INTRODUCTION AUX SUPERNOVAE

Alain BOUQUET

Laboratoire de physique corpusculaire et de cosmologie - Collège de France

Mai 1999

Premier contact avec les supernovae....2
Les supernovae "historiques"....2
Baade & Zwicky....3
Classification des supernovae....6
Spectres....7
Les courbes de lumière....9
Fréquences d'explosion....10
Conclusions....12
Théorie des supernovae....12
L'évolution des étoiles....13
Supernova de Type Ia....15
Supernovae de Type Ib, Ic et II....17
Recherche de supernovae....19
Stratégies de recherche....19
Technique de recherche....20
Supernovae et cosmologie....23
La géométrie de l'univers....23
Supernovae de type Ia....25
Standardisation des supernovae de type Ia....27
Supernovae de type II....29
Les recherches de supernovae....29
Les recherches " professionnelles " de supernovae....29
Comment découvre-t-on des supernovae ?....32
Le rôle des amateurs....39
Que faire pour un amateur ?....42
La recherche de supernovae dans EROS....43
La collaboration EROS....43
La toute première supernova du programme EROS....44
Supernovae suivantes....46

Le Groupe de Cosmologie Observationnelle du Laboratoire de Physique Corpusculaire du Collège de France s'est beaucoup intéressé à la recherche automatisée des supernovae. Les supernovae sont des étoiles qui explosent, et elles présentent un immense intérêt:

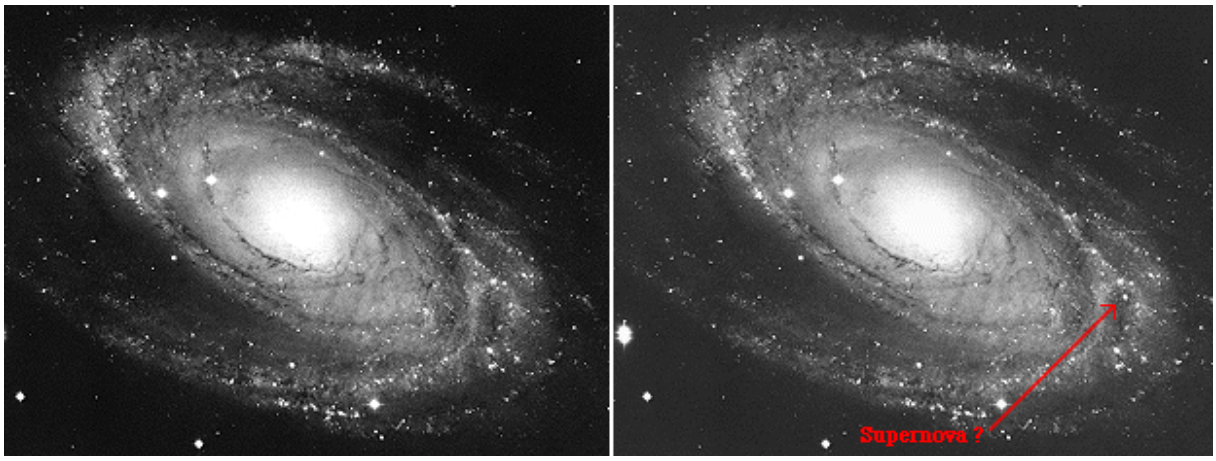
- pour la cosmologie: les supernovae sont d'excellents indicateurs de distance.
- pour la physique des galaxies: les supernovae enrichissent le milieu interstellaire en éléments lourds (du carbone au fer et à l'uranium), et les ondes de choc de leurs explosions déclenchent la formation de nouvelles étoiles.
- pour la physique des étoiles: l'explosion est la dernière étape de la vie de nombreuses étoiles, et en la connaissant mieux, on comprend mieux les étapes précédentes.

- pour la physique des particules: les propriétés des neutrinos jouent un rôle fondamental dans les mécanismes d'explosion de certaines supernovae.
- enfin, et surtout, la quasi-totalité de la matière dont nous sommes constitués (à l'exception de l'hydrogène) a été formée au cours de réactions thermonucléaires qui ont eu lieu au coeur des étoiles, et elle a été libérée dans l'espace lors de l'explosion finale de ces étoiles en supernovae: de cette manière, nous sommes tous de la **"poussière d'étoiles"**.

Après avoir brièvement parlé de la nature des supernovae, nous allons voir comment rechercher systématiquement des supernovae, et les programmes mis en place pour cela.

Premier contact avec les supernovae

Une supernova est une étoile qui explose: elle devient soudain des milliards de fois plus brillante, **aussi brillante qu'une petite galaxie**. Entre ces deux images successives d'une galaxie spirale, une supernova a explosé sur le bord droit, marqué d'une flèche (en fait la supernova a été ici ajoutée "à la main" sur une image de la galaxie M81, à titre illustratif).

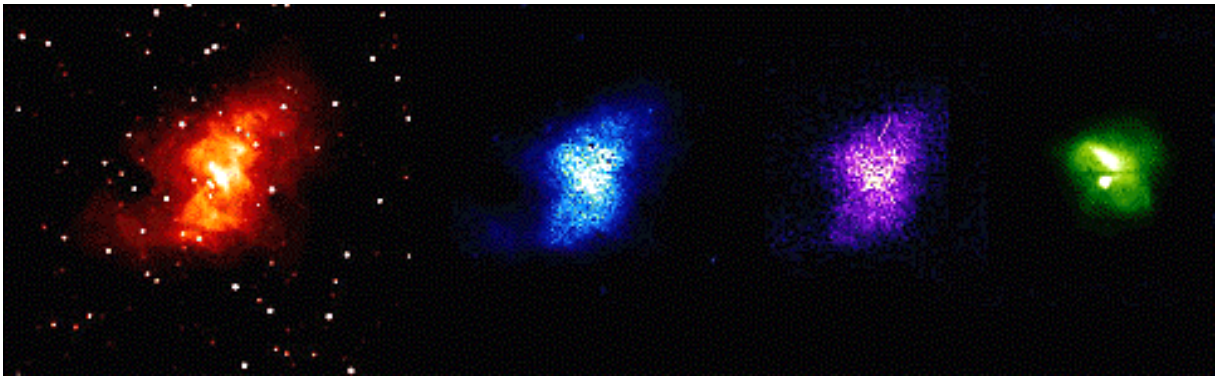


Une supernova est donc visible de très loin (jusqu'à 5 milliards d'années-lumière), mais cela ne dure que de quelques semaines à quelques mois et c'est un événement **très rare** (ce la n'arrive que tous les 20 à 30 ans dans une galaxie). Pour être visible *à l'oeil nu,* une supernova doit exploser dans notre propre Galaxie, la Voie Lactée, ou à la rigueur dans l'une de ses galaxies satellites, les Nuages de Magellan à 150 000 années-lumière. Autant dire que cela n'est pas arrivé souvent: 8 observations sûres en 2000 ans (la majorité des explosions n'est pas détectée, car leur lumière est — pense-t-on — absorbée par la poussière répandue dans le disque de notre Galaxie).

Les supernovae "historiques"

Les astronomes de l'Antiquité avaient remarqué que si la plupart des étoiles restaient identiques à elles-mêmes nuit après nuit (à l'exception des planètes), de temps à autre un nouvel astre apparaissait soudain, brillait quelques semaines avant de disparaître à jamais. Ces étoiles "nouvelles" ou novae [novae stellae en bon latin] étaient sans nul doute des présages de la plus haute importance, et comme tels, leurs apparitions étaient soigneusement notées dans les archives des astrologues, en particulier de la cour impériale chinoise. A chaque apparition d'une "étoile invitée", nova ou comète, sa position, son éclat, sa couleur, étaient enregistrés, et ces archives se révèlent aujourd'hui très précieuses.

Les archives chinoises ont ainsi gardé trace de (super)novae en 185, 369, 1006 (extrêmement brillante, elle figure aussi dans les archives arabo-persanes et dans les Chroniques des monastères d'Europe occidentale), 1054 et 1181. La position précise indiquée pour la supernova de 1054 a permis d'identifier ses restes avec la "nébuleuse du Crabe" (M1 dans le catalogue de nébuleuses de Messier), qui se trouve dans la constellation du Taureau. La "nébuleuse du Crabe" est une des plus intenses sources d'émission radio, X et gamma du ciel. L'image suivante la montre en visible, ultraviolet proche, ultraviolet lointain et rayons X:



Les dernières supernovae identifiées dans notre Galaxie remontent à 1572 (observée par Tycho Brahe) et 1604 (la supernova de Kepler). Elles étaient si brillantes qu'elles étaient visibles en plein jour, comme Vénus. Une supernova a sans doute explosé vers 1660 car la radiosource Cassiopée A (la plus brillante du ciel radio) est interprétée comme le reste d'une supernova vieille d'un peu plus de 2 siècles, mais aucune observation contemporaine de l'explosion n'a été retrouvée.

La dernière supernova visible à l'oeil nu fut celle de 1987 dans le Grand Nuage de Magellan, en dehors de notre Galaxie. Ce fut la première que l'on ait pu étudier à la fois en ultra-violet, rayons X, radio (et bien sûr en lumière visible), et aussi la première dont on ait détecté le flux de neutrinos prédit par les modèles d'explosion.

Baade & Zwicky

Parmi les novae répertoriées par les astronomes, plusieurs se trouvaient à l'intérieur de "nébuleuses", ces taches de lumière un peu floues dont on ignorait la nature exacte, jusqu'à ce que Hubble découvre en 1924 que beaucoup d'entre elles étaient en réalité des galaxies, comparables à la Voie Lactée mais très éloignées. Baade et Zwicky réalisèrent que la vingtaine de novae apparues dans ces galaxies devaient être des milliers de fois plus brillantes que les novae habituelles de la Voie Lactée (dont l'origine n'était d'ailleurs pas très claire), et ils proposèrent en 1933 qu'il s'agissait en fait de quelque chose d'entièrement différent: des "supernovae".

Baade et Zwicky estimèrent l'énergie dépensée dans une supernova, et ils suggérèrent que ces supernovae, bien loin d'être des étoiles nouvelles, étaient en réalité des étoiles mourantes qui terminaient leur vie dans un effondrement gravitationnel cataclysmique: ce spectaculaire feu d'artifice était leur chant du cygne. Il apparut plus tard que les novae étaient une version miniature de l'explosion de certaines supernovae (dites de Type Ia).

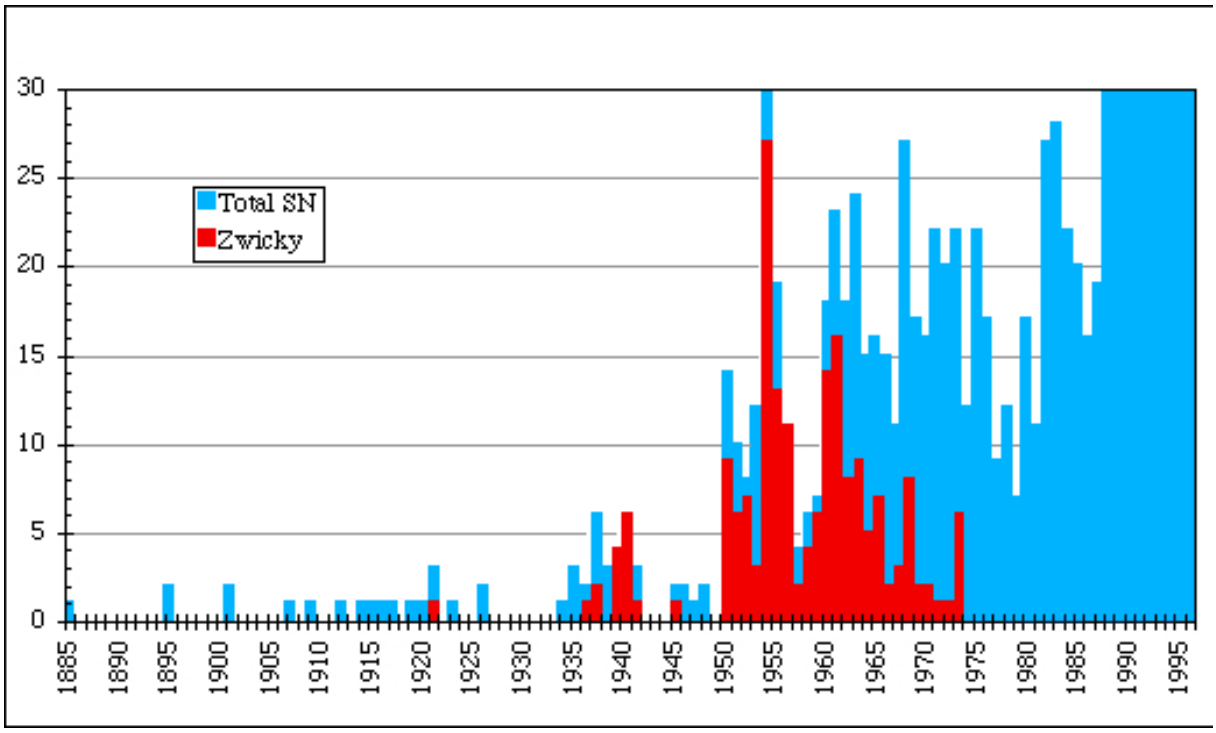
Walter Baade

Walter Baade (1893-1960) fut un des observateurs les plus remarquables de l'histoire de l'astronomie: on lui doit en particulier la distinction entre les étoiles de Population I, relativement jeunes et que l'on trouve dans le disque des galaxies spirales, et les étoiles de Population II, plus âgées et qui peuplent les galaxies elliptiques et le centre des galaxies spirales. Sa connaissance encyclopédique de l'astronomie joua un rôle essentiel dans l'élaboration de la notion de supernova. C'est lui qui identifia en 1942 la "nébuleuse du Crabe" avec le reste de la supernova de 1054.

Fritz Zwicky (1898-1974) avait une personnalité très "rugueuse" et des idées parfois étranges sur l'astronomie, la physique ou la philosophie. Il imagina -correctement- que les supernovae provenaient de l'effondrement gravitationnel d'étoiles massives, qu'il devait rester après l'explosion une "étoile à neutrons" (concept qu'il inventa au passage) et que les supernovae jouaient un rôle capital dans la production des rayons cosmiques. Il ne fut guère pris au sérieux (pas plus que lorsqu'il annonça en 1936 que 99% de la matière de l'univers n'était pas lumineuse, c'est-à-dire que l'univers était essentiellement formé de matière noire).

Fritz Zwicky

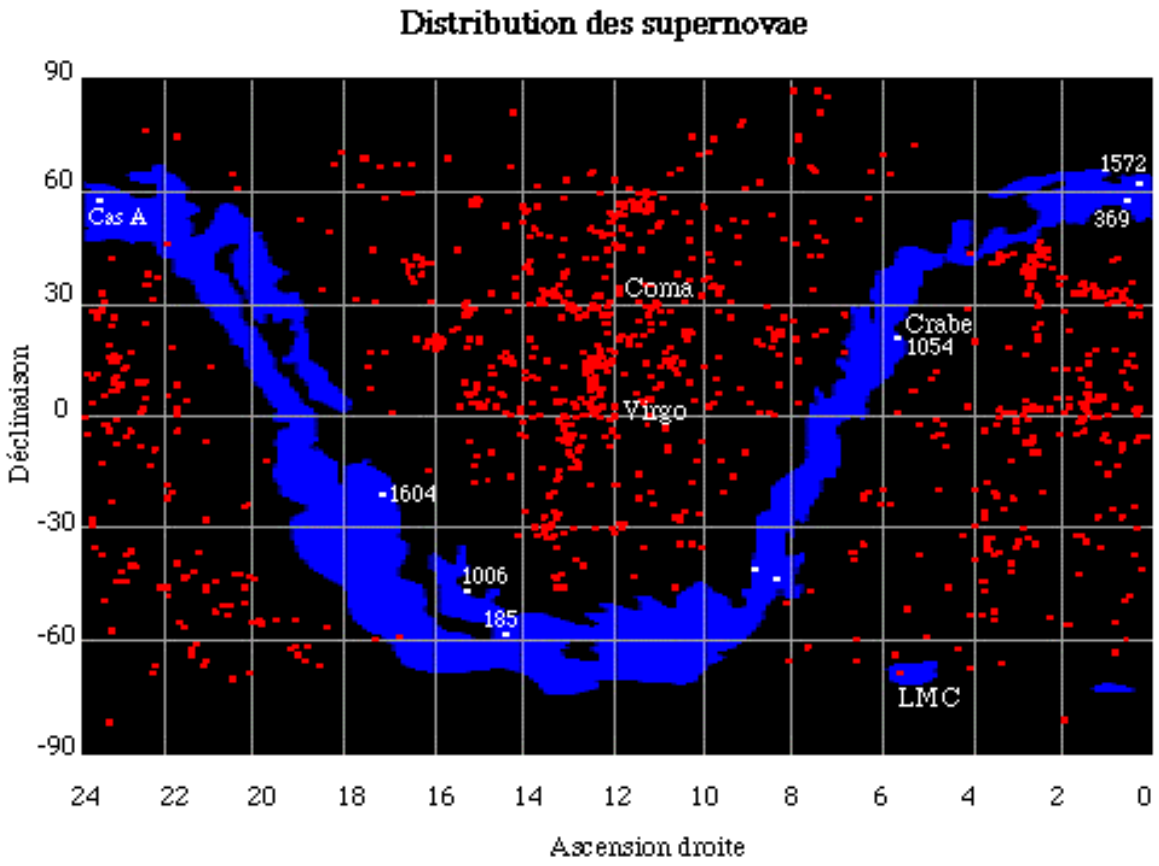
Sans se laisser décourager le moins du monde par la totale incrédulité de ses collègues astronomes ou physiciens, Zwicky se lança dès 1934 dans une recherche systématique de supernovae. Il obtint ses premiers succès lorsqu'il put utiliser le nouveau télescope de Schmidt. Ce télescope possède un grand champ de vision, ce qui permet une meilleure couverture du ciel que les télescopes classiques, et il se prête bien à un programme de recherche systématique d'objets rares. Cela permit aussi à Zwicky une étude systématique des amas de galaxies (dont il fut d'ailleurs un des premiers à reconnaître l'existence). Ces premiers résultats encourageants conduisirent en 1949 à la mise en service au Mont Palomar d'un grand télescope de Schmidt de 120 cm de diamètre. Celui-ci servit pendant 10 ans à établir une carte photographique du ciel (le célèbre *Palomar Sky Survey*) avant de pouvoir être utilisé pour la recherche de supernovae à partir de 1959.



Ce diagramme indique le nombre de supernovae découvertes chaque année depuis 1885. Cette année-là fut photographiée la première supernova, dans la galaxie voisine M31 d'Andromède (à l'époque on ignorait qu'il s'agissait d'une *super*nova, et que M31 était une galaxie riche de milliards d'étoiles et

non une petit nuage de gaz brillant). Sur ce diagramme, les supernovae découvertes par Zwicky ou ses collaborateurs (Gates, Humason, Johnson et Wild) figurent en rouge, et l'on voit d'un coup d'oeil le rôle essentiel qu'il a joué. Avec près de 120 supernovae à son crédit personnel (et plus d'une centaine dues à ses collaborateurs), Zwicky reste le plus grand des chasseurs de supernovae.

Depuis ces travaux de pionnier, plus d'un millier de supernovae ont été détectées et répertoriées. Les supernovae sont baptisées par le Bureau des Télégrammes Astronomiques selon l'année de leur découverte suivie d'une lettre donnée dans l'ordre où les découvertes sont annoncées: la première supernova de l'année 1996 s'appelle ainsi SN1996A, la seconde SN1996B, et ainsi de suite. Une fois arrivé à Z, on enchaîne avec aa, ab, ac... (en minuscules cette fois). On a rarement atteint Z pendant longtemps, mais depuis une dizaine d'années, le rythme des découvertes s'est accéléré avec la mise en service de caméras électroniques (CCD) bien plus sensibles que les plaques photographiques auparavant utilisées, et avec l'utilisation d'ordinateurs pour analyser les images. On en découvre aujourd'hui de 50 à 100 par an.



Le palmarès de certains chasseurs de supernovae approche du record de Zwicky: Christian Pollas (à l'Observatoire de la Côte d'Azur) en a ainsi découvert près d'une centaine depuis une douzaine d'années. Les astronomes amateurs jouent un rôle important dans ces recherches: le révérend Evans

(Australie) en a découvert plus d'une trentaine en 15 ans, et un Réseau International des Supernovae coordonne cet effort.

Le diagramme précédent montre (en rouge) la répartition sur le ciel des supernovae détectées depuis 1885: il est immédiat que des biais d'observation sont présents.La majorité des supernovae est détectée loin du plan de la Voie Lactée (en bleu sur le diagramme), tout simplement parce que les supernovae voient leur lumière absorbée par la poussière interstellaire quand elle passe à proximité du plan (et a fortiori quand elle le traverse). Les supernovae "historiques", indiquées en blanc sur la figure, sont au contraire très proches de ce plan puisqu'elles appartiennent, elles, à notre Galaxie. Un très grand nombre de supernovae a été détecté dans les 2 grands amas de galaxies les plus proches (et de ce fait les plus étudiés): celui de la Vierge (Virgo) et celui de la Chevelure de Bérénice (Coma Berenices). Enfin, la position de la supernova de 1987 dans le Grand Nuage de Magellan (*Large Magellanic Cloud* ou LMC) est indiquée en bas à droite.

Classification des supernovae

Avec l'accroissement des statistiques, il devint très vite clair que toutes les supernovae n'étaient pas identiques: leur luminosité maximale était très différente d'une supernova à une autre, leurs courbes de lumière n'avaient pas la même allure, et surtout leurs spectres ne présentaient pas du tout les mêmes raies.

Spectres

La spectroscopie est l'analyse de la lumière envoyée par un objet suivant plusieurs longueurs d'onde. Les informations fournies sont d'une grande richesse: les raies présentes dans un spectre sont caractéristiques de tel ou tel élément chimique (hydrogène, carbone, silicium, fer, etc.). La hauteur de ces raies permet d'estimer l'abondance de l'élément correspondant, leur largeur d'en estimer la vitesse (par effet Doppler) et la température. La variation d'un spectre au cours du temps informe sur la dynamique de l'objet (on peut ainsi détecter des étoiles doubles en orbite l'une autour de l'autre), ou sur la variation de sa composition chimique.

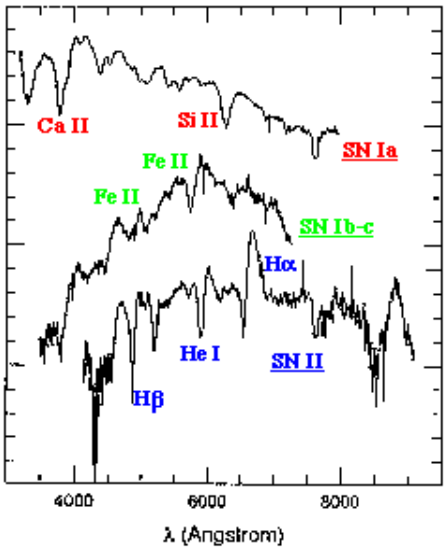
La classification des supernovae repose essentiellement sur leur spectre, et plus précisément sur la présence ou l'absence de raies caractéristiques de certains éléments chimiques.

Type I: Absence des raies de l'hydrogène.

L'hydrogène est l'élément le plus répandu dans l'univers, et ses raies sont de ce fait très fréquentes dans les spectres des objets astronomiques. Pourtant elles ne se retrouvent pas dans celui des supernovae de Type I. L'explication la plus plausible est que ces objets ont été privés de

leur hydrogène au cours de l'évolution qui précède leur explosion, comme nous le verrons en examinant la théorie des supernovae. Le Type I se subdivise en sous-types:

- Type Ia: Présence des raies du silicium ionisé (SiII dans la notation des astronomes).
- Type Ib: Absence des raies du silicium, présence de raies de l'hélium.
- Type Ic: Absence des raies du silicium et de l'hélium.



Type II: Présence des raies H-alpha et H-bêta de l'hydrogène.

Ici encore, des sous-types sont distingués:

- Type II normal: Domination des raies de l'hydrogène, présence de raies de l'hélium. Ce type est subdivisé en IIL (linéaire) et IIP (plateau) selon l'allure des courbes de lumière (voir ci-dessous), mais cela ne semble pas avoir de conséquences spectroscopiques.
- Type IIb: Présence dominante des raies de l'hélium.

Divers.

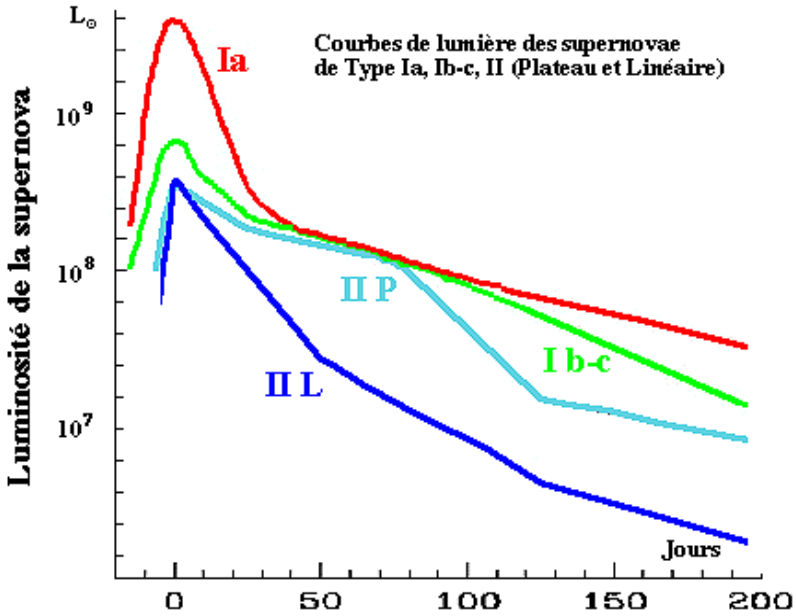
La Nature n'est jamais simple, et il y a des supernovae qui ne rentrent dans aucune des classes précédentes, et on les baptise "particulières".Elles ressemblent parfois à l'un des Types "standard", et on les enregistrera par exemple alors comme "Type II particulier".

Le spectre d'une supernova de Type I est essentiellement un spectre de corps noir sur lequel se superposent les raies d'absorption du silicium ionisé (Si II), du calcium, du magnésium et du fer. La

largeur des raies, apparente sur la figure précédente, témoigne de la grande vitesse d'expansion de l'enveloppe de la supernova lors de l'explosion (élargissement de raies par effet Doppler). Quelques semaines plus tard, le spectre se modifie et montre de fortes raies d'émission dues au cobalt et au fer, témoignant de la composition interne de l'étoile après son explosion (la lumière ne parvient à s'échapper de l'intérieur qu'après plusieurs semaines, quand l'opacité a suffisamment diminué en même temps que la densité).

Les courbes de lumière

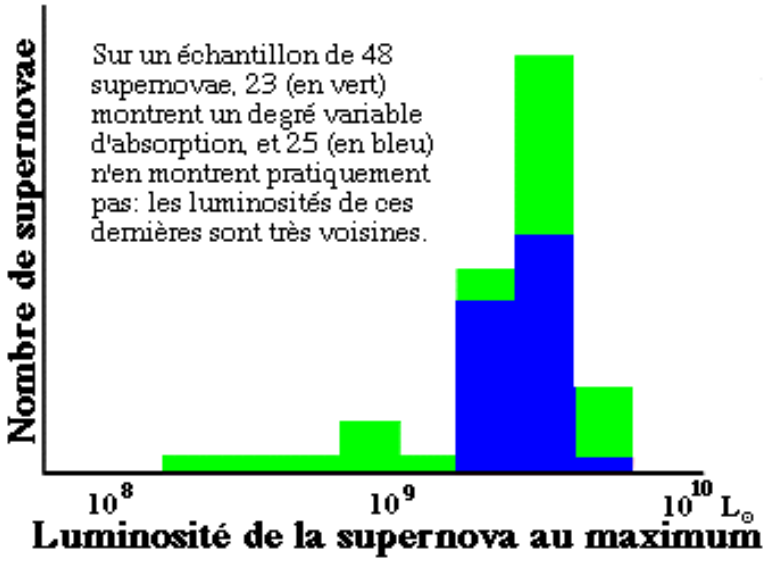
La luminosité d'une supernova augmente extrêmement vite pendant la quinzaine de jours qui suit l'explosion, puis décroît plus lentement au cours des mois qui suivent (un facteur 100 en six mois). Les courbes de lumière des supernovae de Type Ia se distinguent par leur grande uniformité: elles sont pratiquement toutes superposables les unes sur les autres, tandis que les courbes de lumière des supernovae de Types Ib-c et II montrent de grandes variations d'une supernova à une autre. Certaines supernovae de Type II montrent un "plateau" au cours des 2 mois suivant l'explosion, pendant lesquels leur luminosité diminue peu, tandis que d'autres montrent au contraire une décroissance rapide (supernovae dites "linéaires" car leur luminosité décroît exponentiellement, ce qui donne une droite dans l'échelle logarithmique généralement utilisée pour les luminosités). La raison de ces différences n'est pas bien comprise.



La courbe de lumière des supernovae de Type I montre deux décroissances exponentielles successives, dont les échelles de temps de 10 jours d'abord et de 111 jours ensuite correspondent aux périodes de désintégration radioactive du nickel 56 en cobalt 56, et du cobalt 56 en fer 56. Cela est un

nouvel indice sur la nature de l'explosion: elle transforme une partie au moins de l'étoile en nickel, dont la désintégration fournit l'énergie lumineuse de la supernova.

Les supernovae de Type Ia ne se contentent pas d'avoir des courbes de lumière de même forme, mais leur luminosité absolue est également très voisine d'une supernova à une autre. Le diagramme suivant montre la luminosité au maximum telle qu'elle a été mesurée pour une cinquantaine de supernovae Ia. La plupart d'entre elles ont une luminosité voisine de 2 milliards de luminosités solaires:



Dans la mesure où la lumière des supernovae peut être fortement absorbée par la poussière du milieu interstellaire, cette valeur pourrait n'être qu'une valeur minimale. Il est heureusement possible d'estimer l'ampleur de cette absorption en comparant la lumière reçue à différentes longueurs d'onde, car la poussière absorbe beaucoup plus la lumière bleue que la lumière rouge. On constate alors que les supernovae Ia les moins lumineuses sont aussi les plus fortement absorbées, et que les observations sont ainsi compatibles avec une faible dispersion intrinsèque des luminosités des supernovae de cette classe (sans doute moins de 30% de variation entre supernovae).

Cela a une conséquence très importante pour la cosmologie: si toutes les supernovae de Type Ia ont à peu près la même luminosité absolue, ce sont des "chandelles standard", des objets dont la luminosité absolue est connue avec précision et dont la distance peut donc être directement déduite de la comparaison de cette luminosité absolue avec leur luminosité apparente (voir une lumière dans la nuit ne permet pas d'en connaître la distance, mais si on sait qu'il s'agit d'un phare et non d'une bougie, on sait qu'elle est éloignée).

Une "chandelle standard" visible de très loin constitue un remarquable indicateur de distance, d'où son intérêt en cosmologie

Fréquences d'explosion

Les fréquences des explosions de supernovae de Type I et de Type II sont du même ordre de grandeur (bien que les mécanismes soient très différents), à ceci près que les supernovae de Type II n'apparaissent que dans le disque des galaxies spirales, et jamais dans les galaxies elliptiques. La fréquence d'explosion est étroitement corrélée à la luminosité de la galaxie-hôte, ce qui n'a rien de très surprenant: plus il y a d'étoiles, plus il y a de chances que l'une d'entre elles explose en supernova. Il est donc courant d'exprimer ces fréquences en SNU (SuperNova Unit), c'est-à-dire en nombre de supernovae explosant par siècle pour 10 milliards de luminosités solaires (ce qui est l'ordre de grandeur de la luminosité d'une galaxie "moyenne").

Le tableau suivant donne ces fréquences d'explosion, telles qu'elles résultent d'une compilation récente de plusieurs séries d'observations. Cette procédure a l'avantage de fournir un échantillon riche, mais l'inconvénient de mêler des observations menées dans des conditions très différentes (et donc de nécessiter des corrections importantes pour les harmoniser).

Fréquence d'explosion des supernovae (en SNU)

	Galaxies elliptiques	**Galaxies spirales**
SN Ia	0.13	0.24
SN Ib-c	0.00	0.16
SN II	0.00	0.88

Ces fréquences restent encore très incertaines (d'un auteur à un autre, les chiffres peuvent différer d'un facteur 2 ou 3) car on connaît mal l'efficacité de détection des diverses recherches systématiques (autrement dit quelle fraction est détectée parmi toutes les supernovae ayant explosé dans les galaxies surveillées). Une autre différence d'un auteur à un autre vient de l'estimation de la luminosité de la galaxie-hôte de la supernova (puisque la fréquence d'explosion en SNU est proportionnelle à cette luminosité), estimation qui nécessite d'en connaître la distance D. Celle-ci est le plus souvent calculée à partir du décalage vers le rouge z par la relation de Hubble $cz=H_0D$, et dépend donc en pratique de la valeur adoptée pour la constante de Hubble H_0, valeur sur laquelle la controverse fait toujours rage.

Le tableau précédent indique que les supernovae de Type II sont bien plus fréquentes que les supernovae de Type I, dans l'absolu, mais comme elles sont généralement moins lumineuses elles sont visibles de moins loin et leur fréquence *dans les tables de découverte* est plus faible. Ceci est

encore plus spectaculaire pour les supernovae les plus éloignées: sur 45 supernovae ayant un décalage vers le rouge z>0.2, 33 sont de Type I et 4 seulement de Type II (8 sont de Type indéterminé). De plus, les recherches sytématiques se concentrent généralement sur les amas de galaxies, pour avoir plus de galaxies dans le champ surveillé par le télescope, et il se trouve que les galaxies des amas sont le plus souvent des galaxies elliptiques dont nous venons de voir qu'elles ne produisent pas de supernovae de Type II.

Comme il est beaucoup plus difficile d'obtenir un spectre qu'une courbe de lumière d'une supernova, beaucoup de supernovae n'ont pu être classées en Types Ia, Ib/c, IIL ou IIP (plus les supernovae "particulières" qui ne rentrent dans aucune des classes précédentes, comme la supernova de 1987 dans le Grand Nuage de Magellan). Cela était plus fréquent autrefois: moins de la moitié des supernovae détectées avant 1990 sont classées (2/3 en Type I, 1/3 en Type II), tandis que 80% des supernovae le sont actuellement (à peu près autant de Type I que de Type II).

Conclusions

Les supernovae de Type Ia montrent une beaucoup plus grande uniformité que les autres: leurs spectres sont tous quasi-identiques, de même que leurs courbes de lumière, alors que les supernovae de Types Ib/c et II montrent une grande dispersion dans leurs propriétés. Mais ce n'est que dans les années 70 que ces observations ont pu être interprétées quand la nature de l'explosion a commencé à être comprise, et qu'on a su la relier aux spectres et aux courbes de lumière: il semble que le Type Ia corresponde à l'explosion d'une étoile naine blanche ayant une masse faible mais bien précise, tandis que les Types Ib/c et II correspondent à l'explosion d'étoiles de masse élevée mais variable.

La répartition différente des supernovae de Types I et II entre galaxies elliptiques et spirales fut un indice précieux dans la construction de ces modèles d'explosion. Les étoiles massives ont une durée de vie brève (à l'échelle cosmologique, c'est-à-dire quelques millions d'années) et ne se trouvent donc que dans les régions où les formations d'étoiles se continuent encore de nos jours, c'est-à-dire les disques des galaxies spirales (étoiles de Population I, dans la terminologie de Baade). Les galaxies elliptiques n'ont pas connu de formation d'étoiles depuis très longtemps et leur étoiles massives sont mortes depuis belle lurette: il ne reste que des étoiles de petite masse qui ont aujourd'hui atteint le stade de géante rouge ou de naine blanche (étoiles de Population II).

Peut-être peut-on regretter que selon cette nomenclature les étoiles de Population I donnent des supernovae de Type II, et les étoiles de Population II donnent des supernovae de Type I...

Théorie des supernovae

Relativement récentes, les théories sur les supernovae sont une retombée des années de "guerre froide" entre les Etats-Unis et l'URSS: la mise au point des armes thermonucléaires a nécessité des études très poussées sur la dynamique des combustions nucléaires, les phénomènes d'onde de choc et de turbulence, les interactions rayonnement-matière, tous ingrédients nécessaires à la compréhension des mécanismes d'explosion thermonucléaires à la base des supernovae. La mise au point d'ordinateurs de plus en plus puissants permet des programmes de simulation sans cesse plus détaillés.

Les observations montrent qu'il existe deux grandes familles de supernovae, celles de Type Ia caractérisées par une uniformité remarquable de leurs propriétés, et celles de Type Ib/c et de Type II dont les propriétés sont plus disparates. Il est donc logique de penser qu'elles sont dues à des mécanismes totalement différents, bien que leurs conséquences observables soient voisines: une étoile devient soudain des milliards de fois plus brillante, et le reste plusieurs mois avant de disparaître.

Les supernovae sont des étoiles qui explosent...

... oui, mais comment?

Avant de comprendre comment une étoile termine sa vie dans une explosion, il a d'abord fallu comprendre ce qu'était une étoile, et comment elle évolue.

L'évolution des étoiles

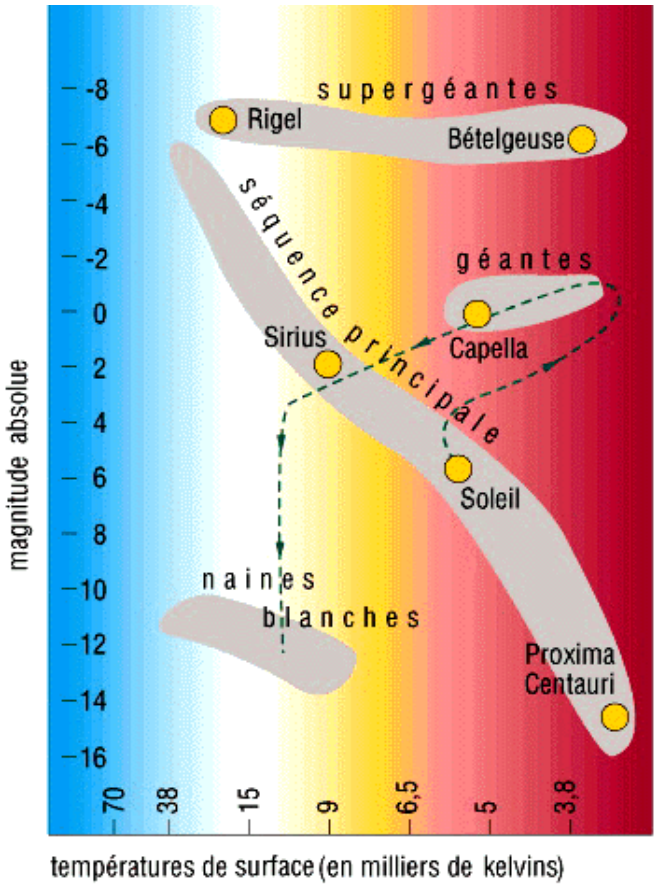
Une étoile est une boule de gaz, surtout de l'hydrogène (90% des atomes) et de l'hélium (9% environ). Elle est en équilibre entre sa propre attraction gravitationnelle et la pression du gaz, laquelle vient de sa température. Cette température est essentiellement due aux réactions thermonucléaires qui ont lieu dans les régions centrales, plus denses et plus chaudes. Ces réactions sont des réactions de fusion dans lesquelles des noyaux légers, par exemple l'hydrogène, fusionnent pour former des noyaux plus lourds, par exemple de l'hélium, ce qui libère de l'énergie. Mais cette fusion nécessite que les noyaux (chargés positivement) se rapprochent de très près, surmontant la répulsion électrostatique grâce à leur vitesse (et donc leur température). Plus le noyau est lourd, plus il est chargé, plus cette répulsion est intense et plus la température doit être élevée pour que commence une fusion. Il existe donc pour chaque réaction de fusion un seuil de température en dessous duquel elle est impossible, et ce seuil augmente avec la masse (et la charge) des noyaux qui participent à la fusion. Plus la température est élevée, plus les réactions de fusion sont rapides et plus elle libèrent d'énergie. La régulation est assurée par la vitesse à laquelle cette énergie peut quitter l'étoile et par un

ajustement de la structure de l'étoile: trop d'énergie augmente la pression et induit une dilatation de l'étoile, ce qui la refroidit et diminue la production d'énergie jusqu'à atteindre un équilibre.

Les températures atteintes dans une étoile sont donc fonction, d'une part de la compression gravitationnelle, et donc de la masse de l'étoile, et d'autre part de l'énergie libérée par les réactions nucléaires, elles-mêmes fonction de la température. Une proto-étoile, un nuage de gaz froid qui se comprime sous l'effet de sa propre gravitation, va s'échauffer jusqu'à ce que la pression stoppe la contraction. Si la température (au centre) est assez élevée, les premières réactions de fusion s'amorcent et l'étoile s'allume. Si la température est trop faible, ce qui arrive si la proto-étoile a moins d'un dixième de masse solaire (environ), elle ne s'allume pas: l'objet est une naine brune, un des principaux candidats avancés comme solution au problème de la matière noire, et activement recherchés par des expériences de microlentilles gravitationnelles comme AGAPE, EROS 2, MACHO, OGLE ou MOA.

Pendant la plus grande partie de sa vie, l'étoile se contente de convertir à un rythme régulier de l'hydrogène en hélium dans son coeur. Dans un diagramme où est portée la luminosité de l'étoile en fonction de sa température de surface, elle reste au même endroit. Des étoiles de masses différentes occupent différents endroits sur ce diagramme, l'ensemble dessinant une bande diagonale appelée la Séquence principale (voir la figure page suivante).

Quand l'hydrogène s'épuise au centre de l'étoile, celle-ci réajuste sa structure pour compenser l'arrêt de cette production d'énergie: le coeur se contracte et se réchauffe assez pour que l'hélium puisse à son tour "brûler" en donnant du carbone. La zone entourant le coeur est alors assez chaude pour que l'hydrogène puisse y fusionner en hélium: on commence à voir apparaître une structure dite "en oignon". Pour évacuer toute cette énergie, l'enveloppe de l'étoile se dilate considérablement: l'étoile devient alors une "géante rouge", beaucoup plus lumineuse qu'avant mais plus froide en surface. Cette phase dure jusqu'à épuisement de l'hélium au centre: une étoile massive réajuste à nouveau sa structure, permettant la combustion du carbone dans la région centrale. Autour de ce coeur, on trouve une zone où l'hélium fusionne en carbone, puis une autre où l'hydrogène fusionne en hélium, puis enfin une zone trop froide où l'hydrogène reste inerte. Le scénario peut se reproduire, si l'étoile est assez massive, jusqu'à aboutir à une structure complexe en oignon, avec un coeur de fer entouré de couches successives d'éléments de plus en plus légers (silicium, oxygène, néon, carbone, hélium) jusqu'à une enveloppe extérieure d'hydrogène. Ces différentes phases sont d'ailleurs de plus en plus brèves, les centaines de millions d'années de la fusion de l'hydrogène deviennent des centaines de milliers d'années pour la fusion de l'hélium, des années pour celle du carbone, des jours pour celle du néon, et les dernières étapes ne prennent plus que quelques minutes.



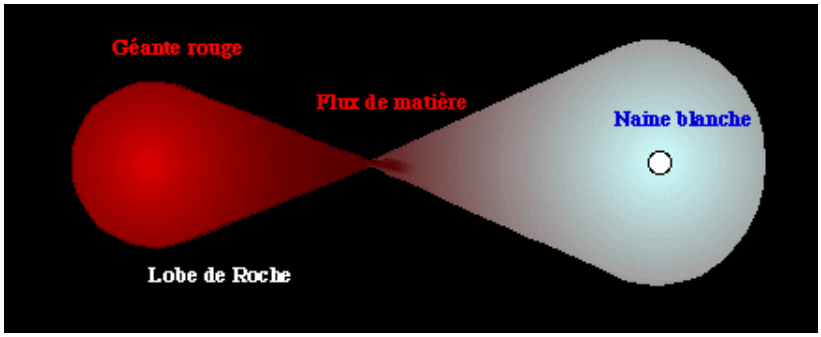
Les étoiles légères ont une destinée moins flamboyante. Par exemple, une étoile de faible masse comme le Soleil ne peut pas atteindre des températures suffisantes pour permettre la fusion du carbone. Quand elle perd toute source d'énergie nucléaire, il ne lui reste plus qu'à se contracter sous l'effet de la gravitation, devenant plus chaude et plus dense: une naine blanche se forme. Celle-ci ne peut plus que se refroidir régulièrement, ce qui peut durer quelques milliards d'années.

La trajectoire que suivra le Soleil dans 4 milliards d'années est indiquée sur le diagramme précédent. Mais les lois de la physique indiquent que cette destinée de naine blanche n'est pas possible pour des étoiles dépassant 1.4 fois la masse du Soleil (**limite de Chandrasekhar**). Entre 1.4 et environ 4 masses solaires, la contraction se poursuit jusqu'à ce que les électrons et les protons des noyaux fusionnent en neutrons, et on obtient une étoile à neutrons. Au-delà de 4 masses solaires, rien n'arrête la contraction et on aboutit à un trou noir.

L'évolution des étoiles est en fait un peu plus complexe car une étoile chaude perd une fraction importante de sa masse sous forme de "vent stellaire", ce qui modifie son évolution. D'autre part l'évolution que l'on vient d'esquisser s'applique aux étoiles isolées, alors qu'un très grand nombre d'étoiles font partie de systèmes doubles voire triples, et que les interactions entre étoiles jouent alors un rôle majeur. Nous allons précisément y revenir.

Supernova de Type Ia

Récapitulons les observations et le classement des supernovae: les supernovae de type Ia ne contiennent pas d'hydrogène ni d'hélium, ne se trouvent que parmi des étoiles très anciennes, et ont pratiquement toujours le même comportement après l'explosion. Plusieurs modèles ont été proposés pour rendre compte de toutes ces observations, le plus communément admis suppose qu'il s'agit au départ d'une **naine blanche** membre d'un système binaire serré (deux étoiles en orbite proche l'une autour de l'autre).Quand les étoiles ont des masses différentes,ce qui est fréquent, elles évoluent à des rythmes différents et la plus légère atteint le stade de géante rouge alors que son compagnon est déjà une naine blanche. L'atmosphère très étendue et très diffuse de cette géante rouge est déformée par l'attraction gravitationnelle de son compagnon en un lobe. Si les deux étoiles sont assez rapprochées, la matière située près de la pointe de ce lobe est attirée vers la naine blanche.



Ce flux de matière augmente peu à peu la masse de la naine blanche. La naine blanche était initialement stable car sa masse était inférieure à la masse critique de Chandrasekhar (1.4 masses solaires), mais il arrive un moment où la masse critique est atteinte et où la naine blanche devient instable. Une combustion nucléaire explosive se développe et l'étoile devient une supernova. Le coeur de carbone et d'oxygène est converti en grande partie en nickel 56 (qui se désintègre par la suite en cobalt 56 puis en fer 56). Les couches externes sont converties en éléments plus légers (silicium, calcium, etc.). Ce scénario explique élégamment l'uniformité des explosions de supernovae de Type Ia: il s'agit à chaque fois d'une naine blanche qui explose à la masse de Chandrasekhar.

Cela dit, beaucoup de points restent encore peu clairs: la naine blanche accumule de l'hydrogène et de l'hélium provenant de la géante rouge, et il est possible qu'une combustion explosive de cet hélium commence en surface avant celle du carbone au centre de la naine blanche. Si l'accumulation est lente, l'explosion près de la surface peut rééjecter la couche accrétée sans détruire l'étoile: on observe une nova, beaucoup moins énergétique qu'une supernova, et le processus peut se répéter au bout de quelque temps (de telles novae récurrentes ont été observées). Si l'accumulation est rapide, une compétition entre allumage en surface et allumage au centre prend place. Un allumage central conduit à une plus grande uniformité des explosions car la masse est la masse de Chandrasekhar, la

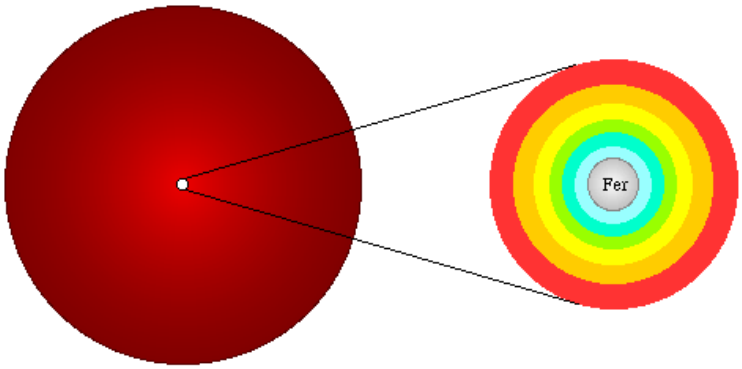
composition chimique est constante et l'explosion a une symétrie sphérique. Un allumage en surface doit conduire à une plus grande diversité car il peut se produire avant que la masse de Chandrasekhar soit atteinte, avec une abondance variable d'hélium, et l'explosion est asymétrique. Mais, précisément, on observe à l'occasion des supernovae indiscutablement de type Ia (d'après leur spectre) qui sont sensiblement moins lumineuses que la moyenne, et il existe au moins un exemple de supernova Ia nettement plus lumineuse. Les conséquences cosmologiques d'une uniformité des supernovae de Type Ia stimulent de nombreux travaux sur les mécanismes d'explosion et des simulations en 3 dimensions commencent à voir le jour.

Autre difficulté: d'après les calculs, le compagnon devrait résister à l'onde de choc de l'explosion de la supernova (quitte à perdre en partie son enveloppe diffuse), mais on n'a jamais observé un tel compagnon à proximité des supernovae Ia étudiées. Plusieurs variantes du mécanisme ont été proposées (différents types de compagnons, différents modèles détaillés d'explosion, centrale ou périphérique, subsonique ou supersonique, etc.) mais les observations ne permettent pas encore de les départager.

Supernovae de Type Ib, Ic et II

Il s'agit là du mécanisme initialement imaginé par Zwicky: il avait calculé que l'énergie de liaison gravitationnelle d'une étoile à neutrons de 30 km de rayon était du même ordre de grandeur que l'énergie libérée par une supernova. Il en avait conclu qu'une supernova provenait de l'effondrement gravitationnel d'une étoile aboutissant à une étoile à neutrons. Mais un demi-siècle plus tard, les détails du mécanisme ne sont pas encore très sûrs.

Une étoile de faible masse ne s'effondre pas mais aboutit à une naine blanche. Par contre une étoile massive (plus de quatre fois la masse du Soleil) ne connaît pas une fin de carrière aussi paisible. Les réactions thermonucléaires ont produit de l'énergie en synthétisant à partir de l'hydrogène et de l'hélium des éléments de plus en plus lourds, jusqu'au fer (le noyau le plus stable de tous). Forger des éléments plus lourds que le fer *coûte* de l'énergie (c'est pourquoi on peut en récupérer en coupant ces éléments plus lourds, par exemple en fissionnant de l'uranium). L'étoile n'est pas entièrement convertie en fer, car chacune des réactions de fusion successives n'est possible qu'à partir de certaines conditions de température et de densité. Par conséquent, les fusions nucléaires qui ont fait vivre l'étoile ont abouti à lui donner une structure en oignon: un coeur de fer d'un rayon d'un millier de kilomètres est entouré d'enveloppes concentriques d'éléments de plus en plus légers (silicium, cobalt, néon, oxygène, carbone, hélium) jusqu'à une atmosphère très diffuse d'hydrogène de plusieurs centaines de *millions* de kilomètres de rayon. Le coeur ne représente donc qu'un cent-millième du rayon de l'étoile, et ce qui lui arrive met longtemps à affecter le reste de l'étoile.



Il arrive un moment où la masse du coeur de fer atteint la masse de Chandrasekhar, et devient instable: il s'effondre sur lui-même, pratiquement en chute libre, en un dixième de seconde. La densité augmente très rapidement jusqu'à arriver à la densité nucléaire. Les noyaux atomiques sont au contact, au lieu d'être très distants comme dans la matière ordinaire, et le coeur ressemble alors à un énorme noyau atomique. L'effondrement s'arrête. La densité est si élevée que les électrons y sont capturés par les noyaux, et convertissent leurs protons en neutrons. Une boule de neutrons d'une trentaine de kilomètres de rayons occupe alors le centre de l'étoile: ce sera la future **étoile à neutrons**, qui restera après l'explosion à l'emplacement de la supernova. La conversion des protons en neutrons libère des neutrinos, qui emportent la plus grande partie de l'énergie de la supernova (99% de l'énergie, contre 1% en énergie cinétique des couches éjectées, et à peine 0.01% sous forme de lumière). La détection de ces neutrinos lors de l'explosion de la supernova de 1987 dans le Grand Nuage de Magellan fut ainsi d'un grand réconfort pour les théoriciens.

Le coeur ne peut se comprimer davantage et un rebond se produit: une onde de choc se propage vers l'extérieur de l'étoile, et elle rencontre les couches externes qui sont encore en chute libre vers le centre (le coeur est minuscule par rapport à l'enveloppe, et ce qui lui arrive n'influence l'enveloppe qu'avec retard). La rencontre entre les couches qui tombent vers le centre de l'étoile et l'onde de choc est si violente qu'une combustion nucléaire explosive se déroule dans l'enveloppe, synthétisant les éléments lourds que l'on retrouve plus tard dans le milieu interstellaire, dans les gaz éjectés par l'explosion. Plus tardils se condensent dans de nouvelles étoiles ou planètes, en même temps que les éléments légers synthétisés au cours de la vie tranquille de l'étoile avant son explosion. C'est en ce sens que nous sommes de la **"poussière d'étoiles"**, formés des cendres des réactions nucléaires qui ont rythmé la vie d'anciennes étoiles avant leur explosion.

Malheureusement, il apparaît que la rencontre entre l'onde de choc et les couches externes est si violente que les noyaux sont en fait dissociés. Cela absorbe une grande part de l'énergie de l'onde de choc, qui s'essouffle au point que l'explosion ralentit et stagne. Cela a longtemps été une difficulté majeure des modèles d'explosion: ils n'aboutissaient pas à une explosion! Mais, selon des travaux récents, quand les neutrinos quittent le coeur de neutrons, ils déposent une petite fraction de leur

énorme énergie (1% suffit) dans couches externes de l'étoile qu'ils réchauffent ainsi, et l'explosion en est relancée.

On aboutit ainsi à une étoile à neutrons entourée d'un nuage de gaz chaud en expansion rapide. Cette atmosphère est responsable de la présence des raies de l'hydrogène dans le spectre d'une supernova de Type II. Parfois, l'étoile a perdu son enveloppe d'hydrogène au cours de son évolution (un vent stellaire particulièrement intense, ou un compagnon?), et la supernova sera classée Type Ib (ou en Type Ic si elle a aussi perdu la couche suivante d'hélium), du fait de l'absence des raies de l'hydrogène, bien qu'elle n'ait en fait aucun rapport avec une supernova de Type Ia. La grande diversité des comportements des supernovae de Type I-b/c et II est attribuée au découplage entre ce qui se passe dans le coeur (l'explosion proprement dite) et ce qui se passe dans l'enveloppe (ce que l'on voit de l'extérieur).

Cette enveloppe chaude en expansion fournit par ailleurs un moyen de calculer la luminosité absolue de la supernova, et partant sa distance, et d'utiliser ainsi les supernovae de Type II comme chandelles standard pour la cosmologie presque au même titre que les supernovae de Type I. Cette "**méthode de la photosphère en expansion**" est analogue à la méthode de Baade et Wesselink pour estimer la luminosité absolue des étoiles variables. La mesure du spectre de la supernova fournit à la fois la distribution de l'énergie sur les différentes longueurs d'onde *et* la vitesse d'expansion de la sphère de gaz (par élargissement Doppler des raies). La distribution d'énergie permet de calculer l'énergie totale émise par unité de surface de la sphère de gaz, tandis que la vitesse d'expansion permet de connaître le rayon de cette sphère à tout moment après l'explosion (en gros la vitesse multipliée par le temps écoulé depuis l'explosion), et donc la surface de cette sphère. Le produit des deux donne l'énergie totale émise par la sphère en expansion, et une comparaison avec l'énergie reçue sur Terre donne directement la distance de la supernova. Bien sûr, nombre de corrections doivent être apportées à ce principe, mais la précision sur la distance est estimée à 30% environ, ce qui est presque aussi bon que la précision actuelle obtenue avec les supernovae de Type Ia (auxquelles la méthode peut d'ailleurs aussi s'appliquer).

Recherche de supernovae

Une supernova se manifeste par l'apparition soudaine d'une "nouvelle étoile". La méthode de recherche consiste donc à comparer une image d'une certaine région du ciel avec une image antérieure de la même région, et à rechercher toute variation locale de luminosité.

Stratégies de recherche

Selon l'objectif recherché, la stratégie sera différente:

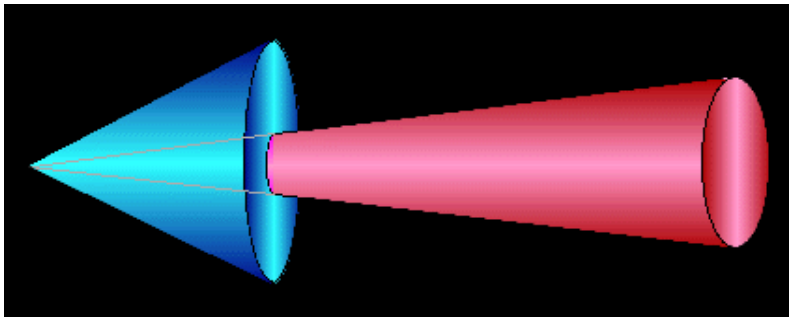
- On peut souhaiter étudier **en détail** les supernovae

On veut disposer de courbes de lumière précises, bien échantillonnées en temps, et pour plusieurs bandes spectrales de l'ultra-violet à l'infra-rouge. On souhaite également disposer de spectres fréquents avec une grande résolution spectrale. Tout cela est coûteux en temps de télescope et n'est possible que pour un échantillon restreint de supernovae, nécessairement proches pour en recevoir le maximum de lumière. En pratique, on focalisera la recherche vers un petit nombre d'amas de galaxies proches, à moins de 50 millions d'années-lumière (Virgo par exemple).

- Si l'on veut rassembler un très vaste échantillon de supernovae, du fait de la rareté et de la brièveté de l'événément, il faut surveiller un très grand volume d'univers.

Les supernovae sont des événements rares, et il est donc nécessaire de surveiller un très grand volume d'espace pour en découvrir beaucoup. La fréquence moyenne des supernova est de l'ordre de 0.6 par siècle pour 10 milliards de luminosités solaires. La luminosité moyenne de l'univers est de l'ordre de 140 millions de luminosités solaires par mégaparsec-cube (1 parsec = 3.25 année-lumière). Par conséquent, découvrir une centaine de supernovae par an nécessite la surveillance d'un volume de 1.2 millions de mégaparsecs-cube.

Deux stratégies sont envisageables:



- Sonder "profond

Dans ce cas, une petite surface du ciel est surveillée avec des temps de pose longs pour découvrir des supernovae très éloignées.

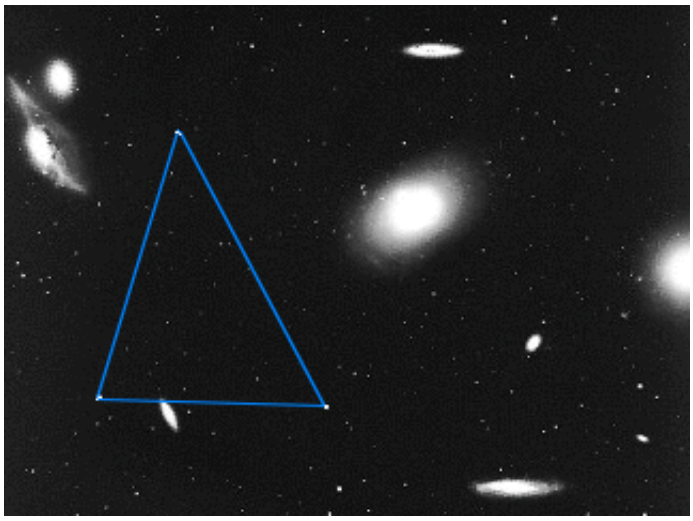
- Sonder "large".

Dans ce cas, les temps de pose sont brefs et une grande surface du ciel est couverte.

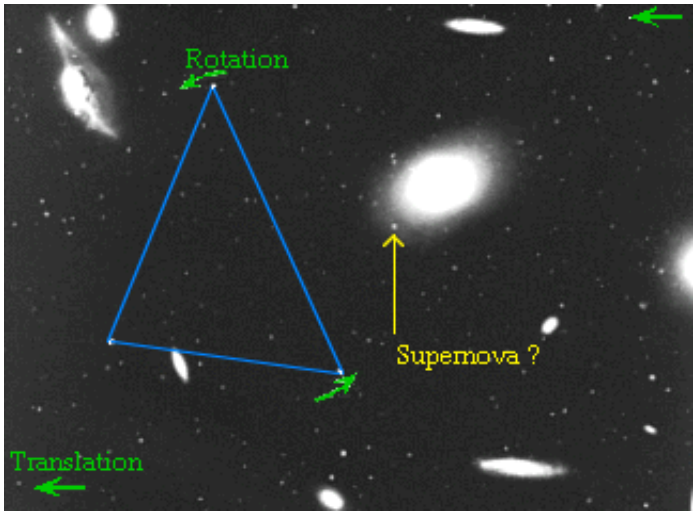
La stratégie de recherche dépend un peu de la raison pour laquelle on cherche des supernovae. L'idéal serait de disposer à plein temps d'un télescope de grand diamètre ayant un grand champ, mais en pratique le temps de télescope est rationné.

Technique de recherche

En pratique, chaque mois, autour de la Nouvelle Lune (quand le ciel est le plus sombre), une série d'images du ciel est prise, et elle est comparée par ordinateur avec les séries d'images prises les mois précédents à la recherche d'une variation de lumière localisée. Prenons par exemple les deux images suivantes (qui montrent le centre de l'amas de galaxies de la Vierge). La première est "l'image de référence":



à laquelle seront comparées les suivantes, dites "images courantes" comme celle-ci qui montre une possible supernova sur la galaxie elliptique centrale:



Il y a bien sûr quelques complications:

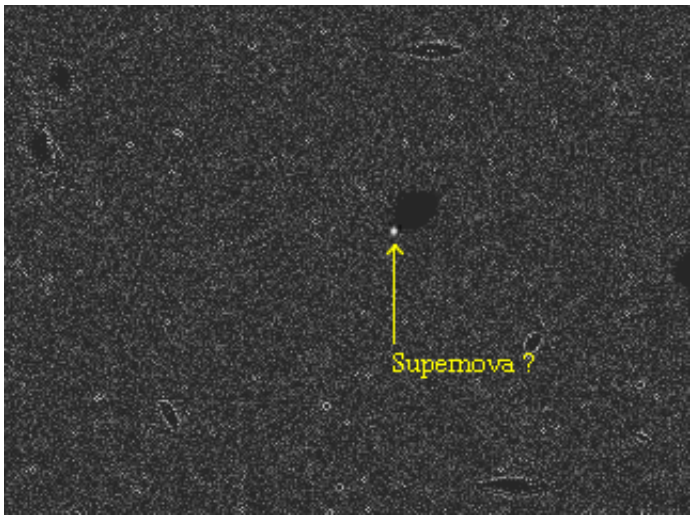
- La zone visée par le télescope n'est jamais parfaitement identique d'un mois à l'autre, et les images doivent être recalées géométriquement, pour que l'on compare bien les mêmes points du ciel. On voit sur les images précédentes que l'image courante est décalée vers la droite par rapport à la référence, et qu'en plus elle est tournée vers la droite. Pour corriger cela, on repère une cinquantaine d'étoiles, parmi les plus brillantes sur l'image courante et sur l'image de référence, et on les identifie les unes aux autres en recherchant des triangles semblables (un exemple est donné en bleu ci-dessus). On peut alors calculer la transformation géométrique (translation + rotation + dilatation) qui amène les unes sur les autres.

- La luminosité du fond du ciel et la transparence de l'atmosphère ne sont pas non plus identiques d'une image à l'autre. Sur les images précédentes, l'image courante est ainsi plus lumineuse que l'image de référence (et donc moins contrastée), peut-être parce que la Lune était plus brillante cette nuit là. Un recalage photométrique s'impose pour corriger ces variations, sinon toutes les étoiles seraient détectées comme de possibles supernovae. Plusieurs méthodes peuvent être employées: l'une d'elles consiste par exemple à ajouter (ou soustraire) au flux de chaque pixel de l'image courante une constante, choisie de telle sorte que la luminosité totale de l'image courante soit la même que celle de l'image de référence. Cette constante peut ainsi compenser les variations de luminosité du fond du ciel.

- La turbulence de l'atmosphère se manifeste en particulier par un étalement de l'image ponctuelle d'une étoile sur plusieurs pixels, et cet effet de "seeing" varie d'une nuit à l'autre. L'image courante est ici légèrement plus floue que l'image de référence et une correction est ici aussi nécessaire, sinon on détecterait un très grand nombre de variations locales de flux dues au seul fait que la lumière des étoiles est étalée sur un nombre variable de pixels. En pratique on dégrade la meilleure image pour la ramener au "seeing" de la plus mauvaise.

- La présence accidentelle sur une image d'un satellite, d'un astéroïde ou d'un rayon cosmique induit aussi une variation localisée de luminosité, et il faut éliminer ces "bruits de fond".

Une fois toutes ces corrections effectuées, on peut soustraire l'image courante de l'image de référence, et on obtient en principe une image toute noire avec une supernova blanche. En pratique, les corrections ne sont pas parfaites, et il reste de toute façon les inévitables fluctuations statistiques dans le nombre de photons détectés par la caméra (le "bruit de photons"). Sur l'image soustraite, il reste des ombres à l'emplacement des étoiles et des galaxies, mais l'important est que la supernova ressorte suffisamment de ce fond bruité.



Une fois une nouvelle supernova identifiée, elle est suivie nuit après nuit pour établir sa courbe de lumière, si possible en plusieurs couleurs. Un spectre est également pris (et si possible plusieurs, espacés de quelques jours) pour identifier son Type (Ia, Ib/c, II, ou "particulière") et également indiquer son décalage vers le rouge .L'emplacement de la supernova dans la galaxie-hôte est également relevé, ainsi que la luminosité et le type (elliptique, spirale, irrégulière) et la luminosité de cette dernière.

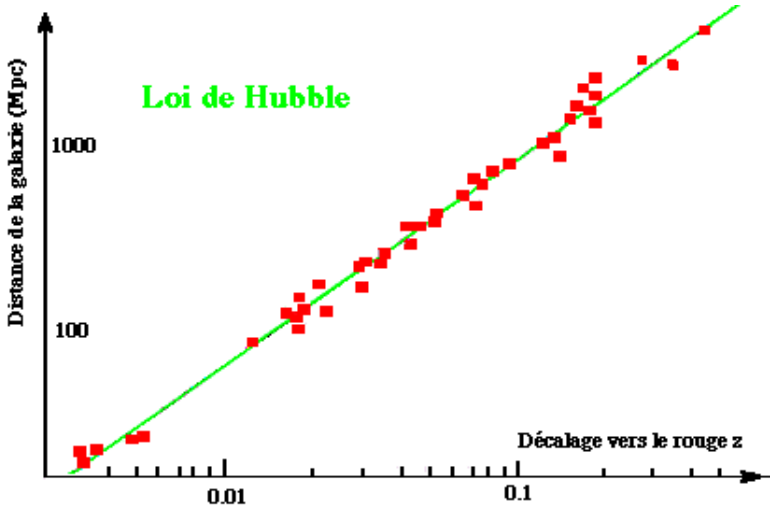
Supernovae et cosmologie

La géométrie de l'univers

Mesurer la géométrie de l'univers est un objectif fondamental de la cosmologie.

Nous connaissons les objets de l'univers grâce à la lumière que nous en recevons, et ces objets sont bien sûr vus tels qu'ils étaient quand fut émise leur lumière. Une étoile située à dix années-lumière est vue telle qu'elle était il y a dix ans, la galaxie d'Andromède à 2 millions d'années-lumière est vue telle qu'elle était il y a 2 millions d'années.

Les observations indiquent que plus une galaxie est éloignée, plus le décalage vers le rouge z de son spectre est important: c'est la **loi de Hubble** $H_0D = cz$, où H_0 est la célébrissime constante de Hubble qui mesure la vitesse d'expansion, D la distance de la galaxie et c la vitesse de la lumière. C'est une relation *statistique*: les galaxies n'ont pas exactement le décalage prévu par la relation, il y a des écarts et il existe même des galaxies qui ont un décalage vers le bleu (notamment la galaxie d'Andromède).



Si le décalage vers le rouge est interprété comme un effet Doppler, on en déduit qu'une galaxie s'éloigne d'autant plus rapidement de nous qu'elle est plus éloignée: l'univers est en expansion. La relativité générale donne une autre interprétation de ce décalage: un changement de la géométrie de l'espace au cours du temps modifie la longueur d'onde de la lumière entre émission et réception: une expansion de l'univers allonge la longueur d'onde, ce qui décale une lumière bleue vers le rouge.

Cette observation conduit à la théorie du Big bang, pour laquelle l'univers que nous connaissons a commencé son existence il y a 10 à 20 milliards d'années par une période très dense et très chaude, et n'a cessé depuis lors de se dilater et de se refroidir.

Le contenu matériel de l'univers freine son expansion, et la constante de Hubble diminue au cours du temps (H_0 est la constante de Hubble *aujourd'hui*). La relation entre distance D et décalage vers le rouge z en est modifiée, et elle devient approximativement (pour $z << 1$):

$$H_0 D = cz\,[1 - 0.5\,(q_0 - 1)\,z + \ldots]$$

où le paramètre de décélération q_0 est proportionnel à la densité de matière dans l'univers.

La difficulté est de mesurer la distance D. La procédure généralement utilisée pour des objets très lointains comme les galaxies est de mesurer la quantité de lumière que l'on en reçoit et d'en déduire la distance *si l'on connaît la quantité de lumière émise par la source*. En effet la lumière émise est distribuée sur une sphère de rayon D, et la lumière reçue est simplement la lumière émise divisée par la surface de cette sphère: elle décroît donc comme le carré de la distance D. Encore faut-il connaître la quantité de lumière émise! Si l'objet appartient à une classe d'objets tous semblables, des "chandelles standard", et que l'on connaît par un moyen quelconque la distance de l'un d'entre eux, on pourra ainsi connaître la distance de tous.

Une "chandelle standard" visible de très loin constitue un remarquable indicateur de distance.

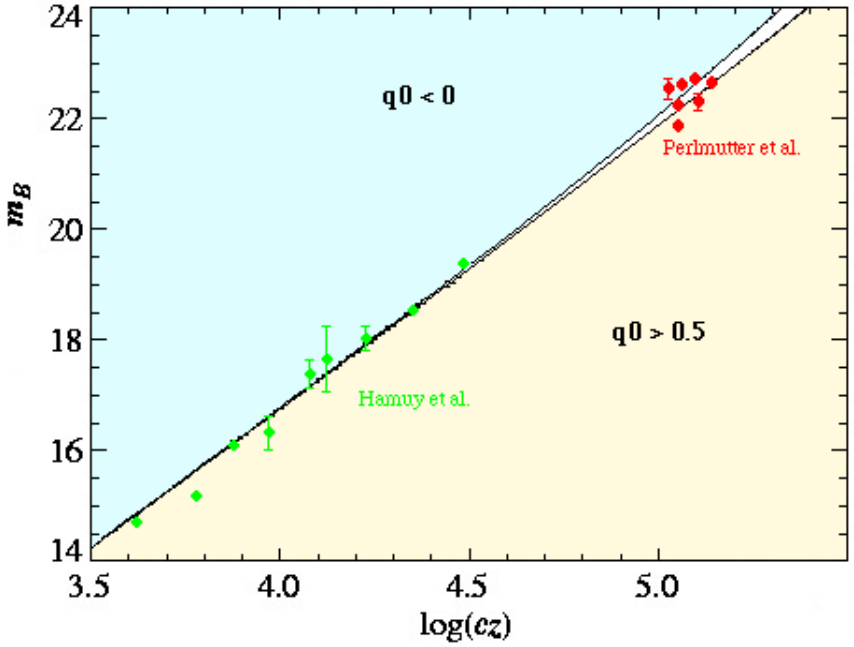
De nombreux objets ont servi de "chandelles standard": nébuleuses planétaires (qui n'ont rien à voir avec des planètes, mais sont les bulles de gaz chaud émises par les étoiles géantes rouges avant de se transformer en naines blanches), bulles d'hydrogène ionisé (dites Régions HII), galaxies les plus brillantes des amas, etc. Mais il est vite apparu que chacune de ces classes d'objets présentait une grande dispersion dans ses propriétés, et n'était pas très standard. C'est là qu'interviennent les supernovae: leurs luminosités maximales sont toujours très voisines les unes des autres (au moins pour le Type Ia).

Supernovae de type Ia

Supposons qu'elles émettent toutes exactement le même flux lumineux au moment de leur maximum de luminosité. Leur distance varie alors comme la racine carrée du flux reçu. Plutôt que les flux, les astronomes utilisent l'unité logarithmique des magnitudes, qui valent *-2.5 Log(Flux)* et évitent de manipuler des nombres très différents. En ce cas les supernovae ont toutes la même magnitude absolue *M*, et leur magnitude apparente *m* augmente comme *5 Log(D).* En exprimant la distance *D* en fonction du décalage *z* par la loi de Hubble, on obtient:

$$m = M - 5\,Log(H_0) + 5\,Log(cz) + 5\,Log[1 - 0.5\,(q_0-1)\,z + ...]$$

La magnitude apparente est (relativement) facile à mesurer, de même que le décalage vers le rouge *z*.



Si on trace le diagramme où m est porté en fonction de z pour un échantillon de supernovae, on pourra en déduire la constante de Hubble H_0 et le paramètre de décélération q_0. La figure précédente indique la magnitude apparente (dans la couleur bleue, d'où l'indice m_B) de deux échantillons de supernovae en fonction du logarithme de leur décalage vers le rouge z. L'équation précédente prévoit une droite de pente 5 pour les petites valeurs de z, avant que le terme correctif en q_0 ne fasse dévier la courbe d'une droite. L'ampleur de la déviation permet donc en principe de mesurer q_0.

Les deux courbes portées sur ce diagramme correspondent aux valeurs $q_0 = 0$ (correspondant à un univers *vide de matière*) et $q_0 = 0.5$ (correspondant à un univers aussi dense que les mesures locales de densité le tolèrent). La zone bleue correspond à un univers dont l'expansion accélère, la zone jaune à un univers extrêmement dense qui ralentit fortement. Il est clair que la précision des mesures de luminosité des supernovae n'est pas encore suffisante pour départager les deux cas les plus intéressants $q_0 = 0$ et $q_0 = 0.5$. Mais cela sera possible à terme, quand le nombre de supernovae et la précision de leurs mesures seront accrus.

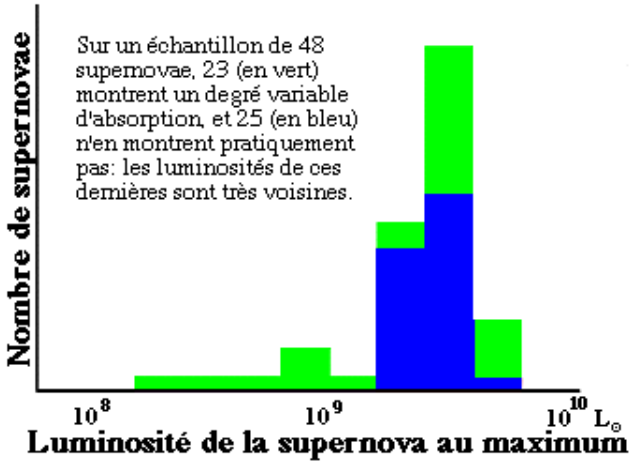
L'échantillon de supernovae de Hamuy et ses collaborateurs (les points verts ci-dessus) ne sert pas tellement à évaluer q_0, mais plutôt H_0. L'équation précédente indique en effet aussi que la courbe est plus ou moins décalée verticalement selon la valeur de H_0, ou plus exactement selon la valeur de $M - 5\ Log(H_0)$. On peut donc utiliser ce diagramme de plusieurs façons:

Si on connaît la magnitude absolue M des supernovae, soit à partir des modèles d'explosion, soit parce que la distance de la galaxie-hôte de la supernova est connue par ailleurs (par exemple parce qu'on y a observé des étoiles variables périodiques du type des céphéides, pour lesquelles la période est reliée à leur luminosité absolue), on peut lire directement la valeur de H_0 sur un tel diagramme. Chaque supernova donne une valeur de H_0, et un article récent du groupe de Hamuy donne ainsi le tableau suivant à partir de 4 supernovae ayant explosé dans des galaxies proches où des céphéides ont pu être observées par le Télescope Spatial Hubble:

Supernova	**H_0(brut)**	**H_0(corrigé)**
SN1937C	58	62
SN1972E	55	59
SN1981B	68	68
SN1990N	65	65

La mention "corrigé" dans le tableau précédent signifie que la magnitude absolue M a été "corrigée": les supernovae de Type Ia ne sont en fait pas tout à fait identiques, mais ont peut compenser dans une certaine mesure leurs différences, comme nous le verrons plus loin.

Inversement, on peut calculer la magnitude absolue de différentes supernovae à partir de leur magnitude apparente, à la constante additive près 5 Log(H_0). Cette constante est identique pour toutes, et un changement de la valeur adoptée pour la constante de Hubble décale simplement *en bloc* la distribution en magnitude des supernovae. On constate ainsi que les magnitudes absolues des supernovae de Type Ia se répartissent dans un intervalle étroit, surtout si les effets de l'absorption de la lumière par les poussières interstellaires sont corrigés.



Standardisation des supernovae de type Ia

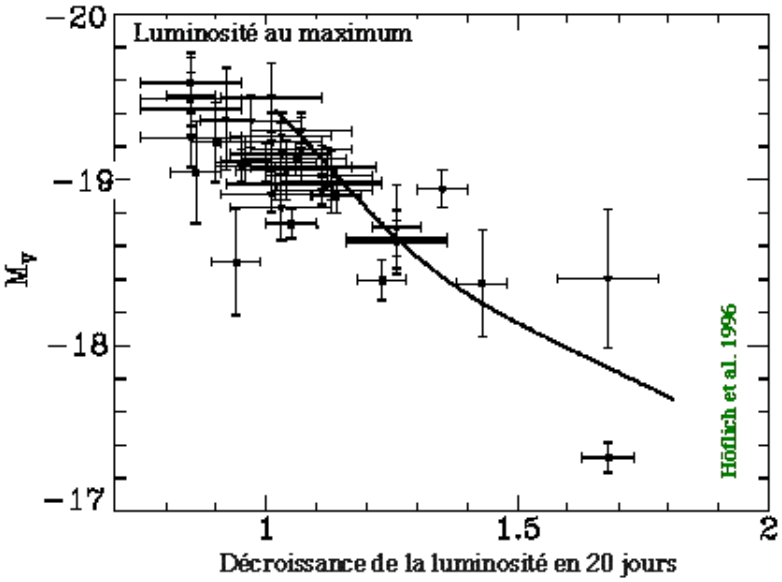
Il est clair depuis quelques années que les supernovae de Type Ia ne sont pas des "chandelles" aussi standard qu'on le croyait au début:

- La luminosité maximale varie en effet *réellement* de 20 à 30% d'une supernova à une autre. Cela est peut-être dû à des différences de composition chimique de la naine blanche, ou à des petites différences dans le lieu de l'explosion (au centre de l'étoile, ou légèrement à côté, ou près de la surface).

- Il existe quelques supernovae de Type Ia beaucoup moins lumineuses que la moyenne, même une fois les effets d'apsorption pris en compte. S'agirait-il d'une explosion commencée avant que la masse de Chandrasekhar soit atteinte?

- Il semble qu'il existe des différences systématiques de luminosité selon le type de la galaxie-hôte: les supernovae explosant dans les galaxies elliptiques seraient moins lumineuses que celles explosant dans les galaxies spirales ou irrégulières. S'agit-il d'une conséquence de la différence de composition chimique, les étoiles des galaxies elliptiques étant moins riches en éléments lourds (au-delà de l'hélium) que celles des galaxies spirales.

Mais des corrélations apparaissent entre luminosité maximale et vitesse de variation de la luminosité, ou entre luminosité maximale et spectre de la supernova, et permettent de corriger les données pour compenser ces effets systématiques. Par exemple, Phillips a montré en 1993 que plus une supernova est lumineuse au maximum et plus sa luminosité décroît lentement. La figure suivante montre la corrélation entre la magnitude absolue au maximum M_V et la décroissance au bout de 20 jours: les supernovae brillantes atteignant M_V = -19 diminuent de 1 magnitude en 20 jours, les supernovae moins lumineuses (M_V = -17.5) décroissent de près de 2 magnitudes dans le même laps de temps.



On peut alors **utiliser cette corrélation pour "corriger" la magnitude observée** d'une supernova: si la courbe de lumière décroît rapidement (mettons 2 magnitudes en 20 jours), on en déduit que la supernova est plus faible que la moyenne et on augmentera la magnitude observée de 1.5 magnitudes. C'est en ce sens que les magnitudes ont été corrigées pour construire le tableauprécédent des valeurs de H_0. La grande dispersion des points indique que d'autres facteurs interviennent, par exemple la nature de la galaxie-hôte.

Une autre complication apparaît quand la supernova est éloignée: une supernova émet surtout de la lumière bleue, mais à grande distance cette lumière est décalée vers le rouge. Par conséquent, si on continue à l'observer en lumière bleue comme les supernovae proches, on ne recueillera presqu'aucune lumière. Mais si on effectue les observations en lumière rouge, ce sont les supernovae proches (et bleues) qui seront affectées. Il faut donc corriger le Mais des corrélations apparaissent entre lflux reçu pour compenser cet effet dû au décalage croissant vers le rouge des supernovae éloignées, sinon les conclusions tirées du diagramme magnitude/décalage seront faussées. Le calcul de ces **corrections K**, comme on les appelle, est délicat car il nécessite une bonne connaissance du spectre de la supernova *et de son évolution* tout au long de la courbe de lumière. Une imprécision sur

le spectre induit une imprécision sur la correction K, donc une erreur sur la magnitude corrigée, et une grande erreur sur la valeur déduite pour le paramètre de décélération q_0.

Supernovae de type II

Les supernovae de Type II ayant des progéniteurs très variés ne sont pas des "chandelles standard". Cependant, la mesure de la température et de la vitesse d'expansion de l'enveloppe après l'explosion permet d'estimer la luminosité absolue de la supernova, et de l'utiliser aussi comme indicateur de distance en utilisant la méthode de la photosphère en expansion. La mesure du spectre de la supernova fournit à la fois la distribution de l'énergie sur les différentes longueurs d'onde *et* la vitesse d'expansion de la sphère de gaz (par élargissement Doppler des raies). La distribution d'énergie permet de calculer l'énergie totale émise par unité de surface de la sphère de gaz, tandis que la vitesse d'expansion permet de connaître le rayon de cette sphère à tout moment après l'explosion (en gros la vitesse multipliée par le temps écoulé depuis l'explosion), et donc la surface de cette sphère. Le produit des deux donne l'énergie totale émise par la sphère en expansion, et une comparaison avec l'énergie reçue sur Terre donne directement la distance de la supernova. Bien sûr, nombre de corrections doivent être apportées à ce principe, mais la précision sur la distance est estimée à 30% environ, ce qui est presque aussi bon que la précision actuelle obtenue avec les supernovae de Type Ia (auxquelles la méthode peut d'ailleurs aussi s'appliquer).

Les recherches de supernovae

Les recherches " professionnelles " de supernovae

De très nombreuses adresses et références sur les programmes de recherche de supernovae et les équipes qui y travaillent figures sur les Supernovae Pages maintenues par Marcos Montes. Les supernovae brillantes sont indiquées avec beaucoup de précisions par David Bishop (site http://www.ggw.org/asras/snimages/), et (presque) toutes les supernovae sont bien entendues annoncées par des (circulaires de l'IAU) et répertoriée dans divers catalogues, dont la List of Recent Supernovae.

Les recherches de supernovae nécessitent des instruments de taille moyenne (de 0.5 à 2 m de diamètre en général) pour la recherche, mais disposant du champ le plus grand possible : 1°x1° dans le meilleur des cas (mosaïques de CCD de grande taille). Les télescopes de Schmidt atteignent 5°x5° mais ils utilisent des plaques photographiques, qui sont bien moins sensibles que les CCD, sont non-linéaires, et demandent une numérisation avant de pouvoir être exploitées par ordinateur. Les campagnes de recherches sont généralement planifiées : une série d'images du ciel est prise, puis quelques semaines

après, les mêmes champs sont repris et comparés aux images de référence à la recherche de supernovae.

Le tableau suivant résume les principaux programmes de recherche de supernovae dans le monde et leurs résultats.

	<1995	1995	1996	1997	1998	1999
2nd Palomar Sky Survey (J. Mueller)	69	7	8	4	5	
Antezana	36			2	14	1
Beijing Astronomical Observatory			4	15	6	3
Berkeley Nearby SN (C. Pennypacker)	21					
EROS (M. Spiro)				11+1	13	13
High-Z SN Search (B.P. Schmidt)		2	29	39	20	13
Lick Obs SN Search (A. Filippenko)				1	19	2
Maza (Calan/Tololo)				3		
McDonald Obs SN Search (M. Adams)				2		
Mt Stromlo Abell SN (C. Stubbs)			8	18	22	2
Perth		1	1	1		
Pollas (Obs Côte d'Azur)	76	15	8			
SCP (S. Perlmutter)	4	11	9	47	23	6+6+2+2
T55						
UK Schmidt (McNaught)	51	8	4			

Les programmes de recherche systématique sont conçus de sorte que plusieurs supernovae soient attendues à chaque fois, ce qui permet en principe de prévoir la disponibilité d'instruments de plus

grande taille (de 4 à 10 m de diamètre) pour prendre le spectre de la supernova (afin d'identifier son type voire même son âge), et pour effectuer un suivi photométrique et établir sa courbe de lumière dans plusieurs bandes spectrales.

Cela nécessite bien sûr des moyens d'autant plus importants que l'on recherche des supernovae lointaines, et ces recherches se concentrent donc autour des grands observatoires : Hawaii, Mt Palomar, Kitt Peak, La Silla, Canaries, Pékin, Mt Stromlo par exemple.

Les caractéristiques des instruments utilisés sont les suivantes :

	Télescope	Diam.	CCD	Pixel	Champ	Zmax	Mv	Galaxies
2nd Palomar Sky Survey (J. Mueller)	Schmidt	120	_	_	25	0.37	22	
Antezana	Maksutov El Roble		_	_				
Beijing Astronomical Observatory	Beijing	60	1Kx1K	0.96	0.075	0.04	18	5000
Berkeley Nearby SN (C. Pennypacker)	Chews Ridge	75	1Kx1K	0.20	0.003	0.01	15	
EROS (M. Spiro)	Marly	100	4Kx8K	0.60	1.000	0.20	21	
Lick Obs SN Search (A. Filippenko)	KAIT Lick	76	512x512	0.69	0.009	0.04	17	
Maza (Calan/Tololo)	CTIO Schmidt							
McDonald Obs SN Search (M. Adams)	McDonald	76	2Kx2K	1.35	0.593	0.15	21	67 amas
Mt Stromlo Abell SN (C. Stubbs)	Stromlo	128	4Kx4K	0.60	0.511	0.08	19	74 amas
Pollas (Obs Côte d'Azur)	Schmidt	90			0.250	0.30	21	
T55	*T55 Pic Midi*	*55*	*1Kx1.5K*	*1.00*	*0.116*			*400 amas*

Comment découvre-t-on des supernovae ?

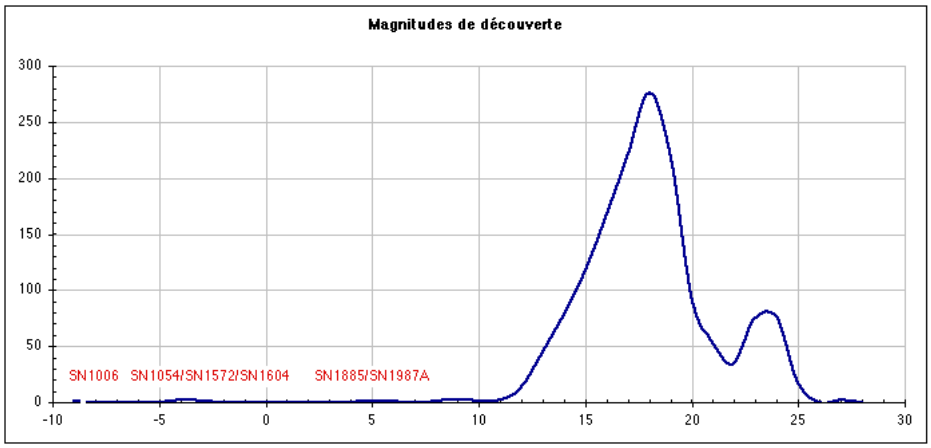
L'avènement des caméras CCD et des micro-ordinateurs a permis à presque tout un chacun de partir à la recherche de supernovae. En fait, les supernovae sont des événements rares, ne survenant que quelques fois par siècle dans une galaxie donnée. Il est donc indispensable de surveiller plusieurs centaines de galaxies pour en observer une par an. Il est pour cela nécessaire soit de couvrir une grande surface du ciel en allant peu profondément, soit de sonder l'univers profondément sur une

petite surface du ciel. Pour des raisons pratiques, les amateurs choisissent en général la première voie et les professionnels la seconde.

Focalisons-nous sur les recherches de supernovae de Type Ia. Les supernovae de Type II sont nettement moins brillantes, et elles sont donc visibles de moins loin, mais elles sont plus nombreuses, et ceci compense cela. La magnitude absolue des SNIa au maximum est pratiquement toujours la même, de l'ordre de B = -19.3. Par conséquent leur magnitude apparente est de 5.7 à 1 Mpc, et elle augmente de 5 magnitudes chaque fois que la distance est multipliée par 10. Si l'instrument de détection est sensible jusqu'à une magnitude limite **m**, il détectera les supernovae explosant dans tout le cône de hauteur $D = 10^{0.2\,(m - 5.7)}$ Mpc et dont l'ouverture Ω (en sr) est celle de l'instrument. Le volume sondé est par conséquent $V = \Omega/3 * 10^{0.6\,(m - 5.7)}$ Mpc^3 et, sachant qu'il explose *en moyenne* environ $3x10^{-6}$ supernovae Ia par mois et par Mpc^3, on pourra détecter $N = 3x10^{-10} * 10^{0.6\,(m - 5.7)}$ supernova par mois et par degré carré du ciel. On peut ainsi remplir le tableau suivant:

Distance (Mpc)	1	10	100	1000
Magnitude apparente	5.7	10.7	15.7	20.7
Redshift		0.002	0.02	0.2
Nombre de SNIa/mois/deg^2	**$3x10^{-10}$**	**$3x10^{-7}$**	**$3x10^{-4}$**	**$3x10^{-1}$**

Un programme régulier de recherche de supernovae ne peut fonctionner que si l'on espère découvrir au moins une supernova par mois. La totalité du ciel ne couvrant que 42 000 deg^2, il est clair que cela n'est possible qu'à condition de sonder jusqu'à 100 Mpc, donc atteindre une magnitude limite de l'ordre de 16. On commence à entrer dans le domaine des professionnels. La figure suivante , qui montre la magnitude des supernovae à leur découverte, illustre bien cet état de fait :



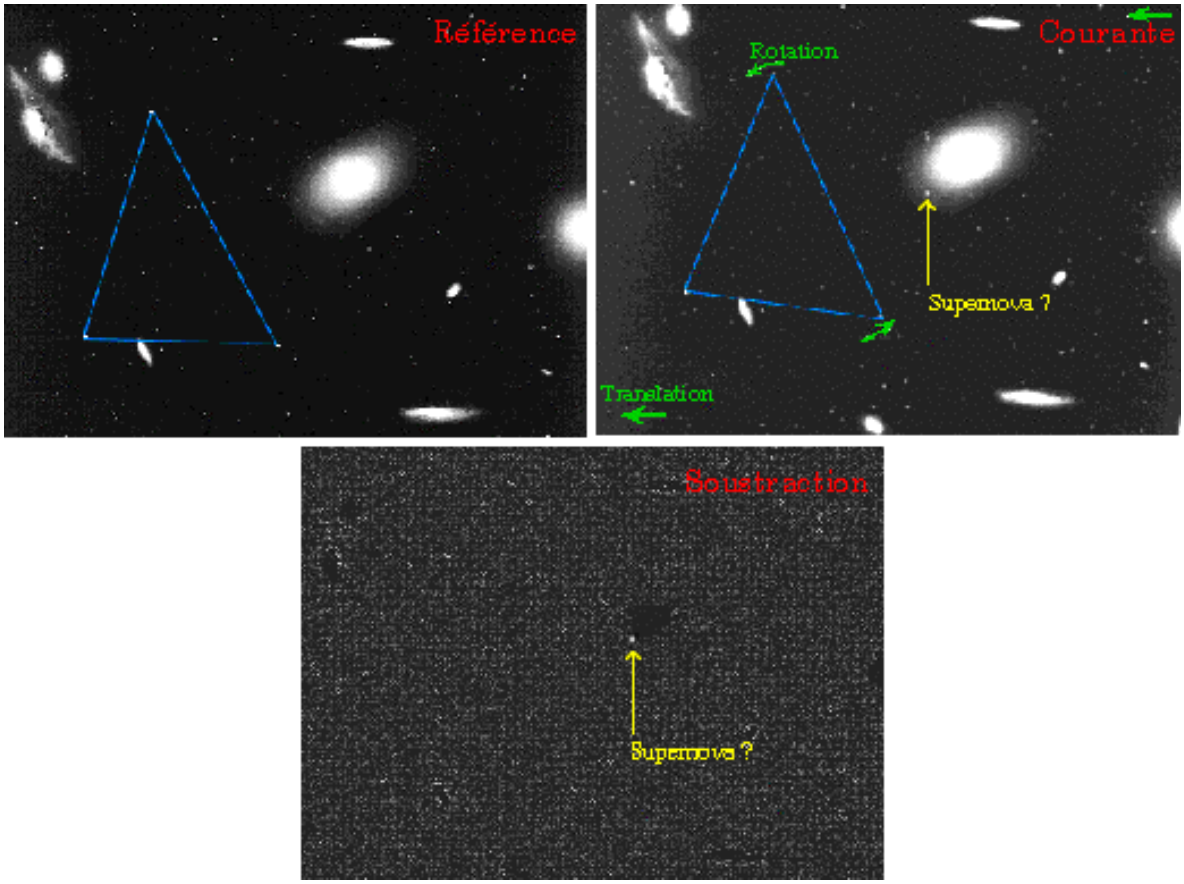
La majorité des supernovae découvertes se situe à des magnitudes de 15 à 20 (la petite bosse vers la magnitude 24 correspond aux recherches de supernovae lointaines à visée cosmologique dont il sera

question plus loin). Ceci correspond à des distances de 30 à 300 /h Mpc pour des supernovae de Type Ia, un peu moins pour les autres (intrinsèquement moins lumineuses).

Principe de recherche : CCD & ordinateurs

Observer une supernova est simple dans son principe : en comparant deux images dune même galaxie prises à quelques semaines dintervalle, on voit apparaître une nouvelle étoile qui peut devenir aussi brillante que la galaxie entière. Les images des CCD étant numériques, il est en principe aisé de les soustraire l'une de l'autre via un programme quelconque de traitement d'images numériques et de rechercher un objet sur la soustraction (à l'il ou grâce à un programme adapté).

En pratique, on ne soustrait pas directement les deux images numérisées car le programme de recherche réagirait à *toutes* les différences entre les deux images, et celles-ci sont, dans leur immense majorité, dues aux fluctuations de luminosité du ciel entre les deux images (présence plus importante de la Lune, absorption atmosphérique, variations de seeing, ou même du temps de pose !), ainsi qu'aux défauts de recalage qui font que les deux images sont toujours légèrement décalées, voire même tournées l'une par rapport à l'autre. Avant soustraction, une étape (informatique bien sûr) de recalage astrométrique et photométrique est donc indispensable. Schématiquement :



Il est également judicieux de se débarrasser des parasites que sont les rayons cosmiques ou les astéroïdes, beaucoup plus nombreux que les supernovae. Pour cela les poses sont doublées : en quelques minutes ou dizaines de minutes, les astéroïdes se sont suffisamment déplacés par rapport aux étoiles pour être identifiés comme tels, et les rayons cosmiques n'apparaissent bien entendu pas aux mêmes endroits sur les deux poses.

Les supernovae proches (z < 0.01, V < 15)

C'est le domaine par excellence des amateurs, sur lesquels nous reviendrons plus loin.

Les supernovae lointaines (z < 0.1, V < 20)

A la suite des pionniers que furent Zwicky ou Humason, ce domaine de distance a été très longtemps abordé par le moyen de recherches photographiques utilisant des télescopes de Schmidt, et des comparaisons optiques *(blink microscope*) pour comparer cm2 par cm2 un cliché récent avec les images de référence prises le plus souvent au Mont Palomar. C. Pollas, à l'Observatoire de la Côte d'Azur, a ainsi découvert plus de 70 supernovae, performance qui n'a été dépassée, sauf erreur, que par Kowal (80 supernovae entre 1963 et 1975), Mueller (90 supernovae depuis 1986) et par Zwicky lui-même (120 supernovae de 1937 à 1968). Une des dernières grandes campagnes de recherche systématique utilisant des plaques de Schmidt a été menée de 1992 à 1994 au Chili par une collaboration américano-chilienne CTIO/Cerro Calan/Cerro Tololo. Le suivi photométrique et spectroscopique était déjà assuré par des instruments équipés de caméras CCD, mais ces caméras avaient encore à l'époque un champ trop réduit pour permettre la recherche.

Aujourd'hui, les images numériques des CCD couplées aux capacités sans cesse croissantes des micro-ordinateurs ont incité de nombreuses équipes à se lancer dans l'aventure. Les objectifs scientifiques sont les suivants :

- Découvrir des supernovae le plus tôt possible après l'explosion, en obtenir des spectres aussi détaillés que possible et s'assurer d'un suivi photométrique multibande aussi régulier et prolongé que possible.
- Etablir la fonction de luminosité des supernovae, leur taux d'explosion, et l'évolution de ces propriétés avec l'environnement et avec la distance.
- Remonter à la nature des progéniteurs, et étudier l'impact des supernovae sur leur environnement.
- Améliorer la calibration des supernovae pour les employer de façon fiable en cosmologie.

Pour certaines équipes, la recherche de supernovae est une simple retombée d'autres programmes astrophysiques qui nécessitaient des instruments à grand champ et de puissants moyens de calcul. D'autres équipes ont préféré dédier un télescope à la recherche (le plus automatique possible) de supernovae.

- Le premier cas est illustré par la collaboration EROS, dont l'objectif premier est la recherche de matière noire par effet de micro-lentille gravitationnelle. Ce programme nécessite l'analyse en temps réel, ou presque, de dizaines d'images chaque nuit à la recherche de variations locales de luminosité. La transposition à la recherche de supernovae était évidente. EROS utilise un télescope Ritchey-Chrétien de 1 m de diamètre, le Marly, installé au Chili, à La Silla (site de l'ESO). Un cube dichroïque, placé après le miroir secondaire, sépare la lumière en deux faisceaux (l'un plutôt bleu, l'autre plutôt rouge) qui arrivent chacun sur une caméra formée d'une mosaïque de 8 CCD Loral de 2048*2048 pixels de 0.6", couvrant donc pratiquement un degré carré. Le champ est assez vaste pour qu'EROS ne vise aucun endroit particulier du ciel lors de ses recherches de supernovae, auxquelles il consacre environ 10% de son temps, en général sous la forme de 2 à 3 h par nuit dans la semaine qui encadre la Nouvelle Lune. Lors de ces nuits, les images sont prises par paires pour éliminer les astéroïdes et les rayons cosmiques, archivées et analysées dans la journée qui suit (les ordinateurs sont utilisés au cours de la nuit pour assurer la réduction des données). Avec des temps de pose de l'ordre de 3 à 5 mn, une supernova est découverte toutes les deux à trois heures d'observation. En deux ans, plus de 50 supernovae ont été découvertes, mais la difficulté est maintenant d'assurer le suivi de toutes ces supernovae. Le type spectral n'est pas connu pour beaucoup d'entre elles, et la plupart n'ont pas pu bénéficier d'un suivi photométrique correct.

- La situation est analogue pour le Mount Stromlo Supernova Search Team, formé de physiciens au départ impliqués dans la collaboration MACHO (qui a le même objectif qu'EROS) et qui se sont lancés en 1996, sous l'impulsion de Chris Stubbs (Université de Washington, USA), dans la recherche de supernovae dans un échantillon de 70 *amas* de galaxies. Utilisant eux aussi 10% du temps du télescope de 1m27 du Mt Stromlo (Australie) équipé de 2 caméras à grand champ, ils ont également découvert 50 supernovae en 3 ans.

Les autres groupes disposent d'instruments moins performants (en termes de nombre de supernovae découvertes par heure de recherche), mais ils consacrent plus de temps à la recherche. Leur champ de vue étant généralement plus réduit, ils surveillent en général des galaxies individuellement ou des amas compacts. Ces équipes d'astronomes sont le plus souvent bien implantés dans les grands observatoires, ce qui facilite leur accès aux gros télescopes, et ils appartiennent en général à plusieurs collaborations, ce qui permet des échanges de bons procédés.

- Le *Second Palomar Sky Survey* utilise le célèbre télescope de Schmidt de 1m20du Mt Palomar pour effectuer une nouvelle couverture complète du ciel visible de l'hémisphère nord sur des plaques photographiques (en bleu, rouge et infra-rouge). Jean Mueller en profite pour examiner visuellement ces plaques à la recherche de supernovae en les comparant avec les plaques antérieures du premier *Palomar Sky Survey* des années 50. Elle a ainsi découvert plus de 90 supernovae depuis 1986, au rythme d'environ 5 à 15 par an. La fin du programme est prévue pour l'an 2000 (la couverture du ciel étant alors achevée).

- L'Observatoire de Pékin a ainsi lancé en 1996 un programme fructueux, le Beijing Astronomical Observatory Search. Utilisant un télescope de Schmidt équipé d'un petit CCD de 1024*1024 pixels de 1", ils surveillent régulièrement 5000 galaxies et ont découvert une trentaine de supernovae en 3 ans.

- Alex Filippenko et ses collaborateurs à l'Université de Berkeley on développé un télescope de 76 cm entièrement automatisé, le Katzman Automatic Imaging Telescope (KAIT), muni d'un petit CCD (512*512 pixels de 0.7"). Le KAIT est installé à l'Observatoire de Lick , et le Lick Supernova Search découvre une à deux supernovae par mois depuis 1998 (voir le site http://astro.berkeley.edu/~bait/kait_lwd.html ou celui de Michael Richmond http://stupendous.rit.edu/richmond/sne/sne.html).

- Mark Adams et ses collaborateurs de l'Université du Texas ont un programme similaire au McDonald Observatory. Leur télescope de 76 cm est équipé d'une CCD 2048*2048 dont les pixels sont plutôt gros (1.35") pour avoir un grand champ de 45'*45' leur permettant d'imager 67 amas de galaxies. Le programme démarre tout juste.

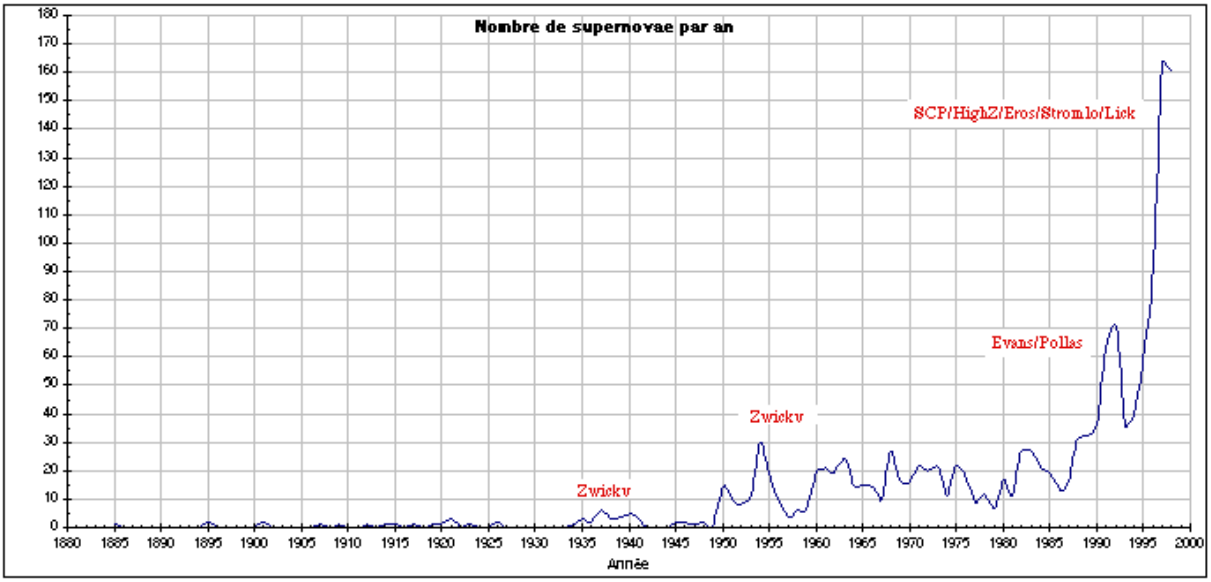
- Ces trois derniers programmes sont très voisins du programme du T55 du Pic du Midi, dont il sera question par ailleurs dans ces Rencontres de Carcassonne, et qui a pris du retard en raison, en particulier, des travaux de restructuration de l'Observatoire du Pic du Midi.

Le facteur limitatif pour tous ces programmes est aujourd'hui la possibilité d'assurer un suivi sérieux des supernovae découvertes. Cela implique l'obtention d'au moins un spectre (et de préférence plusieurs, surtout si la supernova est intéressante ou bizarre), ce qui requiert quelques heures avec un instrument de la classe des 4 m (NTT à La Silla, CFHT à Hawaii, CTIO, Kitt Peak, etc.). Les 10 m des Keck I et II commencent à être régulièrement utilisés, et il en sera sans doute de même des VLT au Chili. Plus difficile encore est d'assurer un suivi photométrique pendant plusieurs semaines : les exigences sont moindres en termes de puissance de l'instrument, un télescope de 1 à 2 m de diamètre est suffisant, mais la difficulté vient de la durée : il est pratiquement impossible d'obtenir *chaque nuit*

une image de *chaque* supernova dans les 5 ou 6 bandes photométriques standard (U, B, V, R, I, J-H-K).

Pour pallier cette difficulté, la solution semble être de monter de très vastes collaborations internationales. De février à avril 1999, une demi-douzaine d'équipes ont ainsi collaboré à la recherche de supernovae, sous l'égide du programme de recherche lointaine du SCP, EROS, NEAR et Space Watch (programmes de recherche d'astéroïdes risquant d'entrer en collision avec la Terre) ont associé leurs découvertes. Une trentaine de supernovae ont ainsi été détectées mais l'intérêt vint surtout de la mise en commun des ressources de suivi. Une dizaine de télescopes à travers le monde avaient ainsi pu être réservés aux suivis photométriques des supernovae les plus prometteuses et à leur spectroscopie. Malgré les erreurs inévitables dans une phase de mise au point, le succès du programme a conduit les participants à programmer une suite pour l'année prochaine.

Le résultat de tous ces programmes lancés au cours des dernières années est spectaculaire en termes de nombre de supernovae découvertes par an :



Les supernovae très lointaines (z < 1, V < 25)

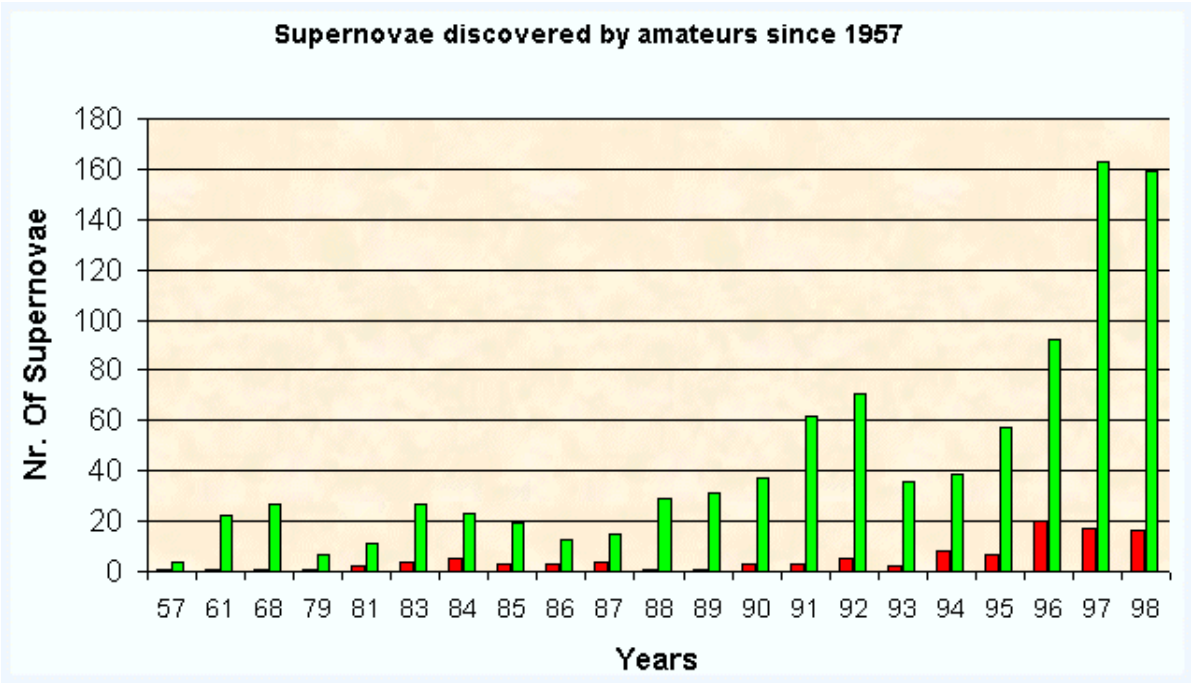
L'intérêt des supernovae très lointaines est purement cosmologique, mais on a vu l'impact qu'elles ont sur notre connaissance de la dynamique de l'univers. Leur recherche s'effectue sur les instruments de la classe des 4 m qui commencent à être équipés de mosaïques de CCD leur donnant un grand champ (WHT aux Canaries, CFHT à Hawaii, CTIO au Chili, etc.). La spectroscopie de ces supernovae, cruciale pour leur assigner un type sans ambiguïté, n'est possible que sur les plus gros télescopes actuels, en général les deux Keck d'Hawaii.

Deux équipes - américaines pour l'essentiel - se sont lancées dans cette aventure, le Supernova Cosmology Project, sous la direction de Saul Perlmutter à Berkeley, et le High-Z Supernova Search Team, sous la direction de Brian P. Schmidt de l'Observatoire du Mont Stromlo en Australie. Chaque équipe rassemble une vingtaine d'astronomes, parmi lesquels se retrouvent la plupart des experts du domaine. Chacune a découvert **plus d'une centaine** de supernovae, à des redshift > 0.2, la plupart au cours des deux dernières années. La procédure est maintenant bien au point, et elle fournit désormais des vagues de découverte de 10 à 15 supernovae à chaque fois, répétées environ quatre fois par an. L'année 1997 a correspondu à un maximum de découvertes (39 pour le High-Z Team, 47 pour le SCP), l'année 1998 plus calme ayant été surtout consacrée à l'analyse des résultats des années précédentes, qui leur a permis d'annoncer quasiment en même temps une accélération de l'expansion de l'univers (après des désaccords initiaux quand les données étaient encore incomplètes).

L'accent porte maintenant plutôt sur une meilleure compréhension des supernovae que sur une accumulation de statistiques, et c'est d'ailleurs l'une des raisons qui a poussé le SCP à coordonner une recherche intensive de supernovae plus proches, autour de z ~ 0.1, comme on l'a mentionné plus haut.

Le rôle des amateurs

Les amateurs ne sont pas en reste ! Une fraction nullement négligeable des découvertes de supernovae leur revient, comme le montre le graphique suivant, emprunté au site Web de l'ISN (International Supernova Network) http://www.supernovae.net/isn.htm où les barres rouges indiquent les supernovae découvertes par des amateurs:



Un palmarès (très incomplet)

Beaucoup d'astronomes amateurs se sont pris de passion pour la recherche de supernovae, comme d'autres pour la recherche de comètes, d'astéroïdes ou d'étoiles variables, et ils (et elles) ont accumulé un "tableau de chasse" impressionnant. Citons :

Amateurs	**Découvertes**					
	<1995	1995	1996	1997	1998	1999
M. Aoki (Japon)			4	5		
M. Armstrong (G.B.)			1		3	
R. Evans (Australie)	25	3	6	1		
A. Gabrijelcic (Italie)		1	1	1		
W. Johnson (USA)	1	1	2		1	
R. Kushida (Japon)	2	1	1	1		
M. Schwartz (USA)				3	5	5

- Il est fréquent que plusieurs découvertes soient faites quasi-simultanément, surtout quand la supernova est brillante. Ce fut le cas par exemple pour SN1991T (magnitude 11.5) découverte par S. Knight, R. Evans, M. Villi, G. Cortini et W. Johnson, ou pour SN1994I (magnitude 13.5) découverte dans M51 à la fois par T. Puckett, J. Armstrong, W. Johnson, D. Millar, R. Berry, R. Kushida, P. Schwaar, Y. Fujita, S. Sasaki et A. Yonezawa. Professionnels et amateurs rivalisent d'ailleurs : SN1999aa a été annoncée presque simultanément par R. Arbour (G.B., télescope de 30 cm) R. Kushida (Japon, télescope de 40 cm) et le programme de recherche de l'Observatoire de Pékin (télescope de Schmidt de 1m)!

- Dans l'Oregon, Mike Schwartz (http://pw2.netcom.com/~pfactors/tenagra.html) a installé un télescope de 35 cm, contrôlé à distance via Internet, dans l'Observatoire de Tenagra (qui ressemble plus à une cabane de bûcheron des Montagnes Rocheuses qu'au sites du Mauna Kea ou du Paranal), avec lequel il obtient de remarquables résultats.

- En Californie, Wayne Johnson ("Mr. Galaxy", www.chapman.edu/oca/benet/intro_mg.htm) anime avec une grande énergie l'association d'astronomes amateurs de l'Orange County.

- Bien entendu, on ne saurait oublier le Révérend Evans (Australie) dont le score de 35 supernovae (découvertes pour la plupart l'oeil à l'oculaire de son télescope) sera pour longtemps difficile à égaler ! Incidemment, l'une des dernières supernovae découvertes par R.Evans, SN1997bp, est l'une des premières découvertes par la collaboration EROS (avec un mois de retard sur l'amateur...).

- En France même, l'association AUDE (site http://aude.geoman.net/observation/SN/) (et sans doute bien d'autres) rassemble des amateurs très éclairés qui consacrent une grande part de leurs loisirs à découvrir ou à suivre des supernovae.

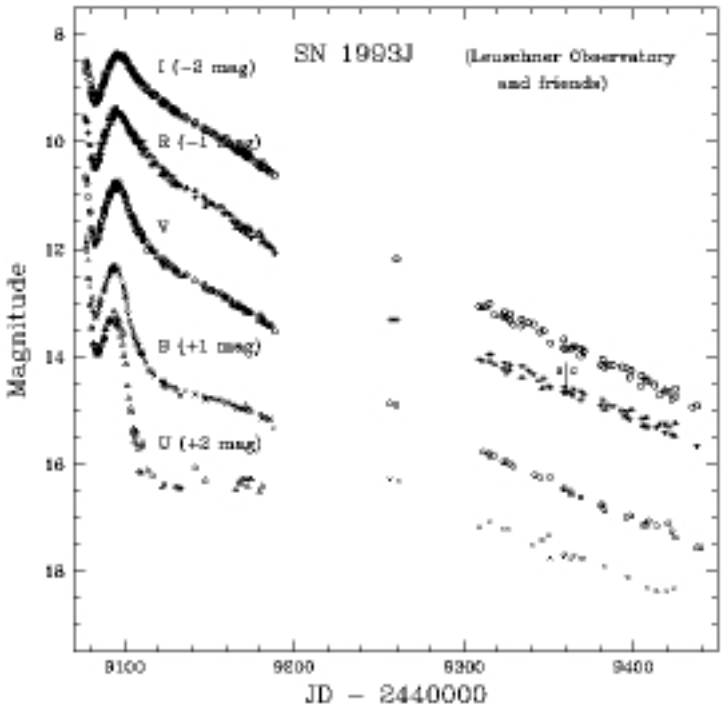
Impact des supernovae d'amateurs

Le rôle des amateurs est en fait beaucoup plus important que ne le laisserait supposer l'apport brut de leur contribution de 200 supernovae environ sur 1500, car **ils sont les découvreurs de plusieurs des supernovae scientifiquement les plus importantes** :

- La seule supernova visible à l'oeil nu depuis celle " de Kepler " en 1604, SN1987A, fut découverte par O. Duhalde dans le Grand Nuage de Magellan.
- Parmi les 5 ou 6 supernovae de Type Ia les mieux étudiées figurent SN1986G et SN1989B, toutes deux découvertes par R. Evans, SN1990N, découverte par E. Thouvenot, et SN1992A, découverte par S. Sasaki.
- Les supernovae " typiquement atypiques " SN1991T et SN1991bg sont aussi dues à des amateurs, S. Knight et R. Evans (encore lui!) pour la première, et R. Kushida pour la seconde. Elles correspondent aux cas extrêmes de variation connue des supernovae de Type Ia, et revêtent ainsi une importance extrême pour la calibration de ces supernovae à des fins cosmologiques.
- La mieux étudiée des supernovae de type II, SN1993J dans M81, est également due à un amateur, F. Garcia!

Cela n'est pas très surprenant en fait, car les supernovae les plus " exploitables " sont les plus proches et les plus brillantes (exceptées les supernovae très lointaines qui ont une utilité en cosmologie). Peu nombreuses, ces supernovae proches doivent être recherchées sur tout le ciel, ce que seuls savent faire les amateurs.

Que faire pour un amateur ?



La page Web du groupe AUDE (http://aude.geoman.net/observation/SN/snwhy.htm) donne une série de conseils excellents à l'intention des amateurs désireux d'observer des supernovae. Pour que les observations soient exploitables scientifiquement, une supernova doit être observée :

- le plus tôt possible après son explosion. La phase de montée avant le maximum dure moins de 15 jours et elle est très mal connue, simplement parce les supernovae sont rarement découvertes avant leur maximum de luminosité, et parfois bien après, et que les délais de transmission font que les observatoires (amateurs ou professionnels) ne sont alertés qu'avec retard.
- dans plusieurs filtres *standard*, afin de minimiser les erreurs photométriques entraînées par l'utilisation de bandes passantes différentes d'un observateur à l'autre. La précision photométrique requise est de l'ordre de quelques pour cents, ce qui est délicat à obtenir. Les filtres les plus utilisés sont U, B, V, R et I, mais il en existe plusieurs variantes (Johnson, Cousins, Gunn, etc.). Les grands observatoires (CFH, ESO, etc.) publient sur le Web les bandes passantes des filtres qu'ils utilisent.
- avec des étoiles de calibration dans le même champ que la supernova (ce qui suppose que le champ de l'instrument soit assez grand pour contenir non seulement la galaxie-hôte de la supernova, mais aussi plusieurs étoiles d'avant-plan). Ces étoiles permettront de recaler la photométrie de la supernova, qui varie au cours du temps, sur des références fixes (à moins

que par malchance on utilise une étoile variable comme calibrateur!). On obtient ainsi une photométrie relative de la supernova d'un jour sur l'autre, avec cette complication que la lumière sous-jacente de la galaxie-hôte s'y ajoute et ne pourra être soustraite que lorsque la luminosité de la supernova aura suffisamment décru pour devenir négligeable. Il est également judicieux de prendre avant et après les clichés de la supernovae des clichés d'étoiles de référence (comme celles des champs de Landolt), qui permettront d'établir une photométrie absolue de la supernova dans les bandes photométriques standard.

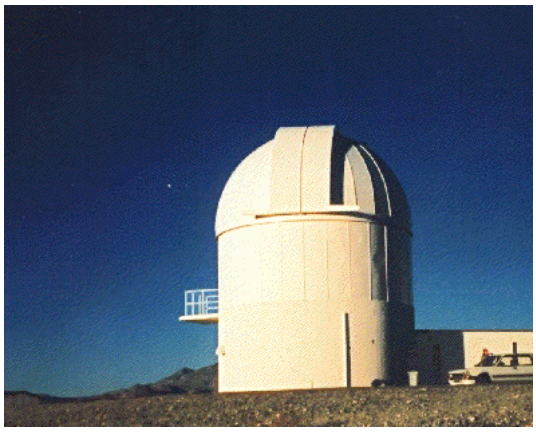
- **et surtout le plus régulièrement possible** ! Bien que l'on connaisse désormais plus de 1500 supernovae, seule une infime poignée d'entre elles possède une série photométrique complète (une mesure par jour pendant les 2 ou 3 mois qui encadrent le maximum) ! C'est dans ce domaine que l'apport des amateurs est irremplaçable, les observatoires professionnels consacrant très rarement un instrument plus de quelques jours au même programme (sans même parler des aléas de la météo).

Prendre un spectre d'une supernova, même proche, reste une mesure très délicate pour un astronome amateur, mais pas impossible. Comme la lumière est dispersée sur toute la largeur du CCD, l'obtention d'un rapport signal/bruit suffisant pour identifier les raies caractéristiques des divers types de supernovae conduit à des temps de pose rapidement prohibitifs.

En résumé, beaucoup de travail en perspective, mais des résultats potentiellement fructueux !

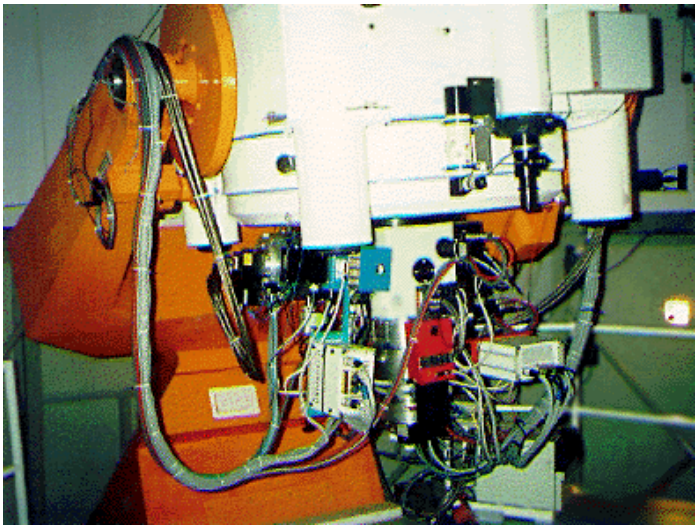
La recherche de supernovae dans EROS

La collaboration EROS



Lla collaboration EROS 2 a pour but principal est la recherche de matière noire sous forme d'objets compacts (des étoiles de faible masse par exemple) en utilisant le phénomène de lentille gravitationnelle: la luminosité d'une étoile est temporairement amplifiée quand un tel objet compact

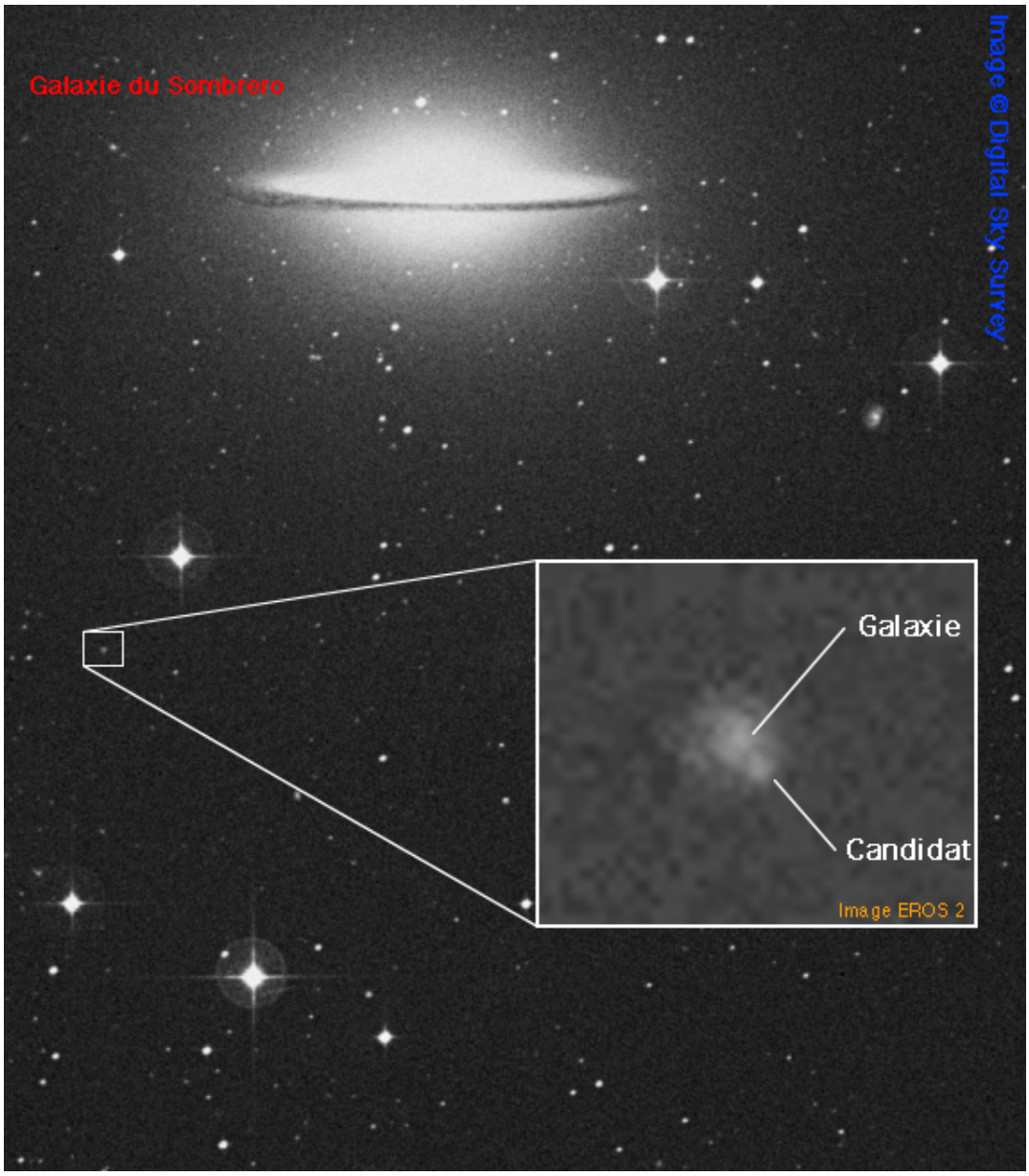
focalise les rayons lumineux en passant entre l'étoile et l'observateur. Le principe de détection est voisin de celui de la recherche de supernovae: détecter une variation temporaire et locale de luminosité sur une image.Il s'agit d'un télescope de 1 m de diamètre installé au Chili à l'Observatoire Européen Austral (ESO), équipé d'un séparateur de faisceaux qui alimente deux caméras en parallèle, l'une recevant la partie bleue du spectre, l'autre la partie rouge. Chaque caméra est une mosaïque rectangulaire de 8 CCD de 2000x2000 pixels, couvrant un champ de 40'x80'.



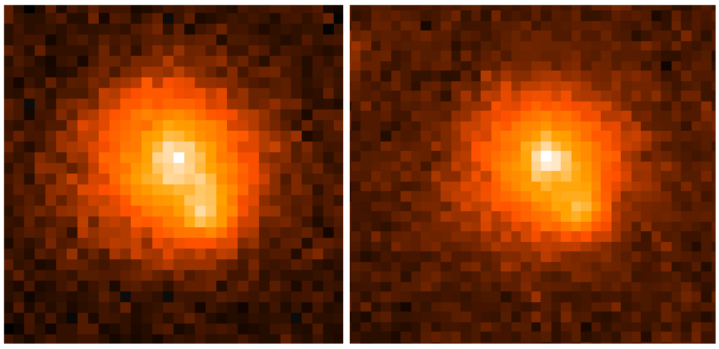
Quand les objectifs principaux pour la recherche de matière noire (les Nuages de Magellan et le Centre Galactique) ne sont pas visibles dans de bonnes conditions, le télescope peut être utilisé pour d'autres recherches, dont les supernovae. Chaque mois, une soixantaine de champs sont ainsi explorés à la recherche de supernovae.

La toute première supernova du programme EROS

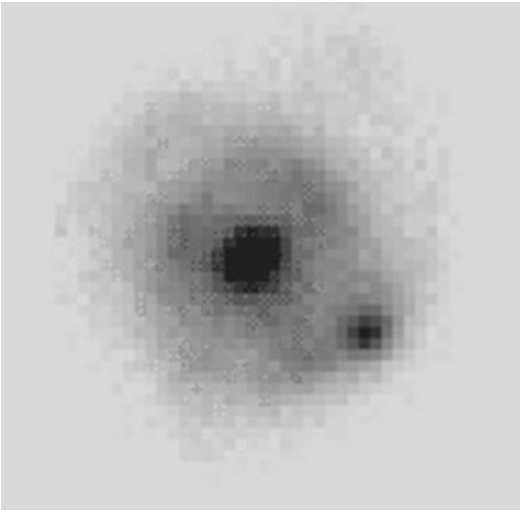
Baptisée **SN1997bl**, elle a été découverte par Delphine Hardin en comparant des images prises le 7 mars 1997 avec les images de référence prises le 13 février. Elle se trouve dans un galaxie anonyme proche de la galaxie du Sombrero (M104):



Un spectre obtenu au télescope de 3m60 de l'ESO a permis de déterminer qu'il s'agissait d'une supernova de Type Ia, avec un décalage vers le rouge z=0.19, et probablement détectée quelques jours après son maximum. Plusieurs images ont pu être prises dans les jours suivants, dont celle-ci (en bande V) avec le télescope danois de 1m52 à l'ESO:

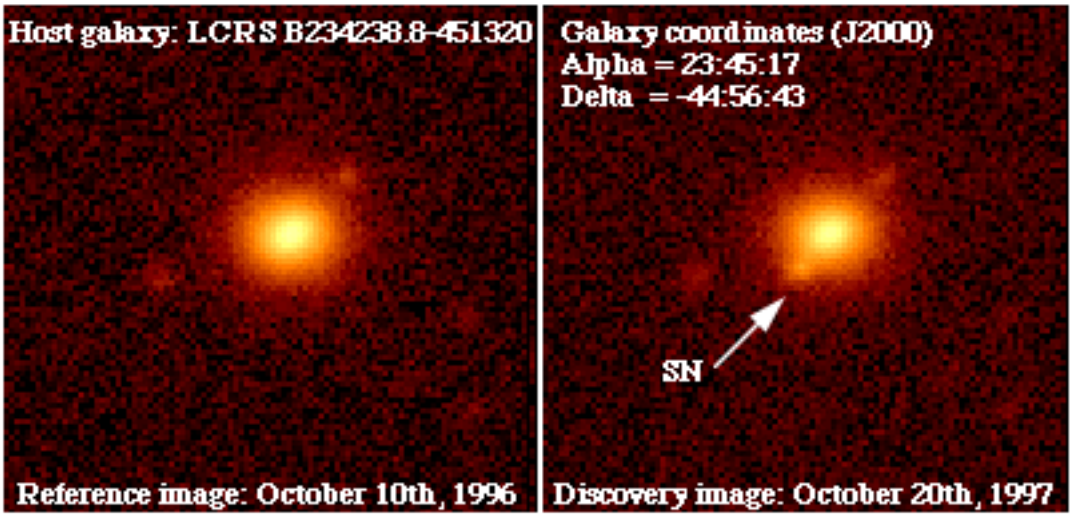


et une très belle image avec le 3m60 montrant la structure spirale de la galaxie-hôte:

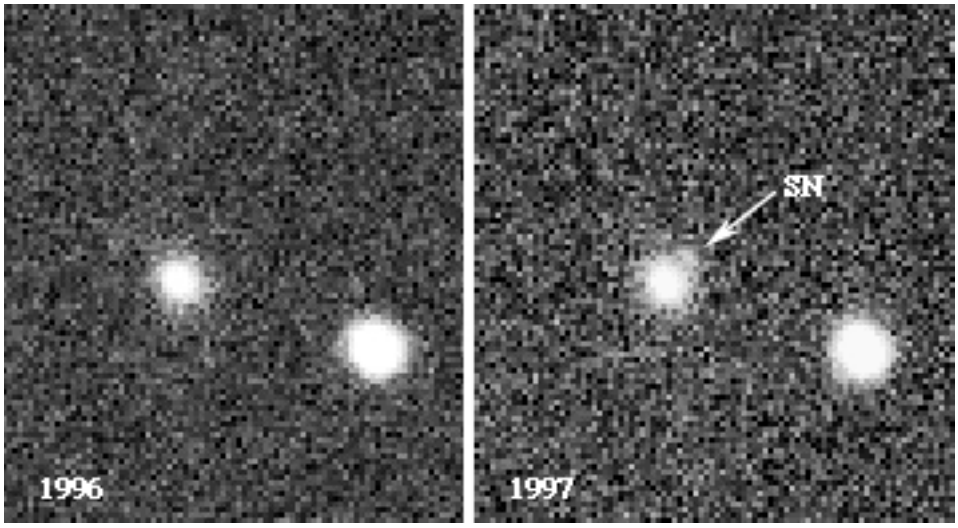


Supernovae suivantes

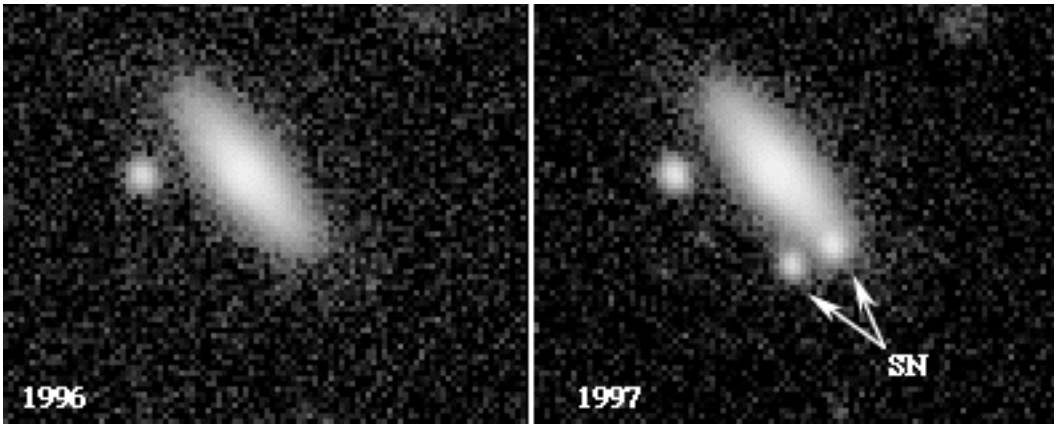
La première campagne, au printemps 1997, a permis la découverte de 3 supernovae. Après SN1997bl, une seconde supernova, SN1997bt, a été découverte dans une des galaxies du Las Campanas Redshift Survey : il s'agit cette fois d'une supernova de Type II avec un décalage vers le rouge z=0.06. Une troisième supernova, découverte automatiquement, s'est révélée être la supernova SN1997bp déjà découverte le mois précédent par R. Evans. Le programme a redémarré en octobre 1997, et a livré le 24 octobre sa première nouvelle supernova, SN1997dh . Il s'agit d'une SN Ic à $z = 0.05$:



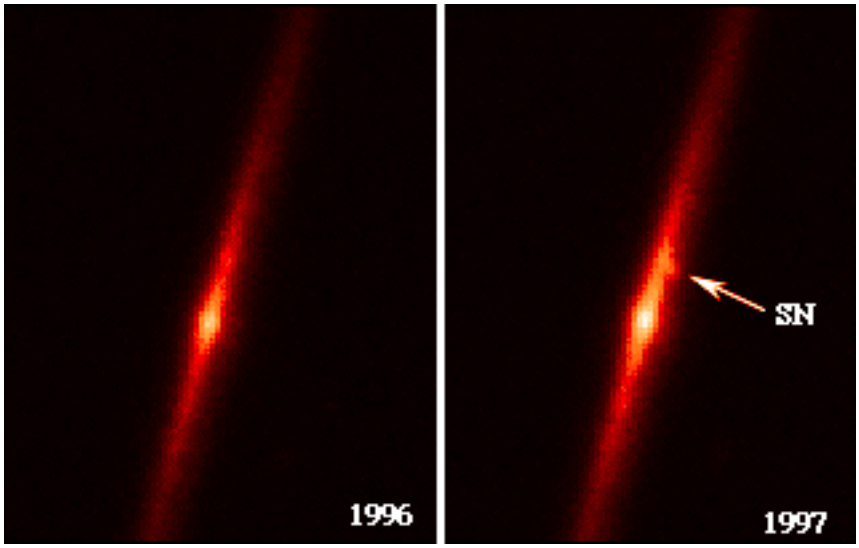
La suite du programme a fourni le 27 octobre d'autres supernovae possibles, SN1997dj :



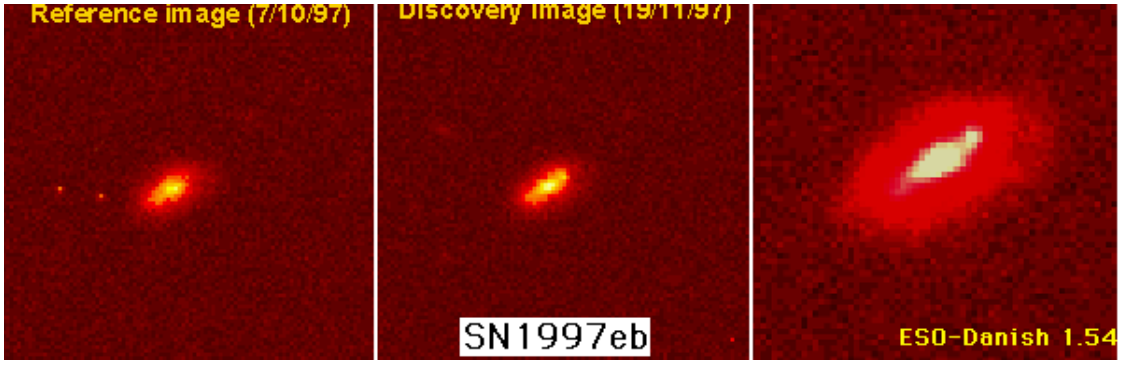
mais aussi un cas rarissime de supernovae explosant simultanément dans la même galaxie (à z = 0.05) SN1997dk et SN1997dl :



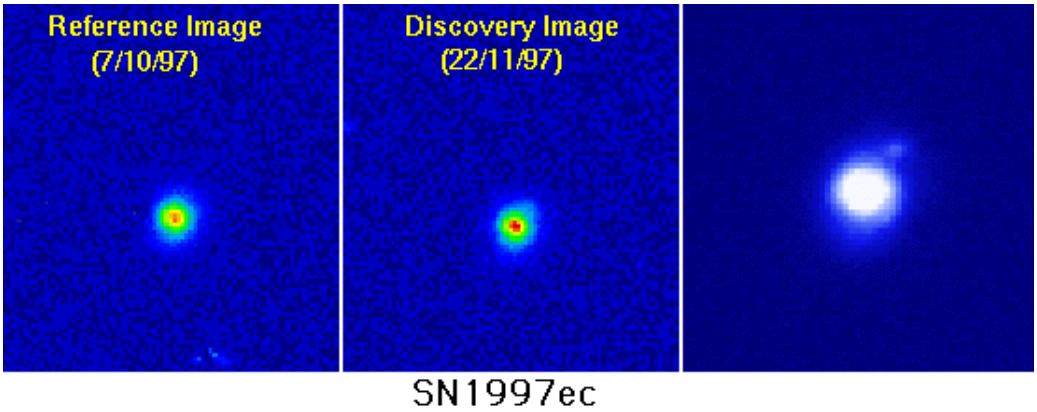
et enfin une dans une galaxie spirale vue par la tranche (à z = 0.03), SN1997dm :



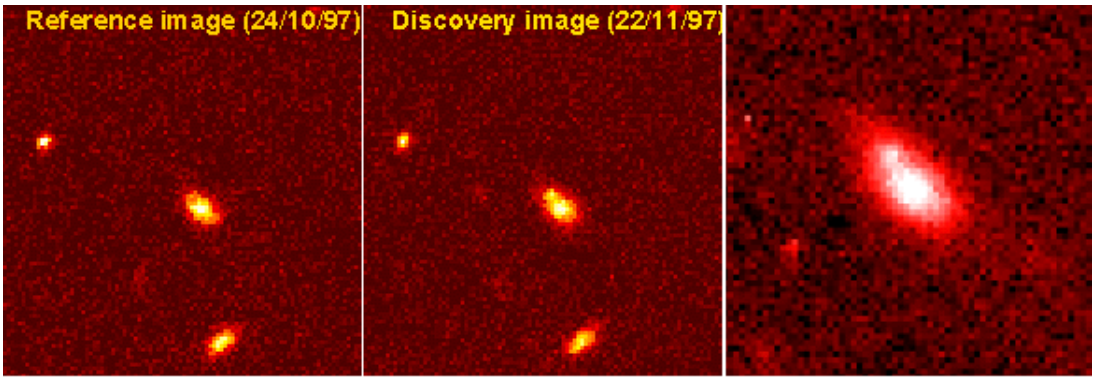
En novembre 1997, ont été découvertes SN1997eb



SN1997ec



SN1997ed



SN1997ed

et SN1997ee

SN1997ee

Des cartes de champ précisant la position de ces supernovae sont disponibles sur le serveur de la collaboration EROS. Nous devons encore identifier leur type et établir leurs courbes de lumière.

Le programme de recherche automatisé de supernovae a été développé par Delphine Hardin et utilise en grande partie le logiciel de reconstruction photométrique Peida écrit pour la recherche de microlentilles gravitationnelles par la collaboration EROS. Le rythme attendu (**et observé**) de découverte est d'**une supernova pour dix degrés carrés observés** (soit environ deux heures de temps de télescope pour EROS 2). Le programme de recherche automatique de supernovae découvre aussi des **astéroïdes**.