple le Fer. Pour chacune des transitions permises, un électron *sautera* vers un niveau plus élevé d’énergie, or le nombre d’électrons dans un niveau donné est une fonction fortement dépendante, mais bien connue, de la température². Par conséquent, si on considère un certain nombre de raies du fer, correspondants à différents niveaux d’énergie de départ, l’intensité des raies dépendra à la fois du nombre d’absorbeurs, c’est-à-dire l’abondance du Fer, mais aussi dans une forte proportion de la température.

On commence donc par se donner une certaine température de l’étoile pour prédire la fraction des atomes ayant des électrons dans les différents niveaux d’énergie. On peut alors calculer la quantité d’atomes de Fer qui devraient être présents pour ajuster

1. Ces éléments autres qu’Hydrogène et Hélium, les astronomes les appellent bizarrement des métaux, même si parmi eux on trouve au premier plan Oxygène, Carbone, Azote, ou encore des gaz rares, etc., qui sont très éloignés des métaux du chimiste.
2. C’est une dépendance exponentielle, donc très rapidement variable, décrite par la loi de Boltzmann.

la profondeur des différentes raies d'absorption observées. Par exemple, si la température supposée est trop élevée, on obtiendra un trop grand nombre d'électrons dans les niveaux plus élevés et trop peu dans les niveaux inférieurs, ce qui modifie les rapports entre les profondeurs des raies liées à ces différents niveaux : la comparaison aux rapports observés le montrera. La détermination de la structure en température est ainsi rendue possible par ajustements successifs.

Pression, densité, gravité de surface

On doit d'abord noter que ces trois quantités physiques sont toutes liées entre elles. La gravité de surface est une fonction de la masse et du rayon de l'étoile. Plus grande est la gravité de surface, et plus seront élevées la pression et la densité du gaz à un niveau donné dans l'atmosphère stellaire, car on suppose un équilibre hydrostatique, c'est-à-dire que la poussée d'Archimède est compensée par la gravité. Par ailleurs, pression et densité sont également liées à la température via la loi des gaz parfaits. Ce lien vient en fait des collisions entre les atomes et les électrons qui sont d'autant plus importantes que la gravité l'est également. Ces collisions, via un mécanisme subtil de physique atomique, induisent un élargissement des raies qui fait qu'au final l'on peut parfaitement distinguer une étoile géante d'une étoile naine de même température, même si elles ont des spectres très semblables en première analyse. En examinant la forme de raies profondes cette différence de largeur saute aux yeux, comme l'illustre la figure 17 qui compare le spectre de deux étoiles, l'une naine, l'autre géante, de même température de surface $T = 10\,000$ Kelvin (des étoiles dites A) : la naine dont le rayon est petit possède une gravité de surface bien plus élevée¹ que l'étoile géante et donc présente une largeur nettement plus importante de ses raies d'absorption.

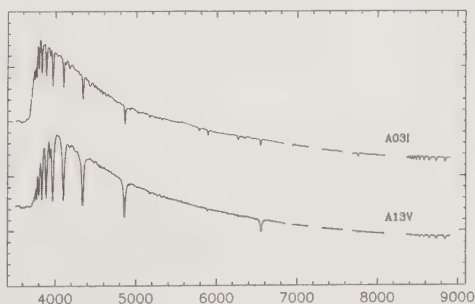


Figure 17. Comparaison des spectres observés de deux étoiles de même température de surface ($T = 10\,000$ Kelvin), mais l'une étant une naine et l'autre une géante. On remarque que dans le cas de la naine (spectre inférieur) les raies sont nettement plus larges, en particulier on note la présence d'ailes. C'est la plus forte gravité dans les étoiles naines qui est responsable de ces ailes.

1. On se rappellera que la loi de la gravitation de Newton stipule que la force de gravitation varie comme l'inverse du carré des distances.

Le gaz dans l'atmosphère d'une étoile est en constant mouvement : que ce soit l'agitation thermique des atomes ou tout simplement des grands mouvements de cellules turbulentes, une dynamique permanente l'anime. Par le jeu de l'effet Doppler-Fizeau déjà évoqué, cette agitation, à laquelle correspond une vitesse des atomes absorbants, va produire des légers déplacements des positions des raies. Comme les vitesses sont équilibrées dans toutes les directions et couvrent un certain domaine de valeurs, les raies sont plutôt élargies que déplacées car elles résultent de la superposition de toutes ces différentes contributions. On pourrait penser que l'agitation thermique des atomes est dominante dans l'élargissement, mais en fait les mouvements d'ensemble qu'on nomme microturbulence jouent aussi un rôle important dans le cas des raies très intenses – qu'on qualifie de saturées – et déforment la raie. Or cette vitesse est la même pour tous les types d'atomes, alors que l'agitation thermique correspond à des vitesses différentes suivant la masse des atomes – les plus légers étant les plus rapides. On est ainsi capable, en comparant des raies d'atomes de différentes espèces chimiques, de remonter également à cette information des mouvements d'ensemble dans l'atmosphère d'une étoile ; cette information est importante car elle touche à la capacité de transférer très efficacement de l'énergie entre les couches profondes et les couches plus superficielles de l'étoile.

Mesure de champ magnétique

Lorsqu'un atome est plongé dans un champ magnétique, l'effet de ce champ sur les raies spectrales est intéressant : il en modifie la longueur d'onde, et il affecte aussi la polarisation de la lumière. C'est ce que l'on appelle l'effet Zeeman. En analysant le spectre reçu, il est alors possible de déterminer l'intensité du champ magnétique, ainsi que sa direction. L'existence des taches solaires, par exemple, est étroitement liée au champ magnétique qui règne sur le Soleil, et qui est lui-même causé par la rotation du Soleil sur lui-même. Il en est de même dans bien des étoiles, et la mesure du champ magnétique est directement reliée aux mouvements de matière au cœur des étoiles. Il en est de même dans le milieu interstellaire, où ce champ joue également un grand rôle pour canaliser les particules chargées (rayons cosmiques) qui s'y déplacent.

La spectrométrie sur toute la palette du spectre électromagnétique

Dans ce chapitre on ne fera que survoler quelques aspects de la spectroscopie dans le reste du spectre électromagnétique, sans entrer dans beaucoup de détails, un choix dicté non pas par un manque de considération pour les domaines autres qu'optique, mais parce que d'une part les grands principes évoqués précédemment se retrouvent et d'autre part que plusieurs volumes seraient nécessaires tant l'imagination des instrumentalistes a été débordante.

LE DOMAINE DES HAUTES ÉNERGIES : RAYONNEMENT GAMMA ET X

D'une certaine façon on peut dire que pour les hautes énergies, c'est-à-dire le domaine des rayons X et gamma, la spectroscopie est presque inhérente à la détection dans la mesure où, le plus souvent, une cascade d'événements secondaires suit la détection d'un photon, cascade d'autant plus importante que le photon est énergétique : il suffit de mesurer l'intensité de cette cascade pour remonter à l'énergie du photon donc à sa fréquence et donc à sa longueur d'onde (cf. plus haut). Une telle cascade est par exemple la création d'un grand nombre d'électrons dans le pixel d'un détecteur CCD (*Charge Coupled Device*) dans le cas d'un détecteur de rayonnement X. Ce peut également être un bref flash lumineux émis par un matériau dit *scintillateur*, un cristal mais aussi parfois un simple plastique organique, qui devient brièvement fluorescent quand l'énergie du photon gamma initial, dégradée par des interactions successives des électrons qu'il a produit, est finalement absorbée de façon douce par les atomes du matériau (cf. chap. 6).

Dans tous les cas l'intensité du signal observé à la suite d'un événement unique est grosso modo proportionnelle à l'énergie du photon. Un spectre sera donc constitué d'un graphe sur lequel sera porté, au bout d'un certain temps d'observation, le nombre de photons ayant donné une certaine plage d'intensité du phénomène secondaire.

Pour que cette mesure *spectroscopique* ait un sens il est cependant indispensable que les photons soient détectés de façon bien séparée sinon les événements de plusieurs cascades se superposeraient et la mesure d'énergie serait faussée. Heureusement en astronomie ces événements sont effectivement suffisamment rares pour que cette condition soit presque toujours respectée. La résolution spectrale

atteinte avec une telle technique ne peut pas être très élevée et se situe dans le domaine du millier, au mieux, si on considère de la caractériser par la quantité $\lambda/\Delta\lambda$.

Pour améliorer cette résolution, et dans le cas du rayonnement X seulement, on peut tout simplement utiliser un réseau de diffraction. La difficulté ici est que le pas du réseau doit être extrêmement fin puisqu'il doit être en rapport direct avec la longueur d'onde. Avant que ne se développent les techniques de gravures très fines que les technologies des circuits intégrés ont réclamées, une idée très astucieuse a été d'utiliser un cristal très pur en guise de réseau : en effet dans un réseau cristallin les atomes sont répartis très régulièrement suivant un pas très précis, avec cependant la difficulté qu'il s'agit d'un réseau en trois dimensions. Ces réseaux naturels, dit de Bragg, ont par exemple été utilisés sur le satellite Einstein et ont fourni des spectres qui ont permis d'identifier de nombreuses raies dans le domaine X. Aujourd'hui les réseaux utilisés sont manufacturés et sont constitués par exemple de très fines barres d'or déposées sur un film plastique, comme c'est le cas pour le satellite-observatoire européen XMM, toujours en exploitation en 2008.

LES DOMAINES DE L'INFRAROUGE ET DES RADIOFRÉQUENCES

Si on aborde la spectroscopie dans le domaine des basses énergies, c'est-à-dire celui de l'infrarouge et de la radio, on se doit de faire une séparation radicale entre ces deux sous-domaines. Dans le premier cas, c'est en fait la panoplie technique développée pour le rayonnement visible qui peut s'appliquer, moyennant bien sûr certaines adaptations, mais disons que prismes et réseaux sont les bases de l'instrumentation mise en œuvre. Seule distinction notable, il est généralement indispensable de refroidir le spectrographe car son émission thermique propre, répartie dans tout le domaine spectral induirait un fond parasite considérable. C'est un peu comme si la fente du spectrographe était taillée dans une plaque phosphorescente ! Refroidir à très basse température un instrument sophistiqué est une contrainte de taille si on considère la complexité qu'elle introduit : il faut trouver des matériaux et des mécanismes capables de résister au froid mais surtout concevoir des instruments enfermés dans des enceintes, donc en pratique non accessibles pour des réglages. Le satellite européen ISO¹ était ainsi équipé de plusieurs

1. ISO : Infrared Space Observatory est un satellite-observatoire européen (ESA) qui comportait un télescope de 30 cm refroidi par de l'hélium liquide à la température de 2.4 Kelvin et était équipé de quatre instruments : une caméra, deux spectrographes et un photomètre. Lancé en 1995, ISO a eu un temps de vie de 2 ans et demi et a fourni une impressionnante moisson de résultats.

spectrographes fonctionnant à une température de quelques degrés au-dessus du zéro absolu et pourtant munis de mécanismes sur les réseaux afin de pouvoir explorer le domaine spectral très vaste s'étendant entre 5 et 80 μm de longueur d'onde.

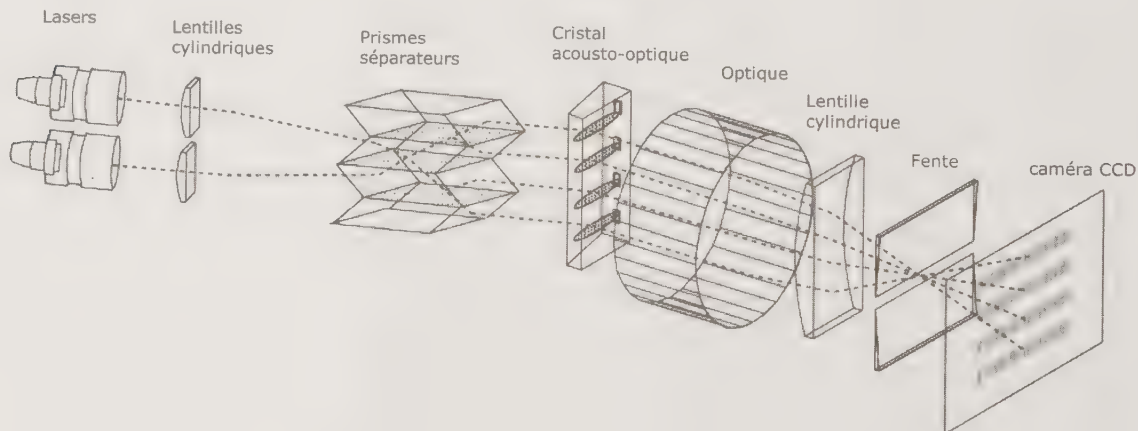
Dans le domaine radio tout change car le mode de détection change. En simplifiant on peut dire que tout le monde possède chez soi un spectrographe radio de très bonne résolution spectrale : le tuner de sa chaîne hi-fi ou un poste de télévision sur lequel l'exploration en longueur d'onde ou en fréquence se fait simplement en tournant le bouton d'accord. Le principe de départ est similaire en radioastronomie, mais on utilise une méthode plus raffinée pour l'analyse finale. Une onde pure de fréquence très précise est d'abord mélangée au signal électrique détecté par l'antenne (on ne considère ici que l'aspect ondulatoire de la lumière et non son aspect corpusculaire). Le battement qui en résulte porte en fait une information semblable au signal originel du point de vue de sa répartition spectrale, mais juste décalée en fréquence vers un domaine de plus basses fréquences, nettement plus commode à manier électroniquement parlant. Cette opération est connue sous le terme de *détection hétérodyne*. Ainsi si par exemple le spectre d'une source est capté par l'antenne entre les fréquences ν_1 et ν_2 , il sera vu en bout de chaîne électronique, après mélange avec une onde synthétisée de fréquence ν_0 , comme un signal, dit de *fréquence intermédiaire*, entre les fréquences $\nu_1 - \nu_0$ et $\nu_2 - \nu_0$, mais présentant les mêmes variations en fonction de la fréquence à l'intérieur de ce domaine.

L'analyse spectrale proprement dite peut se faire alors suivant plusieurs méthodes. On n'en décrira ici qu'une seule qui a l'originalité de faire appel à des techniques tout à fait en dehors du domaine radio-électrique classique : il s'agit de la spectroscopie par acousto-optique. Le signal de fréquence intermédiaire est envoyé sur un transducteur piezo-électrique qui est une sorte de haut-parleur, solidaire d'un barreau d'un cristal transparent, le plus souvent du nobiate de lithium. La vibration du transducteur induit des ondes acoustiques stationnaires dans le cristal, un peu comme les rides circulaires qu'on peut voir à la surface d'un verre d'eau posé à proximité d'un haut-parleur en action. Suivant qu'on se trouve à un nœud ou à un ventre de l'onde dans le cristal, l'indice de réfraction optique du cristal est modifié de façon plus ou moins importante (le choix d'un cristal approprié comme le nobiate de lithium est essentiel pour que cette modulation d'indice soit forte).

Si on envoie un faisceau lumineux (celui d'un simple laser hélium-néon par exemple) au travers du cristal, perpendiculairement à la propagation de l'onde acoustique, alors le cristal se comporte comme un réseau de diffraction d'un spectrographe classique et va dévier le faisceau laser dans une direction privilégiée suivant le pas du réseau. Ce pas est égal à la distance entre deux nœuds successifs de l'onde stationnaire, une distance fixée par la fréquence du signal appliqué au transducteur : plus la fréquence est grande et plus le pas est petit donc le laser plus dévié. Ce signal contient en fait plusieurs fréquences qu'on veut précisément analyser : chacune donne son propre système de nœuds et ventre et donc son propre angle de déviation du faisceau laser. En analysant la répartition de l'intensité de la lumière du laser en sortie du cristal, on obtient ainsi bien une traduction de l'intensité de l'onde à fréquence intermédiaire en fonction de la fréquence. Cette analyse se fait simplement en formant l'image du faisceau laser étalé par le cristal sur une caméra CCD dont on enregistre les images.

La figure 18 donne une idée du schéma d'un tel spectrographe acousto-optique développé pour le satellite européen Herschel qui fut lancé en 2009.

Figure 18. Schéma du spectrographe acousto-optique WFS-HIFI qui est installé à bord du satellite européen Herschel. Herschel qui fut lancé en 2009 est un observatoire dédié à l'exploration de l'univers dans le domaine des ondes submillimétrique. On distingue en particulier au centre le cristal acousto-optique dans lequel sont produites les ondes stationnaires (en hachuré) qui, par effet de réseau, vont étaler la lumière d'un laser (à gauche). Le spectre est obtenu sur



La spectroscopie optique moderne

Les évolutions récentes de la technique spectroscopique ont cherché à répondre à de nouveaux besoins des astronomes. Parmi ceux-ci deux ont particulièrement émergé : coupler imagerie et spectroscopie et pouvoir mener la spectroscopie sur un grand nombre d'objets simultanément. Pour conclure ce chapitre, on abordera la

question de la spectroscopie à partir des futurs *extrêmement grands télescopes* de la classe de 30 à 40 m de diamètre qui vont entrer en opération à la fin de la prochaine décennie (cf. chap. 2 et 3).

SPECTROSCOPIE DES OBJETS ÉTENDUS : LA SPECTROSCOPIE INTÉGRALE DE CHAMP

La physique stellaire, qui ne s'intéresse qu'à des objets ayant l'apparence de points, s'est parfaitement accommodée des spectrographes classiques. En revanche, dès qu'on aborde la physique des objets étendus que sont les planètes, les galaxies, ou certaines nébuleuses – régions HII, nébuleuses planétaires –, accéder à l'information du spectre en tout point de l'objet est indispensable pour comprendre la physique qui régit les différentes parties (température par exemple), les vitesses relatives, etc. ; or, on l'a vu, un spectrographe classique ne se prête guère à ce type de mesure, la fente d'entrée limitant le champ de vue. Une première réponse est bien sûr de « poser » la fente sur l'objet et d'obtenir, au moins sur la longueur de la fente qui découpe une petite bande sur l'objet, l'information recherchée. Cela suppose un détecteur bidimensionnel dans le plan focal final, les spectres de chaque point de la fente s'étalant le long de quelques lignes du détecteur. C'est ce qu'on appelle la *spectrographie longue fente*. On peut ensuite déplacer la fente sur une autre région de l'objet et recommencer, mais le processus est consommateur d'un temps d'observation qui est précieux.



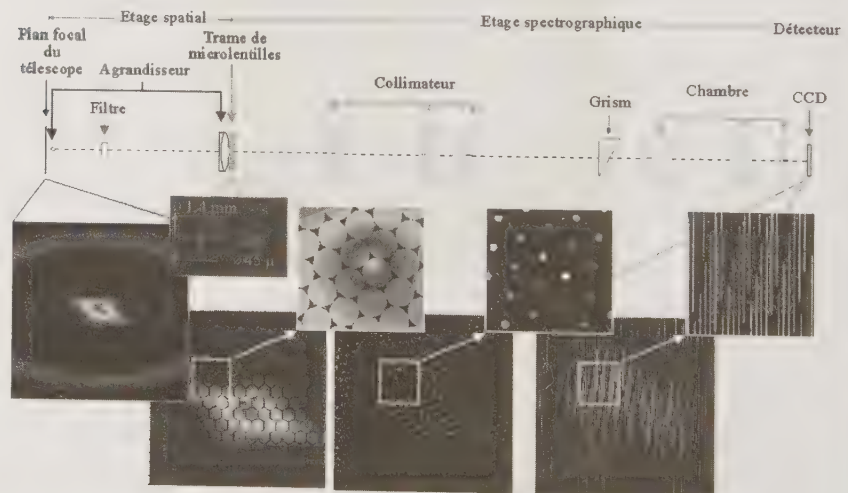
Figure 19. Unité d'entrée d'un spectrographe intégral de champ à fibre optique. La matrice de microlentilles envoie la lumière de cellules dans le champ sur l'extrémité d'une fibre optique.

D'autres idées plus efficaces ont été mises en œuvre pour obtenir ce qu'on appelle la *spectrographie intégrale de champ* qui permet d'obtenir simultanément les spectres de tous les points du champ, ou tout au moins d'un nombre significatif de cellules découpant l'objet. Une première idée a été de diviser le champ de vue en petites

cellules au moyen d'un réseau de microlentilles dont chacune va former un petit point lumineux à son foyer. Chaque point peut alors tomber sur une des fibres optiques appartenant à un faisceau de quelques dizaines de fibres disposées en un fagot compact. La lumière est ensuite conduite par chacune des fibres jusqu'à la fente d'entrée d'un spectrographe où les sorties des fibres sont alignées le long de la fente. La figure 19 illustre schématiquement la partie amont d'un tel montage. Il suffit de bien repérer la position de chaque fibre dans l'image et sur la fente pour retrouver l'information recherchée.

Cette configuration est bien adaptée aux objets simples qui ne nécessitent pas d'avoir une information spatiale de l'objet sur de nombreux pixels. Par exemple c'est une solution qui s'accorde bien avec l'étude de la dynamique de galaxies lointaines. Quand ce n'est plus le cas et que le nombre de pixels souhaités est important, alors d'autres solutions ont été imaginées. Ainsi une variante de la configuration précédente qui utilise des réseaux de microlentilles, consiste à recueillir la lumière au foyer de chaque microlentille non pas sur une fibre optique mais sur un réseau de diffraction, qui va donner de chaque microsource ponctuelle un spectre. Il s'agit ici d'une variété particulière de réseau déposé sur un prisme, dont l'avantage est que la longueur d'onde moyenne n'est pas déviée : on appelle *grisme* un tel composant. Tous les spectres sont ainsi formés sur une matrice CCD, mais – ceci est une très jolie astuce due à l'astronome Georges Courtès – pour éviter qu'ils ne se superposent, le réseau dispersif est tourné d'un petit angle par rapport aux alignements des microlentilles, de sorte qu'aucun chevauchement ne se produise, comme l'illustre la figure 20.

Figure 20. Le concept de spectrographe intégral de champ imaginé par Georges Courtès et qui permet de former les spectres de toutes les régions d'un objet dont l'image a été découpée en petites zones par une matrice de microlentilles. On notera que la dispersion est fournie par un grism qui est un réseau utilisé en transmission ; sa direction de dispersion est légèrement tournée par rapport aux lignes de microlentilles de façon à éviter les chevauchements de spectres de régions proches.



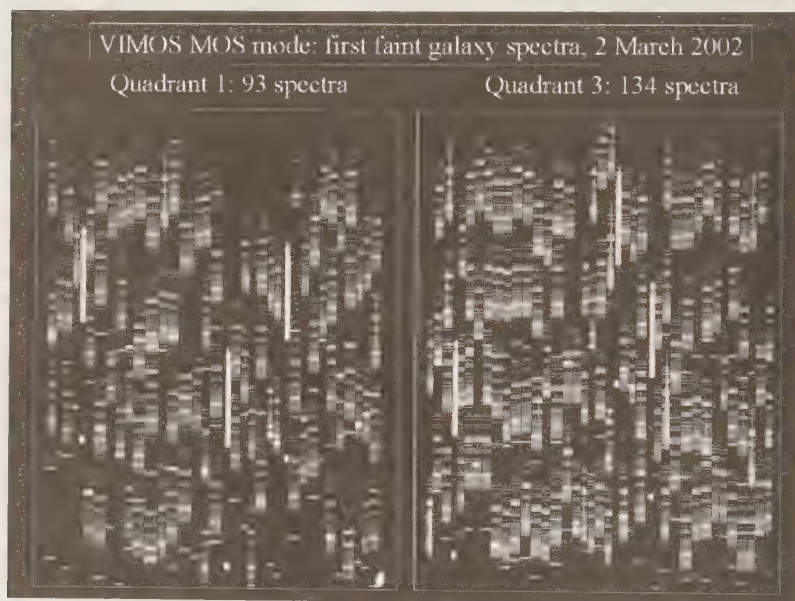
Le besoin de mener simultanément la spectroscopie de nombreux objets dans un même champ est apparu avec l'avènement de ce qu'on appelle les grands sondages. C'est particulièrement la cosmologie observationnelle qui est friande de ce type d'observation, car elle se base en grande partie sur des propriétés statistiques déduites d'une collecte d'information sur un très grand nombre de galaxies lointaines. Pour connaître la distance de ces galaxies il faut en connaître le décalage spectral donc en faire la spectroscopie ; mais le temps d'utilisation d'un télescope qui mesurerait le spectre d'une galaxie l'une après l'autre serait rédhibitoire au regard du nombre énorme de galaxies nécessaire à une statistique suffisante. Le concept qui s'est fait jour à la fin des années 90 est celui de spectrographe *multi-objets*, où les spectres de plusieurs objets dans le champ du télescope sont obtenus simultanément.

Ici aussi l'imagination des instrumentalistes a été bien employée et deux concepts ont émergé : celui de spectrographe à fibre optique, dit en *mode méduse*, et celui de spectrographe à masque à fente. Dans le premier cas on utilise un faisceau de plusieurs dizaines de fibres optiques, dont on positionne la tête de chacune dans le champ du télescope, en la plaçant précisément à la position préalablement mesurée d'une galaxie (ou d'une étoile quand on s'intéresse à un amas d'étoiles, un autre domaine d'intérêt de ces spectrographes). Ce positionnement peut être assuré par des bras robotisés, mais se pose rapidement le problème des collisions des bras, ou alors, ce qui est plus courant maintenant, en fixant par un aimant chaque tête de fibre sur une grande plaque métallique. Cette plaque est ensuite mise en place au foyer du télescope par un système robotique. L'autre extrémité de chacune des fibres est placée sur la fente d'entrée d'un spectrographe classique qui peut en accueillir ainsi un certain nombre et produire simultanément tous les spectres. Le spectrographe GIRAFE du *Very Large Telescope* (VLT) européen est un exemple d'un tel système.

Dans la seconde configuration, qui est celle du spectrographe VIMOS, également un des instruments du VLT, on utilise un masque déposé sur le champ de vue, masque qui est percé de petites fentes aux emplacements des objets dont on veut prendre le spectre ; un système optique (grisme) permet alors de décomposer la lumière issue de chacune des mini-fentes pour former autant de spectres qu'il y a d'objets sélectionnés. Si on prend soin de bien positionner les fentes – c'est-à-dire de bien choisir les galaxies –, les spectres

ne se recouvrent pas et on peut tapisser presque entièrement le détecteur constitué de matrices CCD de très grand format : c'est ce qu'illustre la figure 21 qui présente l'un des premiers résultats obtenus par VIMOS. Une des particularités remarquables de ce type de spectrographe est la réalisation des masques qui se fait par usinage d'une mince plaque métallique à l'aide d'un laser de puissance, après qu'un premier cliché du champ ait été pris – sans masque – puis analysé et les informations des objets sélectionnés par l'astronome, codées pour piloter les mouvements du laser. Les plaques de la nuit d'observation à venir sont alors insérées dans un ensemble de « tiroirs » et peuvent se mettre en place rapidement avec une très grande précision.

Figure 21. Un exemple de spectres d'un grand nombre de galaxies très faibles, obtenus avec l'instrument VIMOS au foyer d'un des quatre télescopes géants du VLT européen. Des fentes ont été découpées au préalable dans un masque métallique à l'aide d'un laser, aux positions des galaxies étudiées. Le choix des galaxies à mesurer doit être fait de façon à ce que les spectres ne se recouvrent pas.



SPECTROGRAPHIE SUR LES TÉLESCOPES EXTRÊMEMENT GRANDS

Parmi les grandes étapes proposées par les astronomes pour progresser sur les grands problèmes astrophysiques actuels, comme la nature de l'énergie noire et de la matière noire ou l'assemblage des galaxies ou encore la caractérisation directe de planètes extrasolaires, un projet majeur est la mise en opération à l'horizon 2020, au niveau mondial, d'un ou deux télescopes optiques dits « extrêmement grands » car d'un diamètre compris entre 30 et 42 mètres. La spectroscopie sera, bien entendu, une des composantes importantes de la palette instrumentale de ces géants. La

réalisation de spectrographes adaptés à une telle taille pose un certain nombre de problèmes qui sont examinés dès aujourd'hui par plusieurs équipes dans le monde.

L'E-ELT (*European Extremely Large Telescope*), projet européen de télescope de 42 m, est l'objet de telles études et parmi les concepts de spectrographes retenus, celui d'un spectrographe *multi-intégrale de champ* est particulièrement ambitieux. Donnons une idée générale de ce projet dont le nom de code actuel est EAGLE. La figure 22 montre l'état actuel de la conception de cet instrument.

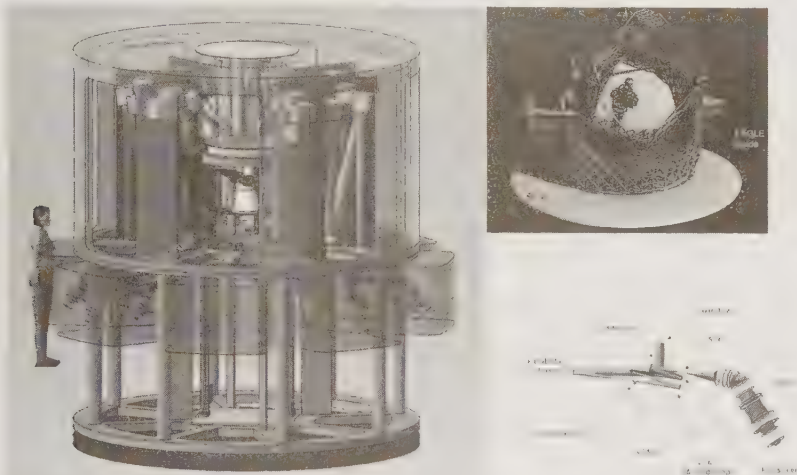


Figure 22. Le concept de spectrographe EAGLE pour le projet du télescope géant européen E-ELT de 42 m de diamètre (en haut à droite). Il s'agit d'un spectrographe dit « multi-intégrale de champ » car il sera capable de mesurer le spectre des différentes régions d'un objet comme une galaxie et ce pour une quarantaine d'objets simultanément. Il intègre par ailleurs un système d'optique adaptative « distribué » qui est capable de corriger localement les images de chacun des objets qui autrement seraient en partie brouillées par la turbulence atmosphérique. À gauche, l'instrument : on distingue dans la partie basse les spectrographes intégraux de champ et dans la partie haute l'optique pour isoler les objets dans le champ ainsi que le système d'optique adaptative. À droite en bas, le concept optique actuel de l'un des spectrographes unitaires.

« Multi-intégrale de champ » signifie qu'EAGLE vise la spectrographie spatialement résolue – c'est-à-dire les spectres des différentes zones de l'objet étendu – pour plusieurs objets dans le champ du télescope. Une des applications visées sera l'étude des toutes premières galaxies formées dans l'univers. Une des difficultés majeures à surmonter est d'obtenir une qualité d'image excellente sur tout le champ étudié et en particulier de s'affranchir de la forte dégradation de la finesse des images imposée par l'atmosphère ; si cette condition n'est pas réalisée, le gain apporté par la dimension du télescope ne serait que modeste, la taille apparente des objets à étudier étant très petite. Il faut donc équiper l'instrument d'un système d'optique adaptative (cf. chap. 3) qui permet de restituer en grande partie le piqué des images. Un tel système utilise un miroir souple, déformable dynamiquement qui, en quelque sorte, décaosse en temps réel l'onde lumineuse maltraitée par l'atmosphère terrestre. Cependant, un tel système dans sa version classique, ne peut corriger qu'un petit champ ; il faut donc concevoir une optique adaptative très particulière qui corrige l'image localement,

pour chaque objet étudié en s'appuyant sur l'analyse de la lumière de plusieurs sources ponctuelles dans le champ pour remonter à la déformation par l'atmosphère. Ces sources sont des étoiles mais aussi des spots créés par des lasers dans une haute couche atmosphérique.

Ce concept complexe, très nouveau, est baptisé MOAO (de l'anglais *Multi Objects Adaptive Optics*) et fait l'objet d'études détaillées. Ce n'est qu'après cette correction que l'image de chaque objet alimente optiquement un spectrographe intégral de champ tel que décrit plus haut. Il y a ainsi une quarantaine de tels spectrographes envisagés dans le concept EAGLE qui sont répartis sur la périphérie de l'instrument, tandis qu'un système optique composé de petits miroirs mobiles récupère les faisceaux dans le champ pour les diriger vers l'entrée de ces spectrographes. Il s'agit donc, d'un système sophistiqué, d'une grande complexité mais qui, une fois au point, devrait apporter une capacité remarquable pour étudier l'assemblage dans l'univers des toutes premières briques de la matière structurée que nous connaissons aujourd'hui : galaxies, étoiles et planètes, un enjeu de taille.

La nouvelle astronomie

Pierre Binétruy

De nouveaux messagers cosmiques

La richesse de l'observation du ciel sur toute la gamme de longueur d'ondes du spectre électromagnétique pourrait nous laisser penser que la seule information qui nous arrive des objets astrophysiques comme des confins les plus éloignés de l'univers est portée par l'onde électromagnétique. C'est toutefois oublier la nature duale de la lumière, à la fois onde et particule. Il est vrai que les sources lumineuses émettent généralement un si grand nombre de photons que la nature granulaire de la lumière n'est pas directement accessible¹. Toutefois, dans le coin extrême du spectre électromagnétique, la lumière se fait particule : à une fréquence de 10^{24} Hz, la lumière est composée de photons qui ont une énergie de l'ordre de la masse de l'atome d'hydrogène (environ $1 \text{ GeV}/c^2$). Ces photons, qu'on appelle gamma, sont de véritables particules qui interagissent avec les autres particules du milieu ambiant, par exemple l'atmosphère, et laissent des traces dans les détecteurs. Ces photons sont précieux parce que, le photon ayant une charge nulle, ils ne sont pas eux-mêmes sensibles aux champs électromagnétiques et interagissent faiblement avec la matière : ils peuvent donc se propager en ligne droite sur de très grandes distances et fournissent des renseignements précieux sur les régions où ils ont été formés. Ces régions sont le siège de phénomènes cosmiques violents, sans

1. Néanmoins, loin de la source, les photons se répartissent dans tout l'espace. Dans le cas de sources astrophysiques lointaines, il est possible que seuls quelques photons atteignent le détecteur qui doit avoir alors une bonne « efficacité quantique ».

lesquels de telles énergies ne seraient pas accessibles : l'homme a dû attendre le XX^e siècle pour construire des accélérateurs où des énergies de l'ordre du GeV étaient atteintes. Ces phénomènes cosmiques de haute énergie nécessitent des concentrations d'énergie qui ne sont envisageables que dans des régions de taille modeste. Ils sont associés à la présence d'objets astrophysiques compacts, du type étoile à neutron ou trou noir.

Les gammas ne sont toutefois qu'un exemple des particules cosmiques : électrons, protons, neutrinos et même ions peuvent fournir des renseignements précieux sur les phénomènes cosmiques. Pour cela, il est important de pouvoir identifier la région où ils ont été produits. C'est pourquoi on s'intéresse spécifiquement aux particules de haute énergie, qui parcourent une grande distance avant d'être significativement déviées par ce qu'elles rencontrent sur leur chemin. Ce sont donc principalement les phénomènes cosmiques de haute énergie que l'on peut étudier ainsi, et donc l'astrophysique des objets compacts. Avec en prime une variabilité à l'échelle humaine : les phénomènes se produisant sur des échelles de distance faibles (ΔL), ils varient dans le temps sur des échelles qui sont de l'ordre de ces distances divisées par la vitesse de la lumière ($\Delta T = \Delta L/c$), de quelques secondes à quelques mois. Une échelle de temps tout à fait humaine au regard de l'échelle de temps cosmique (l'âge de l'univers est de l'ordre de quinze milliards d'années) !

Pour faire de l'astronomie avec ces particules cosmiques, et donc les élever au rang d'*astroparticules*, il est important qu'elles interagissent le moins possible avec le milieu interstellaire. Nous avons vu que les gammas sont de ce point de vue de bons candidats. Les meilleurs sont les neutrinos, particules non chargées qui ne sont sensibles qu'aux interactions faibles et interagissent extrêmement faiblement avec la matière. À l'inverse, les protons étant chargés électriquement, leur trajectoire est déviée lorsqu'ils traversent un champ magnétique galactique ou extragalactique : ce n'est que dans le cas des protons de très haute énergie et créés dans le voisinage de notre galaxie qu'on peut espérer avoir gardé la trace de la région où ils ont été produits.

Mais revenons un instant aux ondes. De même que les ondes électromagnétiques sont associées à la propagation du champ électromagnétique dans l'espace, la propagation de champs gravitationnels prend la forme d'ondes gravitationnelles. Parce qu'un champ gravitationnel est associé aux déformations de l'espace-

temps, ces ondes gravitationnelles peuvent être interprétées comme des ondes de déformation de l'espace-temps. Elles trouvent leur origine dans les mouvements violents de matière, que ce soit au moment du big bang (ou dans la phase d'inflation qui le suit), de transitions de phase cosmologiques, de collisions ou d'explosions. Des interféromètres gigantesques ont été construits (VIRGO en Europe, LIGO aux États-Unis) dans le but de détecter ces ondes gravitationnelles puis de les utiliser pour l'astronomie. Ils n'ont pas encore détecté ces ondes. Nous avons toutefois des preuves indirectes de leur existence : la perte d'énergie de certains objets astrophysiques sous forme d'émission d'ondes gravitationnelles a des conséquences observables. En particulier, le pulsar binaire PSR 1513-10, découvert par Hulse et Taylor, consiste en deux objets (de masse de l'ordre de 1,4 fois la masse du soleil) orbitant avec une période de 27 907 s : l'un d'eux est un pulsar, c'est-à-dire une étoile à neutrons émettant des impulsions radio qui balaient l'espace toutes les 59 ms. L'émission d'ondes gravitationnelles par ce système binaire conduit à une diminution de la période à un taux de $2 \cdot 10^{-13}$ selon les lois de la relativité générale, en parfait accord avec l'observation ! Cette « découverte » des ondes gravitationnelles a été récompensée par le Prix Nobel en 1993.

La détection directe de ces ondes gravitationnelles fournirait des renseignements précieux, tant sur la cosmologie de l'univers primordial que sur les phénomènes violents étudiés par ailleurs grâce aux particules cosmiques de haute énergie. On peut donc imaginer, dans un futur plus ou moins proche, un scénario d'étude multimessager des sources astrophysiques de haute énergie :

- les ondes gravitationnelles nous renseignent sur les mouvements d'ensemble de la matière ;
- les photons de haute énergie tracent les populations de particules accélérées ;
- les protons fournissent des informations sur les accélérateurs cosmiques qui les ont produits ;
- les neutrinos nous informent sur les régions les plus profondes, opaques aux photons, en particulier sur la nature électromagnétique ou hadronique des gammas.

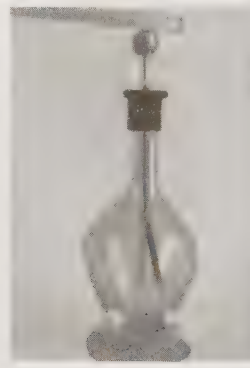
Nous allons dans la suite passer en revue les moyens avec lesquels nous pouvons, sur Terre ou dans l'espace, détecter ces particules de

haute énergie ou ces ondes gravitationnelles. Mais commençons par un peu d'histoire et revenons un moment au tout début de cette aventure cosmique.

Une radiation extraterrestre

Depuis l'époque de Coulomb (1785), on savait que des charges accumulées sur une sphère conductrice isolée disparaissaient peu à peu. Ce phénomène de fuite a été rapidement attribué à l'air ambiant. Le phénomène d'ionisation développé par Faraday expliquait pourquoi l'air était conducteur : sous l'effet d'un rayonnement à identifier, les molécules d'air perdaient des électrons pour devenir des ions chargés. Mais quel pouvait bien être le rayonnement à l'origine de ce phénomène ? Après plusieurs décennies de tâtonnement, c'est la radioactivité, découverte par Becquerel, qui tenait la corde : des trois types de radioactivité (alpha, beta et gamma), il semble que seule la plus pénétrante (gamma) pouvait être la cause de cette ionisation.

Figure 1. Électromètre à feuille d'or.



L'instrument utilisé était un *électromètre à feuille d'or* (cf. Fig. 1) : une mince feuille d'or suspendue s'écarte de son support quand elle est chargée, l'angle qu'elle fait ainsi avec son support vertical étant proportionnel à la charge. Ce dispositif était placé dans un ballon intérieurement argenté, l'ensemble formant une *chambre à ionisation* : l'ionisation de l'air contenu dans le ballon était mesurée par la perte de potentiel entre les deux électrodes que forment l'électromètre et le ballon. Un blindage adéquat permettait d'écarter les rayons alpha ou beta comme origine de l'ionisation. Mais restait donc la possibilité des rayons gamma, très pénétrants, issus directement de la croûte terrestre.

Pour tester cette hypothèse d'une radiation ionisante d'origine terrestre, T. Wulf eut l'idée de monter un électromètre très stable de sa fabrication en haut de la Tour Eiffel (1909) : si l'effet venait du sol, il devait décroître en altitude. L'expérience ne fut pas concluante : une diminution fut observée mais moindre qu'attendue. C'est en 1912 que, dans une série d'ascensions en ballon libre (jusqu'à une altitude de 4 800 m), le physicien autrichien V. Hess montra de façon incontestable qu'à partir d'une certaine altitude (2 000 m), l'ionisation augmentait rapidement avec l'altitude ! L'origine de l'ionisation était donc à chercher dans le ciel, et non sous la terre.

C'est à Robert A. Millikan, Prix Nobel de physique pour la mesure précise de la charge de l'électron et de la constante de Planck, que l'on doit le terme de « rayon cosmique » : une série de campagnes de mesures en haute altitude l'ont convaincu que l'origine de la radiation ionisante ne pouvait être dans l'atmosphère mais bel et bien dans le cosmos. Une vive polémique opposait toutefois Millikan à Arthur H. Compton, autre Prix Nobel américain (1927) et J. Robert Oppenheimer : quelle était la nature de ce rayonnement, neutre comme les photons, ou chargé comme les protons, les électrons ou les noyaux d'atomes ? La première hypothèse permettait de comprendre le pouvoir pénétrant de la radiation, la seconde expliquait sa grande énergie : les particules chargées peuvent être accélérées par les champs électromagnétiques présents dans l'univers.

C'est la seconde hypothèse qui s'est révélée correcte, et ceci grâce à une circonstance inattendue : l'existence du faible champ magnétique terrestre. Au cours d'un voyage en bateau de Gênes à Java, le physicien hollandais Jacob Clay découvre dès 1928 que l'intensité du rayonnement cosmique décroît entre nos latitudes et l'équateur puis remonte dans l'hémisphère sud. Cet « effet de latitude », confirmé ensuite par toute une série de mesures, ne peut être attribué qu'à l'influence du champ magnétique terrestre : le rayonnement cosmique est donc formé majoritairement de particules chargées.

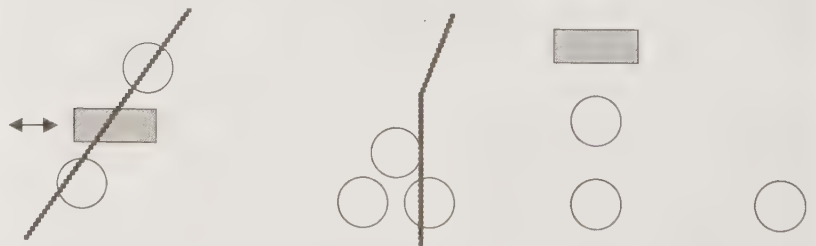
En parallèle, la connaissance de ce rayonnement se précise grâce au développement de nouveaux instruments et de nouvelles méthodes expérimentales. D'abord conçu pour la détection des particules alpha (avec Ernest Rutherford, 1912) puis des rayons X (avec Walther Müller, 1928), le compteur de Hans Geiger se révéla aussi très utile pour celle des rayons cosmiques. Rappelons-en le principe. Un fil métallique est tendu selon l'axe d'un tube rempli de gaz rare à faible pression. Une différence de potentiel élevée est maintenant entre

ce fil (l'anode) et la paroi conductrice du tube (la cathode). Si une particule ionisante traverse le gaz, les électrons formés provoquent de nouvelles ionisations et induisent un phénomène d'avalanche qui rend le gaz conducteur. La chute de tension qui en résulte induit une impulsion électrique qui peut être mesurée.

La voie était libre pour la détection des trajectoires des particules : dès 1924, Hans Geiger et Walter Bothe avaient conçu la méthode dite des coïncidences. Elle est basée sur la propriété simple que, lorsqu'une particule unique traverse deux compteurs, les impulsions électriques qui en résultent sont quasi coïncidentes. Ces impulsions sont donc envoyées sur un circuit de coïncidence qui indique si les signaux proviennent de la même particule. Cette méthode, qui s'est révélée d'une application très large en physique des particules, valut le Prix Nobel à Bothe trente ans plus tard, en 1954.

Pour comprendre les déclenchements intempestifs de leurs compteurs de Geiger-Müller, Walter Bothe et Werner Kolhörster disposèrent deux compteurs l'un au-dessus de l'autre. Dans de nombreux cas, les déclenchements étaient simultanés : ils n'étaient donc pas aléatoires mais dus au passage d'une même particule dans les deux compteurs. Un écran de plomb placé entre les deux compteurs avait un effet négligeable : la particule, même après avoir interagi avec le premier détecteur avait encore un pouvoir pénétrant, ce qui ne correspondait pas au comportement attendu pour les rayons gamma. Enfin, en variant l'angle du plan formé par les deux compteurs par rapport à la verticale (cf. Fig. 2 à gauche), ils purent déterminer que les particules incidentes venaient préférentiellement du zénith.

Figure 2. Les cercles représentent des compteurs de Geiger-Müller et les rectangles des absorbeurs de plomb.



Ce dispositif fut amélioré et complété par le physicien italien Bruno Rossi (qui fut plus tard l'un des pionniers de l'astronomie X). Il montra que le rayonnement cosmique comportait deux composantes : l'une dite « molle » facilement absorbée par le plomb, l'autre « dure » au pouvoir de pénétration tel que l'énergie des particules

devait être supérieure au GeV^1 ! En 1933, Rossi installa un dispositif avec trois compteurs (cf. Fig. 2 au centre), de telle façon qu'une particule unique ne puisse traverser les trois compteurs. De façon surprenante, des coïncidences triples furent observées indiquant le passage simultané d'au moins deux particules. La présence d'un écran de plomb au-dessus des compteurs augmentait le nombre de ces coïncidences triples. La seule explication possible était qu'on avait affaire à des gerbes de particules et que l'interaction de la gerbe avec la matière multipliait le nombre de particules. La direction commune et la simultanéité de passage des particules de la gerbe dans le détecteur laissaient penser à une origine unique : une particule cosmique de haute énergie interagit avec l'atmosphère et produit une gerbe de particules. L'étude du rayonnement cosmique devenait l'étude des gerbes cosmiques.

À la fin des années 1930, Pierre Auger et ses collaborateurs entreprirent d'étudier en détail ces gerbes cosmiques pour en comprendre l'origine. Modifiant le dispositif de B. Rossi (cf. Fig. 2 à droite), ils écartèrent l'un des trois compteurs de quelques mètres sans avoir une diminution rapide du nombre de coïncidences triples : les gerbes étaient donc beaucoup plus larges que prévu, ce qui était le signe que la particule primaire à l'origine de la gerbe était très énergétique : son interaction avec la haute atmosphère produisait une large gerbe de particules. Montant un dispositif du même type sur le Jungfraujoch à 3 500 m d'altitude et couvrant avec leurs compteurs une surface de l'ordre du km^2 , ils constatèrent que le phénomène était encore plus fréquent en altitude : dans certains cas, ils purent reconstruire une énergie de la particule primaire allant jusqu'à 10^{15} eV (1 000 TeV) ! Quelles sont les sources de ces rayons cosmiques et quels accélérateurs cosmiques permettent d'atteindre de telles énergies ? La question n'est toujours pas résolue à l'heure actuelle et constitue l'un des grands problèmes ouverts de l'astrophysique des hautes énergies.

L'âge d'or des rayons cosmiques dura une décennie mais rapidement la physique des particules ne se contenta plus des caprices de la nature et entreprit de construire des accélérateurs pour produire des particules de haute énergie dans des conditions plus propices au travail expérimental : Ernest Lawrence obtint le Prix Nobel dès 1939 pour la conception du cyclotron qui remontait à 1930. Ce n'est pourtant qu'avec le *Large Hadron Collider* du CERN, inauguré en 2008, que l'on atteint les énergies observées dans la nature par Pierre Auger et

1. Rappelons que $1 \text{ GeV} = 10^9 \text{ eV}$ et $1 \text{ TeV} = 10^{12} \text{ eV}$.

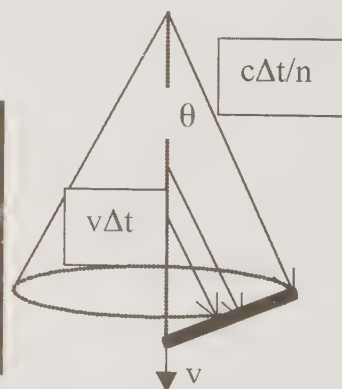
ses collègues ! Et ce n'est probablement pas un hasard si, au même moment, les rayons cosmiques font de nouveau la couverture des magazines. Cette fois-ci avec des énergies encore plus colossales.

LA LUMIÈRE DES PARTICULES

Nous allons décrire dans les sections suivantes les grands observatoires de particules cosmiques de haute énergie. La détection de ces particules repose dans la plupart des cas sur une propriété bien connue, l'émission de lumière dite Tcherenkov.

Pavel Tcherenkov était, au début des années 1930, jeune docteur à l'Institut Lebedev de Moscou. Son directeur de thèse l'avait chargé d'étudier l'émission de lumière bleutée observée dans une bouteille d'eau soumise au rayonnement radioactif d'un morceau de radium : une lumière du même type est observée dans les piscines des réacteurs nucléaires (cf. Fig. 3 à gauche). On pensait alors qu'il s'agissait de fluorescence¹ mais les études de Tcherenkov montrèrent que le phénomène ne dépendait pas du type de liquide utilisé, ce qui excluait cette hypothèse. La radiation était en fait produite par des électrons émis dans les réactions nucléaires. C'est en 1937 qu'Ilya Frank et Igor Tamm en trouvèrent l'origine : la propagation d'une onde de choc due au fait que les électrons énergétiques se déplaçaient à une vitesse supérieure à celle de la lumière dans le liquide. Un phénomène tout à fait similaire au bang des avions volant à des vitesses supersoniques.

Figure 3. À gauche : Lumière Tcherenkov émise à l'intérieur de la piscine du réacteur de l'Institut Laue-Langevin. À droite : Direction sous laquelle les ondes rayonnées par la particule dans ses positions successives (pendant un temps Δt) interfèrent constructivement.



Une particule chargée immobile ou en mouvement lent dans un milieu polarise localement ce milieu, sans créer de champ à grande distance (par symétrie de la polarisation autour de la particule). Ceci

1. La fluorescence est associée à l'émission d'un photon par une molécule excitée revenant à son état fondamental. Nous reviendrons plus tard sur ce phénomène qui est aussi utilisé dans la détection de particules cosmiques énergétiques.

est différent quand la particule se déplace rapidement : la polarisation n'a pas le temps nécessaire pour s'adapter au mouvement de la particule et le déséquilibre ainsi créé peut engendrer un champ à large distance ; il y a donc émission électromagnétique, l'émission Tcherenkov. Rappelons que, si dans le vide la vitesse de la lumière est donnée par la constante fondamentale c (299 792 458 m/s), dans un milieu d'indice n , cette vitesse est c/n . Il est donc possible qu'une particule énergétique ait une vitesse v (nécessairement inférieure à c selon Einstein) supérieure à c/n . C'est précisément dans ce cas que se produit l'émission de lumière Tcherenkov. Toutefois, c'est seulement dans une direction précise que les ondes émises successivement par la particule suivant sa trajectoire interfèrent constructivement.

Plus précisément (cf. Fig. 3 à droite), c'est dans une direction faisant un angle θ avec la direction de propagation de la particule¹ : $\cos \theta = (c/n)/v$. Quand ce cône atteint la surface plane d'un détecteur de lumière, il produit un disque de lumière caractéristique de l'effet Tcherenkov. Ces disques furent détectés dans les années 1950 et le Prix Nobel attribué en 1958 à Tcherenkov, Frank et Tamm.

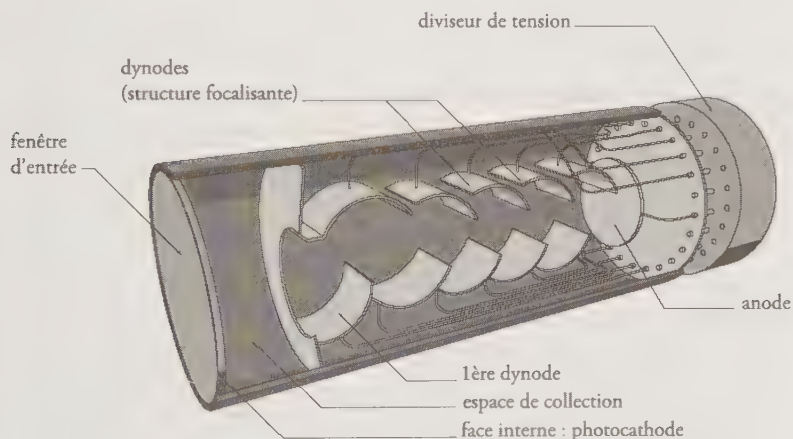


Figure 4. Principe d'un photomultiplicateur. Quelques photomultiplicateurs utilisés en physique et astrophysique.

Comment recueillir cette lumière ? Dans la plupart des cas on utilise un *photomultiplicateur* qui est un instrument qui permet de transformer la lumière en signal électronique (cf. Fig. 4) : les photons frappent la photocathode (fine couche semi-conductrice déposée sur la fenêtre d'entrée), des électrons sont produits par effet photoélectrique² ; ces électrons sont accélérés par un champ

1. À titre d'exemples importants pour la suite, pour une particule dont la vitesse est proche de la vitesse de la lumière, l'angle θ vaut 42° dans l'eau et de l'ordre de 1° dans l'air.
2. On définit l'efficacité quantique comme le nombre d'électrons créés par photon incident, typiquement 0,25.

électrique vers une dynode ; leur collision sur la dynode libère une quantité plus importante d'électrons ; de dynode en dynode (jusqu'à 14 étages), on obtient ainsi une amplification du nombre d'électrons avec un gain important (pouvant aller jusqu'à 10^7) ; une fois l'anode atteinte, les électrons créent une brève impulsion de courant, proportionnelle au signal lumineux initial.

Les télescopes Tcherenkov et la détection des gerbes électromagnétiques

Les photons de haute énergie interagissent avec la haute atmosphère pour former des gerbes relativement resserrées autour de la direction de la particule initiale. Ces gerbes sont principalement constituées d'électrons, de positrons et de photons. Elles atteignent leur développement maximal à une altitude de l'ordre d'une dizaine de kilomètres (pour un gamma de 1 TeV), puis les particules qui la composent sont freinées et arrêtées par l'air.

La seule chance de les observer au sol est donc de collecter la lumière Tcherenkov émise par ces particules dans la haute atmosphère. Rappelons que cette lumière est émise pour une particule très énergétique (disons d'énergie de l'ordre du TeV) dans un angle très faible autour de la direction de propagation de la particule (de l'ordre de 1°). Typiquement pour une gerbe issue d'un photon de 1 TeV, la lumière émise couvre à une altitude de 2 000 m (où se fait l'observation) un disque de l'ordre de 140 m de rayon. Pour en collecter le maximum, on utilise un télescope Tcherenkov (cf. Fig. 5-a) obtenu par juxtaposition d'un très grand nombre de petits miroirs sphériques, pointant tous vers la même source, de façon à former une surface collectrice la plus importante possible. Le premier télescope de ce type fut construit par la collaboration Whipple en 1968 et placé en Arizona. Puisqu'il s'agit de détecter une lumière tenue, il est important d'avoir de bonnes conditions d'observation (nocturne évidemment) : c'est pour cela qu'on choisit des sites en altitude, de préférence désertiques (pour éviter le bruit de fond lumineux de l'activité humaine).

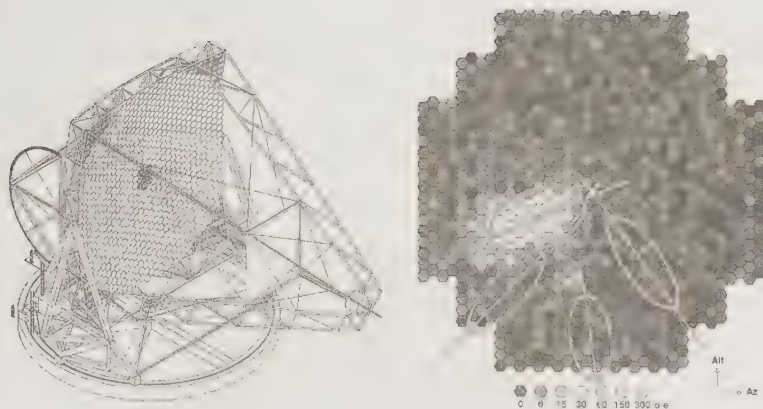


Figure 5. À gauche, exemple de télescope Tcherenkov (HESS II) : la caméra est située au foyer, soutenue par les armatures métalliques. À droite, détection stéréoscopique de l'origine angulaire d'une gerbe électromagnétique, utilisant les quatre télescopes de HESS : l'image de chaque télescope est approchée par une ellipse puis reportée sur un même plan angulaire.

La collaboration HESS (*High Energy Stereoscopic System*), nommée ainsi en hommage bien sûr à Victor Hess, a choisi d'installer dans un premier temps quatre télescopes Tcherenkov disposés en un carré de 120 m de côté sur un haut plateau de Namibie (à 1 800 m d'altitude). Un tel dispositif permet une vision stéréoscopique des gerbes électromagnétiques (cf. Fig. 5-b). Chaque télescope est constitué de 380 petits miroirs de 60 cm formant un grand miroir de 12 m de diamètre (surface 107 m²). La précision du pointé est de 8 secondes d'angle. Au foyer est placée une caméra de la taille d'un cube de 2 m et de 900 kg, dont chacun des 960 pixels est un photomultiplicateur de quelques centimètres de largeur. L'électronique rapide est intégrée dans la caméra. Le seuil en énergie est de 100 GeV (jusqu'à une dizaine de TeV). Pour abaisser ce seuil de détection à 60 GeV en mode stéréoscopique, la collaboration HESS est en train d'ajouter un télescope supplémentaire formé d'un miroir parabolique de 600 m² et placé au centre des quatre télescopes existants. Des techniques similaires ont été adoptées par les collaborations MAGIC aux Canaries et VERITAS en Arizona.

La moisson scientifique de HESS a été exceptionnelle et a véritablement ouvert une nouvelle fenêtre en énergie sur l'univers en multipliant par dix le nombre de sources connues en rayons gamma. À titre d'exemple, la figure 6 montre comment il a été possible avec HESS de résoudre pour la première fois dans cette gamme un reste de supernova. Ceci prouve que des gammas de l'ordre du TeV sont émis par des particules accélérées dans l'onde de choc de l'explosion associée à la supernova.

Le grand projet futur dans ce domaine est pour l'Europe l'observatoire CTA (*Cherenkov Telescope Array*) dont le but est d'explorer le ciel dans la gamme de 10 GeV à 100 TeV. L'option retenue est

d'utiliser plusieurs types de télescopes Tcherenkov : une région centrale avec quelques grands télescopes couvrant 10 % de la surface et un seuil en énergie d'une dizaine de GeV, une région intermédiaire avec une couverture de 1 % et un seuil de l'ordre de la centaine de GeV (similaire à HESS), et une région périphérique avec une couverture de 0,05 % et un seuil de l'ordre du TeV.

Figure 6. Résolution du reste de supernova RX J1713.7-3946 avec des gamma de l'ordre du TeV.



Des détecteurs de particules dans l'espace

Nous venons de voir comment l'atmosphère peut être utilisée comme « détecteur » de particules cosmiques de haute énergie en matérialisant ces particules sous forme de gerbes.

Une solution alternative est de détecter directement ces particules avant qu'elles n'interagissent avec l'atmosphère. Il s'agit alors d'envoyer de véritables détecteurs de particules dans l'espace. C'est cette solution qui est retenue en particulier quand l'énergie des particules cosmiques est trop faible pour avoir une bonne détection au sol des gerbes correspondantes : typiquement pour les gammas, une énergie de l'ordre de 10 GeV. Au-delà de cette énergie à l'inverse, le flux de gammas (qui diminue rapidement avec l'énergie) devient trop faible pour avoir des taux de détection suffisants dans un détecteur spatial, nécessairement limité en taille : c'est le domaine privilégié des observations au sol, comme nous l'avons vu dans la section précédente.

Le principe de ces détecteurs spatiaux est basé sur l'expérience acquise en physique des particules. Les photons sont détectés en utilisant leur conversion en paire électron-positron. Il est important de détecter à la fois la direction du gamma primaire (en suivant le

développement de la gerbe électromagnétique créée par la paire dans le détecteur) et son énergie. La mesure de cette dernière est basée sur le principe du *calorimètre* : l'énergie totale déposée par la gerbe créée par la particule primaire dans le détecteur est mesurée jusqu'à sa dissipation complète ; elle permet de remonter à l'énergie initiale de la particule.

Les photons gamma étant bien plus rares que les particules chargées dans les rayons cosmiques, il est important de s'affranchir du bruit de fond associé à ces particules chargées. On utilise la méthode dite d'*anticoïncidence*, qui est une simple variante de la méthode de coïncidence de Geiger et Bothe (voir ci-dessus). On entoure à cet effet le détecteur de gammas d'un détecteur de particules chargées. Si ce détecteur identifie le passage d'une particule, il ne peut s'agir d'un gamma et les événements détectés de façon (quasi) coïncidentes dans le détecteur de gammas ne sont pas enregistrés. Ce détecteur d'anticoïncidences (on parle aussi de *veto*, ce qui illustre bien son rôle) est généralement un scintillateur, matériau transparent émettant de la lumière¹ lorsqu'il est traversé par une particule chargée. Cette lumière est ensuite transformée en signal électrique grâce à des photomultiplicateurs.

Des détecteurs de ce type ont été lancés en 1975 à bord du satellite COS-B, puis en 1991 par le satellite CGRO (*Cosmic Gamma-Ray Observatory*), après un long retard dû à l'explosion de la navette Challenger. Le détecteur EGRET à bord de CGRO permettait une résolution angulaire de l'ordre d'un degré et une résolution en énergie de 20 % pour un gamma de 1 GeV. Il a permis une riche moisson scientifique : plus de 100 sources galactiques ou extragalactiques émettant dans la gamme de 100 MeV à 10 GeV.

La précision s'est encore améliorée avec la mission INTEGRAL (*INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Lab*) de l'ESA lancée en 2003 : résolution angulaire de 12 arcmin et de 0,2 % en énergie pour la gamme de 15 keV à 10 MeV. Cette mission inclut un imageur et un spectromètre dans le domaine des gammas, ainsi que deux autres instruments (moniteur de rayons X et caméra optique) permettant de mieux identifier les sources de gammas.

L'une des originalités de la mission INTEGRAL réside dans la présence de *masques codés* : fonctionnant comme une *camera obscura*,

1. Le principe physique est celui de la fluorescence. On trouve des scintillateurs plastiques, fabriqués par des méthodes complexes de polymérisation et des scintillateurs inorganiques comme les cristaux d'iodure de sodium où l'apparition du phénomène de fluorescence est liée à la présence d'impuretés (thallium).

mais avec une multiplicité de trous percés de façon aléatoire au lieu d'un unique orifice, ils permettent de produire des images des sources de rayons gamma. Cette technique spécifique doit être utilisée car il n'existe pas de moyens conventionnels de focaliser des gammas avec des lentilles ou des miroirs.

La dernière des missions, lancée en juin 2008 par la NASA, est la mission GLAST (*Gamma-ray Large-Area Space Telescope*), maintenant baptisée FERMI avec deux instruments : le GLAST Burst Monitor, travaillant dans la gamme 10 keV à 25 MeV pour étudier plus particulièrement les sursauts gamma, et le *Large Area Telescope* (LAT) dans la gamme de plus haute énergie 20 MeV à 300 GeV. Le LAT (cf. Fig. 7) est un bon exemple du détecteur que nous avons décrit ci-dessus. Il est formé de 16 tours, chacune d'elles composée d'un trajectographe, d'un calorimètre (cristaux d'iodure de césium) et d'un module d'électronique permettant de gérer les systèmes de déclenchement et la gestion de flux de données. Le trajectographe est un module de 64 cm de hauteur, consistant en plans alternés de tungstène (un matériau très dense qui favorise la conversion du photon primaire en paire électron-positron) et de détecteurs de trace en silicium (permettant de déterminer les trajectoires de l'électron et du positron). L'ensemble est entouré d'un bouclier de tuiles de scintillateurs permettant par anticoincidence le rejet de particules chargées.

Figure 7. Le satellite FERMI et l'un des modules du détecteur LAT de la mission GLAST. Les trajectoires des électrons/positrons secondaires dans le détecteur sont en pointillés.



Par rapport à EGRET, la surface collectrice et le champ de vue sont supérieurs d'un facteur 5 : 20 % du ciel est visible à tout moment pour GLAST. Grâce à ce très grand champ de vue, la couverture complète du ciel est effectuée par GLAST en 3 heures (au lieu d'une semaine pour EGRET). On s'attend à ce que GLAST découvre plusieurs milliers de sources gamma. La complémentarité avec HESS, qui fonctionne comme on l'a vu à plus haute énergie, est particulièrement intéressante.

Pour terminer cette section consacrée aux détecteurs de physique des particules dans l'espace, nous ne pouvons omettre AMS (*Alpha Magnetic Spectrometer*) dont la caractéristique est de comporter un aimant supraconducteur : ce champ magnétique permanent courbera les trajectoires des particules chargées et permettra ainsi de les identifier (une méthode standard dans les accélérateurs de physique des particules). Ceci permettra de distinguer particules et antiparticules (leurs charges opposées induisent une courbure opposée dans le champ magnétique). C'est justement un des objectifs d'AMS que d'aller à la recherche d'antiparticules ou d'antiatomes dans l'univers.

L'observatoire Pierre Auger et la détection des rayons cosmiques de la plus haute énergie

Nous avons déjà dit que, dans leur grande majorité, les particules cosmiques de haute énergie sont chargées. Elles sont donc déviées par les champs magnétiques galactiques et extragalactiques d'une façon qu'il est difficile de quantifier tant qu'on n'a pas une connaissance précise de ces champs. Le seul espoir pour utiliser ces rayons cosmiques à des fins astronomiques est donc d'aller vers les plus hautes énergies, pour lesquelles on peut espérer que la déviation est moindre.

Toutefois, ces particules chargées (protons ou noyaux) interagissent avec les photons du fond cosmologique microonde : juste après la découverte de ce fond de photons par A.A. Penzias et R.W. Wilson en 1965, K. Greisen d'un côté, G.T. Zatsepin et V.A. Kuzmin de l'autre montrent que les particules cosmiques d'une énergie supérieure à $5 \cdot 10^{19}$ eV interagissent avec les photons du fond cosmologique pour produire des pions et qu'ils perdent ainsi de l'énergie. Comme le fond est très diffus, cela ne se produit pas immédiatement : un proton peut parcourir une distance de l'ordre de la cinquantaine de mégaparsecs (Mpc) avant d'avoir une probabilité importante d'interagir avec un photon du fond. Ceci a pour conséquence que les protons de très haute énergie qui ont été produits au-delà de notre voisinage de 50 Mpc ont une énergie maximale de $5 \cdot 10^{19}$ eV. C'est ce qu'on appelle la *coupure* GZK, d'après les initiales de ses auteurs. Les protons d'énergie plus

élevée ont été nécessairement produits à une distance inférieure à la centaine de mégaparsecs et il est envisageable que leur trajectoire ait été peu déviée entre le site de leur production et la Terre.

C'est pourquoi l'attention des physiciens s'est assez rapidement portée vers ces rayons cosmiques dits de ultra-haute énergie, c'est-à-dire supérieure à 10^{19} GeV. James Cronin, Prix Nobel de physique 1980 pour sa découverte de la violation de la symétrie CP avec V. Fitch, commença dès les années 1990 à rassembler une collaboration internationale autour de cette recherche.

Le défi était proprement immense. Le flux attendu pour de telles particules étant inférieur à une particule par km^2 et par siècle, il était nécessaire d'instrumenter une très large superficie pour obtenir un taux de détection suffisant. Ceci ne pouvant se faire qu'au sol, ce sont donc les gerbes qu'on détecterait, mais cette fois-ci des gerbes hadroniques (la particule primaire étant un hadron¹ comme le proton ou un ensemble d'hadrons dans le cas de noyaux). Il se trouve que les gerbes hadroniques sont plus larges et plus longues que les gerbes électromagnétiques que nous avons déjà rencontrées plus haut : lorsque la particule primaire heurte un noyau de l'atmosphère, il en provoque l'éclatement en hadrons qui interagissent à leur tour en créant de nouveaux hadrons par un effet de cascade. Ces phénomènes sont responsables du fait que les gerbes hadroniques sont moins compactes et plus longues que les gerbes électromagnétiques.

Elles peuvent donc être observées au sol mais à condition d'avoir un maillage de détecteurs suffisant pour que plusieurs soient touchés par la gerbe, qui peut atteindre plusieurs km^2 de large.

Ceci a conduit J. Cronin et ses collègues à rechercher un lieu éloigné de toute concentration humaine. Leur choix s'est fixé sur un site dans la pampa argentine, à 1 400 m d'altitude, où s'est donc établi l'observatoire Pierre Auger, sur une superficie d'environ 3 000 km^2 . Le maillage a été optimisé en fonction du coût et de la stratégie de détection choisie. Des détecteurs de particules chargées ont été placés tous les 1,5 km formant ainsi un réseau de 1 600 détecteurs. La technologie choisie est encore celle de la détection de lumière Tcherenkov. Chaque détecteur (cf. Fig. 8) consiste en une cuve remplie de 12 m^3 d'eau très pure : les particules chargées qui la traversent émettent une lumière Tcherenkov qui est ensuite diffusée

1. Selon une terminologie standard en physique des particules, un hadron est une particule subissant l'interaction forte.

par les parois internes réfléchissantes avant d'être captée par trois photomultiplicateurs. L'information est ensuite envoyée à la station de contrôle de l'ensemble du réseau. Pour les gerbes de plus haute énergie, une trentaine de cuves peuvent être touchées.

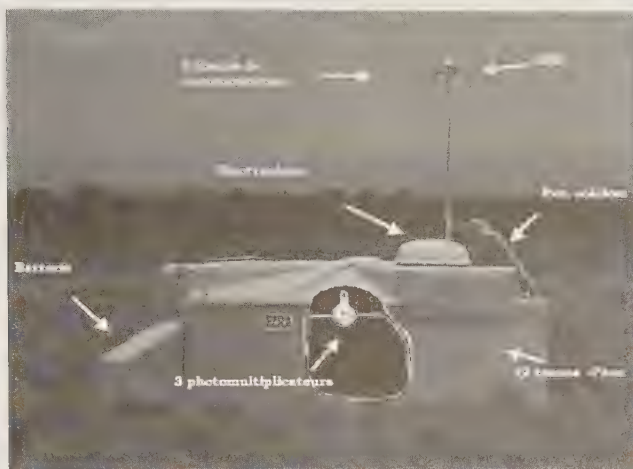


Figure 8. L'une des cuves de l'observatoire Pierre Auger et ses composantes (cf. cahier couleur, planche 10).

De façon à améliorer la calibration en énergie, une des données fondamentales dans ce type d'expérience, l'observatoire Pierre Auger utilise en parallèle un second mode de détection : la fluorescence. Il s'agit d'utiliser la propriété suivante : lorsque des particules chargées traversent l'atmosphère, elles excitent les molécules d'azote de l'air qui, lors de leur désexcitation, émettent de la lumière. Cette lumière de fluorescence est détectée, la nuit dans de bonnes conditions atmosphériques, par un dispositif appelé « en œil de mouche » (le premier dispositif de ce type, imaginé par K. Greisen et installé en 1981, était nommé « Fly's Eye Detector ») : des miroirs sphériques indépendants permettent de détecter la lumière de fluorescence dans un petit angle solide ; par juxtaposition de ces pixels élémentaires, on obtient une image de tout le ciel, ce qui permet de reconstruire en temps réel le développement d'une gerbe et d'accéder ainsi à la direction et à l'énergie de la particule cosmique primaire.

Dans l'observatoire Pierre Auger, quatre détecteurs de fluorescence situés en bordure du site de déploiement des cuves viennent compléter l'information fournie par les détecteurs Tcherenkov. C'est ainsi qu'une détection hybride, c'est-à-dire simultanée entre cuves et un ou plusieurs détecteurs de fluorescence, permet d'identifier avec une excellente précision l'énergie de la particule cosmique primaire. Dans certains cas exceptionnels, ce sont les quatre détecteurs de fluorescence et un certain nombre de cuves Tcherenkov qui ont identifié la gerbe !

Ces performances inégalées jusqu'à maintenant ont permis à l'expérience Auger de confirmer la présence d'une coupure GZK. Par ailleurs, l'anisotropie dans la distribution des rayons cosmiques d'ultra-haute énergie semble ouvrir la voie à une identification des sources (dans un rayon d'une cinquantaine de Mpc comme nous l'avons vu) et donc à une véritable astronomie des rayons cosmiques. L'installation de l'observatoire Pierre Auger sur son site argentin a été complétée en 2008. Des décisions sont attendues pour la construction d'un site dans l'hémisphère Nord, aux États-Unis dans l'État du Colorado.

La technique de détection de gerbes cosmiques par mesure de fluorescence a suggéré d'observer ces gerbes de l'espace. Ceci permet d'agrandir encore la taille du détecteur, qui serait alors la partie de l'atmosphère visible depuis un satellite en orbite. L'idée a été proposée d'installer un tel détecteur, baptisé EUSO (*Extreme universe Space Observatory*), sur le module européen de la Station Spatiale Internationale. Situé à une altitude de 430 km et ayant un champ de vue de 60°, il permet d'observer une région circulaire de 500 km de diamètre (cf. Fig. 9). Le pied de la gerbe (endroit où la gerbe arrive au sol) est identifié par la tache de lumière Tcherenkov.

Les incertitudes liées à la Station Spatiale Internationale ont eu raison du projet EUSO initial. Il a été repris par les Japonais qui, dans le cadre de la mission JEM-EUSO, proposent d'en installer une version simplifiée sur le module japonais de la Station. Le futur serait un satellite libre avec un large miroir déployable ; c'est le projet SUPER-EUSO proposé dans le cadre du programme Cosmic Vision de l'ESA.

Dans des expériences comme Auger ou EUSO, les gerbes presque horizontales ont un intérêt particulier. Parce qu'elles ont traversé une couche plus importante de l'atmosphère, elles ont statistiquement plus de chances d'avoir comme source une particule qui interagit très peu avec la matière (ici l'air) et peut donc traverser de grandes distances avant de se matérialiser en gerbe : le neutrino. Nous rencontrons ici la dernière des particules cosmiques mais certainement pas la moins intéressante, à laquelle nous allons consacrer les prochaines sections.



Figure 9. Le principe de la détection de gerbes par le JEM-EUSO.

Neutrinos solaires, neutrinos cosmiques

Le neutrino fait son apparition dans le monde des physiciens le 4 décembre 1930 dans une lettre au ton ironique (« Chers mesdames et messieurs radioactifs... ») envoyée par le jeune Wolfgang Pauli à ses collègues rassemblés à Tübingen pour une conférence : il y explique l'apparente non-conservation de l'énergie dans les désintégrations beta en postulant l'existence d'une nouvelle particule, qui emporterait une partie de l'énergie disponible dans la réaction.

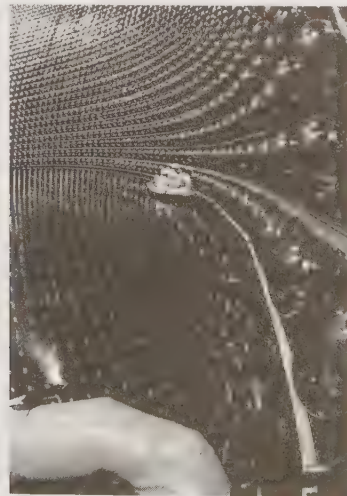
L'histoire du neutrino, dont l'existence n'a été confirmée expérimentalement qu'en 1956 (par Fred Reines et Clyde Cowan), est étroitement liée à l'astrophysique. L'illustration la plus connue en est la découverte du phénomène d'oscillation entre les saveurs de neutrinos (neutrino électronique ν_e , neutrino muonique ν_μ et neutrino tau ν_τ), lié à la masse non nulle des neutrinos. C'est en détectant sur terre les neutrinos émis par les réactions nucléaires à l'intérieur du Soleil que Ray Davis (Prix Nobel 2002) a mis en évidence le premier ce phénomène. Alors que ces réactions produisent à peu près uniquement des neutrinos électroniques, un déficit de plus de 50 % était observé sur Terre. Il fallut près de trente ans pour se convaincre qu'à cause du phénomène d'oscillation, les neutrinos électroniques ont une probabilité importante de se convertir dans l'une des deux autres espèces de neutrinos : les neutrinos ont une masse.

Les neutrinos cosmiques sont entrés dans l'histoire le 23 février 1987 à 7h35 (TU). Revenons sur cette histoire édifiante. Dans les

années 1980, les physiciens ont construit de très grands détecteurs pour mettre en évidence la désintégration du proton : selon les théories d'unification des forces non gravitationnelles les plus en vogue alors, le proton était instable, quoiqu'avec un temps de vie extrêmement long, supérieur à 10^{30} ans. Pour ne pas attendre un temps aussi long, il fallait faire jouer la statistique. Pour être un peu schématique, plutôt que de considérer un seul proton pendant 10^{30} ans, il était plus judicieux de surveiller 10^{30} protons (soit environ 1 tonne) pendant un an. C'est pourquoi, les physiciens des années 80 descendirent sous terre (pour se protéger des rayons cosmiques, eux !) dans des mines profondes pour construire de grandes piscines d'eau pure surveillées sur toutes leurs faces par des photodétecteurs (cf. Fig. 10) : si un proton d'un des noyaux formant une molécule d'eau se désintégrait, par exemple en un pion et un électron, les particules produites fourniraient un léger flash de lumière Tcherenkov que les photomultiplicateurs étaient prêts à recueillir !

C'est ainsi par exemple que les physiciens japonais choisirent le site de la mine la plus profonde du pays, Kamioka, à 300 km de Tokyo, pour construire leur détecteur Kamiokande (alias Kamika *Nucleon Decay Experiment*), une piscine de 3 000 litres, sertie d'un millier de photomultiplicateurs (la figure 10 en montre le successeur Super-Kamiokande). Les Américains d'IMB (Irvine, Michigan, Brookhaven) faisaient mieux dans une mine de l'Ohio avec 8 000 litres, mais une moins bonne couverture en photomultiplicateurs. Tout ce petit monde attendait donc qu'un de ces protons daigne se désintégrer mais l'histoire joue parfois des tours, même aux physiciens, et quelques neutrinos, partis 150 000 ans plus tôt, s'invitèrent à la fête.

Figure 10. Le détecteur Super Kamiokande en cours de remplissage : ses parois sont tapissées de photomultiplicateurs.



Le 24 février à 3h00 (TU), une alerte vient secouer le monde des astrophysiciens : une supernova a été détectée dans le grand nuage de Magellan par l'observatoire chilien de Las Campanas. Cette supernova, la première observée cette année-là, prend le nom de SN1987A. Elle a explosé 150 000 ans auparavant. Or selon les modèles théoriques de supernovas, l'émission de lumière par une supernova doit être précédée quelques heures auparavant par une bouffée de neutrinos. Ces neutrinos interagissant avec les protons des détecteurs souterrains doivent donner des particules qui produiront la fameuse lumière Tcherenkov que guettent les photomultiplicateurs. Coup de chance, dans le but de détecter les neutrinos solaires, les physiciens japonais ont amélioré les performances de leur détecteur pour ce qui concerne les neutrinos. Et effectivement, l'analyse des données enregistrées permet d'identifier les interactions de 12 neutrinos en 12 secondes, avec une énergie moyenne de 15 MeV¹. Ironie du sort : l'horloge de l'expérience venait d'être réparée et avait mal été remise à l'heure. Mais on pourra déterminer précisément l'heure d'arrivée de cette bouffée de neutrinos : 7h35 (TU), le 23 février 1987. Date de naissance de l'astrophysique souterraine.

Dans les années 90, l'expérience Kamiokande (et son successeur Super-Kamiokande) jouera un rôle aussi pour confirmer, avec l'expérience GALLEX à forte composante française et l'expérience canadienne SNO, le déficit de neutrinos solaires observé par Ray Davis.

Détecteur Terre

Des neutrinos de haute énergie sont émis dans un certain nombre de phénomènes cosmiques violents, pas seulement les explosions de supernovae. Parce qu'ils interagissent très peu avec la matière, ils peuvent fournir des renseignements précieux : ils peuvent s'extraire du tréfonds de la matière (comme par exemple du centre du Soleil) et ils peuvent voyager sur de grandes distances sans être perturbés. Pour les mêmes raisons, ils sont très difficiles à détecter. Pour donner un exemple frappant, les neutrinos produits dans le Soleil atteignent la Terre avec un flux de 60 milliards par cm² et par seconde. Seul un sur 10¹² est arrêté ! Dans la présentation du

1. Avec un détecteur un peu moins sensible, les Américains observent 8 interactions en 6 secondes, avec une énergie moyenne de 30 GeV.

Prix Nobel 2002, l'Académie Royale Suédoise indique que Ray Davis n'a piégé qu'environ 2 000 neutrinos en un quart de siècle. Les neutrinos de plus haute énergie interagissent plus facilement mais restent très élusifs.

La taille du détecteur est donc la question centrale pour piéger ces neutrinos : plus il y a de matière, plus est grande la probabilité d'interaction. Nous avons vu que les détecteurs souterrains comportaient plusieurs tonnes d'eau (on envisage pour le futur une mégatonne d'eau !). Nous avons vu aussi que dans le cas des rayons cosmiques, on allait jusqu'à utiliser une partie de l'atmosphère avec le détecteur spatial EUSO, mais l'atmosphère n'est pas assez dense. Qu'à cela ne tienne, les physiciens ont décidé d'utiliser la Terre entière pour piéger les neutrinos.

Le principe en est simple (cf. Fig. 11). Parmi tous les neutrinos de haute énergie qui traversent la Terre, quelques-uns interagissent avec la matière pour former des muons. Ces muons, dont le parcours moyen augmente avec l'énergie (typiquement une dizaine de km pour une énergie de 100 TeV) ressortent de la Terre aux antipodes. Un détecteur de muons peut identifier ces muons ascendants et par déduction les neutrinos primaires. Si ce détecteur utilise la lumière Tcherenkov émise par les muons, il doit donc être transparent. Il doit par ailleurs être protégé des rayons cosmiques directs (qui contiennent eux aussi des muons), et donc être souterrain... ou sous-marin. Il est donc apparu qu'il serait judicieux d'utiliser l'eau des profondeurs sous-marines pour mesurer la lumière Tcherenkov émise par les muons.

Figure 11. Le principe de la détection des neutrinos cosmiques.



C'est le principe de l'expérience ANTARES, dont l'installation a été complétée au large de Toulon en mai 2008. Un ensemble de lignes de 90 photomultiplicateurs chacune (à raison de 3 photomultiplicateurs tous les 12 m, cf. Fig. 12-b) est immergé à une profondeur de 2 400 m. Elles sont reliées par une boîte de jonction à un câble sous-marin qui permet de transmettre l'ensemble des données à terre. La lumière Tcherenkov issue d'un muon ascendant (associé à un neutrino de haute énergie ayant interagi avec la Terre) illumine un certain nombre de photomultiplicateurs (cf. Fig. 12 à gauche) : la position de ces photomultiplicateurs, le temps et l'amplitude des signaux enregistrés permettent de remonter à l'énergie du muon et à sa direction (qui correspond à celle du neutrino primaire, à moins de 0,5° près).

De tels dispositifs sont couramment appelés *télescopes à neutrinos*. Il est important de noter qu'un télescope à neutrino comme ANTARES, situé dans l'hémisphère Nord, observe le ciel en neutrino de l'hémisphère Sud ! À l'inverse, le télescope AMANDA (Antarctic Muon And Neutrino Detector Array) situé au pôle Sud est braqué sur le ciel de l'hémisphère Nord.

Ce n'est pas un hasard si AMANDA est placé au pôle Sud. Dans les années 80, des physiciens de l'université de Wisconsin, sous la houlette de Francis Halzen, ont eu l'intuition que la glace en profondeur devait être transparente, à cause de la pression qui s'y exerce. Vérification faite en 1991 avec deux chaînes de photomultiplicateurs descendues à 1 000 m de profondeur. Le caractère solide de la glace (qu'on peut néanmoins aisément faire fondre) permet une mise en place plus facile qu'en pleine mer, même si les conditions de travail ne sont pas très confortables en Antarctique. Ceci a toutefois permis à AMANDA une installation plus rapide que ses rivales marines, comme ANTARES.

Les flux attendus de neutrinos cosmiques de haute énergie sont encore imprécis car ils sont liés en partie au mode de production des gammas de haute énergie. Mais tout le monde s'accorde à penser qu'un détecteur correspondant à un volume minimal d'un kilomètre cube d'eau ou de glace instrumenté est nécessaire. Le projet ICECUBE est en cours d'installation au pôle Sud et les Européens sont en train de concevoir le cahier technique d'un tel détecteur en mer : c'est le projet Km³NET.



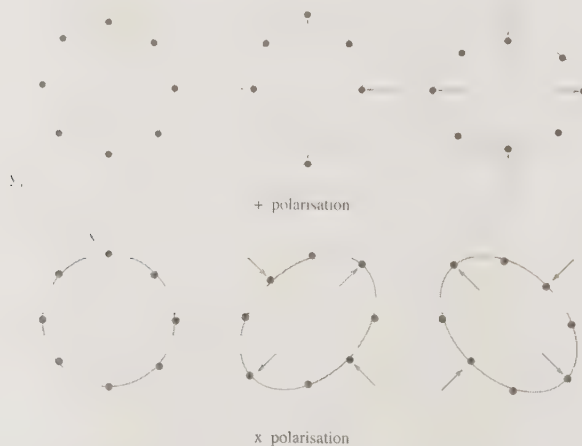
Figure 12. Le détecteur ANTARES. À gauche : Schéma de fonctionnement : un neutrino (en bas, trace noire) interagit avec un proton de la Terre pour former un muon (trace claire) qui émet de la lumière Tcherenkov. À droite : un étage de trois photomultiplicateurs entreposé avant l'immersion de la ligne correspondante.

Les rides de l'espace-temps : ondes gravitationnelles

Nous abordons pour finir un chapitre encore à peine entrouvert mais qui est l'un des plus prometteurs de cette nouvelle astronomie : celui de la détection des ondes gravitationnelles.

Nous avons vu plus haut qu'elles correspondent à des déformations de l'espace-temps. Pour être plus précis, considérons un ensemble de masses formant un cercle d'un kilomètre de diamètre (dans un plan xOy , cf. Fig. 13). Ces masses sont supposées être soumises seulement au champ de gravitation : elles sont en chute libre¹. Si une onde gravitationnelle traverse l'espace dans la direction orthogonale (axe des z), le cercle va se déformer de façon périodique en une ellipse selon deux modes différents qui correspondent aux deux polarisations possibles de l'onde, notées traditionnellement $+$ et x (cf. Fig. 13).

Figure 13. Mouvement d'un ensemble de masses disposées en cercle sous l'effet d'une onde gravitationnelle (se propageant suivant l'axe des z).



1. On pourrait imaginer par exemple qu'elles sont en orbite autour de la Terre, protégées de toute influence non-gravitationnelle. Rappelons qu'un corps en orbite est en fait en chute perpétuelle.

La principale question est de savoir quelles sont les amplitudes et les fréquences attendues pour de telles ondes. Si l'on considère pour illustration le mouvement périodique d'un système de masse M et de taille R , la fréquence des ondes gravitationnelles varie comme¹ la racine carrée du rapport M/R^3 . Ainsi pour des étoiles à neutrons où la masse est de l'ordre de la masse solaire et la distance une fraction d'unité atomique, les fréquences attendues sont de l'ordre de quelques dizaines d'Hz. Pour des trous noirs supermassifs dont les masses sont quelques millions de masses solaires, les distances sont plus grandes et les fréquences entre 10^{-4} et 10^{-2} Hz.

Mais ce sont aussi les amplitudes qui déterminent le type de détecteur utilisé pour mettre en évidence ces ondes. Elles sont mesurées par la variation relative de distance $\Delta L/L$ entre deux masses en chute libre et exprimées par un paramètre sans dimension h . À titre d'exemple², pour des explosions (asymétriques) de supernovae de type II, l'amplitude h de l'onde gravitationnelle est de l'ordre de 10^{-21} à 10^{-24} pour une source dans l'amas de la Vierge (c'est-à-dire à 15 Mpc). Pour un système binaire de deux trous noirs de masse égale à 1,4 fois la masse solaire localisée à 10 Mpc, l'amplitude est de l'ordre de 10^{-22} à 10^{-23} . Un autre système particulièrement intéressant est celui de deux trous noirs supermassifs de masse égale à un million de fois la masse solaire : de tels trous noirs sont observés au centre des galaxies et la collision de deux galaxies peut conduire à la coalescence de tels objets.

Pour des masses situées à une distance L de l'ordre d'un kilomètre comme dans la figure 13, la variation relative de distance ΔL correspondant à une onde gravitationnelle d'amplitude $h = 10^{-22}$ est de $hL = 10^{-19}$ m ! La seule façon de mesurer de telles variations de distance est de faire appel aux techniques interférométriques, déjà employées par Michelson et Morley en 1887 : on utilise l'interférence entre deux faisceaux de lumière (cf. Fig. 14 à gauche). Pour que la mesure ait un sens, il faut que la longueur des bras de l'interféromètre soit de l'ordre de la longueur d'onde de l'onde gravitationnelle, soit $\lambda = c/f = 3\,000$ km pour une fréquence f de 100 Hz. C'est évidemment irréaliste : l'interféromètre VIRGO

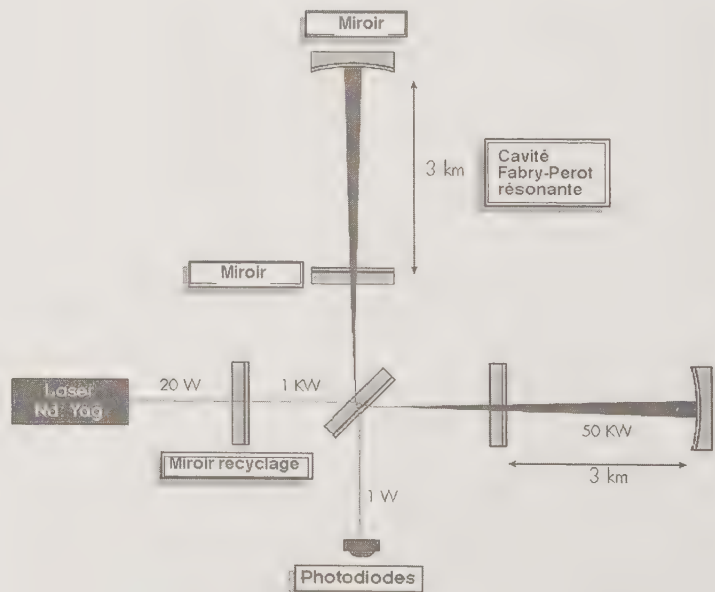
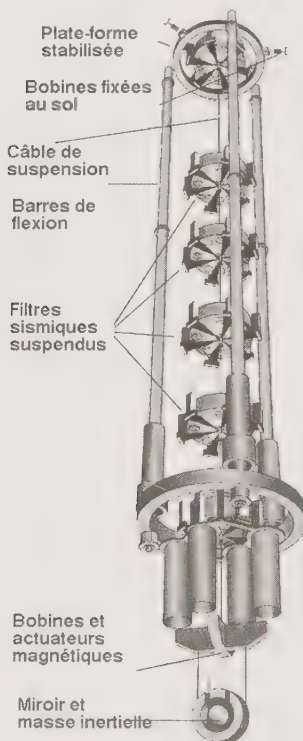
1. Par exemple, pour un système binaire de deux corps de masse $M/2$ en rotation l'un autour de l'autre à une distance R l'un de l'autre, une simple application des lois de Kepler nous indique que la fréquence de rotation varie comme $(G_N M/R^3)^{1/2}$ où G_N est la constante de Newton. Cette fréquence est, à un facteur 2 près, la fréquence des ondes gravitationnelles car, vu d'un point éloigné, le système binaire revient dans la même configuration à chaque demi-période.
2. Pour le système binaire considéré ci-dessus, h est de l'ordre de $(GNM/(Rc^2))^2(R/d)$ où d est la distance à laquelle on observe la source. Les ondes gravitationnelles les plus fortes sont engendrées par les systèmes où le champ gravitationnel $G_N M/R$ est le plus intense, typiquement les trous noirs où $G_N M/(Rc^2) \sim 1$.

construit près de Pise par les Italiens et les Français a par exemple des bras de 3 km. La solution est de démultiplier la taille effective des bras en introduisant une cavité qui oblige les photons à faire de nombreuses réflexions avant de sortir (cf. Fig. 14 à gauche où les cavités résonnantes Fabry-Pérot sont indiquées sur chaque bras).

Dans le domaine de fréquences de l'ordre de la dizaine d'Hertz, les ondes sismiques viennent dégrader les performances de l'interféromètre. Pour s'affranchir en partie de ce bruit de fond, des systèmes très élaborés de suspensions ont été conçus dans le cas de VIRGO (cf. Fig. 14 à droite) : l'isolation est réalisée par une chaîne de filtres suspendus les uns aux autres, chaque filtre étant constitué de ressorts à lames triangulaires. Ces ressorts assurent l'isolation verticale tandis que le pendule constitué par la chaîne de filtres isole des vibrations transversales.

VIRGO n'est pas le seul interféromètre terrestre. Les Américains ont en particulier construit l'ensemble d'interféromètres LIGO (pour Laser Interferometer Gravitational wave Observatory) sur deux sites à Hanford (Washington) et Livingstone (Louisiane). L'un des intérêts d'avoir un réseau est de permettre d'améliorer l'identification de la direction dans le ciel des sources observées, en corrélant les signaux des différents détecteurs. Pour cette raison aussi, LIGO et VIRGO organisent des campagnes d'observation communes depuis 2007.

Figure 14. Interféromètre terrestre VIRGO. À droite : Schéma de l'interféromètre. À gauche : Schéma des tours de suspension



Un triangle dans l'espace : LISA

Le domaine de fréquence inférieur à 0,1 Hz est doublement inaccessible aux interféromètres terrestres : le bruit sismique est trop important et la longueur d'onde λ est telle que la taille des interféromètres est prohibitive (à titre d'exemple, λ est de l'ordre de 3 millions de kilomètres pour une fréquence f de 0,1 Hz). C'est pourquoi l'on est obligé d'envisager une solution spatiale.

La mission LISA (*Laser Interferometer Space Antenna*) de l'ESA et de la NASA consiste en une formation de 3 satellites formant entre eux un triangle de 5 millions de kilomètres de côté. L'orbite des 3 satellites est astucieusement choisie pour que la constellation tourne autour du Soleil sans presque se déformer, en suivant la Terre à près de 20° (cf. Fig. 15).

Pour une onde gravitationnelle d'amplitude typique $h = 10^{-21}$, la variation de longueur d'un côté du triangle est de $\Delta L = hL = 5 \cdot 10^{-12}$ m, soit de l'ordre de la dizaine de picomètres¹. Il est donc nécessaire de mesurer les variations de distances *relatives* avec cette précision. Il est important de noter qu'on est intéressé ici seulement par les variations relatives de distance ; la distance absolue varie lentement le long des orbites (c'est ce qu'on appelle le *flexing* de la constellation des satellites) mais avec une constante de temps qui n'a rien à voir avec celles qui nous intéressent ici, qui sont de quelques dizaines à quelques milliers de secondes.

On utilise de nouveau pour ce faire l'interférométrie : des lasers relient entre eux les trois satellites. La collimation des faisceaux laser est toute relative sur 5 millions de kilomètres : la tache à l'arrivée est de l'ordre de 20 kilomètres de large, ce qui a pour effet que pour un laser de 1 Watt de puissance, la puissance reçue sur le satellite d'arrivée est de l'ordre de quelques centaines de picoWatts (10^{-12} W). Si cette lumière était réfléchiée vers le satellite de départ, ce ne sont que quelques photons qui seraient reçus en retour. Pour pallier à cette difficulté, on utilise un second laser pour renvoyer la lumière ; on s'assure seulement que la lumière émise est en accord de phase avec la lumière incidente. Puisque l'interférométrie repose sur la différence de phase entre deux ondes lumineuses, ceci n'en modifie pas le principe. Ce sont donc six liens laser (deux sens fois

1. On peut noter qu'il s'agit de gagner un ordre de grandeur par rapport à l'expérience historique de Michelson-Morley, mais dans l'espace bien sûr. Les interféromètres terrestres doivent être beaucoup plus performants et gagner presque 10 ordres de grandeur sur Michelson-Morley ! Comme nous allons le voir, le vrai défi de LISA réside ailleurs.

trois côtés) qui permettent de mesurer les variations relatives de distance ; on peut former avec eux plusieurs interféromètres, ce qui permet une certaine redondance.

Figure 15. Orbite de LISA autour du Soleil.



Au sens strict ces faisceaux laser ne sont pas échangés entre les satellites mais entre des masses en chute libre qui sont isolées à l'intérieur des satellites : de simples cubes d'une dizaine de cm de côté. Ceci est important car les variations de distance qui nous intéressent sont celles entre deux objets soumis uniquement à la force gravitationnelle (c'est-à-dire suivant une géodésique ou, pour utiliser un terme plus imagé, en chute libre). Or de nombreuses perturbations viennent modifier la trajectoire des objets en orbite : micrométéorites, vent solaire, rayons cosmiques, champs magnétiques... Dans LISA, c'est le rôle du satellite que de protéger la masse en chute libre de toute perturbation : soumis lui-même à toutes ces perturbations, le satellite se repositionne régulièrement autour de la masse en chute libre grâce à un système de microfusées (de quelques microNewtons de poussée). C'est le point le plus délicat de la mission LISA, à tel point qu'une mission technologique lui est consacrée : la mission LISA Pathfinder prévue pour être lancée par l'ESA fin 2010, inclut deux masses tests éloignées de quelques dizaines de centimètres et un lien laser entre elles pour tester si les masses peuvent être tenues à l'écart de toute perturbation non gravitationnelle, au moins avec une très bonne approximation (une précision dix fois moins bonne que la mission nominale LISA est requise).

L'un des autres points clefs de la mission LISA est la soustraction du bruit laser qui domine largement le signal. Pour ceci, on utilise la redondance des mesures, en combinant les données des

différents bras de façon à soustraire ce bruit laser. Il faut toutefois tenir compte du fait que la lumière met plus de 16 s à franchir les 5 millions de kilomètres le long d'un bras. Il faut donc tenir compte des retards associés. La méthode associée est appelée Time Delay Interferometry ou TDI (*time delay* signifie retard en temps).

Si la mission technologique LISAPathfinder est un succès, il est envisagé de démarrer immédiatement la mission LISA pour un lancement en 2018. On peut espérer que d'ici là les interféromètres terrestres auront détecté les ondes gravitationnelles et observé quelques sources relativement proches. Avec LISA s'ouvrira alors l'astronomie des ondes gravitationnelles avec de nombreuses sources extragalactiques détectables et un excellent rapport signal sur bruit. Et l'espoir de détecter avec LISA, ou avec son successeur, les ondes gravitationnelles primordiales produites juste après le big bang.

Conclusion

Tant qu'une fenêtre n'est pas ouverte, il est difficile de savoir sur quel paysage elle ouvrira. Les gammas de haute énergie ont permis de découvrir un riche panorama. Les premiers résultats de l'observatoire Pierre Auger laissent entendre qu'on pourra faire de l'astronomie avec les rayons cosmiques de la plus haute énergie. Et il est à peu près certain que les ondes gravitationnelles fourniront des renseignements très précieux sur les phénomènes violents dans l'univers qui engendrent des mouvements de masse importants et rapides. Quant aux énigmatiques neutrinos, ils sont difficiles à capturer mais une poignée a suffi à créer la sensation lors de l'explosion de la supernova SN1987A.

Mais les questions l'emportent encore sur les réponses, ce qui rend ce domaine de la nouvelle astronomie si passionnant. Des techniques de pointe empruntées tant à la physique des particules qu'à l'astronomie ou à l'optique de pointe sont mises à contribution pour participer à cette exploration pleine de promesses. Et si les premiers détecteurs bricolés ont laissé la place à des géants comme l'observatoire Pierre Auger, CTA, le Km³NET ou LISA, le domaine garde encore pleinement son atmosphère de *frontier* de frontière...

La révolution numérique en astronomie

Françoise Genova

L'astronomie, science d'observation

L'observation du ciel et l'accumulation des observations sont des éléments essentiels de la démarche scientifique en astronomie. Une avancée très importante, qui a débuté comme nous le verrons avec la réalisation des premiers grands catalogues au XIX^e siècle, a été la réalisation de *grands relevés*. Ce sont des observations systématiques du ciel ou d'une fraction importante du ciel, réalisées avec un appareillage homogène, qui permettent d'observer un très grand nombre d'objets, et de faire des études statistiques. On peut ainsi identifier des familles d'objets qui ont chacune leurs propriétés spécifiques, étudier les interactions complexes entre les objets à différentes échelles (étoiles, galaxies, amas d'étoiles, amas de galaxies...), et identifier les différents stades d'évolution de ces objets. Par ailleurs, le cumul d'observations sur le long terme permet d'étudier les phénomènes variables.

L'astronomie moderne est aussi basée sur l'utilisation conjointe d'observations obtenues avec des instruments différents. L'*astronomie multilongueur d'onde* combine des observations de plusieurs instruments observant dans différents domaines de longueurs d'onde. Elle a connu durant les dernières décennies un développement rapide, entre autres avec le développement de la radio astronomie, et parce

que les télescopes spatiaux ont permis de s'affranchir des limitations dues à l'atmosphère terrestre (cf. chap. 2) et d'ouvrir à l'observation astronomique de nouveaux domaines de longueurs d'ondes.

La combinaison de données de diverses origines permet de « voir » différentes facettes des objets célestes, et de comprendre les phénomènes physiques qui y sont à l'œuvre. La figure 1 montre par exemple une image « classique », faite aux longueurs d'onde de la lumière visible, de la nébuleuse du Crabe – ce qui reste de l'explosion d'une supernova en 1054. On voit des filaments de matière qui sont encore en expansion. Au centre de cette nébuleuse se trouve un pulsar, étoile à neutrons en rotation rapide qu'on détecte en ondes radio, avec une impulsion toutes les 33 millisecondes. Une observation de la nébuleuse en rayons X par le satellite Chandra montre des structures très différentes : on voit pour l'essentiel les courants de particules à très haute énergie indétectables en visible.

Figure 1. Image de la nébuleuse du Crabe aux longueurs d'onde de la lumière visible. Cette image provient du second relevé du ciel de l'observatoire du Mont Palomar, des plaques photographiques qui ont été numérisées par le Space Telescope Science Institute.

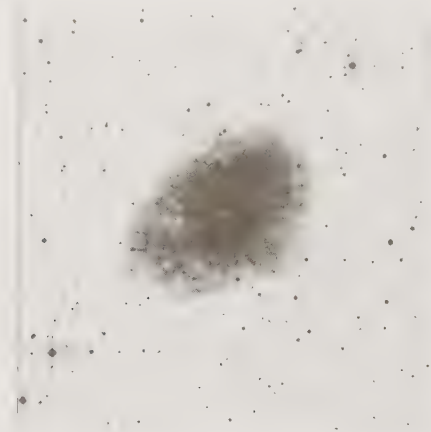


Figure 2. Une image de la nébuleuse du Crabe en rayons X, observée par le satellite Chandra (cf. cahier couleur, planche 13).



Les catalogues

Les astronomes ont très tôt commencé à construire des listes d'objets, des *catalogues*, qui contiennent la position des *astres*, mais aussi toutes les autres informations mesurées sur eux. Il n'est pas possible de décrire ici en détail cette longue histoire, mais quelques repères chronologiques permettent de voir comment ont évolué ces outils essentiels de l'astronomie.

Au fil du temps, les méthodes de recueil des données ont changé, et les paragraphes qui suivent montrent comment le nombre d'objets contenu dans les plus grands catalogues a évolué. L'un des paramètres essentiels des catalogues, la précision des mesures, s'est aussi peu à peu amélioré : jusqu'en 1800, les positions absolues des objets dans les catalogues étaient connues à environ 1 degré près – soit deux fois le diamètre apparent de la Lune –, les grands catalogues des années 1850-1900 ont porté cette précision à environ 10 secondes d'angle, soit une amélioration très significative puisqu'un degré compte 3 600 secondes d'angle. On atteignait 1 seconde d'angle en 1950, puis 0,3 seconde d'angle jusque vers 1990. Le satellite HIPPARCOS a permis un saut qualitatif en portant cette précision à 0,001 seconde d'angle.

Les premiers catalogues d'étoiles connus remontent à la Chine et à la Grèce anciennes (IV^e et III^e siècle avant Jésus-Christ). Le catalogue qui figure dans l'*Almageste* de Ptolémée, paru au II^e siècle de notre ère, contient 1027 étoiles. Lorsqu'il fut publié sous forme électronique en 1987 par le Centre de Données astronomiques de Strasbourg, les personnes responsables de sa mise en ligne ont exprimé « leur gratitude pour cet astronome qui a produit le catalogue le plus utilisé de l'histoire de l'astronomie – car il a été pendant plus de quatorze siècles LE catalogue par définition ».

Dès le milieu du XIX^e siècle, on voit apparaître le premier grand relevé systématique du ciel, la série des *Durchmusterungen*, les « relevés » de Bonn (cf. Fig. 3), de Cordoba et du Cap. Ce sont les premiers grands catalogues, qui contiennent chacun plusieurs centaines de milliers d'objets, avec leur position et une estimation de leur magnitude. Ces catalogues ont été établis par plusieurs méthodes, en particulier l'observation visuelle à l'aide d'un instrument qui permet de repérer les objets par rapport à une étoile de référence, et avec des plaques photographiques, utilisées pour la première fois pour faire des mesures systématiques. Vers la fin du XIX^e siècle, le projet de *Carte du ciel* a été conçu comme un relevé

complet du ciel à partir de plaques photographiques obtenues par vingt observatoires répartis autour du monde, clichés qui devaient être dépouillées à la main. Il se révéla trop ambitieux et ne fut jamais terminé, malgré les énormes efforts qui lui furent consacrés.

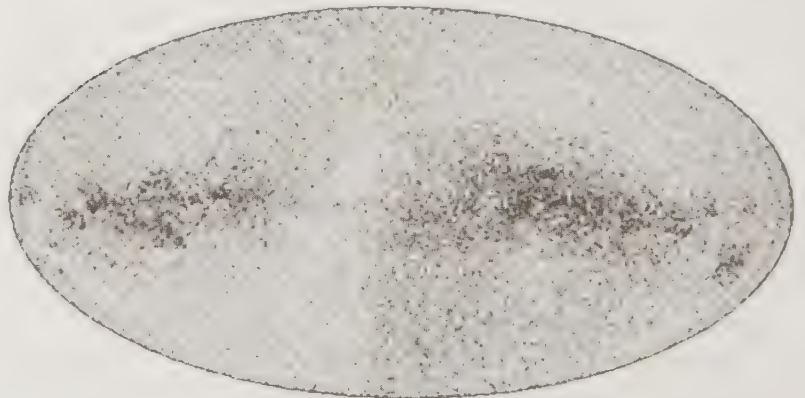
Figure 3. Projection sur le ciel du Bonner Durchmusterung (le « relevé de Bonn »), un grand relevé du ciel réalisé avec des méthodes visuelles en utilisant le télescope de 78 mm de Bonn, publié entre 1859 et 1903. Il contient 325 000 étoiles. La carte du ciel est en coordonnées galactiques, la direction du centre galactique est au centre de l'image. On voit les objets du plan galactique dans le plan horizontal. Le relevé a été réalisé dans l'hémisphère nord (entre $+89^\circ$ et -1° de déclinaison), soit sur à peu près la moitié du ciel. Les positions dans le catalogue sont données à 0,1 seconde d'angle. Le catalogue, initialement imprimé dans des livres, a été numérisé à la main, chaque ligne étant reproduite sur une carte perforée ou directement dans un fichier informatique, puis entièrement vérifié, grâce à une collaboration entre le Centre de Données astronomiques de Strasbourg, l'observatoire de Nice et le National Space Science Data Centre/NASA GSFC.



À peu près en parallèle au projet de la Carte du ciel, l'observatoire de l'université d'Harvard, aux États-Unis, menait à bien le catalogue Henri Draper, publié de 1918 à 1924. Celui-ci, outre des informations habituelles sur la position et la magnitude des étoiles, donnait aussi leur type spectral, et c'est le premier catalogue astrophysique. On peut citer encore la compilation ultérieure de catalogues de l'observatoire Smithsonian (SAO – *Smithsonian Astronomical Observatory*), qui contient le mouvement propre des étoiles.

Le satellite Hipparcos de l'Agence spatiale européenne, lancé en 1989, a été conçu pour améliorer de façon significative la mesure des positions d'une liste de 110 000 étoiles (cf. Fig. 4), avec un catalogue complémentaire moins précis qui dans sa version finale comprend plus de 2 millions et demi d'étoiles.

Figure 4. Projection sur le ciel du catalogue principal du satellite HIPPARCOS. Ce catalogue contient 118 000 étoiles. Il a permis une amélioration très importante de la précision des mesures de position des étoiles.



Le *Guide Star Catalogue*, constitué pour servir de référence au positionnement du Télescope spatial Hubble, a été le précurseur de l'ère des très grands catalogues. Basé sur la numérisation de plusieurs ensembles de plaques photographiques, il comptait 20 millions d'objets en 1992, et 456 millions en 2001. Sont ensuite arrivés les grands relevés obtenus à partir d'observations directement numérisées, les catalogues infrarouges DENIS (355 millions d'objets), qui couvrent la moitié du ciel, et 2MASS (470 millions d'objets) qui couvre tout le ciel. Le grand relevé SLOAN, réalisé sur un quart du ciel, comporte « seulement » 100 millions d'objets, mais il contient des données extraordinairement variées qui constituent une mine d'information pour les astronomes, entre autres les images des objets à plusieurs longueurs d'ondes et leurs spectres. L'un des plus grands catalogues actuels, en terme de nombre d'objets, a été produit aux États-Unis par l'*US Naval Observatory*. Il comptait 500 millions d'objets à la fin des années 1990, et plus d'un milliard dans sa dernière version. Il a été produit à partir de la numérisation de plaques photographiques provenant de divers relevés étalés sur une cinquantaine d'années.

Des plaques photographiques aux données numériques

Les chapitres précédents montrent toute la diversité des télescopes utilisés par les astronomes, et les différents types de données qui leur permettent d'explorer les différentes facettes des objets astronomiques : images, spectres, « cubes de données » de spectro-imagerie, séries temporelles...

Bien sûr, les méthodes d'enregistrement et de conservation des informations ont évolué avec le temps. Les plaques photographiques ont été pendant environ un siècle le support de référence des données astronomiques. Elles permettent d'emmagasiner beaucoup d'information dans un volume réduit et ont, si elles sont stockées dans de bonnes conditions, une longue durée de conservation. L'exploitation scientifique de ces plaques nécessitait cependant un très long travail manuel. La constitution des très grands catalogues, pour lesquels il fallait faire la liste des objets, mesurer leur position et leur éclat, réclamait des années de travail à des équipes entières.

Pour faciliter l'utilisation des données, on a entrepris de numériser les plaques photographiques, pour transférer l'information sur un support numérique. C'est une démarche assez semblable à celle des familles qui numérisent leur collection de photographies, réalisées au fil des années sur support argentique, pour faciliter leur conservation, leur amélioration à l'aide de programmes de traitement d'image, leur consultation et pour les partager avec toutes les personnes intéressées. Dans le cas des plaques photos astronomiques (cf. Fig. 5), il fallait conserver de façon précise les informations de position et d'éclat des astres, et on a dû fabriquer des *machines à mesurer* spécifiques. Grâce au support numérique, il devenait ensuite possible d'automatiser la détection et la mesure des positions et des magnitudes des objets.

Figure 5. Une vue d'ensemble de la plaque photographique qui contient l'image de la nébuleuse du Crabe montrée figure 1. L'objet se trouve dans la direction de la flèche. On voit en haut à gauche un rectangle qui identifie la plaque, et en bas à droite les plages d'étalonnage enregistrées sur la plaque. On constate que le fond n'est pas uniforme. Plaque photographique du second relevé de l'observatoire du Mont Palomar, numérisée par le Space Telescope Science Institute, visualisation Aladin/CDS.



L'étape suivante a été l'enregistrement direct des données sous forme numérique (par exemple à l'aide de caméras CCD, présentées au chap. 3). Le passage au « tout numérique » a provoqué des débats, malgré les avantages potentiels, en particulier parce que ce format de stockage de l'information semblait plus volatil que les plaques photographiques. Et il est vrai que si l'on ne prend pas soin des données numériques, elles peuvent être rendues inutilisa-

bles à cause de la fragilité des supports et de l'évolution rapide des techniques informatiques : par exemple, les données enregistrées à l'origine sur bande magnétique se brouillaient progressivement et devaient être recopiées régulièrement pour rester lisibles. De plus, les lecteurs de bandes magnétiques ont progressivement disparu, et les données qui n'ont pas été sauvegardées en les recopiant sur un moyen plus moderne (disque, DVD, etc.) ne sont plus lisibles et sont perdues.

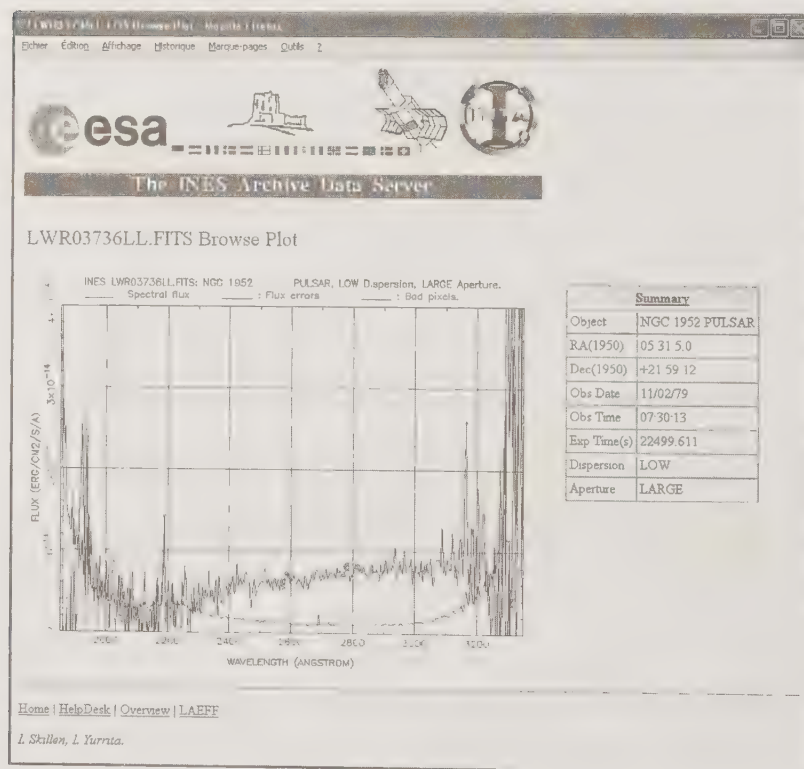
Les avantages des données numériques sont cependant déterminants : comme le savent tous les amateurs de photographie numérique, l'acquisition des données est plus souple, et il est facile de les retraiter, de faire ressortir certaines caractéristiques intéressantes, etc. Dès le début lors des années 1970, les données obtenues par les télescopes spatiaux ont été acquises et transmises sous forme numérique. C'est maintenant aussi le cas pour les télescopes au sol.

La production de données numériques, qu'elle soit directe ou indirecte par numérisation, a grandement facilité leur réutilisation par l'ensemble de la communauté. La majorité des données obtenues à l'aide des grands télescopes sol et spatiaux est librement utilisable, en général après une courte période dite « propriétaire ». En effet, une grande fraction du temps d'observation disponible dans tel ou tel observatoire est distribuée sur appel d'offre ouvert à tous les astronomes. Par exemple, deux fois par an, un appel d'offre est ouvert pour répartir le temps d'observation sur le *Very Large Telescope* de l'ESO pour les six prochains mois. Les équipes d'astronomes qui souhaitent obtenir du temps d'observation sur ce télescope envoient une *proposition d'observation*, qui est un dossier expliquant en détail ce qu'ils veulent faire. Un comité d'astronomes sélectionne les meilleures propositions, et les observations sélectionnées sont réalisées. Les astronomes qui ont obtenu ce temps d'observation ont un accès privilégié à leurs données pendant un an, pendant lequel ils peuvent les exploiter sans concurrence. À la fin de cette période, les données sont rendues publiques dans l'archive de l'ESO : tous les astronomes peuvent y accéder en ligne, et réutiliser ces données pour les besoins de leurs propres recherches.

Archives et centre de données

La plupart des grands observatoires ont mis en place des archives publiques, directement accessibles à tous les scientifiques – et aussi à tous les utilisateurs d'Internet. L'un des tous premiers exemples a été la base de données du satellite *International Ultraviolet Explorer* (IUE), qui a été opérationnel de 1978 à 1986 (cf. Fig. 6). L'utilisation de cette base de données, qui a été disponible et accessible à distance bien avant Internet, a produit environ cinq fois plus d'articles scientifiques que ceux publiés par les astronomes qui avaient obtenu du temps d'observation sur appel d'offre. Cela a démontré de façon éclatante, dès ce projet précurseur, l'intérêt majeur de la mise en place d'archives, pour permettre de tirer le meilleur parti des observations. Comme on le dit en jargon technocratique, elles permettent d'« optimiser le retour scientifique » de l'investissement financier consenti pour la construction et les opérations des instruments.

Figure 6. Spectre ultraviolet de la nébuleuse du Crabe observé par le satellite IUE. Cette observation, réalisée en 1979, est toujours disponible dans la base de données. Celle-ci, qui a été créée par l'Agence Spatiale Européenne, est passée sous la responsabilité de l'agence spatiale espagnole INTA. Elle contient 110 000 spectres d'environ 9 600 objets différents, dont 67 observations de la nébuleuse du Crabe.



Cependant, il n'est pas toujours facile de trouver les moyens financiers nécessaires pour constituer une archive. La réalisation de l'archive n'est qu'une petite fraction du coût total du télescope. Mais il est toujours tentant d'utiliser tous les moyens disponi-

bles pour construire de nouveaux instruments, qui permettent d'explorer de nouveaux champs scientifiques. Heureusement, la communauté astronomique est de plus en plus convaincue que les archives sont indispensables à l'interprétation des données obtenues par ces nouveaux instruments, et qu'il faut accepter d'y consacrer des moyens.

Une autre difficulté est qu'il ne suffit pas de conserver les données observées pour pouvoir les réutiliser. Il faut aussi leur attacher une *description* suffisamment complète, qui contient par exemple la position dans le ciel de la ligne de visée, le nom et les caractéristiques de l'instrument utilisé, l'heure et le lieu de l'observation, etc. Si l'observation distribuée dans l'archive a été traitée pour la rendre plus facile à utiliser, par exemple pour éliminer les artefacts dus à l'instrument ou aux conditions d'observations, il faut aussi conserver des informations sur la nature de ce traitement. La constitution de ces descriptions, qui assure la survie des observations sur le long terme, demande un travail spécialisé d'équipes qui connaissent bien les instruments. Une dernière difficulté est, comme expliqué précédemment, l'évolution rapide des techniques de stockage de l'information numérisée, car les données doivent être recopiées régulièrement sur de nouveaux supports pour que leur pérennité soit assurée.

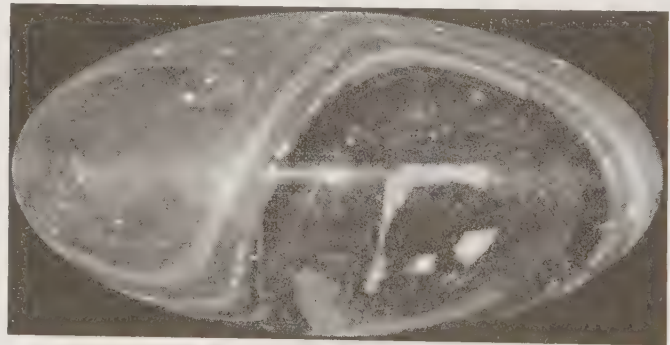
L'organisation des archives d'un télescope est en général sous la responsabilité des organismes qui ont construit l'instrument, et peut varier selon les agences ou les instruments. Par exemple, le centre de données de l'Agence spatiale européenne (ESA) est situé à Villafraanca del Castillo, près de Madrid. La responsabilité de la base de données plus ancienne du satellite IUE, initialement développée par l'Agence spatiale européenne, a été transférée à l'agence spatiale espagnole INTA. L'ESO met en ligne l'ensemble des archives de ses télescopes à Garching près de Munich, en Allemagne, où est situé son siège. La NASA crée un centre de données dédié à chacun de ses télescopes spatiaux, pendant toute la phase où le satellite est opérationnel. Par exemple celui du Télescope Spatial Hubble est à Baltimore, celui du télescope d'observations en rayons X Chandra à Cambridge près de Boston, et celui du télescope infrarouge SPITZER est à Pasadena en Californie. Lorsque la mission s'arrête, les données rejoignent l'un des trois centres thématiques, un pour chaque grand domaine de longueurs d'onde (visible et ultraviolet ; infrarouge ; hautes énergies – rayons X et gamma).

Les archives 'en ligne' constituent donc une source importante d'information pour les astronomes. Les observations disponibles ont de plus en plus souvent été prétraitées pour être directement utilisables, sans devoir recourir à des programmes de traitement d'image qui corrigent les artefacts dus aux caractéristiques spécifiques de l'instrument ou à celles de l'observation.

Les observations télescopiques ne sont pas les seules données utiles aux scientifiques, et les astronomes ont aussi développé d'autres centres de données, qui produisent en particulier ce que l'on appelle des services « à valeur ajoutée », compilations d'éléments issus de sources disparates, qui sont vérifiés et homogénéisés – d'où la notion de valeur ajoutée –, installés dans des bases de données, puis mis à disposition dans des services en ligne.

On peut citer par exemple le Centre de données astronomique de Strasbourg (CDS) créé dès 1972 pour prendre en charge des données sous forme électronique. On n'y trouve pas d'archives d'observations, mais plusieurs services « à valeur ajoutée » qui sont largement utilisés par la communauté astronomique internationale. L'une de ces bases de données, appelée VizieR, regroupe tous les catalogues astronomiques, ainsi que les tables publiées dans les journaux scientifiques de la discipline, qui peuvent contenir la liste des objets étudiés dans l'article, des données calculées, etc. Malgré la diversité du contenu, une méthode de description commune permet d'utiliser toutes ces données de façon conjointe (cf. Fig. 7) et d'accéder aux informations individuelles dans les tables. Par exemple, on peut retrouver tous les objets d'une région du ciel qui figurent dans un ou plusieurs des catalogues.

Figure 7. La « mine de données » de VizieR. Carte de la densité des objets présents dans VizieR, projetée sur une image du ciel (le centre de notre galaxie est vers le centre de l'image). On voit l'hétérogénéité des données auxquelles VizieR permet d'accéder. On voit apparaître le plan de notre galaxie (horizontalement), mais les surdensités correspondent surtout aux régions du ciel les plus observées, qui ne sont pas nécessairement celles où il y a le plus d'objets. On voit par exemple apparaître des catalogues denses parallèlement au plan de l'écliptique (qui croise toute l'image et dont on voit bien la forme sur la figure 3). On voit aussi les nuages de Magellan (les deux taches les plus brillantes dans le cadrant en bas à droite), et on remarque que la région qui les entoure a été particulièrement observée (cf. cahier couleur, planche 9).



Un autre service du CDS, SIMBAD, récolte les données sur les objets astronomiques publiés dans les articles scientifiques. Le service a été créé en 1983 à partir de bases de données qui avaient démarré dès les années 1970 (cf. Fig. 8). En juin 2008, il répertoriait plus

de 4 millions d'objets, et il est mis à jour quotidiennement par l'équipe du CDS. Chaque fois qu'un objet est cité dans un article scientifique, on cherche si l'objet existe déjà dans la base. Si c'est le cas, on lui ajoute la référence de l'article, et éventuellement des données trouvées dans celui-ci – un nouveau nom, par exemple, si l'article en crée un. Sinon, on crée un nouvel objet dans SIMBAD. L'une des difficultés est que la nomenclature des objets astronomiques est très variable : les astronomes créent facilement de nouveaux noms pour les objets. Par exemple lorsqu'ils font la liste des objets qu'ils ont étudiés, ils utilisent le numéro d'ordre dans cette liste même si ceux-ci sont déjà connus.

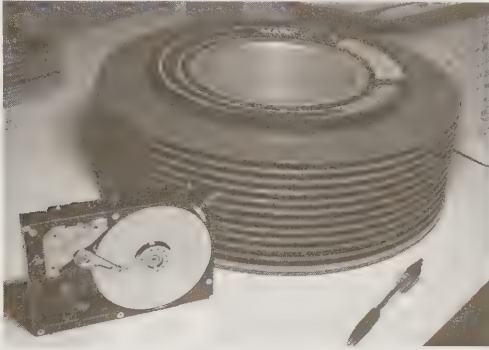


Figure 8. Le premier support de la base de données SIMBAD, un disque de 28 Méga-octets qui pèse 8,8 kg. En 1979, le CDS utilisait cinq de ces disques au Centre de Calcul qui se trouvait alors à l'Observatoire de Paris à Meudon. On a photographié à côté un disque de taille standard actuelle, qui peut contenir 750 Giga-octets, soit 25 000 fois plus de données. On aurait aussi pu montrer une clé USB contenant quelques Go.

On peut illustrer la variabilité de la nomenclature astronomique en prenant de nouveau l'exemple de la nébuleuse du Crabe. L'un des catalogues de référence importants de l'astronomie est le *Catalogue des nébuleuses et des amas d'étoiles*, publié par Charles Messier dans la *Connaissance des temps* en 1784. La nébuleuse du Crabe, qui est le premier objet de ce catalogue, est aussi très souvent appelée « M 1 ». Mais SIMBAD répertorie 74 noms différents pour cet objet, qui émet dans tous les domaines de longueurs d'onde et figure dans de nombreux catalogues (cf. Fig. 9)... Une difficulté supplémentaire est que les astronomes sont souvent bien peu soigneux dans la manière dont ils nomment les objets dans leurs publications. On pourrait trouver dans un article scientifique un objet appelé « M 1 » qui n'est pas la nébuleuse du Crabe, mais par exemple le premier objet d'une liste de nébuleuses planétaires de Minkowski. Les lecteurs de l'article qui connaissent bien le sujet comprendraient sans doute de quel objet il s'agit, mais cette liste aura un autre nom dans SIMBAD, pour éviter toute ambiguïté.

Figure 9. Une partie des informations données par SIMBAD à propos de la nébuleuse du Crabe. On voit en particulier les 74 noms répertoriés pour la nébuleuse et le pulsar (PSR). 20 correspondent à divers catalogues radio, par exemple 3C ou PKS, d'autres à des catalogues produits par divers anciens satellites X (Ariel, Einstein) et par des satellites gamma, par exemple Integral. On voit aussi que le nom de l'objet a été repéré dans plus de 3 000 articles scientifiques, et on peut par un simple clic faire apparaître une image de l'objet.

Identifiers (74) :

V* CM Tau	2EG J0534+2158	NAME TAURUS A	PULS NP 0532
3A 0531+219	3EG J0534+2200	NAME CRAB	PULS NP 0531
AJG 1	1ES 0532+21.5	NAME CRABE	SH 2-244
2C 481	GeV J0534+2159	NAME CRAB NEBULA	SIM 0531+21.0
3C 144.0	GRS 184.60 -05.80	NAME CRAB SE	SWR G184.6-05.8
3C 144	1H 0531+219	NAME CRAB WEB	SW 1054
4C 21.19	H 0531+219	NAME CRAB PSR	SW 1054A
1CG 185-05	H 0534+21	WGC 1952	2U 0531+22
2CG 184-05	INTEGRAL I 3	NOVA Tau 1054	3U 0531+21
3CR 144	INTREF 260	NRAO 214	4U 0531+21
CSI+21-05315	TRAS 05314+2200	NRL 2	VRO 21.05.01
CTA 36	LBN 184.62-05.65	PKS 0531+219	W 9
CTB 18	LBN 833	PLX 1266	X Tau XR-1
Cul 0531+219	1M 0531+219	PSR B0531+21.9	X Tau X-1
Cul 0531+21	2MASS J05343194+2200521	PSR 0531	[BM83] X0531+219
DA 179	Mills 05+2A	PSR B0531+21	[DGM65] 28
DB 38	M 1	PSR 0532	[PT56] 5
2E 0531.5+2159	NAME TAU A	PSR B0532+21	
2E 1309	NAME CRAB PULSAR	PSR J0534+2200	

Plots and Images

radius 10 arcmin

On voit donc qu'une archive ou un centre de données ne sont pas seulement un entrepôt numérique où l'on stocke des fichiers informatiques. Les données d'observations doivent être traitées et accompagnées de leur description, les données des bases de données doivent être sélectionnées et mises en forme. Au fil de la constitution des centres de données, un nouveau métier est progressivement apparu : les spécialistes des données, qui les préparent, les vérifient et les homogénéisent, et qui développent les services qui leur donnent accès. On a déjà fait allusion à l'excellente connaissance des instruments et des techniques de traitement d'image nécessaire pour préparer les données d'observation. On aura compris que, dans un centre de données comme le CDS, une connaissance approfondie de certains aspects de l'astronomie est nécessaire, par exemple la nomenclature et la typologie des objets astronomiques.

Le réseau des informations bibliographiques

Comme chacun sait, le développement rapide d'Internet a eu une très grande influence dans notre vie de tous les jours, en facilitant l'accès à l'information : il est facile de créer un site web et de naviguer sur la Toile. Les scientifiques, et en particulier les astronomes, ont très vite compris ce que pouvaient apporter ces nouvelles possibilités, en les combinant avec les capacités toujours croissantes de stockage et de traitement de l'information numé-

rique. C'est grâce au développement d'Internet que les archives des observatoires, les bases de données telles que celles du CDS, sont facilement accessibles. Les journaux scientifiques de l'astronomie ont aussi très rapidement développé des versions électroniques consultables en ligne. Tous ces services sont des outils très utilisés par les scientifiques du monde entier pour leur travail quotidien.

Comment trouver ce que l'on cherche dans cette masse d'informations ? C'est un problème très général pour l'utilisation d'Internet, auquel les astronomes ont été confrontés très tôt. L'une des pistes explorées a été d'exploiter la possibilité de créer des liens entre des pages web, y compris des pages de sites différents.

Beaucoup des premiers services disponibles donnaient accès à des informations liées à divers titres aux publications scientifiques : les articles eux-mêmes dans les versions électroniques des journaux ; des informations sur les articles, tels que le titre, la liste des auteurs, la référence de la publication, le résumé. Mais aussi dans la base de données bibliographique développée par la NASA, ADS (*Astrophysics Data System*) ; ou encore au CDS, tous les articles dans lesquels un objet donné est cité via SIMBAD (c'est aussi le cas pour la base de données de la NASA plus spécifiquement consacrée aux objets extragalactiques, NED), et les tables de données publiées dans l'article via Vizier. Tous ces acteurs se sont mis d'accord pour construire des liens basés sur la référence des publications, ce qui a permis de mettre toutes ces informations en réseau.

Les scientifiques qui utilisent l'un des services sont ainsi conduits par un simple clic, souvent sans même le savoir, vers des sources d'information complémentaires. Un astronome qui cherche des informations sur la nébuleuse du Crabe cherchera cet objet dans SIMBAD. SIMBAD lui donnera la liste des articles où l'objet est cité. Pour chaque article de la liste, il trouvera un lien vers la base ADS qui lui donnera un résumé des informations sur l'article, et vers l'article lui-même publié sous forme électronique sur le site de la maison d'édition qui l'a publié. Les archives de plusieurs grands observatoires ont aussi rejoint ce réseau : elles repèrent les articles qui utilisent leurs données, ce qui permet de construire des liens entre les données d'observation et les articles qui résultent de leur étude.

L'observatoire virtuel astronomique

Les services en ligne, les liens entre ces services, constituent déjà une belle infrastructure électronique, utilisée quotidiennement par la communauté scientifique. Cependant, il a semblé possible d'aller encore plus loin pour faciliter l'accès aux données et leur utilisation. En effet, même si tous les services sont soucieux de rendre la plus simple possible l'utilisation de ces données, en travaillant sur l'ergonomie de leurs pages d'accès, chacun nécessite un certain apprentissage. De plus, la « navigation » entre les services, fondée sur la présence dans les pages web de liens vers d'autres services, est certes conçue pour être très simple pour les utilisateurs. Mais la mise en œuvre des liens est complexe : il faut que chacun des services sache comment construire les adresses des pages de tous les autres services vers lesquels il pointe – les règles varient d'un service à l'autre –, et qu'il rassemble toutes les informations nécessaires pour construire ces liens à bon escient.

NAISSANCE D'UN CONCEPT

C'est pour remédier à ces limitations que le concept d'observatoire virtuel (ov) a commencé à émerger au tournant du XXI^e siècle : l'objectif est de donner un accès réellement transparent aux données et aux services en ligne. Ce concept a immédiatement suscité un grand intérêt dans plusieurs pays et il est apparu dès le départ comme un projet global pour l'astronomie. Il est intéressant de raconter comment le projet s'est développé, parce que c'était la première fois que les astronomes se lançaient dans un projet d'ampleur internationale dans le domaine de l'infrastructure numérique.

On a vu dans les chapitres précédents des exemples de grands télescopes au sol ou portés par des satellites. Ceux-ci sont souvent construits grâce à la mise en commun de moyens via des accords multilatéraux ou des agences internationales. Le projet d'observatoire virtuel, qui repose sur la coordination de projets indépendants financés au niveau national, ne pouvait pas être organisé de la même façon. C'est de plus un concept très innovant, et il n'y avait pas vraiment d'exemple dont on aurait pu s'inspirer. Il a donc fallu inventer une méthode de travail.

Le concept d'observatoire virtuel a commencé à émerger vers l'an 2000, et dès 2001 les premiers projets ont obtenu des financements pour démarrer les études, en Grande-Bretagne, avec le projet *AstroGrid*, aux États-Unis avec le projet *National Virtual Observatory*,

et au niveau européen pour le projet Euro-vo, qui avait obtenu un premier financement de la Communauté Européenne et regroupait à l'époque l'ESO, l'ESA, AstroGrid et le CDS de Strasbourg.

L'objectif de l'observatoire virtuel est de rendre l'accès aux données aussi facile que possible pour les astronomes, mais pour cela un gros travail d'étude et de développement était nécessaire : il fallait développer les outils permettant de visualiser et d'analyser les données, et préparer tous les éléments permettant d'interroger de la même façon toutes les archives en ligne. Ces éléments restent invisibles pour les utilisateurs, mais ils sont fondamentaux pour assurer ce qu'on appelle l'*interopérabilité* entre les services – un peu à l'image de ce qui se passe entre différents prestataires de téléphonie mobile. Il fallait par exemple définir un « registre », c'est-à-dire la liste des services accessibles dans l'observatoire virtuel, pour savoir quelles sont les informations disponibles, et où elles se trouvent. Il fallait aussi pouvoir construire une requête – par exemple, savoir comment demander toutes les observations dans une région donnée du ciel –, uniformiser la description des données pour permettre aux utilisateurs de sélectionner celles dont ils ont besoin parmi toutes celles qui sont disponibles, etc.

L'un des grands défis était de pouvoir répertorier et interroger de la même façon des archives ou des services répartis dans le monde entier. Il fallait se mettre d'accord, au niveau international, sur tous les éléments du système, c'est-à-dire créer un seul observatoire virtuel, et non pas autant d'observatoires virtuels que de projets. Si chaque projet avait défini son propre système de son côté, on aurait perdu une occasion unique de donner accès de façon transparente à *toutes* les données d'astronomie collectées sur Terre.

Même dans une communauté habituée, comme l'est la communauté astronomique, à se mettre d'accord sur des standards communs pour pouvoir échanger des données facilement, il était clair qu'il ne serait pas si facile d'obtenir un accord global sur des questions techniques complexes. Il fallait inventer un cadre adéquat pour mener les discussions et prendre des décisions.

Les premières discussions ont été menées dans le cadre d'un groupe de travail d'un réseau européen proposé par le CDS, et les partenaires potentiels non européens, qui se trouvaient à l'époque pour l'essentiel aux États-Unis et au Canada, ont participé aux travaux dès le début. Il est vite apparu qu'il fallait organiser une structure regroupant l'ensemble des projets qui développaient

l'observatoire virtuel, et qui soit sous leur responsabilité. C'est ainsi qu'en juin 2002 a été fondé l'*International Virtual Observatory Alliance* (IWOA). Cette alliance a été progressivement rejointe par tous les projets nationaux au fur et à mesure que ceux-ci ont obtenu des financements dans leur pays. Mi-2008, l'IWOA compte 17 membres (cf. Fig. 10).

Figure 10. Une représentation visuelle qui symbolise l'état d'esprit de l'IWOA, avec les logos de tous les projets qui y participent (à partir du haut de l'image, dans le sens des aiguilles d'une montre, l'Europe, la Chine, l'Inde, le Canada, l'Espagne, l'Italie, l'Arménie, la France, l'Allemagne, la Hongrie, le Japon, la Corée, les États-Unis, la Russie, la Grande-Bretagne).



L'IWOA permet aux projets de se rencontrer régulièrement et de se tenir au courant de leurs activités respectives. Elle coordonne la définition des standards, et elle a créé des groupes de travail chargés de les définir : répertoire, langage de requête, modèles de données, etc. La réussite de l'observatoire virtuel dépend de la qualité des standards qu'il utilise. Une procédure relativement stricte a donc été mise en place pour leur validation. Plus d'une centaine de personnes participent de façon active aux travaux. Deux réunions sont organisées chaque année, et entre les réunions les discussions se font par courriel. La communauté de l'IWOA est très internationale, et pendant les périodes de discussions un peu « chaudes » il n'est pas rare que les participants européens, en se réveillant le matin, trouvent une dizaine de longs messages dans leur courrier électronique parce que les débats ont continué aux États-Unis, puis avec le Japon et la Chine, pendant toute la nuit européenne !

Comme on pouvait s'y attendre, il n'a pas toujours été facile d'arriver à un consensus, mais les standards essentiels ont été finalisés en l'espace de quelques années, un temps finalement assez court quand on connaît les difficultés des exercices de standardisation.

Les projets nationaux d'observatoire virtuel sont très différents les uns des autres, et ils dépendent fortement de la manière dont l'astronomie est organisée dans chaque pays et du cadre dans lequel ils ont obtenu un financement. Plusieurs des projets majeurs ont d'abord été financés sur des fonds provenant du domaine des technologies de l'information. Depuis le départ, il était clair en effet que si le développement de l'observatoire virtuel était piloté par les besoins des astronomes – accès plus facile aux données et de nouveaux outils pour les visualiser et les analyser –, il allait aussi tirer avantage au maximum des possibilités ouvertes par ces technologies. De plus, le domaine des technologies de l'information est très intéressé par les objectifs du projet – donner accès de façon transparente à des données massives, très hétérogènes, distribuées dans de nombreux endroits. L'observatoire virtuel astronomique pouvait donc à bon droit être considéré comme un prototype de ce que devraient réaliser d'autres disciplines scientifiques, mais aussi de nombreuses autres applications de l'Internet.

Pour comprendre comment construire l'observatoire virtuel, on s'est basé sur les besoins des astronomes, et des exemples d'utilisation scientifiques ont été analysés en détail puis mis en œuvre. Un astronome qui étudie la nébuleuse du Crabe voudra par exemple retrouver l'ensemble des données disponibles sur cet objet. Il faut donc qu'une interrogation avec le nom de l'objet lui renvoie la liste des données disponibles dans les archives, avec suffisamment d'information pour pouvoir choisir les données qui l'intéressent parmi toutes celles qu'il a retrouvées – le type de données – image, spectre, catalogue, etc., le télescope et l'instrument qui ont réalisé les observations, le service qui contient l'information, etc. Les portails d'accès à l'observatoire virtuel interrogent donc le registre des services, ainsi que la description des informations que ceux-ci contiennent. L'astronome peut ensuite sélectionner les données qui l'intéressent, les visualiser en détails, les comparer, les combiner.

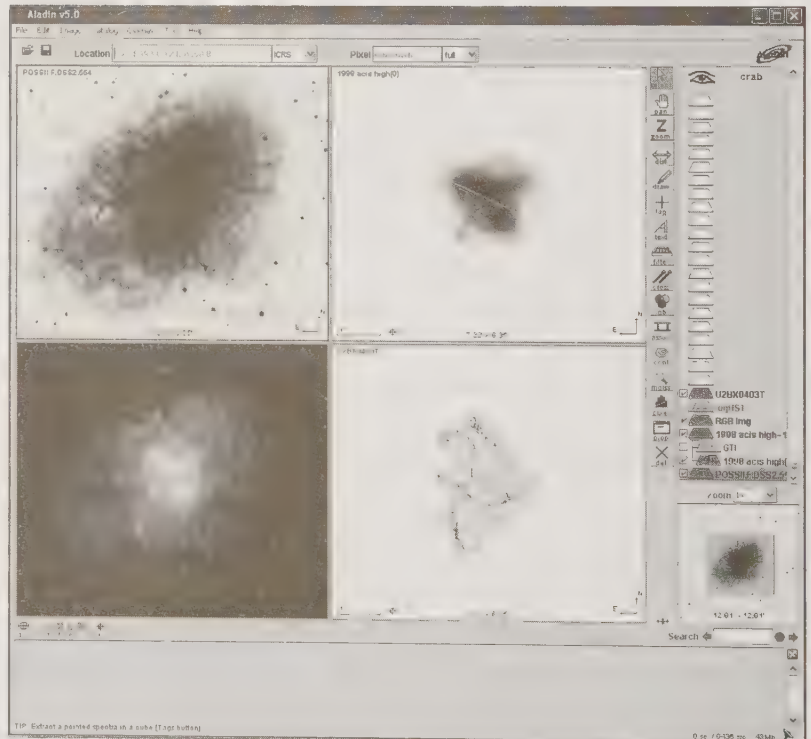
Dans le cas de la nébuleuse du Crabe, il suffit de quelques clics pour composer l'image de la figure 11, qui montre l'échelle respective des observations en visible et en rayons X des figures 1 et 2. On a utilisé pour cela le programme Aladin du cds (cf. Fig. 12), qui permet de visualiser images et catalogues récupérés dans des archives réparties autour du monde. Aladin est antérieur à l'observatoire

virtuel, mais il est maintenant utilisé comme portail d'accès aux images et aux catalogues (cf. Fig. 13). Il est capable de communiquer avec des outils de visualisation de tables et de spectres.

Figure 11. Composition colorée des observations de la nébuleuse du Crabe en optique et en X. L'image optique provient du second relevé du ciel de l'observatoire du Mont Palomar, des plaques photographiques qui ont été digitalisées par le Space Telescope Science Institute, l'image X est une observation du satellite Chandra.



Figure 12. Un exemple d'utilisation d'Aladin pour rassembler des images de la nébuleuse du Crabe. Aladin permet de récupérer des images dans les archives. En haut à gauche, l'image optique de la Figure 1, qui vient d'une copie des digitalisations des plaques du Palomar stockées à Strasbourg, en haut à droite, l'image Chandra venant de l'archive du satellite (cf. Fig. 2). En bas à gauche, la composition colorée des deux images (cf. Fig. 11). En bas à droite, une image du Télescope Spatial Hubble récupérée dans l'archive NASA du Space Telescope Science Institute (Baltimore). Les menus et les boutons permettent de réaliser de nombreuses opérations pour visualiser et combiner les données. Par exemple ici, les quatre images sont à la même échelle.



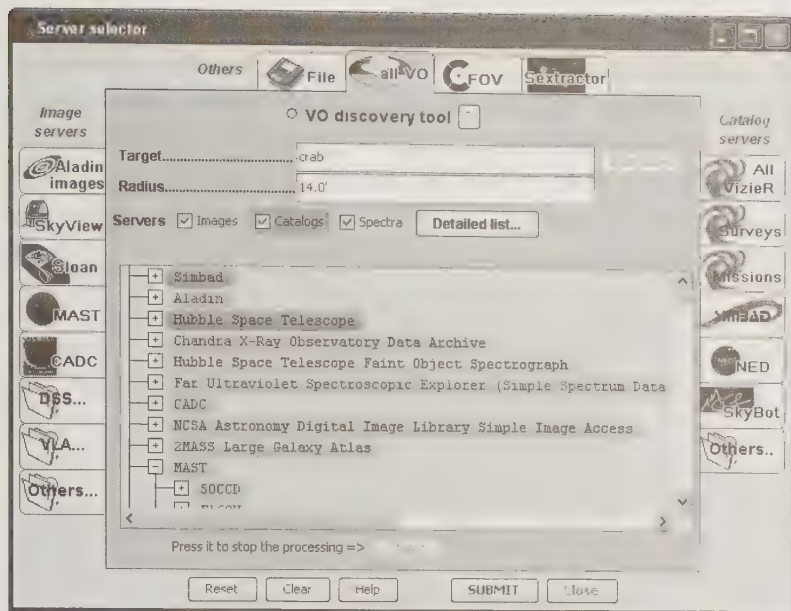


Figure 13. Aladin : la fenêtre d'accès aux données. Outre VizieR et SIMBAD, Aladin permet d'accéder aux archives d'images, de catalogues et de spectres publiés dans l'observatoire virtuel (bouton « All VO »). Les images et les catalogues peuvent être visualisés avec Aladin, les spectres en utilisant d'autres outils de l'observatoire virtuel.

Cet exemple montre que les outils de l'observatoire virtuel utilisent, de façon transparente pour les utilisateurs, les différents standards pour construire les requêtes et accéder aux données. Les centres de données qui souhaitent que leurs informations soient accessibles via l'observatoire virtuel doivent donc construire une couche d'accès à leur service conforme aux standards. Les centres de données fournissent donc les briques de base, et la mise en place du système repose sur leur participation.

Certains des très grands centres de données ont été impliqués dès le début dans les projets d'observatoire virtuel, ce qui a aidé, en particulier, à tester les standards dans les conditions réelles d'utilisation. Les projets ont également entrepris d'aider et de former tous les centres de données qui le souhaitent. Des outils logiciels ont été développés pour faciliter la publication des données dans l'observatoire virtuel, des réunions de formation sont organisées régulièrement, et le système s'enrichit progressivement.

Le projet d'observatoire virtuel n'a que quelques années, mais les astronomes l'utilisent déjà, le plus souvent sans le savoir, puisque tous les aspects techniques sont transparents pour les utilisateurs. Le développement de l'observatoire virtuel, qui facilite beaucoup l'accès aux données, a de plus fortement incité les grands producteurs de données à améliorer les données qu'ils distribuent. Il a aussi poussé de nombreuses équipes à mettre leurs données et leurs connaissances à la disposition de la communauté scientifique, et à développer des

services pour les publier dans l'observatoire virtuel. On pourra trouver par exemple des données sur les raies atomiques et moléculaires, utilisées pour interpréter les spectres. Ou des bases de données qui contiennent des résultats de modèles, y compris les très grandes simulations numériques réalisées sur les plus gros supercalculateurs, comme le projet français HORIZON qui étudie la formation des galaxies dans un cadre cosmologique (cf. Fig. 14 et 15).

Figure 14. Un exemple de données produites par le projet HORIZON : simulation du gaz à un décalage spectral $z = 2,5$. La simulation a été réalisée sur le supercalculateur Mare Nostrum.

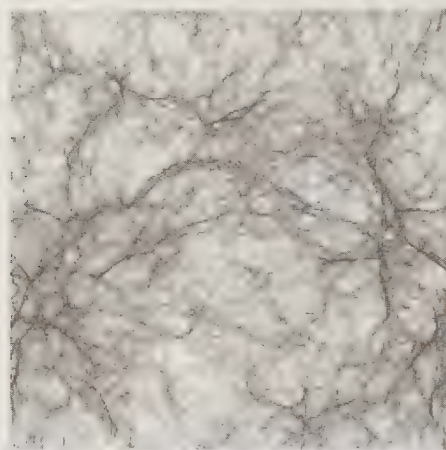


Figure 15. La même simulation permet de visualiser les galaxies et leurs couleurs.



Vers une « infrastructure des connaissances » en astronomie

Nous venons de voir comment la révolution numérique a permis de mieux conserver, partager et réutiliser les observations des télescopes sol et spatiaux. Elle a aussi largement amélioré l'utilisation des autres informations utiles à la recherche. Par exemple, les listes

d'objets et de mesures autrefois imprimées dans les articles des journaux, les catalogues imprimés dans des livres, sont devenus des données réutilisables, une fois stockées dans des bases de données. Les articles des journaux, qui contiennent les résultats des recherches, sont également accessibles en ligne, et on peut les lire sans se déplacer jusqu'à une bibliothèque spécialisée.

Les travaux de modélisation qui viennent en appui de l'interprétation des données et des progrès de la théorie ont eu un cheminement parallèle, avec un accès progressif aux ordinateurs, puis aux très grands ordinateurs, qui permettent des projets très ambitieux. On voit progressivement apparaître des services permettant de faire tourner des programmes de modélisation en changeant leurs paramètres, ou d'accéder à des bases de données de résultats. Ces services ont vocation, comme on l'a vu, à rejoindre l'observatoire virtuel, et la nécessaire adaptation des standards d'interopérabilité est à l'étude. On pourra ainsi comparer facilement les observations et les modélisations.

On retrouvera donc dans l'observatoire virtuel des informations très diverses : les données des grands observatoires sol et spatiaux, les services à valeur ajoutée des centres de données traditionnels, les données de modélisation, et aussi des services plus spécifiques produits par des équipes. On voit qu'on se rapproche d'un concept d'*infrastructure des connaissances* : un accès à toute la chaîne des informations produites par la recherche, des observations aux résultats publiés, et des outils pour tirer au maximum parti de ces informations.

Les astronomes utilisent cette infrastructure électronique à toutes les étapes de leurs recherches, et elle a véritablement révolutionné leurs méthodes de travail. Cette notion d'infrastructure des connaissances est plus généralement un enjeu essentiel de la société de l'information. Avec le développement d'Internet et la baisse continue du coût de l'équipement informatique, il est relativement facile de produire des informations et de les mettre en ligne. Mais il faut aussi pouvoir faire le tri dans la très grande richesse des informations disponibles, et donc les données doivent être validées par des spécialistes, et accompagnées de descriptions qui permettent de savoir dans quel contexte elles peuvent être valablement utilisées, et d'outils pour les visualiser, les comparer, les combiner. Cela demande des efforts supplémentaires, mais l'expérience des astronomes en montre les bénéfices. L'un des plus spectaculaires est que tous les scientifiques, quel que soit leur lieu

de travail, peuvent, pourvu qu'ils aient accès à Internet, utiliser les meilleures données : c'est un formidable outil de globalisation – au meilleur sens du terme – de la communauté scientifique.

Glossaire

ARCHIVE : lieu physique où sont stockées de façon durable et accessible les mesures faites par un ou plusieurs instruments (images, spectres, etc.).

BALLON STRATOSPHERIQUE : ballon volant de quelques heures à quelques jours à une quarantaine de kilomètres d'altitude, et embarquant comme charge utile un télescope et son instrumentation, dans des conditions plus proches de celles régnant dans l'espace qu'au sol.

BOLOMÈTRE : détecteur très sensible à la moindre variation de chaleur. Refroidi à la température de 0,1 ou 0,3 Kelvin, le bolomètre est utilisé en infrarouge et millimétrique pour détecter la lumière, mais aussi pour détecter des particules.

BRUIT : information indésirable dans un contexte donné. Elle pollue la mesure et parfois la rend inutilisable. Le bruit peut avoir de très nombreuses origines.

CCD : dispositif à transfert de charge (Coupled Charge Device). Détecteur en silicium, reposant sur l'effet photoconducteur, très utilisé dans les instruments astronomiques. Il est sensible à la lumière, depuis les rayons X jusqu'à l'infrarouge.

CNES : agence spatiale française.

CHAMP D'UN TÉLESCOPE : taille de la région du ciel dont le télescope donne une image de bonne qualité. Le champ est donc un angle, qui peut se mesurer en minutes ou secondes d'angle (le diamètre apparent de la Lune est d'environ 30 minutes d'angle).

COBE : Cosmic Background Explorer, satellite de la NASA lancé en 1989. Avec ses trois instruments (FIRAS, DMR et DIRBE) il a étudié le fond cosmologique et le fond extragalactique.

CONCAVE : de forme creuse.

CONFUSION : mélange de sources pourtant distinctes dans l'image donnée par un télescope, dû à une résolution angulaire insuffisante. La confusion entraîne une perte de sensibilité et une impossibilité à discerner des sources individuellement.

CORONOGRAPHE : instrument initialement destiné à observer la très faible luminosité de la couronne solaire, sans être ébloui par la lumière du disque. Perfectionné aujourd'hui pour la recherche des planètes extrasolaires.

CRYOGÉNIQUE : se dit d'une température extrêmement basse, inférieure à environ 80 Kelvins (-193°C) ; techniques spécifiques mises en œuvre pour manipuler des fluides et/ou des matériaux à très basse température.

CRYOGÉNÉRATEUR : système de génération de froid cryogénique. Il s'agit d'un système actif, contrairement au refroidissement passif par évaporation d'Hélium par exemple.

CRYOSTAT : enceinte dans laquelle le cryogène maintient la température basse.

DÉCALAGE SPECTRAL (REDSHIFT EN ANGLAIS) : changement de longueur d'onde des raies spectrales, interprété comme une conséquence de l'expansion de l'univers. Combiné à un modèle physique de l'univers, le décalage z permet d'obtenir une mesure de la distance de l'objet, allant de $z = 0$ pour les objets très proches, pouvant atteindre 10 pour les galaxies lointaines, et 1 000 pour le rayonnement cosmologique de fond.

DÉTECTEUR : dispositif sensible à un phénomène physique particulier – le rayonnement lumineux, ou l'énergie des particules. Le phénomène est converti par le détecteur en une grandeur physique quantifiable, comme une tension électrique ou une variation de température.

DIFFRACTION : éparpillement de la lumière lorsqu'elle rencontre un obstacle, par exemple le bord du miroir d'un télescope, ou les traits gravés sur un réseau de diffraction. La diffraction est d'autant plus importante que la longueur d'onde est petite et la taille de l'obstacle proche de celle-ci.

DLR : agence spatiale allemande.

DOPPLER-FIZEAU (EFFET) : changement de longueur d'onde de la lumière, lorsque celle-ci est reçue par un observateur en mouvement par rapport à la source de lumière. L'effet est d'autant plus important que la vitesse est grande.

ÉLÉMENT CHIMIQUE : atome d'une espèce définie, fixée par le nombre de particules (protons et neutrons) du noyau de cet atome. Le noyau est entouré d'électrons en nombre identique à celui des protons (neutralité électrique de l'atome). Il existe une centaine d'éléments stables dans l'univers, identiques en tout point de celui-ci (classification de Mendeleev).

ESA : agence spatiale européenne.

ESO : observatoire austral européen.

ESPACE : zone qui s'étend conventionnellement au-delà de 100 km d'altitude de la Terre.

ÉTALONNAGE : action qui compare la mesure d'une grandeur physique (par exemple l'éclat d'une étoile) à une grandeur standard dont on connaît précisément la valeur dans des unités familières (le watt par exemple).

FRONT D'ONDE : la lumière se propage sous forme d'onde, et celle-ci est constituée d'un champ électromagnétique qui oscille, à la manière de la hauteur d'une vague sur l'eau. Tous les points ayant le même état d'oscillation se trouvent sur une surface, appelée front d'onde – l'analogue sur l'eau est la crête de la vague, perpendiculaire au mouvement de celle-ci.

HERSCHEL : observatoire infrarouge et submillimétrique de l'ESA, du nom d'un astronome britannique.

HFI : High Frequency Instrument, ou instrument haute fréquence sur le satellite Planck. Projet piloté par l'Institut d'astrophysique spatiale, université d'Orsay.

HUBBLE : observatoire spatial de la NASA, du nom d'un astrophysicien américain.

IMAGERIE : discipline consistant à obtenir des images du ciel et des objets astrophysiques propres à l'analyse scientifique.

INFORMATION : quantité mesurable, associée à un signal physique qui se propage et caractéristique de ce signal.

INTERFÉRENCE : phénomène résultant du mélange de deux ondes lumineuses (ou davantage). La superposition de deux ondes peut se traduire par un renforcement de la lumière ou au contraire une suppression de celle-ci, selon la phase relative de ces ondes.

INTERFÉROMÈTRE : dispositif produisant des interférences. En astronomie, réseau comprenant plusieurs télescopes, observant simultanément le même astre et combinant ensuite les signaux lumineux obtenus par chacun d'entre eux pour réaliser par interférence un signal unique.

INTEROPÉRABILITÉ : se dit de la capacité que présentent plusieurs systèmes différents de gestion d'information à communiquer entre eux et échanger aisément des données ou des informations.

IRAC : Infrared Array Camera, caméra infrarouge proche et moyen sur SPITZER.

ISO : Infrared Space Observatory, observatoire spatial infrarouge de l'ESA, ayant fonctionné de 1995 à 1998.

ISOCAM : caméra infrarouge proche et moyen du satellite ISO, construite par la France (projet piloté par le CEA Saclay).

ISOPHOT : caméra infrarouge lointaine du satellite ISO, construite par l'Allemagne (projet piloté par Heidelberg)

KELVIN : unité de température absolue. Une différence de température de 1 Kelvin est identique à une différence de 1 degré Celsius, mais l'origine des deux échelles diffère : le zéro de l'échelle Kelvin vaut - 273 dans l'échelle Celsius.

LASER : source de lumière pouvant être très intense, très directive et très monochromatique (une seule longueur d'onde).

LONGUEUR D'ONDE : grandeur fondamentale caractéristique du rayonnement lumineux, et plus généralement de la propagation d'une onde. C'est la longueur mesurée dans la direction de la propagation de l'onde, sur laquelle celle-ci reprend une valeur identique – pour une vague, c'est la distance entre deux crêtes. Les longueurs d'onde du rayonnement lumineux varient considérablement entre les rayons gamma et les ondes radio, d'un facteur 10^{15} ou davantage.

MIPS : Multiband Imaging Photometer for SPITZER : caméra infrarouge lointaine pour SPITZER (projet piloté par l'université of Arizona).

MIROIR MONOLITHIQUE : miroir composé d'une seule pièce.

MIROIR PRIMAIRE : miroir principal d'un télescope, le premier sur lequel se réfléchit la lumière incidente, et celui dont le diamètre est le plus important – donc le moins aisé à fabriquer – dans tout le système optique du télescope.

MIROIR SEGMENTÉ : miroir composé d'une multitude de petits miroirs indépendants.

MOUVEMENT DIURNE : mouvement apparent du ciel et de tous les astres, causé par la rotation de la Terre sur elle-même.

NASA : agence spatiale des États-Unis d'Amérique.

NUMÉRISER : transformer une grandeur physique quelconque – champ électromagnétique, tension, courant, température... – en un nombre, généralement représenté sur une base binaire (suite de 0 et de 1) aisée à manipuler dans un ordinateur. Le terme digitaliser, bien que souvent employé, n'est pas français.

OBSERVATOIRE VIRTUEL : se dit d'un système informatique qui stocke et rend facilement accessible à tous les chercheurs un très grand nombre de données d'observation, résultant de l'utilisation de télescopes très variés, à toutes longueurs d'onde et toute époque.

OPTIQUE ACTIVE : principe selon lequel le miroir mince est lentement déformé par des actuators afin qu'il garde la forme voulue, quelle que soit l'orientation du télescope.

OPTIQUE ADAPTATIVE : dispositif dans lequel un petit miroir est déformé rapidement pour contrer les effets de la turbulence atmosphérique qui dégrade les images.

PACS : Photodetector Array Camera and Spectrometer : caméra infrarouge lointaine sur le satellite Herschel.

PARABOLIQUE : dont la forme est celle d'une parabole.

PARSEC : unité de distance, correspondant à 3,26 années-lumière ou 3,08.1 016 m. On utilise aussi le kiloparsec (Kpc) ou mégaparsec (Mpc).

PHOTOCONDUCTEUR : détecteur composé de matériaux semi-conducteurs et sensible au rayonnement lumineux, qu'il transforme en signal électrique (voltage ou courant). Chaque élément du détecteur est un pixel (mot venant de l'anglais picture element). Un détecteur d'image peut comprendre des millions de pixels.

PIXEL : (contraction de Picture Element) élément individuel d'un détecteur en imagerie ; par exemple, les détecteurs CCD courants disposent de 2 048 fois 2 048 pixels.

PLANCK : satellite submillimétrique et radio de l'ESA, destiné à mesurer finement les anisotropies du rayonnement cosmologique dans le domaine millimétrique et centimétrique, du nom du physicien allemand.

PLANÈTE EXTRASOLAIRE (OU EXO-PLANÈTE) : objet ayant des caractéristiques plus ou moins semblables à celles des planètes du système solaire – gazeuses ou solides –, et situé en orbite autour d'une étoile de la galaxie. L'existence de telles planètes hors de notre galaxie, bien que plus que probable, échappera encore pour longtemps à l'observation.

QUASAR : région compacte (environnement de trou noir) très brillantes de certaines galaxies.

RAIE SPECTRALE : motif caractéristique, d'une longueur d'onde bien définie, apparaissant dans le spectre de la lumière émise par un objet. Ce motif peut se trouver en émission ou en absorption par rapport aux longueurs d'onde voisines, selon la nature du spectre.

RAYONNEMENT DE FOND COSMOLOGIQUE : rayonnement lumineux, essentiellement isotrope et caractéristique d'une température de 3 000 K environ, présent dans l'univers au moment de la recombinaison entre électrons et protons pour former les atomes d'hydrogène, à une époque caractérisée par un décalage spectral $z \approx 1100$. Ce rayonnement est détecté aujourd'hui, mais possède à cause de l'expansion de l'univers une température de 2,7 K.

RAYONNEMENT EXTRAGALACTIQUE : rayonnement fossile des galaxies. Il est plus intense dans l'infrarouge, puis le visible.

REDSHIFT : voir décalage spectral.

RÉSEAU : surface plane gravée de traits parallèles, dont la distance est comparable à la longueur d'onde de la lumière étudiée. La diffraction de celle-ci sur les traits du réseau la disperse dans des directions différentes, et sépare donc les différentes longueurs d'onde, d'où l'emploi de ce dispositif dans un spectromètre. La surface d'un CD-rom offre un exemple de réseau, dont l'effet s'observe aisément par les couleurs d'arc-en-ciel que prend la lumière blanche réfléchie par le CD.

RÉSOLUTION ANGULAIRE : grandeur définissant la capacité d'un télescope, ou d'un système d'observation, de distinguer deux objets – par exemple les deux étoiles appartenant à un système double. Cette grandeur est généralement un angle, exprimé en degrés, minutes ou secondes d'angle, ou parfois en radian. Plus l'angle est petit, plus la résolution est bonne.

RÉSOLUTION SPECTRALE : grandeur, exprimée en unité de longueur d'onde par exemple, définissant la capacité d'un système d'observation à séparer deux longueurs d'onde proches dans le spectre d'un objet astronomique.

SDSS : Sloan Digital Sky Survey : relevé visible en imagerie et spectroscopie systématique d'un quart du ciel. <http://www.sdss.org>.

SEEING : étalement de l'image d'une étoile donnée par un télescope, dû aux effets délétères de la traversée de l'atmosphère terrestre par la lumière provenant de cette étoile. Cet effet est surtout sensible aux longueurs d'onde du visible et de l'infrarouge.

SIGNAL : information astrophysique recherchée dans un certain contexte.

SPECTRE : représentation graphique et quantitative de l'intensité de la lumière émise par un objet, ou reçue de lui, en fonction de la longueur d'onde.

SPECTROMÉTRIE : processus consistant à disperser la lumière pour en extraire un spectre, sur lequel peut se faire une analyse scientifique. Les outils de la spectrométrie sont les spectrographes ou spectromètres.

SPECTROSCOPIE : discipline consistant à disperser la lumière pour en extraire un spectre (intensité en fonction de la fréquence) propre à l'analyse scientifique.

SPITZER : satellite infrarouge de la NASA, du nom de l'astrophysicien américain.

TRAITEMENT NUMÉRIQUE : suite d'opérations mathématiques que l'on fait subir à un signal, mesuré par un détecteur et stocké dans un ordinateur, pour l'améliorer en le débarrassant au mieux de ses perturbations, sans toutefois perdre l'information pertinente qu'il contient. Il arrive que le traitement numérique ajoute de l'information à celle mesurée, en tenant compte d'autres connaissances acquises sur l'objet d'intérêt.

WMAP : Wilkinson Microwave Anisotropy Probe : satellite de la NASA lancé en 2001 et destiné à mesurer les fluctuations du fond cosmologique dans le domaine radio, du nom de l'astrophysicien américain.

Bibliographie

- Binétruy, P., « La Gravitation » in *Graines de Sciences 4*, Le Pommier, 2002.
- Bonnet, R.M., Woltjer, L., *Surviving 1 000 centuries, can we do it ?*, Springer, 2008.
- Cassé, M., Paul, J., *SPIN, roman noir de la matière*, Odile Jacob, 2006.
- Cribier, M., Spiro, M., Vignaud, D., *La lumière des neutrinos*, Le Seuil, 1995
- Crozon, M., *Quand le ciel nous bombarde : Qu'est-ce que les rayons cosmiques ?*, Vuibert, 2005.
- Fehrenbach, Ch., *Des hommes, des télescopes, des étoiles*, Vuibert & Société astronomique de France, Paris, 2007.
- Harwit, M., *Progrès et découverte en astronomie*, Masson, Paris, 1983.
- Léna, P. (dir.), *Les Sciences du ciel*, Flammarion, Paris, 1996.
- Léna, P., Rouan, D., Lebrun, F., Mignard, F., Pelat, D., *L'Observation en astrophysique*, coll. « Savoirs actuels », EDP Sciences, 2008.
- Pansard-Besson, R., avec la collaboration de Léna, P., Serres, M., *Tours du Monde, Tours du Ciel I (10 films en DVD, réédition)*, EDP Sciences, Paris, 2009.
- Pansard-Besson, R., *Tours du Monde, Tours du Ciel II (DVD)*, EDP Sciences, Paris, 2009.
- Woltjer, L., *Europe's Quest for the universe*, EDP Sciences, Paris, 2006.

Index

A

accélérateurs 140
accélérateurs cosmiques 145
acousto-optique 131
Akari 32
Aladin 185
algorithmes de détection 44
ALMA 71
Almageste 171
Altaïr 97
alt-azimutal 28
AMANDA (Antarctic Muon And
Neutrino Detector Array) 161
amas de galaxie 43
amino-acides 122
AMS (Alpha Magnetic
Spectrometer) 153
analyse de front d'onde 75
anisoplanétisme 78
anisotropie 45
Antarctique 32
ANTARES 161
anticoïncidence 151
APEX 70
arc-en-ciel 105
ARCHEOPS 29
archives publiques 176
Arecibo 68
aspects statistiques 47
AstroGrid 182

astroparticules 140
Astrophysics Data System (ADS)
181
Auger (Pierre) 145

B

bandes 115
bolomètre 38
Bonner Durchmusterung 172
BOOMERANG 29
Bragg 130
bruit de détection 42
bruit en $1/f$ 38

C

calorimètre 151
camera obscura 151
camera PACS 68
caméras 36
Carte du ciel 171
catalogues 171
centre de données 177
Centre de données astronomiques
178
céphéides 87, 96
CGRO (Cosmic Gamma-Ray
Observatory) 151
Chajnantor 71
chambre à ionisation 142
champ magnétique 128

CHANDRA 65, 170
 CHARA 96, 97
 circuit de lecture 36
 cisaillement gravitationnel 53
 clôture de phase 92
 COBE 32, 55
 collimateur 108
 composition des astres 121
 composition des étoiles 125
 compteur 143
 Compton (Arthur H.) 143
 confusion 40
 continuum 115
 coronographie 82
 CoRoT 37
 corps noir 123
 correction K 42
 couche au sol 86
 coupure GZK 153, 156
 Courtès (Georges) 134
 cryogène 33
 cryostat 33
 CTA (Cherenkov Telescope Array)
 149

Davis (Ray) 157
 déconvolution 80
 DENIS 173
 Descartes (René) 102
 détecteurs 34
 diagramme de Hubble 53
 diagramme Hertzsprung-Russell 48
 diamètres stellaires 91
 dispersion 105
 disques d'accrétion 96
 distance de luminosité 42
 domaine spectral 113
 données numériques 175
 Doppler-Fizeau 116

EAGLE 137
 effet Compton 100
 effet Gunn-Peterson 54
 effet photoélectrique 147
 EGRET 151
 Einstein (Albert) 130

électromètre à feuille d'or 142
 éléments chimiques 121
 ELTs 81
 émission Tcherenkov 147
 empilement 56
 énergie sombre 52
 environnement spatial 30
 EPICS 83
 équilibre hydrostatique 127
 étoile artificielle 77
 étoile guide 75
 étoiles laser 77
 EUCLID 37
 European Extremely Large Telescope
 137
 Euro-VO 183
 EUSO (Extreme universe Space
 Observatory) 156
 évolution chimique 126
 exoplanètes 118
 expansion accélérée 53
 Extremely Large Telescopes 63

fente d'entrée 109
 Fermat (Pierre) 104
 figure d'interférence 89
 Fizeau (Hippolyte) 88
 fluorescence 146, 151, 155
 fonction de luminosité 48
 fonction d'étalement de point 79
 fond cosmologique 44, 52
 fond diffus extragalactique 55
 formation des galaxies 188
 fréquence intermédiaire 131
 fronts d'onde 74

G

galaxie d'Andromède 60
 GALLEX 159
 gamma 139
 Gamma Ray Large Area Telescope
 65
 gaz chaud 124
 Geiger (Hans) 143
 gerbes cosmiques 145
 GIRAFE 135
 GLAO 86

GLAST (Gamma-ray Large-Area
Space Telescope) 152
grands champs 86
gravité de surface 127
grisme 134
GTC 27
Guide Star Catalogue 173

H

hadron 154
HARPS 120
haute résolution angulaire 61
haute résolution spatiale 61
hautes énergies 129
Herschel 33, 39, 132
HESS (High Energy Stereoscopic
System) 149
Hess (Victor) 143
HIPPARCOS 172
HORIZON 188
Hubble Deep Field 64
Hubble (Edwin) 63
Hubble Space Telescope 31

I

ICECUBE 161
images 59
infrastructure des connaissances 189
INTEGRAL 151
interaction Thomson 45
interférométrie optique 87
International Ultraviolet Explorer
(IUE) 176
International Virtual Observatory
Alliance (IVOA) 184
interopérabilité 183
IRAM 70
IRAS 32, 42, 68
ISO 32, 67
IUE 177

J

James Webb Space Telescope 31, 64
JCMT 70

K

Kamiokande 158
Keck 27
Kepler (Johannes) 103
Kirchhoff (Gustav) 123

L

Large Area Telescope (LAT) 152
Large Binocular Telescope 27
Large Hadron Collider 145
lentille gravitationnelle 43
libre parcours moyen 45
ligne à retard 93
LIGO 141
longueur d'onde 100
lumière 99
Lyot (Bernard) 84

M

machines à mesurer 174
Magdalena Range Observatory 97
Magellan Telescope 27
MAGIC 149
masque de phase 84
masse noire 120
Mather (John C.) 45, 124
matière noire 52, 53
maturité technologique 30
MCAO 86
méduse 135
MEGACAM 36
Messier (Charles) 179
métrologie 93
Michelson (Albert) 88
micromiroirs 76
microturbulence 128
Millikan (Robert A.) 143
miroir déformable 76
miroir monolithique 26
MMT 27
MOAO 85, 138
modèles 49
molécules 122
Monte-Carlo 49
mosaïque 36

N

NAOS 81
National Virtual Observatory 182
nébuleuse du Crabe 170
neutrinos 141, 157
Newton (Isaac) 104
niveaux d'énergie 121
Nobeyama 70
nomenclature astronomique 179

O

objectif de chambre 108
observatoire Pierre Auger 154
observatoire virtuel 182
oeil 9
ondes gravitationnelles 141, 162
Oppenheimer (J. Robert) 143
optique adaptative 72, 137
optique adaptative extrême 83
optique intégrée 94
oscillations baryoniques acoustiques
55

P

Palomar 26
PAN-STARRS 36
Pauli (Wolfgang) 157
Pease 88
Penzias (Arnold) 45, 124
photoconducteurs 37
photomultiplicateur 147
pipeline 49
pixels 35
Planck 33, 39, 52
polarisation du fond 52
pouvoir séparateur 39, 111
principe de moindre action 104
prisme 106
proposition d'observation 175
proto-étoile 71
pulsar 141

Q

quasars 54

R

radioactivité 142
raie Lyman-alpha 50
raies 115
rapport de Strehl 79
rayonnement de fond 124
rayons cosmiques 128, 143
rayons gamma 65
rayons X 65
recombinaison 94
réionisation 54
relevé 51
réseau 109
réseau de télescopes 63
réseau échelle 111
résolution angulaire 89
résolution spectrale 112
Rossi (Bruno) 144

S

satellite Herschel 68
scintillateur 129, 151
SDSS 55
seeing 73
sensibilité 25
séparation de composantes 46
Shack Hartman 75
SIMBAD 178
SIMBOL-X 67
simulations 49
SLOAN 173
Smithsonian Astronomical
Observatory (SAO) 172
Smoot (George F.) 45, 124
Snellius (Willebrord, dit Snell) 103
soustraction du ciel 32
spectre 102
spectrographe 102
spectrographe à réseau 109
spectrographe échelle croisé 113
spectrographie longue fente 133
spectromètre 102
spectroscopie 102
spectroscopie intégrale de champ
133
Spitzer 32, 38, 41, 56, 68
Square Kilometer Array (SKA) 69
stratégie d'observation 46

stratégie scientifique 24
SUBARU 32
Sub Millimeter Array 70
suiveurs de franges 95
SUPER-EUSO 156
supergéante 88
supernova 159
Supernovae 53
synthèse d'ouverture 92

T

taches solaires 128
Tcherenkov 146
télescopes 25, 60
télescopes à neutrinos 161
télescopes auxiliaires 63
température 123
traitement des données 49, 80
transformation de Fourier 92
trou noir 72
turbulence 73

V

VERITAS 149

Very Large Array 69
Very Long Base Interferometry 69
VIMOS 135
VIRGO 141
VizieR 178
VLT 27

W

Wilson (Robert) 45, 124
WMAP 46

X

X-ray Evolving universe
Spectroscopy 67

Z

Zeeman 128
Zelentchouk 26
Zwicky (Fritz) 120

Crédits

Chapitre 1

- Fig. 1 :** cité par Fang Li-zhi, 1983.
- Fig. 2 :** IMCCE.
- Fig. 3 :** C. Turon, Observatoire de Paris.
- Fig. 4 :** P. Léna & Revue *L'Astronomie*.
- Fig. 5 :** ESA/ISO/ISOPHOT.
- Fig. 6 :** P. Léna & EDP Sciences.
- Fig. 7 :** P. Léna & EDP Sciences.
- Fig. 8 :** P. Léna & EDP Sciences.
- Fig. 9 :** D'après André Heck & Académie royale de Belgique.

Chapitre 2

- Fig. 1 :** Lanzetta, Yahil, NASA, ESA.
- Fig. 2 :** Hinshaw *et al.*, 2008, et équipe scientifique wmap, NASA.
- Fig. 3 :** CFHT. ESO.
- Fig. 4 :** ESO. W. M. Keck Observatory/CARA.
- Fig. 5 :** NASA.
- Fig. 6 :** H. Dole.
- Fig. 7 :** ESA. NASA/JPL.
- Fig. 8 :** ESA. EADS Astrium/Dumas / ESA.
- Fig. 9 :** NASA / Ball aerospace. Canada-France-Hawaï Telescope / CEA / 2003.
- Fig. 10 :** H. Dole, university of Arizona.
- Fig. 11 :** IAS/cnes/ESA. CEA.
- Fig. 12 :** H. Dole. © 2005 by Annual Reviews www.annualreviews.org
- Fig. 13 :** H. Dole ; IRAS ; ISO/FIRBACK ; SPITZER/SWIRE.
Mise en forme : H. Dole.
- Fig. 14 :** ESA/isoCAM/Abergel – SPITZER/NASA/JPL-Caltech/Allen.
- Fig. 15 :** SPITZER/NASA/JPL-Caltech/SINGS/Kennicutt.

- Fig. 16 :** NASA, ESA, Bradley (JHU), Bouwens (UCSC), Ford (JHU), Illingworth (UCSC).
Fig. 17 : Planck : ESA, LFI, HFI consortia ; ciel optique : Axel Mellinger.
Fig. 18 : Iye *et al.*, 2006, et Subaru Telescope et NAOJ. Crédit Hu *et al.*, 2002, ApJ.
Fig. 19 : H. Dole/IAS/Arizona/NASA/JPL-Caltech, 2006.
Fig. 20 : ESO. TMT Observatory corp.
Fig. 21 : NASA. CEA.

Chapitre 3

- Fig. 4 :** NASA. ESO.
Fig. 5 : NASA. ESA. S. Beckwith (STScI) and the HUDF Team. NASA/ESA.
Fig. 6 : NASA.
Fig. 9 : Dr. Schorsch & GFDL. NRAO/AUI.
Fig. 10 : NRAO/AUI.
Fig. 11 : ESO. IRAM. André Rambaud, IRAM. NRAO/ESO.
Fig. 12 : IRAM.
Fig. 13 : ESO.
Fig. 16 : CILAS/ONERA, LAOG/ALPAO. Stewart Observatory, Tucson.
Fig. 17 : ESO.
Fig. 18 : ESO.
Fig. 19 : Observatoire de Paris.
Fig. 20 : ESO.
Fig. 21 : W.M. Keck Observatory.
Fig. 22 : J.-L. Beuzit/T Fusco.
Fig. 23 : OBSPM/LESIA.
Fig. 24 : ESO.
Fig. 25 : F. Rigaut.
Fig. 25 : ESO.
Fig. 28 : ESO.
Fig. 29 : P. Kervella/OBSPM/LESIA.
Fig. 30 : ESO.
Fig. 31 : ESO/D Segransan (université de Genève).
Fig. 32 : ESO.
Fig. 33 : LAOG/A Delboulbe.
Fig. 34 : ESO.
Fig. 35 : NPOI.
Fig. 36 : Ming Zao/university of Michigan.

Chapitre 4

- Fig. 1 :** BASS 2000.

Chapitre 5

- Fig. 3 :** ILL/Jean-Luc Baudet.
Fig. 4 : Photonis.
Fig. 5 : Collaboration HESS.
Fig. 6 : Collaboration HESS.

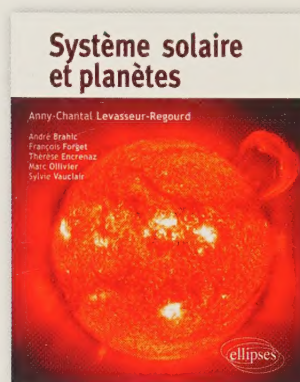
- Fig. 7 :** Collaboration GLAST.
- Fig. 8 :** Collaboration Auger.
- Fig. 10 :** Collaboration SuperKamiokande.
- Fig. 11 :** Collaboration ANTARES.
- Fig. 12 :** Collaboration ANTARES.
- Fig. 14 :** Collaboration VIRGO.

Chapitre 6

- Fig. 1 :** Space Telescope Science Institute.
- Fig. 2 :** NASA/SAO/Chandra X-ray Center.
- Fig. 3 :** Image CDS (CNRS / Université de Strasbourg) – NASA.
- Fig. 5 :** Space Telescope Science Institute, visualisation Aladin/CDS.
- Fig. 7 :** Image CDS (CNRS / Université de Strasbourg).
- Fig. 8 :** Photo CDS/M. Wenger.
- Fig. 9 :** Image CDS (CNRS / Université de Strasbourg).
- Fig. 10 :** Image IVOA.
- Fig. 11 :** NASA/SAO/Chandra X-ray Center.
- Fig. 12 :** Image CDS (CNRS / Université de Strasbourg).
- Fig. 13 :** Image CDS (CNRS / Université de Strasbourg).
- Fig. 14 :** Projet Horizon/C. Pichon, R. Teyssier.
- Fig. 15 :** Projet Horizon/C. Pichon.



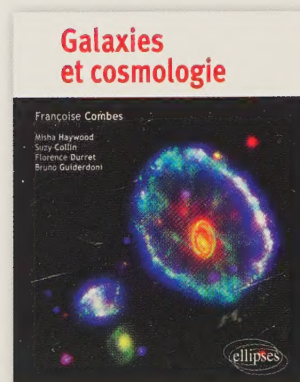
Achevé d'imprimer en décembre 2009
N° d'impression L 73433
Dépôt légal, décembre 2009
Imprimé en France



- 1** **Système solaire et planètes**
A.-C. Levasseur-Regourd



- 2** **Étoiles et matière interstellaire**
J. Lequeux



- 3** **Galaxies et cosmologie**
F. Combes

L'observation en astronomie

Les décennies écoulées ont été marquées par un formidable développement des moyens d'observation astronomique. L'inventaire en est impressionnant : télescopes optiques géants et réseaux de radiotélescopes sur le sol terrestre, télescopes dans l'espace à toutes les longueurs d'onde de la lumière, depuis les rayons gamma et X jusqu'à l'infrarouge lointain. Découvrir des objets très lointains ou peu lumineux, résoudre tous les détails de ces objets sur des images, analyser leur lumière par des techniques spectroscopiques nouvelles qui permettent de préciser leur composition, les vitesses de leurs mouvements et les champs magnétiques qui y règnent, voici quelques-unes des performances désormais possibles et analysées ici.

Cet ouvrage met en perspective le développement historique de ces outils, ainsi que le rôle des équipes de chercheurs français et européens dans les découvertes qu'ils ont permises.

Le lecteur trouvera ainsi une photographie très actuelle du panorama des connaissances dans ce domaine et il comprendra mieux ainsi comment la physique, la technologie et l'industrie la plus performante, l'informatique se conjuguent aujourd'hui pour offrir aux astronomes une palette sans égal d'outils et d'occasions de découvertes.

Pierre Léna (LESIA, Obs-Paris)

Hervé Dole (IAS, Orsay)

Anne-Marie Lagrange (LAOG, Grenoble)

Daniel Rouan (LESIA, Obs-Paris)

Pierre Binétruy (APC)

Françoise Genova (Obs Strasbourg)

