

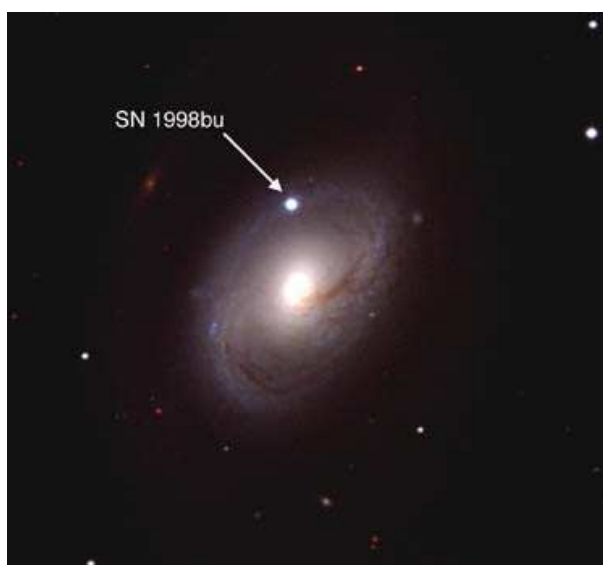
UNIVERSITE DE NICE - SOPHIA ANTIPOLIS  
Faculté des Sciences

DEA ■ Astronomie : Haute Résolution Angulaire, Image et Gravitation ■

RAPPORT  
présenté par :

**Peirani Sébastien**

# Recherche de SuperNovae proches et détermination précise du moment des explosions par modélisation des courbes de lumière



Stage de DEA

Responsables : **Jean-Paul Scheidecker - J.A. de Freitas Pacheco**  
Observatoire de la Côte d'Azur  
Département Fresnel (UMR 6528)  
B.P. 4229  
F-06304 NICE Cedex 4



# Résumé

Dans quelques années, différents détecteurs d'ondes gravitationnelles seront opérationnels tout autour de la Terre avec en particulier l'interféromètre Franco-Italien VIRGO. Ces divers projets tenteront donc de détecter de telles ondes dont l'existence a été prédite par la Théorie de la Relativité Générale.

Pour faciliter ces recherches, nous présentons une démarche permettant de dater l'explosion d'une supernova de type II P, II L, I b et I c avec une incertitude de  $\pm 3.4$  jours. Pour obtenir ce résultat, nous avons préalablement modélisé les courbes de lumière de ces différents types de supernova. Puis, en suivant des stratégies spécifiques concernant le suivi photométrique d'une supernova, une série de simulations a montré qu'il est possible de dater le moment de l'explosion de façon précise en procédant par ajustement optimal des modèles des courbes de lumière sur les observations.

Nous précisons enfin que pour compléter l'étude, nous avons développé un programme de recherche de supernovae proches.

# Abstract

In the next few years, different gravitational wave interferometric detectors will be in operation around the world and, in particular, the French-Italian 3 km-antenna VIRGO. All these projects aim to detect this radiation predicted by the General Relativity Theory.

In order to reduce the amount of data to be analysed by those detectors, we present an approach which lead to the explosion time of type II P, II L, I b et I c supernovae with an error of  $\pm 3.4$  days. To reach this result, we have created a library of mean light curves for different types of supernovae. Next, by using specific strategies about photometric observations, different simulations have shown that it is possible to date the explosion time with a good accuracy, by optimal fitting of the mean light curves with observations.

To complete the study, we have developed a nearby supernovae search program too.

# Table des matières

<b>1</b>	<b>Introduction</b>	<b>3</b>
1.1	Présentation de l'Observatoire de la Côte d'Azur . . . . .	3
1.2	Présentation de l'équipe Stades Avancés de l'Evolution Stellaire (S.A.E.S) . . . . .	4
1.3	Présentation du sujet . . . . .	5
<b>2</b>	<b>Les Supernovae</b>	<b>6</b>
2.1	Un petit historique . . . . .	6
2.1.1	...des observations . . . . .	6
2.1.2	...de la théorie . . . . .	7
2.2	Classification des supernovae . . . . .	8
2.2.1	Spectre . . . . .	8
2.2.2	Courbes de lumière . . . . .	9
2.2.3	Fréquences d'explosion . . . . .	9
2.2.4	Conclusions sur les caractéristiques observationnelles et mécanismes physiques	10
2.3	Les progéniteurs . . . . .	10
2.3.1	Supernovae "thermonucléaires" : SN Ia . . . . .	10
2.3.2	Supernovae "gravitationnelles" : SN II, Ib et Ic . . . . .	11
<b>3</b>	<b>Programme de recherche de supernovae proches</b>	<b>13</b>
3.1	Sélection des Galaxies . . . . .	13
3.1.1	Hémisphère Nord . . . . .	13
3.1.2	Hémisphère Sud . . . . .	14
3.2	Programme d'optimisation . . . . .	14
3.3	Principe de recherche . . . . .	15
<b>4</b>	<b>Méthode de détermination précise du moment des explosions</b>	<b>17</b>
4.1	Modélisation des courbes de lumière . . . . .	17
4.1.1	Type Ib-c . . . . .	17
4.1.2	Type II . . . . .	18
4.1.3	Fiabilité des gabarits . . . . .	19
4.2	Simulations . . . . .	20
4.2.1	Phase 1 : Calculs des différents paramètres . . . . .	20
4.2.2	Phase 2 : Simulation du ciel . . . . .	21
4.2.3	Phase 3 : Simulation des domaines d'observation . . . . .	22
4.2.4	Phase 4 : Simulation de la photométrie et ajustements . . . . .	23
4.3	Analyse des Résultats . . . . .	25
<b>5</b>	<b>Conclusion</b>	<b>29</b>

# Chapitre 1

## Introduction

J'ai réalisé mon stage de DEA à l'Observatoire de la Côte d'Azur sur le site de Nice au sein de l'équipe "Stades Avancés de l'Evolution Stellaire" (S.A.E.S) et sous la direction de M. Jean-Paul Scheidecker et de J.A de Freitas Pacheco. Je vous propose tout d'abord une brève présentation de l'Observatoire et de l'équipe d'accueil avant d'introduire le sujet traité.

### 1.1 Présentation de l'Observatoire de la Côte d'Azur

L'Observatoire de Nice a fusionné en 1988 avec le Centre d'Etudes et de Recherches Géodynamiques et Astronomiques (CERGA, créé en 1974, en tant que service inter-universitaire) pour devenir l'Observatoire de la Côte d'Azur qui a le statut d'Etablissement Public à Caractère Administratif (EPCA). Il est dirigé par M. Jacques Colin.

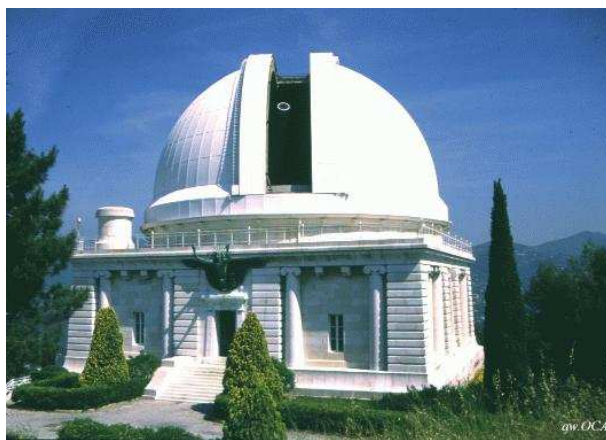


FIG. 1.1 – La grande coupole de Nice.

L'Observatoire de la Côte d'Azur est organisé en 3 unités scientifiques :

- Le département **Cerga** développe des activités de recherche autour de 3 thèmes majeurs :
  - La construction de catalogues stellaires de haute précision, liée à l'exploitation du satellite Hipparcos, à l'étude des populations de galaxies, et à la métrologie du temps
  - Les mesures de distance de la lune par des techniques lasers avec des précisions de l'ordre du centimètre avec le télescope Laser-Lune qui constitue une des meilleures stations de mesures de distance au monde ;
  - Les études de la forme de la Terre et de l'évolution du niveau des mers à partir des observations spatiales et terrestres.

## 1.2. PRÉSENTATION DE L'ÉQUIPE STADES AVANCÉS DE L'ÉVOLUTION STELLAIRE (S.A.E.S)4

- Le département **Cassini** se consacre à des études fondamentales d'hydrodynamique et de dynamique non-linéaire, de mécanique céleste, de physique atomique et de transfert de rayonnement. Les motivations des travaux sont le plus souvent astronomiques comme la compréhension de l'intérieur des étoiles et des planètes et leur formation, la dynamique des petits corps et des anneaux planétaires, l'activité solaire et la cosmologie. Il participe fortement à l'exploitation du satellite solaire SOHO. Cependant, les champs d'application sont interdisciplinaires allant de la géophysique au traitement du signal.

- Le département **Fresnel** consacre principalement son activité à l'étude des étoiles froides âgées et aux étoiles chaudes ayant des enveloppes de gaz. Pour cela, il construit des instruments spécifiques appelés interféromètres dont un exemplaire unique au monde existe sur le plateau de Calern. Le département est engagé dans des projets en liaison avec le Très Grand Télescope (VLT) de l'ESO (European Southern Observatory) au Chili.

Une fédération de recherche, le département Galilée, regroupe les services d'administration et de gestion de l'OCA, les services techniques et d'infrastructure : informatique, bibliothèques, ateliers.

L'observatoire de la Côte d'Azur, est installé sur 3 sites du département des Alpes Maritimes, avec un effectif de l'ordre de 200 personnes :

- Le Plateau de Calern, où sont localisés les instruments d'observations ;
- le Centre de Roquevignon à Grasse ;
- le Mont Gros à Nice.



Il a pour principales missions :

- La collecte des observations et leur interprétation par le développement de nouveaux outils théoriques, numériques et instrumentaux, dans le but d'accroître notre connaissance de l'Univers ;
- La formation de nouveaux chercheurs. Dans le cadre de la compétition scientifique internationale, l'Observatoire de la Côte d'Azur est amené à proposer et développer des technologies de pointe pour la réalisation d'une instrumentation de haute précision, impliquant des coopérations étroites avec le tissu industriel, en particulier local.

## 1.2 Présentation de l'équipe Stades Avancés de l'Evolution Stellaire (S.A.E.S)

Les stades avancés de l'évolution stellaire présentent une diversité de phénomènes d'intérêt pour l'histoire chimique des galaxies et du milieu interstellaire, ainsi que pour la physique des objets denses, produit final de l'évolution (naines blanches pour les étoiles de masses intermédiaires, et des étoiles à neutrons ou des trous noirs, pour les étoiles massives). Au cours de l'évolution, la composition chimique de la surface est modifiée par différents épisodes de dragage, qui affectent les étoiles de masse intermédiaire ou par la "circulation méridienne", dans le cas des étoiles massives. Les étoiles évoluées subissent, en général, une forte perte de masse, responsable par l'apport au milieu interstellaire des éléments chimiques synthétisés dans le cœur et de l'énergie cinétique, source de

mouvements turbulents observés dans les nuages gazeux. D'un autre côté, les objets denses sont des laboratoires cosmiques où nous pouvons tester nos théories d'interaction entre particules, via une équation d'état, ou tester des effets relativistes par l'étude de leurs interactions gravitationnelles.

Les objectifs de l'équipe SAES s'insèrent dans ce cadre, avec différents thèmes de recherche portant sur la morphologie des enveloppes circumstellaires et de leurs abondances chimiques, la perte de masse selon la phase évolutive de l'étoile et la physique des objets denses (étoiles à neutrons, trous noirs...).

### 1.3 Présentation du sujet

L'existence des ondes gravitationnelles a été prédite par la théorie de la relativité générale. Leurs détections représentent dès lors un enjeu considérable pour la communauté scientifique. Pour preuve, différents détecteurs d'ondes gravitationnelles seront opérationnels tout autour de la Terre dans quelques années, avec en particulier l'interféromètre Franco-Italien VIRGO situé près de Pise.

Un corps massif accéléré peut émettre une onde gravitationnelle, de même qu'une particule chargée électriquement, lorsqu'elle est accélérée, émet une onde électromagnétique. Toute masse accélérée n'est cependant pas automatiquement un émetteur efficace : il lui faut pour cela s'écarter le plus possible de la géométrie sphérique. En effet un théorème de la relativité générale, formulé par George D. Birkhoff en 1923, interdit à une sphère (comme à tout système de symétrie sphérique) de créer un champ gravitationnel variable et donc, en particulier, de générer des ondes gravitationnelles.

Cependant, même avec une source émettrice de géométrie convenable, les amplitudes des ondes gravitationnelles restent toujours extrêmement faibles. Heureusement, l'Univers est riche d'événements violents, mettant en jeu des masses et des énergies fantastiques. Plus encore, pour émettre efficacement des ondes gravitationnelles, un objet astrophysique doit produire un champ gravitationnel intense ; c'est pourquoi les sources d'ondes gravitationnelles principales sont essentiellement des astres compacts, étoiles à neutrons ou trous noirs.

Nous savons aujourd'hui qu'il existe différentes sources potentielles d'ondes gravitationnelles telles que les corps très denses (trous noirs, étoiles à neutrons...), la coalescence de deux étoiles à neutrons (ou deux trous noirs) et l'effondrement d'étoiles massives. C'est en particulier ce dernier cas qui va nous intéresser dans notre étude. En effet, l'effondrement d'étoiles massives donnent naissance aux supernovae et furent historiquement les premiers phénomènes étudiés. En vertu du théorème de Birkhoff, une asymétrie dans l'effondrement est donc nécessaire pour produire une onde gravitationnelle. On peut alors montrer qu'un tel événement libère une énergie de l'ordre de  $E_{OG} \sim 10^{-9}$ - $10^{-8} mc^2$ . Or la sensibilité de l'interféromètre VIRGO est telle que ces ondes gravitationnelles ne pourront être détectées seulement si l'effondrement se trouve à une distance maximale de 7 à 8 kpc c'est à dire dans notre galaxie. Mais un tel événement est beaucoup trop rare pour s'avérer intéressant à exploiter. Par contre, il existe aussi des mécanismes relativement complexes se produisant lors de l'explosion de la supernova au stade de proto-étoile à neutrons et que l'on appelle **modes barre** et **modes r**. Ceux-ci sont responsables de l'émission d'ondes gravitationnelles impliquant des énergies plus importantes de l'ordre de  $E_{OG} \sim 10^{-3} mc^2$  et qui, selon la même sensibilité de VIRGO, pourront être détectées bien au delà de notre galaxie et jusqu'à une distance de 10-20 Mpc. Cette distance correspond notamment à l'amas de VIRGO<sup>1</sup> ce qui devient plus avantageux en terme d'événements.

En amont, l'équipe SAES participe à l'organisation d'observations coïncidentes entre le détecteur VIRGO et des détecteurs opérant dans les domaines optique, X et gamma, aussi bien qu'à l'analyse des signaux. Dans ce cadre bien précis, l'objectif de ce stage est double. D'une part, il s'agira de créer un programme de recherche des futures supernovae candidates à l'émission d'ondes gravitationnelles et entrant dans le domaine de détectabilité de VIRGO. D'autre part, il s'agira de modéliser les courbes de lumière attendues pour certains types de supernovae et qui permettront, par ajustement optimal à partir de données d'observation de la luminosité d'une supernova donnée, de remonter au temps de l'explosion et de le dater le plus exactement possible. Ceci fait, nous serons ensuite en mesure de repérer dans des enregistrements d'interféromètres gravitationnels comme VIRGO l'émission éventuelle simultanée d'ondes gravitationnelles à l'explosion de la supernova. Ceci vise donc tout particulièrement à réduire la quantité de données à être analysées par VIRGO qui sans cette démarche devra s'effectuer en continu.

---

<sup>1</sup>d'où le nom attribué à l'interféromètre

## Chapitre 2

# Les Supernovae

### 2.1 Un petit historique

#### 2.1.1 ...des observations

On trouve mention de l'apparition d'une "étoile nouvelle" dans le ciel dès le XIV<sup>ème</sup> siècle avant notre ère, gravée sur un os sacré de la première dynastie chinoise. Cependant il pourrait s'agir tout aussi bien d'une comète. Le premier événement historique attesté comme étant une supernova est daté de l'an 185 de notre ère et est relaté dans les annales astronomiques chinoises comme suit : *"La deuxième année de l'ère Chung-p'ing, sous le règne de l'empereur Hsiago-ling, le dixième mois, jour "kuei-hai", une étoile haute apparut dans Nam-mên. Elle était aussi grande que la moitié de tapis ; elle brillait de cinq couleurs, et elle scintillait. Elle devint de plus en plus nette et disparut pendant le sixième mois de l'année suivante."*

Même si les données photométriques ne sont pas très précises ("aussi grande que la moitié d'un tapis"), cette description contient la date exacte de l'apparition (le 7 décembre 185 dans notre calendrier) ainsi que la région du ciel (constellation du Centaure, suivant notre nomenclature). Elle contient également la durée de visibilité (20 mois) et l'indication que la courbe de lumière est passée par un maximum avant de décroître. On observe aujourd'hui à la position de SN 185 une source radio et X, de structure filamentaire et semi-circulaire, RCW 86, que l'on interprète comme le reste de cette supernova.

La supernovae historique la plus brillante est celle de l'an 1006, dans la constellation du loup. Son apparition est relatée dans des textes chinois, japonais, coréen, arabes (les plus précis du point de vue astronomique) et européens. Son éclat était supérieure à celui d'un quartier de Lune, si bien que la supernovae était visible en plein jour et donnait une ombre aux objet la nuit. Aujourd'hui on observe le reste de SN 1006 comme la source radio X PKS 1459-41. A partir des observations X du satellite ASCA, il a été établi récemment que ce reste de supernova est un site d'accélération d'électrons à des énergie de l'ordre de  $10^{14}$  eV, ce qui résoud en partie le mystère de l'origine des rayons cosmiques (Koyama et al. 1995).

Bien que plus faible (elle est tout de même restée visible en plein jour pendant 23 jours), la supernovae de 1054 dans la constellation du Taureau est aujourd'hui très connue. Son reste est en effet l'objet numéro 1 du fameux catalogue Messier, M 1, et est connue sous le nom de *Nébuleuse du Crabe*. Sa gloire a éclaté en 1968 lorsqu'on y a découvert un pulsar, démontrant par là que certaines supernovae peuvent produire des étoiles à neutrons. La *Nébuleuse du Crabe* est une des plus intense sources d'émission radio, X et gamma du ciel.



FIG. 2.1 – M1 en visible, ultraviolet proche, ultraviolet lointain et rayon X

Parmi les supernovae historiques, il faut mentionner celles de 1572 et 1604 (la dernière en date dans notre galaxie!), car elles ont été observées par des astronomes hors pairs : la première par Tycho-Brahé et la deuxième par Képler. Pour cette raison, on a pu reconstituer leurs courbes de lumière avec une assez bonne précision.

De l'an 185 à 1604, on dénombre huit supernovae (les trois qui ne sont pas mentionnées ci-dessus sont SN 386, 393 et 1191). Pour plus de détails sur ces supernovae historiques, on pourra consulter l'excellent ouvrage de T. Montmerle et N. Prantzos (1988).

Terminons ce petit historique des observations par quelques supernovae remarquables. La première supernovae extragalactique a été SN 1885 dans M31. La "supernovae du siècle" est sans contexte SN 1987A dans le Grand Nuage de Magellan. Apparue le 23 février 1987, sa proximité a permis une étude sans précédent, dans tous les domaines du spectre électromagnétique et même en dehors, puisque on a reçu des neutrinos émis par la supernova.

Désormais, plus d'un millier de supernovae ont été détectées et répertoriées. On en découvre aujourd'hui de 50 à 100 par an.

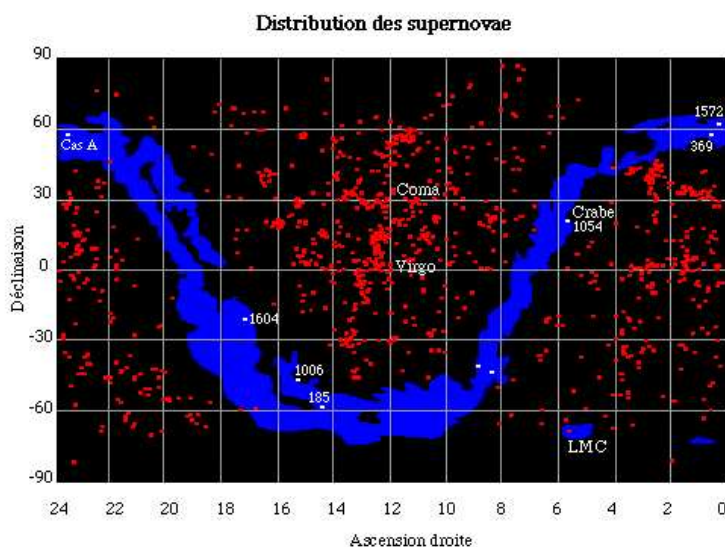


FIG. 2.2 – Distribution des supernovae.

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 absorbées 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.

### 2.1.2 ...de la théorie

En 1934, L'Allemand W. Baade<sup>1</sup> et le Suisse F. Zwicky<sup>2</sup> furent les premiers à distinguer entre les novae "ordinaires" et les supernovae. Ils réalisèrent que les "novae" vues dans d'autres galaxies impliquent une échelle d'énergie tout autre que celle des novae dans notre galaxie. Ils baptisèrent les premières *supernovae* et expliquèrent leur énergie colossale par la libération d'énergie potentielle gravitationnelle lors d'un effondrement gravitationnel vers un objet compact, l'étoile à neutron. Ils formulèrent ainsi l'hypothèse suivante : "*With all reserve we advance the view that supernovae represent the transitions from ordinary stars into neutron stars, which in their final stages consist of extremely closely packed neutrons*" (Baade & Zwicky 1934). Ce scénario s'est avéré exact pour expliquer les supernovae de type II (ainsi que Ib et Ic).

<sup>1</sup>une biographie est présentée en annexe

<sup>2</sup>idem



En 1940, l'astronome américain R. Minkowski classa les supernovae en deux catégories : les *supernovae de type I* dont le spectre ne présente pas de trace d'hydrogène et les *supernovae de type II* où l'on observe de l'hydrogène.

En 1960, F. Hoyle & W.A. Fowler expliquèrent les supernovae de type I par un mécanisme radicalement différent de l'effondrement gravitationnel suggéré par Baade & Zwicky, à savoir la déflagration thermonucléaire d'une naine blanche dans un système binaire. Ce mécanisme est, dans ces grandes lignes, encore évoqué aujourd'hui pour 80% des supernovae de type I qui constituent la sous-classe Ia.

## 2.2 Classification des supernovae

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

### 2.2.1 Spectre

La classification des supernovae repose essentiellement sur leur spectre, et plus précisément sur la présence ou l'absence de raies caractéristiques de certains élément chimiques. Les deux grandes classes spectrales sont le **Type I** (absence des raies de l'hydrogène) et le **Type II** (présence des raies H-alpha et H-bêta de l'hydrogène). Le type I est divisé en trois sous-catégories :

- **I a** : Présence des raies du silicium ionisé (SiII dans la notation des astronomes)
- **I b** : Absence des raies du silicium, présence des raies de l'hélium.
- **I c** : Absence des raies du silicium et de l'hélium.

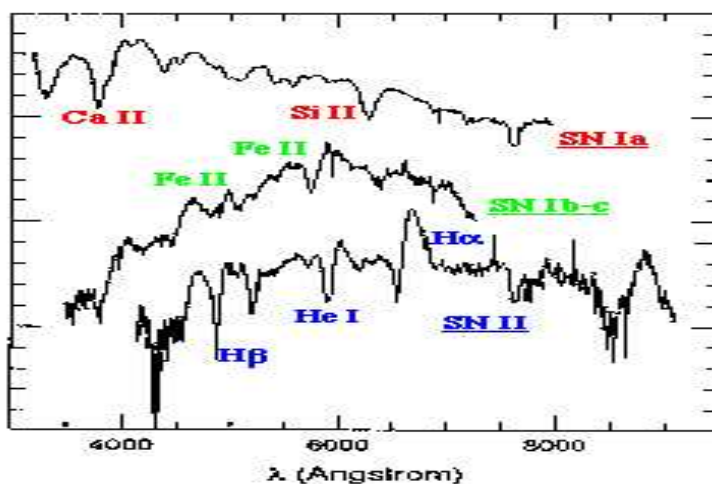


FIG. 2.3 – Spectres caractéristiques des différents types de SN.

En ce qui concerne le type II, là aussi 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 **II L** et **II P** selon l'allure des courbes de lumière<sup>3</sup>, mais cela ne semble pas avoir de conséquences spectroscopiques.
- **II b** : Présence dominante des raies de l'hélium.

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

<sup>3</sup>voir le paragraphe suivant

### 2.2.2 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 lumières des supernovae de types Ib-c et II montrent de grandes variations d'une supernovae à une autre. Certaines supernovae montrent un "plateau" au cours des deux 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 utilisé pour leur luminosité). La raison de ces différences n'est pas encore bien comprise. Nous reviendrons de façons plus précises sur ces différentes courbes de lumières au cours du chapitre 4.

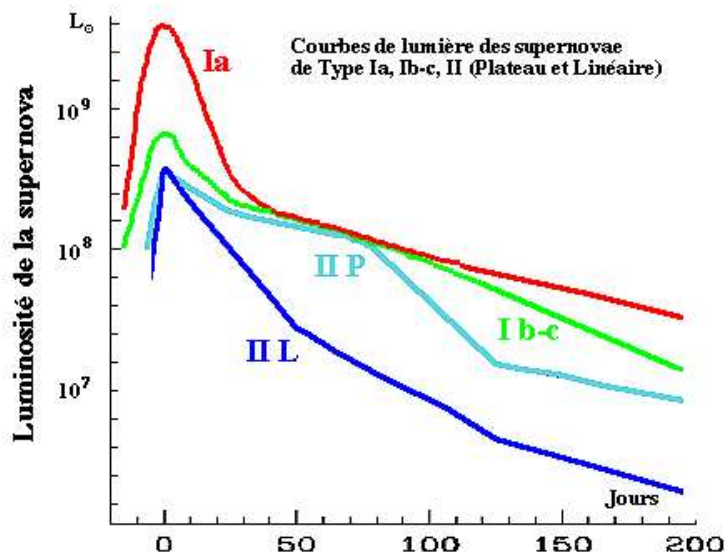


FIG. 2.4 – Courbes de lumière des SN de type Ia, Ib/c et II (plateau et linéaire).

### 2.2.3 Fréquences d'explosion

	<i>Galaxies elliptiques</i>	<i>Galaxies spirales</i>
<i>SNI a</i>	0.13	0.24
<i>SNI b/c</i>	0.00	0.16
<i>SNII</i>	0.00	0.88

TAB. 2.1 – Fréquence d'explosion des supernovae (en SNU).

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 ou dans les "irrégulières", là où il y a beaucoup de formation d'étoiles. En revanche, on observe des supernovae de type Ia aussi bien dans les galaxies elliptiques (où la formation d'étoiles a cessé depuis longtemps) que dans les galaxies spirales. Cette différence fondamentale dans leur répartition suggère fortement une différence dans les progéniteurs de ces supernovae et donc dans le mécanisme même de l'explosion<sup>4</sup>.

<sup>4</sup>voir le paragraphe 2.3

On remarque aussi que la fréquence d'explosion est étroitement corrélée à la luminosité de la galaxie-hôte, ce qui n'a rien de 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").

### 2.2.4 Conclusions sur les caractéristiques observationnelles et mécanismes physiques

A vu des fréquences d'apparition discutés ci-dessus, **il convient de rapprocher les SN Ib-c des SN II et non des SN Ia contrairement à ce que leur dénomination (reflet de l'histoire de l'astronomie) laisse croire.** On admet aujourd'hui que le mécanisme physique à l'origine des SN Ib/c et SN II est le même, à savoir l'effondrement gravitationnel du cœur d'une étoile massive en un objet compact, étoile à neutrons ou trou noir, suivant l'idée originale de Baade & Zwicky (1934). Le fait que le progéniteur soit une étoile massive explique pourquoi ces supernovae sont absentes des galaxies elliptiques (cf tableau 2.1), qui contiennent essentiellement des étoiles âgées, donc de faible masse. Dans ce cadre là, la diversité entre SN IIP, SN IIL, SN Ib et SN Ic est expliquée par la diversité des progéniteurs : dans le cas des SN Ib et SN Ic, il s'agit d'un progéniteur qui a perdu son enveloppe d'hydrogène (par exemple une étoile Wolf-Rayet) alors que la différence entre SN IIP et SN IIL reflète la différence de taille des enveloppes d'hydrogène.

Par contre, les SN Ia reposent sur un mécanisme radicalement différent, à savoir la déflagration thermonucléaire d'une naine blanche qui s'approche de la masse de Chandrasekhar par accrétion de matière dans un système binaire.

Nous allons à présent examiner chacun de ces mécanismes un peu plus en détails.

## 2.3 Les progéniteurs

### 2.3.1 Supernovae "thermonucléaires" : SN Ia

Comme nous l'avons vu précédemment, les supernovae de type Ia ne contiennent pas d'hydrogène ni d'hélium, ne se trouvent pas 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 du point interne de Lagrange de ce lobe est attirée vers la naine blanche :



FIG. 2.5 – Lobe de Roche (vue d'artiste)

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.

### 2.3.2 Supernovae “gravitationnelles” : SN II, Ib et Ic

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 sûr.

Une étoile de très faible masse ne s'effondre pas mais aboutit à une naine blanche. Par contre, une étoile massive (plus de neuf 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 aboutit à lui donner une structure en pelure d'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 centième du rayon de l'étoile.

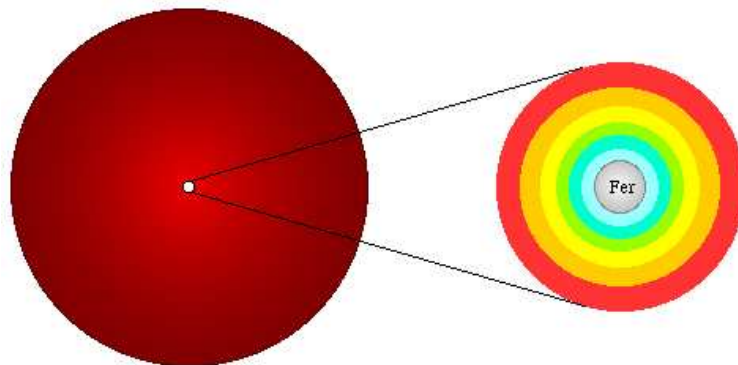
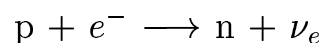


FIG. 2.6 – Structure en pelure d'oignon d'une géante rouge.

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 selon la réaction :



Une boule de neutrons d'une dizaine de kilomètres de rayon 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. **Une toute petite fraction de l'énergie libérée, sans doute pas plus grande que  $10^{-4}$ , est aussi émise sous forme d'ondes gravitationnelles.**

Le cœur 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 cœur 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 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 tard ils 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 cœur de neutrons, ils déposent une petite fraction de leur énorme énergie (1% suffit) dans les couches externes de l'étoile par transfert de quantité de mouvement, 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 cœur (l'explosion proprement dite) et ce qui se passe dans l'enveloppe (ce que l'on voit de l'extérieur).

## Chapitre 3

# Programme de recherche de supernovae proches



FIG. 3.1 – Le telescope TAROT sur le plateau de Calern

Nous présentons tout d’abord la partie observationnelle que comporte ce stage. Elle consiste à réaliser un programme de recherche de supernovae candidates à l’émission d’ondes gravitationnelles et entrant dans le domaine de détectabilité de l’interféromètre ViRGO. Une fois une supernova détectée, nous souhaitons aussi effectuer un suivi photométrique afin de corréler et de compléter notre étude à venir.

### 3.1 Sélection des Galaxies

#### 3.1.1 Hémisphère Nord

Au cours du chapitre précédent, nous avons vu qu’il existe deux grandes familles de supernovae : les supernovae “thermonucléaires” et les supernovae “gravitationnelles”. Si les supernovae “thermonucléaires” sont les plus lumineuses, elles demeurent les moins énergétiques au moment de l’explosion. Au contraire, les supernovae “gravitationnelles” produisent une énergie colossale au moment du “collapse” et représentent ainsi de potentielles sources d’ondes gravitationnelles . Il s’agit donc pour nous de porter tous nos efforts sur la détection de SN II, SN Ib et SN Ic.

Pour mener à bien cette recherche, il nous faut à présent définir les critères de sélection des galaxies à observer. D'après le chapitre précédent, nous avons constaté que les supernovae de type Ib, Ic et II n'apparaissent que dans les galaxies irrégulières ainsi que dans les bras des galaxies spirales. Nous devons donc exclure toute galaxie elliptique. Enfin, nous nous concentrons sur les galaxies proches ( $d < 20\text{Mpc}$ ) qui correspond à la limite de détectabilité de l'interféromètre Virgo<sup>1</sup>.

Pour obtenir la liste des galaxies satisfaisant ces critères, nous avons utilisé la base de données extragalactiques **L.E.D.A** (Lyon-Meudon-Extragalactique-Database) développé à l'Observatoire de Lyon et qui comprend des informations utiles sur un nombre considérable de galaxies. Selon nos critères relatif aux galaxies (déclinaison  $> -15^\circ$ , type morphologique  $t > 1.3$  et vitesse radiale héliocentrique  $v < 1300\text{km/s}$ ), une liste de 1017 galaxies nous sont renvoyées avec leurs coordonnées. Nous observerons ces galaxies à l'aide du télescope **TAROT** (Télescope à Action Rapide pour les Objets Transitoires) situé sur le plateau de Calern (figure 3.1).

### 3.1.2 Hémisphère Sud

Afin d'augmenter notre champ d'observation, nous compléterons notre étude dans l'hémisphère Sud à l'aide d'un télescope brésilien. Nous serons alors en mesure de couvrir une sphère de rayon 20Mpc. Selon les mêmes critères (excepté pour la déclinaison), la base de données L.E.D.A nous renvoie quelque 550 galaxies.

## 3.2 Programme d'optimisation

Etudier 1017 galaxies peut s'avérer coûteux en temps de télescope bien que TAROT soit équipé d'une caméra CCD couvrant un champ du ciel relativement grand de  $2^\circ \times 2^\circ$ . C'est pourquoi nous proposons de minimiser le nombre de champs couvrant la totalité des galaxies à étudier. Pour ce faire, un programme en C a été réalisé afin de minimiser ce nombre. Son algorithme est basé sur un balayage systématique autour de certaines galaxies entraînant la sélection du champ contenant le plus grand nombre de galaxies. Ce programme nous renvoie les coordonnées de ces champs ainsi que le nombre de galaxies couvertes<sup>2</sup> :

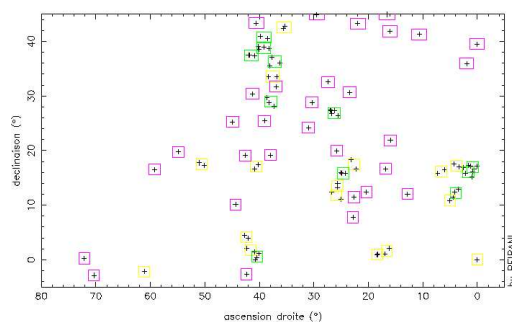


FIG. 3.2 – Une partie du ciel “optimisée”

La figure précédente montre une région du ciel découpée en champs CCD de TAROT : les croix représentent les galaxies dont les coordonnées ont été prises dans la base de données L.E.D.A et les carrés sont les champs couverts par TAROT obtenus à partir du programme. Plusieurs couleurs ont été utilisées pour différencier les champs ne contenant qu'une galaxie (rouge), deux galaxies (jaune) et plus de deux galaxies (vert). Toutefois, nous précisons que la “largeur” des galaxies (quelques minutes d'arc) a été prise en compte : puisque les supernovae apparaissent en priorité dans les bras, il ne faut surtout pas que les centres de ces galaxies soient trop près des bords des champs.

<sup>1</sup> Voir le paragraphe 1.3 : Présentation du sujet

<sup>2</sup> La liste de ces champs est disponible en annexe

Une fois obtenus, notre grand intérêt est d'étudier en priorité les champs contenant les plus grands nombres de galaxies (champs verts) afin d'accroître la probabilité de détecter une supernova. On se focalisera ainsi tout particulièrement sur des amas de galaxies tel que l'amas de **Virgo** :

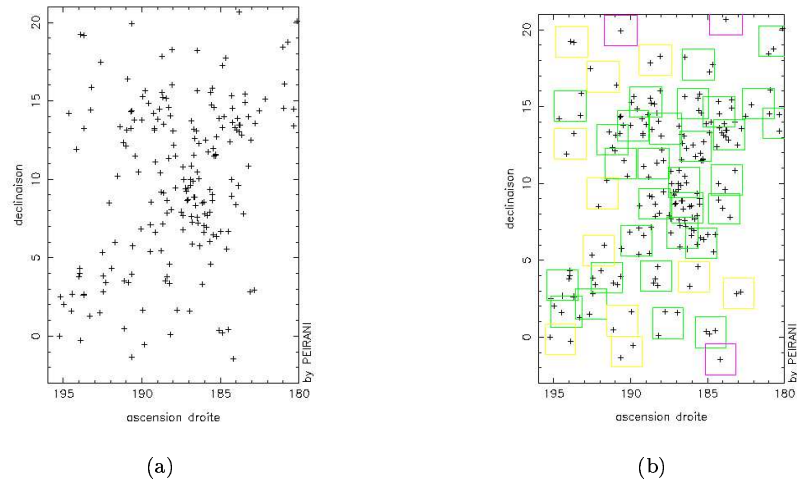
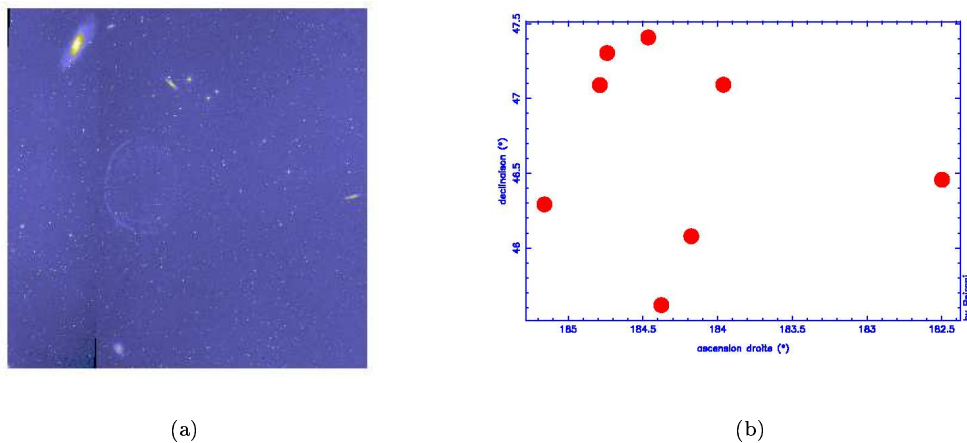


FIG. 3.3 – L'amas de Virgo (a) puis découpé en champs CCD de TAROT (b)

A titre de vérification, voici maintenant la comparaison d'un même champ du ciel de  $2^\circ \times 2^\circ$  l'un donné par le "skyviewer" de la nasa (a) et l'autre obtenu à partir de notre programme (b) :



Les figures (a) et (b) sont bien équivalentes : les galaxies schématisées par des ronds rouges de notre programme correspondent bien à certaines galaxies visibles sur l'image de gauche (les autres galaxies visibles sur l'image de gauche et n'apparaissant pas sur celle de droite ne satisfont pas les critères de sélection).

### 3.3 Principe de recherche

Observer une supernova est simple dans son principe : en comparant deux images d'une même galaxie prises à quelques semaines d'intervalle, 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 de traitement d'images numériques et de rechercher



un objet sur la soustraction (à l'œil ou grâce à un programme adapté)<sup>3</sup>.

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 :

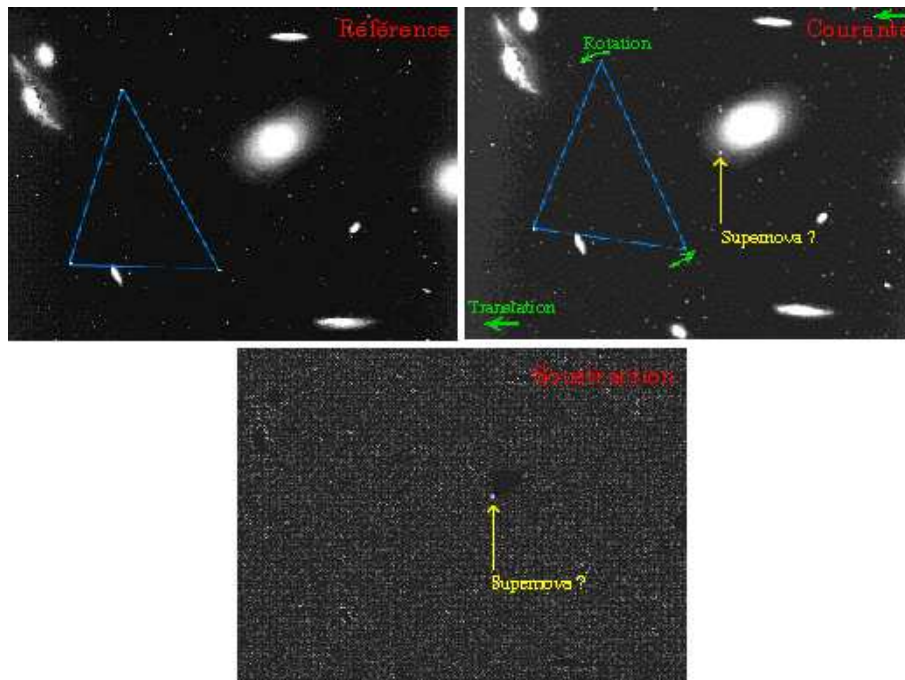


FIG. 3.4 – Soustraction de deux images.

Malheureusement en ce qui nous concerne, aucun traitement d'image n'a pu être réalisé suite à des pannes répétitives survenues sur le télescope TAROT. Ces pannes ont été de plusieurs natures : présence de buée sur le miroir, problèmes électroniques, problèmes de centrage... . Toutefois une amélioration des images est à signaler depuis la fin mai ce qui laisse entrevoir un espoir pour commencer notre recherche (et la poursuivre cet été?). Toutefois, ce n'est pas bien grave : lorsque l'interféromètre de Virgo sera opérationnel, nous serons en mesure d'effectuer cette recherche puisque nous savons dans quelles parties du ciel chercher et avec quelle priorité.

<sup>3</sup>nous utilisons le logiciel PRISME 4

## Chapitre 4

# Méthode de détermination précise du moment des explosions

### 4.1 Modélisation des courbes de lumière

On s'intéresse tout d'abord à la modélisation des courbes de lumière attendues dans les cas IIL, IIP, Ib et Ic. Nous choisissons de les modéliser dans la bande B pour des raisons essentiellement pratiques. La construction de ces gabarits ("templates") s'avère primordiale pour la suite de notre étude.

#### 4.1.1 Type Ib-c

Intéressons-nous tout d'abord aux types Ib et Ic. Rappelons que ces deux sous-familles se distinguent essentiellement par des caractéristiques spectrales différentes (absence d'He pour le type Ic). Par contre du point de vu de leur courbes de lumière, il n'y a pas de grandes différences notables. C'est pourquoi nous allons construire un patron commun à ces deux types.

Dans la littérature scientifique, très peu de publications se consacrent à la construction des patrons des type Ib et Ic . On peut néanmoins citer Kirshner (Kirshner et al.1989) qui a construit un modèle à partir de l'étude de deux supernovae mais qui semble un peu léger statistiquement pour l'utiliser ici. Ainsi, nous avons recherché dans des publications des suivis photométriques de supernovae de types Ib et Ic les mieux observées. Nous en avons retenu 6 dont les photométries sont représentées ci-dessous (les maximums ont tous été portés à l'origine) :

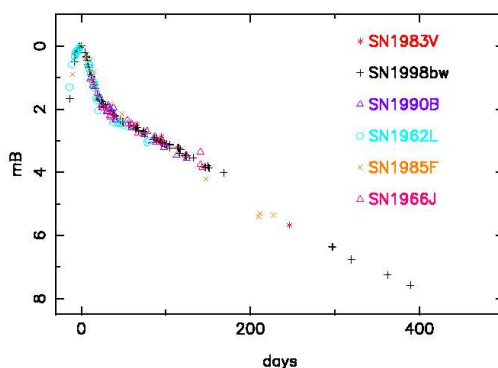


FIG. 4.1 – Photométries de SN de type Ib et Ic.

Pour construire notre gabarit par rapport aux données précédentes, nous n'avons pas utilisé d'interpolation par un polynôme ou même par des fonctions connues. Nous avons plutôt utilisé la

régression linéaire. En effet, les courbes de lumières de type Ib et Ic montrent après leur maximum deux décroissances exponentielles successives qui en échelle logarithmique (donc en magnitude) correspondent à deux régressions linéaires. Ces deux régressions correspondent respectivement à la désintégration radioactive rapide du  $^{56}\text{Ni}$  en  $^{56}\text{Co}$  et à la désintégration radioactive plus lente du  $^{56}\text{Co}$  en  $^{56}\text{Fe}$ . Cette dernière dégage lentement de l'énergie qui chauffe les débris de la supernova : cette source d'énergie radioactive explique parfaitement le déclin régulier des courbes de lumière des supernovae pendant plusieurs mois après l'explosion.

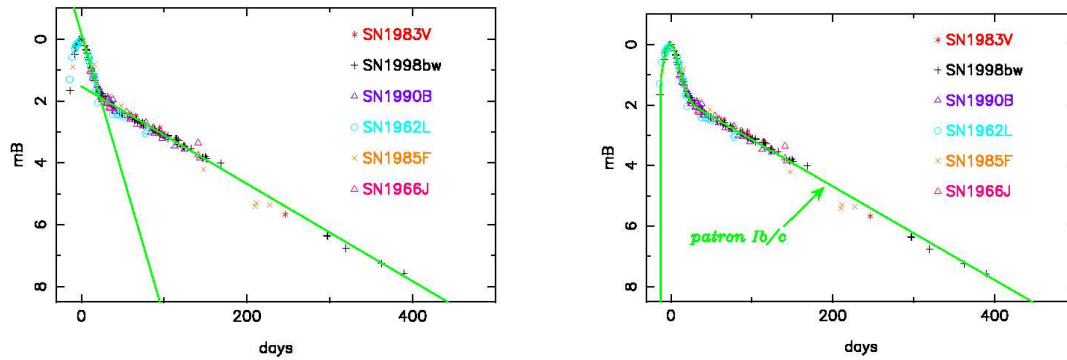


FIG. 4.2 – construction du gabarit de la courbe de lumière SN Ib/c

Les deux graphiques précédents résument les différentes étapes de la construction de notre gabarit. Le graphique de gauche montre les deux ajustements linéaires relatifs aux deux désintégrations. Ensuite des **fonctions spline** ont été utilisées pour lisser la courbe et obtenir en fin de compte notre patron.

A titre d'information, notre ajustement linéaire calcule un taux de déclinaison d'environ 1.57 magnitude/100j en ce qui concerne la désintégration du  $^{56}\text{Co}$  en  $^{56}\text{Fe}$ .

#### 4.1.2 Type II

Il s'agit à présent de modéliser les modèles des courbes de lumière des supernovae des types IIP et IIL. Nous pourrions procéder de la même façon que précédemment en recherchant dans des publications des supernovae relatives à ces deux types et particulièrement bien étudiées. Toutefois, Dogget et Branch ont déjà effectué ce type de travail (Dogget & Branch.1985). Ils ont en particulier utilisé 8 supernovae de type IIL<sup>1</sup> et 15 supernovae de type IIP pour construire leurs gabarits :

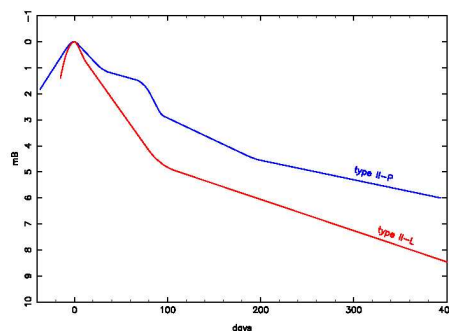


FIG. 4.3 – Gabarits SN IIP et SN IIL (Dogget et Branch.1985)

<sup>1</sup>dont les supernovae SN1979C et SN1980K qui sont les deux les mieux étudiées

### 4.1.3 Fiabilité des gabarits

Une source d'erreur vis à vis de nos gabarits concerne le moment précis de l'explosion de la supernova. En effet, la montée initiale de la courbe de lumière pendant une dizaine de jours est due à l'augmentation de la transparence de la matière éjectée, au fur et à mesure que sa densité diminue du fait de l'expansion. Lorsque le milieu est devenu complètement transparent, la courbe de lumière atteint son maximum puis on assiste à la décroissance exponentielle de la luminosité, caractéristique d'un processus radioactif. Ainsi, du fait de l'extrême violence du phénomène, l'intervalle de temps séparant le moment de l'explosion et le maximum de luminosité est très court et se traduit par une croissance très rapide de la courbe de lumière. Ceci explique pourquoi très peu de mesures photométriques sont disponibles sur cette partie de la courbe. En particulier, les parties de courbes croissantes que proposent Dogget et Branch ne sont pas assez fiables car ils ont utilisé un nombre de points très limité pour effectuer leurs ajustements. Or dans notre étude, il nous est indispensable d'estimer le moment de l'explosion d'une supernova et notamment par rapport au maximum de luminosité. David Arnett s'est penché sur ce problème dans l'ouvrage "*On the nature of supernovae*". Il a proposé un modèle réaliste permettant de calculer cet intervalle de temps pour les supernovae de type II. Ce modèle tient compte de la masse  $m$  du progéniteur, de l'opacité du milieu  $\tau$  ainsi que de la vitesse des couches supérieures  $v$  après l'explosion. Il en a déduit un intervalle de temps caractéristique de 11 jours. Toutefois, la montée initiale de la courbe est variable et dépend fortement des paramètres  $m$ ,  $\tau$  et  $v$ . De ce fait, nous devons considérer une incertitude conséquente vis à vis de cet intervalle de temps. Pour être relativement prudent, nous prendrons une incertitude de  $\pm 2$  jours et l'on utilisera le résultat suivant pour la suite :

$$t_{max} - t_{explo} = (11 \pm 2) \text{ jours} \quad (4.1)$$

En conséquence de quoi, nous avons complété nos gabarits de courbes de lumière de façon à être en parfait accord avec le résultat précédent.

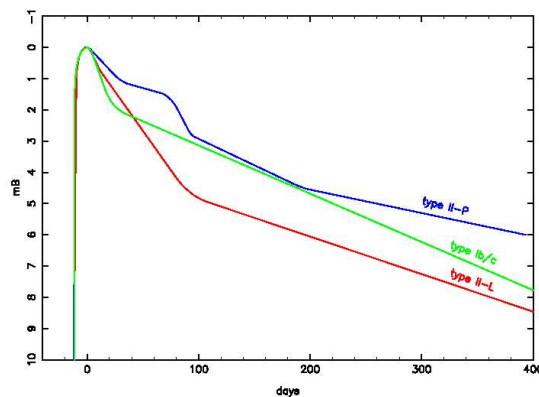


FIG. 4.4 – Gabarits SNIIP et SN IIL et SNIb/c

La figure précédente montre le modèle de chaque courbe de lumière que nous utiliserons par la suite. Toutefois, les parties croissantes des gabarits allant du moment de l'explosion jusqu'à quelques jours avant le maximum (3-4 jours) ne seront pas utilisées directement. En effet, ces parties sont jugées trop imprécises du fait du manque d'observation. Nous allons plutôt tenter de déterminer la date du maximum avec la meilleure précision possible. Ceci fait, nous serons en mesure d'estimer le moment de l'explosion à partir de la relation précédente.

Il convient maintenant d'estimer avec quelle précision la forme du gabarit est connue, c'est à dire, à chaque date, quelle est l'incertitude que l'on a sur la valeur du modèle de la courbe de lumière. On peut estimer cette précision en mesurant pour quelques supernovae la dispersion de la différence entre les points de mesure photométrique et les modèles de courbes de lumière obtenus précédemment. Pour ce faire, on peut utiliser l'estimateur non biaisé suivant :

$$E = \sqrt{\frac{1}{n(n-1)} \sum_{i=0}^n (x_i - \mu_i)^2}$$

où  $n$  représente le nombre de mesures photométriques  $x_i$  et  $\mu_i$  les valeurs du modèle.

En utilisant la photométrie connue de quelques supernovae de chaque type, on remarque que  $E$  est toujours inférieure à 0.15. Nous adopterons une valeur prudente de  $\sigma_{gabarit} = 0.15$  d'incertitude sur la forme de nos gabarits pour la suite. Autrement dit, pour chaque mesure photométrique, nous faisons une erreur de 0.15 en moyenne sur la magnitude (sans considérer pour le moment l'erreur faite sur la photométrie).

## 4.2 Simulations

Nous proposons à présent de réaliser une série de simulations numériques. Notre but est d'établir clairement la stratégie à adopter concernant le suivi photométrique d'une supernova dès que celle-ci aura été détectée. Ces simulations visent en fait à déterminer la fréquence et le nombre d'observations nécessaires afin de dater, par ajustement optimal, le moment de l'explosion de la supernova le plus précisément possible. Compte tenu du manque de données observationnelles dû aux pannes répétitives de TAROT, l'idée générale de ces simulations consiste à simuler des suivis photométriques à partir de situations plausibles (par exemple la supernova a été découverte après son maximum de luminosité). Puis nous remonterons, par ajustement de nos gabarits sur la photométrie simulée, au temps  $t_{expl}$  de l'explosion (par l'intermédiaire de l'estimation de la date du maximum) pour finalement en estimer l'erreur. Comme nous allons le voir, chacune de ces simulations s'appuie en grande partie sur la méthode statistique de Monte-Carlo et peut être partagée en plusieurs phases. Précisons enfin que le programme a été réalisé en C.

### 4.2.1 Phase 1 : Calculs des différents paramètres

Il est indispensable de corréliser cette simulation à notre programme de recherche observationnelle afin d'en tirer aussi bien les avantages que les inconvénients. C'est pourquoi, nous allons utiliser la liste des 1017 galaxies sélectionnées par L.E.D.A. ainsi que les champs de TAROT préalablement déterminés. En fait, nous n'utiliseront seulement 775 des 1017 galaxies car certains paramètres<sup>2</sup> indispensables à notre progression sont manquants sur le site de L.E.D.A.

Nous allons procéder de la façon suivante : nous allons faire "exploser" des supernovae à différentes dates parmi ces 775 galaxies. Toutefois, chaque galaxie n'admet pas la même probabilité qu'une supernova explose en son sein. La première étape consiste donc à déterminer ces probabilités. En fait, nous allons raisonner en terme de champs : quels sont les champs de TAROT où il y a le plus de chance d'observer un supernovae?. Or la probabilité d'observer une supernova dans une galaxie est proportionnelle au nombre d'étoiles appartenant à cette galaxie comme nous l'avons déjà mentionné au cours de paragraphe 2.2.3. Il s'agit donc ici de calculer la luminosité  $L_i$  du champ  $i$  qui n'est autre que la somme des luminosités  $L_{i,j}$  des  $n$  galaxies ( $0 < j < n$ ) contenues dans ce champ (la luminosité de la galaxie étant donnée par  $L_{i,j} = 10^{-0.4 * M_{Bj}}$  où  $M_{Bj}$  représente la magnitude absolue dans le bleu de la galaxie  $j$ ). Nous obtenons les probabilités recherchées en divisant la luminosité  $L_i$  par la luminosité totale  $L_{tot}$  de toute les galaxies :  $P_i = L_i / L_{tot}$ . En utilisant un générateur de nombres aléatoires, il est possible de tirer au sort ces champs en respectant leurs poids statistiques respectifs  $P_i$ .

Une fois ces champs tirés au sort, nous procédons de même pour sélectionner la galaxie contenue dans un champ sélectionné précédemment et qui sera l'hôte d'une supernova. En effet, nous pouvons utiliser à nouveau le générateur de nombres aléatoires en respectant le poids statistique des galaxies qui est ici la luminosité de la galaxie divisée par la luminosité du champ.

Les galaxies sélectionnées, il faut tirer aléatoirement la date d'explosion des supernovae ainsi que le type (IIP, IIL ou Ib/c). En ce qui concerne le type de la supernova, nous avons respecté les statistiques établies à savoir qu'il y a 4 fois moins de supernovae de type Ib ou Ic que de supernovae de type II et que les supernovae de type II-P représentent 70% des supernovae de type II. La date

<sup>2</sup>en particulier la magnitude absolue et la distance de chaque galaxie

d'explosion quant à elle, dépend de la durée de la simulation. En effet, il y a en gros une supernova par galaxie tous les 70 ans, ce qui correspond pour notre échantillon de 775 galaxies à 11 supernovae par an. Ainsi, si la simulation dure 5 ans, 55 supernovae exploseront de façon aléatoire sur les 5 ans.

Pour finir, un autre paramètre essentiel pour la suite est la magnitude absolue (dans le bleu) du maximum de la supernova. D'après Miller et al.1990, une moyenne  $\overline{M_{Bmax}}$  et un écart-type  $\sigma$  ont été réalisés sur plusieurs supernovae de chaque type :

	$\overline{M_{Bmax}}$	$\sigma$
<i>SNII P</i>	-16.53	1.39
<i>SNII L</i>	-16.48	0.51
<i>SN Ib/c</i>	-17.36	0.61

En utilisant un générateur de nombres aléatoires cette fois-ci Gaussien, nous pouvons obtenir les magnitudes recherchées tout en respectant les moyennes et les écarts types ci-dessus.

#### 4.2.2 Phase 2 : Simulation du ciel

Résumons nous un peu : lors de la phase précédente, nous avons tiré au sort les types et les dates de l'explosion de nos supernovae ainsi que les galaxies hôtes. En tenant compte de ces différents paramètres, nous allons maintenant effectuer une simulation graphique afin de voir comment les évènements vont évoluer. La simulation débute le 21 septembre (point vernal) et dure en gros une année (soit les explosions d'une dizaine de supernovae). La figure suivante montre ce que l'on obtient au bout d'une trentaine de jours (20 octobre) :

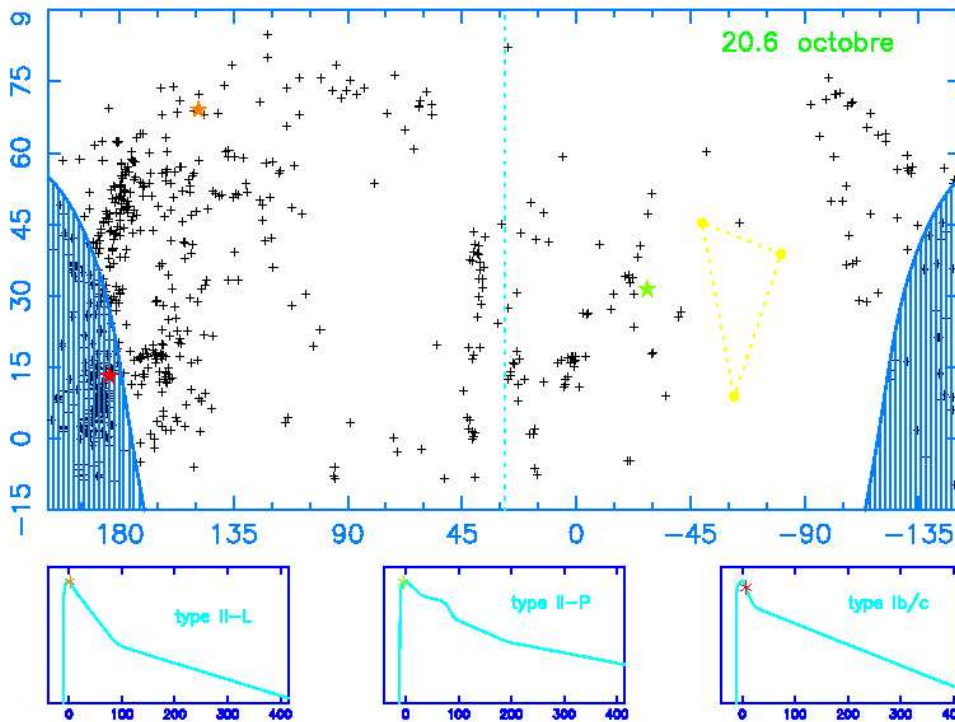


FIG. 4.5 – Simulation du ciel d'octobre.

Le graphique supérieur schématise le ciel : les croix représentent les galaxies obtenues par la base de donnée L.E.D.A, tandis que les étoiles symbolisent les supernovae qui apparaissent au fur et à mesure que la date progresse. A cette date précise du 20 octobre, nous pouvons déjà remarquer l'explosion de trois supernovae (étoiles rouge, orange et verte).

Il faut cependant garder en mémoire qu'en dessous de  $60^\circ$  de déclinaison environ, tout objet céleste ne sera pas visible toute l'année : il existe pour chaque date une zone du ciel non observable que l'on a schématisée ici par une partie hachurée bleue. Si nous prenons l'exemple de la supernova relative à la couleur rouge, force est de constater qu'elle ne sera pas observable le 22 octobre.

Les 3 petits graphiques correspondent quant à eux aux 3 modèles de courbes de lumière modélisées précédemment. Ils servent à visualiser l'“éclat” de la supernova à la date indiquée et son type. Ainsi, le supernova “rouge” est de type Ib ou Ic et vient de passer par son maximum de luminosité (qui ne sera d'ailleurs pas observable à ce moment là).

Enfin, le triangle jaune représente le triangle d'été délimité par les trois étoiles Véga, Deneb et Altaïr et sert en quelques sortes de point de repère.

Ceci étant dit, continuons un peu dans la simulation et arrêtons nous 200 jours plus tard, c'est à dire aux alentours de la mi mai. Les figures ont évolué de la façon suivante :

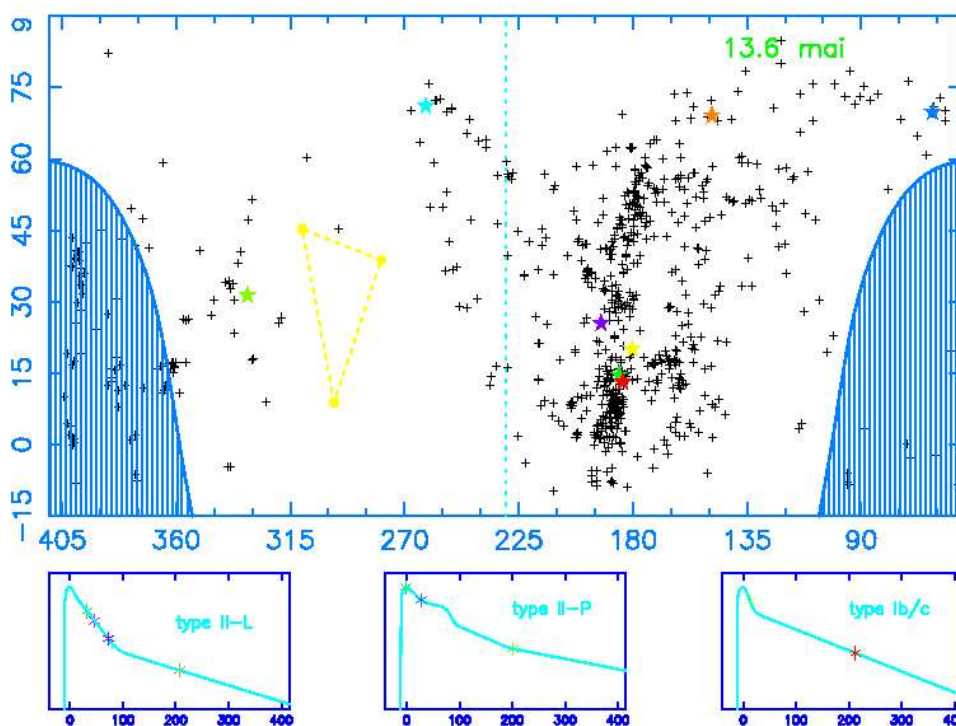


FIG. 4.6 – Simulation du ciel de mai.

On constate que pratiquement toutes les supernovae ont explosé. Nous remarquons aussi que la zone bleue hachurée est plus imposante du fait que les nuits sont plus courtes en mai qu'en octobre (donc un temps d'observation plus restreint). La supernova “rouge” est ici bien observable mais est devenue beaucoup moins lumineuse qu'elle était en octobre.

### 4.2.3 Phase 3 : Simulation des domaines d'observation

Nous venons de voir au cours de la phase précédente que suivant une certaine déclinaison, il existe une partie du ciel non observable. Certaines supernovae ne seront donc pas visibles tout le temps, ce qui affectera par conséquent leurs observations ( et *a priori* leurs suivis photométriques). Il est donc capital pour nous de tenir compte de cette limitation (puisque l'on y sera confronté dans la réalité) et d'en étudier les répercussions sur notre étude.

En nous basant sur la phase précédente, notre programme va nous renvoyer ici les parties observables de nos gabarits des courbes de lumière et ce pour chaque supernova. Voici notamment trois courbes obtenues :

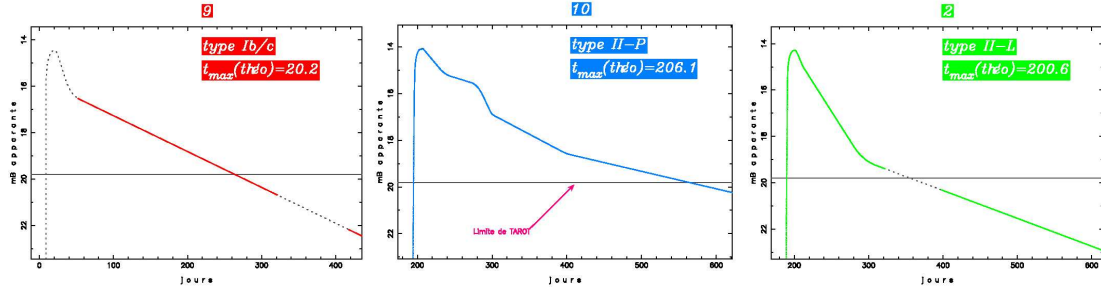


FIG. 4.7 – Exemples de domaines d’observation

Le graphique de gauche qui est relatif à la supernova “rouge” traduit fidèlement nos “observations” de la phase 2 : le maximum n’est pas observable. De plus, en comparant alors les trois graphiques, nous pouvons conclure que cette simulation a le bon goût de créer des situations totalement différentes et auxquelles nous pourrions être confrontées dans la réalité. Citons notamment les cas fréquents suivants :

- **courbe rouge** : Le maximum de luminosité de la supernova n’est pas visible.
- **courbe bleue** : la supernova est visible tout le temps (déclinaison  $> 60^\circ$ ).
- **courbe verte** : certaines parties de la courbe ne sont pas observables.

En fait, nous avons quelque peu anticipé sur la suite. En effet, les trois graphiques précédents montrent l’évolution des magnitudes apparentes<sup>3</sup> des différentes supernovae. En résumé, c’est l’évolution de la magnitude que l’on mesurerait par un suivi photométrique continu de la supernova. Pour ce faire, il faut savoir que la magnitude apparente  $M_{app}$  d’un objet celeste est relié à sa magnitude absolue  $M_{abs}$  par la relation :

$$M_{app}(t) = M_{abs}(t) + 5.\log D - 5 \quad (4.2)$$

Connaissant la magnitude absolue et la magnitude apparente de la galaxie hôte (données par L.E.D.A), on en déduit le module de distance  $D$  (en pc). Ensuite puisque la magnitude absolue au maximum de la supernova est connue (tirée aléatoirement dans la phase 1), on peut en déduire la magnitude apparente maximale de la supernova d’après (4.2) puis le reste de la courbe par simple translation.

#### 4.2.4 Phase 4 : Simulation de la photométrie et ajustements

Une supernova ne peut être suivie de façon continue : on mesure en fait sa magnitude à différentes dates afin de constater de son évolution. En effet peu d’astronomes s’emploient vraiment à suivre régulièrement une supernova dès sa détection (d’où le rôle important des amateurs). On peut néanmoins citer le contre exemple de SN1987A qui fut extrêmement bien suivie.

En suivant notre logique, nous allons à présent simuler des suivies photométriques à partir des domaines visibles de la phase 3. Pour cela, on considère que chaque point photométrique simulé se comporte comme une variable aléatoire gaussienne centrée sur le gabarit de la courbe de lumière et d’écart type  $\sigma^2 = \sigma_{gabarit}^2 + \sigma_{photom}^2$ . Nous rappelons que  $\sigma_{gabarit}$  représente l’estimation de l’erreur commise entre notre modèle et la courbe de lumière réelle (calculé dans le paragraphe 4.1.3) et  $\sigma_{photom}$  l’erreur commise sur la photométrie. Cette dernière est de l’ordre du pourcent pour une magnitude de 16 et devient de plus en plus important à mesure que la magnitude augmente. Afin de vérifier si notre générateur de mesures photométriques est fiable, la figure 4.7 établit une comparaison entre un suivi photométrique connu (SN1979C) et un suivi photométrique simulé par notre programme.

Une fois la photométrie simulée, nous pouvons, par minimisation du  $\chi^2$ , établir un ajustement de notre patron sur les données photométriques et obtenir le temps  $t_{max(exp)}$  du maximum “expérimental”. Nous rappelons que le  $\chi^2$  est défini comme la somme sur tous les points de mesures du

<sup>3</sup>selon nos trois modèles



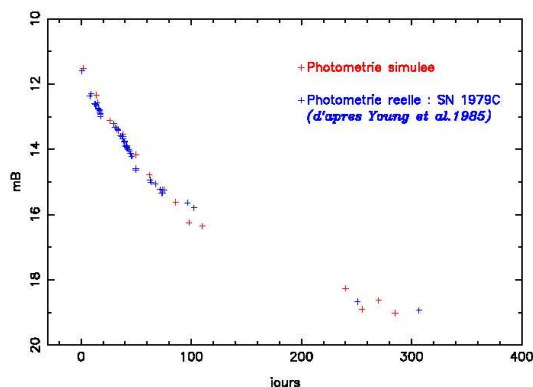


FIG. 4.8 – Simulation d’un suivi photométrique.

carré de la différence entre la mesure  $y_i$  et le modèle  $f(x_i)$  pondéré par l’incertitude sur la mesure  $\sigma_i$  (avec  $\sigma_i^2 = \sigma^2_{gabarit} + \sigma^2_{photom(i)}$  pour chaque mesure  $i$ ) :

$$\chi^2 = \sum \left( \frac{y_i - f(x_i)}{\sqrt{\sigma_i}} \right)^2$$

Il faut préciser que tout au long de la simulation, une comparaison entre les télescopes TAROT et SCHMIDT est faite. En effet, la magnitude limite de TAROT est 19.8<sup>4</sup>, alors que celle du SCHMIDT est de 22<sup>5</sup>. Il sera donc tout particulièrement intéressant de comparer les résultats avec des magnitudes limites différentes (et donc avec des nombres de points photométriques différents). Les graphiques suivants, obtenus à partir de notre programme, résument nos propos avec l’illustration de la supernova “verte” :

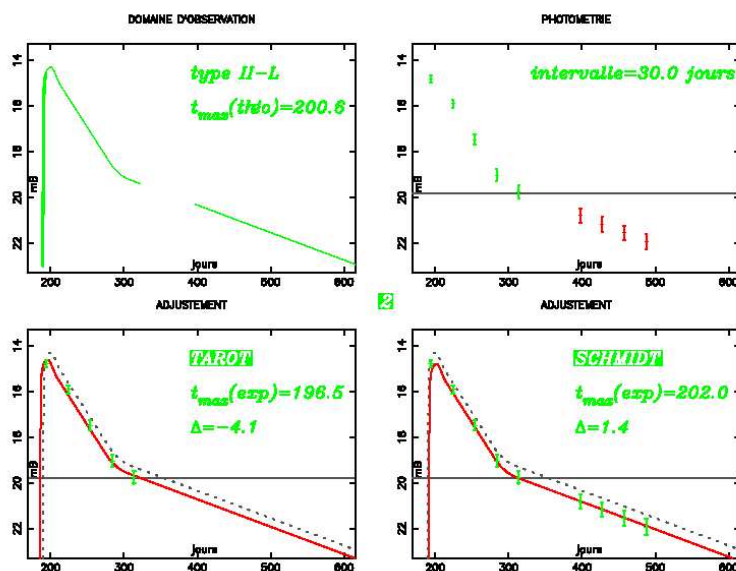


FIG. 4.9 – ajustements

<sup>4</sup>dans le bleu avec un temps de pose d’une minute (Pollas, C., information personnelle).

<sup>5</sup>idem

On retrouve sur le graphique du haut de gauche le domaine visible de la courbe de lumière de la phase 3 (cf fig 4.6). Celui du haut de droite présente la photométrie simulée : 30 jours séparent chaque point de mesure (dans les domaines d'observation). Les points verts représentent les données photométriques avec leurs incertitudes accessibles par TAROT ( $m_B < 19.8$ ) et donc aussi par le télescope SCHMIDT tandis que les points rouges désignent celles qui sont accessibles uniquement par le SCHMIDT ( $19.8 < m_B < 22$ ). Précisons aussi que le suivi photométrique simulé ne débute pas immédiatement après le moment de l'explosion. Nous avons tenu compte d'un délai variable pour chaque supernova et qui correspondra dans la réalité au temps de détection.

Les deux figures du bas représentent les ajustements obtenus par minimisation du  $\chi^2$  à partir de nos modèles. Connaissant le maximum théorique  $t_{max(theo)}$  (facilement obtenu à partir de notre programme) et le maximum expérimentale  $t_{0(exp)}$  donné par l'ajustement, on peut ainsi en déduire l'erreur commise :  $\Delta = t_{0(exp)} - t_{0(theo)}$ .  $\Delta$  représente l'erreur que l'on fait (par rapport au maximum de luminosité) en effectuant un ajustement de notre patron sur les valeurs photométriques simulées. En particulier dans l'exemple traité de la figure 4.9, nous remarquons que l'erreur est moindre avec le SCHMIDT, ce qui est rassurant puisque plus de données ont été utilisées (donc plus d'informations).

Maintenant, il s'agit d'établir la stratégie à suivre concernant ces suivis photométriques afin de minimiser cette erreur. C'est ce à quoi nous allons nous employer dans la partie suivante.

### 4.3 Analyse des Résultats

Afin d'aiguiser nos résultats et obtenir les précisions souhaitées, nous allons lancer la simulation sur une période de plusieurs dizaines d'année. Quelques centaines de supernovae semblent être un bon échantillon pour effectuer nos statistiques. L'idée est de suivre la même stratégie (même intervalle de temps séparant les mesures photométriques par exemple) pour chaque supernova de la simulation afin de déterminer les erreurs  $\Delta = t_{0(exp)} - t_{0(theo)}$ . Ensuite il ne reste plus qu'à réaliser un histogramme avec en abscisse  $\Delta$  et en ordonnée la fréquence obtenue et qu'on a pris soin de normaliser (c'est à dire le nombre de fois où l'on a obtenu  $\Delta$  dans un intervalle bien précis divisé par le nombre total de supernovae utilisées dans la simulation). Voici notamment ce que l'on obtient pour un échantillon de 200 supernovae et avec un intervalle de 30 jours entre chaque mesure :

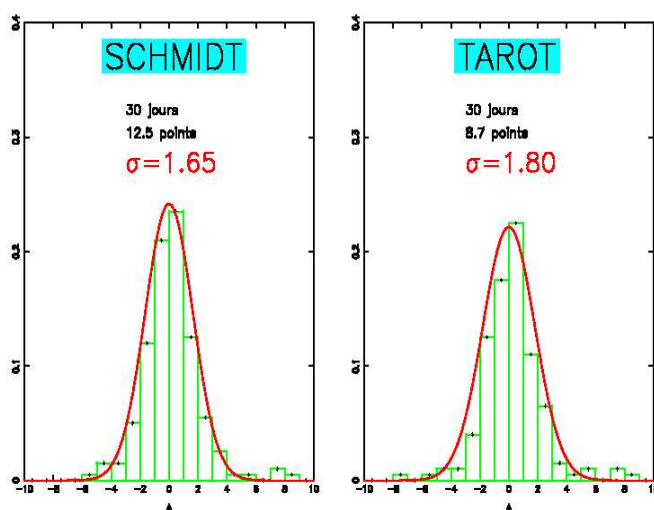


FIG. 4.10 – Histogrammes.

L'ajustement de cet histogramme par une gaussienne nous permet d'estimer la précision recherchée en la valeur de l'écart-type de la gaussienne. Par exemple, nous obtenons un écart-type de  $\sigma = 1.8$  avec TAROT. Ceci équivaut à dire qu'en effectuant une mesure tout les 30 jours (quand cela est possible) avec TAROT, le maximum de luminosité peut être estimé avec une précision de  $\pm 1.8$

jours près. Cela ne veut pas dire que la date du maximum se trouve toujours dans cette intervalle d'erreur, cela signifie plutôt qu'il a une très forte probabilité de s'y trouver. Sur la figure précédente, on remarque aussi que la précision est bien meilleure pour le SCHMIDT ce qui est tout à fait logique puisque un nombre plus important de mesures ont été prises en compte (en moyenne 12.5 mesures par SN pour le SCHMIDT contre 8.7 pour TAROT). Ce que nous recherchons maintenant, c'est la stratégie permettant d'obtenir un ajustement par une gaussienne ayant un écart-type minimal avec un nombre de points utilisés restreint. En résumé, il faut trouver le meilleur compromis.

Avant de présenter tous nos résultats, nous précisons que deux types de stratégie ont été retenues parmi les diverses employées. La première est bien sûr l'intervalle de temps régulier entre chaque mesure. La deuxième peut être baptisée "stratégie X-Y-Z" qui signifie simplement qu'on a répété tous les Z jours X mesures séparées les une des autres de Y jours. La figure suivante permet de comparer ces deux stratégies :

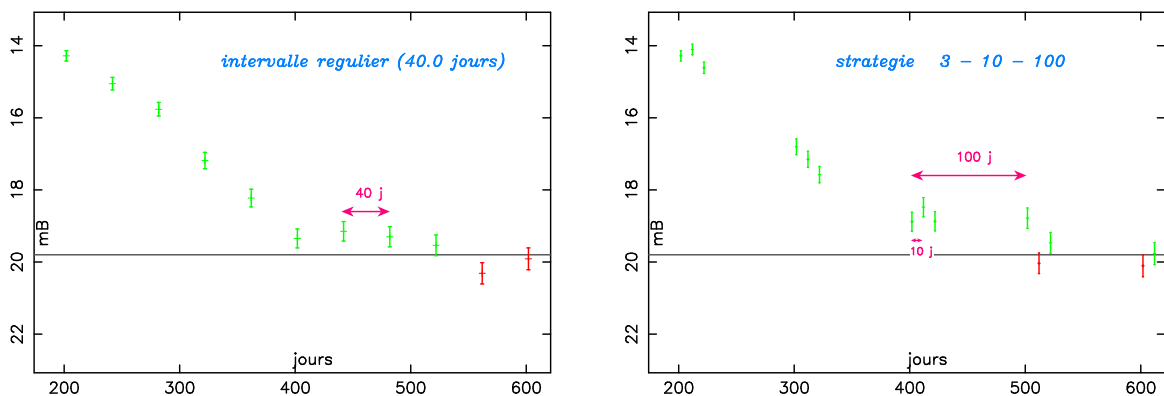


FIG. 4.11 – Comparaison des deux stratégies retenues.

L'idée de la stratégie X-Y-Z est venue en analysant les courbes de lumière et en particulier celles des types IIL et Ib/c. En effet, celles-ci sont essentiellement composées de portions linéaires, certaines d'entre-elles correspondant notamment à des désintégrations radioactives<sup>6</sup>. Or il n'est pas vraiment nécessaire de paramétrer une droite avec un nombre important de points. L'essentiel ici est de "sonder" les variations de la courbe et c'est ce que l'on espère réaliser avec cette stratégie. Sur les deux exemples de la figure 4.11, nous devinons le maximum et les deux portions linéaires de la courbe avec la stratégie "3-10-100". Par contre sur l'image de gauche, le maximum n'apparaît pas clairement traduisant alors un manque d'information certain.

Voici à présent tous nos résultats :

### Intervalles réguliers entre chaque mesure :

#### ◇ TAROT ◇

Intervalle (jours)	nombre moyen de mesures	$\sigma$
50	5.3	3.35
40	6.7	2.36
30	8.8	1.80
20	12.9	1.37
10	25.0	1.26

<sup>6</sup>voir le paragraphe 4.1 : Modélisation des courbes de lumière.

## SCHMIDT

<i>Intervalle (jours)</i>	<i>nombre moyen de mesures</i>	$\sigma$
50	7.7	2.84
40	9.6	2.07
30	12.8	1.65
20	18.9	1.34
10	36.8	1.24

## Stratégie X-Y-Z

## ◇ TAROT ◇

<i>X</i>	<i>Y</i>	<i>Z</i>	<i>nombre moyen de mesures</i>	$\sigma$
2	5	60	9.1	1.60
2	5	80	7.5	1.85
2	5	100	6.5	2.23
2	10	60	8.6	1.78
2	10	80	7.0	1.82
2	10	100	6.0	2.47
3	5	60	12.9	1.45
3	5	80	10.6	1.38
3	5	100	9.0	2.17
3	10	60	11.3	1.54
3	10	80	9.5	1.57
3	10	100	8.4	1.70

## SCHMIDT

<i>X</i>	<i>Y</i>	<i>Z</i>	<i>nombre moyen de mesures</i>	$\sigma$
2	5	60	13.0	1.54
2	5	80	10.3	1.60
2	5	100	8.7	1.82
2	10	60	12.0	1.68
2	10	80	9.8	1.74
2	10	100	8.2	2.18
3	5	60	17.9	1.31
3	5	80	14.7	1.39
3	5	100	12.2	2.09
3	10	60	15.9	1.42
3	10	80	13.2	1.54
3	10	100	11.7	1.60

Intéressons-nous tout d'abord aux résultats relatifs aux intervalles réguliers. La première constatation que l'on peut faire est que plus il y a de mesures et plus la précision devient meilleure pour les deux cas, ce qui nous surprend guère. Par contre, il est tout particulièrement intéressant de noter que la précision n'évolue plus significativement entre 20 jours et 10 jours (alors que le nombre de points double !). De même, les résultats entre TAROT et le SCHMIDT tendent à devenir les mêmes sur ces deux intervalles de temps. Ceci peut s'expliquer par deux principales raisons. D'une part, et nous l'avons furtivement évoqué précédemment, on ne va plus vraiment gagner d'informations en paramétrant des portions de droites avec beaucoup de points. Ceci explique en partie les résultats relativement proches respectivement entre les intervalles de 20 jours et de 10 jours. D'autre part, du fait de leurs magnitudes plus grandes, les mesures supplémentaires du SCHMIDT vont avoir des incertitudes conséquentes qu'il faudra prendre en compte. Elles auront donc un poids moins important dans les ajustements.

Par conséquent, d'après ces premiers résultats, il apparaît que l'intervalle régulier de 20 jours soit la meilleure stratégie à adopter. Examinons maintenant les résultats de la stratégie X-Y-Z. Parmi les stratégies employées, nous avons fait varier Z entre 60 et 100 jours. Ces intervalles de temps nous semblent appropriés pour paramétrer les courbes de lumière. Là aussi, nous pouvons constater que plus le nombre moyen de points est important et plus la précision est bonne. Nous remarquons de plus que tous les résultats sont relativement proches. Toutefois, la stratégie 3-5-80 semble sortir du lot de par l'incertitude qu'elle renvoie (se rapprochant de celle obtenue avec un intervalle régulier de 20 jours) mais aussi par le nombre restreint de points utilisés.

En conclusion, nos simulations nous ont révélé deux stratégies possibles à suivre lorsqu'une supernova aura été détectée. Nous pouvons donc procéder soit par intervalle régulier de 20 jours entre chaque mesure soit adopter la stratégie 3-5-80. La précision concernant la date du maximum est dans les deux cas de  $\pm 1.4$  jours. Compte tenu de la relation (4.1), **nous pouvons en déduire l'éphéméride de l'explosion avec une précision de  $\pm 3.4$  jours**. Enfin pour clore ce chapitre, nous allons appliquer ce résultat sur une photométrie connue : nous prenons l'exemple de la supernova de type Ic SN1998bw dont la photométrie est particulièrement complète (McKenzie et al.1999;Galama et al.1998) :

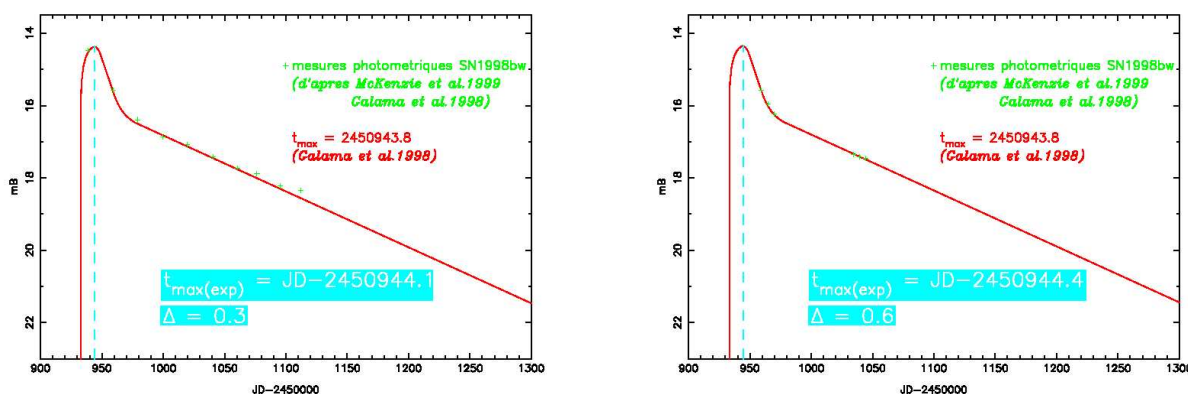


FIG. 4.12 – Ajustement sur une vraie photométrie.

Par une étude approfondie, Galama a déterminé le maximum à la date JD-1450943.8. En appliquant nos deux stratégies, les figures précédentes montrent que, dans les deux cas, nous faisons une erreur de moins d'un jour par rapport à la valeur trouvée par Galama et que l'on peut considérer comme extrêmement voisine de la date théorique. Nous vérifions par là que l'erreur rentre bien dans notre intervalle d'incertitude de  $\pm 1.4$  jours. De ce fait, nous pouvons estimer le moment de l'explosion de la supernova SN1998bw : en prenant l'exemple de la figure de gauche (intervalles réguliers de 20 jours), il vient :  $t_{expl} = (JD-2450934.1 \pm 3.4)$  jours. Lorsque l'interféromètre VIRGO sera opérationnel dans un an, c'est ce genre de résultat qu'il faudra exploiter.

## Chapitre 5

# Conclusion

Au cours de ce stage de DEA, nous avons mené en parallèle deux études principales. La première est un programme de recherche de supernovae proches effectué avec le télescope TAROT situé au plateau de Calern. Il permettra non seulement de détecter les supernovae candidates à l'émission d'ondes gravitationnelles (dans la perspective d'être exploité par l'interféromètre VIRGO) mais aussi d'effectuer des suivis photométriques. La deuxième étude a démontré que l'ajustement des différents gabarits des courbes de lumière sur ces suivis photométriques s'avère être une méthode potentiellement très efficace pour estimer la date du maximum de luminosité et par la suite la date de l'explosion des futures supernovae détectées. Nous avons déduit une précision de  $\pm 3.4$  jours concernant cette date. Ainsi, nous serons en mesure de proposer à Virgo des intervalles de temps d'environ 7 jours au sein desquels il y aura une très grande probabilité qu'une supernova ait explosé.

Enfin, les diverses simulations, avec en particulier la comparaison avec le télescope SCHMIDT, ont aussi montré que l'ensemble du programme pouvait être traité entièrement par le télescope TAROT si l'on suit deux stratégies bien spécifiques. Nous pensons donc qu'il y a une bonne carte à jouer dans cette perspective là ...



# Remerciements

Je tiens à remercier tout particulièrement **M. J.A de Freitas PACHECO** et **M. Jean-Paul SCHEIDECKER** pour avoir dirigé ce stage, pour leur disponibilité et pour l'ensemble des conseils qu'ils m'ont apporté.

Je tiens également à remercier **M. C. POLLAS** qui, malgré les regrettables pannes de TAROT, a toujours été de bons conseils.

Je remercie aussi **M. J.I. VINET** pour m'avoir accueilli au bâtiment "ex-électronique" et pour m'avoir ainsi permis de travailler dans de très bonnes conditions.

Un grand merci aux étudiants du DEA pour la bonne ambiance qu'ils ont su générer.

Ces remerciements ne seraient pas complets sans une pensée pour tout le personnel de l'Observatoire de Nice, notamment Victor et ses collaborateurs et collaboratrices de la cantine.

Enfin, je remercie l'équipe de France de football dont l'élimination hélas prématurée m'a permis de mieux me concentrer sur ce rapport.

# Bibliographie

- [1] L.S. BALINSKAYA and K.V. BYCHKOV. The ubvr-photometry of the supernova in ngc 4321. *Astron. Astrophy.*, 85 :L19–L20, March 1980.
- [2] R. BARBON and F. CIATTI. Photometric properties of type ii supernovae. *Astron. Astrophy.*, 72 :287 – 292, May 1979.
- [3] R. BARBON and L. ROSINO. Two bright supernovae in ngc 6946 and ngc 4536. *Astron. Astrophy.*, 116 :35–42, August 1982.
- [4] La base de données extragalactiques LEDA. <http://leda.univ-lyon1.fr/pages-html/consult.html>.
- [5] S. BENETTI and E. TURATTO. Photometric and spectroscopic observations of four supernovae. *Astron. Astrophy.*, 247 :410–418, December 1990.
- [6] A. Bouquet. <http://cdfinfo.in2p3.fr/culture/supernovae/sncosmo.html>.
- [7] R.J. BUTA. Photometric observations of the bright type ii supernova 1980k in ngc 6946. *publications of the Astronomical Society of the Pacific.*, 93 :36 – 44, February 1981.
- [8] R. CADONAU and L. LEIBUNDGUT. Supernova studies.i. a catalogue of magnitude observations of supernovae i. *Astron. Astrophy. Suppl. Se.*, 82 :145 – 178, September 1990.
- [9] E. CAPPELLARO and I.J. DANZIGER. The bright linear type ii sn 1990k. *Astron. Astrophy.*, 293 :723 – 732, September 1995.
- [10] E. CAPPELLARO and M. TURATTO. Light curves of type ii supernovae.the analysis. *Astron. Astrophy.*, 282 :731 – 741, July 1994.
- [11] A. CLOCCHIATTI and N.B SUNTZEFF. The type ic sn1990b in ngc 4568. *The Astronomical Journal*, 555 :900–917, July 2001.
- [12] A. CLOCCHIATTI and J.C. WHEELER. On the light curves of stripped-envelope supernovae. *The Astrophysical Journal*, 491 :375 – 380, december 1997.
- [13] A. CLOCCHIATTI and J.C. WHEELER. Sn1983v in ngc 1365... *The Astronomical Journal*, 98 :675–697, July 1997.
- [14] G. DE VAUCOULEURS and A. DE VAUCOULEURS. The bright supernova 1979c in m100. *publications of the Astronomical Society of the Pacific.*, 93 :36 – 44, February 1981.
- [15] J.B. DOGGET and D. BRANCH. A comparative study of supernovae light curves. *The Astronomical Journal*, 90 :2303–2312, November 1985.
- [16] L. DOUGLAS and D. BRANCH. Supernova absolute-magnitude distributions. *The Astronomical Journal*, 100 :530 – 539, August 1990.
- [17] E. Gourgoulhon. cours d’astrophysiques donnés à l’observatoire de meudon.
- [18] M. KIDGER and R. LOPEZ. Sn 1988a in m58 :a type ii-p supernova with a high late-time luminosity. *The Astronomical Journal*, 100 :782–788, September 1990.
- [19] R.P. KIRSHNER and E.M. SCHLEGEL. The type ib supernova 1984i in ngc 991. *The Astronomical Journal*, 98 :577–589, February 1989.
- [20] B. LEIBUNDGUT and M.M. PHILLIPS. Sn 1984i - another type ib supernova. *publications of the Astronomical Society of the Pacific.*, 102 :898–904, August 1990.
- [21] Q.-Z. LIU and J.-Y. HU. The supernova 1998s in ngc 3877 : Another supernova with wolf-rayet star features in pre-maximum spectrum. *Astron. Astrophy. Suppl. Se.*, 98 :443 – 476, September 1993.



- [22] E.H. MCKENZIE and B.E. SCHAEFER. The late-time light curve of sn 1998bw associated with grb 980425. *publications of the Astronomical Society of the Pacific.*, 111 :964 – 968, August 1999.
- [23] F. PATAT and E. CAPPELLARO. The metamorphosis of sn1998bw. *The Astronomical Journal*, 555 :900–917, July 2001.
- [24] M.M. PHILLIPS and M. HAMUY. The light curve of the plateau type ii sn1983k. *publications of the Astronomical Society of the Pacific.*, 102 :299 – 305, December 1989.
- [25] A.G. RIESS and A.V. FILIPPENKO. The rise time of nearby type ia supernovae. *The Astronomical Journal*, 118 :2675 – 2688, december 1999.
- [26] A.G. RIESS and A.V. FILIPPENKO. The rise time of nearby type ia supernovae. *The Astronomical Journal*, 118 :2675–2688, December 1999.
- [27] Le site de TAROT. <http://tarot.cesr.fr/tarot1/default.htm>.
- [28] Le site internet de Numerical Recipes. <http://www.nr.com/>.
- [29] Documentations sur PGplot. <http://www.ill.fr/computing/pgplotdoc.html>.
- [30] T.R. YOUNG and D. BRANCH. Absolute light curves of type ii supernovae. *The Astronomical Journal*, 342 :L79–L82, July 1989.
- [31] P.F. YOUNGER and S. VAN DEN BERGH. Photoelectric ubv colours of supernovae. *Astron. Astrophys. Suppl. Se.*, 61 :365 – 373, March 1985.