

Université Pierre et Marie Curie
Laboratoire de Physique Nucléaire et des Hautes Énergies

Mémoire d'habilitation à diriger des recherches

Énergie Noire, Supernovae Ia et Galaxies

Delphine Hardin

Présenté le 5 décembre 2012 devant le jury composé de :

M. Alain	BLANCHARD	<i>Rapporteur</i>
M. François	COUCHOT	
M. Michael	JOYCE	
M. Ramon	MIQUEL	<i>Rapporteur</i>
M. Richard	TAILLET	<i>Rapporteur</i>

Remerciements

Je remercie tout d'abord Reynald Pain, qui m'a accueillie voilà 13 ans au Laboratoire de Physique Nucléaire et des Hautes Energies, et m'a soutenue pour l'obtention d'un poste de Maître de Conférence à l'Université Pierre et Marie Curie puis tout au long de ma carrière. James Rich m'a jadis accueillie en thèse : je lui suis reconnaissante pour sa disponibilité d'alors, et celle encore actuelle pour discuter cosmologie.

Jean-Marc Frigerio a été un correspondant pour la Commission des Thèses et Habilitations de l'UPMC attentif et encourageant, et je l'en remercie. Alain Blanchard, Ramon Miquel, et Richard Taillet ont accepté d'être rapporteurs de cette thèse d'habilitation à diriger des recherches : je leur en sais gré, ainsi qu'aux membres du jury François Couchot et Michael Joyce.

Je tiens à exprimer ma gratitude à l'ensemble du personnel du LPNHE : administratif, scientifique et technique, avec qui le travail de recherche se construit au quotidien. Je remercie ensuite les membres de mon équipe scientifique, le groupe Cosmologie, pour les discussions enrichissantes qui sont indispensables à notre métier de chercheur. Je remercie en particulier Pierre Astier, pour avoir bien voulu relire ce manuscrit et pour sa disponibilité quant aux dites discussions.

J'ai eu le plaisir au cours de ces dernières années de travailler avec plusieurs étudiants : notamment Taia Kronborg, avec qui j'ai collaboré dans le cadre de sa thèse encadrée par Julien Guy ; Nicolas Fourmanoit, dont j'ai encadré la thèse ; et les étudiantes stagiaires Mélody Wolk et dernièrement Flora Cellier-Holzem, actuellement en thèse avec Christophe Balland, ce dernier ayant le mérite entre autres de me supporter au quotidien dans notre bureau commun.

Je remercie enfin vivement les collègues du laboratoire avec qui je partage au quotidien et dans la bonne humeur discussions informelles et parfois entraînement sportif à la limite de mes capacités. C'est une véritable chance que de pouvoir travailler dans un tel environnement positif et amical.

J'ai toujours été accueillie chaleureusement par mes collègues enseignants-chercheurs et administratifs dans les équipes enseignantes avec lesquelles j'ai travaillé. Je mesure la chance qu'ils m'ont offerte d'enseigner des matières passionnantes, aussi variées que la Mécanique Quantique, la Méthodologie Scientifique, la Cosmologie ou l'Énergie Nucléaire. Ma reconnaissance va aussi bien sûr aux collègues avec lesquels j'ai pu collaborer à des fonctions administratives humainement enrichissantes, par exemple l'(auto-)gestion du Tableau de Services des Enseignants. A tous, j'adresse mes remerciements pour la confiance qu'ils ont toujours su me donner.

Enfin, je remercie ma famille et mes amis pour leur soutien si précieux.



Table des matières

Préambule	1
1 Introduction : Supernovae Ia et Énergie Noire	5
1.1 Cosmologie élémentaire	6
1.2 Mesurer l'énergie noire	8
1.2.1 Supernovae de type Ia : les chandelles standards	8
1.2.2 Oscillations acoustiques de baryons (BAO) : la toise standard	9
1.2.3 Structures : cisaillement gravitationnel faible (<i>weak lensing</i>), amas de galaxies	10
1.2.4 La nature de l'énergie noire : mesurer $w(z)$?	11
1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire	12
1.3.1 Observations	12
1.3.2 Modélisations	13
1.3.3 Indicateur de distance et diagramme de Hubble	15
1.3.4 Projets actuels et futurs	18
2 De EROS à SNLS	21
2.1 Le Supernova Cosmology Project	21
2.1.1 Le European Supernova Cosmology Consortium	22
2.1.2 Campagnes au printemps et à l'automne 1999 à l'Isaac Newton Telescope	23
2.2 The Supernova Legacy Survey	24
2.2.1 Cadre expérimental	25
2.2.2 SNLS3 : mesure de l'équation d'état de l'énergie noire	28
3 Photométrie des supernovae SNLS5	35
3.1 Photométrie avec et sans ré-échantillonnage	36
3.1.1 Traitement préalable des images	36
3.1.2 Photométrie avec ré-échantillonnage	38
3.1.3 Photométrie sans ré-échantillonnage	40
3.2 Répétabilité et biais de la photométrie sans ré-échantillonnage	41
3.2.1 Mesure des étoiles tertiaires de calibration	41
3.2.2 Mesure des supernovae : quel biais pour la cosmologie ?	44
4 Galaxies SNLS : un catalogue 3-D	45
4.1 Photométrie des Galaxies	45
4.2 Modélisation spectro-photométrique des galaxies	48
4.3 Une première application : détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia de SNLS3	52
4.3.1 Mise en évidence de l'effet de lentille gravitationnelle : méthode et contexte	52
4.3.2 Modélisation des lignes de visées	53
4.3.3 Résultats et perspectives	56

Table des matières

5 Supernovae Ia et galaxies hôtes	57
5.1 Identification des galaxies hôtes	57
5.2 Les caractéristiques des supernovae et les propriétés des galaxies hôtes	60
5.3 Une troisième relation de standardisation ?	64
5.3.1 Indicateur de distance des SNe Ia SNLS3 et propriétés des galaxies hôtes . .	64
5.3.2 Discussion	69
5.3.3 Implication pour la cosmologie	70
Conclusion et Perspectives	73
Liste des figures	77
Références	93

Préambule

Je présente ici le travail de ces quelques 13 dernières années, consacré à la mesure de l'énergie noire, essentiellement dans le cadre du projet The Supernova Legacy Survey (SNLS).

J'ai été recrutée comme Maître de Conférence à l'Université Pierre et Marie Curie en 1999, un an après ma thèse au Service de Physique des Particules du CEA-Saclay, où j'avais mis en place la recherche de supernovae du projet EROS¹. J'ai à cette occasion rejoint le groupe Cosmologie du Laboratoire de Physique Nucléaire et des Hautes Énergies, affilié au Supernova Cosmology Project (SCP), dont le projet scientifique portait sur l'étude de l'énergie noire à l'aide des supernovae de type Ia.

L'époque pionnière des projets du Calan-Tololo, du Supernova Cosmology Project, de la High Z-Team et de la découverte de l'accélération de l'univers, couronnée par un prix Nobel en 2011, s'achevait. Il s'agissait alors de confirmer cette découverte non seulement en augmentant le nombre de supernovae mesurées, mais aussi en étendant leur gamme de distance, des plus proches au plus lointaines. J'ai ainsi participé à plusieurs campagnes du Supernova Cosmology Project, puis à la genèse d'une expérience de seconde génération dans le cadre du Legacy Survey – relevé à grand champ et legs à la postérité — du télescope Canada-France-Hawaïi (CFH) : The Supernova Legacy Survey (SNLS).

Le projet SNLS est un projet de recherche et de mesure de supernovae Ia lointaines, dont les objectifs étaient certes de confirmer avec une grande précision la détection de l'énergie noire, mais surtout d'en étudier la nature en mesurant son équation d'état caractérisée par le paramètre w . Le SNLS s'appuie sur la technique de la *rolling search* — ou recherche glissante — qui permet de ne plus dissocier découverte et mesure des supernovae dans des programmes séparés, mais requiert une caméra grand champ (Megacam), montée sur un télescope quasi dédié de la classe des 4-m (le CFHT).

La prise de données du Supernova Legacy Survey s'est achevée en 2008. Des programmes d'observation complémentaires sont encore en cours. Les résultats de cosmologie obtenus avec le lot des données à 3 ans "SNLS3" étendu aux supernovae proches et à celles plus lointaines mesurées avec le Hubble Space Telescope ont été publiés en 2011. Jointe aux contraintes issues de la mesure de l'empreinte des oscillations acoustiques de baryons dans les anisotropies de la température du rayonnement cosmique de fond, et plus proche de nous, dans la distribution des galaxies, la mesure des supernovae Ia SNLS3 permet une estimation de $w \simeq -1$ à une précision $\sigma(w) \simeq 0.08$, compatible avec une énergie du vide ou une constante cosmologique.

Je présente dans ce mémoire mes principales contributions scientifiques dans le domaine de l'étude de la nature de l'énergie noire. Elles s'inscrivent dans le cadre d'un travail collaboratif dont je tiens à souligner l'importance et le profit scientifique qu'il m'a apporté, au sein du groupe Cosmologie du LPNHE, et plus largement dans le cadre des projets dans lesquels je suis impliquée.

Le premier chapitre introduit le contexte scientifique de l'énergie noire et les différentes sondes cosmologiques qui permettent d'en étudier la nature. Les résultats croisés issus des oscillations acoustiques des baryons, des anisotropies du rayonnement cosmique de fond, mais aussi de l'étude

1. Le programme principal d'EROS (Expérience de Recherche d'Objets Sombres) était la recherche de matière noire Galactique par effet de micro-lentille gravitationnelle.

des structures sont indiqués. L'utilisation cosmologique des supernovae Ia en tant que chandelles standard y est détaillée.

Le chapitre 2 suit mon parcours personnel. De EROS au Supernova Legacy Survey, j'ai participé à plusieurs grands projets de première et seconde génération. J'ai ainsi organisé et coordonné des campagnes de recherche de supernovae à des distances dites "intermédiaires" ($z \sim 0.2$) pour le Supernova Cosmology Project auprès des télescopes de l'Isaac Newton Group à l'observatoire des Canaries. Les supernovae découvertes lors de ces campagnes ont fait l'objet de plusieurs publications (Balland *et al.* [2006], Balland *et al.* [2007], Amanullah *et al.* [2008]) et ont rejoint le diagramme de Hubble (Amanullah *et al.* [2010]). J'ai ensuite participé en 2003 au démarrage du projet Supernova Legacy Survey, préparé par des runs tests sur la caméra précédant Megacam au CFHT.

Les chapitres suivants portent sur mes travaux au sein du Supernova Legacy Survey. L'estimation du paramètre de l'équation d'état w nécessite un contrôle rigoureux des incertitudes de mesure. La photométrie des supernovae se doit d'exploiter au mieux statistiquement et de la façon la plus directe les mesures (flux des pixels des images CCD). C'est dans ce but, avec Nicolas Fourmanoit dont j'ai encadré la thèse, et en collaboration avec Pierre Astier, qu'un nouvel algorithme de photométrie a été implémenté, et caractérisé en terme de répétabilité et de biais (Fourmanoit [2010]). Cette photométrie a été adoptée pour l'analyse du lot à 5 ans des données SNLS. Ce travail est présenté dans le chapitre 3.

L'estimation de w nécessite d'autre part une évaluation exhaustive et précise des incertitudes systématiques. J'ai abordé en ce sens la question de l'environnement des supernovae Ia, et de son impact sur les mesures cosmologiques. J'ai pris en charge à cet effet l'étude des galaxies hôtes du SNLS dans l'analyse française.

J'ai entrepris dans ce but la réalisation d'un catalogue photométrique des galaxies de nos champs. Un nouvel outil a été développé afin de modéliser les galaxies à partir de leurs mesures photométriques. Il permet d'en calculer le redshift photométrique et les caractéristiques intrinsèques telles que les magnitudes et couleurs absolues, mais aussi le taux spécifique de formation stellaire ou la masse stellaire. Une première application de ces résultats a été la cartographie 3-D des lignes de visées des supernovae Ia de SNLS3, qui a permis la mise en évidence de leur magnification gravitationnelle. Son étude permet de sonder la distribution de masse des halos de matière noire des galaxies d'avant-plan. Les détails de la cartographie sont publiés dans Kronborg *et al.* [2010]. Ce travail a été effectué en collaboration avec Taia Kronborg et Julien Guy. Il est présenté dans le chapitre 4.

L'étude des caractéristiques des supernovae Ia en fonction des propriétés des galaxies hôtes a permis ensuite de montrer que les relations de standardisation *brighter-slower* et *brighter-bluer* des supernovae, utilisées pour construire l'indicateur de distance, dépendaient de leur environnement : en particulier, la supernova "standard" dans les galaxies massives est plus brillante. J'ai pu corroborer ces résultats, publiés dans Sullivan *et al.* [2010], et leur significativité. L'origine de cet effet n'est pas clairement identifiée, les relations de standardisation sont elles-mêmes encore l'objet de travaux et de débats quant à leur explication physique. Sa prise en compte est toutefois indispensable pour la mesure de w . Cette contribution, et son contexte scientifique, sont présentés au chapitre 5.

Les analyses du Supernova Legacy Survey ont utilisé jusqu'ici principalement le lot de supernovae Ia identifiées comme telles par des observations spectroscopiques, qui n'ont pu être réalisées pour chaque objet transient découvert. Il est néanmoins possible d'identifier a posteriori une supernovae Ia par sa seule courbe de lumière, et de mesurer plus tard le redshift de sa galaxie hôte. Les projets futurs qui prévoient la détection de plusieurs milliers de supernovae Ia devront faire appel au moins en partie à cette technique, qui apporte son lot de biais supplémentaires, et qu'il est important de déterminer. Le lot des données à 5 ans SNLS5 comprendra autant de supernovae Ia photométriques que spectroscopiques. Cette statistique permettra une détection de la magni-

fication gravitationnelle plus significative, qui nécessitera la cartographie des lignes de visées et la construction du diagramme de Hubble en tenant compte des propriétés de l'environnement des supernovae Ia.

Les projets de troisième génération qui débutent : le Dark Energy Survey, SkyMapper, et les projets futurs tels que le Large Synoptic Survey Telescope s'appuieront sur des sondes multiples, dont les supernovae Ia, pour mesurer l'équation d'état de l'énergie noire – tenter qui sait de réfuter l'hypothèse $w = -1$ – et déterminer son évolution avec le redshift $w(z)$. L'apport du Supernova Legacy Survey en terme de développement de méthodes d'analyse, d'identification et de réduction des incertitudes systématiques sera précieux pour ces projets.

Chapitre 1

Introduction : Supernovae Ia et Énergie Noire

Le prix Nobel de Physique 2011 récompense la découverte de l'accélération de l'expansion de l'univers, établie à la fin du siècle dernier par deux équipes concurrentes, la High-Z Team et le Supernova Cosmology Project (SCP) en mesurant la luminosité apparente de supernovae de type Ia lointaines (Riess *et al.* [1998]; Perlmutter *et al.* [1999]). Cette découverte surprenante mettait à mal le modèle d'univers dominé par la matière : dans un tel modèle — homogène, isotrope, et gouverné par les lois de la relativité générale — la présence de la seule matière et du rayonnement ralentit l'expansion. La cosmologie, telle que l'avait définie Sandage [1970], n'était-elle pas la “la quête de deux nombres” (“a search for 2 numbers”) : H_0 le taux d'expansion actuel de l'univers ($H_0 = 73.8 \pm 2.4 \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$ Riess *et al.* [2011]), et q_0 , le paramètre de décélération de l'expansion ?

L'accélération de l'expansion a subséquemment été confirmée par des mesures plus précises et plus nombreuses de supernovae (SNe) Ia, mais aussi par les observations des anisotropies du rayonnement cosmique de fond (CMB), l'empreinte des oscillations acoustiques de baryons (BAO) du plasma primordial dans la distribution spatiale des galaxies, ainsi que l'étude des grandes structures. La densité d'énergie de l'univers serait donc dominée de nos jours par une composante accélératrice de pression négative $p < -\rho/3$: l'énergie noire.

Dans le cadre du modèle dit “de concordance” vers lequel convergent les résultats actuels des différentes sondes cosmologiques, la constante cosmologique Λ joue le rôle de la composante accélératrice, et contribue pour environ 75% à la densité d'énergie de l'univers : $\Omega_\Lambda \equiv \Lambda/(3H_0^2) \simeq 0.75$. L'univers est plat (sa densité est alors égale à la densité critique $\rho_{\text{crit}}(t_0) = 3H_0^2/(8\pi G)$) et la matière, deuxième composante actuellement de l'univers ($\Omega_m \equiv \rho_m/\rho_{\text{crit}} \simeq 0.25$) est principalement (à 85%) de la matière noire non-baryonique froide, le reste étant des baryons. Les densités d'énergie de ces deux principales composantes ont été obtenues par des mesures à grande échelle : à l'échelle des galaxies, des amas et du rayon de Hubble pour la matière noire, et à l'échelle du rayon de Hubble pour l'énergie noire. La physique des particules est quant à elle en mesure de proposer des particules candidates pour la matière noire froide : la supersymétrie prédit l'existence de particules massives interagissant faiblement tel le neutralino qui pourrait être détecté indirectement ou directement au LHC (Ellis [2010]).

La constante cosmologique a été introduite par Einstein (Einstein [1917]) dans les équations de la relativité générale afin de permettre des solutions statiques et bornées : ainsi le modèle où $\Lambda = 4\pi G\rho_m$ possède une courbure $R_0 = 1/\sqrt{\Lambda}$ positive, mais est aussi intrinsèquement instable (voir par exemple Ryden [2003]). Suite à la découverte de l'expansion (Lemaître [1927]; Hubble [1929]), et bien que les modèles $\Lambda + M$ conduisent aussi à des solutions en expansion, la constante cosmologique fut remiseé, pour réapparaître régulièrement. Selon la formule de Zel'dovich [1968]¹,

1. Voir Sahni et Krasinski [2008] pour la présentation épistémologique de cet article et sa traduction.

“le génie est sorti de la bouteille et il n’est pas facile de l’y faire rentrer à nouveau”. Comme noté par Zel’dovich, la constante cosmologique est formellement équivalente à une énergie du vide, dont le tenseur énergie-impulsion prend la forme $T_{\mu\nu} = \rho_{\text{vac}} g_{\mu\nu}$, en posant $\rho_{\text{vac}} = \Lambda/(8\pi G) = -p_{\text{vac}}$. Mais la densité d’énergie correspondant à la valeur mesurée actuellement $\Lambda \simeq 0.410^{-56} \text{cm}^{-2}$ est alors extrêmement faible : $\rho_{\text{vac}} \simeq (10^{-3} \text{eV})^4$ et ne correspond aucunement aux échelles d’énergie de la physique des particules. Ainsi, l’échelle à laquelle la super-symétrie est brisée $M_{\text{SUSY}} \simeq 1 \text{TeV}$, ou la masse de Planck $M_{\text{Planck}} \simeq 10^{19} \text{GeV}$, conduisent à une estimation de l’énergie du vide qui diffère respectivement de 60 et 120 ordres de grandeur de la valeur observée – une difficulté connue sous le nom de “problème de la constante cosmologique” (Weinberg [1989]). A cela s’ajoute la question de la “coïncidence cosmique” – nous vivons en ce moment à l’époque où l’expansion commence à accélérer.

Il est possible d’éluder ces problèmes en invoquant le principe anthropique (Weinberg [1987]) : une valeur trop importante de ρ_{vac} contrecarrerait la formation des structures, et donc celle d’une terre habitée. Ainsi, dans le cadre d’un multivers inflationnaire divisé en domaines correspondant à différents états métastables du vide (voir par exemple Linde [2008]), seuls les univers correspondant à une valeur suffisamment faible de Λ hébergeraient des observateurs potentiels.

Une autre solution au problème de Λ est de supposer qu’un mécanisme inconnu assure une énergie du vide nulle ou quasi-nulle, et qu’une composante énergétique, inconnue elle aussi, de densité ρ_X , est responsable de l’accélération de l’expansion. L’équation d’état d’un tel fluide $w_X = p_X/\rho_X$ peut différer de celle de l’énergie du vide $w_{\text{vac}} = -1$, et varier avec le temps.

Ainsi, les modèles dits de quintessence postulent l’existence d’un champ scalaire ϕ de lagrangien $\mathcal{L} = (1/2)\partial_\mu\partial^\mu\phi - V(\phi)$ dont le potentiel $V(\phi)$ est contraint par la phénoménologie de l’histoire de l’univers et de son expansion (Linder [2008], Frieman *et al.* [1995] pour le cas de l’axion). Pour de tels modèles, le paramètre d’équation d’état $w = p_\phi/\rho_\phi$ varie en général avec le temps : $w(t) \neq -1$ ce qui permettrait de les distinguer observationnellement de Λ . Il est aussi possible d’envisager de modifier non pas le terme source de l’équation de la relativité générale mais la structure de l’équation elle-même : le lagrangien $\mathcal{L} = 1/(16\pi G) R \sqrt{-g}$ qui intervient dans l’action d’Hilbert-Einstein est alors rectifié en $\mathcal{L} = 1/(16\pi G) f(R) \sqrt{-g}$, tout en préservant la limite des champs faibles (voir par exemple Woodard [2007]). Enfin, les inhomogénéités – l’univers est simplement statistiquement homogène, et ce aux échelles supérieures à 100 Mpc – pourraient introduire un terme répulsif suffisant (rétroaction ou *back-reaction*) dans les solutions des équations de la relativité générale, du fait de leur non-linéarité (Buchert [2008]).

Comme l’annonçait Zel’dovich, “we witness the birth of a new field of activity, namely the determination of Λ ” : ce champ de recherche fera l’objet de ce chapitre, où je développerai plus particulièrement l’utilisation des supernovae Ia pour la mesure des paramètres cosmologiques.

Je présente tout d’abord succinctement (section 1.1) le cadre théorique dans lequel s’inscrivent la mesure et la caractérisation de l’énergie noire, puis (section 1.2), les différentes sondes cosmologiques qui permettent d’en étudier la nature par la mesure de son paramètre d’équation d’état w . La nature des supernovae Ia, leur utilisation comme chandelle standard est décrite en section 1.3. Les projets, contemporains et futurs qui découvrent et exploitent les supernovae Ia à des fins cosmologiques y sont indiqués.

1.1 Cosmologie élémentaire

Je propose ici un rapide résumé des notions nécessaires à la compréhension de la mesure des paramètres cosmologiques et de l’énergie noire en particulier (on pourra consulter Ryden [2003] pour une introduction et Rich [2010]).

La géométrie d’un univers homogène et isotrope est décrite par la métrique de Friedmann-

1.1 Cosmologie élémentaire

Robertson-Walker :

$$ds^2 = c^2 dt^2 - a(t)^2 \left(\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right)$$

où le paramètre $k = +1, 0, -1$ correspond à une géométrie des sections spatiales fermée, plate ou ouverte. $a(t)$ est le facteur d'expansion dont la valeur actuelle est a_0 . Le taux d'expansion est $H = \dot{a}/a$ et sa valeur actuelle à t_0 est $H_0 = 100 h \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$. On introduit la coordonnée comobile $d\chi = dr/(1 - kr^2)^{1/2}$, c'est-à-dire que $r = \mathcal{S}(\chi) \equiv \sin(\chi)$, χ , $\sinh(\chi)$ pour $k = +1, 0, -1$. La distance propre radiale infinitésimale est alors $d\ell = cdt = a(t)d\chi$.

Le redshift cosmologique est directement relié à la valeur du facteur d'expansion entre l'émission (à t , en r - ou χ - fixe) et la réception (de nos jours à t_0 en O) : $1 + z = a_0/a(t)$.

La distance de luminosité d'une source relie sa luminosité \mathcal{L} au flux mesuré F :

$$D_L \equiv \sqrt{\frac{\mathcal{L}}{4\pi F}}$$

La distance de la source, positionnée en S de coordonnée r (ou bien χ) et observée en O à t_0 et $z=0$, ne peut être calculée que si l'on connaît l'histoire de l'expansion de l'univers $1/H(z')$ le long de la ligne de visée :

$$D_L = a_0(1+z)r, \quad \text{avec } r = \mathcal{S}(\chi) \quad \text{et} \quad \chi(z) = \frac{c}{a_0} \int_0^z \frac{dz'}{H(z')} \quad (1.1)$$

Il en est de même pour la distance angulaire D_A qui nous donne la taille angulaire θ (observée en O à t_0 et $z=0$) d'un objet de diamètre ℓ positionné en S . Elle est proportionnelle à D_L :

$$D_A \equiv \frac{\ell}{\theta} = \frac{D_L}{(1+z)^2}$$

Pour de petites distances ($z \ll 1$), on retrouve la loi linéaire de Hubble $D_L \simeq D_A \simeq cz/H_0$.

Dans cette métrique, les équations d'Einstein conduisent aux équations de Friedman-Lemaître. L'histoire de l'expansion est dans ce cadre entièrement définie par les paramètres cosmologiques H_0 et les densités réduites de chaque composante X : $\Omega_X = \rho_X(t_0)/\rho_{\text{crit}}(t_0) = 8\pi G\rho_X(t_0)/(3H_0^2)$ pour la matière (m), le rayonnement (r), l'énergie noire (DE) — qui s'écrit dans le cas particulier de la constante cosmologique : $\Omega_\Lambda = \Lambda/(3H_0^2)$. Spécifier la courbure $\Omega_k = -k/(a_0^2 H_0^2)$ n'est pas nécessaire puisqu'à t_0 on a l'égalité : $1 = \Omega_m + \Omega_r + \Omega_{DE} + \Omega_k$.

En intégrant les équations de Friedman-Lemaître, $H(z)$ s'exprime en fonction du redshift z :

$$H(z) = H_0 \sqrt{\Omega_r(1+z)^4 + \Omega_m(1+z)^3 + \Omega_{DE}f(z) + (1 - \Omega_r - \Omega_m - \Omega_{DE})(1+z)^2} \quad (1.2)$$

où $f(z)$ décrit l'évolution de la densité d'un fluide parfait, d'équation d'état $p = w(z)\rho$:

$$\rho(z) = \rho(t_0) \times f(z), \quad \text{avec } f(z) = \exp\left(3 \int_0^z dz' \frac{1+w(z')}{1+z'}\right)$$

qui se simplifie en $f(z) = (1+z)^{3(1+w)}$ pour w constant ($w = 1/3$ pour le rayonnement, $w = 0$ pour la matière et $w = -1$ pour une énergie noire analogue à une constante cosmologique). Seule une composante avec $w < -1/3$ est accélératrice.

L'âge de l'univers est alors fixé par ces mêmes paramètres cosmologiques² qui scellent son destin.

2. Ainsi, l'âge des amas globulaires est difficilement réconciliable avec un modèle CDM ($\Omega_m = 1, \Omega_\Lambda = 0$) pour lequel $t_0 = (2/3) \times 1/H_0$ et une constante de Hubble $h > 0.5$, mais parfaitement compatible avec la mesure actuelle de H_0 ($h \sim 0.7$) dans le cas du modèle Λ CDM ($\Omega_m = 0.3, \Omega_\Lambda = 0.7$).

1.2 Mesurer l'énergie noire

L'histoire de l'expansion de l'univers (équation 1.2) dépend donc des paramètres cosmologiques H_0 , de Ω_m , Ω_{DE} et $w(z)$ (en négligeant la contribution du rayonnement pour $z \lesssim 3200$). Pour caractériser l'énergie noire : sa densité, son équation d'état, il est donc pertinent de mesurer $H(z)$, sinon directement, du moins par l'intermédiaire des distances $D_A(z)$ ou $D_L(z)$ reliées à la moyenne de $H^{-1}(z')$ intégré sur la ligne de visée. Un tel diagramme distance-redshift est un diagramme de Hubble.

Les sondes que constituent les SNe de type Ia et les oscillations acoustiques de baryons (CMB et BAO) s'appuient sur ce principe. Du fait de leur sensibilité supplémentaire à l'histoire de la formation des structures, qui dépend elle aussi de $H(z)$ et qui est ralentie par la présence d'énergie noire, l'étude statistique des corrélations du cisaillement faible gravitationnel (*weak lensing*) et celle de la distribution des amas sont des méthodes prometteuses.

Soulignons qu'aucune sonde ne permet véritablement à elle seule de mesurer tous les paramètres cosmologiques : il est nécessaire soit d'assigner *a priori* la valeur de certains paramètres peu contraints et/ou d'utiliser plusieurs sondes conjointement.

Posant la question de l'existence de l'énergie noire, puis de la mesure de sa contribution à la densité d'énergie de l'univers, on peut fixer $w = -1$ et mesurer alors indépendamment Ω_m et $\Omega_{DE} = \Omega_\Lambda$ (modèle Λ CDM). Les données actuelles permettent maintenant d'aborder la question de la nature de l'énergie noire, en mesurant Ω_m et w , y compris en abandonnant l'hypothèse d'un univers plat et en estimant donc Ω_k .

Les projets futurs auront pour mission de mesurer $w(z)$.

1.2.1 Supernovae de type Ia : les chandelles standards

La distance de luminosité d'un objet à un redshift z dépend des paramètres cosmologiques (équations 1.1 et 1.2). Ainsi, on peut factoriser D_L en :

$$D_L(z) = \frac{cz}{H_0} f_{\mathcal{D}}(z; \Omega_m, \Omega_{DE}; w) \quad (1.3)$$

où $f_{\mathcal{D}}$ est la déviation à la loi linéaire valable à $z \ll 1$ ³. La comparaison au sein d'un même diagramme de Hubble de mesures de distances proches et lointaines permet donc de mesurer cette déviation, et si le bras de levier en z est suffisant, de contraindre la valeur des paramètres cosmologiques⁴.

La distance de luminosité d'un objet $D_L^2 = \mathcal{L}/(4\pi F)$ est estimée en mesurant son flux F , pour peu que sa luminosité \mathcal{L} soit connue, ce qui est, au mieux, une approximation. Pour contourner ce problème, on peut utiliser des chandelles standard, c'est-à-dire une classe d'objet de luminosité \mathcal{L} identique, \mathcal{L} peut être bien ou mal connue. En comparant le flux de ces objets à différents redshifts, on estime leur distance relative et \mathcal{L} se simplifie : $D_L(z_1)/D_L(z_2) = \sqrt{F_2/F_1} = f_{\mathcal{D}}(z_1; \Omega_m, \dots)/f_{\mathcal{D}}(z_2; \Omega_m, \dots)$. Notons que H_0 se simplifie aussi : par conséquent, H_0 ne peut être obtenu avec cette technique – il faut pour mesurer H_0 calibrer précisément la luminosité \mathcal{L} pour pouvoir utiliser la relation 1.3.

Si historiquement les premières indications en faveur d'une accélération de l'expansion ont été obtenues en utilisant des galaxies dans les amas comme chandelles standard (Gunn et Oke [1975]), les SNe de type Ia sont l'instrument de sa découverte. Leur nature et leur utilisation comme chandelles standard pour construire le diagramme de Hubble est présentée en section

3. Ainsi $f_{\mathcal{D}}(z \rightarrow 0) \rightarrow 1$.

4. On peut effectuer le développement limité à l'ordre 2 de D_L : $D_L(z) = cz/H_0 (1 + q_0 z)$. On retrouve le "second nombre" $q_0 = -\ddot{a}_0/(a_0 H_0^2)$, le paramètre de décélération de l'expansion. Pour un univers avec une constante cosmologique (Ω_m, Ω_Λ) q_0 est égal à $q_0 = \Omega_m/2 - \Omega_\Lambda$ et pour un univers (Ω_m, Ω_{DE}, w), à $q_0 = \Omega_m/2 + \Omega_{DE} \times (1 + 3w)/2$.

1.2 Mesurer l'énergie noire

1.3. La mesure obtenue, avec des SNe entre $z \sim 0$ and $z \sim 1$ est indiquée par l'ellipse bleue en figure 1.1 (Union Supernova Sample 2.1, Suzuki *et al.* [2012]). On contraint essentiellement la quantité $\sim \Omega_m - \Omega_\Lambda$ dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$. Cette mesure exclut manifestement un univers CDM ($\Omega_m = 1, \Omega_k = 0$). Dans le plan (Ω_m, w) , la mesure des SNe Ia est complémentaire à celles des autres sondes, et est essentielle pour la mesure de w . La mesure conjointe de w obtenue par Suzuki *et al.* [2012] est compatible avec une constante cosmologique ($w = -1$) : $w = -0.997^{+0.077}_{-0.082}$ pour un univers plat, et $w = -1.038^{+0.093}_{-0.097}$ sinon.

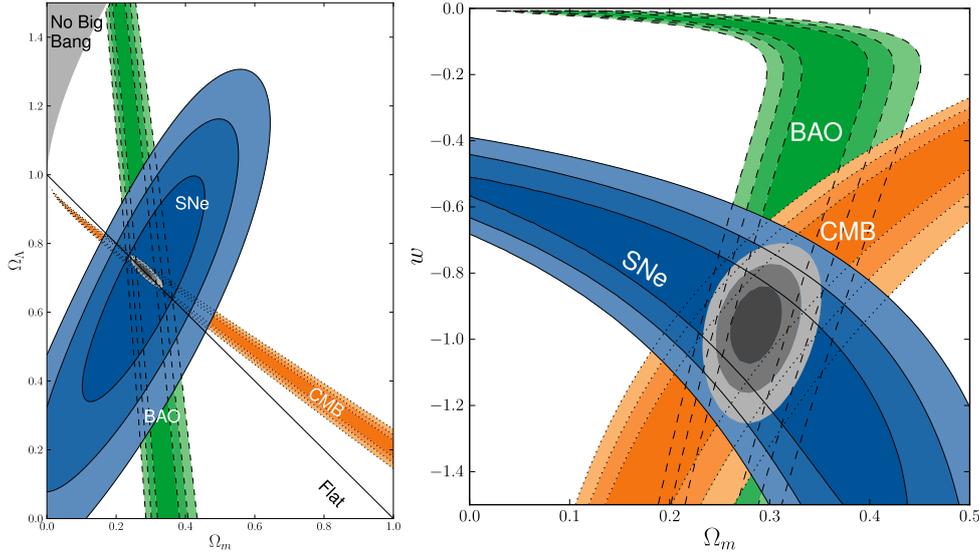


Fig. 1.1 – Mesure dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$ et, pour un univers plat $\Omega_k \equiv 0$, dans le plan (Ω_m, w) obtenue à l'aide de 3 sondes : en bleu les SNe Ia (Union Supernova Sample, compilation de Suzuki *et al.* [2012]), en orange le CMB (WMAP7, Komatsu *et al.* [2011]) et en vert le spectre de puissance de la distribution spatiale des galaxies (SDSS DR7 Luminous Red Galaxies, Percival *et al.* [2010]). Les contours correspondent à des intervalles à 68% et 95% de confiance. crédit : Suzuki *et al.* [2012]

1.2.2 Oscillations acoustiques de baryons (BAO) : la toise standard

Déterminer la distance angulaire d'un objet dont on mesure le diamètre apparent θ requiert la connaissance de sa taille ℓ . Mesurer les paramètres cosmologiques en construisant le diagramme de Hubble $D_A(z)$ nécessite donc l'existence d'un objet astrophysique de taille fixe, qui peut-être observé à différents redshifts : une toise standard.

Une toise standard particulièrement précieuse est l'échelle de distance physique $\ell_{S\text{rec}}$ reliée à la taille angulaire caractéristique $\delta\theta \sim 0.01$ rad observée dans les anisotropies des fluctuations de température du CMB. $\ell_{S\text{rec}}$ est l'horizon sonique à la recombinaison⁵ c'est-à-dire la distance de propagation d'une onde acoustique dans le plasma photon-électron-baryon entre le Big-Bang et la recombinaison à $z_{\text{rec}} \simeq 1100$. Ces ondes acoustiques se propageant dans le plasma photon-électron-baryon primordial sont les "oscillations acoustiques de baryons" ou BAO. La valeur de $\ell_{S\text{rec}}$ dépend des conditions physiques à l'époque de la recombinaison et aussi de Ω_m car la recombinaison se situe pendant l'ère de domination de la matière. Ainsi, contrairement à la luminosité \mathcal{L} des SNe Ia, la valeur de $\ell_{S\text{rec}}$ dépend elle-même des paramètres cosmologiques. La valeur de cette échelle

5. $\ell_{S\text{rec}} = (a(t_{\text{rec}})/a_0) \int_{z_{\text{rec}}}^{\infty} c_S dz/H(z)$

caractéristique de distance à t_0 est $\ell_{S0} = (a_0/a_{\text{rec}})\ell_{S\text{rec}} \sim 150 \text{ Mpc}$ ⁶. À $z \sim 1100$, qui correspond à l'émission du CMB, $\ell_{S\text{rec}}/\delta\theta = D_A(z = 1100)$, ce qui en fait la plus lointaine structure observée ! À ces distances, $H_0 \times D_A$ dépend essentiellement de la courbure donc de $\Omega_m + \Omega_{\text{DE}}$.

Les données CMB actuelles, qu'elles soient ajustées avec un modèle ΛCDM ou CDM ($\Omega_{\text{DE}} \equiv 0$) conduisent à des valeurs très similaires pour $\Omega_b h^2$, $\Omega_m h^2$ et l'indice n caractérisant le spectre des fluctuations de densité primordial, mais le modèle CDM conduit à une distance D_A discordante et irréconciliable avec les données. La mesure du satellite WMAP (WMAP7, Komatsu *et al.* [2011]) dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$ est indiquée en orange sur la figure 1.1 et favorise un univers plat : $\Omega_m + \Omega_\Lambda \sim 1$. Soulignons que la mesure obtenue avec le CMB est pratiquement orthogonale à celle obtenue par les SNe Ia, dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$ et aussi dans le plan (Ω_m, w) .

Cette échelle caractéristique est aussi observée dans l'univers proche : les galaxies montrent une légère propension à être séparées, à l'instant t , par une distance $\ell_S(t) = (a(t)/a_{\text{rec}})\ell_{S\text{rec}}$: on retrouve ainsi dans la distribution spatiale des galaxies l'empreinte de l'échelle caractéristique des BAO, et ce depuis leur formation jusqu'à nos jours. Les BAO proposent de fait une toise comobile, et non de taille fixe.

Cette toise peut-être utilisée transversalement, elle correspond alors à la mesure de l'angle $\theta_{\text{BAO}} = \ell_S(z)/D_A(z)$, qui permet de contraindre principalement Ω_m ⁷. Mesurée transversalement et longitudinalement, elle conduit à l'estimation de la distance moyenne $D_V(z) = [(1+z)^2 \times D_A(z)^2 \times cz/H(z)]^{1/3}$.

Les résultats de Percival *et al.* [2010] obtenus à $z = 0.275$ en utilisant les galaxies du catalogue du Sloan Digitized Sky Survey Large Red Galaxies (SDSS DR7 LRG) – et en leur adjoignant des contraintes sur $\Omega_m h^2$ et $\Omega_b h^2$ estimées sur le spectre du CMB par l'expérience WMAP5 – sont présentés en vert en figure 1.1. Dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$, ils indiquent une valeur de $\Omega_m \simeq 0.3$.

Blake *et al.* [2012], en combinant les résultats des projets BAO WiggleZ, 6dFGS et SDSS-LRG obtiennent un diagramme de Hubble $D_V(z)$ de 6 points entre $0.1 < z < 0.7$ compatible avec à celui des SNe Ia mais d'une précision moindre.

1.2.3 Structures : cisaillement gravitationnel faible (*weak lensing*), amas de galaxies

À une échelle inférieure à 100 Mpc, l'univers n'est plus homogène. La croissance des perturbations de densité primordiales : $\rho(\vec{r}, t) = \rho(t)(1 - \delta(\vec{r}, t))$ se fait par effondrement gravitationnel, l'expansion a pour simple effet de freiner cet effondrement. En conséquence, les structures se forment pendant l'ère de domination de la matière. Le modèle ΛCDM permet de reproduire la croissance de structures en partant d'un spectre de fluctuations initial quasi-invariant d'échelle tel que l'inflation le prédit. Sa normalisation σ_8 correspond à la variance $(\Delta M/M)_L$ de la masse contenue dans une sphère de rayon comobile $L = 8h^{-1} \text{ Mpc}$. L'étude des structures est confrontée au problème de la variance cosmique : la théorie prédit des propriétés statistiques pour une échelle de distance L donnée. Or nous ne disposons d'une seule réalisation de l'univers, et le nombre de cellules L sur lesquelles moyenner les mesures décroît avec L .

Les grandes structures distordent par effet de lentille gravitationnelle les images des galaxies lointaines, en modifiant leur ellipticité de manière cohérente (*cosmic shear*). La distribution statistique (fonction de corrélation) de ces distorsions dépend des paramètres cosmologiques, puisqu'elle est reliée d'une part à la distribution spatiale des structures lentilles elles-mêmes, dont la croissance dépend de l'histoire de l'expansion $H(z)$, et de la géométrie sources-lentilles, donc des distances angulaires.

6. L'approximation suivante permet la mise en évidence de sa dépendance aux paramètres cosmologiques : $\ell_{S0} \simeq 147 (\Omega_m h^2 / 0.13)^{-0.25} (\Omega_b h^2 / 0.024)^{-0.08} \text{ Mpc}$.

7. En lui adjoignant une contrainte supplémentaire, par exemple du spectre des fluctuations de densité, pour briser la dégénérescence avec h . Voir par exemple Eisenstein *et al.* [2005] ou Percival *et al.* [2010].

1.2 Mesurer l'énergie noire

Cette mesure est particulièrement difficile. La déformation des galaxies, très faible, se superpose à l'ellipticité de la galaxie elle-même et est polluée par les distorsions optiques de l'imagerie d'autre part. Cette méthode a permis jusqu'ici la détermination de la quantité $\sim \sigma_8 \sqrt{\Omega_m}$ d'où l'ellipse de mesure en forme de "banane" dans le plan $\sigma_8 - \Omega_m$. [Fu et al. \[2008\]](#) ont ainsi mesuré sur les données à 3 ans du Canada-France-Hawai Telescope Wide Survey $\sigma_8(\Omega_m/0.25)^{0.64} = 0.785 \pm 0.043$ ce qui joint aux estimations de $\sigma_8 \simeq 0.8$, confirme de manière indépendante et à $z \lesssim 1$ les mesures du CMB à $z \simeq 1100$.

Les comptages d'amas en fonction du redshift z seront de la même manière sensibles aux paramètres cosmologiques puisqu'ils dépendent d'effets purement géométrique dûs à l'expression de l'élément de volume comobile $d^3V/dr d^2\Omega = r^2(z)/H(z)$, mais aussi de l'histoire de la formation des structures, ainsi que de la normalisation σ_8 du spectre des fluctuations. La masse des amas peut être estimée par différentes techniques qui ont chacune leurs propres effets systématiques. Les résultats obtenus avec les observations X des satellites ROSAT et Chandra confirment les mesures des autres sondes avec une précision comparable ([Mantz et al. \[2010\]](#)).

1.2.4 La nature de l'énergie noire : mesurer $w(z)$?

De la découverte de l'accélération, à la mesure de la contribution d'une constante cosmologique dans le cadre d'un univers plat, il est donc maintenant possible d'aborder la question de la nature de l'énergie noire, en mesurant Ω_m et w , y compris en abandonnant l'hypothèse d'un univers plat et en estimant donc Ω_k .

Il serait particulièrement intéressant de pouvoir réfuter l'hypothèse $w \equiv 1$. Cependant, les mesures actuelles indiquent une valeur compatible avec $w = -1$ quelle que soit la sonde.

Si l'on n'impose plus le modèle $w = -1$ c'est-à-dire une constante cosmologique, l'hypothèse $w(z)$ est la plus naturelle à envisager. La paramétrisation proposée par [Chevallier et Polarski \[2001\]](#), puis par [Linder \[2003\]](#) :

$$w(a) = w_0 + w_a \times (1 - a/a_0) \quad (1.4)$$

présente l'avantage de reproduire, avec seulement deux paramètres, la dépendance prévue dans le cadre d'un certain nombre de modèles décrivant l'énergie noire à l'aide de champs scalaires (quintessence), et de se comporter de manière non-singulière en $z \rightarrow 0$ ($a/a_0 = 1$) et en $z \rightarrow \infty$ ($a = 0$) ce qui est particulièrement important lorsque l'on souhaite comparer des données du CMB ($z \simeq 1100$) aux données des SNe Ia (ou des BAO) à $z \lesssim 1$.

Les estimations conjointes de w_0 et w_a sont pour l'instant peu déterminantes : par exemple, [Sullivan et al. \[2011\]](#), en combinant les données BAO ([Reid et al. \[2010\]](#)), CMB (WMAP7, [Komatsu et al. \[2011\]](#)), la mesure de H_0 de SHOES ([Riess et al. \[2009\]](#)) avec les données SNe Ia du Supernova Legacy Survey (étendues à bas et hauts z) et en effectuant une comptabilisation exhaustive des incertitudes systématiques, obtiennent $w_a \simeq -1 \pm 1$.

Leur mesure est l'objectif majeur des futurs projets d'Énergie Noire : LSST au sol, WFIRST et Euclid en spatial, qui visent à obtenir une précision de 0.2 sur w_a . Les incertitudes systématiques seront un point crucial de la mesure, et chaque projet est en conséquence multi-sonde, avec en particulier un apport décisif et attendu du *weak lensing* ([Albrecht et al. \[2006\]](#)).

La précision des futures mesures d'énergie noire est évaluée par la *Figure of Merit* ou FoM, qui est l'inverse de la surface de l'ellipse d'erreur dans le plan (w_0, w_a) . Si on effectue un changement de variable ([Huterer et Turner \[2001\]](#), [Hu et Jain \[2004\]](#)) : $w(a) = w_p + w_{a_p} \times (a - a_p)/a_0$ de façon à ce que les mesures de w_p et w_{a_p} soient non-corrélées, alors cette aire est égale à : $1/(\sigma(w_p)\sigma(w_{a_p}))$. L'avantage de cette nouvelle paramétrisation est que la précision obtenue pour le modèle $w = \text{cste}$ sera également $\sigma(w_p)$. Le pivot a_p (ou z_p) dépend bien sûr de l'expérience.

[Sullivan et al. \[2011\]](#) obtiennent une FoM de ~ 10 , et les projets futurs – dit de troisième génération – combinés avec les résultats du satellite Planck devraient permettre d'atteindre une

FoM triple. Ceux de quatrième génération auront pour objectif de multiplier la FoM au moins par dix (Albrecht *et al.* [2006]).

Les projets de deuxième génération (comme SNLS) finalisent actuellement leurs observations et leurs résultats. Ceux de troisième génération ont ou vont débiter sous peu. Ils s'appuient sur des relevés en imagerie à grand champ, complétés parfois par des relevés spectroscopiques pour la mesure des redshifts. Sans spectroscopie, le redshift des objets sera estimé par des mesures photométriques.

Citons les projets DES (Dark Energy Survey, Bernstein *et al.* [2012])⁸ en 2012 ; SuMIRe (Subaru Measurement of Images and Redshifts, Suto [2010]) en 2013, qui comprendra un survey d'imagerie grand champ (HSC, HyperSuprimeCam Survey) associé par la suite à un survey spectroscopique avec l'instrument PFS (Prime-Focus Spectrograph) ; Pan-STARRS (Panoramic Survey Telescope And Rapid Response System) qui a mis en service le premier de ses 4 télescopes en 2010 ; et le relevé spectroscopique BOSS (Baryon Oscillation Sky Survey) en cours (Dawson *et al.* [2012]). Les résultats du satellite Planck, qui devraient supplanter ceux de WMAP, sont attendus pour 2013.

Les projets de quatrième génération devraient débiter vers 2020 : le projet au sol LSST (Large Synoptic Survey Telescope) ; le projet d'imageur infra-rouge spatial WFIRST (Wide-Field Infrared Survey Telescope)⁹ ; le projet spatial Euclid, approuvé par l'ESA, qui effectuera de l'imagerie visible et IR ainsi que de la spectroscopie de galaxies lointaines – la qualité d'image de l'imagerie spatiale sera cruciale pour les études de *weak lensing*.

1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire

Je présente ici les supernovae de type Ia en tant que sonde cosmologique. Cette section s'appuie en partie sur les articles de revue de Hillebrandt et Niemeyer [2000], Howell [2011], et Goobar et Leibundgut [2011].

Si leurs caractéristiques observationnelles sont bien établies (section 1.3.1), leur nature — identité de l'étoile parente, mécanisme d'explosion et de transfert radiatif produisant l'émission spectro-photométrique – n'est pas encore précisément comprise et modélisée de manière satisfaisante (section 1.3.2). Leur utilisation au sein du diagramme de Hubble repose de ce fait sur des relations empiriques de standardisation, qui permettent de construire un indicateur de distance précis. La nécessité d'un troisième terme dans la relation de standardisation, faisant intervenir les propriétés de l'environnement de la SN, a récemment été mise en évidence (section 1.3.3). L'exploitation de plus de 500 SNe Ia jusqu'à $z \gtrsim 1$, conjuguée aux autres sondes (BAO, CMB) a permis la mesure de $w \simeq -1$ à mieux que 0.1 : les incertitudes systématiques sont actuellement de l'ordre des incertitudes statistiques, et sont un enjeu véritable pour les projets actuels (notamment sur la question de l'inter-calibration des données), et futurs (section 1.3.4).

1.3.1 Observations

Les supernovae type Ia sont identifiées spectroscopiquement (Wheeler et Harkness [1990], Filippenko [1997]) par l'absence d'hydrogène et d'hélium dans leur spectre et la présence de raies d'absorption de type P-Cygni d'éléments intermédiaires (O-Ca) : en particulier le doublet du Si II à 6150 Å (ainsi qu'à 5800 et 4000 Å) qui correspond à $\lambda\lambda \sim 6355$ Å, ce qui caractérise une émission dans une enveloppe à des vitesses d'expansion de l'ordre de $v = 10\,000$ km.s⁻¹.

Les SNe Ia forment une classe particulièrement homogène, tant par leur spectre, que par leur courbe de lumière. La dispersion de la luminosité au pic (dans le filtre B où l'émission est maximale) des SNe Ia dites "normales" est d'environ 40%.

8. <http://www.darkenergysurvey.org>

9. wfirst.gsfc.nasa.gov/science/WFIRST_SDT_Final_Report.pdf

1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire

Si la majorité des SNe Ia entrent dans cette catégorie (Li *et al.* [2011]), elles présentent toutefois une certaine diversité : il existe des événements sous et sur-lumineux, déviants aussi par leur spectre et leur couleur. Leur luminosité au pic peut ainsi varier d'un facteur 10¹⁰.

Enfin, il existe des corrélations entre certaines observables : la luminosité au pic et la forme temporelle de la courbe de lumière – les SNe les plus brillantes décroissent le plus lentement (relation *brighter-slower*) ; la luminosité au pic et la couleur – les SNe les plus rouges sont les moins lumineuses (relation *brighter-bluer*), ce qui pourrait être une propriété intrinsèque ou bien due à de l'absorption éventuelle par de la poussière, localement et le long de la ligne de visée dans leur galaxie hôte. Ces relations sont utilisées pour la construction de l'indicateur de distance explicitée en section 1.3.3. Ajoutons à la liste d'observables les caractéristiques spectrales (rapport de raies, largeurs équivalentes) (Nugent *et al.* [1995]) dont l'exploitation pour la mesure de distances est actuellement à l'étude (Silverman *et al.* [2012], Walker *et al.* [2011], Blondin *et al.* [2011]).

1.3.2 Modélisations

Il est généralement admis que les SNe Ia proviennent de l'explosion thermonucléaire d'une naine blanche (NB) C+O (Hoyle et Fowler [1960]), qui atteint la masse de Chandrasekhar (la limite de stabilité des étoiles soutenues par la pression des électrons dégénérés $M_{\text{ch}} \simeq 1.4M_{\odot}$) en accréant la matière d'un compagnon (Whelan et Iben [1973]).

Ce modèle permet d'expliquer l'absence de H et He dans le spectre, l'évolution temporelle rapide en quelques jours de la luminosité, qui indique une étoile parente de petite taille, la présence de SNe Ia dans les galaxies évoluées, ainsi que leur homogénéité apparente liée à l'existence de la limite de Chandrasekhar. L'identité exacte de l'étoile parente, les conditions d'allumage, la physique de la combustion nucléaire turbulente qui détruit l'étoile sont encore des questions ouvertes.

L'énergie nucléaire est entièrement convertie en énergie cinétique et l'émission lumineuse est alimentée par la désintégration radioactive des éléments synthétisés lors de l'explosion, en particulier $^{56}\text{Ni} \xrightarrow{\beta^+, \gamma} ^{56}\text{Co} \xrightarrow{\beta^+, \gamma} ^{56}\text{Fe}$ dont les temps de demi-vie correspondent aux temps caractéristiques d'évolution de la courbe de lumière (Colgate et McKee [1969]). La luminosité au pic dépend essentiellement de la masse de Ni synthétisée dans la région centrale la plus dense, les éléments intermédiaires (Si, S, Ca, Mg, O) qu'on observe dans l'émission spectrale étant synthétisés dans les couches plus extérieures. Le spectre est quant à lui le résultat de phénomènes de transport radiatif complexes, par lesquels l'énergie des gammas de l'émission radio-active est finalement émise dans le domaine UV-NIR.

La diversité des SNe Ia peut alors être attribuée à des différences de masse de Ni synthétisé. Une incinération trop rapide (super-sonique, soit une détonation) ne produit que des éléments du pic du Fer (Arnett [1969]). Un scénario mixte est donc envisagé, où l'explosion commence par une déflagration qui permet d'atteindre une densité moindre à laquelle les éléments intermédiaires peuvent être synthétisés, puis devient super-sonique ce qui assure l'explosion et l'incinération totale de la NB, ainsi qu'une synthèse suffisante de Ni (Khokhlov [1991]). Si la luminosité au pic est expliquée par la masse de Ni, il est nécessaire de se tourner vers la modélisation du transfert radiatif dans l'enveloppe pour expliquer le spectre et l'évolution temporelle de la courbe de lumière. Les explications diffèrent et font intervenir la température (plus de Ni signifie une température plus élevée) et l'opacité (Höflich *et al.* [1996], Pinto et Eastman [2001], Mazzali *et al.* [2001]). Pour Kasen et Woosley [2007], dans l'enveloppe des SNe plus froides, l'opacité dans le bleu augmente plus vite, et l'émission bleue décroît donc plus rapidement. Kasen *et al.* [2009] combinent des modèles 2-D d'explosion d'une naine blanche C+O à la masse de Chandrasekhar et de transport radiatif. Ils prévoient une variation de masse de Ni selon les conditions initiales

10. Notons cependant que la luminosité des SNe Ia sélectionnées pour le diagramme de Hubble ne présentent qu'une variation d'un facteur 2.

1 Introduction : Supernovae Ia et Énergie Noire

de 0.3 à $1.1M_{\odot}$, tout en reproduisant correctement les observations : spectres, courbes de lumière *BVRI* mais aussi les relations *brighter-slower* (voir figure 1.2). Toutefois, les modèles théoriques ne sont pas d'une précision suffisante pour permettre d'ajuster les courbes de lumière mesurées des SNe Ia afin d'en estimer les paramètres (*stretch* et couleur) qui entrent dans l'indicateur de distance. Ce sont donc des modèles spectro-photométriques empiriques qui sont utilisés.

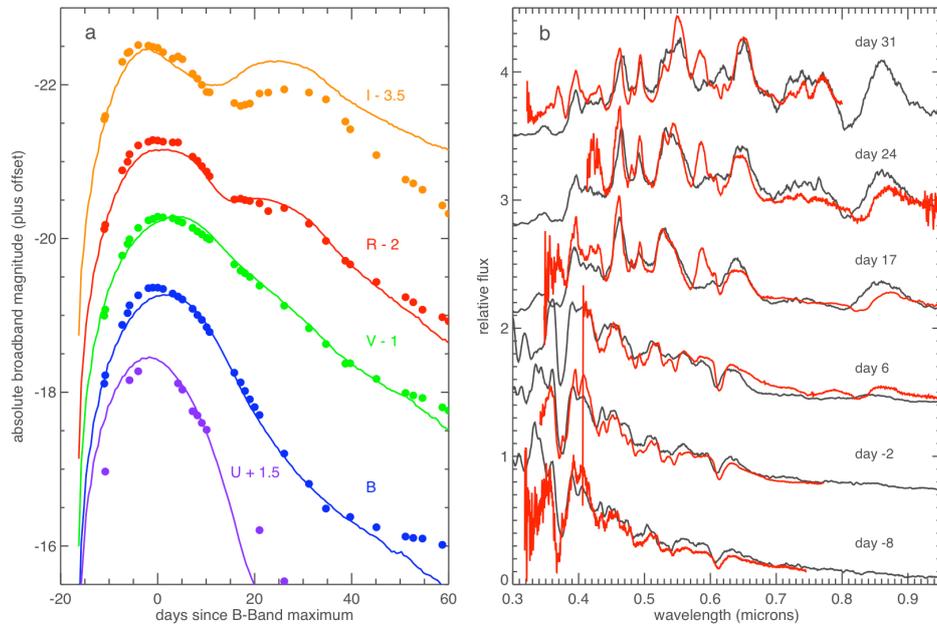


Fig. 1.2 – Courbes de lumière et spectres synthétiques obtenus avec le modèle d’explosion et de transfert radiatif de Kasen et al. [2009]. La modélisation est en accord avec la mesure de la supernovae SN 20003du en *UBVRI* ainsi que les spectres de la même SN à différentes phases (en jours, $t=0$ à la date du maximum dans le filtre rest-frame *B*). Crédits : Kasen et al. [2009]

L’identité du compagnon, et le processus qui amène la NB à la masse de Chandrasekhar demeurent incertains. Dans le cadre du modèle *single-degenerate* (SD), la NB accrete la matière d’un compagnon non dégénéré (étoile de la séquence principale ou géante rouge) qui remplit son lobe de Roche. Le taux d’accrétion adéquat est difficile à assurer. A des taux d’accrétion modérés, une couche d’hélium pourrait se former dont la détonation provoquerait par compression celle de la NB et son explosion à une masse inférieure à la masse de Chandrasekhar : c’est le modèle *sub-Chandrasekhar* (Woosley et al. [1986]). La variété des SNe Ia s’explique alors élégamment par la gamme de masse de la NB incriminée. Toutefois, la capacité de ce modèle à reproduire les observations est l’objet de débat. Enfin, dans le modèle *double degenerate* (DD), ce sont deux NB qui coalescent (Iben et Tutukov [1984]) pour atteindre la limite de Chandrasekhar. Ce scénario autorise une certaine variabilité quant à la masse de la NB à l’explosion mais l’obtention de l’explosion elle-même demeure un point délicat (Saio et Nomoto [1985]; van Kerkwijk et al. [2010]).

Selon le mécanisme envisagé, la distribution (DTD) du temps nécessaire (*delay time* ou DT) pour passer de la naissance du système binaire à son explosion en SN varie. Ces prédictions peuvent être comparées aux taux volumétriques de SNe Ia mesurés dans des populations d’âges stellaires différents et permettre ainsi de distinguer les divers scénarios à l’œuvre (voir par exemple Yungelson et Livio [2000]). Dans le cas du scénario DD, le DT a une distribution en loi de puissance $\propto t^{-1}$: la distribution continue de la séparation initiale des deux binaires à la naissance se traduit

1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire

par un continuum de valeurs quant au temps de collapse du système par rayonnement d'ondes gravitationnelles qui domine le DT. Le DT du scénario SD est quant à lui dominé par le temps mis par le compagnon de la NB (le moins massif des partenaires) pour quitter la séquence principale (Greggio [2010], Pritchett *et al.* [2008]). Mais la DTD de ce scénario calculée avec des codes de synthèse évolutive de population de binaires est souvent plus complexe. Les intervalles de masses autorisés pour la primaire et son compagnon sont restreints, ce qui produit des pics dans la DTD, et le résultat obtenu varie avec les auteurs (voir par exemple Mennekens *et al.* [2010]). Certains modèles s'accordent cependant à prédire une DTD qui diminue abruptement après quelques Gyr, car les secondaires ne sont alors plus assez massives pour assurer l'explosion de leur compagnon.

Les mesure de taux d'explosion en fonction du taux de formation d'étoiles (SFR) et de la masse des galaxies ont indiqué l'existence d'une composante "prompt" dont le DT est inférieur à 0.1 Gyr, et le taux proportionnel (B) au SFR spécifique, ainsi que d'une composante "tardy", dont le DT est sensiblement plus long (jusqu'à 10 Gyr) et le taux proportionnel (A) à la masse de la galaxie : c'est le modèle A+B (Scannapieco et Bildsten [2005], Mannucci *et al.* [2005, 2006], Sullivan *et al.* [2006]). D'autre part, l'énergie de l'explosion semble être reliée à l'âge de l'étoile parente : la vitesse de décroissance de la luminosité, donc la luminosité elle-même, serait corrélée avec l'âge de la population d'étoiles associée à la SN, soit une relation "younger-slower" (Hamuy *et al.* [2000]; Howell [2001]; Gallagher *et al.* [2008]; Neill *et al.* [2009]; Howell *et al.* [2009]).

Les mesures de taux actuelles permettent de tenter la reconstruction de la DTD et indiquent une distribution continue en loi de puissance, dont le modèle empirique A+B constituerait alors une approximation. On pourra consulter la revue de Maoz et Mannucci [2012], ainsi que Perrett *et al.* [2012] pour une mesure récente avec les données du Supernova Legacy Survey à $0.1 < z < 1.1$ et Maoz *et al.* [2012] pour le survey SDSS à $z \lesssim 0.3$. Le pic correspondant aux DT courts ($\lesssim 1$ Gyr, mais cette limite est incertaine) est compatible avec la forme de la DTD prévue par le scénario *double degenerate* (mais la normalisation reste problématique), et on ne peut exclure une contribution éventuelle de la voie *single degenerate*, du fait de la complexité des questions que soulèvent sa modélisation théorique.

La modélisation de la physique des SNe Ia est extrêmement complexe. Depuis quelques années, la moisson d'observations a permis de poser un certain nombre de contraintes sur ces modèles. L'utilisation des SNe Ia en cosmologie continue cependant de reposer sur des relations empiriques.

1.3.3 Indicateur de distance et diagramme de Hubble

L'utilisation des SNe Ia dans le diagramme de Hubble repose sur l'utilisation des relations *brighter-bluer* et *brighter-slower* pour construire l'indicateur de distance. La qualité et la statistique des données récentes ont permis de mettre en évidence la nécessité d'y adjoindre un troisième terme, qui fait intervenir les propriétés de l'environnement des SNe Ia. Dans le diagramme de Hubble actuel, les incertitudes systématiques sont devenues l'enjeu des projets de mesure de l'énergie noire actuels et futurs.

Indicateur de distance

Si la luminosité au pic dans le filtre Johnson B des SNe Ia présente une variation de l'ordre de 40%, la relation *brighter-slower* (Pskovskii [1977]) permet de corriger la valeur de la luminosité attribuée à chaque SN en fonction de la largeur de sa courbe de lumière, et d'obtenir ainsi une précision d'environ 15% satisfaisante pour les mesures de cosmologie (Phillips [1993]). La largeur de la courbe de lumière peut être estimée par le *stretch factor* s , qui dilate l'axe des temps d'une courbe de lumière patron $CL(t/s)$. Il existe d'autres paramétrisations selon le modèle empirique utilisé qui lui sont équivalentes. Il est aussi nécessaire d'effectuer la correction *brighter-bluer* fonction de c , l'excès de couleur au maximum de la SN Ia : $c = (B - V)(t_{\max}) - \langle (B - V)_{\max} \rangle$ (la moyenne est prise sur la population des SNe Ia).

1 Introduction : Supernovae Ia et Énergie Noire

Ces paramètres c et s sont mesurés pour chaque SNe Ia en ajustant aux données photométriques de la SN un modèle soit photométrique (MLCS2k2, [Jha et al. \[2007\]](#)), soit spectrophotométrique $\phi(t, \lambda)$ comme SALT2 ([Guy et al. \[2007\]](#), voir chapitre 2) ou SIFTO ([Conley et al. \[2008\]](#)). Ces trois modèles sont actuellement les plus utilisés.

L'indicateur de distance $\mu = 5 \log_{10}(D_L/10 \text{ pc})$ est alors construit à l'aide des mesures de c et s auxquelles on ajoute m_B^* la normalisation du modèle ϕ ajusté, qui correspond à la magnitude au pic dans le filtre B dans le référentiel propre de la SN :

$$\mu = m_B^* - \mathcal{M}_B + \alpha \times (s - 1) - \beta \times c$$

Les coefficients α et β sont les pentes des relations *brighter-slower* et *brighter-bluer*, et \mathcal{M}_B est une mesure combinant les valeurs de la constante de Hubble et de la magnitude absolue de la SN Ia "standard" pour laquelle $s = 1$ et $c = 0$. Ces 3 paramètres sont évalués en même temps que les paramètres cosmologiques lors de l'ajustement de la relation $\mu(z; \Omega_m; \Omega_{DE}; w)$ dans le diagramme de Hubble.

Si le terme $\beta \times c$ est formellement équivalent à une correction d'extinction $A_B = R_B \times E(B - V)$ où $E(B - V) \equiv A_B - A_V$ est l'excès de couleur¹¹, la valeur de $\beta \sim 2.5 - 3.5$ ([Conley et al. \[2011\]](#)) est inférieure à la valeur de $R_B \sim 4$ mesurée dans la Galaxie. Cette différence pourrait s'expliquer par une loi d'extinction spécifique à l'environnement de la SN, ou bien une loi de variation de couleur intrinsèque aux SNe Ia.

Un troisième paramètre : l'environnement de la SN

Il est apparu récemment ([Kelly et al. \[2010\]](#), [Sullivan et al. \[2010\]](#), [Lampeitl et al. \[2010\]](#)) que les relations de standardisation *brighter-bluer* et *brighter-slower* ne suffisaient pas pour standardiser, donc décrire, les SNe Ia à la précision actuelle des mesures : la SN Ia standard ($c = 0, s = 1$) est plus lumineuse d'environ 10% dans les galaxies les plus massives (en masse stellaire).

Notons que si la SN standard est plus lumineuse dans ces galaxies, la SN moyenne y est par contre moins lumineuse : le *stretch* s est effectivement significativement plus petit pour les SN explosant dans les galaxies plus rouges, de type précoce, formant moins d'étoiles, plus massives, de population stellaire plus âgée (voir la revue de ce sujet en section 5.2).

Il a donc été proposé d'inclure un troisième paramètre dans les relations de standardisation, soit une relation que l'on pourrait appeler *brighter-heavier* dépendant de la masse stellaire M_{host} . Plusieurs possibilités ont été envisagées : un terme linéaire $\gamma \times \log_{10}(M_{\text{host}}/M_{\odot})$; un terme de type Heaviside, plus robuste, où on ajuste deux valeurs pour la magnitude absolue de la SN standard, \mathcal{M}_B et $\mathcal{M}_B + \Delta\mathcal{M}_B$, selon que la galaxie hôte est plus ou moins massive qu'une masse seuil donnée, en choisissant $M_{\text{seuil}} \simeq 10^{10} M_{\odot}$ ([Sullivan et al. \[2011\]](#)) ; une paramétrisation intermédiaire, $\delta \times \mathcal{P}$, où \mathcal{P} est la probabilité que la masse stellaire de la galaxie hôte soit inférieure à la masse seuil choisie, δ est alors analogue à $\Delta\mathcal{M}_B$ ([Suzuki et al. \[2012\]](#)). En incluant cette troisième relation, [Sullivan et al. \[2011\]](#) obtiennent une différence pour la valeur de w de $\Delta w \simeq 0.06$, comparable à l'incertitude totale, statistique et systématique, de la mesure, $\sigma(w) \simeq 0.08$.

Diagramme de Hubble

Il est essentiel de comparer dans le diagramme de Hubble des mesures de SN proches ($0.01 < z < 0.1$) à des mesures de SN lointaines, afin d'obtenir un bras de levier suffisant pour mesurer les paramètres cosmologiques. Le Calan-Tololo Survey a ainsi fourni le premier lot moderne de SNe Ia proches ([Hamuy et al. \[1996\]](#)), dont les mesures de distances précises ($\sim 8\%$), combinées à celles des ~ 50 SNe lointaines du SCP et de la High-Z Team, ont permis la découverte de l'accélération de l'expansion.

11. $A_B \equiv m_B - m_B^0$ est la différence entre la magnitude m_B mesurée et la magnitude m_B^0 que l'on mesurerait en l'absence d'extinction le long de la ligne de visée.

1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire

Depuis, plusieurs projets ont découvert et mesuré plusieurs centaines de SNe proches, tant pour leur utilisation dans le diagramme de Hubble que l'étude de leur nature astrophysique : le Center for Astrophysics supernova program (CfA) (Hicken *et al.* [2009a]), la Lick Observatory Supernova Search (LOSS, Ganeshalingam *et al.* [2010]), le Carnegie Supernova Project (CSP, Folatelli *et al.* [2010]). Les recherches de la Palomar Transient Factory (PTF, Rau *et al.* [2009]), du Catalina Real-Time Transient Survey (CTS, Drake *et al.* [2009]), de PanSTARRS¹², alimentent les programmes d'observation. Enfin, mentionnons la Supernova Factory qui observe actuellement les SNe du projet PTF à l'aide d'un spectrographe intégral de champ et fournit ainsi des séries temporelles spectro-photométriques (Aldering *et al.* [2002]).

Un exemple de diagramme de Hubble est présenté en figure 1.3, obtenu avec la compilation Union 2 (Amanullah *et al.* [2010]) qui regroupe 557 SNe Ia de redshift $0.015 < z < 1.6$.

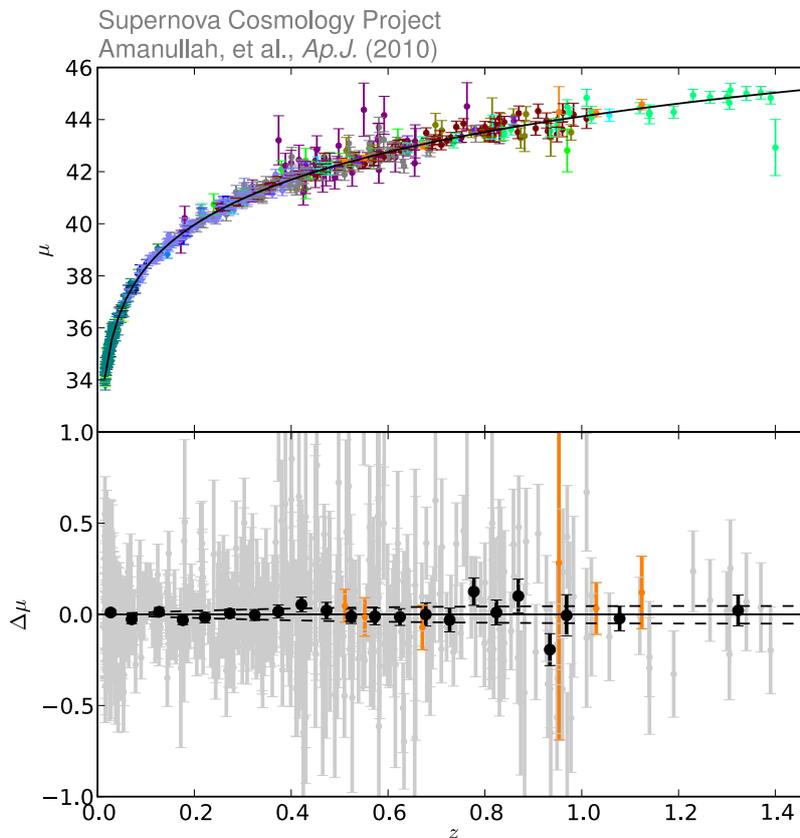


Fig. 1.3 – Diagramme de Hubble, et résidus par rapport au modèle cosmologique : $\Omega_m = 0.277$, $w = -1.009$ ($\Omega_k \equiv 0$) ajusté sur les SNe Ia de la compilation “Union 2 Sample” (Amanullah *et al.* [2010]).

Avec un diagramme de Hubble de plus de 500 SNe Ia, les incertitudes statistiques sont aujourd’hui de l’ordre des incertitudes systématiques, qu’il devient crucial de comptabiliser au mieux. Leur prise en compte dans le projet The Supernova Legacy Survey (SNLS) sera détaillée au chapitre 2.

La source d’incertitude systématique principale est l’inter-calibration des différents lots de SNe : les mesures cosmologiques sont actuellement établies en utilisant des compilations qui re-

12. <http://ps1sc.org/transients>

groupent des SNe Ia de surveys différents. Ainsi, l’inter-calibration des SNe Ia lointaines (par exemple celles du SNLS) avec les SNe Ia proches, qui sont en grande partie calibrées sur le système photométrique de Landolt (Landolt [1983]), est particulièrement complexe. Le renouvellement de ce lot avec des SNe mieux calibrées est en cours. Soulignons que la calibration des données intervient doublement dans le décompte des incertitudes puisque le modèle spectro-photométrique des SNe Ia sur lequel s’appuie l’indicateur de distance est entraîné lui-même sur les points de mesures d’un grand nombre de SNe Ia.

1.3.4 Projets actuels et futurs

Le Supernova Cosmology Project et la High-Z Team qui ont découvert l’accélération de l’expansion de l’univers à la fin du siècle dernier ont été suivis pas des programmes de recherche de supernovae sur des télescopes qui y ont dédié une bonne part de leur temps d’observation : la découverte et le suivi photométrique des supernovae est alors réalisable en même temps, ce qui restreint la question de la calibration à celle d’un seul instrument, et évite les problème d’inter-calibration de plusieurs télescopes de suivi des SNe.

Le projet “Equation of State : SupErNovae trace Cosmic Expansion” (ESSENCE) est un programme de 5 ans (2003-2008) du National Optical Astronomy Observatory (NOAO), qui a détecté et observé ~ 230 SNe Ia à $0.2 < z < 0.8$ au télescope de 4-m du Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) dans les filtres Cousins R et I, et sur un champ de ~ 10 degrés carrés.

Le projet Supernova du Sloan Digitized Sky Survey a mis a profit l’imageur de 1.4 degré carré sur le télescope du SDSS de 2.5-m pendant 3 ans (2005-2007) pour suivre régulièrement une surface de 300 degré carrés, en *ugriz*, ce qui a permis la production d’environ 500 SNe Ia à $0.05 < z < 0.4$ identifiées spectroscopiquement, et dont les courbes de lumière sont bien mesurées.

Enfin, le projet The Supernova Legacy Survey, qui sera détaillé au chapitre 2, a utilisé l’imageur Megacam monté sur le télescope de 4-m Canada-France-Hawaï pour suivre régulièrement une surface de 4 degrés carrés dans 4 bandes *griz* similaires à celles du SDSS : 450 SNe Ia à $0.2 < z < 1$ identifiées spectroscopiquement ont ainsi pu être mesurées. Comme pour ESSENCE, les SNe ont été identifiées spectroscopiquement auprès de télescopes de la classe des 8-10m : VLT, Keck, Gemini et Magellan. Ces projets ont par ailleurs découverts plusieurs centaines de SNe Ia qui n’ont pu être observées spectroscopiquement, et sont identifiées à l’aide de critères photométriques.

Le programme HST (Riess *et al.* [2004, 2007]) a permis de découvrir une vingtaine de SNe Ia très lointaines à $z > 1$, à un redshift où l’expansion de l’univers n’accélère pas encore. Ces SNe Ia sont donc précieuses heuristiquement, mais leur importance dans le diagramme de Hubble est maintenant réduite du fait du poids statistique et de la précision de mesure des lots de SNe à $z < 1$.

Les expériences de troisième génération comme le Dark Energy Survey (DES), Pan-STARRS et SkyMapper vont démarrer prochainement.

Le projet Supernova de DES permettra la découverte et le suivi d’environ 4000 SNe Ia en 5 ans (dont un sous-échantillon seront identifiées spectroscopiquement) à l’aide d’une caméra de 3 degrés carrés montée au télescope de 4-m du CTIO dans un domaine de redshift similaire à celui de SNLS (Bernstein *et al.* [2012]). Le suivi sera effectué en *gri* ainsi que dans le filtre *z*, dont la transmission effective sera supérieure à celle du SNLS.

Le projet Pan-STARRS, couvrira tout le ciel de l’hémisphère Nord, lorsque ses 4 télescopes de 1.8-m seront en service à l’observatoire d’Hawaï. Ce relevé permettra de détecter des SNe sur presque tout le ciel, ainsi que dans des champs profonds, mais il n’y a pas de publication à ce jour de mesures de distances effectuées avec PS1.

Enfin, SkyMapper, qui est un télescope automatique de 1.3-m de l’observatoire de Siding Springs (Australie), détectera par an, à l’aide de sa caméra de ~ 6 degrés carrés, environ 150 SNe

1.3 Les supernovae Ia : une sonde pour l'énergie noire

Ia confirmées spectroscopiquement (et autant confirmées photométriquement) à $z \sim 0.05$. Il en assurera le suivi photométrique en *uvgriz*.

Le Large Synoptic Survey Telescope est un télescope de 6.5-m de diamètre effectif qui sera construit sur le Cerro Pachón à côté du CTIO, et dont la caméra de 10 degrés carrés verra sa première lumière en 2020. Le programme supernova du LSST prévoit la découverte de plusieurs milliers de SNe Ia par an, dont l'identification en tant que type Ia ne pourra se faire que photométriquement. La stratégie d'observation reste à définir : la puissance de collection du miroir et la surface de la caméra, ainsi que sa sensibilité dans le rouge, devrait permettre une contribution décisive de la mesure des SNe Ia à la future "figure de mérite" de LSST.

Les projets principaux de la mission Euclid sont l'étude des corrélations du cisaillement gravitationnel et les BAO. A des redshifts $z \gtrsim 1$, les SNe sont mesurées dans le proche infra-rouge ce qui requiert des observations spatiales. Le projet Euclid pourrait alors effectuer les observations en *yJH* qui seraient complétées par le télescope LSST en *iz*, ce qui assurerait un programme adapté pour l'exploitation de quelques milliers de SNe Ia à $0.8 \lesssim z \lesssim 1.5$.

Chapitre 2

De EROS à SNLS

Je présente dans ce chapitre les principaux projets dans lesquels j'ai été impliquée ces dernières années : le programme de découverte et de suivi de supernovae Ia à des distances intermédiaires dans le cadre du Supernova Cosmology Project ; et le projet de mesure de l'énergie noire avec des supernovae Ia lointaines, le Supernova Legacy Survey, auquel je participe depuis sa mise en œuvre en 2003.

2.1 Le Supernova Cosmology Project

La construction du diagramme de Hubble de supernovae Ia lointaines tel que celui de [Perlmutter et al. \[1999\]](#) repose sur l'avènement des caméras grand champ, composées d'une mosaïque de CCDs, et montées sur des télescopes de la classe des 4-m. Cette configuration a permis la mise au point d'une technique de recherche garantissant à l'avance la détection d'un nombre connu (aux fluctuations poissonniennes près) de supernovae de type Ia, à un redshift moyen donné, et découvertes avant le maximum de luminosité. Ce dernier point est crucial pour assurer une bonne précision de la mesure de la magnitude au pic. Cette garantie éprouvée a permis de réserver plusieurs mois à l'avance, pour chaque campagne de recherche, les télescopes de suivi photométrique et spectroscopique afin d'obtenir l'identification spectroscopique et une fois la nature des candidats assurée, une courbe de lumière précise pour chaque objet.

Cette technique consiste à détecter à l'aveugle les SNe par soustraction des pixels (après traitement numérique) de deux images du même champ, observées à une vingtaine de jours d'écart afin de sélectionner préférentiellement les SNe en phase montante. La profondeur en redshift de la recherche est fixée par la taille du télescope, le temps d'exposition et les conditions d'observation. Le nombre de SNe attendu est en première approximation proportionnel au volume sondé, soit la profondeur que multiplie la surface du ciel observée – d'où la nécessité d'un détecteur grand champ. Le traitement numérique des images permet de mesurer l'efficacité de détection à l'aide de simulation Monte-Carlo et de contrôler ainsi les biais de sélection des SNe.

J'ai mis moi-même cette technique en œuvre pendant ma thèse dans l'équipe EROS. La faible profondeur du survey (le Marly est un télescope de 1-m monté à l'observatoire de La Silla, Chili) est compensée par le grand champ de la caméra d'EROS, de 1 degré carré, la plus grande au monde en 1998. Le design d'EROS était donc particulièrement adapté à la recherche automatique de SNe proches, et à la mesure de leur taux d'explosion ([Hardin et al. \[2000a\]](#)), objet de ma thèse.

Notons que les SNe proches du programme du Calán-Tololo qui entrent dans le diagramme de [Perlmutter et al. \[1999\]](#) ont été obtenues par une stratégie hybride. A nouveau, la taille de l'imageur devait compenser la très faible profondeur sondée : la recherche a été effectuée sur le télescope Curtis Schmidt du CTIO avec des plaques photographiques de 25 degré carré chacune¹. Une telle surface assurait un nombre de SNe découvertes suffisant pour pouvoir bénéficier d'un temps

1. En utilisant une technique de comparaison des images à l'oeil (*blinking*).

d'observation conséquent alloué à l'avance auprès des télescopes du CTIO, mais la technologie des plaques photos ne permettait pas un traitement numérique des données.



Fig. 2.1 – Les télescopes de l'Isaac Newton Group (ING) utilisés pour les campagnes de l'ESCC de 1999, à l'observatoire del Roque de Los Muchachos, sur l'île de la Palma, aux Canaries (Espagne). De gauche à droite et de haut en bas : télescope de 1-m Jakob Kapteyn (suivi photométrique), télescope de 4.2-m William Hershel (identification spectroscopique), télescope de 2.5-m Isaac Newton (détection et suivi), vue générale de l'ING. Crédits : Isaac Newton Group of Telescopes, La Palma.

2.1.1 Le European Supernova Cosmology Consortium

En 2000, le diagramme de Hubble des SNe Ia est donc peuplé à bas redshift par les SNe Ia du Calán-Tololo, et vers $z \sim 0.5$ par les quelques dizaines de SNe de la High-Z Team et du SCP. Pour confirmer la découverte de l'accélération de l'univers, il est nécessaire d'en étendre le domaine en redshift, afin d'éliminer d'autres modèles, comme celui d'un univers avec de la poussière grise (Aguirre [1999a,b]); et d'améliorer la précision des mesures, en particulier celle de la couleur de la SNe, qui est à prendre en compte dans l'indicateur de distance. Ces deux points sont aussi d'importance pour aborder la question de l'évolution potentielle avec le redshift z des SNe Ia du diagramme.

La High-Z Team a tourné ses efforts vers les $z > 1$, avec le programme HST de Riess *et al.* [2001]. Le SCP a quant à lui entrepris de continuer à peupler le diagramme de Hubble vers $z = 0.8 - 1$ avec des SNe découvertes au sol, et bien mesurées, par exemple avec la Wide Field Planetary Camera 2 (WFPC2) du HST (Knop *et al.* [2003]). Un autre projet se construit alors, celui de combler la zone "désertique" du diagramme à $z \sim 0.2$ – le *redshift desert*. Ce domaine est d'importance, puisqu'il correspond à une période où l'énergie noire domine la dynamique

2.1 Le Supernova Cosmology Project

SN	RA (2000)	Dec. (2000)	date UT de découverte	[R] or g' mag	date UT de spectroscopie	redshift	phase spectro.
1999cj	10 14 02.46	- 0 14 34.0	Apr 17	[19.2]	Apr 19	0.362	+9
1999ck	14 08 56.59	- 0 05 50.7	Apr 16	[21.9]	Apr 19	0.432	-9
→ 1999dr	23 00 17.56	- 0 05 12.5	Sep 1	22.1	Sep 12	0.178	+24
1999dt	00 45 42.29	+ 0 03 22.2	Sep 4	23.5	Sep 12	0.437	-9
→ 1999du	01 07 05.94	- 0 07 53.8	Sep 8	22.8	Sep 12	0.260	-9
→ 1999dv	01 08 58.96	+ 0 00 24.8	Sep 9	21.8	Sep 13	0.186	-7
1999dw	01 22 52.80	- 0 16 20.8	Sep 7	24.1	Sep 12	0.460	-4
→ 1999dx	01 33 59.45	+ 0 04 15.3	Sep 8	22.2	Sep 14	0.269	+5
→ 1999dy	01 35 49.53	+ 0 08 38.3	Sep 8	21.7	Sep 14	0.215	0
1999dz	01 37 03.24	+ 0 01 57.9	Sep 8	23.4	Sep 13 & 14	0.486	-4
1999ea	01 47 26.09	- 0 02 07.2	Sep 9	23.3	Sep 13	0.397	-8
1999gx	00 34 15.47	+ 00 04 26.2	Sep 6	23.3	Sep 13	0.493	-4

Tab. 2.1 – *Supernovae Ia découvertes à l’INT pendant la campagne 1999 de l’ESCC. La magnitude indiquée correspond à la date de découverte. La date de spectroscopie correspond à l’observation au WHT/ISIS. Le redshift est mesuré sur les raies de la galaxies hôte. La phase indiquée en jour est mesurée par ajustement de spectres template à ± 3 jours. Les flèches indiquent les SNe suivies photométriquement aux télescopes INT et JKT. Adapté de [Balland et al. \[2006\]](#).*

de l’expansion, tout en étant suffisamment proche pour espérer limiter les problèmes d’évolution. Enfin, à ce redshift, on observe la partie UV de l’émission de la SN dans le visible, qui est essentielle pour la modélisation spectro-photométrique des SNe, et difficilement observable au sol à $z \sim 0$.

Le European Supernova Cosmology Consortium (ESCC), branche européenne du Supernova Cosmology Project, s’est constitué en 1999 dans ce but. L’ESCC a mené plusieurs campagnes de détection et de suivi en 1999 et 2002 auprès des télescopes de l’Isaac Newton Group (ING) de l’Observatoire des Canaries (figure 2.1).

J’ai coordonné les deux campagnes de 1999, en grande partie sur place à l’observatoire, qui ont permis la découverte et le suivi spectroscopique et photométrique d’une dizaine de SNe Ia².

Une campagne a aussi été entreprise conjointement avec l’équipe EROS en 2000, EROS devait assurer la découverte des SNe. J’en ai coordonné le suivi photométrique et spectroscopique auprès des télescopes l’ING ([Hardin et al. \[2000b\]](#)).

2.1.2 Campagnes au printemps et à l’automne 1999 à l’Isaac Newton Telescope

La zone du *redshift desert* conjugue les difficultés de la recherche de SNe proches – il faut observer une surface importante pour détecter suffisamment de SNe – et lointaines – elle nécessite l’usage de télescope de la classe des 2-m. Pour ce projet, il était donc particulièrement adapté d’utiliser la Wide Field Camera de 0.27 degré carré montée sur le télescope Isaac Newton de 2.5-m. Les images ont été prises dans le filtre g' qui correspond au filtre B *rest-frame* à $z=0.2$. Ces observations ont été obtenues dans le cadre du Isaac Newton’s Group Wide Field Survey (WFS, [McMahon et al. \[2001\]](#)) qui a observé 200 degrés carrés dans plusieurs bandes, du filtre u' au filtre z' .

Environ 30 degrés carrés ont été ainsi observés avec un temps d’exposition de 600s en août

2. A propos de la campagne test de printemps, on pourra aussi consulter avec profit Sciences et Vie Junior, juin & juillet 2001. Cette campagne a par ailleurs fait l’objet d’un reportage dans l’émission E=M6 Junior diffusée en septembre 2000.

1999, et 25 jours plus tard en septembre 1999. Un premier *run* de test avait été effectué avec succès au printemps 1999.

J’ai tout d’abord utilisé une partie du logiciel de détection par soustraction d’image écrit pour ma thèse que j’ai inclus dans la “boîte à outil” du groupe Cosmologie du LPNHE : soit le progiciel TOADS (TOols for Analysis and Detection of Supernovae) du French Observing Group of Supernovae (FROGS). L’implémentation par S. Fabbro et P. Astier (Fabbro [2001]) de la méthode développée par Alard [2000] a permis ensuite d’en améliorer les performances.

De cette façon, 15 transients ont été sélectionnés et observés ensuite avec le spectrographe ISIS du télescope de 4.2-m William Herschel Telescope (WHT) de l’ING. Dix SNe Ia ont ainsi été identifiées pendant cette campagne, auxquelles il faut ajouter deux SNe Ia supplémentaires découvertes lors de la campagne test d’avril 1999 (Hardin *et al.* [1999]; Hardin [1999]; Astier et Goobar [1999]).

Les spectres de ces 12 SNe Ia entre $z = 0.178$ et $z = 0.493$ (le redshift moyen est de $z \simeq 0.35$) sont présentés dans Balland *et al.* [2006]. Ils ont été observés pour la plupart au maximum de luminosité, et sont compatibles avec les spectres des SNe Ia proches. La table 2.1 récapitule les caractéristiques de ces 12 SNe Ia et de leurs observations.

Le suivi photométrique que j’ai coordonné a été effectué à l’INT, ainsi qu’au NOT et sur le télescope de 1-m Jacobus Kapteyn Telescope (JKT) pour cinq de ces supernovae à $z < 0.3$. Les SNe ont été mesurées dans les filtres g' et r' , ce qui correspond à ces redshifts aux filtres UVB à $z = 0$. Notons que cela doublait alors la statistique des SNe Ia dans le domaine des redshifts intermédiaires, soit $0.15 < z < 0.35$. La mesure de leur courbes de lumière est présentée dans Amanullah *et al.* [2008].

Ces SNe Ia ont pu ensuite être incluses dans le Union 2 Sample (Amanullah *et al.* [2010]), présenté en figure 1.3, et contribuent donc au diagramme de Hubble. Cette compilation comporte certes une centaine de SNe Ia provenant du SDSS Survey dans le domaine des redshifts intermédiaires, mais les SNe antérieures à 2000 s’y comptent (presque) sur les doigts de la main.

Ces campagnes de l’ESCC, si elles furent fructueuses, mettent toutefois en exergue la difficulté commune aux programmes Supernovae de cette génération : celle d’effectuer une recherche à quasi “usage unique”, parfois en parasite d’un autre survey, et d’obtenir et coordonner le suivi spectroscopique et photométrique de manière concomitante. Toute la préparation générale (demande de temps d’observation, adaptation de la stratégie d’observation du survey à celle des SNe ...) et technique (installation des logiciels, traitement des images différent pour chaque télescope ...) est à renouveler à chaque campagne, qui de plus, par sa courte durée, sera très sensible aux aléas météorologiques.

2.2 The Supernova Legacy Survey

Les projets Supernovae de la génération suivante ont pu bénéficier d’une stratégie qui permette la découverte et le suivi des SNe sur un même télescope, au sein d’un projet unique et à long terme. Ils se sont tournés vers des relevés à grands champs acceptant d’adapter sur de longues périodes la planification de leur prise de données : en revenant sur un même champ avec une fréquence de quelques jours, dans les filtres convenablement choisis et ce pendant plusieurs mois, il est possible de suivre en même temps les SNe déjà découvertes tout en en détectant de nouvelles.

Cette stratégie dite de *rolling-search* a été adoptée par le Supernova Legacy Survey, mais aussi le programme Supernovae du SDSS, le projet ESSENCE et la plupart des relevés utilisant le HST.

Elle a tout d’abord été testée au printemps 2002 dans le cadre d’une campagne du SCP. Celle-ci a été effectuée avec la caméra CFH12K de 0.3 degré carré, montée sur le télescope CFHT à l’observatoire d’Hawaï, dans une configuration expérimentale préfigurant celle du Supernova Legacy Survey. Cette campagne succédait à plusieurs campagnes précédentes en 1999, 2000 et 2001, qui avait bénéficié du mode d’observation “en queue”, c’est-à-dire que le temps alloué n’est

2.2 The Supernova Legacy Survey

décompté que lors qu'il est effectivement obtenu. Ce mode est un progrès puisqu'il limite l'impact des aléas météorologiques.

Le Supernova Legacy Survey a débuté en 2003 et les observations se sont achevées en 2008.

J'ai ainsi tout d'abord participé, dans la droite ligne de mon travail avec le ESCC, à la mise en œuvre du logiciel de détection des SNe, inclus dans la "boîte à outil" TOADS, devenue de par les circonstances Poloka³. J'y ai alors mis en place le module permettant le calcul de l'efficacité de détection des SNe qui repose sur l'adjonction de fausses SNe dans les données. J'ai pu calculer les efficacités de détection pour le dernier *run* sur la CFH12K, puis les premiers *runs* de Megacam.

Je me suis ensuite tournée en 2006 vers la construction des catalogues de galaxies et galaxies hôtes SNLS, leur application à l'étude de l'effet de lentille gravitationnelle ainsi qu'à l'étude de la relation entre les propriétés des SNe Ia et les caractéristiques de leur hôte. J'ai aussi en parallèle encadré la thèse de Nicolas Fourmanoit sur la photométrie SNLS5 de 2007 à 2010. Le détail de ces contributions à cette belle expérience qu'est SNLS sera présenté dans les chapitres qui suivent.

Je décris dans cette section le cadre expérimental du Supernova Legacy Survey. Je présente ensuite le résultat principal obtenu sur les données à 3 ans (SNLS3), la mesure de w à mieux que 10% (voir l'article Conley *et al.* [2011] sur lequel s'appuie en grande partie cette section). Cette présentation est l'occasion d'exposer rapidement les différentes étapes de l'analyse SNLS, auxquelles s'articuleront les travaux présentés dans les chapitres qui suivent.

2.2.1 Cadre expérimental

Le programme SNLS s'inscrit dans le cadre du Canada-France-Hawaï Telescope Legacy Survey (CFHTLS), qui utilise la caméra grand champ Megacam (Boulade *et al.* [2003]) montée sur le télescope de 3.6-m Canda-France-Hawaï (CFHT), à l'observatoire de Mauna Kea d'Hawaï (figure 2.2). Le CFHTLS regroupe trois programmes : le Deep, le Wide et le Very Wide Survey dont les surfaces sont respectivement de 4, 170 et 1300 degrés carrés.

Le CFHTLS a débuté en 2003 et s'est achevé en 2008. En tout, 1200 heures d'observations seront dévolues au SNLS. De plus, le mode d'observation "en queue" sera assorti d'une priorité maximale donnée au images SNLS par le Steering Allocating Committee du CFHTLS à partir du printemps 2005. Des observations complémentaires continuent d'être réalisées et l'analyse des données du *survey* s'achèvera probablement en 2015.

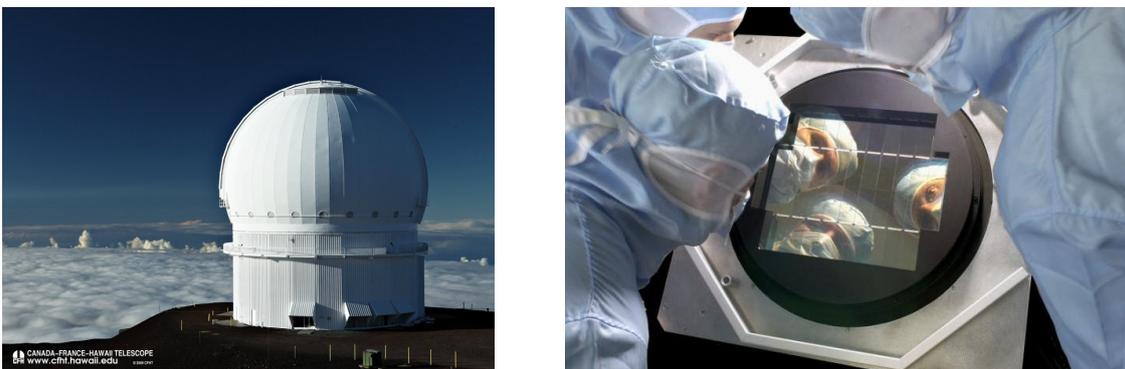


Fig. 2.2 – Le dôme du CFHT au sommet du Mauna Kea, Hawaï. La caméra Megacam lors de son assemblage. Crédits : CFHT.

3. qui signifie grenouille en hawaïen.

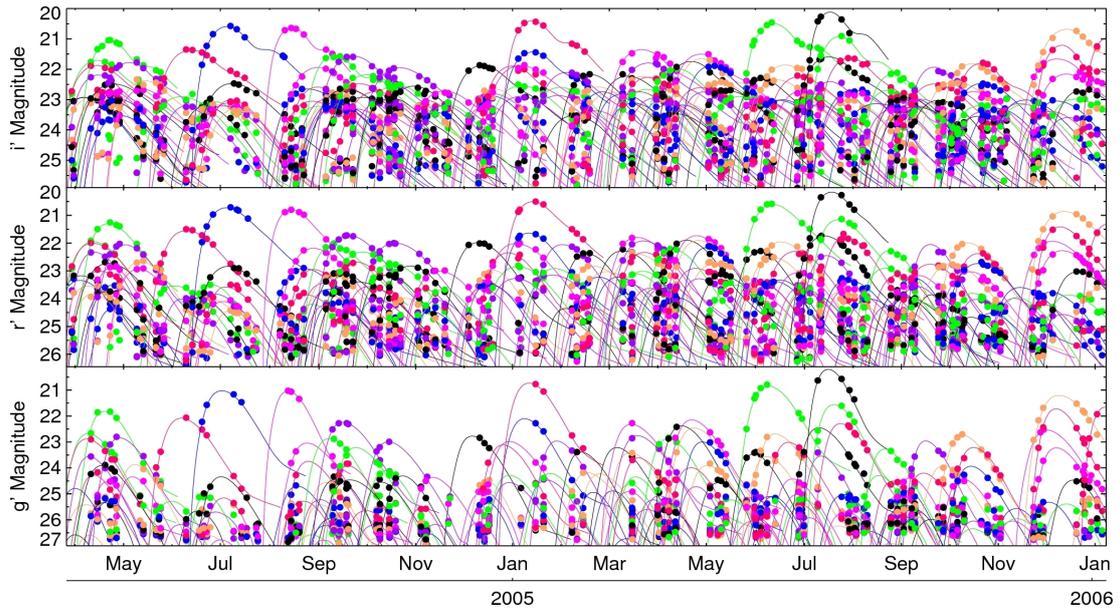


Fig. 2.3 – Illustration de la technique de rolling-search : courbes de lumière gri reconstruites par la chaîne de détection en temps réel du SNLS entre le printemps 2004 et l’hiver 2005.



Fig. 2.4 – Télescopes utilisés pour la spectroscopie des supernovae du SNLS. De gauche à droite et de bas en haut : l’UT1 du Very Large Telescope situé au Cerro Paranal (Chili), Gemini Nord et les télescopes Keck I et Keck II – ces trois derniers situés au Mauna Kea. Crédits : ESO, Gemini Observatory/AURA et Keck Observatory.

Le cadre expérimental et la stratégie d’observation du Supernova Legacy Survey ont été conçus pour obtenir des données de qualité et minimiser les effets systématiques, afin d’atteindre la précision requise quant à la mesure des paramètres cosmologiques.

1. La qualité de l’imageur grand champ Megacam et la taille du miroir du CFHT, ainsi que

2.2 The Supernova Legacy Survey

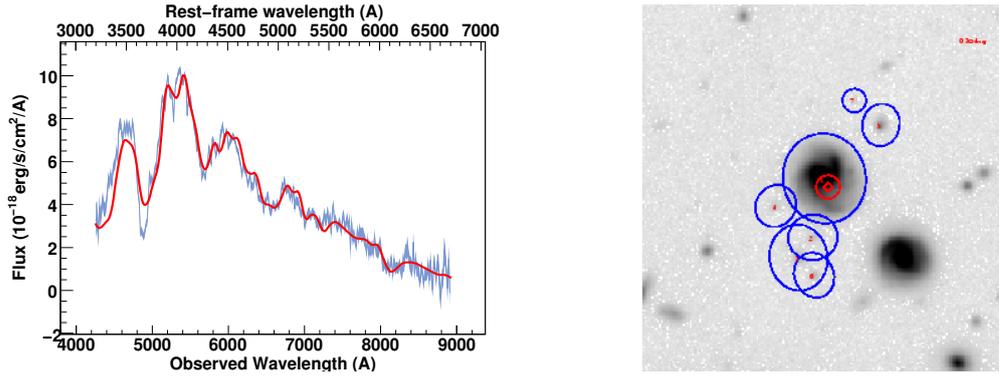


Fig. 2.5 – Supernova 03D4ag. A gauche, le spectre VLT permettant de l’identifier comme une SN Ia à $z = 0.332$ (Crédits : Balland et al. [2009]). En rouge le spectre patron ajusté sur le spectre. La contribution galactique au spectre de la SN est soustraite. A droite, l’image profonde de la galaxie hôte : la position de la SN est indiquée en rouge, en bleu celles des galaxies les plus proches identifiées.

Filtre	u	g	r	i	z
longueur d’onde centrale effective (en Å)	3898	4862	6235	7629	8813
redshift correspondant au U <i>rest-frame</i>	0.06	0.33	0.70	1.08	1.40
redshift correspondant au B <i>rest-frame</i>	–	0.12	0.44	0.76	1.03
redshift correspondant au V <i>rest-frame</i>	–	–	0.14	0.40	0.61

Tab. 2.2 – Longueurs d’onde centrales effectives des filtres ugriz de Megacam. Le redshift correspondant à la coïncidence avec la longueur d’onde centrale des filtres UBV Johnson, $\lambda_{\text{UBV}} = 3670, 4340, 5460 \text{ \AA}$, dans lesquels on souhaite obtenir une mesure du flux *rest-frame* de la SN, est indiqué. On mesure donc dans les filtres r et i le flux *rest-frame* B et V à $z \simeq 0.4-0.5$, et U et B à $z \simeq 0.7-0.8$.

les très bonnes conditions d’observation du site, permettent d’atteindre une profondeur suffisante pour réduire l’impact du biais de Malmquist qui affecte les surveys limités en flux (Perrett et al. [2010]).

2. La découverte et le suivi photométrique sont réalisés avec un seul télescope : la calibration de cet instrument unique a pu ainsi être étudiée en détail (Regnault et al. [2009]) ; de surcroît, les problèmes d’inter-calibration de plusieurs télescopes de suivi sont évités.
3. SNLS a mis en œuvre la technique de la *rolling search* (figure 2.3) sur les 4 champs Deep du CFHTLS, ce qui a déterminé le planning de leur observation dans les filtres *griz* pendant les 5 années du *survey*. Cette stratégie assure un bon échantillonnage des courbes de lumière de toutes les SNe, soit une mesure tous les 3-4 jours dans les 4 filtres *griz*, lorsque MegaCam est montée de 14 à 18 jours par lunaison autour de la nouvelle lune. Par construction, cet échantillonnage couvre aussi la période qui précède la découverte de la SN. Le bon échantillonnage de la courbe de lumière pre- et post-maximum est essentiel pour la précision de la mesure. Le mode d’observation “en queue”, associé à une priorité maximale donnée au SNLS, a permis de limiter l’impact des aléas météorologiques : chaque observation “perdue” devenait prioritaire la nuit suivante.
4. La mesure des SNe dans les quatre filtres *griz* du survey permet d’estimer la magnitude B dans le référentiel de la SN pour tout le domaine de redshift de $z = 0.1$ à $z = 1$, ainsi que

les couleurs U-B et B-V de la SN (voir table 2.2).

5. En observant ainsi l'équivalent de 40 nuits par an durant 5 ans, le SNLS a découvert près de 450 SNe Ia identifiées spectroscopiquement sur des télescopes de la classe des 10-m (VLT, Keck et Gemini, figure 2.4) lors de programmes d'observation alloués spécifiquement. Rappelons de plus que le redshift est l'autre mesure entrant (en abscisse) dans le diagramme de Hubble.

Ce lot dont la contamination en SNe non-Ia est limitée est essentiel pour obtenir un diagramme de Hubble fiable, mais aussi pour tester les algorithmes d'identification photométrique des SNe Ia qui n'ont pu être observées spectroscopiquement : cela concerne près de 300 SNe Ia pour les données SNLS3 (Bazin *et al.* [2011]). Il permet d'autre part la comparaison des spectres de ces SNe distantes avec ceux de leurs homologues proches, et de tester ainsi les effets d'évolution. Les spectres des SNe SNLS ont été publiés dans Howell *et al.* [2005]; Bronder *et al.* [2008]; Ellis *et al.* [2008]; Balland *et al.* [2009]. Un exemple est présenté en figure 2.5.

6. Les observations peuvent être combinées pour construire des images profondes des champs Deep (comme leur nom l'indique), sur lesquelles il est possible d'étudier photométriquement les galaxies hôtes, afin d'explorer les relations entre les SNe et leur environnement. Un exemple est présenté en figure 2.5.

2.2.2 SNLS3 : mesure de l'équation d'état de l'énergie noire

La mesure des paramètres cosmologiques sur le lot SNLS3 des données à 3 ans est décrite en détail dans Conley *et al.* [2011]. Je n'en présente ici que les principaux points.

SNLS est un projet principalement européen et canadien, et les différentes étapes de l'analyse ont été menées indépendamment des deux côtés de l'Atlantique. Par rapport à l'analyse SNLS1 (Astier *et al.* [2006]), la calibration (Regnault *et al.* [2009]) et le modèle spectro-photométrique (Guy *et al.* [2007], Conley *et al.* [2008]) ont été améliorés, et la relation entre les propriétés des SNe et de leurs hôtes est prise en compte (Sullivan *et al.* [2010]).

Rappelons que l'indicateur de distance est construit pour une SN à l'aide des observables estimées à partir des mesures photométriques, soit la magnitude apparente dans la bande B m_B^* , le paramètre de *stretch* s de la courbe de lumière, et la couleur $c=B-V$:

$$\mu_{\text{SN}} = m_B^* - \mathcal{M}_B + \alpha \times (s - 1) - \beta \times c \quad (2.1)$$

Les paramètres $\vec{\theta}$ du modèle cosmologique (par exemple $\vec{\theta} = (\Omega_m, w)$ pour un univers plat) sont ajustés, ainsi que \mathcal{M}_B , α et β sur le lot de toutes les SNe :

$$\chi^2 = \sum_{\text{SN}_i} \frac{(\mu(z_i; \vec{\theta}) - \mu_{\text{SN}_i})^2}{\sigma_i^2 + \sigma_{\text{int}}^2} \quad (2.2)$$

Le terme σ_i au dénominateur propage les incertitudes photométriques tandis que σ_{int} propage les incertitudes restantes, soit la dispersion intrinsèque à la loi 2.1 des SNe Ia, dispersion qui rend compte vraisemblablement de notre connaissance limitée de la physique des SNe. Cette expression du χ^2 est bien sûr simplifiée puisque la matrice C des covariances utilisée dans l'ajustement n'est pas diagonale, l'expression du χ^2 s'écrit donc en réalité ${}^t\vec{\Delta}\mu C^{-1}\vec{\Delta}\mu$. La description des différentes contributions à la matrice C suit.

L'estimation des paramètres cosmologiques tient compte non seulement des incertitudes statistiques mais aussi systématiques par l'intermédiaire de la matrice C . Cette matrice est publiée, ce qui permet l'exploitation par d'autres projets scientifiques de nos données sans perte d'information.

Les supernovae Ia SNLS3 pour la mesure de cosmologie

Le lot SNLS3 comprend 472 SNe Ia : 123 supernovae proches, 93 à redshift intermédiaire du Sloan Digitized Sky Survey, 242 SNe du SNLS, et 14 SNe Ia à grand redshift, observées avec le HST.

Le lot des SNe Ia proches comprend principalement des SNe du Calan-Tololo Survey, et des projets CfAI-II-III (Hicken *et al.* [2009a]) ainsi que CSP (Folatelli *et al.* [2010]). Le tiers de ces SNe est observé dans le système de magnitudes de Landolt (Landolt [1983]), dans lequel il faut alors transcrire le système de magnitude de Megacam *griz*, ce qui est la source principale d’incertitude systématique de la mesure des paramètres cosmologiques.

A $z > 1$, il devient difficile d’observer les SNe depuis le sol, la lumière *rest-frame B* étant observée dans le NIR. Les supernovae observées avec le HST complètent donc notre lot à $z = 0.7-1.4$.

Enfin, 93 SNe du SDSS-II peuplent notre diagramme de Hubble dans la zone “désertique” à $z \sim 0.2$, comme on le constate en figure 2.6. Le système de filtres du SDSS a été calibré précisément, et est de reste très similaire à celui de Megacam. L’inter-calibration des données SNLS et SDSS n’est donc pas aussi problématique que pour les SNe proches.

Ces SNe sont sélectionnées selon plusieurs critères qui permettent d’assurer une couverture temporelle et en longueur d’onde adéquate afin de garantir la précision de l’estimation de la magnitude B au maximum (voir Guy *et al.* [2010]; Conley *et al.* [2011]) :

1. on requiert l’existence de plusieurs points de mesure, en particulier autour du maximum, et ce dans plusieurs filtres. C’est le critère le plus restrictif, qui élimine 6% du lot initial SNLS, et 30% du lot initial des proches.
2. les valeurs extrêmes de *stretch*, qui sortent du domaine de validité du modèle spectrophotométrique, sont éliminées : $0.7 < s < 1.1$.
3. il en est de même pour les couleurs extrêmes : le critère $-0.25 < c < 0.25$ élimine les SNe atypiques et/ou éteintes par de la poussière.
4. les SNe conduisant à des mesures discordantes à plus de $3.2\text{-}\sigma$ lors de l’ajustement au diagramme de Hubble sont éliminées (soit $\sim 1\%$ du lot final complet).
5. les SNe proches doivent être dans le flot de Hubble : soit $z > 0.010$ ⁴.

Photométrie des supernovae

Les courbes de lumière des SNe (et potentiellement de tout transient détecté) sont construites en exploitant optimalement l’information des pixels des images. Plus précisément, on mesure le rapport du flux de la SN à celui des étoiles voisines sur le champ considéré — ce sont les étoiles dites tertiaires, de magnitudes elles-mêmes élaborées à partir de la mesure d’étoiles standard connues.

Les pixels d’une image sont modélisés par la superposition d’un fond constant, d’une galaxie représentée par une carte de pixels, et d’une source ponctuelle de position fixe : la SN. Le flux et le fond de ciel par image, ainsi que les pixels de la carte de la galaxie et la position de la SN sont ajustés sur toutes les images disponibles dans un filtre donné. Les détails de l’implémentation de cette technique sont indiqués au chapitre 3, où je présente le nouvel algorithme mis en place pour l’analyse SNLS5, ainsi que sa caractérisation.

4. Ce qui correspond pour une vitesse particulière de galaxie de $\sim 600 \text{ km.s}^{-1}$ à une perturbation du redshift de 20%.

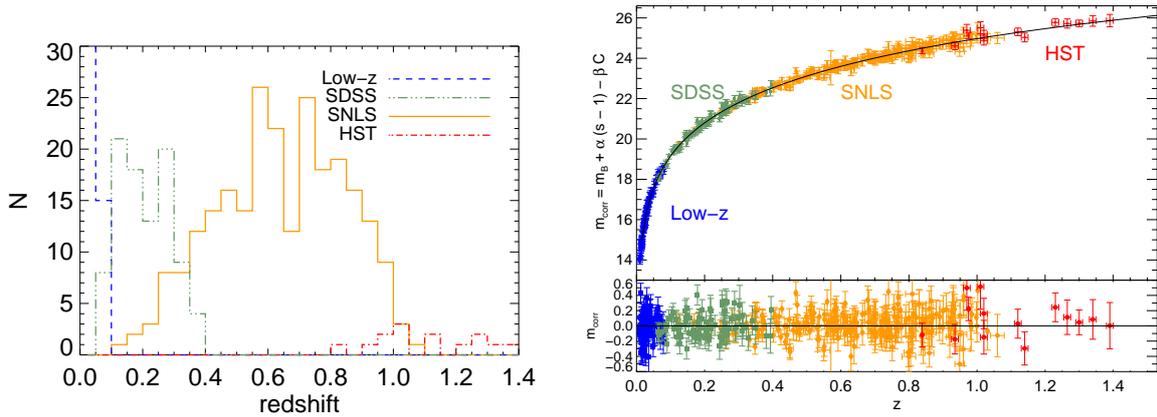


Fig. 2.6 – A gauche, distribution en redshift des différentes SNe Ia entrant dans le lot SNLS3 : en bleu les 123 SNe Ia proches, en vert les 93 SNe Ia du SDSS qui comblent la zone désertique à $z \simeq 0.2$, en jaune les 242 SNe du SNLS, en rouge les 14 SNe du HST. A droite, le diagramme de Hubble construit avec le lot SNLS3. L’ajustement d’un modèle d’univers plat donne la mesure $(\Omega_m, w) = (0.18 \pm 0.10, -0.91^{+0.17}_{-0.24})$. Crédits : Conley et al. [2011].

Calibration de la photométrie SNLS

La procédure de calibration des données SNLS, décrite dans Regnault et al. [2009], permet d’obtenir une précision de 1% sur l’étalonnage du flux des SNe.

Les observations sont d’abord alignées relativement en flux, en utilisant le catalogue d’étoiles tertiaires de magnitudes connues. Ces étoiles tertiaires, présentes dans les champs Deep de science, ont été elles-mêmes calibrées en magnitude en observant avec Megacam pendant des nuits photométriques des étoiles standard dites “secondaires”, comme par exemple le catalogue des étoiles de Landolt (Landolt [1992]).

Les observations sont ensuite converties en flux physiques : pour cela, on utilise une étoile de référence de magnitudes et de spectre connu – le standard primaire. Le SNLS et le SDSS ont sélectionné tous deux la même étoile de référence (rouge), BD 17° 4708, mesurée dans le cadre du programme HST CALSPEC (Bohlin [1996]).

Une cartographie minutieuse des non-uniformités de la transmission de l’imageur a été réalisée en utilisant des images de champs d’étoiles denses obtenus en décalant régulièrement le pointé : il a pu être ainsi établi que le flux d’une étoile entre le centre et les coins de la caméra varie jusqu’à 10%.

Un tiers des données proches est calibré dans le système de filtres UBVRI de Landolt, ce qui nous oblige à effectuer la conversion des magnitudes *griz* de Megacam dans ce système. Les incertitudes des magnitudes Landolt de notre étoile de référence sont cause de la contribution principale à l’incertitude systématique de la mesure des paramètres cosmologiques.

Modélisation spectro-photométrique : SALT2 et SIFTO

Deux modélisations spectro-photométriques ont été développées, de chaque côté de l’Atlantique : SIFTO (Conley et al. [2008]) et SALT2 (Guy et al. [2007]).

Pour SALT2, le flux *rest-frame* de la SN est paramétrisé ainsi :

$$\phi(\lambda, t) = X_0 \times [M_0(\lambda, t) + X1 \times M_1(\lambda, t)] \times \exp(c \times CL(\lambda)) \quad (2.3)$$

M_0 est le spectre moyen d’une SN à la phase t , et le paramètre correspondant X_0 est la normalisation en flux dans la bande B. La composante M_1 décrit la variabilité principale, paramétrisée

2.2 The Supernova Legacy Survey

par X_1 , et reproduit, sans hypothèse supplémentaire, la relation *brighter-slower*. Le paramètre X_1 est équivalent à un paramètre de *stretch*, $X_1 \simeq s - 1$. Le paramètre c est par construction une couleur, et la loi de couleur $CL(\lambda)$ traduit la variation correspondante du flux.

M_0 , M_1 et $CL(\lambda)$ sont calculées en utilisant un lot d'entraînement composé de courbes de lumière et de spectres de SNe proches et de SNe SNLS. Cet entraînement n'utilise bien sûr pas les distances⁵. L'utilisation des données proches dans le filtre U s'est avérée problématique : le filtre U est particulièrement difficile à calibrer, sa transmission effective étant limitée aux courtes longueurs d'onde par celle, variable, de l'atmosphère elle-même. On dépend alors des mesures UV des SNe proches, et on utilise préférentiellement les mesures dans le filtre g des SNe de SNLS, qui correspondent à l'UV pour $z \sim 0.4$.

La calibration du modèle spectro-photométrique en UV est particulièrement importante pour exploiter les données SNLS. En effet, une partie de l'incertitude systématique provient du "passage" de filtres *rest-frame* dans lesquels les SNe sont mesurées : B & V pour les proches, puis U, B, & V pour les SNe à $z \sim 0.5$, puis U & B pour les plus lointaines (la transmission du filtre z est moindre). La continuité entre ces deux régimes à $z \sim 0.5$ dans le diagramme de Hubble dépend alors de la calibration du modèle spectro-photométrique en UV.

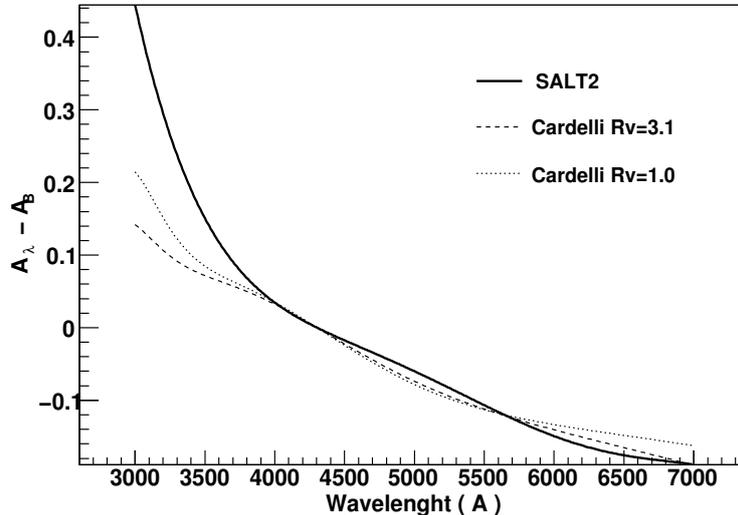


Fig. 2.7 – En noir, la loi de couleur de SALT2 : $-c \times CL(\lambda)$ pour $c = 0.1$. La loi d’extinction Galactique de Cardelli et al. [1989] : $A_\lambda - A_B = (R_\lambda - R_B) \times E(B-V)$ est indiquée pour $E(B-V) = 0.1$, en pointillé pour un rapport sélectif $R_B = 4.1$ (c’est-à-dire la valeur Galactique) et en tireté pour $R_B = 2.0$. Crédits : Guy et al. [2010]

Insistons sur le fait qu’aucune hypothèse particulière n’a été faite quant à la dépendance en λ des composantes du modèle SALT2, y compris pour la loi de couleur CL . Les causes premières de cette loi sont encore inconnues — extinction par de la poussière ou bien variation intrinsèque de la couleur des SNe — et aucune hypothèse *a priori* n’a donc été posée quant à la forme de $CL(\lambda)$ mais aussi la distribution du paramètre c . On constate en figure 2.7 que la dépendance en λ de $R_\lambda - R_B$ Galactique (Cardelli et al. [1989]) diffère de celle de la loi CL , y compris pour des valeurs de R_B éloignées de la valeur Galactique $R_B \simeq 4$ ⁶.

En résumé, ce sont “les données qui décident” : de l’extension de leur distribution en couleur c ,

5. Cela revient à laisser flotter X_0 lors de l’entraînement.

6. Rappelons que la loi d’extinction s’écrit $m_\lambda - m_\lambda^0 = A_\lambda = R_\lambda \times E(B-V)$. Au vu des équations 2.1 et 2.3, l’extinction correspondante pour une SN de couleur c est $A_\lambda = c \times (\beta - CL(\lambda))$ – par construction, $CL(\lambda_B) \equiv 0$, et $CL(\lambda_V) \equiv 1$. Identifiant $E(B-V) \equiv A_B - A_V$ et c , la relation entre R_λ et CL est la suivante : $R_\lambda - R_B = -CL(\lambda)$.

de la valeur de β , et de la dépendance en λ de CL . Le modèle SALT2 diffère ainsi essentiellement du modèle MLCKS2 (Jha *et al.* [2007]) qui utilise des hypothèses *a priori* pour ces trois ingrédients. Les différences dans les mesures de distances obtenues avec MLCKS2 et SALT2 sont entièrement imputables à ce choix, ainsi qu'à celui d'utiliser ou non les données U des SNe proches.

Le modèle SIFTO comprend une séquence temporelle spectrale, que l'on peut dilater le long de l'axe des temps par un facteur de *stretch* qui dépend de λ . La variation de la couleur est explicitée par des relations linéaires entre la couleur $c=B-V$, la couleur U-B et le paramètre de *stretch* s de la SN.

Comme exposé dans Guy *et al.* [2010], SALT2 et SIFTO donnent des résultats similaires, ce qui permet d'évaluer les incertitudes liées aux différents choix et hypothèses sur lesquels reposent leur conception. Finalement, on utilise pour calculer la distance une moyenne des paramètres mesurés avec chacun des deux outils, la différence constituant l'incertitude systématique associée.

Galaxie hôte et indicateur de distance

Une étude photométrique des galaxies hôtes a été effectuée, afin de pouvoir tester si les paramètres \mathcal{M}_B , α et β sont universels, ou bien dépendent de l'environnement de la SN. Cette étude est présentée aux chapitres 4 et 5. Il a été possible de montrer qu'une fois standardisée, la SN correspondant à un *stretch* $s = 1$ et une couleur $c = 0$ est plus brillante d'environ 10% dans les galaxies massives, et ce à $4\text{-}\sigma$.

On tient compte de cette relation en ajustant deux valeurs de \mathcal{M}_B selon que la masse stellaire de la galaxie hôte est plus ou moins massive que $M = 10^{10}M_{\odot}$. La valeur obtenue pour w est alors modifiée d'une quantité comparable à l'incertitude totale. Nous y reviendrons plus en détail dans les chapitres 4 et 5.

Incertitudes systématiques

Un grand soin a été apporté à la construction de la matrice C , que l'on peut scinder en trois composantes, D_{stat} , C_{stat} et C_{syst} . La matrice D_{stat} , diagonale, comprend les incertitudes statistiques des paramètres m_B^* , s , c et du redshift de chaque SN. La dispersion intrinsèque σ_{int} est ajustée séparément pour chaque lot, elle est de $\sigma_{\text{int}} = 0.07$ mag pour le lot SNLS, et de 0.11 pour le lot des SNe proches. On prend aussi en compte la dispersion causée par la présence de structures le long de la ligne de visée (voir chapitre 4), soit $\sigma_{\text{lensing}} = 0.055 \times z$. Enfin, un terme supplémentaire tient compte de la possibilité d'avoir placé la masse de l'hôte dans le mauvais intervalle du fait de l'incertitude sur les magnitudes mesurées de la galaxie.

Comme toutes les SNe partagent le même modèle spectro-photométrique, qui permet de mesurer pour chacune m_B^* , s , c , la matrice de covariance correspondant aux incertitudes statistiques n'est certainement pas diagonale : $C_{\text{stat}} \neq 0$.

Enfin, C_{syst} comprend les incertitudes qui ne diminuent pas lorsqu'on augmente la taille du lot de SNe. Ainsi, les incertitudes de calibration, qui affectent doublement toutes les mesures de toutes les SNe : non seulement parce qu'elles affectent les points de mesure photométrique des courbes de lumière, ajustées par le modèle spectro-photométrique, mais aussi parce qu'elles affectent le modèle spectro-photométrique lui-même, puisqu'il est entraîné sur les points de mesure photométrique d'un grand nombre de SNe. La calibration est la contribution la plus importante en terme d'incertitude résultante sur la mesure des paramètres cosmologiques, en particulier l'inter-calibration des différents lots.

Mesure des paramètres cosmologiques

Ce traitement rigoureux des données, afin d'en exploiter toute l'information, permet d'obtenir une mesure de $w = -0.91_{-0.20}^{+0.16}(\text{stat})_{-0.14}^{+0.07}(\text{syst})$ avec les supernovae seules pour un univers plat.

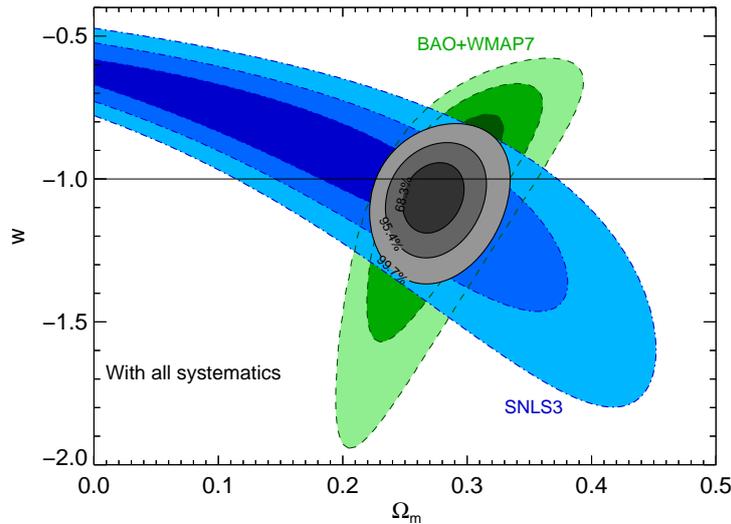


Fig. 2.8 – Contours de confiance dans le plan $\Omega_m - w$ obtenus en ajustant le lot SNLS3 des SNe Ia (en bleu), pour un univers plat. La prise en compte des systématiques double la surface du contour. La dégénérescence le long de l’axe Ω_m est levée en ajoutant les contraintes des BAO (SDSS Data Release 7 , Percival et al. [2010]) et du CMB (WMAP7, Komatsu et al. [2011]), en vert. Crédits : Sullivan et al. [2011]

Soulignons que la prise en compte des incertitudes statistiques double la surface de l’“ellipse” d’erreur (voir figure 2.8).

L’adjonction des contraintes des BAO (SDSS Data Release 7 , Percival et al. [2010]) et du CMB (WMAP7, Komatsu et al. [2011]) pratiquement équivalentes à fixer $\Omega_m \simeq 0.27$, permet d’obtenir une mesure de w à mieux que 10% pour un univers plat, incertitudes systématiques incluses : $\Omega_m = 0.274_{-0.015}^{+0.019}$, $w = -1.068_{-0.082}^{+0.080}$. Ce résultat dépasse le “cahier de charges” du SNLS⁷, alors même que l’analyse du lot à 5 ans n’est pas achevée.

Perspectives

L’analyse du lot à 5 ans constitue bien sûr l’étape prochaine de l’exploitation des données du Supernova Legacy Survey. Elle a été entamée avec la thèse de Nicolas Fourmanoit, portant sur la photométrie des SNe (voir chapitre 3) et s’est continuée avec la thèse de Patrick El-Hage encadrée par J. Guy.

Je prendrai pour ma part en charge en collaboration avec un étudiant l’étude de l’effet de lentille gravitationnelle et l’analyse photométrique des galaxies hôtes, tant pour les SNe Ia identifiées spectroscopiquement que photométriquement.

Afin d’exploiter la similarité du SDSS survey et du SNLS – toutes deux des *rolling search* fructueuses, avec qui plus est un système de filtres proche, les deux expériences ont entrepris un travail d’analyse commun. Ainsi, Betoule et al. [soumis] a établi une calibration commune précise à 0.4% en *griz* pour les deux expériences, grâce à un programme d’observation directe avec Megacam, d’une part de standards primaires spectro-photométriques HST-CALSPEC, et d’autre part de champs de science SDSS.

7. La lettre d’intention prévoyait pour un survey de 5 ans la détection de 750 SNe Ia, et une mesure de w à une précision $\sigma(w) = 0.1$ pour un univers plat et une connaissance *a priori* de la valeur de Ω_m à 10%.

Le catalogue photométrique des galaxies hôtes du lot à 5 ans sera un outil utile pour l'analyse commune des deux expériences SNLS et SDSS.

Enfin, à moyen terme, on peut noter que le savoir-faire développé pour l'analyse SNLS pourrait être mis à profit pour d'autres expériences, par exemple le Dark Energy Survey.

Les chapitres qui suivent seront consacrés à la présentation de mes contributions au projet SNLS : la photométrie des données à 5 ans (chapitre 3); la cartographie et la caractérisation des galaxies et galaxies hôtes (chapitre 4) et son application à la détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia; et l'étude de la prise en compte de l'influence de l'environnement pour la mesure de la cosmologie (chapitre 5).

Chapitre 3

Photométrie des supernovae SNLS5

La courbe de lumière d’une SN est construite en mesurant le flux sur les images obtenues lors du suivi photométrique. Plus exactement, on mesure le rapport entre le flux de la SN et le flux des étoiles voisines, estimé avec une méthode identique. Ces étoiles présentes sur les champs de science sont les étoiles tertiaires de calibration. Leurs magnitudes sont évaluées par ailleurs, ce qui permet ensuite de transcrire le rapport mesuré en un flux physique pour la SN.

La méthode “traditionnelle” consistait à mesurer le flux de la SN sur les images obtenues lors du suivi par photométrie différentielle, par rapport à une image “zéro” d’où la SN est absente. Cette image “zéro” permet alors de mesurer le fond structuré sous-jacent à la SN que constitue la galaxie hôte afin de le soustraire aux images où la SN est présente. L’image “zéro” est obtenue quelques semaines avant ou quelques mois après la découverte de la SN. Cette technique a été mise en œuvre aussi bien pour la détection des SNe que pour leur suivi par [Perlmutter *et al.* \[1998\]](#) et [Riess *et al.* \[1998\]](#).

La technique de photométrie différentielle utilisée est d’importance, puisqu’elle doit introduire le moins d’effets systématiques possible. Les deux images à comparer sont prises dans des conditions d’observation différentes : le pointé du télescope, la réponse impulsionnelle ou PSF¹ (c’est-à-dire le profil des étoiles), la transmission atmosphérique, qu’il s’agit de corriger au mieux. Les différences de pointé impliquent un ré-alignement des images, à l’aide d’une part d’une transformation géométrique et d’autre part d’un noyau de ré-échantillonnage. La correction des différences de PSF est effectuée par convolution par un noyau approprié : la technique présentée par [Alard et Lupton \[1998\]](#) (voir aussi [Alard \[2000\]](#)), qui consiste à décomposer le noyau sur une base adaptée et à en calculer les coefficients par ajustement linéaire directement sur les pixels des images, a permis des progrès décisifs et fait référence. Elle est applicable à la détection de tout type de transient : événements de micro-lentille gravitationnelle, pour lesquels elle a été historiquement développée, étoiles variables, et bien sûr SNe.

Cependant, quelque soit la photométrie différentielle utilisée, la méthode de soustraction d’une image “zéro” présente le désavantage de dépendre très fortement de la qualité et du rapport signal-sur-bruit de celle-ci. Cet algorithme lui donne un poids important, puisqu’elle est utilisée pour chaque point de mesure, ce qui les corrèle entre eux.

Deux solutions sont à envisager. La première solution est de réduire le poids statistique de l’image zéro en réduisant le bruit — par exemple en construisant si possible une image profonde de bonne résolution. C’est envisageable pour les relevés de SNe de type “rolling-search”, pour lesquels la plupart des images sont des images de la galaxie hôte sans la SN. Cette solution a été mise en œuvre pour la détection des transients dans SNLS.

La deuxième solution est d’exploiter de manière équivalente les images avec et sans SN. En particulier, le fond structuré que constitue la galaxie hôte est présent sur toutes les images, toute image peut donc contribuer à son estimation. Une ou plusieurs images sans la SN sont nécessaires,

1. Point Spread Function.

afin de fixer le zéro de la courbe de lumière. La méthode utilisée pour l’analyse SNLS française (Astier *et al.* [2006]) utilise ce principe : un modèle de galaxie hôte plus une source ponctuelle est ajusté sur toute la série d’images. Cette méthode avait été mise en œuvre par Fabbro [2001] pour des SNe du SCP. Le SDSS-II utilise une technique similaire dite de “scene-modeling” (Holtzman *et al.* [2008]). Dans la même catégorie, la méthode NN2 (Tonry *et al.* [2003], Barris *et al.* [2005]) consiste à mesurer le flux différentiel de la SN ΔF_{ij} sur chaque paire d’image (i, j) , en traitant formellement l’une des partenaires comme une image “zéro”. On effectue alors pour N images $N(N - 1)/2$ mesures et on ajuste ensuite sur ces mesures un vecteur de flux V_l correspondant au flux sur chaque image l . Cette technique permet de mesurer une courbe de lumière relative. Elle permet a priori d’exploiter toute l’information présente dans la série d’images, mais la corrélation des $N(N - 1)/2$ ΔF_{ij} mesurés n’est pas prise en compte dans l’ajustement des V_l ce qui doit nuire à l’optimalité. L’évaluation des incertitudes est de plus complexe.

Je présente dans ce chapitre les méthodes de photométrie implémentées dans l’analyse française, qui permettent de mesurer sur chaque image le rapport du flux de la SN à celui d’étoiles voisines. Ces étoiles tertiaires de calibration (entre 2000 et 4000 par champ et par bande) sont sélectionnées sur leur flux et leur absence de pollution par une voisine. Elles sont calibrées en magnitude sur les étoiles standard dites secondaires, observées avec le même instrument. Les flux de la SN sont mesurés par l’ajustement simultané sur toutes les images d’un modèle correspondant à une galaxie sous-jacente plus une source ponctuelle dont le flux est fixé à zéro lorsque la SN est absente. Le flux des étoiles est mesuré similairement mais en imposant une “galaxie” nulle. Le modèle est quasi-linéaire et l’ajustement par minimisation de χ^2 est donc optimal.

La photométrie utilisée pour l’analyse des données à 1 an et 3 ans travaillait avec les images ré-échantillonnées au même référentiel géométrique, ce qui introduisait des corrélations pixel-à-pixel se traduisant par une sous-estimation des incertitudes. Un algorithme permettant d’appliquer le modèle aux images sans les ré-échantillonner a donc été développé, qui consiste à “déplacer” le modèle et non les données.

Le travail de thèse de Nicolas Fourmanoit a consisté à appliquer cette nouvelle photométrie aux données SNLS5, et à en caractériser les performances en terme de biais et de précision. Il a pu montrer qu’elle permettait d’obtenir une reproductibilité à haut flux à quelques pour-mille pour un biais de l’ordre du pour-mille lui aussi, tout en proposant un traitement des incertitudes plus simple et plus rigoureux que la photométrie SNLS3. Ce travail a été réalisé en collaboration avec Pierre Astier.

Les figures proviennent de notes internes ou de la thèse de N. Fourmanoit.

3.1 Photométrie avec et sans ré-échantillonnage

Je décris ici les ingrédients et les algorithmes des deux méthodes de photométrie mises en œuvre pour les analyses à 1 an (Astier *et al.* [2006]) et à 5 ans des données SNLS : la photométrie avec ré-échantillonnage (photométrie A06) et la photométrie WNR (Without aNy Resampling).

3.1.1 Traitement préalable des images

Les images utilisées pour la mesure des flux des SNe Ia doivent être préalablement traitées. Ces images sont entreposées au Canadian Astronomy Data Centre (CADC) où elles sont envoyées une fois la pré-réduction (flat-fielding, masquage des pixels defectueux, défrangeage) qui suit leur observation à Hawaï effectuée (pipeline Elixir). Elles sont donc rapatriées au Centre de Calcul de l’IN2P3 à Lyon où les différentes étapes de traitement seront exécutées indépendamment sur chacun des 36 CCDs de chaque exposition, et ce pour les 4 filtres *griz*. Le but est de préparer tous les éléments nécessaires à la mesure des flux des étoiles tertiaires et de la SN sur toutes les images disponibles. Pour plus de détails on se référera à la thèse de N. Fourmanoit.

3.1 Photométrie avec et sans ré-échantillonnage

Pour chaque image (CCD) de 2048×4612 pixels désignée par l'indice i , les tâches suivantes sont effectuées :

1. la carte de poids des pixels est estimée en tenant compte de la variance du fond de ciel et de la réponse du CCD à un éclairage uniforme.
2. le fond de ciel sur l'image est calculé et soustrait.
3. le catalogue des sources est établi à l'aide du logiciel SExtractor ([Bertin et Arnouts \[1996\]](#)).
4. les centroïdes et les seconds moments des sources sont estimés par ajustement d'une gaussienne.
5. les étoiles sont identifiées et le *seeing* estimé à l'aide des seconds moments calculés ci-dessus :

$$\sigma_{\text{seeing}}^2 = \sqrt{m_{xx} \times m_{yy} - m_{xy}^2}.$$

6. la PSF de l'image est modélisée : on considère un modèle analytique à 3 paramètres (fonction Moffat de degré 2.5) auquel on ajoute une grille d'environ 15×15 pixels dont la taille est indexée par le seeing, qui permet de tenir compte d'une éventuelle asymétrie de la PSF. Les paramètres du modèle analytique ainsi que les pixels de la grille sont lentement variables à travers l'image (polynômes de degré 1 en x et y). Ils sont calculés par ajustement sur les pixels des étoiles sélectionnées.
7. le flux et la position des sources (dits flux et positions de PSF) sont estimés par ajustement du modèle de PSF précédemment calculé.
8. on sélectionne pour chaque champ et chaque filtre une *image de référence* correspondant à une PSF de surface minimale. La transformation géométrique TF_i alignant la grille des pixels de l'image à celle de l'image de référence est calculée. Il s'agit d'une transformation de degré 3 en x et y . Elle est ajustée sur les catalogues de positions calculés à l'étape 4.
9. l'image est ré-échantillonnée en utilisant cette transformation. Cette étape produit une image alignée sur l'image de référence. Du fait du ré-échantillonnage, les valeurs des pixels sont corrélées avec celles de leurs voisins. Pour le noyau de ré-échantillonnage 3×3 utilisé, la covariance d'un pixel avec tous ses voisins est en moyenne égale à 20% de sa variance initiale.

La carte de poids de l'image ré-échantillonnée est obtenue en ré-échantillonnant la carte des variances des pixels de l'image originale et en l'inversant. On ne tient donc pas compte des covariances des pixels.

10. les différences de transmission atmosphérique, ou de temps de pose entre deux images distinctes impliquent d'aligner photométriquement les images. On calcule alors le rapport entre le flux de PSF d'une étoile sur l'image, et son flux sur l'image de référence. La moyenne de ce rapport sur toutes les étoiles est le rapport photométrique \mathcal{R}_i de l'image.
11. la PSF de l'image de référence diffère de celle de l'image i . On calcule alors le noyau de convolution qui permet de passer de l'une à l'autre : $\text{PSF}_i^T = K_i \otimes \text{PSF}_{\text{ref}}$.

Suivant la méthode proposée par [Alard \[2000\]](#), le noyau est décomposé sur une base de 3 noyaux élémentaires, et les coefficients de cette décomposition sont à nouveau lentement variables sur l'image (polynômes). L'intégrale du noyau est équivalente au rapport photométrique \mathcal{R} – on lui impose d'être constante sur l'image. Les coefficients des polynômes décrivant la décomposition du noyau sur la base sont calculés par ajustement (linéaire) à partir des cartes des pixels des 150 objets les plus brillants, sur l'image et sur l'image

référence. Cela impose donc que l'on travaille sur l'image *ré-échantillonnée* par rapport à l'image de référence, d'où l'exposant r de la notation.

Par construction, K_i permet donc de corriger les différences de PSF entre l'image i ré-échantillonnée et l'image référence, et aussi les petits désalignements locaux dus aux imprécisions éventuelles de la transformation géométrique.

12. Le noyau peut aussi être estimé à partir du modèle de PSF calculé sur l'image i et l'image de référence. Ce noyau K'_i est alors une simple grille de pixels, dont on calcule les valeurs par un ajustement linéaire afin d'assurer $\text{PSF}_i^{\text{modele}} = K'_i \otimes \text{PSF}_{\text{ref}}^{\text{modele}}$. Son intégrale est arbitrairement fixée à 1. Contrairement au noyau K_i , l'utilisation de K'_i nécessite de prendre en compte par ailleurs le rapport photométrique \mathcal{R}_i .

À l'issue de ce traitement, on dispose de tous les éléments nécessaires pour mettre en œuvre la photométrie des SNe et des étoiles tertiaires de calibration.

3.1.2 Photométrie avec ré-échantillonnage

La photométrie avec ré-échantillonnage (photométrie A06) est la méthode mise en œuvre pour l'analyse à 1 an (Astier *et al.* [2006]) et utilisée pour l'analyse à 3 ans (Guy *et al.* [2010]).

Elle consiste à ajuster simultanément le modèle ci-après pour toutes les images ré-échantillonnées, et ce à la position de la SN, qu'elle y soit visible ou non. Le flux dans le pixel p de l'image ré-échantillonnée i (on considère une sous-image autour de la position de la SN d'environ 50×50) est modélisé comme suit :

$$D_{i,p}^r = [(\text{Flux}_i \times \text{PSF}_{\text{ref}}(x - x_{\text{SN}}) + \text{Galaxie}(x)) \otimes K_i]_p + \text{sky}_i \quad (3.1)$$

1. Flux_i désigne le flux de la SN sur l'image i – on impose $\text{Flux}_i \equiv 0$ pour les images antérieures à $30 \times (1 + z_{\text{SN}})$ jours et postérieures à $200 \times (1 + z_{\text{SN}})$ jours à la date approximative du maximum de luminosité B de la SN.
2. x_{SN} est la position de la SN sur l'image de référence, commune à toutes les images.
3. PSF_{ref} est la PSF de l'image désignée comme référence pour ses qualités.
4. Galaxie est la carte des pixels décrivant la galaxie sous-jacente à la SN, à la résolution de la PSF de la référence et dans son référentiel géométrique.
5. K_i est le noyau de convolution qui permet de passer de la PSF de l'image référence à celle de l'image ré-échantillonnée i .
6. sky_i est le fond de ciel local résiduel sur l'image i .

Les paramètres de l'ajustement : les Flux_i et sky_i pour toutes les images, x_{SN} et les pixels de la carte Galaxie , sont calculés en minimisant le χ^2 associé sur les pixels $I_{i,p}^r$ des vignettes extraites des images ré-échantillonnées : $\chi_{\text{A06}}^2 = \sum_{p,i} W_{i,p}^r (D_{i,p}^r - I_{i,p}^r)^2$.

Notons que l'ajustement est linéaire, sauf par rapport à la position de la SN. On est donc, à cette linéarisation près, dans le cadre de l'application du théorème de Gauss-Markov, qui nous garantit l'optimalité à condition que la matrice de poids corresponde à l'inverse de la matrice de covariance des données (ici les pixels), c'est-à-dire que le bruit des pixels soit correctement estimé. Les pixels sont corrélés par le ré-échantillonnage à courte distance devant la taille de la carte des pixels utilisée : leur matrice de covariance est donc quasi-diagonale, et on peut donc prendre W diagonale sans trop perdre d'optimalité.

Seul le bruit de photon du ciel est pris en compte dans W . D'une part, l'inclusion d'un terme poissonnien proportionnel au flux de la SN introduirait une non-linéarité dans l'estimateur.

3.1 Photométrie avec et sans ré-échantillonnage

D'autre part, les SN sont mesurées dans le régime de flux où c'est le bruit de photon du ciel qui domine. L'estimateur de flux optimal est alors le flux dit de PSF, soit sur une image I : $\text{Flux} = \int \text{PSF} \times I / \int \text{PSF}^2$. Cela correspond bien à l'estimateur construit ici dans la situation simplifiée où la galaxie est absente. L'estimateur de flux de PSF a aussi l'avantage de respecter les rapports de flux, quand bien même le modèle de PSF serait inexact. Pour cette raison aussi, on ne prend pas en compte dans W le terme poissonnien proportionnel au flux de la SN.

Soulignons que l'on ajuste une position pour la SN commune à toutes les images. En effet, lorsque le flux *et* la position sont ajustés simultanément lors de la mesure du flux de PSF, l'estimateur en flux est biaisé, et le biais dépend quadratiquement de l'incertitude sur la position : $\Delta\text{Flux}/\text{Flux} = -\Delta x^2 / (4 \times \sigma_{\text{seeing}}^2)$. Dans cette expression, la PSF est modélisée par une gaussienne de sigma σ_{seeing} mais la loi reste quadratique en première approximation pour toute fonction paire. Une valeur typique de σ_{seeing} est 2 pixels. "Fixer" la position entre les différentes images est donc nécessaire pour obtenir une mesure non biaisée à faible signal-sur-bruit.

La variance des pixels entrant dans W est sous-estimée d'environ 20%. Les incertitudes calculées en utilisant la matrice W , soit la matrice de covariance $C = (\partial^2 \chi_{A06}^2)^{-1}$, seront donc sous-estimées. On utilise la répétabilité de la mesure des flux par nuit d'observation pour renormaliser les incertitudes calculées avec C . Une SN est imagée plusieurs fois (~ 6) par nuit n et son flux $\text{Flux}_{\text{nuit } n}$ est supposé être constant toute la nuit. On calcule alors l'ajustement des mesures des Flux_i (N images) par un vecteur de taille réduite des $\text{Flux}_{\text{nuit } n}$ ($N > M$ nuits), en utilisant comme matrice de poids dans le χ_{nuit}^2 l'inverse du bloc concerné dans la matrice C calculée précédemment. On obtient un vecteur des flux par nuit, et une matrice de covariance associée C_{nuit} , qui fait donc intervenir la matrice C .

Du fait de la sous-estimation des variances des pixels entrant dans la carte de poids W , le χ_{nuit}^2 de cet ajustement est effectivement en moyenne plus grand que 1 (voir figure 3.1). On renormalise alors C_{nuit} avec la valeur du χ_{nuit}^2 obtenue afin de "rattraper" la modélisation simplifiée de la carte des poids W .

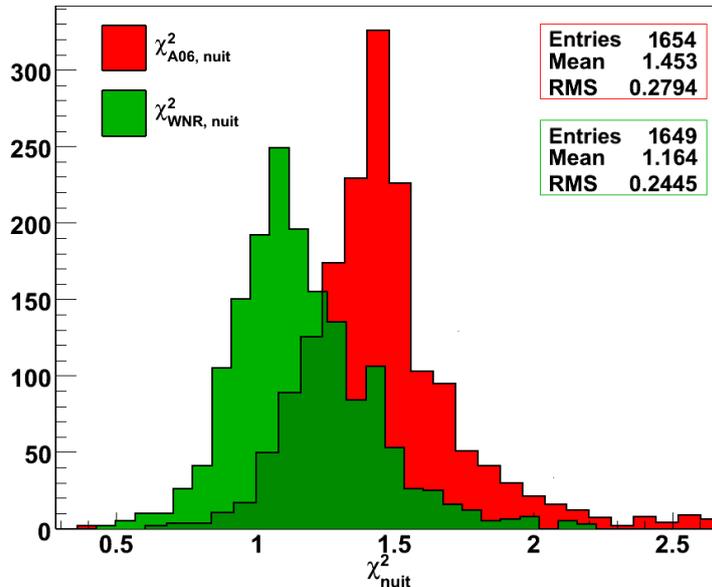


Fig. 3.1 – Comparaison des distributions du χ_{nuit}^2 de l'ajustement des flux par nuit pour la photométrie WNR (en vert) et la photométrie A06 (en rouge). La normalisation des variances des flux mesurés est réduite d'environ 25%, comme préalablement estimé. Pour l'ensemble des 1654 courbes de lumière des 419 SNe SNLS5 dans toutes les bandes.

Travailler avec les images non-rééchantillonnées permettrait de réduire cette correction puisque la variance des pixels entrant dans l’ajustement du χ^2 serait mieux estimée. C’est l’un des enjeux de la mise en œuvre de la photométrie sans ré-échantillonnage.

3.1.3 Photométrie sans ré-échantillonnage

La photométrie sans ré-échantillonnage procède en alignant le modèle et non l’image. Elle nécessite donc l’usage de la transformation géométrique TF_i entre les pixels de l’image de référence et ceux de l’image i .

Le flux dans le pixel p de l’image i (on considère une sous-image autour de la position de la SN d’environ 50×50) est modélisé comme suit :

$$D_{i,p} = \left(\text{Flux}_i \times \text{PSF}_i(p - \text{TF}_i(x_{\text{SN}})) + [\text{Galaxie}(\text{TF}_i^{-1}(x)) \otimes K'_i]_p + \text{sky}_i \right) \times \mathcal{R}_i \quad (3.2)$$

1. Flux_i désigne le flux de la SN sur l’image i .
2. x_{SN} est la position de la SN sur l’image de référence et $\text{TF}_i(x_{\text{SN}})$ la position de la SN sur l’image i .
3. PSF_i est la PSF de l’image i .
4. Galaxie est la carte des pixels décrivant la galaxie sous-jacente à la SN, à la résolution de la PSF de la référence et dans son référentiel géométrique. $\text{Galaxie}(\text{TF}_i^{-1}(x))$ est cette même carte ré-échantillonnée dans celui de l’image i .
5. K'_i est le noyau de convolution qui permet de passer de la PSF modèle de l’image référence à celle de l’image i .
6. \mathcal{R}_i est le coefficient photométrique dont il faut tenir compte puisque K'_i est arbitrairement normalisé.
7. sky_i est le fond de ciel local résiduel sur l’image i .

La minimisation du χ^2 suivant : $\chi_{\text{WNR}}^2 = \sum_{p,i} W_{i,p} (D_{i,p} - I_{i,p})^2$ sur toutes les images disponibles conduit similairement à un vecteur de flux par image Flux_i et une matrice de covariance C , puis à un vecteur de flux par nuit $\text{Flux}_{\text{nuit } n}$ correspondant à la minimisation du χ_{nuit}^2 .

La valeur moyenne de χ_{nuit}^2 est à nouveau supérieure à 1, mais elle est effectivement réduite de 25% comme préalablement estimé (voir figure 3.1). Les mathématiques ont donc tenu leurs promesses.

La mesure effectuée à flux nul (voir figure 3.2), lorsque la SN est “éteinte” permet de vérifier la bonne normalisation des erreurs et de tester le zéro de l’échelle des flux mesurés. Pour cette mesure, la contrainte $\text{Flux}_i \equiv 0$ pour les images des nuits concernées est relâchée. Le pull de la distribution, soit $\text{Flux}_{\text{nuit}}/\text{erreur}$ est effectivement centré à zéro et son écart-type est proche de 1 à 10%.

Une méthode de photométrie similaire a été mise en œuvre pour les données SDSS-II par [Holtzman et al. \[2008\]](#). Parmi les différences d’implémentation, on note que dans leur analyse, la carte de pixels de la galaxie utilisée est légèrement sous-échantillonnée d’un facteur ~ 1.5 , mais correspond à une résolution “infinie” – elle sera alors convoluée avec la PSF de l’image. D’autre part, le bruit est modélisé en tenant compte de la contribution poissonnienne du flux de la galaxie et de la SN au pixel considéré : le modèle intervient donc dans la matrice de poids W et l’ajustement est alors non-linéaire. Une simulation Monte-Carlo par ajout de fausses SNe permet de vérifier que l’estimateur est non biaisé et que le modèle d’incertitude est correct.

3.2 Répétabilité et biais de la photométrie sans ré-échantillonnage

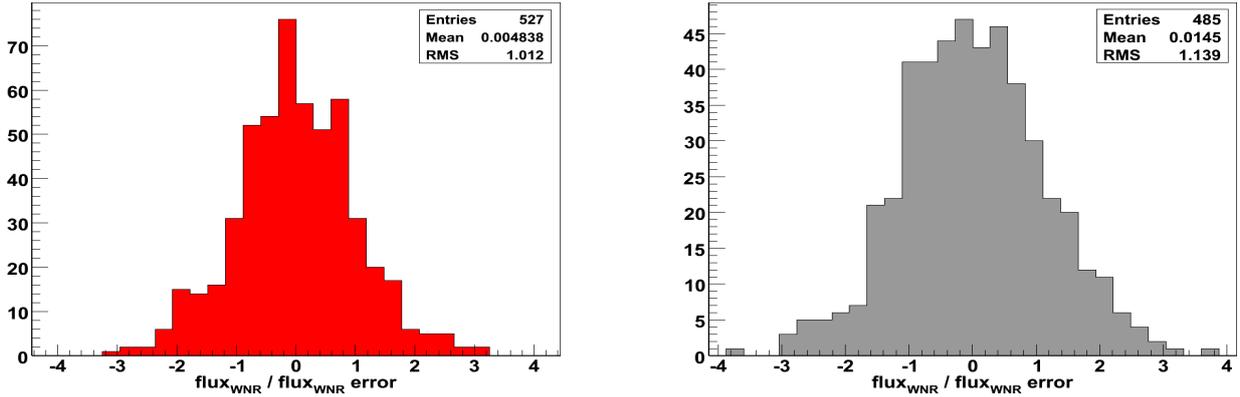


Fig. 3.2 – Mesure à flux nul pour la photométrie WNR : les mesures sont normalisées par l’incertitude estimée lors de l’ajustement de la photométrie et renormalisée par $\chi^2_{\text{WNR,nuit}}$. A gauche : en r , à droite : en i .

3.2 Répétabilité et biais de la photométrie sans ré-échantillonnage

La caractérisation de la méthode WNR en terme de précision et de biais est effectuée sur les étoiles dite tertiaires de calibration.

3.2.1 Mesure des étoiles tertiaires de calibration

Les étoiles tertiaires sont des sources de flux supposé constant et à haut signal sur bruit.

Leur photométrie est réalisée en imposant une carte de pixels nulle pour la “galaxie” sous-jacente du modèle. Comme pour les SN, on ajuste une position commune à toutes les images : il est essentiel d’appliquer la même méthode de mesure de flux pour la SN et pour les étoiles. En effet, les inexactitudes de la transformation géométrique peuvent se traduire sur certaines images par un décalage des positions qui biaise pour l’image concernée l’estimateur du flux, toujours selon la relation : $\Delta\text{Flux}/\text{Flux} = -\Delta x^2/(4 \times \sigma_{\text{seeing}}^2)$. Puisque c’est le rapport du flux de la SN à celui des étoiles que l’on mesure, il est important que l’estimateur soit biaisé de manière identique pour les étoiles et pour la SN.

Notons que dans la matrice des poids des pixels W entrant dans le χ^2 , la variance des pixels calculée sans tenir compte de la fluctuation poissonnienne des photons de l’étoile sera significativement sous-estimée. L’étoile étant cependant supposée de flux constant pendant les 5 années d’observation, la précision de la mesure de son flux moyen $\text{Flux} = \langle \text{Flux}_i \rangle_i$ sera évaluée par la dispersion $\sigma(\text{Flux})$ des points de mesure.

Précision photométrique à haut flux

Le rapport $\sigma(\text{Flux})/\text{Flux}$ en fonction de la magnitude de l’étoile est indiqué en figure 3.3. L’allure de la courbe est le résultat de la contribution à l’écart-type du flux d’une étoile de trois termes s’ajoutant quadratiquement :

$$\sigma(\text{Flux}) = a \oplus b\sqrt{\text{Flux}} \oplus c\text{Flux}$$

Le premier terme est constant et correspond aux fluctuations dues au fond de ciel. Le deuxième est proportionnel à la racine carrée du flux et correspond au bruit poissonnien des photons de l’étoile, le coefficient de proportionnalité b est l’inverse du gain. Le troisième terme, dominant à haut flux, est proportionnel au flux de l’étoile. Ce dernier terme peut s’expliquer par un biais de la photométrie (par exemple lié à une modélisation imprécise des ailes de la PSF), un bruit de

3 Photométrie des supernovae SNLS5

flat-fielding des images ou dans l'estimation du rapport photométrique. Le terme c correspond donc à la précision en % obtenue à haut flux. Elle est calculée en ajustant ce modèle d'incertitude aux données : sa valeur est de 4 à 5 pour-mille en gri et de 6 à 7 pour-mille en z . Les résultats obtenus par la méthode avec ré-échantillonnage sont tout à fait similaires.

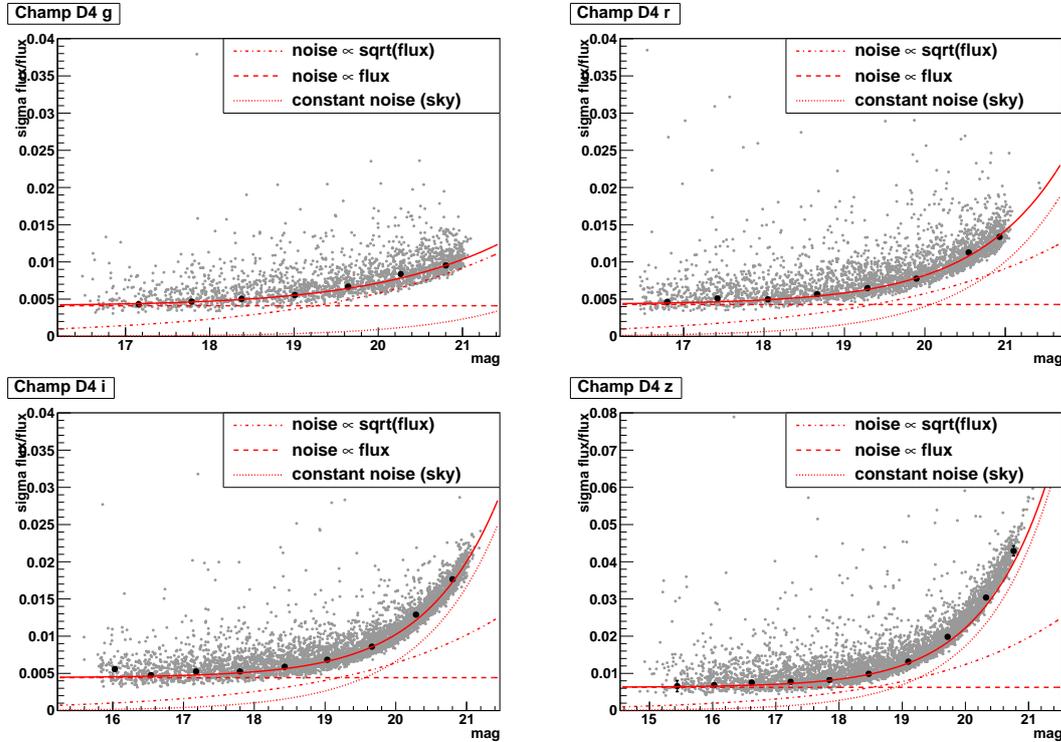


Fig. 3.3 – Pour le champ D_4 : précision photométrique en fonction de la magnitude pour les étoiles tertiaires de calibration. De gauche à droite et de haut en bas : en g , r , i , z . Les différentes composantes du modèle d'incertitude $\sigma(\text{Flux}) = a \oplus b\sqrt{\text{Flux}} \oplus c\text{Flux}$ sont indiquées. La précision limite à haut flux est de 0.0041 en g , 0.0043 en r , 0.0044 en i , 0.0063 en z .

Évaluation des biais

L'étude de la distribution pour la population des étoiles de la valeur du flux mesuré rapporté au flux moyen de l'étoile, a permis de mettre en évidence un certain nombre de biais, de l'ordre de quelques pour-mille. Seule la grande précision des flux mesurés, et la grande statistique disponible a permis de les déceler.

Les biais en position sont cause des effets les plus spectaculaires (tout en restant de l'ordre de la milli-mag). Rappelons à nouveau que pour un flux estimé par ajustement de PSF, un biais Δx en position se traduit par un biais quadratique en flux $\Delta\text{Flux}/\text{Flux} = -\Delta x^2/(4 \times \sigma_{\text{seeing}}^2)$.

Ainsi, le mouvement propre des étoiles est suffisamment perceptible au terme de cinq années d'observation pour provoquer un biais de quelques pour-mille si on sélectionne les 50% d'étoiles ayant les mouvements propres les plus importants, soit au moins 7 milli-arcsecondes par an. On constate en figure 3.4 la forme parabolique du biais en flux en fonction du temps, causée par le biais linéaire en position $\Delta x = v \times (t - t_0)$. Ce biais a été corrigé en prenant en compte le mouvement propre des étoiles dans le traitement des images.

La réfraction différentielle affecte la dispersion de la coordonnée x (alignée avec l'axe N-S de la caméra) des étoiles en fonction de leur couleur, et ce pour les images des filtres les plus bleus. Cette dispersion supplémentaire est de l'ordre de 0.06 pixels en g . Le biais résultant est donc de

3.2 Répétabilité et biais de la photométrie sans ré-échantillonnage

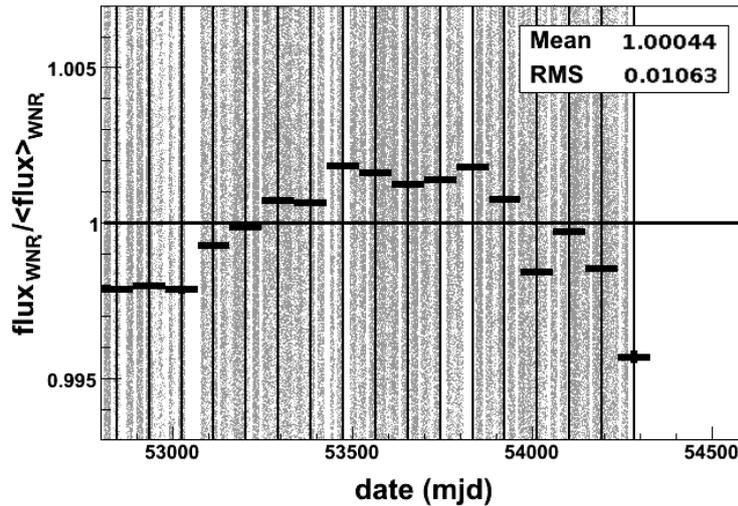


Fig. 3.4 – Pour des images i , sur 4 CCDs du centre de la caméra. On a sélectionné 50% des étoiles à plus fort mouvement propre. Celui-ci se traduit par un biais parabolique en flux en fonction du temps.

l'ordre du pour-mille.

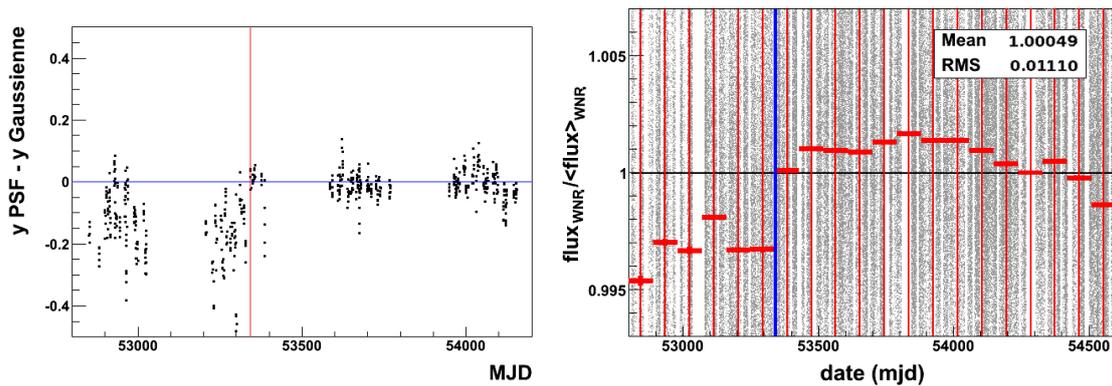


Fig. 3.5 – A gauche : pour les étoiles du CCD 29 en bord de caméra (champ D1, bande r), on constate un décalage entre la position calculée par ajustement d'une gaussienne et celle calculée par ajustement de la PSF, asymétrique. La date du retournement de la lentille est indiquée en rouge. Elle marque le moment où l'asymétrie de la PSF est réduite. A droite : biais induit sur la mesure de flux en r des étoiles des CCD de bord 27,28,29 pour tous les champs. La date du retournement de la lentille est indiquée en bleu.

La variation de l'asymétrie de la PSF, plus prononcée sur les CCDs au bord de la caméra, peut se traduire par un biais de quelques milli-mags. En effet, la transformation géométrique est calculée avec les positions des étoiles ajustées par une gaussienne (donc une fonction paire) alors que la photométrie réalisée est une photométrie de PSF, qui n'est pas forcément symétrique : la position initiale de la SN ou de l'étoile, calculée avec les transformations géométriques, ne coïncidera pas avec la position de mesure du flux de PSF. Si l'asymétrie de la PSF est la même pour tout le lot d'images considéré, ce décalage est corrigé puisqu'on ré-ajuste la position de la SN (dans le référentiel de la référence) lors de la mesure des flux. Si l'asymétrie de la PSF varie fortement sur le lot d'images considéré, ce décalage à rattraper va varier d'une image à une autre et ne pourra être corrigé. Cet effet est flagrant (voir figure 3.5) lorsque l'on considère les CCDs de

bord avant et après le retournement d'une des lentilles du correcteur de champ début décembre 2004 (MJD \simeq 53340) : cette manipulation avait amélioré la PSF sur tout le plan focal, et réduit son asymétrie sur les bords. En calculant les transformations géométriques avec les catalogues de positions calculées en ajustant le modèle de PSF (positions de PSF), on s'affranchit de ce problème.

Les biais en fonction des conditions d'observation (seeing, variance du fond de ciel) ont aussi été étudiés et sont eux-aussi de l'ordre du pour-mille.

3.2.2 Mesure des supernovae : quel biais pour la cosmologie ?

La fidélité de la reconstruction des flux des SNe ne peut-être évaluée qu'avec une simulation utilisant l'ajout d'étoiles synthétiques sur les données.

Cette étude a été menée à la suite de la thèse de Nicolas Fourmanoit, dans le cadre de la thèse de Patrick El-Hage encadrée par Julien Guy. Elle a été effectuée sur un lot d'images dans la bande r , et a permis de mesurer un biais inférieur au pour-mille.

Pour la thèse de Nicolas, nous avons évalué approximativement l'impact sur la mesure des paramètres cosmologiques d'un biais de quelques milli-mag : ainsi, un biais de 3 mmag se traduit, à un redshift moyen de $z \simeq 0.7$, par un biais de 1% sur la valeur de Ω_m .

Perspectives

Cette première mise en œuvre de la photométrie WNR a permis de constater qu'elle assurait une gestion plus rigoureuse des incertitudes tout en assurant une reproductibilité à haut flux de quelques pour-mille. De plus, en éliminant la nécessité de recourir aux images ré-échantillonnées, cette méthode simplifie la gestion des données, ce qui sera d'importance pour les expériences futures dont le flot de données sera bien plus important : ainsi, le programme Supernova du LSST générera plusieurs PB par an.

Elle a aussi permis la mise en évidence d'un certain nombre d'effets dont la prise en compte a été incluse dans l'analyse. Les transformations géométriques sont maintenant évaluées sur le catalogue des positions calculées par ajustement de PSF. De plus, elles sont estimées en tenant compte du mouvement propre des étoiles, c'est-à-dire qu'on calcule pour chaque étoile dont le déplacement est significatif sa vitesse v_\star : la position de l'étoile dans le référentiel géométrique de la référence s'écrit alors $x_\star = x_\star(t_0) + v_\star(t - t_0)$. Lors de la mesure du flux WNR, seule la position $x_\star(t_0)$ est ré-ajustée.

La réfraction n'est par contre pas prise en compte, car la couleur moyenne des SNe est comparable à celle des étoiles tertiaires de calibration, ce qui minimise le biais résultant.

Après la validation effectuée sur les images simulées, la photométrie WNR est devenue la photométrie officielle SNLS5. Un article de description de la méthode et de ses performances est actuellement en cours de rédaction ([Astier \[en préparation\]](#)).

Chapitre 4

Galaxies SNLS : un catalogue 3-D

Les propriétés des galaxies interviennent à titre multiple dans la mesure des distances utilisant les SNe Ia : la poussière qu’elles contiennent peut absorber la lumière de la SN ; par leur présence le long de la ligne de visée, elles affectent la lumière des SNe Ia par effet de lentille gravitationnelle ; enfin, les relations de standardisation des SNe Ia dépendent de leur environnement, c’est-à-dire des propriétés de leur galaxie hôte. Ces deux derniers aspects seront présentés dans ce chapitre et dans le chapitre 5.

Pour ces raisons, il est apparu nécessaire de cartographier et caractériser les propriétés des galaxies présentes dans les champs de détection des SNe. Cette tâche a été menée à bien indépendamment dans SNLS par Mark Sullivan et par moi-même, et j’ai pris en charge l’étude photométrique des galaxies pour l’équipe française de SNLS.

A cet effet, j’ai réalisé un catalogue multi-couleur des galaxies de champs, ainsi qu’un modèle spectro-photométrique, en collaboration avec J. Guy, qui, ajusté sur les mesures photométriques d’une galaxie, permet d’en calculer le redshift (redshift “photométrique”) et les propriétés caractéristiques (couleurs intrinsèques par exemple).

Je présente dans cette section le travail réalisé pour les galaxies hôtes et d’avant-plan des SNe de SNLS3 publié dans [Kronborg *et al.* \[2010\]](#), article auquel on pourra se référer pour ce chapitre. La section 4.1 est consacrée à la photométrie des galaxies, la section 4.2 à leur modélisation. J’indiquerai rapidement les récents développements sur lesquels je travaille actuellement concernant la mesure et la caractérisation des galaxies de SNLS5 : elles sont à cette heure en cours de finalisation et font l’objet d’une publication qui est en préparation. Enfin, je présente en section 4.3 la première application de ce travail : la cartographie des lignes de visée afin de mettre en évidence la magnification gravitationnelle des SNe Ia, et de quantifier la dispersion additionnelle que cette magnification introduit lors de la mesure des paramètres cosmologiques. Ce travail a été mené en collaboration avec Taia Kronborg, dont la thèse a été effectuée de 2006 à 2009 sous la direction de Julien Guy.

4.1 Photométrie des Galaxies

La modélisation photométrique des galaxies requiert une photométrie soignée, qui nécessite de prendre garde aux points suivants :

- la minimisation du bruit requiert une sommation optimale des images, et une soustraction du fond de ciel.
- la calibration photométrique des flux est un élément important pour la comparaison entre différents champs dans un même filtre, afin d’assurer une homogénéité du catalogue. La comparaison des magnitudes mesurées aux modèles des galaxies nécessite aussi des points zéros justes : notons toutefois que tous les codes de redshifts photométriques effectuent de

petites corrections pour un meilleur ajustement des modèles.

La calibration pose alors la question de la relation entre : une calibration effectuée sur des étoiles, avec une photométrie adaptée aux étoiles, dont le profil est celui de la PSF (Point Spread Function) de l'image ; et une mesure de flux sur une galaxie, avec une photométrie adaptée au profil de la galaxie, c'est-à-dire son profil intrinsèque convolué par la PSF.

- les couleurs doivent être mesurées dans des ouvertures équivalentes, ce qui peut nécessiter des corrections de la PSF qui varie localement sur les images grand champ qui plus est de filtres (voire de télescopes) différents.
- le contrôle de la fidélité et de la précision des mesures est indispensable, par simulation Monte-Carlo ou mieux en étudiant leur répétabilité quand c'est possible.

Ces points sont pris en compte de diverses manières par la plupart des surveys profonds multi-bandes, qui sont par la suite exploités pour les mesures de redshifts photométriques. Nous faisons ici un petit tour d'horizon non-exhaustif de différents catalogues photométriques ainsi réalisés. Citons ainsi les versions successives des catalogues des champs DEEP et WIDE du CFHTLS publiés par le centre de réduction de données dédié Terapix¹ : McCracken *et al.* [2008] pour T0003, Coupon *et al.* [2009] pour T0004, et Goranova *et al.* [2009] pour la description exhaustive de T0006². Les magnitudes des galaxies y sont mesurées dans plusieurs types d'ouverture elliptique adaptée au profil en intensité par pixel des objets. Il n'y a pas d'homogénéisation des PSFs. Capak *et al.* [2007] présentent la photométrie du survey HST/ACS Cosmic Evolution Survey (COSMOS, Scoville *et al.* [2007]) de 2 degrés carrés : le suivi dans 17 filtres et auprès de 5 télescopes a nécessité l'homogénéisation précise des PSFs par convolution avec un noyau gaussien. Erben *et al.* [2009], à nouveau sur les images du CFHTLS, homogénéisent les images profondes en les convoluant par un noyau gaussien constant. Ils proposent une technique semi-automatique de masquage des zones inutilisables (réflexions parasites d'étoiles brillantes, aigrettes d'étoiles saturées ...). Grazian *et al.* [2006], puis Dahlen *et al.* [2010] effectuent la photométrie multi-bande de l'UV à l'IR moyen, au sol et spatiale, du Great Observatories Origins Deep Survey southern field (GOOD-S, Giavalisco *et al.* [2004]) : ils procèdent en ajustant le profil des objets, mesurés sur les images dans le filtre z à grande résolution spatiale de la caméra HST/ACS, en tenant compte des PSFs de chaque instrument. González-Solares *et al.* [2011] réalisent la photométrie *ugriz* des champs du European Large Area ISO Survey (ELAIS), du First Look Survey et du Lockman Hole survey : ici, le flux des étoiles et des galaxies est mesuré dans une succession d'ouvertures circulaires de rayon croissant, ce qui permet de calculer des corrections d'ouverture. Ils montrent ainsi que pour les galaxies, une bonne approximation du flux total est le flux dans un rayon $2r_K$, où r_K est le rayon de Kron (Kron [1980]; Bertin et Arnouts [1996]), et mieux encore, dans un rayon $2r_P$, où r_P est le rayon de Petrosian (Petrosian [1976]; Yasuda *et al.* [2001]).

Pour l'étude des galaxies hôtes SNLS, la photométrie *ugriz* des galaxies a été réalisée indépendamment des photométries déjà publiées pour les champs DEEP du CFHTLS : par exemple, la photométrie publiée par Terapix, dont la version T0003 était disponible en ligne dès février 2006. En effet, cette photométrie est effectuée sur des images profondes (les "stacks") obtenues en sommant $\sim 80\%$ des meilleures images des champs, et qui sont par conséquent contaminées par la lumière des supernovae. Cette contamination n'affecte que quelques galaxies hôtes³ sur les plusieurs centaines de milliers que comptent les catalogues, et n'entrave donc pas les analyses portant sur les galaxies des champs SNLS dans leur ensemble. Elle nous impose cependant pour l'analyse utilisant les galaxies hôtes de construire les stacks en excluant les images prises pendant

1. Traitement Élémentaire, Réduction et Analyse des PIXels : <http://terapix.iap.fr/>

2. <http://terapix.iap.fr/cplT/T0006-doc.pdf>

3. Pour les SNe de SNLS3, 7% des flux i des galaxies hôtes sont potentiellement contaminés à plus de 20% par le flux de la SN.

4.1 Photométrie des Galaxies

Champ D1									
filtre	N_i	N_f	élimination par coupure sur :						total
			point zéro	seeing	fond de ciel	paramètre de forme	N ét. sat.	franges	
u	159	150	0 %	5 %	0 %	0 %	0 %	0 %	5 %
g	515	324	4 %	17 %	10 %	2 %	9 %	0 %	37 %
r	725	470	7 %	13 %	6 %	6 %	6 %	0 %	35 %
i	792	460	8 %	14 %	4 %	5 %	6 %	11 %	41 %
z	704	411	5 %	12 %	6 %	7 %	4 %	13 %	41 %

Tab. 4.1 – Coupures appliquées pour la sélection des images entrant dans les "stacks" construits pour l'analyse SNLS5. Exemple du champ D1.

la saison (soit les 6 mois consécutifs) où la SN a explosé et d'effectuer nous-mêmes les mesures photométriques.

Pour un filtre donné, les images sont donc sommées par saison (en utilisant un filtre médian qui permet d'éliminer les cosmiques, les satellites ...), puis les stacks "par saison exclue" sont réalisés en re-sommant les stacks de toutes les saisons sauf la saison pendant laquelle la SN a explosé. On construit aussi le stack correspondant à la sommation de toutes les saisons, qui est alors comparable au stack réalisé par Terapix, et sur lequel les galaxies de champs seules peuvent être étudiées.

Cette tâche a été réalisée en partie au Centre de Calcul de l'Institut National de Physique Nucléaire et de Physique des Particules (CCIN2P3) à Lyon, où les ~ 30 Tb d'images SNLS du CFHTLS Deep subissent les différentes étapes de la chaîne de traitement de données de SNLS décrites dans [Astier et al. \[2006\]](#), et plus récemment dans [Fourmanoit \[2010\]](#) (voir chapitre 3).

Les images entrant dans la sommation sont sélectionnées selon les caractéristiques moyennes de leurs étoiles (second moments spatiaux, seeing), la transmission de l'atmosphère (point zéro), et le niveau du fond de ciel (table 4.1). On conserve alors finalement $\sim 60\%$ des images. Les images dans le filtre u sont peu nombreuses, ce qui justifie d'utiliser pour ce filtre des critères de sélection moins sévères. De plus, la quasi-absence d'émission u pour une SN Ia observée à $z \sim 0.5$ ⁴ autorise à utiliser pour le u les stacks sommant toutes les saisons. On obtient alors des images profondes, par saison exclue, par champ et par filtre, dont le fond est soustrait, calibrées à l'aide du catalogue de tertiaires de [Regnault et al. \[2009\]](#).

La relative homogénéité des seeings (sur le stack total D4, la FWHM centrale est en $ugriz = 0.96, 0.88, 0.80, 0.77, 0.75''$, et au bord, elle est respectivement de $1.00, 0.91, 0.83, 0.79, 0.78''$) permet de ne pas corriger les images des différences de PSFs, comme c'est le cas pour les photométries Terapix. Une étude est néanmoins en cours sur ce sujet.

La détection des objets sur les images dans la bande i et leur photométrie sur les images $ugriz$ est effectuée en utilisant le logiciel SExtractor V2.4.4 ([Bertin et Arnouts \[1996\]](#)) en mode AUTO et "double" : l'ouverture AUTO de photométrie d'un objet est une ellipse calculée selon ses seconds moments sur l'image dans la bande i et dilatée par le facteur de Kron. Elle est alors commune aux mesures effectuées en $ugriz$. La magnitude limite moyenne sur les 4 champs, pour un rapport signal-sur-bruit de 5, est de $i=25.25$ ($i_{AB}=25.6$). Ce signal-sur-bruit est estimé avec le modèle d'incertitude calculé pour l'analyse SNLS5 en cours. Pour comparaison, la magnitude à laquelle 50% des étoiles (resp. galaxies) sont détectées sur le stack Terapix D1i – 85% ([Goranova et al., \[2009\]](#)) est $i_{AB}=25.98$ (resp. 25.32).

4. Pour les SNe de SNLS3, 0.5% des flux u des galaxies hôtes sont potentiellement contaminés à plus de 10% par le flux de la SN.

Développements actuels

Je cite ici quelques développements implémentés pour la photométrie des galaxies SNLS5, décrits dans [Hardin \[en préparation\]](#) et qui ont pour certain été présentés en réunion de collaboration :

- soustraction itérative du fond de ciel; contrôle du biais du fond de ciel obtenu.
- homogénéisation des stacks à la même PSF locale.
[Hildebrandt et al. \[2012\]](#) ont expérimenté avec succès une correction locale sur les données CFHTLS, qui permet d'améliorer, sur les champs WIDE du CFHTLS, la précision des redshifts photométriques de 15% à $i_{AB} = 23.5$. Pour notre étude, la modélisation de la PSF, et le calcul du noyau de convolution utilisé pour l'homogénéisation sont ceux décrits au [3.1.3](#) : la PSF est modélisée par une partie analytique (fonction Moffat) et une grille pixélisée ; les paramètres de la Moffat et les valeurs des pixels de la grille varient spatialement continûment sur l'image ; le noyau de convolution utilisé pour l'homogénéisation est alors calculé localement. La pertinence de cette procédure est en cours d'évaluation.
- mesure des biais de photométrie (présentés en réunion de collaboration 2012).
Deux stacks par champ et par filtre *griz* ont été construits à cet effet, l'un comprenant les images des saisons 1 et 0, l'autre celles des saisons 2 et 3, afin d'estimer la répétabilité de la mesure. Ainsi, en i , le biais mesuré pour la photométrie AUTO est inférieur à $\sim 2\%$.
- les mesures de répétabilité permettent aussi la modélisation des incertitudes.
L'incertitude sur la mesure du flux intégré dans une ouverture est calculée en mesurant la dispersion du flux "vide" estimé dans une ouverture de même surface positionnée dans des zones de l'image sans objets détectés ([Labbé et al. \[2003\]](#); [Gawiser et al. \[2006\]](#)). On y ajoute en quadrature deux contributions supplémentaires : une incertitude proportionnelle à la dispersion relative du rayon de l'ouverture estimé ; une incertitude constante en magnitude correspondant à la précision limite obtenue à haut flux.
Cette modélisation permet d'avoir une incertitude réaliste à mieux que 20%, qui peut être propagée dans les calculs des propriétés intrinsèques de galaxies décrits à la section suivante.

4.2 Modélisation spectro-photométrique des galaxies

La modélisation spectro-photométrique des galaxies est effectuée en ajustant une distribution d'énergie spectrale (SED) sur les mesures obtenues dans les filtres *ugriz* de Megacam. Cette méthode d'estimation du "redshift photométrique" a été introduite par [Baum \[1957\]](#).

Les techniques de calcul de redshifts photométriques peuvent être distinguées en deux catégories. Une première approche empirique est de construire, sur un échantillon spectroscopique dit d'entraînement, un jeu de relations entre les caractéristiques photométriques et spectroscopiques (le redshift). Ces relations sont ensuite appliquées à l'ensemble du catalogue photométrique ([Connolly et al. \[1995\]](#), [Wang et al. \[1998\]](#)) et requièrent donc que les caractéristiques du lot d'entraînement soient complètement identiques au lot d'application. Une seconde approche est d'ajuster sur les mesures photométriques, suivant ainsi la méthode de [Baum \[1957\]](#), une distribution d'énergie spectrale (SED), convenablement décalée vers le rouge, issue d'une bibliothèque de SEDs patrons (*template*) (voir par exemple [Gwyn et Hartwick \[1996\]](#)). Les SEDs des galaxies étudiées doivent donc être connues suffisamment précisément.

On s'intéresse alors à minimiser pour une galaxie de magnitudes observées m_f le χ^2 (en magnitude ou en flux) suivant, par rapport aux modèles M disponibles dans la bibliothèques de

4.2 Modélisation spectro-photométrique des galaxies

SEDs et au redshift z :

$$\chi^2(z, M) = \sum_{\text{filtres } f} \left(\frac{m_f(\text{obs.}) - m_f(z, M)}{\sigma_f} \right)^2 \quad (4.1)$$

La normalisation du modèle de spectre est aussi un paramètre ajusté.

Une approche hybride consiste à utiliser un sous-lot de données photométriques de redshift connu (à nouveau un lot d’entraînement) pour construire une bibliothèque de SEDs optimisés, afin que ces derniers reproduisent au mieux les couleurs observées du lot d’entraînement. En pratique, les SEDs sont déformés continûment par une fonction corrective : voir par exemple la méthode de Capak [2004] mise en œuvre pour la mesure des redshifts photométriques du survey COSMOS (Mobasher *et al.* [2007]), ou du CFHTLS (Hildebrandt *et al.* [2009]). Ilbert *et al.* [2006] et Coupon *et al.* [2009] utilisent une technique similaire avec le code LePhare (Arnouts et Ilbert [2011]) sur les données CFHTLS, ainsi que Ilbert *et al.* [2009] sur les données COSMOS. Mentionnons aussi Dahlen *et al.* [2010] qui utilisent le code GOODZ sur les données du survey GOODS.

Moult codes de redshifts photométriques existent donc, dont une revue détaillée est présentée dans Bolzonella *et al.* [2000] et plus récemment Dahlen *et al.* [2010]. Une comparaison de leurs performances est effectuée dans Hildebrandt *et al.* [2010].

Les redshifts photométriques des galaxies des champs DEEP du CFHTLS calculés à l’aide du code Le Phare — très bien classé par Hildebrandt *et al.* [2010] — appliqué respectivement aux mesures photométriques des catalogues Terapix T0003 puis T0004 ont donc été publiés par Ilbert *et al.* [2006] puis par Coupon *et al.* [2009]. La bibliothèque de SEDs utilisées à cet effet est construite à partir de spectres observés (Coleman *et al.* [1980], Kinney *et al.* [1996]), optimisés sur un sous-ensemble des données. Cependant la contamination potentielle de la photométrie des galaxies hôtes par la lumière des SN est à nouveau un handicap pour l’utilisation que nous pourrions avoir de ces résultats. D’autre part, le redshift photométrique n’est pas le seul paramètre d’intérêt : il est important d’avoir un accès public à la SED ajustée sur les valeurs photométriques, afin de l’intégrer pour obtenir les magnitudes *rest-frame* de la galaxie. Pour estimer les incertitudes associées à ces quantités, il est de plus indispensable de pouvoir propager aisément les incertitudes des magnitudes mesurées. Enfin, si on souhaite par la suite estimer les propriétés intrinsèques de la galaxie telle que la masse stellaire, le taux de formation d’étoile ..., l’utilisation de SEDs observées implique d’évaluer ces quantités plus indirectement, à partir de relations qui les relient au type (early/late) et aux seules couleurs *rest-frame* (voir par exemple Bell *et al.* [2005]). Une bibliothèque de SEDs construite avec un code de synthèse évolutive permettrait d’estimer plus directement ces quantités et leurs incertitudes.

Pour toutes ces raisons, nous avons développé, Julien Guy et moi-même, notre propre code d’entraînement et d’ajustement de redshifts photométriques, ainsi qu’une bibliothèque de SED associée.

La méthode employée a été décrite dans une note interne (Guy & Hardin, *internal note*) reprise dans Kronborg [2009], et résumée dans Kronborg *et al.* [2010]. J’en décris ici les principaux points.

1. Construction des templates initiaux.

Le principe est de construire une famille de quelques spectres décrivant au mieux les couleurs observées des galaxies et indexée par une variable continue : par exemple l’âge stellaire moyen de la population d’étoiles, qui détermine en première approximation les couleurs d’une galaxie.

On construit donc une série de 20 spectres à l’aide du code de synthèse évolutive PEGASE.2 (Fioc et Rocca-Volmerange [1999]). Chaque spectre correspond à une loi de formation d’étoiles $\text{SFR}(t) \propto (t/\tau) \times \exp(-t/\tau)$, et un âge $a(\tau)$ qui est fixé de manière ad-hoc afin de reproduire la séquence des couleurs des galaxies observées à $z = 0.45 - 0.55$. On garde par ailleurs les prescriptions proposées par PEGASE.2 : la fonction de masse initiale (IMF) est

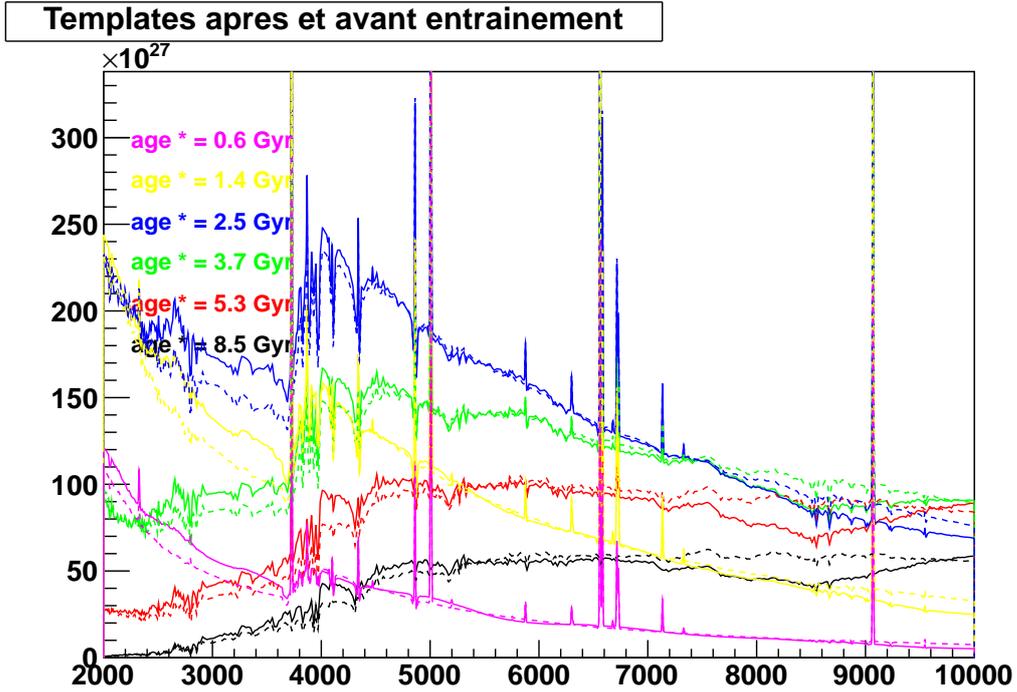


Fig. 4.1 – Quelques spectres de la bibliothèque de SEDs construite pour le calcul des redshifts photométriques. Les spectres initiaux sont synthétisés avec PEGASE.2. Ils sont indiqués ici par l'âge stellaire moyen de la galaxie qu'ils représentent. Le spectre initial est indiqué en tirets, le spectre entraîné est indiqué en trait plein. La correction peut atteindre 30%, en conséquence le résultat obtenu ne dépend que faiblement du choix des spectres initiaux. Le flux indiqué est en $\text{erg} \cdot \text{\AA}^{-1} \cdot \text{s}^{-1} \cdot M_{\odot}^{-1}$, où la masse est la masse totale gaz+étoiles de la galaxie. L'abscisse est en \AA .

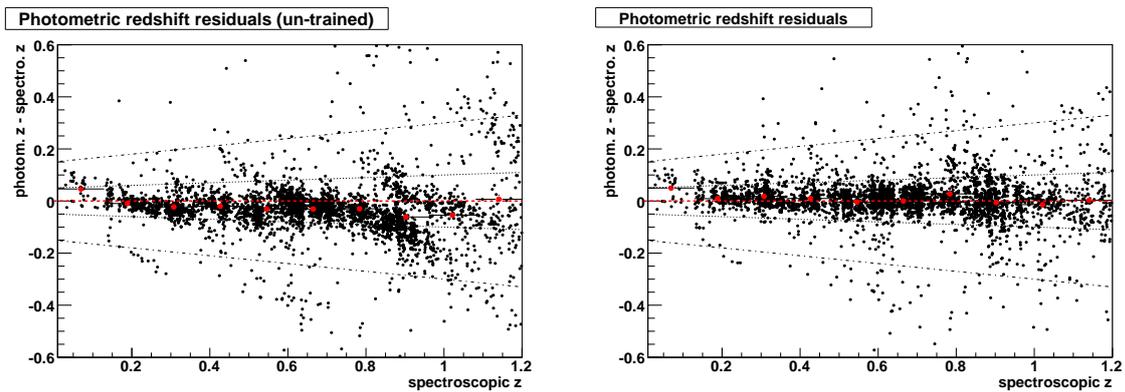


Fig. 4.2 – Performances du code d'estimation des redshifts photométriques : résidus $\Delta z = z_{\text{photo}} - z_{\text{spectro}}$ en fonction de z_{spectro} avant et après entraînement. On constate la diminution des biais systématiques en z , ainsi que de la dispersion. Les pointillés indiquent les droites $\Delta z = \pm 0.05 \times (1 + z)$ et les tirets les droites $\Delta z = \pm 0.15 \times (1 + z)$.

4.2 Modélisation spectro-photométrique des galaxies

celle de [Rana et Basu \[1992\]](#), la métallicité du gaz qui évolue de manière cohérente avec l’histoire stellaire est initialement à zéro et l’extinction est calculée pour une géométrie en disque et moyennée sur l’inclinaison. On obtient ainsi un template correspondant à un âge stellaire moyen $a_*(\tau)$. En interpolant linéairement en τ , on obtient une famille continue de templates indicés par τ ou plus physiquement par a_* .

2. Entraînement.

La famille à un paramètre $F(\lambda, a_*)$ ainsi obtenue est entraînée sur 6320 galaxies du champ D3 dont les redshifts spectroscopiques ($0.1 < z < 1.5$) ont été mesurés dans le cadre du survey DEEP-2 ([Davis et al. \[2003, 2007\]](#)). On calcule ainsi itérativement une correction f (B-spline à deux dimensions d’ordre 3) : $\mathcal{F}(\lambda, \tau) = F(\lambda, \tau) \times f(\lambda, \tau)$ ainsi qu’un jeu d’offsets aux magnitudes observées Δm , qui n’excèdent pas au final 0.02 mag. L’originalité de cette méthode est donc d’ajuster directement une correction qui dépend continûment à la fois de la longueur d’onde et du template. Les templates entraînés indicés par a_* sont présentés en figure 4.1. La correction peut atteindre 30%, en conséquence le résultat obtenu ne dépend que faiblement du choix des spectres initiaux. Par contre, il n’est alors plus possible de se référer aux quantités physiques (masse stellaire, taux de formation d’étoile) auxquelles correspondait le spectre synthétique initial. Ces spectres nous permettent donc simplement de mesurer le redshift de la galaxie, d’interpoler ses magnitudes observées pour calculer les magnitudes absolues, donc les couleurs *rest-frame*, et de propager aisément les incertitudes.

Cette méthode présente évidemment de nombreux points communs avec l’entraînement du modèle spectro-photométrique SALT2 $\phi(\lambda, t)$ (t est alors la phase de la SN) mis en œuvre par J. Guy dans SNLS ([Guy et al. \[2010\]](#)).

3. Calculs des redshifts photométriques et performances.

Les redshifts sont calculés par minimisation du χ^2 (4.1). On a ajouté pour cette étude ni extinction supplémentaire (bien qu’elle pourrait être envisagée, avec 5 bandes, pour les galaxies brillantes – voir par exemple [Rowan-Robinson \[2003\]](#)), ni hypothèse a priori sur la luminosité de la galaxie.

Les résidus $\Delta z = z_{\text{photo}} - z_{\text{spectro}}$ avant et après entraînement sont présentés en figure 4.2. Ils sont calculés sur 3595 galaxies du champs D1 dont les redshifts ont été mesurés par le VVDS Deep Survey ([Le Fèvre et al. \[2004\]](#)). Les biais en Δz sont considérablement réduits. A $i_{\text{AB}} < 24$, la fraction d’"échecs catastrophiques" soit $|\Delta z|/(1+z_{\text{spectro}}) > 0.15$ est de 6.5%, et la dispersion de $\Delta z/(1+z_{\text{spectro}})$ (après élimination des catastrophes) est de $\sigma_z = 0.038$. Ces résultats sont donc relativement comparables à ceux obtenus par [Ilbert et al. \[2006\]](#) et [Ilbert et al. \[2009\]](#), soit $\sigma_z=0.03$ pour 3.6% d’échecs catastrophiques, et nous ont confortés dans le choix de cette méthode. Par ailleurs, les redshifts photométriques ont aussi été calculés dans SNLS par Mark Sullivan (voir [Sullivan et al. \[2006\]](#)) à l’aide du code ZPEG ([Le Borgne et Rocca-Volmerange \[2002\]](#)) qui utilise un jeu de SEDs calculés avec PEGASE.2. Les spectres ne sont a priori pas entraînés, et la précision atteinte pour $\Delta z/(1+z_{\text{spectro}})$ est de 0.09 au 90ème centile⁵.

Perspectives :

Plusieurs pistes sont envisagées pour faire évoluer la procédure de calcul des redshifts photométriques. Ces développements sont en cours.

D’une part, il est possible de prendre en compte la photométrie JHK du WIRCam Deep Survey (WIRDS, [Bielby et al. \[2011\]](#)), disponible pour environ 60% de nos objets les plus brillants. Le bénéfice de l’ajout d’infra-rouge proche concerne essentiellement les $z > 1.2$ hors du domaine de

5. qui correspond pour une distribution gaussienne à 1.65σ .

SNLS, mais pourrait améliorer (voir par exemple [Pozzetti *et al.* \[2007\]](#)) la précision des masses stellaires calculées.

D'autre part, il pourrait être intéressant d'ajuster une composante d'extinction, ce qui n'avait pas été envisagé dans cette analyse, par souci de simplicité – les performances du calcul de redshift photométrique ainsi effectué étant satisfaisantes. Cependant, cette hypothèse simplificatrice n'est pas vraiment justifiée, surtout lorsque le redshift spectroscopique est connu, ou pour les galaxies brillantes. L'ajout d'une composante d'extinction permettrait peut-être une meilleure distinction, parmi les galaxies rouges, entre les types précoces et les types évolués et rougis par de la poussière (voir section [4.3.2](#)).

4.3 Une première application : détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia de SNLS3

Cette première application — la détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia de SNLS3 — a fait l'objet de la thèse de Taia Kronborg.

A nouveau ce travail a été réalisée en parallèle dans SNLS. Ce sont donc deux études qui ont été menées, et ont conduit à une publication commune ([Jönsson *et al.* \[2008\]](#)), puis, ayant été continuées indépendamment, à deux publications : [Kronborg *et al.* \[2010\]](#) et [Jönsson *et al.* \[2010b\]](#).

Ma contribution à cette première application a consisté à réaliser avec Taia la cartographie des lignes de visées des SNe Ia (section [4.3.2](#)). Le contexte et la méthode de la mesure de l'effet de lentille gravitationnelle sur le lot des SNe Ia de SNLS3 sont décrits en section [4.3.1](#). En section [4.3.3](#) sont présentés les résultats de cette étude, ainsi que ses perspectives : elle se poursuivra sur les données SNLS à 5 ans en collaboration avec un étudiant en thèse.

4.3.1 Mise en évidence de l'effet de lentille gravitationnelle : méthode et contexte

La lumière des supernovae est affectée par la présence des inhomogénéités de matière le long de la ligne de visée, et va être la plupart du temps légèrement démagnifiée, et parfois magnifiée de manière importante. L'effet de lentille gravitationnelle a donc pour conséquence d'augmenter la dispersion des résidus au diagramme de Hubble ([Frieman \[1996\]](#), [Holz et Linder \[2005\]](#), [Gunnarsson *et al.* \[2006\]](#), [Sarkar *et al.* \[2008\]](#)). L'analyse de SNLS tient compte de cette incertitude statistique supplémentaire estimée à $\sigma_{\text{lensing}} \simeq 0.055 \times z$ (et qui est peu importante, pour $z < 1$ comparativement à la précision des mesures de distances entrant dans le diagramme de Hubble).

La magnification gravitationnelle des SNe Ia lointaines, qui permet de sonder les halos de matière noire sur la ligne de visée, est particulièrement difficile à mettre en évidence. La méthode consiste à corrélérer le résidu observé dans le diagramme de Hubble de chaque SN à la magnification attendue : celle-ci est calculée en tenant compte de la présence de galaxies le long de la ligne de visée ([Gunnarsson *et al.* \[2006\]](#)). Du fait de la faiblesse du signal attendu, la mise en évidence de la magnification gravitationnelle des SNe Ia a donné lieu tout d'abord à des résultats divergents ([Williams et Song \[2004\]](#), [Wang \[2005\]](#), [Ménard et Dalal \[2005\]](#)). [Jönsson *et al.* \[2007\]](#) décèlent finalement la corrélation attendue avec un degré de confiance de 91% en utilisant 24 SNe de GOODS à grands z ($0.4 \lesssim z \lesssim 1.8$). L'étude de la faisabilité pour les SNe de SNLS d'une telle mise en évidence est publiée dans [Jönsson *et al.* \[2008\]](#), qui pronostiquent une détection à 97.6% de confiance avec 500 SNe Ia.

La méthode mise en œuvre est la suivante : pour chaque SN, les halos des galaxies le long de sa ligne de visée sont modélisés en utilisant le catalogue des galaxies qui donne leurs positions angulaires et leurs redshifts photométriques et permet ainsi de les situer par rapport à la SN. Les caractéristiques photométriques des galaxies : couleur, magnitude absolue ... permettent de

4.3 Une première application : détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia de SNLS3

modéliser leur halo de matière noire, ici des sphères isothermes singulières (SIS) de profil $\rho_{\text{SIS}}(r) = \sigma_v^2/(2\pi Gr^2)$, effectivement singulier à l'origine, et dont la masse diverge : $M(r < R) \propto R$. Le comportement de la lentille est toutefois régulier car l'angle de déflexion ne dépend que de σ_v et pas du paramètre d'impact. De plus, ce modèle permet de reproduire les courbes de rotation des galaxies, qui plafonnent à grand R , ici à $V_{\text{max}} = \sqrt{2}\sigma_v$. Ces SIS sont tronquées au rayon dit de viriel $r_{200} = \sqrt{2}\sigma_v/(10H(z))$ (la densité moyenne dans la sphère de rayon r_{200} est égale à 200 fois la densité critique de l'univers $\rho_c(z) = 8\pi G/(3H^2(z))$), ce qui leur confère une masse finie. Le profil est alors entièrement déterminé par la donnée de la dispersion de vitesse σ_v .

La dispersion de vitesse σ_v du halo sera modélisée par une loi de puissance fonction de la luminosité de la galaxie, donnée dans le catalogue. Les lois utilisées sont décrites en section 4.3.2.

Enfin, notons que pour des raisons de symétrie, la position lentille-source la plus efficace est à mi-chemin entre la source et l'observateur. La population des galaxies lentilles "efficaces" sera donc plus proche que celle des galaxies hôtes des SNe Ia du SNLS.

La magnification totale due à la présence des galaxies le long d'une ligne de visée comptées jusqu'à une distance $\theta = 60''$ de la direction de la SN est évaluée avec le logiciel de ray-tracing Q-LET (Gunnarsson [2004]) dans l'hypothèse de lentilles minces successives (multiple plane lenses). Cette magnification est ensuite normalisée à 1 comme l'impose la conservation du flux lumineux (voir Schneider *et al.* [1992] pour les différentes définitions possible de la magnification conduisant à différentes normalisations). La normalisation est calculée par bin de redshift de la source z_s , en moyennant la magnification calculée sur plusieurs directions de ligne de visée.

L'estimateur utilisé est le coefficient de corrélation entre le logarithme de la magnification μ : $\mu_m = -2.5 \log_{10} \mu$ et le résidu du diagramme de Hubble $r = \mu_L(\text{SN}) - \mu_L(z_{\text{SN}}; \text{cosmologie})$:

$$\rho(\mu_m, r) = \frac{\text{cov}(\mu_m, r)}{\sqrt{\text{var}(\mu_m) \text{var}(r)}}$$

où les variances et covariance des distributions de μ_m et r sont calculées en pondérant chaque point (μ_m, r) par l'inverse de la variance de la mesure de r .

4.3.2 Modélisation des lignes de visées

La modélisation des lignes de visées procède en 6 étapes, appliquées au catalogue construit sur les stacks comprenant toutes les saisons : en effet, nous sommes ici dans la situation où toutes les galaxies nous intéressent, sauf les galaxies hôtes. L'identification des galaxies hôtes à l'aide des catalogues établis sur les stacks par saison exclue est décrite en section 5.1.

1. Élimination des étoiles.

Les moments des objets sont calculés par ajustement de gaussienne 2-D. Les étoiles présentent une accumulation dans le diagramme $m_{xx} - m_{yy}$ qui permet de les repérer, à condition de considérer une partie limitée du plan focal, car la PSF y varie spatialement. La position du point d'accumulation dans le dit diagramme varie donc en fonction de x et y , et est modélisée par un polynôme 2-D de degré 3. Les étoiles sont ainsi sélectionnées en itérant deux fois cette procédure.

2. Masquage des catalogues.

Les zones contaminées par les halos, les aigrettes de diffraction et les pixels saturés des étoiles brillantes sont masquées par des disques de rayon variable dépendant du flux mesuré des étoiles incriminées.

3. Élimination des galaxies hôtes.

Les galaxies hôtes des SNe sont identifiées selon une procédure décrite en section 5.1 et sont éliminées du catalogue.

4. Sélection des galaxies et calcul des couleurs intrinsèques et des magnitudes absolues.

Les galaxies sont sélectionnées en imposant un rapport signal-sur-bruit minimal en i de 10. Le redshift photométrique est ensuite estimé à l'aide des magnitudes mesurées, et les magnitudes absolues B , V et r sont calculées.

Un outil graphique de visualisation de la SN entourée des galaxies sélectionnées et des redshifts calculés permet un contrôle pratique de cette sélection.

5. Classification des galaxies.

Les galaxies sont séparées en deux populations, rouge et bleue, par une coupure sur la couleur $U - V = 0.54$. Notre code n'inclut pas d'ajustement d'une composante de rougissement dû à la poussière (contrairement à [Ilbert et al. \[2006\]](#)). La confusion entre des galaxies précoces et des galaxies évoluées et rougies par de la poussière est donc possible. La pertinence de notre classification a été testée en la comparant à la classification publiée par [Ilbert et al. \[2009\]](#) pour les galaxies du champ D2 qui chevauche le champ du relevé COSMOS. Les redshifts photométriques des galaxies de COSMOS sont calculés en utilisant les mesures obtenues dans 30 filtres, larges et étroits, de l'UV à l'infra-rouge moyen, ce qui permet d'ajuster une composante d'extinction. Si pratiquement toutes les elliptiques COSMOS sont classées "rouges" (89.5%), notre lot de galaxies rouges est contaminé pour moitié par des spirales COSMOS (dont l'extinction moyenne est alors $E(B-V) \simeq 0.2$). [Ilbert et al. \[2006\]](#) ajustent aussi une composante de poussière, en utilisant les 5 filtres Megacam : 27% de nos galaxies rouges y sont classées comme spirales éteintes.

6. Modélisation des halos.

Les relations masse (totale)-luminosité utilisées pour décrire les halos sont de deux types : celles pour lesquelles la masse est estimée à partir de la dispersion en vitesse ou de la vitesse de rotation dans les galaxies (relations de Faber-Jackson et de Tully-Fisher) ; celles pour lesquelles elle est estimée par effet de lentille gravitationnelle (*galaxy-galaxy lensing*). Dans le cadre du modèle du SIS, caractérisé par σ_v , ces relations en loi de puissance de type $\sigma_v \propto L^\eta$ permettent de décrire complètement le modèle de halo.

La relation de Tully-Fisher (T-F, [Tully et Fisher \[1977\]](#)) relie la vitesse de rotation maximale des galaxies spirales à leur luminosité. Le modèle de SIS reproduit le plafonnement de la vitesse de rotation à grand r : $V_{\max} = \sqrt{2}\sigma_v$. La relation utilisée pour cette étude est celle de [Boehm et al. \[2004\]](#), suivant ainsi [Gunnarsson et al. \[2006\]](#) et [Jönsson et al. \[2008\]](#). Elle est établie pour des galaxies jusqu'à $z \lesssim 1$. Elle diffère de la relation locale de [Pierce et Tully \[1992\]](#) qui ont mesuré

$$M_B = -7.48 \times \log V_{\max} - 3.52$$

avec une dispersion de $\sigma(M_B) = 0.41$. La relation obtenue par [Boehm et al. \[2004\]](#) pour $z < 1$ présente une correction à cette relation, qui dépend de z :

$$\Delta M_B = -(1.22 \pm 0.56) \times z - (0.09 \pm 0.24)$$

Cette augmentation de la luminosité des galaxies (à V_{\max} i.e. à masse égale) lorsque l'on regarde vers le passé s'explique par la plus grande jeunesse de leur population d'étoiles. Une revue récente est présentée dans [Miller et al. \[2011\]](#), qui mesure par ailleurs une loi d'évolution $\Delta M_B(z)$ compatible avec [Boehm et al. \[2004\]](#), et une dispersion de l'ordre de celle de [Pierce et Tully \[1992\]](#).

La relation de Faber-Jackson (F-J, [Faber et Jackson \[1976\]](#)) relie la dispersion de vitesse σ_v et la masse dynamique des galaxies elliptiques. C'est une projection de la relation connue sous

4.3 Une première application : détection de la magnification gravitationnelle des SNe Ia de SNLS3

le nom de “Plan Fondamental” (Dressler *et al.* [1987], Djorgovski et Davis [1987]) qui traduit la corrélation entre la dispersion de vitesse, le rayon effectif, et la brillance de surface (ou la luminosité) des galaxies elliptiques. La relation adoptée pour cette étude est, à nouveau, celle indiquée dans Gunnarsson *et al.* [2006] et Jönsson *et al.* [2008]. La mesure effectuée sur un lot de 30 000 galaxies elliptiques du SDSS (Bernardi *et al.* [2005]) est présentée dans Mitchell *et al.* [2005] :

$$\log(\sigma_v) = 2.2 - 0.091 \times (M_r + 20.79 + 0.85z)$$

La dispersion de vitesse mesurée correspond à la dispersion centrale, qui est proche de la dispersion de vitesse du halo de matière noire (Kochanek [1994]). La dispersion autour de cette relation est précisée dans Sheth *et al.* [2003] et reste valable pour le lot considéré :

$$\sigma(\log(\sigma_v)) = 0.79 \times [1 + 0.17 \times (M_r + 21.025 + 0.85z)]$$

Pour appliquer ces relations, les galaxies seront classifiées en deux populations selon le critère de couleur du point 5.

La mesure de l’effet de *weak lensing* par une population de galaxies sur une population d’arrière-plan (*galaxy-galaxy lensing* – G-G – voir par exemple Bartelmann et Schneider [2001]) permet aussi d’estimer les paramètres utilisés pour décrire le halo des galaxies lentilles (Brainerd *et al.* [1996] ; plus récemment Hoekstra *et al.* [2004], Kleinheinrich *et al.* [2006], Mandelbaum *et al.* [2006], Parker *et al.* [2007]). Ainsi, Kleinheinrich *et al.* [2006] modélisent les halos par une SIS tronquée et une loi de puissance pour σ_v , $\sigma_v = \sigma_\star \times (L/L_\star)^\alpha$. Pour cette étude, cette loi correspondant à :

$$(\sigma_\star, L_\star, \alpha) = (156_{-24}^{+18} \text{km.s}^{-1}, 10^{10} L_{r_\odot}, 0.286_{-0.09}^{+0.12})$$

est adoptée comme une alternative à l’utilisation des relations de T-F et F-J.

7. mesurer les magnifications attendues et leurs incertitudes pour les 171 SNe sélectionnées parmi les 233 du lot SNLS3.

La magnification est calculée avec le logiciel Q-LET auquel on fournit les positions angulaires, les redshifts et les paramètres décrivant la masse des halos des galaxies. L’incertitude sur la magnification est estimée par une méthode Monte-Carlo en effectuant un tirage gaussien sur les magnitudes mesurées des galaxies intervenant dans la ligne visée, selon leurs incertitudes photométriques. L’incertitude relative sur μ_m est de 17%, et provient principalement de la dispersion sur la relation masse-luminosité utilisée. L’incertitude sur μ_m croît donc avec μ_m .

Il est alors possible de :

- mesurer la corrélation $\mu_m - r$ magnification-résidu de Hubble sur le lot des SNe Ia de SNLS3.
- estimer la probabilité de la détection d’un signal de magnification gravitationnelle, c’est-à-dire une corrélation significativement positive. A cet effet, le catalogue de galaxies permet de tirer au hasard des lignes de visée, correspondant à un catalogue de SNe simulées, dont ont fourni pour chacune le redshift z_s et une “mesure” du module de distance entâchée d’une incertitude de mesure réaliste. Les magnifications correspondantes et leurs incertitudes étant calculées, on peut estimer la corrélation $\mu_m - r$ dans l’hypothèse d’une magnification ou d’une absence de magnification gravitationnelle.

4.3.3 Résultats et perspectives

La corrélation mesurée par Taia Kronborg sur les 171 SNe du SNLS3 est égale à $\rho = 0.18$ (resp. 0.12) lorsque les relations de T-F et F-J sont utilisées (resp. G-G). La significativité du résultat est évaluée en permutant aléatoirement les résidus et les magnifications calculés : on estime alors qu’1% (resp. 5%) des configurations ainsi obtenues conduisent à un coefficient de corrélation supérieur à 0.18 (resp. 0.12) soit une significativité de 2.3 (resp. 1.6)- σ .

L’étude Monte-Carlo pour un lot simulé de 171 SNe donne comme valeur la plus probable $\rho = 0.21$. Il y a donc 50% de chances (valeur la plus probable et médiane coïncident ici) de détecter une corrélation supérieure dans une situation où les SNe sont magnifiées. La comparaison avec une simulation sans magnification montre que cela correspond à une détection à 2.5- σ .

La modélisation des halos avec les lois de T-F et F-J est donc corroborée par ces mesures. La classification des galaxies en spirales/elliptiques, bien qu’imparfaite, et l’utilisation de deux lois d’échelles différentes pour ces deux populations permet d’obtenir une détection avec un degré de confiance supérieur : avec une classification “au hasard”, respectant la proportion rouges/bleues, la significativité tombe à 1.4 σ . De plus, la valeur de la pente du diagramme résidu - magnification : $a = 0.65 \pm 0.30$ confirme que les données sont bien compatibles (à 1.2 σ) avec les relations de T-F et F-J utilisées.

Sur les mêmes données SNLS3, Jönsson *et al.* [2010b] mesurent une corrélation compatible, dans une analyse qui présente quelques différences : 1) le modèle de halo est une SIS tronquée, dont le rayon de troncature et la dispersion de vitesse sont décrits par des lois de puissance en luminosité ; les normalisations r_* et σ_* , ainsi que les indices γ et α de ces lois de puissances sont des paramètres libres, qui vont être ajustés lors de la minimisation des différences $r - \mu_m$. Une séparation des galaxies en passives/à formation d’étoiles est envisagée : les indices sont alors fixés, $\gamma = 0$, $\alpha_p = 1/4$ et $\alpha_{sf} = 1/3$, et seuls σ_p , σ_{sf} et r_* sont libres. 2) les magnifications sont calculées dans l’approximation de lentilles faibles, si bien que les convergences de chaque lentille sont simplement sommées. La corrélation mesurée est de 0.22 pour le modèle où $\sigma_p = 196 \text{ km.s}^{-1}$, $\sigma_{sf} = 109 \text{ km.s}^{-1}$, $r_* = 45h^{-1} \text{ Mpc}$. L’hypothèse d’absence d’effet de lentille gravitationnelle est exclue à 91.6 %.

Perspectives :

La simulation effectuée par Taia Kronborg a permis de montrer qu’avec un lot analogue à celui de SNLS3 mais comprenant 500 SN Ia, il y a 80% de chances d’obtenir une détection à 3- σ . Comme il est mentionné dans Kronborg [2009], la possibilité de détecter le signal de magnification gravitationnelle dépend essentiellement du nombre de SNe Ia utilisées, de l’extension de leur distribution en redshift vers les grands z , et de la réduction de la dispersion du diagramme de Hubble.

Le lot SNLS5 comprend 420 SN Ia spectroscopiquement identifiées, auxquelles on peut rajouter 310 SN Ia identifiées par leur seule photométrie (Bazin *et al.* [2011]) dans les données SNLS3. Les redshifts des galaxies hôtes de ces dernières sont en cours de mesure (Lidman *et al.* [2012]), dans le cadre d’un programme auprès du télescope de 4-m AAT (Anglo-Australian Telescope) de l’observatoire de Siding Spring (Australie), à l’aide du spectrographe AAOmega couplé au système de positionnement des fibres optiques du “Two degree Field” (2dF) qui permet l’acquisition simultanée de 392 spectres. Ce programme a déjà mesuré les redshifts spectroscopiques de 80 SNe Ia photométriques.

Ce lot étendu devrait permettre la confirmation de la détection du signal de magnification gravitationnelle, ainsi qu’une estimation des paramètres des halos. Ce travail sera effectué en collaboration avec un étudiant en thèse.

Chapitre 5

Supernovae Ia et galaxies hôtes

Le lot actuel de SNe Ia identifiées spectroscopiquement et utilisées pour les mesures cosmologiques comprendra bientôt plus d’un millier de SNe Ia. Il devient donc crucial d’estimer, et de comprendre, toutes les sources d’incertitudes systématiques associées à l’utilisation des SNe Ia comme chandelles standardisables. Il est bien établi que les propriétés des SNe Ia sont corrélées avec celles de leur environnement, ce qui pourrait s’expliquer par la variété et/ou la variabilité des chemins évolutifs aboutissant à l’explosion d’une SN Ia. Jusqu’à récemment, les relations de standardisation *brighter-slower* et *brighter-bluer* semblaient permettre de corriger sans biais ces différences : les résidus au diagramme de Hubble ne présentaient pas de corrélation avérée aux propriétés des galaxies hôtes des SNe Ia.

Les lots récents de SNe Ia précisément mesurées, suffisamment nombreuses, et dont les galaxies hôtes ont pu être étudiées photométriquement ou spectroscopiquement ont permis de mettre en évidence une variation de la luminosité standardisée des SNe Ia en fonction des propriétés de leur environnement. Ainsi, une corrélation entre la luminosité de la SN Ia standard, de *stretch* $s = 1$ et de couleur $c = 0$, et la masse stellaire de la galaxie hôte a été mise en évidence sur les données SDSS et SNLS.

L’étude des galaxies hôtes du Supernova Legacy Survey a été prise en charge dans le projet SNLS indépendamment par Mark Sullivan depuis 2003 (voir Sullivan *et al.* [2006], Howell *et al.* [2009]) et par moi-même, depuis 2006. J’ai pu ainsi corroborer les résultats obtenus pour les SNe SNLS3 et leurs galaxies hôtes (Sullivan *et al.* [2010], Sullivan *et al.* [2011]). Nous distinguerons par la suite les deux analyses par leur lieu de production, soit “Toronto” et “Paris”.

L’identification des hôtes des SNe Ia de SNLS3 est décrite en section 5.1. Un panorama des différentes corrélations observées entre les caractéristiques des SNe Ia et de leurs galaxies hôtes, illustré par les données SNLS3, est présenté en section 5.2. La mesure sur les données SNLS3 d’une différence significative de la luminosité standard de la SN en fonction des propriétés de la galaxie hôte, notamment de la masse stellaire, est présentée en section 5.3. Le contexte, l’interprétation et l’utilisation pour la mesure de la cosmologie de cette relation y sont discutées.

5.1 Identification des galaxies hôtes

Les hôtes des SNe sont identifiées dans le catalogue de galaxies SNLS par un critère de distance. La distance elliptique de la SN à une galaxie est calculée par :

$$d = \sqrt{c_{xx}(x_{SN} - x_g)^2 + c_{yy}(y_{SN} - y_g)^2 + c_{xy}(x_{SN} - x_g) \times (y_{SN} - y_g)}$$

où l’équation $c_{xx}x^2 + c_{yy}y^2 + c_{xy}xy = 1$ correspond à l’ellipse définie par les seconds moments de la galaxie. Cette ellipse est dilatée pour obtenir l’ellipse de photométrie par le facteur sans dimension $2K$ dit de Kron (Kron [1980]). La définition de K utilisée par Bertin et Arnouts [1996]

est la moyenne du rayon de l'ellipse pondérée par le flux des pixels : $K = \sum rI(r)/\sum I(r)$. La distance elliptique normalisée est alors $d_n = d/(2K)$. Une distance $d_n = 1$ correspond donc à une SN qui se situe sur le bord de l'ellipse de photométrie de la galaxie. Lorsqu'aucune galaxie n'est détectée à moins de $d_n = 1.3$, la SN est déclarée sans hôte. Cela concerne $\sim 8\%$ des 299 SNe classées Ia/Ia*¹ de SNLS3.

Un outil graphique permet de contrôler visuellement chaque SN, la galaxie hôte et les galaxies voisines : une vignette extraite du stack dans la bande i SNLS, et pour le champ D2, des images HST COSMOS, montre la situation des unes et des autres. Les caractéristiques provenant du calcul des redshifts photométriques SNLS, de ceux publiés par [Coupon et al. \[2009\]](#), et pour les SN du champs D2, des redshifts photométriques extrêmement précis du survey COSMOS ([Ilbert et al. \[2009\]](#)) sont indiquées. Une vue de cet outil est présentée en figure 5.1. L'outil graphique est un complément du catalogue de galaxies hôtes qui peut-être produit à la demande pour toute liste de transients détectés dans les champs SNLS. Il a ainsi été réalisé pour le catalogue des SNe photométriques de [Bazin et al. \[2011\]](#).

Plusieurs situations peuvent être identifiées, qui conduisent à déclarer une SN problématique :

1. la présence d'une étoile brillante contaminant la photométrie.
2. la présence à une distance $d_n < 1.3$ de plusieurs galaxies – le redshift photométrique des galaxies est alors comparé à celui de la SN, et permet ou non de lever l'ambiguïté.

A ce stade, 11 à 12% des SNe du lot SNLS3 sont déclarées sans hôte ou problématiques. Il en reste 266 (sur 299) SNe identifiées comme SNIa/Ia*.

Les SNe Ia qui entrent dans le diagramme de Hubble sont sélectionnées en *stretch* et en couleur (voir section 2.2.2). Parmi celles-ci, seules 213 (sur 242) ont un hôte bien identifié dans notre analyse.

3. la discordance du redshift photométrique de la galaxie et du redshift spectroscopique de la SN. Voir l'exemple de SNLS-04D2kr à $z = 0.744$ en figure 5.1, éclairci grâce à l'image HST : la galaxie la plus proche sur l'image Megacam est en fait une galaxie d'avant-plan. SNLS-05D2bt est un cas similaire.

Ce critère élimine donc à la fois les “erreurs catastrophiques” du calcul de redshift photométrique, qui traduisent l'inadaptation des SEDs de la bibliothèque utilisée pour décrire la galaxie, mais aussi les situations où l'hôte, non détecté, est confondu avec une galaxie proche de la SN. Au total, 6% des SNe sont ainsi éliminées dans mon analyse.

Les magnitudes *rest-frame* de la galaxie hôte sont calculées à l'aide de la bibliothèque de spectres (que nous appellerons “Expo” dans la suite) développée pour le calcul de redshift photométrique et présentée au chapitre 4. Pour ce calcul, le redshift est fixé à celui de la SN.

Afin d'avoir accès à des quantités plus physiques, un ajustement des magnitudes SNLS de la galaxie hôte est aussi réalisé avec une bibliothèque de spectres de galaxies construits avec le code de synthèse évolutive PEGASE.2 ([Fioc et Rocca-Volmerange \[1997, 1999\]](#)) et non optimisés pour le calcul de redshifts photométriques, que nous appellerons ici bibliothèque “Pegase”. Les scénarios spécifiés à PEGASE.2 et leurs caractéristiques sont présentés dans le tableau 5.1. Ils permettent d'obtenir des spectres représentatifs (à un âge donné) des types de Hubble E, Sa, Sb, Sbc, Sc, Sd, Im et *starburst* SB. Pour ces modèles, sauf SB, le gaz est accrété par la galaxie à partir d'un réservoir qui l'entoure et le taux de formation d'étoiles est proportionnel à la masse de gaz disponible. Pour les modèles E et S0, des vents galactiques chassent le gaz à un âge fixé ce qui stoppe la formation d'étoiles. Différents modèles d'extinction sont appliqués pour les galaxies E/S0 et spirales. Pour les galaxies sphéroïdales, la poussière est distribuée selon un profil qui suit en loi de puissance celui de la lumière (profil de King). Pour les galaxies spirales, poussière et étoiles sont mélangées dans un disque d'épaisseur constante. La quantité de poussière est proportionnelle

1. Il s'agit de la classification spectroscopique, en SNe Ia et SNe Ia probable.

5.1 Identification des galaxies hôtes

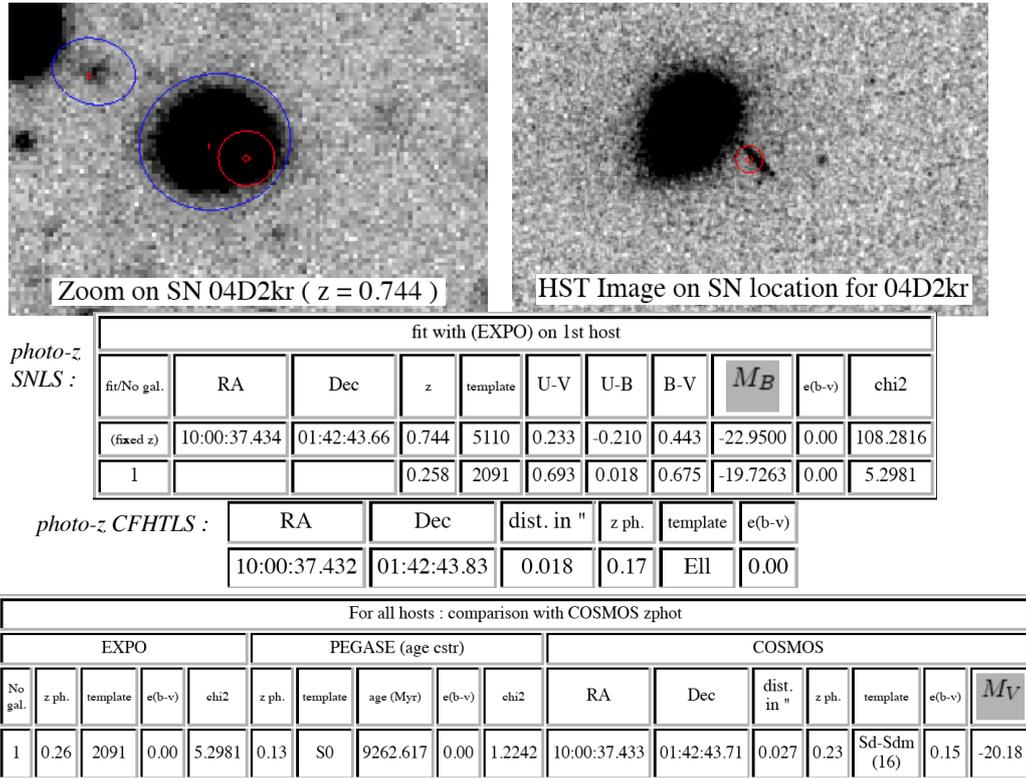


Fig. 5.1 – Outil graphique accessible depuis le Web : extrait du “Book” des SNe SNLS. Y sont présentées des vignettes de la SN et des galaxies environnantes, extraites des stacks dans la bande i SNLS et pour le champ D2 des images HST/ACS (l’échelle est différente). La SN est indiquée en rouge, et les galaxies du voisinage en bleu. Les redshifts photométriques calculés avec la bibliothèque développée pour SNLS (EXPO) et la bibliothèque PEGASE.2 sont indiqués, ainsi que ceux publiés sur les champs DEEP par [Ilbert et al. \[2006\]](#) (et plus récemment [Coupon et al. \[2009\]](#)), et les redshifts photométriques COSMOS pour le champ D2 de [Ilbert et al. \[2009\]](#). Il est ainsi possible d’examiner les situations problématiques. On montre ici celle de 04D2kr, dont la galaxie hôte n’est pas la galaxie la plus proche détectée sur les images SNLS : son redshift photométrique ($z_{\text{ph. SNLS}} = 0.26$, $z_{\text{ph. COSMOS}} = 0.23$, $z_{\text{ph. I06}} = 0.17$) ne s’accorde pas avec le redshift spectroscopique de la SN, $z=0.744$. L’hôte est vraisemblablement la petite galaxie que l’on distingue sur l’image HST.

SFRH pour les scénarios PEGASE.2					
type	ν	infall	vents g.	extinction	âge(z=0)
E	10	300	3 Gyr	sphéroïde	12 Gyr
S0	2	100	5 Gyr	sphéroïde	12 Gyr
Sa	0.71	500		disque	12 Gyr
Sb	0.4	500		disque	12 Gyr
Sbc	0.175	8000		disque	12 Gyr
Sc	0.1	8000		disque	12 Gyr
Sd	0.07	8000		disque	12 Gyr
Im	0.062	8000		disque	9 Gyr
SB	$\delta(t)$			disque	5 Myr

Tab. 5.1 – Résumé des caractéristiques des scénarios PEGASE.2 de la bibliothèque Pegase. Le temps caractéristique d’accumulation du gaz (infall) est en Myr. Le taux de formation d’étoile est $SFR = \nu \times M_{\text{gas}}^n$, où ν est en $M_{\odot} \cdot \text{Gyr}^{-1}$, et $n = 1$ sauf pour Im où $n=1.5$. M_{gas} est la masse de gaz normalisée à une M_{\odot} de galaxie (gaz+étoiles+réservoir de gaz). On impose un âge donné à $z = 0$ lors de l’ajustement à ± 3 Gyr (0.5 Gyr pour les starburst SB). Pour les starburst, une extinction supplémentaire est ajoutée.

à la densité de colonne de l’hydrogène. Pour chaque scénario, le spectre de la galaxie est calculé pour un âge variant de 0 à 19 Gyr.

Ces spectres sont certes non optimisés, mais le redshift est de toutes façons fixé à la valeur du redshift spectroscopique de la SN. L’ajustement porte alors sur les variables âge (continue) et type (discrète), en imposant un âge donné pour la galaxie à $z = 0$ (voir tableau 5.1). La masse stellaire, le taux spécifique récent de formation stellaire² (sSFR) ... sont calculés selon les spécifications du scénario type+âge sélectionné par l’ajustement. Mentionnons qu’il existe pour chaque type une relation étroite entre ces quantités et les couleurs *rest-frame* de la galaxie.

5.2 Les caractéristiques des supernovae et les propriétés des galaxies hôtes

Nous laissons ici de côté les relations entre les taux d’explosion et les caractéristiques des hôtes, qui ont été abordées en section 1.3.2 : rappelons simplement que le taux d’explosion, mesuré par exemple pour les SNe Ia de SNLS1 est près de 10 fois supérieur dans les galaxies à formation d’étoiles que dans les galaxies passives (Sullivan *et al.* [2006]). De même, nous n’aborderons pas la relation entre les caractéristiques spectrales des SNe Ia (largeur équivalente des raies des éléments intermédiaires comme le Si, Ca, Mg, S) et celles de leur environnement (voir par exemple Bronder *et al.* [2008]).

Nous nous consacrons dans cette section aux propriétés des SNe Ia exploitées par les relations de standardisation utilisées dans l’indicateur de distance : le *stretch* donc la luminosité, et la couleur.

La question de la corrélation entre la luminosité des SNe Ia et les propriétés de leurs hôtes s’est posée dès la mise en évidence de la relation *brighter-slower*. Ainsi, Filippenko [1989] montre que le paramètre β de Pskovskii [1977], qui mesure le déclin de la magnitude après le maximum en mag/100j, est plus grand dans les galaxies elliptiques (ce qui correspond à un *stretch* plus petit). Ce résultat obtenu sur des données photographiques, et possiblement contaminées par des SNe

2. C’est-à-dire le taux de formation d’étoiles (SFR), en $M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, moyenné sur les derniers 500 millions d’années, et divisé par la masse stellaire de la galaxie. Il s’exprime en yr^{-1} .

5.2 Les caractéristiques des supernovae et les propriétés des galaxies hôtes

Ib, sera ensuite validé sur des données de meilleure qualité. [Hamuy et al. \[1995\]](#) confirment pour les 13 premières SNe Ia du Calan-Tololo survey la relation de [Phillips \[1993\]](#) entre Δm_{15} (qui mesure le déclin de la magnitude B après le maximum en mag/15j) et la luminosité au pic B_{\max} . Ils montrent de plus que les galaxies spirales – et les galaxies les plus bleues – abritent les SNe les plus lumineuses. [Branch et al. \[1996\]](#) constatent une relation qualifiée d’"évidente" entre Δm_{15} et la couleur B-V de la galaxie hôte. [Hamuy et al. \[1996\]](#) corroborent ensuite pour 20 SNe Ia du Calan-Tololo pour lesquelles ils disposent de photométrie CCD, la corrélation entre le paramètre de déclin et le type morphologique de l’hôte et soulignent l’importance de l’utilisation de données "modernes". [Hamuy et al. \[2000\]](#) confirment ce résultat sur plus de 80 de ces SNe Ia "modernes". Les SNe Ia décroissent plus lentement, et sont donc plus lumineuses, dans les galaxies spirales.

Cependant, la définition du type morphologique, déterminé sur des critères visuels, ne garantit pas que les membres d’un même type partagent des caractéristiques physiques semblables, telles que l’histoire de la formation d’étoiles (SFRH), le taux de formation d’étoile récent ou la métallicité. Comme le soulignent [Gallagher et al. \[2005\]](#), une caractérisation plus détaillée de la galaxie hôte est nécessaire.

Ainsi, [Hamuy et al. \[2000\]](#) étudient aussi la corrélation de Δm_{15} avec la couleur B-V de la galaxie, qu’ils interprètent en terme d’âge de la population stellaire. [Gallagher et al. \[2005\]](#) mesurent sur les spectres des hôtes de 57 SNe Ia leur taux de formation d’étoile (SFR) et leur métallicité. La distribution de Δm_{15} en fonction du SFR récent, ainsi qu’en fonction du SFR récent rapporté au SFR moyen passé, présente une bimodalité : les SNe Ia déclinant le plus rapidement explosent dans les galaxies passives. [Gallagher et al. \[2008\]](#) confirment cette bimodalité, cette fois en fonction du taux spécifique (i.e. par unité de masse stellaire) de formation d’étoiles (sSFR). Cette ségrégation en *stretch* par rapport au sSFR ou à la couleur intrinsèque de l’hôte est particulièrement visible pour les SNe Ia de SNLS (figure 5.2). On l’observe aussi pour la masse stellaire ([Howell et al. \[2009\]](#)), et dans une moindre mesure pour la magnitude absolue R. En résumé, les SNe Ia les moins lumineuses, parce que déclinant le plus rapidement, sont observées dans les galaxies de type précoce, rouges, plutôt lumineuses en R, ne formant plus d’étoiles (passives), et massives. Notons cependant que [Hicken et al. \[2009b\]](#) observent que les SNe déclinant le plus lentement se trouvent préférentiellement dans les spirales de type intermédiaire, ce qui nuancerait la relation *stretch* - taux de formation d’étoile (ou âge stellaire) habituellement décrite.

La corrélation avec la masse stellaire pourrait indiquer une relation entre la luminosité de la SN et la métallicité de l’hôte. Les galaxies les plus massives seraient les plus métalliques ([Tremonti et al. \[2004\]](#)) : leur masse plus importante permettrait de retenir les métaux éjectés par les SNe. Les effets de l’âge stellaire et de la métallicité sont cependant difficiles à distinguer à l’aide la photométrie seule de la galaxie dans le visible, puisque les deux ont pour conséquence de rougir la lumière des étoiles ([Worthey \[1994\]](#)). Dans l’étude de [Hamuy et al. \[2000\]](#), les quelques galaxies hôtes pour lesquelles l’âge stellaire moyen (5 elliptiques) et la métallicité (5 E + 3 spirales) sont mesurés spectroscopiquement ne permettent pas une conclusion définitive en faveur de la métallicité. [Gallagher et al. \[2005\]](#) ne détectent pas de corrélation sur leur lot de 57 galaxies spirales étudiées. Enfin, pour 29 galaxies hôtes de type précoce, [Gallagher et al. \[2008\]](#) ne remarquent qu’une faible corrélation entre le taux de déclin et la métallicité, et une relation plus marquée avec l’âge stellaire. L’âge et la métallicité des hôtes ont été estimés en comparant les indices spectraux à des modèles de synthèse évolutive, et leur mesure est corrélée.

[Howell et al. \[2009\]](#), pour ~ 150 SNe Ia de SNLS3 à $z < 0.75$, [Neill et al. \[2009\]](#) pour 74 SNe Ia à $z \simeq 0$ et [Konishi et al. \[2011\]](#) pour 118 SNeIa du SDSS à $z \simeq 0.2$ ont examiné la dépendance de la masse de ^{56}Ni synthétisée en fonction de la métallicité de l’hôte.

En effet, le modèle de [Timmes et al. \[2003\]](#) montre que les étoiles de plus grande métallicité produisent des NB qui contiennent plus de nucléides riches en neutrons, qui produiront lors de l’explosion plus d’éléments du pic du Fer eux-mêmes riches en neutrons, au détriment du ^{56}Ni . Au vu des variations de métallicité dans le voisinage solaire, ce phénomène induirait un variation

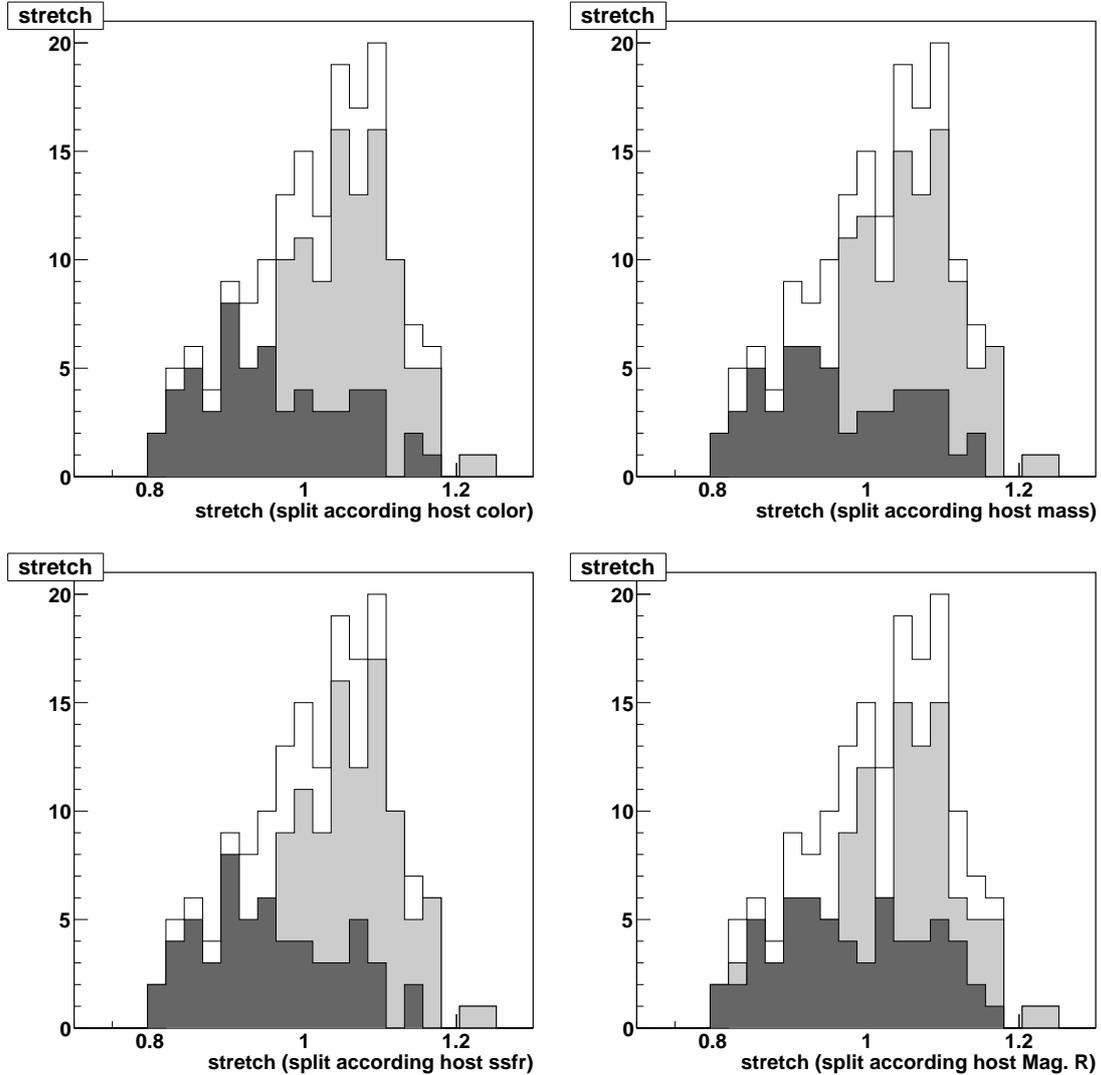


Fig. 5.2 – Distribution du stretch pour les SNe Ia SNLS3 entrant dans le diagramme de Hubble, séparées en deux populations : galaxies rouges et bleues (critère de séparation $U-V=0.6$), galaxies massives ou non ($M_{\text{stellar}} = 10^{10.5} M_{\odot}$), galaxies actives ou passives ($s\text{SFR} = 10^{10} \text{ yr}^{-1}$), galaxies lumineuses ou non ($M_R = -21.5$). Il est à noter que ces variables sont très corrélées, en particulier $U-V$ et le $s\text{SFR}$. Le test de Kolmogorov donne une compatibilité des histogrammes des deux populations respectivement de $\simeq 10^{-5} \%$, $\simeq 10^{-4} \%$, $\simeq 10^{-5} \%$, 0.06% . Par comparaison, les histogrammes (non présentés) du paramètre de couleur (c) de ces SNe, séparées en ces deux mêmes population, sont compatibles avec des probabilités comprises entre 67% et 97% .

5.2 Les caractéristiques des supernovae et les propriétés des galaxies hôtes

de masse de ^{56}Ni produite, donc de luminosité, de 25% et pourrait donc en partie expliquer la diversité des SNe Ia.

La masse de ^{56}Ni produite peut être estimée à partir de la luminosité bolométrique à laquelle elle est proportionnelle (Arnett [1982]). Howell *et al.* [2009] et Neill *et al.* [2009] estiment la masse stellaire des hôtes à partir des couleurs de la galaxie : elle est ensuite convertie en métallicité à l'aide des relations empiriques de Tremonti *et al.* [2004] et celles dépendant du redshift de Savaglio *et al.* [2005]. Konishi *et al.* [2011] mesurent plus directement la métallicité du gaz interstellaire des galaxies hôtes par des rapports de raies. Dans le plan masse de ^{56}Ni - métallicité, les auteurs ne détectent qu'une faible tendance, compatible cependant avec le modèle de Timmes *et al.* [2003] pour l'intervalle de métallicité sondé.

Howell *et al.* [2009] et Neill *et al.* [2009] rapportent par ailleurs une corrélation entre la masse de ^{56}Ni (ainsi que le *stretch*) et l'âge moyen de la population stellaire, estimé comme la masse stellaire à partir de l'ajustement des données photométriques par des spectres issus du code de synthèse évolutive PEGASE.2. Une telle relation, comme celle observée avec le taux de formation d'étoile récent, indiquerait que les étoiles parentes massives (donc de courte durée de vie) exploseraient en SNe Ia plus lumineuses, ce qui va à l'encontre d'un mécanisme d'explosion où la NB explose lorsqu'elle atteint un seuil universel, celui de la masse de Chandrasekhar. Gupta *et al.* [2011], pour 206 SNe Ia du survey SDSS à $z \simeq 0.2$, note une corrélation similaire. L'âge stellaire est estimé à partir de la photométrie UV, visible et NIR des hôtes et un modèle de synthèse évolutive. Les auteurs soulignent la corrélation entre la masse et l'âge stellaire ainsi estimés.

Les galaxies présentent des gradients en métallicité, qui décroît du centre vers le bord (Henry et Worthey [1999]). La question de la métallicité peut donc être abordée par l'étude de la dépendance de la luminosité de la SN en fonction de la distance galacto-centrique. Ivanov *et al.* [2000] n'ont cependant pas détecté de corrélation entre ces deux quantités pour un lot comprenant 23 SNe Ia dans des E/S0 et 39 dans des spirales. La distance utilisée est corrigée des effets de projection et normalisée au diamètre de l'hôte. Plus récemment, Hicken *et al.* [2009b], sur un échantillon de près de 150 SNe Ia proches, ne détecte pas de relation particulière entre le *stretch* et la distance. Ces observations semblent donc aller à l'encontre d'une corrélation luminosité-métallicité. En conclusion, la corrélation luminosité - métallicité est loin d'être établie.

Jusqu'ici, la couleur des SNe ne semblait pas présenter de relation franche avec les caractéristiques de l'hôte. De fait, la similarité de la distribution en couleur quelque soit le type morphologique est une surprise, puisque l'on s'attendrait à observer des SNe plus rouges dans les galaxies les plus poussiéreuses. Quelques observations récentes viennent néanmoins nuancer cette constatation, quoique de manière un peu cacophonique. Hicken *et al.* [2009b], sur une centaine de SNe proches, principalement du CfA, observent que la distribution en couleur des SNe dans les galaxies de type morphologique (visuel) tardif, soit Scd/Sd/Irr, est similaire à celles des E/S0 : ce sont les SNe dans les spirales intermédiaires Sa/Sb/Sc qui seraient les plus rouges. En utilisant un lot de ~ 340 SNe Ia SDSS à $0.05 < z < 0.25$, dont un peu plus de la moitié sont identifiées spectroscopiquement, Smith *et al.* [2011] estiment que la couleur des SNe est identique qu'elles explosent dans les galaxies sans formation d'étoile ou avec un sSFR modéré, mais qu'elles sont par contre plus bleues dans les galaxies à grand sSFR (à $3\text{-}\sigma$). Enfin, si sur les données SNLS on ne constate pas de tendance marquée, Sullivan *et al.* [2010] indiquent que les SNe pourraient être légèrement plus rouges dans les galaxies à grand sSFR (à $\sim 2\text{-}\sigma$). Notons aussi le résultat de Galbany *et al.* [2012], qui, sur un lot de ~ 200 SNe Ia spectroscopiques et photométriques du SDSS à $z \simeq 0.2$, indiquent que les SNe Ia explosant dans les spirales, séparées en 2 lots selon leur distance galacto-centrique normalisée, sont plus rouges près du centre à $2\text{-}\sigma$.

La relation entre la couleur de la SN et le contenu éventuel en poussière de la galaxie hôte n'est donc pas triviale. Seules quelques SNe Ia très rouges ont pu être indubitablement associées à des environnements poussiéreux — mais de telles SNe Ia sont éliminées du diagramme de Hubble.

L'existence de relations entre environnement et caractéristiques (*stretch* et luminosité essen-

tiellement) des SNe Ia est avérée. La diversité des SNe Ia ainsi mise en évidence n’est pas un problème pour la mesure de la cosmologie si elle peut être réduite par les relations de standardisation : l’apport des données SNLS à cette question est discuté dans la section suivante.

5.3 Une troisième relation de standardisation ?

Les propriétés des SNe Ia dépendent donc des caractéristiques de leur environnement (taux de formation d’étoiles, métallicité etc.). Les galaxies évoluent elles-même avec le redshift, et les galaxies hôtes peuvent être sujettes à des biais supplémentaires de sélection qui affectent la distribution en redshift de leurs caractéristiques. Les populations des SNe Ia utilisées dans le diagramme de Hubble pour la mesure de la cosmologie pourraient alors voir différer leur environnement selon leur redshift. Ainsi, les hôtes des SNe Ia proches dont la détection est effectuée en surveillant des galaxies sélectionnées à l’avance (recherche ciblée) sont en moyenne plus massifs que les hôtes des SNe Ia SNLS détectés “au hasard”. Il est donc crucial de s’assurer que les relations de standardisation permettent d’inter-calibrer les SNe Ia quelque soit leur environnement.

Le module de distance de la SN est estimé en fonction de la mesure de sa luminosité au pic dans le filtre B *rest-frame* m_B^* , corrigée au moyen des relations *brighter-slower-bluer* selon son *stretch* s et sa couleur c :

$$\mu_{SN} = m_B^* - \mathcal{M}_B + \alpha \times (s - 1) - \beta \times c$$

Le résidu au diagramme de Hubble (HD) est la différence entre ce module de distance mesuré et celui prévu par la cosmologie : $HR = \mu_{SN} - \mu_L(z; \text{cosmologie})$. Soulignons que $\mathcal{M}_B, \alpha, \beta$ et les paramètres cosmologiques sont ajustés simultanément. Formellement, le module de distance μ_{SN} n’est donc connu qu’après cet ajustement à toute la population de SNe Ia qui entrent dans le HD.

Comme les lots de données actuels semblent l’indiquer, la luminosité de la SN Ia *standard* ou de manière équivalente le résidu au diagramme de Hubble HR, est corrélé avec un certain nombre de caractéristiques de l’hôte, notamment la masse. Je présente en section 5.3.1 la mise en évidence de cette relation sur les données SNLS3. Le contexte scientifique et théorique de cette corrélation est discuté en section 5.3.2. Sa prise en compte pour l’analyse de cosmologie de SNLS3 est indiquée en section 5.3.3.

5.3.1 Indicateur de distance des SNe Ia SNLS3 et propriétés des galaxies hôtes

Le *stretch* s des SNe Ia, qui entre dans la relation de standardisation *brighter-slower*, présente une forte ségrégation en fonction des propriétés de la galaxie hôte, en particulier le taux spécifique de formation d’étoile récent (ou la couleur U-V) et la masse. Il est donc naturel d’étudier la dépendance des résidus au diagramme de Hubble en fonction de ces caractéristiques de l’hôte. Ainsi, la question de la dépendance des coefficients \mathcal{M}_B, α et β en fonction des caractéristiques des hôtes, ainsi que celle de la variance du résidu au HD est légitime et fait l’objet de cette section.

Rappelons que si la correction $\beta \times c$ est formellement équivalente à une correction d’extinction $R_B \times E(B-V)$, la valeur obtenue pour $\beta = 2.5 - 3.5$ est plus petite que la valeur de R_B donnée par les lois d’extinction habituelles, par exemple la valeur Galactique $R_B \sim 4$. (Fitzpatrick et Massa [2007]). D’autre part, la loi d’extinction en λ qui corrige le flux de la SN en fonction de la valeur de c diffère notablement dans l’UV des lois d’extinction R_λ calculées pour la poussière Galactique (Cardelli *et al.* [1989]) ou extra-galactique (par exemple Calzetti *et al.* [2000] pour les galaxies à formation d’étoiles). Une explication de ce phénomène réside vraisemblablement dans la combinaison d’une loi de variation de la couleur intrinsèque aux SNe Ia, d’une extinction locale à la situation de la SN, combinées à une extinction plus “classique” due à la poussière de la galaxie hôte. Etudier β dans les différents types de galaxie hôte pourrait être une voie vers

5.3 Une troisième relation de standardisation ?

la compréhension de ce phénomène : on s’attend à ce que β soit plus grand pour les galaxies à formation d’étoiles, plus poussiéreuses.

Enfin, une dispersion du résidu HR au HD différant selon les caractéristiques de l’hôte pourrait signer la présence dans le type concerné d’une population singulière de SNe Ia, par son chemin évolutif par exemple, ou bien une réduction des sources de dispersion externe : ainsi, la quasi-absence de poussière dans les galaxies précoces pourrait avoir pour conséquence une réduction dispersée du HR.

Les deux analyses portant sur ces questions menées dans la collaboration SNLS (analyse de Paris et de Toronto) diffèrent peu dans leur principe. Pour l’analyse menée par M. Sullivan, les hôtes des SNe Ia sont sélectionnées cependant moins sévèrement. Un critère similaire de distance est utilisé, mais lorsqu’aucun hôte n’est détecté (soit 7% des cas), le flux de la “galaxie” est estimé dans une ouverture à l’emplacement de la SN sur le stack. Seules 3% des SNe Ia sont finalement exclues. Les magnitudes *ugriz* (et *JHK* lorsque la photométrie WIRDS est disponible) des galaxies sont ajustées par une bibliothèque de SEDs construite avec PEGASE.2 selon des prescriptions qui ont évolué, décrites dans Sullivan *et al.* [2006], Howell *et al.* [2009] et Sullivan *et al.* [2010]. Ainsi, l’histoire de la formation d’étoiles finalement adoptée se trouve être une famille d’exponentielles : $\text{SFR}(t) \propto \exp(-t/\tau)$. La comparaison des deux analyses a été menée en grande partie en aveugle, et n’a pas porté sur les valeurs des caractéristiques mesurées sur les hôtes, ni le détail des critères de sélection, mais sur les résultats obtenus, et leur significativité statistique.

Dans la suite, les valeurs de \mathcal{M}_B indiquées correspondent à une valeur de $H_0 = 70$ km/s/Mpc.

Taux spécifique de formation d’étoiles (sSFR) ou bien couleur U-V ?

Une variation de la luminosité de la SN Ia standard a été tout d’abord mise en évidence en fonction du taux de formation d’étoiles de la galaxie hôte. Cette mesure étant très corrélée à celle de la couleur U-V de la galaxie, nous avons étudié dans l’analyse de Paris la variation de la luminosité en fonction de cette variable.

Cette étude a porté sur le lot (provisoire) des SNe Ia utilisées pour la mesure des paramètres cosmologiques provenant de l’analyse de Toronto : elles sont sélectionnées sur l’échantillonnage de leurs courbes de lumière ainsi que par une coupure à $3\text{-}\sigma$ en *stretch* et à $|c| < 0.25$ en couleur. Ce lot est restreint en redshift à $z < 0.85$, ce qui nous préserve du biais de Malmquist (Perrett *et al.* [2010]), ainsi qu’en magnitude *i* de l’hôte, soit $i_{AB} < 26$. Il comprend, selon l’identification des hôtes et leur classification de Toronto, 50+116 SNe Ia, séparées en galaxies hôtes passives ou à formation d’étoiles, pour un seuil en $\log_{10}(\text{sSFR}) = -10$.

J’ai, en plus de la classification par le sSFR, séparé aussi les SNe Ia selon la couleur U-V de l’hôte : rouge ou bleue, pour une valeur seuil U-V=0.85. La couleur U-V est calculée avec la bibliothèque de SEDs “Expo” dans le cadre de notre analyse. Comme les critères d’identification et de qualification de l’hôte des 2 analyses ne sont pas identiques, la classification “U-V” n’est disponible que pour 149 SNe Ia du lot.

Afin de tester la possibilité d’une valeur de \mathcal{M}_B , α , β différant selon les caractéristiques de l’hôte, les deux populations rouges-bleues ou passives-actives sont ajustées séparément avec deux jeux de paramètres $(\mathcal{M}_B, \alpha, \beta)_1$ et $(\mathcal{M}_B, \alpha, \beta)_2$, les paramètres cosmologiques étant fixés à la valeur commune correspondant à l’ajustement du lot complet proches+SNLS. Notons qu’avec cette méthode, les barres d’erreurs obtenues sur $(\mathcal{M}_B, \alpha, \beta)$ sont sous-estimées puisque l’on n’autorise pas les paramètres cosmologiques à varier.

Si les valeurs de α obtenues sont semblables, $\Delta\alpha \equiv \alpha_1 - \alpha_2 \simeq 0$, les valeurs obtenues pour \mathcal{M}_B et β diffèrent. La significativité de la différence $\Delta_{\text{obs.}} \neq 0$ mesurée est obtenue en répétant la mesure sur le même lot, et en attribuant le type bleu-rouge ou actif-passif au hasard, en respectant la démographie de cette ségrégation. On effectue ainsi 20 000 tirages, qui permettent d’estimer la fraction pour lesquels $|\Delta_{\text{tirage}}| > |\Delta_{\text{obs.}}|$, sans hypothèse sur le signe de la différence observée.

Ainsi, les valeurs de \mathcal{M}_B obtenues pour la séparation en actives-passives sont de : $\mathcal{M}_{B1} =$

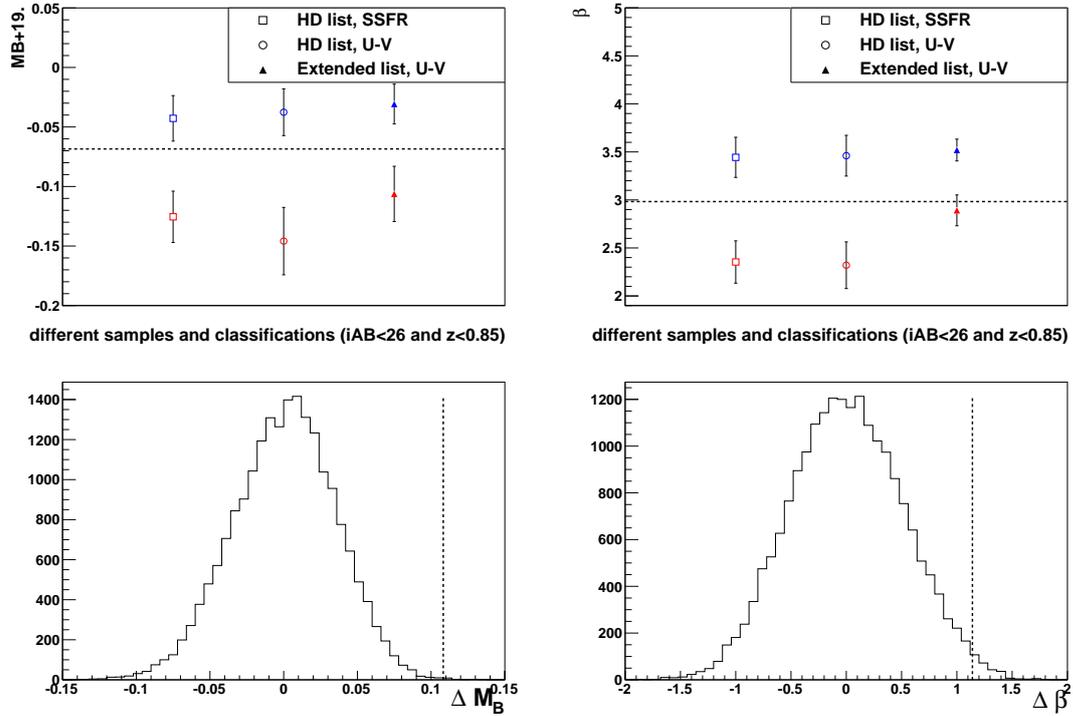


Fig. 5.3 – En haut : résultats obtenus pour l’ajustement en séparant le lot provisoire des SNe Ia SNLS3 (HD list) selon le type de leur galaxie hôte : sSFR (carré) ou couleur U-V (cercle). On ajuste un jeu de paramètres (M_B, α, β) pour chacune des deux populations, les paramètres cosmologiques étant fixés : les valeurs de M_B et β obtenues diffèrent. Le trait en pointillé correspond aux valeurs de M_B et β obtenues pour le lot sans séparation. Comme les paramètres cosmologiques ne sont pas autorisés à varier, les barres d’erreurs obtenues sont sous-estimées. Un second lot de SNe Ia (extended list, analyse de Paris), sans coupure sur la couleur c de celles-ci, est utilisé afin d’obtenir un bras de levier plus important pour la mesure de β . Les 2 populations d’hôtes sont séparées selon leur couleur U-V (triangles). En bas : la significativité de la mesure obtenue sur le lot restreint HD est estimée en tirant au hasard la classification des hôtes pour 20 000 réalisations. Les histogrammes montrent ce calcul pour la séparation en couleur. La mesure de $\Delta M_B \neq 0$ et $\Delta \beta \neq 0$ est significative à 3 et 2.3- σ . Pour le lot étendu (extended list), les deux valeurs de β obtenues diffèrent à 1.7- σ et les deux valeurs de M_B à 2.5- σ (les histogrammes ne sont pas indiqués).

5.3 Une troisième relation de standardisation ?

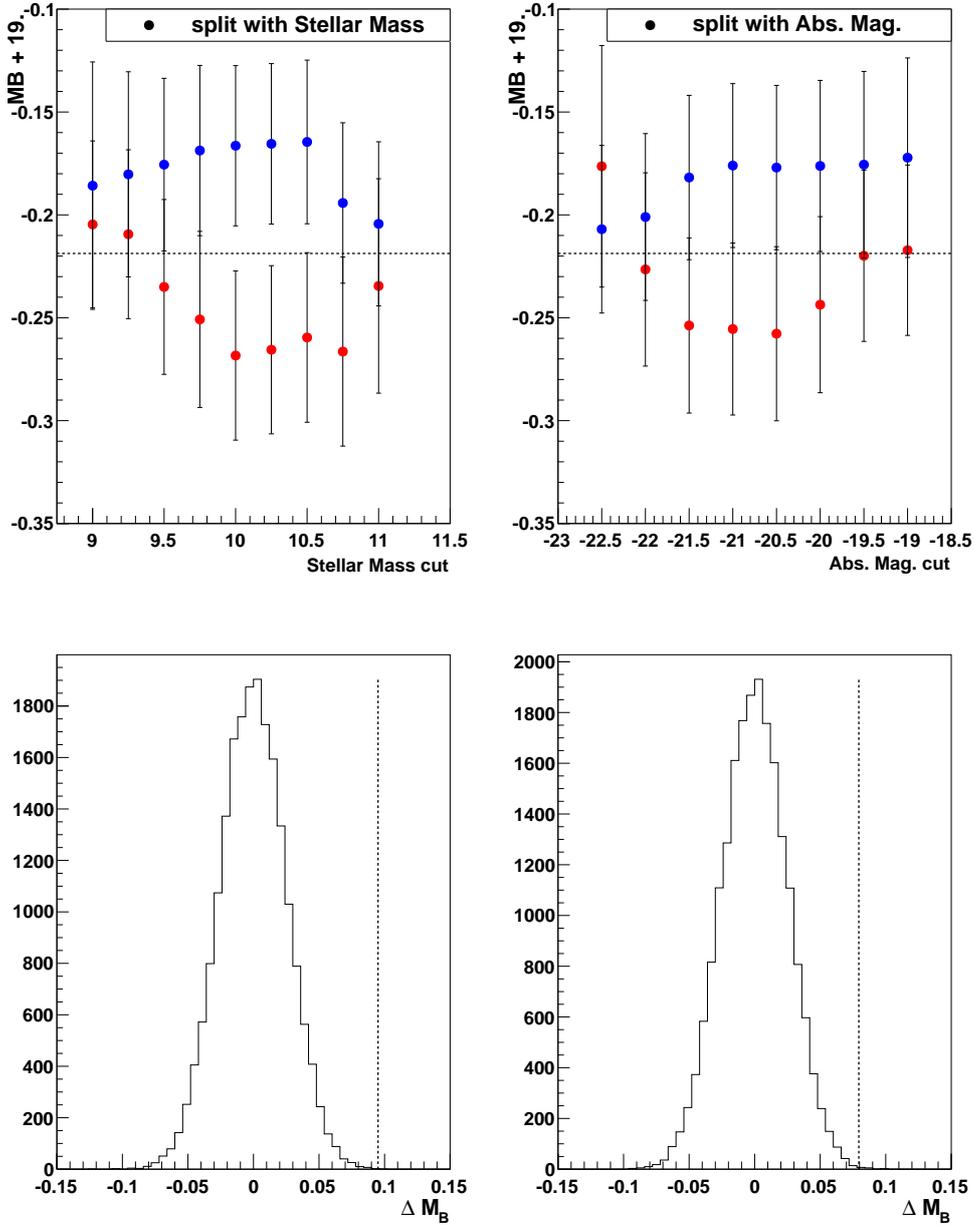


Fig. 5.4 – En haut : résultat obtenu pour l’ajustement du lot SNLS3 provisoire, séparé en deux populations selon la masse stellaire (à gauche) et la magnitude absolue R (à droite) de l’hôte. Sont ajustés un paramètre cosmologique commun aux deux populations (Ω_Λ , univers plat) et 2 valeurs de M_B . On fait varier le seuil en masse stellaire et en magnitude M_R utilisé pour séparer les deux populations. Les points bleus correspondent aux galaxies les moins massives et les moins brillantes. Le trait en pointillé correspond à la valeur de M_B obtenue pour le lot sans séparation. Contrairement à la méthode mise en œuvre en figure 5.3, les barres d’erreurs sont avec ce calcul un peu surestimées. En bas : les histogrammes permettant d’évaluer la significativité des $\Delta M_B \neq 0$ mesurés sont présentés en dessous des figures correspondantes, pour des seuils de séparation $M_{\text{stellaire}} = 10^{10.5} M_\odot$ et $M_R = 21$. La significativité mesurée est de $3.7\text{-}\sigma$ pour la séparation en masse stellaire et $3.2\text{-}\sigma$ pour celle en M_R .

-19.13 et $\mathcal{M}_{B_2} = -19.04$. La significativité de cette différence $\Delta\mathcal{M}_B \neq 0$ non nulle est de $2.6\text{-}\sigma$. Ce résultat est reproduit pour la séparation en bleues-rouges : $\mathcal{M}_{B_1} = -19.15$ et $\mathcal{M}_{B_2} = -19.04$, pour une significativité de $3\text{-}\sigma$. La SN Ia standard est donc plus brillante d’un dixième de magnitude dans les galaxies passives ou rouges. Le critère de sélection sur la couleur *rest-frame* U-V donne des résultats équivalents à celui portant sur le sSFR.

De la même manière, les valeurs de β obtenues quelque soit la variable de classification (sSFR ou U-V) diffèrent : $\beta_1 = 2.35$ et $\beta_2 = 3.44$. La significativité de leur différence $\Delta\beta$ non-nulle est moindre, à $2.3\text{-}\sigma$.

Il est donc intéressant de répéter cette mesure sur un lot étendu, pour lequel aucune coupure en couleur de la SN n’a été appliqué, afin d’obtenir un bras de levier plus important pour ajuster le paramètre β . Le lot étendu comprend les SNe SNLS3 classées Ia/Ia*, sélectionnées sur l’échantillonnage de leurs courbes de lumière ainsi que par une coupure à $3\text{-}\sigma$ en *stretch*. Pour ce lot “étendu”, 201 SNe ont un hôte identifié qui passe nos critères de sélection. Le lot “étendu” comprend ainsi 56+145 SNe Ia, séparées en galaxies hôtes rouges ou bleues. Les deux valeurs de β obtenues sont $\beta_1 = 2.89$ et $\beta_2 = 3.52$ pour une significativité de $1.7\text{-}\sigma$.

La différence observée des deux β pourrait être attribuée à la superposition d’un effet d’extinction par de la poussière — plus présente dans les galaxies actives, et correspondant à une valeur de β plus proche du R_B galactique — et d’une loi de couleur intrinsèque des SNe Ia — qui serait alors plus visible sur les galaxies passives. Cependant, cette différence reste marginalement significative et dépend de la sélection en couleur des SNe Ia. La quantité de poussière sur la ligne de visée des SNe Ia explosant dans les galaxies à formation d’étoiles serait alors limitée.

Ces résultats sont résumés en figure 5.3, où sont indiquées les valeurs de \mathcal{M}_B et β ajustées pour le lot séparé en 2 populations : actives-passives, bleues-rouges, et les histogrammes correspondant à l’estimation de la significativité des mesures de $\Delta\mathcal{M}_B \neq 0$ et $\Delta\beta \neq 0$ obtenues pour la classification bleues-rouges. Les valeurs de \mathcal{M}_B et β obtenues pour le lot “étendu” séparé en bleues-rouges sont aussi indiquées.

Les résultats définitifs pour le lot SNLS à 3 ans (à $z < 0.85$) qui comprend 195 SNe Ia et leurs hôtes sont présentés dans Sullivan *et al.* [2010] : pour une sélection en sSFR au seuil $\log_{10}(\text{sSFR}) = 9.7$, les deux valeurs de \mathcal{M}_B : $\mathcal{M}_{B_1} = -19.208$ et $\mathcal{M}_{B_2} = -19.149$ diffèrent à $2.8\text{-}\sigma$, et les deux valeurs de β : $\beta_1 = 2.73$ et $\beta_2 = 3.44$ diffèrent à $2.2\text{-}\sigma$ (la couleur des SNe Ia est limitée à $|c| < 0.3$). Par ailleurs, la dispersion des résidus au diagramme de Hubble semble plus faible, à $2\text{-}\sigma$, dans les galaxies passives, ce qui pourrait s’expliquer par la présence d’une quantité de poussière moindre dans ces galaxies.

Masse stellaire : la troisième variable ?

Une deuxième étude a porté sur la différence de \mathcal{M}_B mesurée lorsqu’on sélectionne les SNe Ia selon la masse stellaire. La magnitude absolue R de l’hôte corrèle bien sûr avec sa masse, mais de manière assez peu précise puisqu’il manque l’information sur la couleur (Bell *et al.* [2003]). Néanmoins, c’est à nouveau une variable “proche” des données puisqu’elle résulte grosso-modo de l’interpolation des magnitudes observées. C’est pourquoi nous avons aussi étudié la variation de la luminosité en fonction de cette variable.

Cette étude a été menée sur le lot, provisoire à nouveau mais plus récent, des SNe Ia SNLS3 entrant dans le diagramme de Hubble. Il est de même restreint à $z < 0.85$ et à la magnitude $i_{AB} < 26$ pour l’hôte. Il comprend dans notre analyse 165 SNe Ia pour lesquelles l’hôte est identifié et bien modélisé. Pour l’estimation de la masse, on utilise la modélisation à l’aide la bibliothèque de SEDs *Pegase*, décrite en section 5.1. Pour l’estimation de la magnitude absolue R, on utilise la modélisation avec la bibliothèque de SED optimisée *Expo*.

A nouveau, on sépare le lot en 2 populations, mais le seuil en masse et en magnitude absolue R est cette fois variable. On procède à deux types d’ajustement. Pour l’un, comme en section 5.3.1, on ajuste deux jeux de paramètres en fixant la cosmologie. Pour l’autre, on ajuste le paramètre

5.3 Une troisième relation de standardisation ?

cosmologique (Ω_Λ pour un univers plat) commun aux deux populations et deux valeurs de \mathcal{M}_B . On obtient ainsi des barres d'erreurs sur les deux \mathcal{M}_B plus réalistes bien que cette fois un peu surestimées. La significativité est calculée selon le même principe qu'au 5.3.1, en effectuant l'ajustement choisi pour une classification au hasard des hôtes, et ce pour 20 000 tirages différents.

Les résultats de cette étude sont présentés en figure 5.4. Que ce soit pour la sélection selon la masse stellaire, ou la magnitude absolue R , on constate que les valeurs de \mathcal{M}_B diffèrent significativement pour un seuil compris dans un intervalle de $M_{\text{stellar}} \simeq 10^{10} - 10^{10.5} M_\odot$ et de $M_R \simeq -21.5 - -20.5$. Pour un seuil fixé à $M_{\text{stellar}} = 10^{10.5} M_\odot$ (resp. à $M_R = -21$), les deux valeurs de \mathcal{M}_B obtenues diffèrent à $3.7\text{-}\sigma$ (resp. à $3.2\text{-}\sigma$).

Les résultats définitifs pour le lot complet à 3 ans ($z < 0.85$) sont présentés dans Sullivan *et al.* [2010] : pour une sélection en masse stellaire à un seuil $M = 10^{10} M_\odot$, les deux valeurs obtenues pour \mathcal{M}_B , $\mathcal{M}_{B1} = -19.206$ et $\mathcal{M}_{B2} = -19.121$, diffèrent à $3.5\text{-}\sigma$. Les deux valeurs de α obtenues sont compatibles à $0.95\text{-}\sigma$ et les deux valeurs de β : $\beta_1 = 3.159$ et $\beta_2 = 3.714$ diffèrent à $1.8\text{-}\sigma$, soit peu significativement. Par ailleurs, la dispersion des résidus au diagramme de Hubble semble identique pour les SNe Ia des galaxies massives et de faible masse (à $0.8\text{-}\sigma$).

Le *stretch* de la SN est corrélé avec le sSFR, la masses stellaire etc. de l'hôte. Il est important de vérifier que la dépendance de la luminosité standard de la SN en fonction d'une troisième variable n'est pas une dépendance en *stretch* déguisée, dûe par exemple à une correction imparfaite par la relation linéaire adoptée de la loi *brighter-slower*. Cette possibilité est testée en séparant les SNe en *stretch* – chaque sous-lot $s < 1$ et $s > 1$ donne des résultat similaires — ainsi qu'en ajustant une loi *brighter-slower* quadratique qui ne supprime pas la tendance observée en fonction des caractéristiques de l'hôte.

En conclusion, dans les galaxies massives, si les SNe sont en moyenne moins lumineuses, du fait de la ségrégation en *stretch*, la SN Ia standard, pour laquelle $s = 1$ et $c = 0$, est par contre plus brillante d'environ 10%. Les relations de standardisation diffèrent effectivement selon l'environnement de la SN.

La masse stellaire semble donc être un critère important à prendre en compte dans l'analyse de cosmologie, même si d'autres caractéristiques, comme le sSFR, la couleur U-V ou la magnitude absolue R sont aussi à considérer.

5.3.2 Discussion

Ces résultats peuvent être comparés à plusieurs autres études.

Ainsi, Lampeitl *et al.* [2010], lors d'une analyse similaire pour 160 SN Ia du SDSS à $z \sim 0.15$ pour lesquelles la photométrie de l'hôte est mesurée en *ugriz*, montre que la SN Ia standard est plus brillante dans les galaxies plus massives à $2.5\text{-}\sigma$. De même, Kelly *et al.* [2010] mesurent une corrélation non nulle à $2.5\text{-}\sigma$ entre les résidus au diagramme de Hubble et la masse de l'hôte (ainsi qu'avec la taille physique de l'hôte), pour 70 SNe Ia du SDSS beaucoup plus proches ($0.015 < z < 0.08$). Enfin, Gupta *et al.* [2011], pour 206 SNe Ia du SDSS à $z \sim 0.2$, pour les hôtes desquelles ils ajoutent des mesures dans l'UV et le NIR, obtiennent la même mesure à $3\text{-}\sigma$. Ces derniers estiment aussi, au moyen des modèles de SEDs ajustés sur la photométrie de ces galaxies, leur âge stellaire moyen (pondéré en masse). Ils constatent que la SN Ia standard est plus brillantes dans les galaxies plus vieilles, à $2\text{-}\sigma$.

Cette corrélation en fonction de la masse peut aussi s'interpréter en terme de métallicité, puisque métallicité et masses sont corrélées. La métallicité peut être estimée à partir de la masse en appliquant les relations de Tremonti *et al.* [2004], corrigées de l'évolution en redshift, comme expliqué en 5.2. En séparant le lot des SNe Ia SNLS en métallicité, plutôt qu'en masse, avec un seuil à $12 + \log_{10}(\text{O}/\text{H}) = 8.8$ ³, Sullivan *et al.* [2010] obtiennent des résultats identiques. Mentionnons que Gallagher *et al.* [2008], avaient détecté une tendance similaire (bien qu'interprétée

3. La métallicité solaire est de $\log_{10}(\text{O}/\text{H})+12 = 6.8$.

à rebours) en étudiant les résidus du diagramme de Hubble en fonction de la métallicité estimée par spectroscopie pour les galaxies hôtes E/S0 de 17 SNe Ia proches. Une première tentative de mesure de cet effet sur les données SNLS, par [Howell *et al.* \[2009\]](#) pour 55 SNe Ia, avait donné un résultat compatible avec une absence de corrélation, mais compatible aussi à $\sim 1.5\text{-}\sigma$ avec le résultat de [Sullivan *et al.* \[2010\]](#) sur les données SNLS3.

Enfin, plus récemment, deux autres études ont été menées, qui utilisent une mesure spectroscopique de la métallicité des hôtes des SNe Ia du SDSS survey. [Konishi *et al.* \[2011\]](#) montrent ainsi en séparant leur lot de 72 SN Ia en fonction de la métallicité de leurs galaxies ($\log_{10}(\text{O}/\text{H}) + 12 > 9.0$ ou non) que les deux valeurs de α obtenues sont compatibles ($< 1\sigma$); les deux valeurs de β diffèrent à $3\text{-}\sigma$, le paramètre β est plus grand pour les galaxies pauvres en métal; les deux valeurs de \mathcal{M}_B diffèrent à $1.8\text{-}\sigma$: la SNe Ia standard est plus brillante de $\sim 10\%$ dans les galaxies métalliques. Cependant, [D’Andrea *et al.* \[2011\]](#) notent que ces galaxies hôtes ont été observées dans le cadre du relevé spectroscopique du SDSS, et subissent donc un effet de sélection en magnitude qui biaise l’échantillon vers les grandes masses. [D’Andrea *et al.* \[2011\]](#) ont alors mené une campagne d’observation en spectroscopie portant spécifiquement sur les galaxies à formation d’étoiles SDSS afin d’obtenir un lot moins biaisé de 34 galaxies hôtes. La luminosité des SNe Ia standardisées dans les galaxies les plus métalliques est plus brillante à $4\text{-}\sigma$, de 10% environ, comparée à celle des SNe Ia dans les galaxies de métallicité plus faible. Au regard de ces résultats, il est donc envisageable d’interpréter en terme de métallicité la tendance vue dans le diagramme de Hubble en fonction de la masse stellaire. Toutefois, [Galbany *et al.* \[2012\]](#) ne détectent pas de corrélation marquée entre le résidu au diagramme de Hubble et la distance galacto-centrique, ce qui va à l’encontre de cette interprétation.

Le modèle de [Timmes *et al.* \[2003\]](#) prédit une corrélation entre luminosité des SNe Ia et métallicité de l’étoile parente : les étoiles parentes plus métalliques synthétisent plus de ^{22}Ne , qui va favoriser la production de ^{58}Ni au détriment du ^{56}Ni , conduisant à une SNe Ia moins lumineuse. [Kasen *et al.* \[2009\]](#) prend en compte ce résultat dans son code d’explosion et de synthèse radiative. Pour des conditions initiales identiques et une métallicité moins élevée, la SN obtenue est effectivement plus brillante, mais elle décroît aussi plus lentement. Rapportée au même *stretch* $s = 1$ (ici $\Delta m_{15} = 1.1$), la magnitude de la SN standard est alors plus brillante pour les étoiles parentes plus métalliques. Les prévisions de ce modèle théorique sont donc en accord avec l’observation d’une corrélation entre les résidus du diagramme de Hubble et la métallicité. Cependant, la métallicité est une quantité difficilement mesurable et les données ne permettent pas de la désigner certainement comme troisième variable de la relation de standardisation au détriment d’autres caractéristiques de l’hôte, notamment de la masse stellaire.

En ce qui concerne le paramètre β , plusieurs études obtiennent un β plus grand pour les galaxies à formation d’étoiles (ainsi, [Lampeitl *et al.* \[2010\]](#) détectent une différence de β à $3\text{-}\sigma$), mais aussi pour les galaxies moins massives, ou moins métalliques : la différence observée est de l’ordre de $2\text{-}\sigma$ pour les SNe Ia SNLS3. Cette question est donc aussi à prendre en compte pour l’analyse de cosmologie.

5.3.3 Implication pour la cosmologie

Au vu des résultats décrits dans la section précédente, il s’avère nécessaire d’ajouter un troisième terme à la relation de standardisation. Le choix n’est pas aisé entre la masse stellaire, la métallicité, le taux de formation d’étoiles, l’âge stellaire moyen... d’autant plus que ces quantités sont corrélées lorsqu’on les estime à partir de la seule photométrie de la galaxie.

Pour l’analyse SNLS3, le choix s’est porté sur la masse stellaire, plutôt que sur le sSFR (dont la corrélation au HR est moins significative) ou la métallicité (estimée de toutes façons avec la masse).

Une première possibilité est d’ajouter dans la relation de standardisation un terme linéaire, du type $\gamma \times \log_{10}(M_{\text{stellaire}})$. Cependant, il n’y a pas de motivation théorique pour que ce terme

5.3 Une troisième relation de standardisation ?

supplémentaire soit linéaire. Une deuxième solution est de séparer la population de SNe Ia en deux, selon la valeur seuil $10^{10}M_{\odot}$, et d'affecter deux valeurs de \mathcal{M}_B différentes à chacune des deux populations. Elle a l'avantage d'être plus robuste quant aux incertitudes qui affectent les mesures des caractéristiques des hôtes. C'est cette approche qui est suivie pour l'analyse SNLS3.

Cette approche a aussi été adoptée par Kelly *et al.* [2010] pour tester l'importance de ce troisième terme. Les auteurs séparent leur lot en 30+30 SNe proches selon un seuil en masse stellaire de l'hôte de $10^{10.8}M_{\odot}$, et y ajoutent un lot de 180 SNe Ia distantes, puis leur ajustent un modèle cosmologique d'univers plat (Ω_m, w) en y adjoignant les contraintes des BAO et du CMB. La mesure obtenue pour les 30 SNe Ia associées aux hôtes massifs est de $1 + w = 0.22^{+0.152}_{-0.108}$, qui diffère de celle obtenue sur les 30 autres : $1 + w = -0.03^{+0.217}_{-0.143}$, ce qui correspond à un δw de l'ordre de l'incertitude statistique.

La mesure de la cosmologie SNLS3 est présentée dans Conley *et al.* [2011]. Comme décrit au chapitre 2, le lot SNLS3 est étendu à petit, moyen et très grand redshift et comprend en tout 472 SNe dont 242 SNe du SNLS. Pour l'analyse SNLS3 combinée présentée dans Sullivan *et al.* [2011], s'y ajoutent les contraintes provenant des BAO (Reid *et al.* [2010]), de WMAP7 (Komatsu *et al.* [2011]) et de la mesure de H_0 (Riess *et al.* [2009, 2011]). Pour un modèle cosmologique d'univers plat (Ω_m, w), la valeur de w obtenue, selon que l'on tient compte ou non du troisième terme est effectivement modifiée. La différence obtenue est $\delta w = 0.061$, comparable à l'incertitude statistique+systematique $\sigma(w) = 0.08$. La différence pour Ω_m est de $\delta\Omega_m = 0.007$, soit la moitié de l'incertitude associée. La réduction du χ^2 est significative à $5\text{-}\sigma$.

L'influence de la valeur de la masse seuil est discutée dans Conley *et al.* [2011] : l'incertitude systématique associée est calculée en faisant varier ce seuil de 10^9 à $10^{11} M_{\odot}$. L'influence du choix de la variable (masse stellaire ou métallicité) est aussi inclus dans le calcul. C'est la deuxième source d'incertitude systématique, mais loin derrière la calibration. Ainsi, pour l'analyse SNLS3 combinée, dans le plan Ω_m - w , les incertitudes systématiques associées à la calibration accroissent de 70% la surface du contour de confiance à 68.4% correspondant à l'incertitude statistique seule. Celles dûes à l'adjonction du troisième terme ne l'accroissent que de 3%.

La séparation de ces 472 SNe Ia en 2 populations selon la masse stellaire de leur hôte permet aussi d'ajuster deux valeurs de β (et de α). Si les deux valeurs de α obtenues sont compatibles, celles de β diffèrent à $4.3\text{-}\sigma$. La tendance simplement indicative dans le lot restreint des SNe SNLS3 à $z < 0.85$ semble ainsi ce confirmer. Notons toutefois que, si la réduction de χ^2 obtenue est significative à $4.5\text{-}\sigma$, la valeur de la cosmologie est peu influencée par le choix d'ajuster les données avec un seul paramètre β ou deux (en ajustant deux valeurs de \mathcal{M}_B) : $\delta w = -0.015$ et $\delta\Omega_m = 0.01$. Ainsi, ne prendre en compte qu'un seul paramètre β ajoute une incertitude systématique négligeable. Cette mesure d'une variation significative de β en fonction de la masse stellaire de l'hôte est par contre une indication précieuse pour la compréhension de la relation couleur-luminosité des SNe Ia.

Une troisième paramétrisation de ce troisième terme a été mise en œuvre par Suzuki *et al.* [2012]. Elle consiste à ajouter un terme $\delta \times \mathcal{P}$, où \mathcal{P} est la probabilité que la masse de la galaxie hôte soit inférieure à la masse seuil choisie : δ est alors analogue à $\Delta\mathcal{M}_B = M_{B1} - M_{B2}$. Avec cette paramétrisation, il est possible d'inclure dans le diagramme de Hubble des SNe Ia pour lesquelles la mesure de la masse stellaire de l'hôte est affectée d'une grande incertitude ou même absente. Dans ce dernier cas, \mathcal{P} est estimée à partir de la distribution en masse et/ou en magnitude des hôtes du lot considéré. Suzuki *et al.* [2012] mettent cette méthode en œuvre pour la compilation Union Sample 2.1 de 580 SNe Ia à $0.015 < z < 1.6$. Ils mesurent une différence en magnitude $\delta \simeq -0.03$, ce qui est sensiblement plus faible que les $\simeq 0.08$ mesurés par les autres études, en particulier SNLS3.

Il apparaît nécessaire d'inclure dans les relations de standardisation des SNe Ia un troisième terme qui dépend des caractéristiques de son environnement. La paramétrisation utilisant la masse stellaire de l'hôte, et consistant à ajouter un terme $\Delta\mathcal{M}_B = \mathcal{M}_{B1} - \mathcal{M}_{B2}$ selon que la masse se

situé en-deçà d'une masse seuil (soit une loi en Heaviside), a donné des résultats probants pour l'analyse combinée de SNLS3 et celle des autres expériences.

Perspectives

L'avantage d'une modélisation du troisième terme en Heaviside est qu'elle est peu sensible aux détails du calcul de la masse stellaire. Seules les quelques supernovae dont la masse de l'hôte se trouve près du seuil peuvent être affectées par la dispersion de la relation utilisée entre les mesures photométriques de l'hôte, et la masse stellaire qu'on en déduit, ou par l'incertitude sur la masse calculée du fait des incertitudes des magnitudes mesurées. Ainsi, il peut être intéressant d'investiguer l'utilisation d'une relation plus simple entre magnitudes observées de la galaxie hôte et un estimateur de cette troisième variable, comme par exemple une loi linéaire analogue à la relation de [Bell et de Jong \[2001\]](#) entre $M_{\text{stellaire}}/L_B$ et la couleur. L'utilisation d'une telle relation m'a permis de montrer que les biais en magnitude du catalogue photométrique ont un impact négligeable. Ce résultat a été présenté en réunion de collaboration.

L'analyse du lot de données à 5 ans de SNLS devrait permettre de confirmer la nécessité de ce troisième terme, et d'investiguer plus avant l'identité de cette troisième variable : masse, métallicité, ou autre chose. Toutefois, certains écueils peuvent d'ores et déjà être identifiés. Si la métallicité est véritablement la troisième variable, utiliser la masse stellaire introduit un biais systématique en fonction du redshift du fait de la dépendance en redshift de la relation $M_{\text{stellaire}} - Z$. Ainsi, [Zahid et al. \[2011\]](#), qui ont mesuré cette relation à $z \sim 0.8$ dans le survey DEEP2 montrent qu'à grand redshift, la métallicité des galaxies est environ 0.15 dex plus faible, à masse égale, qu'à $z = 0$. De plus, comme le remarquent [Childress \[en préparation\]](#), la métallicité de la galaxie n'est pas celle de l'étoile parente de la SN, et ce d'autant plus que le *delay-time* associé à la dite SN est long. Si la fraction des SNe Ia "prompt" augmente avec le redshift, comme on peut le supposer, on a là un élément biaisant supplémentaire à investiguer.

Le lot spectroscopique à 5 ans de SNLS comprend environ 420 SNe Ia. Il sera particulièrement intéressant d'augmenter encore cette statistique en y incluant les ~ 300 SNe Ia photométriques découvertes dans les données à 3 ans, et pour lesquelles une campagne de mesure spectroscopique du redshift des hôtes a été entreprise ([Lidman et al. \[2012\]](#)). Le catalogue de galaxies hôtes à la publication duquel je travaille actuellement permettra d'incorporer rapidement ces nouvelles venues dans le diagramme de Hubble de SNLS.

Conclusion et Perspectives

Les travaux menés ces quelques dernières années m'ont permis de participer à cette belle aventure qu'est le Supernova Legacy Survey. Les supernovae Ia sont devenues, d'instrument de la découverte de l'énergie noire, une sonde cosmologique permettant la mesure précise de sa nature. Jointes aux autres sondes, comme les oscillations acoustiques de baryons, près de nous (BAO) ou à l'époque du découplage (CMB), elles conduisent à une valeur de $w \simeq -1$ à une précision meilleure que 10%, compatible avec une énergie du vide ou une constante cosmologique.

J'ai décrit dans les chapitres précédents mon parcours personnel et mes contributions à l'analyse des données du Supernova Legacy Survey : la photométrie des supernovae, mais aussi la cartographie de leurs lignes de visée et l'étude des relations entre leurs caractéristiques et celles de leurs galaxies hôtes. La photométrie sans ré-échantillonnage des images est maintenant la photométrie officielle des données à 5 ans (SNLS5). Deux effets d'importance ont pu être mis en évidence, en s'appuyant en partie sur les travaux portant sur les galaxies : la magnification gravitationnelle des supernovae Ia de SNLS3, et la dépendance des relations permettant de construire l'indicateur de distance aux propriétés de la galaxie hôte, comme la masse stellaire. Comme précisé dans les chapitres qui les décrivent, les résultats et les conclusions ainsi obtenus sont le fruit d'un travail collaboratif. Je tiens à en souligner l'importance ainsi que le bénéfice que j'ai pu en tirer, au sein du Supernova Legacy Survey mais aussi tout particulièrement dans l'équipe Cosmologie du LPNHE.

Au fil de ces chapitres, j'ai pu évoquer les perspectives de chacune de ces contributions. Je présente ici une synthèse de l'évolution à venir, à court et moyen terme, que j'envisage pour mes travaux, ainsi que leur inscription dans le contexte générale des mesures de cosmologie.

Je travaille actuellement à la publication du catalogue photométrique des galaxies hôtes des données à 5 ans du SNLS. Plusieurs points ont été améliorés par rapport au catalogue utilisé pour les études présentées dans les chapitres 4 et 5, en utilisant la répétabilité des mesures. Citons le modèle d'incertitude, la soustraction du fond résiduel, mais aussi la prise en compte de la variation de la qualité d'image entre les différentes bandes. En ce qui concerne la modélisation des galaxies, j'incorporerai à la version publiée dans [Kronborg et al. \[2010\]](#) la prise en compte d'un paramètre supplémentaire d'extinction ajusté sur les magnitudes mesurées.

Ce catalogue sera ensuite exploité pour la construction du diagramme de Hubble SNLS5 des données à 5 ans selon plusieurs axes.

Diagramme de Hubble de l'analyse jointe SDSS-SNLS5

Une analyse jointe est actuellement en cours avec le Sloan Digital Sky Survey qui concerne les supernovae Ia du lot à 5 ans SNLS identifiées spectroscopiquement. Ainsi, les deux relevés bénéficient maintenant d'une calibration commune à mieux que 0.005 mag en *griz* ([Betoule et al. \[soumis\]](#)). Cette analyse commune permettra d'obtenir un lot d'environ 500 supernovae Ia du SDSS à des distance intermédiaires et 420 supernovae Ia distantes du SNLS calibrées sur le même système, dont la mesure de distance sera construite à l'aide du même modèle spectro-photométrique, SALT2, entraîné sur un lot de données étendu. La masse stellaire des galaxies hôtes sera aussi un ingrédient

dient dans la construction de ce diagramme de Hubble. Il comprendra alors la compilation de supernovae Ia la plus étendue et la plus homogène obtenue à ce jour.

Diagramme de Hubble de supernovae Ia “photométriques”

Cette étude porte sur l’analyse exploitant le lot complet des supernovae Ia spectroscopiques et des supernovae Ia photométriques, dont l’identification repose sur l’étude des courbes de lumière faite d’observation spectroscopiques. Elle sera menée en collaboration avec un étudiant en thèse.

Elle s’inscrit là encore dans le cadre d’un travail collaboratif puisqu’elle nécessite plusieurs éléments. Premièrement, l’identification des supernovae Ia photométrique, déjà réalisée sur le lot à 3 ans (Bazin *et al.* [2011]), et en cours sur le lot à 5 ans. Deuxièmement, la mesure du redshift spectroscopique des galaxies hôtes des supernovae concernées. Comme mentionné au chapitre 4, un programme de mesure est en cours (Lidman *et al.* [2012]), auprès du télescope de 4-m AAT (Anglo-Australian Telescope) de l’observatoire de Siding Spring (Australie), à l’aide du spectrographe AAOmega couplé au système de positionnement des fibres optiques du “Two degree Field” (2dF) qui permet l’acquisition simultanée de 392 spectres. Ce programme a déjà fourni les redshifts spectroscopiques de 80 supernovae Ia photométriques. Troisièmement, la mesure photométrique de ces supernovae, dont l’équipe du LPNHE est actuellement maître. Enfin quatrièmement, l’identification des galaxies hôtes et la mesure de leur masse stellaire incluse dans le catalogue publié. Ce dernier point est actuellement en cours : j’ai ainsi évalué les magnitudes *rest-frame* et les masses stellaires des 80 galaxies hôtes dont le redshift a été mesuré à l’AAT.

L’apport des supernovae photométriques double certes la statistique du lot SNLS dans le diagramme de Hubble, qui atteindra au total vraisemblablement le millier de supernovae Ia. Mais le lot des seules supernovae photométriques permet surtout d’étudier la faisabilité de la mesure des paramètres cosmologiques avec un diagramme constitué de supernovae Ia sans identification spectroscopique : il préfigure alors la configuration des futurs programmes de Supernovae, qui fourniront plusieurs milliers de supernovae Ia qui ne pourront pas être toutes confirmées spectroscopiquement.

Ainsi, le Dark Energy Survey qui débute ces jours-ci, permettra à l’aide d’une caméra de 3 degrés carrés montée au télescope de 4-m du CTIO la mesure de distance d’environ 4000 supernovae Ia à $0.05 < z < 1.2$ (Bernstein *et al.* [2012]). Ce projet bénéficiera d’une bonne transmission effective dans la voie rouge (filtre z) grâce à l’efficacité quantique élevée des CCDs utilisés. La précision de la mesure de la couleur d’une supernovae Ia à $z \sim 1$ sera ainsi réduite de 40% par rapport à celle obtenue avec SNLS. De plus, les supernovae entrant dans le diagramme de Hubble seront mesurées dans les mêmes filtres *rest-frame* B & V jusqu’à $z \lesssim 1$ — cette borne est de $z \sim 0.7$ pour le SNLS.

Les redshifts des supernovae Ia de DES seront en majeure partie mesurés par spectroscopie de la galaxie hôte, dans le cadre de programmes complémentaires tel celui développé à l’AAT. Seules environ 20% des supernovae Ia pourront être observées spectroscopiquement, et constituer un lot de contrôle. L’estimation des redshifts photométriques de tous les hôtes est par ailleurs nécessaire, car l’identification photométrique des supernovae requiert l’adéquation des redshifts photométriques de l’hôte et de la supernova. De plus, elle permettra d’avoir une estimation du redshift tant que les observations spectroscopiques complémentaires n’auront pas été réalisées. Pour les hôtes trop faibles pour être observés en spectroscopie, le redshift photométrique sera la seule estimation disponible.

A plus long terme, le projet du Large Synoptic Survey Telescope, qui verra sa première lumière en 2020, et dans lequel l’IN2P3, dont le LPNHE, est impliqué, pourra découvrir au moins 10 000 supernovae Ia par an. La mesure de cosmologie des supernovae Ia s’appuiera alors exclusivement sur un diagramme de Hubble photométrique. La stratégie exacte du relevé est encore en débat. La mesure de w nécessite l’utilisation d’un lot de supernovae proches, et la

possibilité d’observer les supernovae proches et lointaines avec le même instrument élimine les problèmes d’inter-calibration des lots de provenances différentes. Le programme Supernovae du LSST pourrait conjuguer un relevé peu profond, à $z \sim 0.2$ et un relevé à plus grande distances $z \lesssim 1$. L’étude présentée dans Astier [2012] montre qu’une telle stratégie permettrait, en 2 ans, pour un univers plat, une mesure de w à une précision $\sigma(w) \simeq 0.026$ ⁴. Un éventuel volet Supernovae de la mission spatiale Euclid pourrait être couplé au programme au sol du LSST. En effet, à $z \gtrsim 1$, la lumière *rest-frame B* des supernovae est observée dans le NIR, dont la mesure au sol est difficile du fait de la brillance et la variabilité du fond de ciel. Euclid, qui effectuera de l’imagerie NIR en *yHK* pourrait alors prendre la relève à grand z et compléter le diagramme de Hubble de LSST.

Magnification gravitationnelle des supernovae SNLS5

Comme mentionné au chapitre 4, je compte aussi étudier la magnification gravitationnelle du lot SNLS à 5 ans, et pour cela m’atteler à la reconstruction de leurs lignes de visée, en collaboration avec un étudiant en thèse.

L’étude effectuée par Taia Kronborg a permis de montrer que le niveau de détection de la magnification gravitationnelle dépend essentiellement de la statistique du lot de supernovae Ia utilisé : avec environ 500 supernovae Ia SNLS, il y aura 80% de chance de détecter à $3\text{-}\sigma$ la magnification gravitationnelle. Ce niveau de détection pourra permettre éventuellement d’améliorer la contrainte apportée sur les modèles de halos de matière noire (essentiellement la dispersion en vitesse) mesurée sur les données à 3 ans par Jönsson *et al.* [2010a]. Notons que ces contraintes pourront être comparées à celles établies en étudiant le *galaxy-galaxy lensing* sur les champs Wide du CFHTLS (CFHTLenS, Heymans *et al.* [2012]) et dont la publication est en préparation (Velandier [soumis]). La statistique future promise par les programmes de supernovae actuels, tels DES, et futurs, comme LSST, devrait permettre de passer de la détection de la magnification des supernovae Ia à son utilisation comme sonde des halos de matière noire. Le travail effectué avec l’étudiant en thèse sera l’occasion d’évaluer le niveau de détection et les contraintes attendues sur les paramètres décrivant les halos dans le cadre de ces projets.

Croiser les sondes cosmologiques

Les projets de troisième génération s’appuient sur la possibilité de croiser les résultats de différentes sondes cosmologiques — les corrélations du cisaillement gravitationnel, les BAO, les amas et les supernovae Ia — comme préconisé par l’étude de la Dark Energy Task Force (Albrecht *et al.* [2006]). La précision atteinte permettra d’étudier l’évolution de w avec le redshift z , et de mesurer éventuellement $w \neq -1$. Ainsi, le programme LSST prévoit de mesurer les coefficients de la paramétrisation $w = w_0 + w_a \times z/(1+z)$ avec une précision correspondant à une “figure de mérite” $[\sigma(w_a)\sigma(w_p)]^{-1} \gtrsim 100$, inatteignable avec une seule sonde. La mission spatiale Euclid bénéficierait de l’adjonction d’un programme Supernovae en sus de ses programmes principaux, l’étude des corrélations du cisaillement gravitationnel et les BAO.

Les supernovae Ia sont à ce jour la sonde la plus aboutie tant par la précision de la mesure de w qu’elles permettent que par la connaissance des incertitudes systématiques associées. Elle seront donc un élément clef des programmes futurs. Dans le cadre du Supernova Legacy Survey, un effort important a conduit à la mise au point et à l’amélioration des performances, de la précision, mais aussi la quantification des incertitudes systématiques des techniques utilisées dans les différentes étapes conduisant à la mesure des distances et l’exploitation du diagramme de Hubble : notamment

4. En tenant compte des futures contraintes cosmologiques provenant de la mesure des anisotropies du CMB par le satellite Planck.

Conclusion et Perspectives

la photométrie, la calibration, la modélisation de l'émission des supernovae Ia, ainsi que l'étude et la qualification spectroscopique, la mesure des taux d'explosion, l'identification photométrique, la caractérisation de l'environnement de la supernova et de sa ligne de visée . . .

En ce sens, le Supernova Legacy Survey constitue bien, non seulement par la moisson de supernovae Ia qu'il a apporté, mais aussi par l'ensemble des méthodes qui ont été développées pour leur analyse, un "legs à la postérité".

Je compte à l'avenir participer activement aux projets futurs ici évoqués, qui, je l'espère, m'apporteront la possibilité de continuer à exploiter les supernovae Ia à des fins cosmologiques, mais aussi d'aborder d'autres sondes cosmologiques, dans le but de découvrir la nature de l'énergie noire.

Liste des figures

1.1	Mesure des paramètres cosmologiques dans le plan $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$ et, pour un univers plat $\Omega_k \equiv 0$, dans le plan (Ω_m, w)	9
1.2	Courbes de lumière et spectres synthétiques de SNe Ia.	14
1.3	Diagramme de Hubble de la compilation “Union 2 Sample”.	17
2.1	Télescopes de l’Isaac Newton Group.	22
2.2	Dôme du CFHT et imageur Megacam	25
2.3	Illustration de la technique de <i>rolling-search</i>	26
2.4	Télescopes utilisés pour la spectroscopie des supernovae SNLS.	26
2.5	Supernova 03D4ag : galaxie hôte et spectre VLT	27
2.6	Diagramme de Hubble SNLS3	30
2.7	Loi de couleur du modèle spectro-photométrique SALT2	31
2.8	Mesure de w avec les SNe Ia du lot SNLS3	33
3.1	Comparaison des distributions du χ^2_{nuit} pour les photométries A06 et WNR	39
3.2	Mesure à flux nul pour la photométrie WNR.	41
3.3	Pour le champ D4 : précision photométrique en fonction de la magnitude pour les étoiles tertiaires de calibration	42
3.4	Biais photométrique et mouvement propre	43
3.5	Effet de la variation de l’asymétrie de la PSF	43
4.1	Spectres de la bibliothèque de SEDs synthétisés pour le calcul des redshifts photométriques.	50
4.2	Performances du code d’estimation des redshifts photométriques : résidus $\Delta z = z_{\text{photo}} - z_{\text{spectro}}$ en fonction de z_{spectro} avant et après entraînement.	50
5.1	Outil graphique accessible depuis le Web : “Book” des SNe SNLS.	59
5.2	Distribution du <i>stretch</i> pour les SNe Ia SNLS3 entrant dans le diagramme de Hubble, séparées en deux populations.	62
5.3	Différentes valeurs de \mathcal{M}_B et β selon les populations d’hôtes considérées et significativité de ces différences.	66
5.4	Différence observée des valeurs de \mathcal{M}_B selon la masse stellaire des hôtes et significativité de cette différence.	67

Bibliographie

- A. AGUIRRE : Intergalactic Dust and Observations of Type IA Supernovae. *Astrophysical Journal*, 525:583–593, novembre 1999a. [22](#)
- A. N. AGUIRRE : Dust versus Cosmic Acceleration. *Astrophysical Journal Letters*, 512:L19–L22, février 1999b. [22](#)
- C. ALARD : Image subtraction using a space-varying kernel. *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 144:363–370, juin 2000. [24](#), [35](#), [37](#)
- C. ALARD et R. H. LUPTON : A Method for Optimal Image Subtraction. *Astrophysical Journal*, 503:325–+, août 1998. [35](#)
- A. ALBRECHT, G. BERNSTEIN, R. CAHN *et al.* : Report of the Dark Energy Task Force. *ArXiv Astrophysics e-prints*, septembre 2006. [11](#), [12](#), [75](#)
- G. ALDERING, G. ADAM, P. ANTILOGUS *et al.* : Overview of the Nearby Supernova Factory. In J. A. TYSON et S. WOLFF, éditeurs : *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 4836 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 61–72, décembre 2002. [17](#)
- R. AMANULLAH, C. LIDMAN, D. RUBIN *et al.* : Spectra and Hubble Space Telescope Light Curves of Six Type Ia Supernovae at $0.511 < z < 1.12$ and the Union2 Compilation. *Astrophysical Journal*, 716:712–738, juin 2010. [2](#), [17](#), [24](#)
- R. AMANULLAH, V. STANISHEV, A. GOOBAR *et al.* : Light curves of five type Ia supernovae at intermediate redshift. *Astronomy & Astrophysics*, 486:375–382, août 2008. [2](#), [24](#)
- W. D. ARNETT : A Possible Model of Supernovae : Detonation of ^{12}C . *Astrophysic and Space Science*, 5:180–212, octobre 1969. [13](#)
- W. D. ARNETT : Type I supernovae. I - Analytic solutions for the early part of the light curve. *Astrophysical Journal*, 253:785–797, février 1982. [63](#)
- S. ARNOUITS et O. ILBERT : LePHARE : Photometric Analysis for Redshift Estimate. *Astrophysics Source Code Library*, page 8009, août 2011. [49](#)
- P. ASTIER : Distances to type Ia supernovae with Euclid and others instruments. *Euclid internal note*, 2012. [75](#)
- P. ASTIER : Photometry of time-variable point sources. *in preparation*, en préparation. [44](#)
- P. ASTIER et A. GOOBAR : Supernovae. *IAU Circular*, 7258:1, septembre 1999. [24](#)
- P. ASTIER, J. GUY, N. REGNAULT *et al.* : The Supernova Legacy Survey : measurement of Ω_M , Ω_Λ and w from the first year data set. *Astronomy & Astrophysics*, 447:31–48, février 2006. [28](#), [36](#), [38](#), [47](#)

Bibliographie

- C. BALLAND, S. BAUMONT, S. BASA *et al.* : The ESO/VLT 3rd year Type Ia supernova data set from the supernova legacy survey. *Astronomy & Astrophysics*, 507:85–103, novembre 2009. [27](#), [28](#)
- C. BALLAND, M. MOUCHET, R. AMANULLAH *et al.* : Spectroscopic observations of eight supernovae at intermediate redshift. *Astronomy & Astrophysics*, 464:827–836, mars 2007. [2](#)
- C. BALLAND, M. MOUCHET, R. PAIN *et al.* : Spectroscopy of twelve type Ia supernovae at intermediate redshift. *Astronomy & Astrophysics*, 445:387–402, janvier 2006. [2](#), [23](#), [24](#)
- B. J. BARRIS, J. L. TONRY, M. C. NOVICKI et W. M. WOOD-VASEY : The NN2 Flux Difference Method for Constructing Variable Object Light Curves. *Astronomical Journal*, 130:2272–2277, novembre 2005. [36](#)
- M. BARTELMANN et P. SCHNEIDER : Weak gravitational lensing. *Physics Reports*, 340:291–472, janvier 2001. [55](#)
- W. A. BAUM : Photoelectric determinations of redshifts beyond 0.2 c. *Astronomical Journal*, 62:6–7, février 1957. [48](#)
- G. BAZIN, V. RUHLMANN-KLEIDER, N. PALANQUE-DELABROUILLE *et al.* : Photometric selection of Type Ia supernovae in the Supernova Legacy Survey. *Astronomy & Astrophysics*, 534:A43, octobre 2011. [28](#), [56](#), [58](#), [74](#)
- E. F. BELL et R. S. DE JONG : Stellar Mass-to-Light Ratios and the Tully-Fisher Relation. *Astrophysical Journal*, 550:212–229, mars 2001. [72](#)
- E. F. BELL, D. H. MCINTOSH, N. KATZ et M. D. WEINBERG : The Optical and Near-Infrared Properties of Galaxies. I. Luminosity and Stellar Mass Functions. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 149:289–312, décembre 2003. [68](#)
- E. F. BELL, C. PAPOVICH, C. WOLF *et al.* : Toward an Understanding of the Rapid Decline of the Cosmic Star Formation Rate. *Astrophysical Journal*, 625:23–36, mai 2005. [49](#)
- M. BERNARDI, R. K. SHETH, R. C. NICHOL, D. P. SCHNEIDER et J. BRINKMANN : Colors, Magnitudes, and Velocity Dispersions in Early-Type Galaxies : Implications for Galaxy Ages and Metallicities. *Astronomical Journal*, 129:61–72, janvier 2005. [55](#)
- J. P. BERNSTEIN, R. KESSLER, S. KUHLMANN *et al.* : Supernova Simulations and Strategies for the Dark Energy Survey. *Astrophysical Journal*, 753:152, juillet 2012. [12](#), [18](#), [74](#)
- E. BERTIN et S. ARNOUTS : SExtractor : Software for source extraction. *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 117:393–404, juin 1996. [37](#), [46](#), [47](#), [57](#)
- M. BETOULE, J. MARRINER, N. REGAULT *et al.* : Improved photometric calibration of the snls and the sdss supernova surveys. *submitted*, soumis. [33](#), [73](#)
- R. BIELBY, P. HUDELLOT, H. J. MCCracken *et al.* : The WIRCam Deep Survey I : Counts, colours and mass-functions derived from near-infrared imaging in the CFHTLS Deep Fields. *ArXiv e-prints*, novembre 2011. [51](#)
- C. BLAKE, S. BROUGH, M. COLLESS *et al.* : The WiggleZ Dark Energy Survey : joint measurements of the expansion and growth history at $z < 1$. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, page 3384, juillet 2012. [10](#)
- S. BLONDIN, K. S. MANDEL et R. P. KIRSHNER : Do spectra improve distance measurements of Type Ia supernovae ? *Astronomy & Astrophysics*, 526:A81, février 2011. [13](#)

Bibliographie

- A. BOEHM, B. L. ZIEGLER, R. P. SAGLIA *et al.* : Tully-Fisher relation at $0.1 < z < 1.0$. *VizieR Online Data Catalog*, 342:97–+, mars 2004. 54
- R. C. BOHLIN : Spectrophotometric Standards From the Far-UV to the Near-IR on the White Dwarf Flux Scale. *Astronomical Journal*, 111:1743, avril 1996. 30
- M. BOLZONELLA, J.-M. MIRALLES et R. PELLÓ : Photometric redshifts based on standard SED fitting procedures. *Astronomy & Astrophysics*, 363:476–492, novembre 2000. 49
- O. BOULADE, X. CHARLOT, P. ABBON *et al.* : MegaCam : the new Canada-France-Hawaii Telescope wide-field imaging camera. In M. IYE et A. F. M. MOORWOOD, éditeurs : *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 4841 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 72–81, mars 2003. 25
- T. G. BRAINERD, R. D. BLANDFORD et I. SMAIL : Weak Gravitational Lensing by Galaxies. *Astrophysical Journal*, 466:623, août 1996. 55
- D. BRANCH, W. ROMANISHIN et E. BARON : Statistical Connections between the Properties of Type IA Supernovae and the B-V Colors of Their Parent Galaxies, and the Value of H_0 . *Astrophysical Journal*, 465:73, juillet 1996. 61
- T. J. BRONDER, I. M. HOOK, P. ASTIER *et al.* : SNLS spectroscopy : testing for evolution in type Ia supernovae. *Astronomy & Astrophysics*, 477:717–734, janvier 2008. 28, 60
- T. BUCHERT : Dark Energy from structure : a status report. *General Relativity and Gravitation*, 40:467–527, février 2008. 6
- D. CALZETTI, L. ARMUS, R. C. BOHLIN, A. L. KINNEY, J. KOORNNEEF et T. STORCHBERGMANN : The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies. *Astrophysical Journal*, 533:682–695, avril 2000. 64
- P. CAPAK, H. AUSSEL, M. AJIKI *et al.* : The First Release COSMOS Optical and Near-IR Data and Catalog. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 172:99–116, septembre 2007. 46
- P. L. CAPAK : *Probing global star and galaxy formation using deep multi-wavelength surveys*. Thèse de doctorat, UNIVERSITY OF HAWAII, 2004. 49
- J. A. CARDELLI, G. C. CLAYTON et J. S. MATHIS : The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *APJ*, 345:245–256, octobre 1989. 31, 64
- M. CHEVALLIER et D. POLARSKI : Accelerating Universes with Scaling Dark Matter. *International Journal of Modern Physics D*, 10:213–223, 2001. 11
- M. CHILDRESS : Host galaxy properties and hubble residuals of type ia supernovae from the nearby supernova factory. *in preparation*, en préparation. 72
- G. D. COLEMAN, C.-C. WU et D. W. WEEDMAN : Colors and magnitudes predicted for high redshift galaxies. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 43:393–416, juillet 1980. 49
- S. A. COLGATE et C. MCKEE : Early Supernova Luminosity. *Astrophysical Journal*, 157:623, août 1969. 13
- A. CONLEY, J. GUY, M. SULLIVAN *et al.* : Supernova Constraints and Systematic Uncertainties from the First Three Years of the Supernova Legacy Survey. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 192:1, janvier 2011. 16, 25, 28, 29, 30, 71

Bibliographie

- A. CONLEY, M. SULLIVAN, E. Y. HSIAO *et al.* : SiFTO : An Empirical Method for Fitting SN Ia Light Curves. *Astrophysical Journal*, 681:482–498, juillet 2008. [16](#), [28](#), [30](#)
- A. J. CONNOLLY, I. CSABAI, A. S. SZALAY, D. C. KOO, R. G. KRON et J. A. MUNN : Slicing Through Multicolor Space : Galaxy Redshifts from Broadband Photometry. *Astronomical Journal*, 110:2655, décembre 1995. [48](#)
- J. COUPON, O. ILBERT, M. KILBINGER *et al.* : Photometric redshifts for the CFHTLS T0004 deep and wide fields. *Astronomy & Astrophysics*, 500:981–998, juin 2009. [46](#), [49](#), [58](#), [59](#)
- T. DAHLEN, B. MOBASHER, M. DICKINSON *et al.* : A Detailed Study of Photometric Redshifts for GOODS-South Galaxies. *Astrophysical Journal*, 724:425–447, novembre 2010. [46](#), [49](#)
- C. B. D’ANDREA, R. R. GUPTA, M. SAKO *et al.* : Spectroscopic Properties of Star-forming Host Galaxies and Type Ia Supernova Hubble Residuals in a nearly Unbiased Sample. *Astrophysical Journal*, 743:172, décembre 2011. [70](#)
- M. DAVIS, S. M. FABER, J. NEWMAN *et al.* : Science Objectives and Early Results of the DEEP2 Redshift Survey. In P. GUHATHAKURTA, éditeur : *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 4834 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 161–172, février 2003. [51](#)
- M. DAVIS, P. GUHATHAKURTA, N. P. KONIDARIS *et al.* : The All-Wavelength Extended Groth Strip International Survey (AEGIS) Data Sets. *Astrophysical Journal Letters*, 660:L1–L6, mai 2007. [51](#)
- K. S. DAWSON, D. J. SCHLEGEL, C. P. AHN *et al.* : The Baryon Oscillation Spectroscopic Survey of SDSS-III. *ArXiv e-prints*, juillet 2012. [12](#)
- S. DJORGOVSKI et M. DAVIS : Fundamental properties of elliptical galaxies. *Astrophysical Journal*, 313:59–68, février 1987. [55](#)
- A. J. DRAKE, S. G. DJORGOVSKI, A. MAHABAL *et al.* : First Results from the Catalina Real-Time Transient Survey. *Astrophysical Journal*, 696:870–884, mai 2009. [17](#)
- A. DRESSLER, D. LYNDEN-BELL, D. BURSTEIN, R. L. DAVIES, S. M. FABER, R. TERLEVICH et G. WEGNER : Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. I - A new distance estimator. *Astrophysical Journal*, 313:42–58, février 1987. [55](#)
- A. EINSTEIN : Kosmologische Betrachtungen zur allgemeinen Relativitätstheorie. *Sitzungsberichte der Königlich Preussischen Akademie der Wissenschaften, Seite 142-152.*, pages 142–152, 1917. [5](#)
- D. J. EISENSTEIN, I. ZEHAVI, D. W. HOGG *et al.* : Detection of the Baryon Acoustic Peak in the Large-Scale Correlation Function of SDSS Luminous Red Galaxies. *Astrophysical Journal*, 633:560–574, novembre 2005. [10](#)
- J. ELLIS : New Light on Dark Matter from the LHC. *ArXiv e-prints*, octobre 2010. [5](#)
- R. S. ELLIS, M. SULLIVAN, P. E. NUGENT *et al.* : Verifying the Cosmological Utility of Type Ia Supernovae : Implications of a Dispersion in the Ultraviolet Spectra. *Astrophysical Journal*, 674:51–69, février 2008. [28](#)
- T. ERBEN, H. HILDEBRANDT, M. LERCHSTER *et al.* : CARS : the CFHTLS-Archive-Research Survey. I. Five-band multi-colour data from 37 sq. deg. CFHTLS-wide observations. *Astronomy & Astrophysics*, 493:1197–1222, janvier 2009. [46](#)

Bibliographie

- S. FABBRO : *Photométrie des supernovae et applications cosmologiques*. Thèse de doctorat, Université Paris-Diderot, 2001. 24, 36
- S. M. FABER et R. E. JACKSON : Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies. *Lick Observatory Bulletin*, 714:1–+, 1976. 54
- A. V. FILIPPENKO : Type IA supernovae in elliptical and spiral galaxies - Possible differences in photometric homogeneity. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 101:588–593, juin 1989. 60
- A. V. FILIPPENKO : Optical Spectra of Supernovae. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 35:309–355, 1997. 12
- M. FIOC et B. ROCCA-VOLMERANGE : PEGASE : a UV to NIR spectral evolution model of galaxies. Application to the calibration of bright galaxy counts. *Astronomy & Astrophysics*, 326:950–962, octobre 1997. 58
- M. FIOC et B. ROCCA-VOLMERANGE : PEGASE.2, a metallicity-consistent spectral evolution model of galaxies : the documentation and the code. *ArXiv Astrophysics e-prints*, décembre 1999. 49, 58
- E. L. FITZPATRICK et D. MASSA : An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. V. The IR-through-UV Curve Morphology. *Astrophysical Journal*, 663:320–341, juillet 2007. 64
- G. FOLATELLI, M. M. PHILLIPS, C. R. BURNS *et al.* : The Carnegie Supernova Project : Analysis of the First Sample of Low-Redshift Type-Ia Supernovae. *Astronomical Journal*, 139:120–144, janvier 2010. 17, 29
- N. FOURMANOIT : *Analyse des 5 ans de données de l'expérience SuperNova Legacy Survey*. Thèse de doctorat, Université Pierre et Marie Curie, 2010. http://tel.archives-ouvertes.fr/docs/00/58/74/50/PDF/these_NF.pdf. 2, 47
- J. A. FRIEMAN : Weak Lensing and the Measurement of q_0 ; from Type Ia Supernovae. *Comments on Astrophysics*, 18:323, 1996. 52
- J. A. FRIEMAN, C. T. HILL, A. STEBBINS et I. WAGA : Cosmology with Ultralight Pseudo Nambu-Goldstone Bosons. *Physical Review Letters*, 75:2077–2080, septembre 1995. 6
- L. FU, E. SEMBOLONI, H. HOEKSTRA *et al.* : Very weak lensing in the CFHTLS wide : cosmology from cosmic shear in the linear regime. *Astronomy & Astrophysics*, 479:9–25, février 2008. 11
- L. GALBANY, R. MIQUEL, L. ÖSTMAN *et al.* : Type Ia Supernova Properties as a Function of the Distance to the Host Galaxy in the SDSS-II SN Survey. *Astrophysical Journal*, 755:125, août 2012. 63, 70
- J. S. GALLAGHER, P. M. GARNAVICH, P. BERLIND, P. CHALLIS, S. JHA et R. P. KIRSHNER : Chemistry and Star Formation in the Host Galaxies of Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal*, 634:210–226, novembre 2005. 61
- J. S. GALLAGHER, P. M. GARNAVICH, N. CALDWELL, R. P. KIRSHNER, S. W. JHA, W. LI, M. GANESHALINGAM et A. V. FILIPPENKO : Supernovae in Early-Type Galaxies : Directly Connecting Age and Metallicity with Type Ia Luminosity. *Astrophysical Journal*, 685:752–766, octobre 2008. 15, 61, 69
- M. GANESHALINGAM, W. LI, A. V. FILIPPENKO *et al.* : Results of the Lick Observatory Supernova Search Follow-up Photometry Program : BVRI Light Curves of 165 Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 190:418–448, octobre 2010. 17

Bibliographie

- E. GAWISER, P. G. VAN DOKKUM, D. HERRERA *et al.* : The Multiwavelength Survey by Yale-Chile (MUSYC) : Survey Design and Deep Public UBVRIz' Images and Catalogs of the Extended Hubble Deep Field-South. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 162:1–19, janvier 2006. [48](#)
- M. GIAVALISCO, H. C. FERGUSON, A. M. KOEKEMOER *et al.* : The Great Observatories Origins Deep Survey : Initial Results from Optical and Near-Infrared Imaging. *Astrophysical Journal Letters*, 600:L93–L98, janvier 2004. [46](#)
- E. A. GONZÁLEZ-SOLARES, M. IRWIN, R. G. MCMAHON *et al.* : Wide-field optical imaging on ELAIS N1, ELAIS N2, First Look Survey and Lockman Hole : observations and source catalogues. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, pages 1213–+, 2011. [46](#)
- A. GOOBAR et B. LEIBUNDGUT : Supernova Cosmology : Legacy and Future. *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 61:251–279, novembre 2011. [12](#)
- A. GRAZIAN, A. FONTANA, C. DE SANTIS *et al.* : The GOODS-MUSIC sample : a multicolour catalog of near-IR selected galaxies in the GOODS-South field. *Astronomy & Astrophysics*, 449:951–968, avril 2006. [46](#)
- L. GREGGIO : The rates of type Ia supernovae - II. Diversity of events at low and high redshifts. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 406:22–42, juillet 2010. [15](#)
- J. E. GUNN et J. B. OKE : Spectrophotometry of faint cluster galaxies and the Hubble diagram - an approach to cosmology. *Astrophysical Journal*, 195:255–268, janvier 1975. [8](#)
- C. GUNNARSSON : Q-LET quick lensing estimation tool : an application to SN2003es. *Journal of Cosmology and Astro-Particle Physics*, 3:2–+, mars 2004. [53](#)
- C. GUNNARSSON, T. DAHLÉN, A. GOOBAR, J. JÖNSSON et E. MÖRTSELL : Corrections for Gravitational Lensing of Supernovae : Better than Average? *Astrophysical Journal*, 640:417–427, mars 2006. [52](#), [54](#), [55](#)
- R. R. GUPTA, C. B. D'ANDREA, M. SAKO *et al.* : Improved Constraints on Type Ia Supernova Host Galaxy Properties Using Multi-wavelength Photometry and Their Correlations with Supernova Properties. *Astrophysical Journal*, 740:92, octobre 2011. [63](#), [69](#)
- J. GUY, P. ASTIER, S. BAUMONT *et al.* : SALT2 : using distant supernovae to improve the use of type Ia supernovae as distance indicators. *Astronomy & Astrophysics*, 466:11–21, avril 2007. [16](#), [28](#), [30](#)
- J. GUY, M. SULLIVAN, A. CONLEY *et al.* : The Supernova Legacy Survey 3-year sample : Type Ia supernovae photometric distances and cosmological constraints. *Astronomy & Astrophysics*, 523:A7, novembre 2010. [29](#), [31](#), [32](#), [38](#), [51](#)
- S. D. J. GWYN et F. D. A. HARTWICK : The Redshift Distribution and Luminosity Functions of Galaxies in the Hubble Deep Field. *Astrophysical Journal Letters*, 468:L77, septembre 1996. [48](#)
- M. HAMUY, M. M. PHILLIPS, J. MAZA, N. B. SUNTZEFF, R. A. SCHOMMER et R. AVILES : A Hubble diagram of distant type IA supernovae. *Astronomical Journal*, 109:1–13, janvier 1995. [61](#)
- M. HAMUY, M. M. PHILLIPS, N. B. SUNTZEFF, R. A. SCHOMMER, J. MAZA et R. AVILES : The Absolute Luminosities of the Calan/Tololo Type IA Supernovae. *Astronomical Journal*, 112:2391–+, décembre 1996. [16](#), [61](#)

Bibliographie

- M. HAMUY, S. C. TRAGER, P. A. PINTO, M. M. PHILLIPS, R. A. SCHOMMER, V. IVANOV et N. B. SUNTZEFF : A Search for Environmental Effects on Type IA Supernovae. *Astronomical Journal*, 120:1479–1486, septembre 2000. [15](#), [61](#)
- D. HARDIN : Supernovae 1999cj and 1999ck in Anonymous Galaxies. *IAU Circular*, 7207:3, juin 1999. [24](#)
- D. HARDIN : SNLS hosts galaxies. *in preparation*, en préparation. [48](#)
- D. HARDIN, C. AFONSO, C. ALARD *et al.* : Type Ia supernova rate at $z \sim 0.1$. *Astronomy & Astrophysics*, 362:419–425, octobre 2000a. [21](#)
- D. HARDIN, N. WALTON, A. AMADON *et al.* : Supernovae 2000bt, 2000bu, 2000bv, 2000bw, 2000bx, 2000by, 2000bz. *IAU Circular*, 7406:2, avril 2000b. [23](#)
- D. HARDIN, N. A. WALTON, R. S. ELLIS *et al.* : Supernovae 1999cj and 1999ck in Anonymous Galaxies. *IAU Circular*, 7182:1, mai 1999. [24](#)
- R. B. C. HENRY et G. WORTHEY : The Distribution of Heavy Elements in Spiral and Elliptical Galaxies. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111:919–945, août 1999. [63](#)
- C. HEYMANS, L. VAN WAERBEKE, L. MILLER *et al.* : CFHTLenS : The Canada-France-Hawaii Telescope Lensing Survey. *ArXiv e-prints*, septembre 2012. [75](#)
- M. HICKEN, W. M. WOOD-VASEY, S. BLONDIN, P. CHALLIS, S. JHA, P. L. KELLY, A. REST et R. P. KIRSHNER : Improved Dark Energy Constraints from ~ 100 New CfA Supernova Type Ia Light Curves. *Astrophysical Journal*, 700:1097–1140, août 2009a. [17](#), [29](#)
- M. HICKEN, W. M. WOOD-VASEY, S. BLONDIN, P. CHALLIS, S. JHA, P. L. KELLY, A. REST et R. P. KIRSHNER : Improved Dark Energy Constraints from ~ 100 New CfA Supernova Type Ia Light Curves. *Astrophysical Journal*, 700:1097–1140, août 2009b. [61](#), [63](#)
- H. HILDEBRANDT, S. ARNOUTS, P. CAPAK *et al.* : PHAT : PHoto-z Accuracy Testing. *Astronomy & Astrophysics*, 523:A31, novembre 2010. [49](#)
- H. HILDEBRANDT, T. ERBEN, K. KUIJKEN *et al.* : CFHTLenS : improving the quality of photometric redshifts with precision photometry. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421:2355–2367, avril 2012. [48](#)
- H. HILDEBRANDT, J. PIELORZ, T. ERBEN, L. VAN WAERBEKE, P. SIMON et P. CAPAK : CARS : the CFHTLS-Archive-Research Survey. II. Weighing dark matter halos of Lyman-break galaxies at $z = 3-5$. *Astronomy & Astrophysics*, 498:725–736, mai 2009. [49](#)
- W. HILLEBRANDT et J. C. NIEMEYER : Type IA Supernova Explosion Models. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 38:191–230, 2000. [12](#)
- H. HOEKSTRA, H. K. C. YEE et M. D. GLADDERS : Properties of Galaxy Dark Matter Halos from Weak Lensing. *Astrophysical Journal*, 606:67–77, mai 2004. [55](#)
- P. HÖFLICH, A. KHOKHLOV, J. C. WHEELER, M. M. PHILLIPS, N. B. SUNTZEFF et M. HAMUY : Maximum Brightness and Postmaximum Decline of Light Curves of Type IA Supernovae : A Comparison of Theory and Observations. *Astrophysical Journal Letters*, 472:L81, décembre 1996. [13](#)
- J. A. HOLTZMAN, J. MARRINER, R. KESSLER *et al.* : The Sloan Digital Sky Survey-II : Photometry and Supernova IA Light Curves from the 2005 Data. *Astronomical Journal*, 136:2306–2320, décembre 2008. [36](#), [40](#)

Bibliographie

- D. E. HOLZ et E. V. LINDER : Safety in Numbers : Gravitational Lensing Degradation of the Luminosity Distance-Redshift Relation. *Astrophysical Journal*, 631:678–688, octobre 2005. [52](#)
- D. A. HOWELL : The Progenitors of Subluminous Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 554:L193–L196, juin 2001. [15](#)
- D. A. HOWELL : Type Ia supernovae as stellar endpoints and cosmological tools. *Nature Communications*, 2, juin 2011. [12](#)
- D. A. HOWELL, M. SULLIVAN, E. F. BROWN *et al.* : The Effect of Progenitor Age and Metallicity on Luminosity and ^{56}Ni Yield in Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal*, 691:661–671, janvier 2009. [15](#), [57](#), [61](#), [63](#), [65](#), [70](#)
- D. A. HOWELL, M. SULLIVAN, K. PERRETT *et al.* : Gemini Spectroscopy of Supernovae from the Supernova Legacy Survey : Improving High-Redshift Supernova Selection and Classification. *Astrophysical Journal*, 634:1190–1201, décembre 2005. [28](#)
- F. HOYLE et W. A. FOWLER : Nucleosynthesis in Supernovae. *Astrophysical Journal*, 132:565, novembre 1960. [13](#)
- W. HU et B. JAIN : Joint galaxy-lensing observables and the dark energy. *Physical Review D*, 70 (4):043009, août 2004. [11](#)
- E. HUBBLE : A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae. *Proceedings of the National Academy of Science*, 15:168–173, mars 1929. [5](#)
- D. HUTERER et M. S. TURNER : Probing dark energy : Methods and strategies. *Physical Review D*, 64(12):123527, décembre 2001. [11](#)
- I. IBEN, Jr. et A. V. TUTUKOV : Supernovae of type I as end products of the evolution of binaries with components of moderate initial mass (M not greater than about 9 solar masses). *Astrophysical Journal Supplement Series*, 54:335–372, février 1984. [14](#)
- O. ILBERT, S. ARNOUITS, H. J. MCCracken *et al.* : Accurate photometric redshifts for the CFHT legacy survey calibrated using the VIMOS VLT deep survey. *Astronomy & Astrophysics*, 457:841–856, octobre 2006. [49](#), [51](#), [54](#), [59](#)
- O. ILBERT, P. CAPAK, M. SALVATO *et al.* : Cosmos Photometric Redshifts with 30-BANDS for 2-deg². *Astrophysical Journal*, 690:1236–1249, janvier 2009. [49](#), [51](#), [54](#), [58](#), [59](#)
- V. D. IVANOV, M. HAMUY et P. A. PINTO : On the Relation between Peak Luminosity and Parent Population of Type IA Supernovae : A New Tool for Probing the Ages of Distant Galaxies. *Astrophysical Journal*, 542:588–596, octobre 2000. [63](#)
- S. JHA, A. G. RIESS et R. P. KIRSHNER : Improved Distances to Type Ia Supernovae with Multicolor Light-Curve Shapes : MLCS2k2. *Astrophysical Journal*, 659:122–148, avril 2007. [16](#), [32](#)
- J. JÖNSSON, T. DAHLÉN, A. GOOBAR, E. MÖRTSELL et A. RIESS : Tentative detection of the gravitational magnification of Type Ia supernovae. *Journal of Cosmology and Astroparticle Physics*, 6:2, juin 2007. [52](#)
- J. JÖNSSON, T. DAHLÉN, I. HOOK, A. GOOBAR et E. MÖRTSELL : Weighing dark matter haloes with gravitationally lensed supernovae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402:526–536, février 2010a. [75](#)

Bibliographie

- J. JÖNSSON, T. KRONBORG, E. MÖRTSELL et J. SOLLERMAN : Prospects and pitfalls of gravitational lensing in large supernova surveys. *Astronomy & Astrophysics*, 487:467–473, août 2008. [52](#), [54](#), [55](#)
- J. JÖNSSON, M. SULLIVAN, I. HOOK *et al.* : Constraining dark matter halo properties using lensed Supernova Legacy Survey supernovae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405:535–544, juin 2010b. [52](#), [56](#)
- D. KASEN, F. K. RÖPKE et S. E. WOOSLEY : The diversity of type Ia supernovae from broken symmetries. *Nature*, 460:869–872, août 2009. [13](#), [14](#), [70](#)
- D. KASEN et S. E. WOOSLEY : On the Origin of the Type Ia Supernova Width-Luminosity Relation. *Astrophysical Journal*, 656:661–665, février 2007. [13](#)
- P. L. KELLY, M. HICKEN, D. L. BURKE, K. S. MANDEL et R. P. KIRSHNER : Hubble Residuals of Nearby Type Ia Supernovae are Correlated with Host Galaxy Masses. *Astrophysical Journal*, 715:743–756, juin 2010. [16](#), [69](#), [71](#)
- A. M. KHOKHLOV : Delayed detonation model for type IA supernovae. *Astronomy & Astrophysics*, 245:114–128, mai 1991. [13](#)
- A. L. KINNEY, D. CALZETTI, R. C. BOHLIN, K. MCQUADE, T. STORCHI-BERGMANN et H. R. SCHMITT : Template Ultraviolet to Near-Infrared Spectra of Star-forming Galaxies and Their Application to K-Corrections. *Astrophysical Journal*, 467:38, août 1996. [49](#)
- M. KLEINHEINRICH, P. SCHNEIDER, H.-W. RIX *et al.* : Weak lensing measurements of dark matter halos of galaxies from COMBO-17. *Astronomy & Astrophysics*, 455:441–451, août 2006. [55](#)
- R. A. KNOP, G. ALDERING, R. AMANULLAH *et al.* : New Constraints on Ω_M , Ω_Λ , and w from an Independent Set of 11 High-Redshift Supernovae Observed with the Hubble Space Telescope. *Astrophysical Journal*, 598:102–137, novembre 2003. [22](#)
- C. S. KOCHANEK : The dynamics of luminous galaxies in isothermal halos. *Astrophysical Journal*, 436:56–66, novembre 1994. [55](#)
- E. KOMATSU, K. M. SMITH, J. DUNKLEY *et al.* : Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations : Cosmological Interpretation. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 192:18, février 2011. [9](#), [10](#), [11](#), [33](#), [71](#)
- K. KONISHI, D. CINABRO, P. M. GARNAVICH *et al.* : Dependences of Type Ia Supernovae Lightcurve Parameters on the Host Galaxy Star Formation Rate and Metallicity. *ArXiv e-prints*, janvier 2011. [61](#), [63](#), [70](#)
- R. G. KRON : Photometry of a complete sample of faint galaxies. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 43:305–325, juin 1980. [46](#), [57](#)
- T. KRONBORG : *Gravitational lensing of the SNLS supernovae*. Thèse de doctorat, Université Pierre et Marie Curie, Paris, 2009. [49](#), [56](#)
- T. KRONBORG, D. HARDIN, J. GUY *et al.* : Gravitational lensing in the supernova legacy survey (SNLS). *Astronomy & Astrophysics*, 514:A44, mai 2010. [2](#), [45](#), [49](#), [52](#), [73](#)
- I. LABBÉ, M. FRANX, G. RUDNICK *et al.* : Ultradeep Near-Infrared ISAAC Observations of the Hubble Deep Field South : Observations, Reduction, Multicolor Catalog, and Photometric Redshifts. *Astronomical Journal*, 125:1107–1123, mars 2003. [48](#)

Bibliographie

- H. LAMPEITL, M. SMITH, R. C. NICHOL *et al.* : The Effect of Host Galaxies on Type Ia Supernovae in the SDSS-II Supernova Survey. *Astrophysical Journal*, 722:566–576, octobre 2010. [16](#), [69](#), [70](#)
- A. U. LANDOLT : UBVRI photometric standard stars around the celestial equator. *AJ*, 88:439–460, mars 1983. [18](#), [29](#)
- A. U. LANDOLT : UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator. *AJ*, 104:340–371, juillet 1992. [30](#)
- D. LE BORGNE et B. ROCCA-VOLMERANGE : Photometric redshifts from evolutionary synthesis with PÉGASE : The code Z-PEG and the $z=0$ age constraint. *Astronomy & Astrophysics*, 386:446–455, mai 2002. [51](#)
- O. LE FÈVRE, Y. MELLIER, H. J. MCCracken *et al.* : The VIRMOS deep imaging survey. I. Overview, survey strategy, and CFH12K observations. *Astronomy & Astrophysics*, 417:839–846, avril 2004. [51](#)
- G. LEMAÎTRE : Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques. *Annales de la Société Scientifique de Bruxelles*, 47:49–59, 1927. [5](#)
- W. LI, J. LEAMAN, R. CHORNOCK *et al.* : Nearby supernova rates from the Lick Observatory Supernova Search - II. The observed luminosity functions and fractions of supernovae in a complete sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412:1441–1472, avril 2011. [13](#)
- C. LIDMAN, V. RUHLMANN-KLEIDER, M. SULLIVAN *et al.* : An Efficient Approach to Obtaining Large Numbers of Distant Supernova Host Galaxy Redshifts. *ArXiv e-prints*, mai 2012. [56](#), [72](#), [74](#)
- A. LINDE : Inflationary Cosmology. In M. LEMOINE, J. MARTIN et P. PETER, éditeurs : *Inflationary Cosmology*, volume 738 de *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, page 1, 2008. [6](#)
- E. V. LINDER : Exploring the Expansion History of the Universe. *Physical Review Letters*, 90 (9):091301, mars 2003. [11](#)
- E. V. LINDER : The dynamics of quintessence, the quintessence of dynamics. *General Relativity and Gravitation*, 40:329–356, février 2008. [6](#)
- R. MANDELBAUM, U. SELJAK, G. KAUFFMANN, C. M. HIRATA et J. BRINKMANN : Galaxy halo masses and satellite fractions from galaxy-galaxy lensing in the Sloan Digital Sky Survey : stellar mass, luminosity, morphology and environment dependencies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 368:715–731, mai 2006. [55](#)
- F. MANNUCCI, M. DELLA VALLE et N. PANAGIA : Two populations of progenitors for Type Ia supernovae? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370:773–783, août 2006. [15](#)
- F. MANNUCCI, M. DELLA VALLE, N. PANAGIA, E. CAPPELLARO, G. CRESCI, R. MAIOLINO, A. PETROSIAN et M. TURATTO : The supernova rate per unit mass. *Astronomy & Astrophysics*, 433:807–814, avril 2005. [15](#)
- A. MANTZ, S. W. ALLEN, D. RAPETTI et H. EBELING : The observed growth of massive galaxy clusters - I. Statistical methods and cosmological constraints. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 406:1759–1772, août 2010. [11](#)

Bibliographie

- D. MAOZ et F. MANNUCCI : Type-Ia supernova rates and the progenitor problem, a review. *to appear in PASA*, novembre 2012. [15](#)
- D. MAOZ, F. MANNUCCI et T. D. BRANDT : The delay-time distribution of type-Ia supernovae from Sloan II. *ArXiv e-prints*, juin 2012. [15](#)
- P. A. MAZZALI, K. NOMOTO, E. CAPPELLARO, T. NAKAMURA, H. UMEDA et K. IWAMOTO : Can Differences in the Nickel Abundance in Chandrasekhar-Mass Models Explain the Relation between the Brightness and Decline Rate of Normal Type IA Supernovae? *Astrophysical Journal*, 547:988–994, février 2001. [13](#)
- H. J. MCCracken, O. ILBERT, Y. MELLIER, E. BERTIN, L. GUZZO, S. ARNOUTS, O. LE FÈVRE et G. ZAMORANI : Clustering properties of a type-selected volume-limited sample of galaxies in the CFHTLS. *Astronomy & Astrophysics*, 479:321–334, février 2008. [46](#)
- R. G. McMAHON, N. A. WALTON, M. J. IRWIN, J. R. LEWIS, P. S. BUNCLARK et D. H. JONES : The INT wide field imaging survey (WFS). *New Astronomy Review*, 45:97–104, janvier 2001. [23](#)
- B. MÉNARD et N. DALAL : Revisiting the magnification of type Ia supernovae with SDSS. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358:101–104, mars 2005. [52](#)
- N. MENNEKENS, D. VANBEVEREN, J. P. DE GREVE et E. DE DONDER : The delay-time distribution of Type Ia supernovae : a comparison between theory and observation. *Astronomy & Astrophysics*, 515:A89, juin 2010. [15](#)
- S. H. MILLER, K. BUNDY, M. SULLIVAN, R. S. ELLIS et T. TREU : The Assembly History of Disk Galaxies. I. The Tully-Fisher Relation to $z \sim 1.3$ from Deep Exposures with DEIMOS. *Astrophysical Journal*, 741:115, novembre 2011. [54](#)
- J. L. MITCHELL, C. R. KEETON, J. A. FRIEMAN et R. K. SHETH : Improved Cosmological Constraints from Gravitational Lens Statistics. *Astrophysical Journal*, 622:81–98, mars 2005. [55](#)
- B. MOBASHER, P. CAPAK, N. Z. SCOVILLE *et al.* : Photometric Redshifts of Galaxies in COSMOS. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 172:117–131, septembre 2007. [49](#)
- J. D. NEILL, M. SULLIVAN, D. A. HOWELL *et al.* : The Local Hosts of Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal*, 707:1449–1465, décembre 2009. [15](#), [61](#), [63](#)
- P. NUGENT, M. PHILLIPS, E. BARON, D. BRANCH et P. HAUSCHILD : Evidence for a Spectroscopic Sequence among Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 455:L147, décembre 1995. [13](#)
- L. C. PARKER, H. HOEKSTRA, M. J. HUDSON, L. VAN WAERBEKE et Y. MELLIER : The Masses and Shapes of Dark Matter Halos from Galaxy-Galaxy Lensing in the CFHT Legacy Survey. *Astrophysical Journal*, 669:21–31, novembre 2007. [55](#)
- W. J. PERCIVAL, B. A. REID, D. J. EISENSTEIN *et al.* : Baryon acoustic oscillations in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 galaxy sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 401:2148–2168, février 2010. [9](#), [10](#), [33](#)
- S. PERLMUTTER, G. ALDERING, M. DELLA VALLE *et al.* : Discovery of a supernova explosion at half the age of the universe. *Nature*, 391:51–+, janvier 1998. [35](#)

Bibliographie

- S. PERLMUTTER, G. ALDERING, G. GOLDHABER *et al.* : Measurements of Omega and Lambda from 42 High-Redshift Supernovae. *Astrophysical Journal*, 517:565–586, juin 1999. [5](#), [21](#)
- K. PERRETT, D. BALAM, M. SULLIVAN *et al.* : Real-time Analysis and Selection Biases in the Supernova Legacy Survey. *Astronomical Journal*, 140:518–532, août 2010. [27](#), [65](#)
- K. PERRETT, M. SULLIVAN, A. CONLEY *et al.* : Evolution in the Volumetric Type Ia Supernova Rate from the Supernova Legacy Survey. *Astronomical Journal*, 144:59, août 2012. [15](#)
- V. PETROSIAN : Surface brightness and evolution of galaxies. *Astrophysical Journal Letters*, 209:L1–L5, octobre 1976. [46](#)
- M. M. PHILLIPS : The absolute magnitudes of Type IA supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 413:L105–L108, août 1993. [15](#), [61](#)
- M. J. PIERCE et R. B. TULLY : Luminosity-line width relations and the extragalactic distance scale. I - Absolute calibration. *Astrophysical Journal*, 387:47–55, mars 1992. [54](#)
- P. A. PINTO et R. G. EASTMAN : The type Ia supernova width-luminosity relation. *New Astronomy*, 6:307–319, août 2001. [13](#)
- L. POZZETTI, M. BOLZONELLA, F. LAMAREILLE *et al.* : The VIMOS VLT Deep Survey. The assembly history of the stellar mass in galaxies : from the young to the old universe. *Astronomy & Astrophysics*, 474:443–459, novembre 2007. [52](#)
- C. J. PRITCHET, D. A. HOWELL et M. SULLIVAN : The Progenitors of Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 683:L25–L28, août 2008. [15](#)
- I. P. PSKOVSKII : Light curves, color curves, and expansion velocity of type I supernovae as functions of the rate of brightness decline. *Soviet Astronomy*, 21:675–682, décembre 1977. [15](#), [60](#)
- N. C. RANA et S. BASU : Derivation of the age-metallicity relation and initial mass function of stars in the solar neighbourhood. *Astronomy & Astrophysics*, 265:499–503, novembre 1992. [51](#)
- A. RAU, S. R. KULKARNI, N. M. LAW *et al.* : Exploring the Optical Transient Sky with the Palomar Transient Factory. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121:1334–1351, décembre 2009. [17](#)
- N. REGNAULT, A. CONLEY, J. GUY *et al.* : Photometric calibration of the Supernova Legacy Survey fields. *Astronomy & Astrophysics*, 506:999–1042, novembre 2009. [27](#), [28](#), [30](#), [47](#)
- B. A. REID, W. J. PERCIVAL, D. J. EISENSTEIN *et al.* : Cosmological constraints from the clustering of the Sloan Digital Sky Survey DR7 luminous red galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 404:60–85, mai 2010. [11](#), [71](#)
- J. RICH : *Fundamentals of Cosmology*. 2010. [6](#)
- A. G. RIESS, A. V. FILIPPENKO, P. CHALLIS *et al.* : Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *Astronomical Journal*, 116:1009–1038, septembre 1998. [5](#), [35](#)
- A. G. RIESS, L. MACRI, S. CASERTANO *et al.* : A 3% Solution : Determination of the Hubble Constant with the Hubble Space Telescope and Wide Field Camera 3. *Astrophysical Journal*, 730:119, avril 2011. [5](#), [71](#)

Bibliographie

- A. G. RIESS, L. MACRI, S. CASERTANO *et al.* : A Redetermination of the Hubble Constant with the Hubble Space Telescope from a Differential Distance Ladder. *Astrophysical Journal*, 699:539–563, juillet 2009. [11](#), [71](#)
- A. G. RIESS, P. E. NUGENT, R. L. GILLILAND *et al.* : The Farthest Known Supernova : Support for an Accelerating Universe and a Glimpse of the Epoch of Deceleration. *Astrophysical Journal*, 560:49–71, octobre 2001. [22](#)
- A. G. RIESS, L.-G. STROLGER, S. CASERTANO *et al.* : New Hubble Space Telescope Discoveries of Type Ia Supernovae at $z > 1$: Narrowing Constraints on the Early Behavior of Dark Energy. *Astrophysical Journal*, 659:98–121, avril 2007. [18](#)
- A. G. RIESS, L.-G. STROLGER, J. TONRY *et al.* : Type Ia Supernova Discoveries at $z > 1$ from the Hubble Space Telescope : Evidence for Past Deceleration and Constraints on Dark Energy Evolution. *Astrophysical Journal*, 607:665–687, juin 2004. [18](#)
- M. ROWAN-ROBINSON : Photometric redshifts in the Hubble Deep Fields : evolution of extinction and the star formation rate. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345:819–833, novembre 2003. [51](#)
- B. RYDEN : *Introduction to cosmology*. 2003. [5](#), [6](#)
- V. SAHNI et A. KRASIŃSKI : Republication of : The cosmological constant and the theory of elementary particles (By Ya. B. Zeldovich). *General Relativity and Gravitation*, 40:1557–1591, juillet 2008. [5](#)
- H. SAIO et K. NOMOTO : Evolution of a merging pair of C + O white dwarfs to form a single neutron star. *Astronomy & Astrophysics*, 150:L21–L23, septembre 1985. [14](#)
- A. R. SANDAGE : Cosmology : a search for two numbers. *Physics Today*, 23:34–41, 1970. [5](#)
- D. SARKAR, A. AMBLARD, D. E. HOLZ et A. COORAY : Lensing and Supernovae : Quantifying the Bias on the Dark Energy Equation of State. *Astrophysical Journal*, 678:1–5, mai 2008. [52](#)
- S. SAVAGLIO, K. GLAZEBROOK, D. LE BORGNE *et al.* : The Gemini Deep Deep Survey. VII. The Redshift Evolution of the Mass-Metallicity Relation. *Astrophysical Journal*, 635:260–279, décembre 2005. [63](#)
- E. SCANNAPIECO et L. BILDSTEN : The Type Ia Supernova Rate. *Astrophysical Journal Letters*, 629:L85–L88, août 2005. [15](#)
- P. SCHNEIDER, J. EHLERS et E. E. FALCO : *Gravitational Lenses*. 1992. [53](#)
- N. SCOVILLE, R. G. ABRAHAM, H. AUSSEL *et al.* : COSMOS : Hubble Space Telescope Observations. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 172:38–45, septembre 2007. [46](#)
- R. K. SHETH, M. BERNARDI, P. L. SCHECHTER *et al.* : The Velocity Dispersion Function of Early-Type Galaxies. *Astrophysical Journal*, 594:225–231, septembre 2003. [55](#)
- J. M. SILVERMAN, M. GANESHALINGAM, W. LI et A. V. FILIPPENKO : Berkeley Supernova Ia Program III : Spectra Near Maximum Brightness Improve the Accuracy of Derived Distances to Type Ia Supernovae. *ArXiv e-prints*, février 2012. [13](#)
- M. SMITH, R. C NICHOL, B. DILDAY *et al.* : The SDSS-II Supernova Survey : Parameterizing the Type Ia Supernova Rate as a Function of Host Galaxy Properties. *ArXiv e-prints*, août 2011. [63](#)

Bibliographie

- M. SULLIVAN, A. CONLEY, D. A. HOWELL *et al.* : The dependence of Type Ia Supernovae luminosities on their host galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 406:782–802, août 2010. [2](#), [16](#), [28](#), [57](#), [63](#), [65](#), [68](#), [69](#), [70](#)
- M. SULLIVAN, J. GUY, A. CONLEY *et al.* : SNLS3 : Constraints on Dark Energy Combining the Supernova Legacy Survey Three-year Data with Other Probes. *Astrophysical Journal*, 737:102, août 2011. [11](#), [16](#), [33](#), [57](#), [71](#)
- M. SULLIVAN, D. LE BORGNE, C. J. PRITCHET *et al.* : Rates and Properties of Type Ia Supernovae as a Function of Mass and Star Formation in Their Host Galaxies. *Astrophysical Journal*, 648:868–883, septembre 2006. [15](#), [51](#), [57](#), [60](#), [65](#)
- Y. SUTO : Unknowns and unknown unknowns : from dark sky to dark matter and dark energy. *In Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7733 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, juillet 2010. [12](#)
- N. SUZUKI, D. RUBIN, C. LIDMAN *et al.* : The Hubble Space Telescope Cluster Supernova Survey. V. Improving the Dark-energy Constraints above $z > 1$ and Building an Early-type-hosted Supernova Sample. *Astrophysical Journal*, 746:85, février 2012. [9](#), [16](#), [71](#)
- F. X. TIMMES, E. F. BROWN et J. W. TRURAN : On Variations in the Peak Luminosity of Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 590:L83–L86, juin 2003. [61](#), [63](#), [70](#)
- J. L. TONRY, B. P. SCHMIDT, B. BARRIS *et al.* : Cosmological Results from High- z Supernovae. *Astrophysical Journal*, 594:1–24, septembre 2003. [36](#)
- C. A. TREMONTI, T. M. HECKMAN, G. KAUFFMANN *et al.* : The Origin of the Mass-Metallicity Relation : Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *Astrophysical Journal*, 613:898–913, octobre 2004. [61](#), [63](#), [69](#)
- R. B. TULLY et J. R. FISHER : A new method of determining distances to galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 54:661–673, février 1977. [54](#)
- M. H. VAN KERKWIJK, P. CHANG et S. JUSTHAM : Sub-Chandrasekhar White Dwarf Mergers as the Progenitors of Type Ia Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 722:L157–L161, octobre 2010. [14](#)
- M. VELANDER : The relation between galaxy dark matter haloes and baryons in the CFHTLS from weak lensing. *submitted*, soumis. [75](#)
- E. S. WALKER, I. M. HOOK, M. SULLIVAN *et al.* : Supernova Legacy Survey : using spectral signatures to improve Type Ia supernovae as distance indicators. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410:1262–1282, janvier 2011. [13](#)
- Y. WANG : Observational signatures of the weak lensing magnification of supernovae. *Journal of Cosmology and Astroparticle Physics*, 3:5, mars 2005. [52](#)
- Y. WANG, N. BAHCALL et E. L. TURNER : A Catalog of Color-based Redshift Estimates for $Z < 4$ Galaxies in the Hubble Deep Field. *Astronomical Journal*, 116:2081–2085, novembre 1998. [48](#)
- S. WEINBERG : Anthropic bound on the cosmological constant. *Physical Review Letters*, 59:2607–2610, novembre 1987. [6](#)

Bibliographie

- S. WEINBERG : The cosmological constant problem. *Reviews of Modern Physics*, 61:1–23, janvier 1989. [6](#)
- J. C. WHEELER et R. P. HARKNESS : Type I supernovae. *Reports on Progress in Physics*, 53:1467–1557, décembre 1990. [12](#)
- J. WHELAN et I. IBEN, Jr. : Binaries and Supernovae of Type I. *Astrophysical Journal*, 186:1007–1014, décembre 1973. [13](#)
- L. L. R. WILLIAMS et J. SONG : Weak lensing of the high-redshift SNIa sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351:1387–1394, juillet 2004. [52](#)
- R. WOODARD : Avoiding Dark Energy with 1/R Modifications of Gravity. In L. PAPANTONOPOULOS, éditeur : *The Invisible Universe : Dark Matter and Dark Energy*, volume 720 de *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, page 403, 2007. [6](#)
- S. E. WOOSLEY, R. E. TAAM et T. A. WEAVER : Models for Type I supernova. I - Detonations in white dwarfs. *Astrophysical Journal*, 301:601–623, février 1986. [14](#)
- G. WORTHEY : Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 95:107–149, novembre 1994. [61](#)
- N. YASUDA, M. FUKUGITA, V. K. NARAYANAN *et al.* : Galaxy Number Counts from the Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data. *Astronomical Journal*, 122:1104–1124, septembre 2001. [46](#)
- L. R. YUNGELSON et M. LIVIO : Supernova Rates : A Cosmic History. *Astrophysical Journal*, 528:108–117, janvier 2000. [14](#)
- H. J. ZAHID, L. J. KEWLEY et F. BRESOLIN : The Mass-Metallicity and Luminosity-Metallicity Relations from DEEP2 at $z \sim 0.8$. *Astrophysical Journal*, 730:137, avril 2011. [72](#)
- Y. B. ZEL'DOVICH : Special Issue : the Cosmological Constant and the Theory of Elementary Particles. *Soviet Physics Uspekhi*, 11:381–393, mars 1968. [5](#)