

Introduction à SNANA

« Soon I'll find the right words, they'll be very simple. »

Jack KEROUAC, *Some of the Dharma*

Nous avons vu au Chapitre ?? qu'à partir de 1993, grâce la standardisation des SNe Ia par l'étude de leurs caractéristiques d'étirement et de couleur notamment, la cosmologie basée sur les SNe Ia a pu prospérer, donnant une incertitude sur les modules de distances d'environ 15% ; si cela était suffisant pour améliorer la précision de l'époque, dominée par les incertitudes statistiques, la source principale d'erreur sur les mesures de paramètres cosmologiques est depuis devenue l'incertitude systématique.

À cet effet, l'ensemble de logiciels SuperNova ANALysis (SNANA, [KESSLER et al. 2009b](#)) tente d'homogénéiser les différentes analyses cosmologiques par le biais d'un outil fiable aux procédures reproductibles et aux implémentations évolutives. La versatilité de ce projet en fait un outil largement utilisé en cosmologie (par exemple, [KESSLER et al. 2009a](#) ; [CONLEY et al. 2011](#) ; [BETOULE et al. 2014](#) ; [SMITH et al. 2020](#)) que ce soit pour étudier un sondage précis ou une combinaison de sondages. C'est donc naturellement qu'après avoir étudié l'évolution des propriétés des SNe Ia en corrélation avec leur environnement Chapitre ??, nous nous sommes dirigé vers ce logiciel afin d'estimer l'impact de cette modélisation sur la détermination des paramètres cosmologiques.

Nous présentons le paquet dans ce chapitre. Nous commençons par le contexte de son établissement Section [I.1](#), avant de détailler les deux étapes clés de son fonctionnement : la simulation et l'ajustement de courbes de lumière (Section [I.2](#)) et la correction des biais sur la distance et le calcul des paramètres cosmologiques (Section [I.3](#)).

Sommaire

I.1 Contexte	2
I.2 Simulation	2
I.2.1 Préparation d'une simulation	2
I.2.2 Génération du modèle	6
I.2.3 Réponse instrumentale	7
I.2.4 Sélection et ajustement	7
I.2.5 Résumé	8
I.3 Correction de biais et cosmologie	8
I.3.1 Présentation	10
I.3.2 BBC1D	11
I.3.3 BBC5D	12
I.3.4 BBC7D	12

I.1 Contexte

C'est dans le contexte de la diversité des analyses cosmologiques, particulièrement la diversité de logiciels d'ajustement de courbes de lumière, que le paquet **SNANA** a vu le jour (**KESSLER et al. 2009b**). Son objectif est de fournir aux différents groupes un outil public et fiable permettant la reproductibilité des analyses. C'est un ensemble de logiciels, incluant un ajusteur de courbes de lumière, un simulateur Monte Carlo, et un ajusteur de cosmologie, simulant des catalogues de données¹. Les logiciels intègrent des modèles existants mais offrent également la possibilité de s'adapter à de nouveaux modèles, ne se limitant pas qu'aux SNe Ia (il y a par exemple des modèles de Kilo Novae) et admettant depuis des corrélations entre une SN et son environnement, devenues aussi importantes que la qualité d'ajustement comme discuté Chapitre ??.

En effet, la décennie passée a vu de nombreux efforts être dirigés vers l'implémentation de simulations de qualité pour corriger les biais dépendant du redshift du module de distance ayant pour cause les effets de sélections, et **SNANA** établit un cadre d'étude permettant de simuler ces effets pour différents sondages (**KESSLER et al. 2019**). Ces effets peuvent être d'origines variées : de la magnitude limite des instruments causant du biais de MALMQUIST, comme présenté Chapitre ??, mais aussi de la qualité des procédures de détection de phénomènes transitoires, de choix de candidats pour le suivi spectro-photométrique ou des critères de sélection des données considérées comme valables cosmologiquement (voir Chapitre ??). Les Figures 4 à 7 du Chapitre ?? sont en effet tirées de simulations, et indiquent un biais pouvant aller jusqu'à 0,10 mag. Enfin, les biais sur le module de distance dépendent également des populations mères de l'étirement et de la couleur d'une SN Ia mais aussi des variabilités intrinsèques de magnitude : c'est cette partie spécifiquement qui est à l'étude dans notre thèse.

Nous pouvons résumer son fonctionnement à trois étapes clés : (1) la simulation d'une courbe de lumière de SN Ia et (2) son ajustement, regroupées dans la Section I.2, et (3) un ajusteur de cosmologie *via* la dérivation de la distance des SNe Ia (Section I.3).

I.2 Simulation

Nous présentons dans cette section les étapes clés des simulations avec **SNANA** (dont la chaîne d'analyse est automatisée par PIPPIN (**HINTON et BROUT 2020**)), telles que nous les effectuons. Dans la Section I.2.1, nous introduisons les concepts fondamentaux régissant le fonctionnement du logiciel ; les étapes successives de génération (Section I.2.2), de réponse instrumentale (Section I.2.3) et de détection (Section I.2.4) viennent ensuite. Un résumé est proposé Section I.2.5, avec la Figure I.3.

I.2.1 Préparation d'une simulation

Les simulations avec **SNANA** reposent sur deux bibliothèques principales : (1) une table de galaxies hôtes (**HOSTLIB**) décrivant le lien entre une SN et son environnement, et (2) une table des caractéristiques instrumentales d'un télescope (**SIMLIB**) reproduisant les

1. Une autre approche pourrait simuler des images, mais ceci augmenterait exponentiellement le temps de calcul.

observations d'un sondage et leurs conditions de relevé. Dans notre approche de la manière dont nos simulations fonctionnent, ces bibliothèques précèdent le procédé de simulation.

I.2.1.1 HOSTLIB

D'une manière générale, chaque galaxie de la HOSTLIB est décrite par :

- 1) Un numéro d'identification (**GALID**) ;
- 2) Une position de son centre dans le ciel *via* la donnée d'ascension droite (**RA_GAL**) et de déclinaison (**DEC_GAL**) ;
- 3) Un redshift photométrique (z_{TRUE}) ;
- 4) Ses magnitudes dans les différentes bandes photométriques ($grizY_{\text{obs}}$) ;
- 5) Un profil de SÉRSIC (décrivant l'évolution de son intensité avec la distance R de son centre) ;
- 6) Une masse en échelle logarithmique en masses solaires (**LOGMASS**) et son erreur (**LOGMASS_ERR**).

Ces caractéristiques permettent, lors de la simulation d'une supernova, de la placer à une position autour du centre galactique selon le profil de SÉRSIC afin de déterminer la luminosité de surface locale et d'ajouter un bruit Poissonien aux courbes de lumières qui suivront ([KESSLER et al. 2019](#)). Dans notre cas le plus complexe, la HOSTLIB présente également les caractéristiques qu'une SN de cette galaxie hôte doit respecter :

- 7) Sa couleur **C** ;
- 8) Son étirement **X1** ;
- 9) Son âge *via* le **LSSFR** ;
- 10) La marche de magnitude associée **SNMAGSHIFT** (voir Chapitre ??).

La HOSTLIB apparaît donc, dans notre cadre d'étude, comme l'élément clé permettant de faire varier les distributions sous-jacentes des paramètres des SNe Ia. Nous décrivons la réalisation de celle-ci et les différentes implémentations de HOSTLIB Chapitre ?? . Pour le moment nous nous contentons de décrire sa construction par l'utilisation de distributions des paramètres de couleur et d'étirement générant ladite table. Cette étape est représentée dans le cadre supérieur gris de la Figure [I.3](#), et un extrait d'une de nos HOSTLIB est donné Figure [I.1](#).

I.2.1.2 SIMLIB

La SIMLIB, de son côté, présente pour chaque champ d'observation :

- 1) son nom (par exemple, 82N dans la Figure [I.2](#)) ;
- 2) ses coordonnées **RA** et **DECL** ;

NR_highz.HOSTLIB												
GALID	RA_GAL	DEC_GAL	ZTRUE	g_obs	...	n_Ser	...	LOGMASS	C	X1	LSSFR	SNMAGSHIFT
1	34.4579	-4.70279	0.908506	26.5384	...	0.5	...	9.23965	-0.0781484	0.0750751	1	0.065
2	34.7423	-4.70316	1.03694	23.9878	...	0.5	...	9.15756	-0.069378	-0.195195	1	0.065
3	34.9884	-4.70419	1.03077	22.6348	...	0.5	...	8.65909	-0.00361094	0.105105	1	0.065
4	34.9154	-4.70552	0.610123	21.9055	...	0.5	...	9.08866	0.0222294	-0.635636	1	0.065
5	34.368	-4.70245	1.46711	23.9215	...	0.5	...	11.216	-0.127838	-0.905906	0	-0.065
6	34.3359	-4.70219	1.34426	24.4587	...	0.5	...	8.65494	0.0113197	-0.245245	1	0.065
7	34.7635	-4.70222	1.58874	24.9358	...	0.5	...	9.08221	-0.137191	0.955956	1	0.065
8	34.3765	-4.70185	0.906368	26.615	...	0.5	...	9.01341	-0.0388782	0.895896	1	0.065
9	34.9026	-4.70123	1.03192	24.8315	...	0.5	...	9.25265	-0.0701101	1.0961	1	0.065
10	34.4398	-4.68424	1.17349	25.2497	...	0.5	...	9.06415	-0.0182467	1.32633	1	0.065
11	34.5885	-4.68422	0.644088	24.8833	...	0.5	...	10.081	0.0613798	0.965966	1	0.065
12	35.0154	-4.68397	0.842422	24.7775	...	0.5	...	9.24084	-0.0298566	-0.185185	1	0.065
13	34.389	-4.68399	0.426567	24.0152	...	0.5	...	9.58916	-3.51175e-05	0.385385	1	0.065
14	34.3406	-4.7024	0.945276	23.2322	...	0.5	...	10.2814	-0.0190914	-1.64665	0	-0.065
15	34.8999	-4.70154	1.12769	25.6951	...	0.5	...	9.80687	0.0584339	0.635636	1	0.065
16	34.8316	-4.70159	0.663146	24.3533	...	0.5	...	9.06501	-0.0408711	0.335335	1	0.065
17	34.6215	-4.70126	0.638762	24.27	...	0.5	...	10.953	0.175788	-1.98699	0	-0.065
18	34.8462	-4.70093	0.792681	25.3282	...	0.5	...	9.68392	-0.0749062	0.995996	1	0.065
19	34.6188	-4.70097	0.7654	27.2168	...	0.5	...	9.08105	-0.0971941	0.0950951	1	0.065
20	34.7099	-4.70075	1.21963	24.7118	...	0.5	...	7.2025	-0.0441532	-1.03604	1	0.065
21	34.5344	-4.70072	0.687485	24.2925	...	0.5	...	11.0805	0.086881	-1.44645	0	-0.065
22	34.3747	-4.70025	0.955046	25.4781	...	0.5	...	11.1925	-0.0701521	-0.825826	0	-0.065
23	34.5307	-4.70003	1.01174	25.1255	...	0.5	...	9.76396	0.007948	-0.205205	1	0.065

FIGURE I.1 – Extrait d’une HOSTLIB utilisée dans notre étude, modifiée pour l’exemple.

- 3) le nombre d’observations NOBS ;
- 4) son extinction galactique MWEBV ;
- 5) la taille d’un pixel PIXSIZE.

et pour chaque observation :

- 6) la date d’observation exprimée en jours juliens modifiés MJD associée à un identifiant IDEXPT ;
- 7) le filtre concerné par l’observation (FLT) ;
- 8) les caractéristiques de la caméra CCD² (CCD GAIN et CCD NOISE) au moment de l’acquisition ;
- 9) le bruit dû à l’atmosphère *via* le paramètre SKYSIG donnant le bruit par pixel, sommé sur l’ouverture effective dérivée par un ajustement de *Point Spread Function* (PSF) par les données PSF1, PSF2 et PSF2/1 (voir Section 2 de [KESSLER et al. 2009b](#), pour les détails) ;
- 10) le point zéro moyen ZPTAVG et son erreur ZPTERR permettant de convertir la magnitude observée m en flux F en comptages de photons arrivant sur une CCD *via* la relation $F = 10^{-0.4(m-ZPTAVG)}$.

2. *Charged Coupled Device*, un capteur photographique.

En plus de ces données, d'autres caractéristiques comme les périodes de non-observation ou les corrections de flux à ajouter pour suivre la calibration des télescopes sont indiquées. La Figure I.2 présente un extrait de la SIMLIB du télescope de SDSS.

SDSS.SIMLIB

SURVEY: SDSS FILTERS: ugriz TELESCOPE: SDSS
GENSKIP_PEA MJ: 53705 53975 # skip the off-season
GENSKIP_PEA MJ: 54060 54345 # idem
BEGIN LIBGEN Sun Mar 11 15:44:23 CDT 2012

=====

LIBID: 1 (from 2005 libid 1)
RA: 26.430172 DECL: 0.844033 NOBS: 210 MWEBV: 0.026 PIXSIZE: 0.400
FIELD: 82N

#				CCD	CCD		PSF1	PSF2	PSF2/1		
#	MJD	IDEXPT	FLT	GAIN	NOISE	SKYSIG	(pixels)	RATIO	ZPTAVG	ZPTERR	
S: 53616.383	556600405	u	1.47	4.48	4.83	1.89	3.69	0.225	27.58	0.017	
S: 53616.383	556600405	g	4.05	4.25	4.04	1.85	3.61	0.247	28.39	0.008	
S: 53616.383	556600405	r	4.72	4.25	5.28	1.64	3.62	0.142	28.22	0.010	
S: 53616.383	556600405	i	4.64	12.99	6.95	1.60	3.81	0.103	27.88	0.009	
S: 53616.383	556600405	z	3.48	4.70	6.91	1.74	3.75	0.131	26.54	0.011	
S: 53626.359	560300625	u	1.47	4.48	4.60	1.71	3.62	0.116	27.47	0.017	
S: 53626.359	560300625	g	4.05	4.25	4.40	1.83	3.50	0.282	28.03	0.008	
S: 53626.359	560300625	r	4.72	4.25	5.87	1.64	3.65	0.112	27.99	0.010	
S: 53626.359	560300625	i	4.64	12.99	6.54	1.47	3.56	0.070	27.86	0.009	
S: 53626.359	560300625	z	3.48	4.70	6.73	1.64	3.88	0.110	24.46	0.011	
S: 53628.344	561000626	u	1.47	4.48	11.16	1.56	3.38	0.070	26.97	0.017	
S: 53628.344	561000626	g	4.05	4.25	11.61	1.59	3.28	0.095	28.36	0.008	
S: 53628.344	561000626	r	4.72	4.25	9.24	1.40	3.36	0.059	28.19	0.010	
S: 53628.344	561000626	i	4.64	12.99	9.27	1.33	3.46	0.049	27.89	0.009	
S: 53628.344	561000626	z	3.48	4.70	7.95	1.39	3.54	0.046	26.14	0.011	
etc...											

FIGURE I.2 – Extrait de la SIMLIB de SDSS. Données de [KESSLER et al. \(2013\)](#).

En plus de ces librairies, à chaque sondage est associée une carte de poids (**WEIGHTMAP**), qui servira à pondérer la **HOSTLIB** sur le paramètre de masse de manière à ce que les galaxies auxquelles sont reliées les SNe Ia correspondent à la distribution des masses de galaxies hôtes effectivement observée par le sondage. Un exemple est indiquée sous le titre encadré **WEIGHTMAP** dans la Figure I.3. Cette librairie a une importance capitale depuis l'inclusion de la masse de l'hôte comme traceur environnemental des propriétés sous-jacentes des SNe Ia (voir Chapitre ??). En effet, lorsqu'une **HOSTLIB** n'inclut pas de marche de magnitude, c'est la **WEIGHTMAP** qui ajoute aux galaxies de $M_* < 10^{10} M_\odot$ une variation de magnitude de 0,025 mag et à celles de $M_* > 10^{10} M_\odot$ une variation de $-0,025$ mag pour correspondre aux observations de marche de magnitude basées sur la masse.

La simulation d'une supernova suit ensuite trois étapes majeures, décrites dans [KESSLER et al. \(2019\)](#) :

- 1) Génération de la source et application d'effets cosmologiques, simulant la propagation de sa lumière de son origine au haut de l'atmosphère ;
- 2) Simulation de la réponse instrumentale selon le sondage (par exemple, conversion de la magnitude en flux de photons captés par une caméra CCD, bruit de l'instrument. . .) ;

- 3) Simulation de la détection, incluant les critères pour que la SN soit un candidat à l’observation (voir Chapitre ??) et l’efficacité spectroscopique du sondage.

I.2.2 Génération du modèle

Nous utilisons le modèle spectral SALT2 de GUY et al. (2007) et précédemment décrit Chapitre ?? pour générer une SN Ia. Il est initialisé dans un référentiel au repos pour des époques entre 20 jours avant et ≈ 70 jours après le maximum d’émission. À chaque SN est donc associé un redshift (z_{CMB} dans le référentiel du fonds diffus cosmologique) à partir d’un modèle de taux de SNe Ia (différent selon le sondage), un maximum d’émission t_0 choisi au hasard sur une plage avant et après la période d’observation de sondage, et une valeur d’étirement x_1 et de couleur c . Notre approche est d’effectuer un tirage de ces paramètres depuis la HOSTLIB, pondérée par la WEIGHTMAP du sondage, en faisant correspondre le redshift choisi initialement avec une des entrées de la table. Ce tirage donne également la valeur de la marche de magnitude à appliquer. C’est de cette manière que la génération du modèle est rendue dépendante de son environnement. Cette étape est imagée par la partie « Tirage » (en rose) de la Figure I.3, considérée comme l’étape d’entrée dans une simulation et numérotée « 1 », menant aux paramètres de la HOSTLIB illustrée dans la partie « Création HOSTLIB » (numérotée « 2 ») par une flèche pointillée rose étiquetée « Lien avec l’environnement ». L’attribution de ces deux paramètres varie selon les postulats de corrélations que nous avons implémentés, nous y reviendrons au chapitre suivant.

Avec le redshift choisi, à cette étape est défini un module de distance réel, μ_{vrai} , via sa définition (donnée Chapitre ??), en supposant une cosmologie sous-jacente. Dans notre cas, nous utilisons le modèle w CDM avec valeurs définies dans le Tableau I.1.

Tableau I.1 – Valeurs des paramètres cosmologiques utilisés pour la détermination du module de distance réel de la SN simulée.

H_0	Ω_M	Ω_Λ	w_0
70,0 km Mpc $^{-1}$ s $^{-1}$	0,315	0,685	−1,00

En utilisant les autres paramètres choisis, nous avons également :

$$\mu_{\text{vrai}} = m_{B,\text{vrai}} - M + \alpha_{\text{ref}} x_{1,\text{vrai}} - \beta_{\text{ref}} c_{\text{vrai}} + \gamma_{\text{env}} \quad (\text{I.1})$$

où α_{ref} et β_{ref} sont les coefficients des corrélations linéaires magnitude-étirement et magnitude-couleur, respectivement (voir Chapitre ??). Dans cette équation, leurs valeurs sont fixées à 0,145 et 3,1, respectivement, suivant l’analyse de POPOVIC et al. (2021). M est également fixé, à $-19,3$ mag. La marche de magnitude γ_{env} varie selon la source de la corrélation à l’environnement : pour une corrélation avec la masse M_* de la galaxie hôte, $\gamma_{\text{env}} = \pm 0,025$ mag pour $M_* > 10^{10} M_\odot$ et $M_* < 10^{10} M_\odot$ respectivement ; pour une corrélation avec l’âge de la SN, $\gamma_{\text{env}} = \pm 0,065$ mag pour les SNe Ia jeunes et vieilles, respectivement. De cette manière, nous pouvons déduire la valeur de $m_{B,\text{vrai}}$ de la magnitude apparente.

Le modèle se voit ensuite appliquer des effets de dispersion intrinsèque (dans notre cas celui décrit dans GUY et al. (2010), nommé G10), de lentillage faible, de redshift pour

le placer dans le référentiel héliocentrique, et d’extinction galactique de la Voie Lactée, appliqués à $m_{B,\text{vrai}}$. Ces différents effets amènent à simuler une magnitude en haut de l’atmosphère, avant qu’un instrument ne l’acquière. Les détails de ces procédures sont développés dans [KESSLER et al. \(2019\)](#). Cette partie est illustrée par la flèche pointillée bleue étiquetée « Génération » allant de la partie « Création HOSTLIB » numérotée « 2 » à la représentation d’une série temporelle théorique d’une SN au début de la partie « Instrument » en bleu, numérotée « 3 ».

I.2.3 Réponse instrumentale

Une fois les séries temporelles du spectre de la SN formées, le programme simule le flux effectivement reçu et le bruit mesurés par le télescope du sondage reproduit. Comme décrit dans la Section [I.2.1](#), ceux-ci sont fixés par les journaux d’observation des sondages résumés dans chaque SIMLIB. Elles permettent d’appliquer les qualités d’observation du télescope à chaque époque d’une série temporelle, mimant l’acquisition ou non des points photométriques par les bandes optiques de l’instrument et menant à l’établissement d’une courbe de lumière. Cette étape est représentée dans la partie « Instrument » en bleu dans la Figure [I.3](#), numérotée « 3 ». C’est également dans cette partie, mais non représentée sur la figure, qu’un bruit Poissonien est ajouté à la mesure selon la luminosité de surface locale induite par la position de la SN par rapport au centre de sa galaxie hôte. Ces étapes simulent la transformation du signal en haut de l’atmosphère au signal effectivement reçu sur Terre.

D’après l’auteur du paquet dans [KESSLER et al. \(2019\)](#), les simulations SNANA sont idéalement adaptées pour les sondages à recherche glissante pour lesquelles le même instrument sert à la détection et à la mesure de courbes de lumière, par exemple les sondages PS1, SDSS et SNLS que nous avons présentés Chapitre ??; à l’inverse, l’échantillon LOWZ (voir Section ??), qui est à la fois une recherche ciblée et qui repose sur des suivis de programmes de recherche indépendants, n’a pas de journaux de données de recherche permettant une simulation idéale, et requiert donc des approximations et des suppositions supplémentaires. Pour plus de détail sur ces deux paragraphes, voir Section 6 de [KESSLER et al. \(2019\)](#).

I.2.4 Sélection et ajustement

Comme décrit dans le Chapitre ??, chacun des sondages de SNe Ia observant le ciel acquiert des images successives à la recherche d’événements transitoires, mais ne déclenche l’acquisition continue et le suivi d’un candidat que si sa courbe de lumière respecte certains critères. Cette étape est incluse dans le procédé de simulations de SNANA, et comprend le rapport signal sur bruit des données (SNR) ainsi que le nombre de détections relativement au pic d’émission (T_{rest}) que chaque sondage requiert dans sa recherche. Enfin, l’efficacité spectroscopique en fonction de la magnitude est reproduite en amont de la simulation, *via* l’utilisation de fausses données de SN, et est utilisée pour effectuer la sélection des données.

La partie d’ajustement des données détectées est également faite avec SALT2 et n’est donc pas détaillée une nouvelle fois ici, mais tout un stage de SNANA y est consacré. De manière succincte, cet ajustement extrait les paramètres m_B , x_1 , c et t_0 à partir des

courbes de lumières passant les critères de détection. m_B correspond à la magnitude de la SN, x_1 à son étirement, c à sa couleur et t_0 au jour du maximum de luminosité. À partir de leurs valeurs, une coupe supplémentaire est effectuée pour ne conserver que les données de qualité cosmologiques, notamment devant vérifier $-3 < x_1 < 3$; les autres SNe Ia ne passeront pas la sélection sur l’ajustement et resteront au stade de détection.

Cette étape est imagée dans l’encadré « Sélection » en vert numéroté « 4 » dans la Figure I.3, où nous avons différencié les SNe qui possèdent des qualités cosmologiques de celles uniquement détectées mais rejetées à l’étape suivante par des cadres orange et vert, respectivement, accompagnés des étiquettes « Ajustement conservé » et « Détection rejetée », respectivement.

I.2.5 Résumé

En partant de tables de HOSTLIB, SIMLIB, WEIGHTMAP et d’efficacité spectroscopique, nous décrivons ainsi les étapes d’une simulation dans l’ordre suivant correspondant aux numéros des encadrés de la Figure I.3 :

- 1) Sélection d’un redshift à partir d’un modèle de taux de SNe Ia ;
- 2) Correspondance avec une galaxie hôte de la HOSTLIB pondérée par une WEIGHTMAP et génération du modèle avec les paramètres d’étirement et de couleur correspondants ;
- 3) Simulation de la réponse instrumentale menant à la courbe de lumière ;
- 4) Application des critères de détection et de sélection des données ;
- 5) Conservation des données passant les précédentes étapes.

Sur la figure, la distribution des redshifts provient de l’Équation 6 de PERRETT et al. (2012) avec les valeurs de POPOVIC et al. (2021) se basant sur l’étude de SCOLNIC et al. (2018) :

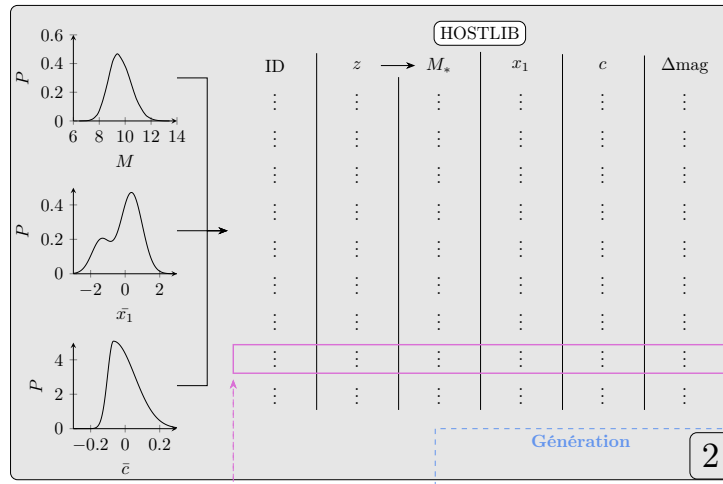
$$\text{SNR}_{\text{Ia}}(z) = r_0(1+z)^\alpha \quad \text{avec} \quad \begin{cases} r_0 = 2,6 \times 10^{-5} \text{ SNe an}^{-1} \text{ Mpc}^{-3} \\ \alpha = \begin{cases} 2,2 & \text{pour SDSS, PS1, SNLS} \\ 1,5 & \text{pour LOWZ} \end{cases} \end{cases} \quad (\text{I.2})$$

Dans les encadrés 1, 3, 4, les graphiques utilisent les valeurs et données de SDSS (SAKO et al. 2018). La WEIGHTMAP et l’efficacité spectroscopique sont celles de POPOVIC et al. (2021).

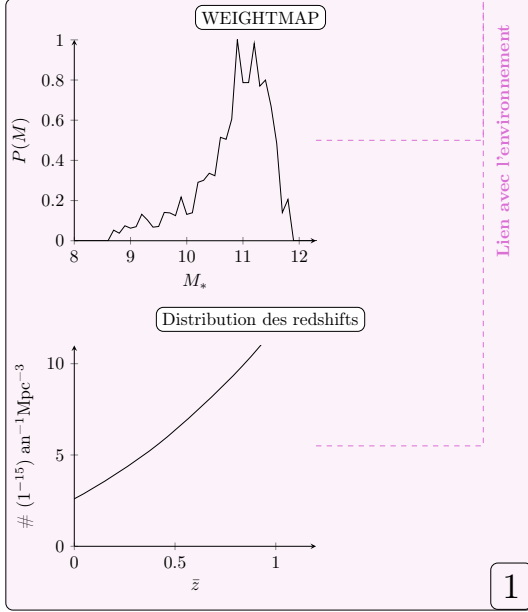
I.3 Correction de biais et cosmologie

Dans cette section nous présentons l’étape d’ajusteur de cosmologie avec correction des biais de SNANA basée sur la méthode *BEAMS with Bias Correction* (BBC, KESSLER et SCOLNIC 2017). BEAMS est l’acronyme de *Bayesian Estimation Applied to Multiple Species* (estimation bayésienne appliquée à de multiples espèces), une méthode d’ajusteur établie dans KUNZ et al. (2007) visant à prendre en compte de manière réaliste la contamination de données non-Ia dans celles des SNe Ia qui affectent l’étude de la cosmologie avec les SNe Ia. Dans notre cas, nous ne simulons pas de SNe non-Ia et ignorons les termes de vraisemblances qui y sont reliés.

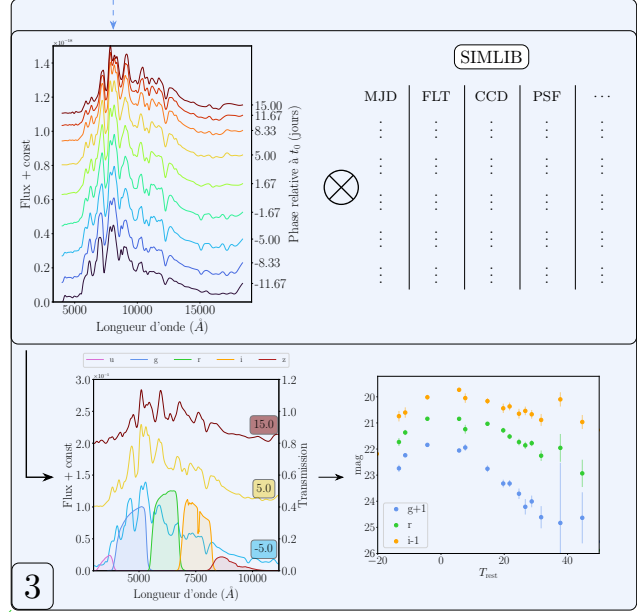
CRÉATION HOSTLIB



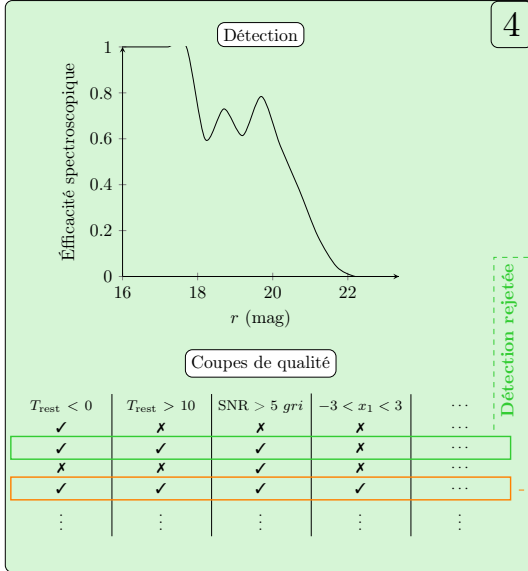
TIRAGE



INSTRUMENT



SÉLECTION



CONSERVÉ

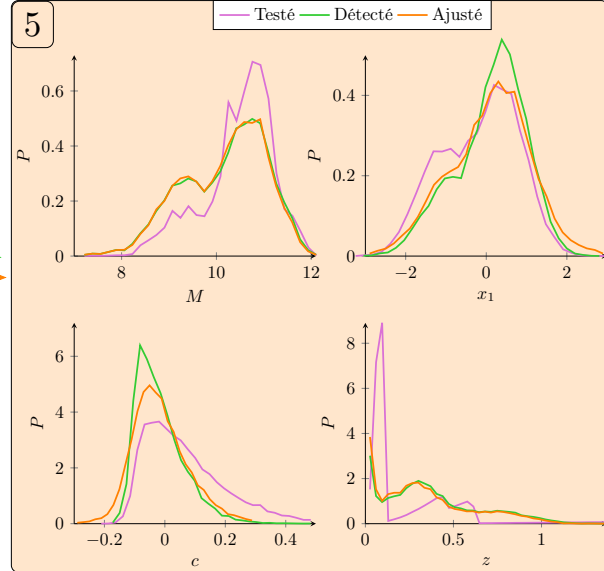


FIGURE I.3 — Les tables de **WEIGHTMAP**, **SIMLIB** et de l'efficacité spectroscopique sont des données, ici celles du sondage SDSS. En amont de la simulation, une **HOSTLIB** est créée (en gris, « Création **HOSTLIB** »). Pour simuler une SN Ia, un redshift est sélectionné depuis une distribution (étape 1 en rose, partie « Tirage ») et est relié à un environnement *via* un tirage sur la **HOSTLIB**, elle-même pondérée par une carte de poids (étape 2 en gris). À ce tirage correspondent les valeurs de x_1 et c permettant de générer une série temporelle de SN. Une simulation d'observation est effectuée en y appliquant les paramètres simulés du télescope d'un sondage grâce à une **SIMLIB**, donnant une courbe de lumière théorique (étape 3 en bleu, partie « Instrument »). Cette courbe de lumière doit ensuite passer les critères de détection et de qualité (étape 4 en vert, partie « Sélection »), et pourra alors être ajustée et conservée (orange) ou non (vert). Nous indiquons en orange (étape 5, partie « Conservé ») et pour chaque étape de ce procédé l'évolution des distributions de masse, étirement, couleur et redshift d'une de nos simulations. L'analyse se trouve Chapitre ??.

I.3.1 Présentation

Comme introduit dans la Section I.2.2, sans biais de mesure le module de distance de la SN simulée serait μ_{vrai} de l'Équation I.1, et un ajustement du diagramme de HUBBLE avec ces valeurs ne redonnerait que la cosmologie d'entrée. Avec les valeurs de m_B , x_1 , c et les caractéristiques de l'environnement de l'ajustement par SALT2.4 qui aura passé les étapes précédentes, nous aurions un module de distance de la forme

$$\mu = m_B - M + \alpha x_1 - \beta c + \gamma_{\text{env}} \quad (\text{I.3})$$

Un ajustement du diagramme de HUBBLE pourrait donner un décalage à ce modèle, mais reste sous-optimal étant donné que les biais de sélection et d'ajustement de courbes de lumière ne sont pas pris en compte. L'intérêt de BBC est d'inclure la mesure de ces biais dans le calcul du module de distance ; ainsi la SN se voit attribuer un module de distance selon le cadre de la méthode BBC, définit dans (POPOVIC et al. 2021) :

$$\mu^* = m_B + \alpha x_1 - \beta c - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} + \delta\mu_{\text{biais}} \quad (\text{I.4})$$

où l'étoile indique une grandeur corrigée du biais.

$\delta\mu_{\text{env}}$ est le biais sur la luminosité selon l'environnement de la SN, dans notre cas une marche de magnitude basée sur la masse (« mass step ») ou basée sur l'âge (« age step »), de la forme

$$\delta\mu_{\text{env}} = \gamma_{\text{env}} \times \left(1 + e^{(X_* - S)/\tau_X}\right)^{-1} - \frac{\gamma_{\text{env}}}{2} \quad (\text{I.5})$$

avec $X_* = \log(M_*)$; $S = 10,0$ la valeur de la séparation hôte massif ou non ; τ_X la largeur de la marche de magnitude ; et γ_{env} l'amplitude de la différence magnitude entre les SNe Ia dont l'hôte est massif ($X_* > S$) ou non ($X_* < S$) pour la *mass step* ou entre les SNe Ia vieilles ou jeunes pour la *age step*. Dans nos simulations, S et τ_X sont des valeurs fixes. Le logiciel ne permettant pas encore d'utiliser l'âge comme traceur, cette implémentation du biais dû à l'âge de l'environnement n'est pas représentative de la réalité ; nous en discutons au chapitre suivant.

$\delta\mu_{\text{biais}}$ est la correction au module de distance. Cette mesure s'effectue à l'aide d'un échantillon de taille conséquente, $N \approx 1 \times 10^6$ SNe Ia simulées, appelé BiasCor. Il existe différentes manières de mesurer ce biais selon les variables avec lesquelles il est calculé, que nous présentons dans les sections suivantes.

Les paramètres M_{z_i} sont définis dans le cadre de l'ajustement par SALT2mu, défini dans MARRINER et al. (2011) et utilisé dans le cadre de BBC. Ce programme permet d'ajuster α et β sans ajustement conjoint des paramètres cosmologiques : ceux-ci sont d'abord fixés, puis le programme définit des intervalles de redshifts suffisamment petits pour considérer qu'à l'intérieur de ceux-ci les SNe Ia sont indépendantes de la cosmologie. Les M_{z_i} sont alors les écarts de distance dans ces intervalles de redshift z_i , tel que $\mu = \mu_{\text{vrai}}$ lorsque les valeurs initiales de m_B , x_1 et c de la partie Génération (Section I.2.2) sont entrées à la place des valeurs ajustées dans l'Équation I.4. Ce sont ces M_{z_i} qui sont utilisées pour ajuster la cosmologie. Pour l'ajustement, nous partons d'un modèle cosmologique

plat w CDM où $\Omega_M + \Omega_\Lambda = 1$, pour définir (KESSLER et SCOLNIC 2017)³ :

$$\mu_{\text{modèle}} = 5 \log \left(\frac{d_L}{10 \text{ pc}} \right) \quad \text{avec} \quad (\text{I.6})$$

$$d_L(z, w, \Omega_M) = (1+z) \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} \quad \text{et} \quad (\text{I.7})$$

$$E(z) = [\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda(1+z)^{3(1+w)}]^{1/2} \quad (\text{I.8})$$

et SALT2mu utilise le paquet MINUIT⁴ (JAMES et ROOS 1975) pour ajuster la quantité :

$$\chi_{\text{HD}}^2 = \sum_i \frac{(\mu_i^* - \mu_{\text{modèle},i} - M_{z_i})^2}{\sigma_{\mu,i}^2} \quad (\text{I.9})$$

avec $\sigma_{\mu,i}$ les incertitudes (incluant celles sur les valeurs ajustées par SALT2 et leurs covariances, celles dues au lentillage faible, à l'incertitude sur le redshift et à la dispersion intrinsèque). Plutôt que d'ajuster $\mu_{\text{modèle}}$ pour les paramètres cosmologiques, nous les conservons aux valeurs de références (voir Tableau I.1) et ce sont les M_{z_i} qui sont ajustés. Cela permet de varier la cosmologie sous-jacente sans répéter l'ajustement des α et β . Ainsi, avec ce formalisme, α , β , γ_{env} , M_{z_i} et σ_μ sont les paramètres ajustés.

L'obtention des paramètres cosmologiques s'effectue finalement à partir de ces paramètres ajustés par le programme `wfit`, donnant w et Ω_M . Nous utilisons une distribution antérieure Gaussienne pour Ω_M avec une moyenne à 0,315 et une largeur de 0,005, et plate pour w avec comme bornes $-1,5 < w < -0,5$. Pour plus de détails sur son fonctionnement, voir Section 5.6 de KESSLER et SCOLNIC (2017).

Nous discutons maintenant des différentes implémentations de BBC pour le calcul de $\delta\mu_{\text{biais}}$.

I.3.2 BBC1D

Originellement, il est calculé selon une seule dimension, le redshift, et n'affecte que la magnitude à pic d'émission m_B . Nous appelons cette implémentation BBC1D. Elle se base sur des intervalles de redshift de taille typique $< 0,1$ découpant l'échantillon BiasCor. Dans chacun de ces intervalles, nous calculons la moyenne pondérée des événements y appartenant, et elle est définie à une position z_i également dérivée de la moyenne pondérée des redshifts de l'intervalle. La valeur du biais $\delta\mu_{\text{biais}} = -\delta m_B$ à ajouter au module de distance mesuré est alors déterminée par une interpolation linéaire des valeurs précédentes, et nous obtenons le module de distance corrigé :

$$\begin{aligned} \mu^* &= m_B^* + \alpha x_1 - \beta c - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} \\ &= (m_B - \delta m_B) + \alpha x_1 - \beta c - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} \\ &= m_B + \alpha x_1 - \beta c - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} + \delta\mu_{\text{biais}}(z) \end{aligned} \quad (\text{I.10})$$

avec m_B^* la magnitude corrigée suivant sa position z : toutes les SNe appartenant au même intervalle de redshift sont corrigées du même δm_B .

3. L'équation du module de distance a été corrigée par rapport à l'article, conformément à l'équation ??.

4. <https://root.cern.ch/download/minuit.pdf>

Ces modules de distance corrigés sont ensuite traités par **SALT2mu**, qui renvoie les valeurs ajustées α , β , γ_{env} , M_{z_i} , et σ_μ . Après cette étape, le logiciel **wfit** ajuste les valeurs de M_{z_i} en fonction du redshift pour avoir les paramètres cosmologiques. Un schéma de fonctionnement est donné Figure I.4.

I.3.3 BBC5D

Développée dans **KESSLER et SCOLNIC (2017)**, cette méthode se trouve dans la prolongation de BBC1D, en corrigeant cette fois m_B , x_1 et c à l'aide de l'échantillon BiasCor. Plutôt que de le séquencer uniquement en redshift pour déterminer δ_{m_B} , il est divisé en cellules de tailles (0,05 ; 0,50 ; 0,05) respectivement. Les corrections δ_{m_B} , δ_{x_1} et δ_c à appliquer sont alors calculées de l'interpolation des moyennes pondérées des SNe dans chacune des cellules. Nous représentons ce procédé Figure I.5, où les exposants correspondent aux intervalles selon c , x_1 et z respectivement, pour lesquels le nombre total d'intervalles est C , X et Z , respectivement. L'indice p indique le paramètre à sélectionner dans la cellule en question pour obtenir le biais correspondant.

Avec ce découpage, nous obtenons cette fois :

$$\begin{aligned}\mu^* &= m_B^* + \alpha x_1^* - \beta c^* - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} \\ &= (m_B - \delta_{m_B}) + \alpha(x_1 - \delta_{x_1}) - \beta(c - \delta_c) - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} \\ &= m_B + \alpha x_1 - \beta c - M_{z_i} + \delta\mu_{\text{env}} + \delta\mu_{\text{biais}}(z, x_1, c, \alpha, \beta)\end{aligned}\quad (\text{I.11})$$

avec

$$\delta\mu_{\text{biais}} \triangleq -(\delta_{m_B} + \alpha\delta_{x_1} - \beta\delta_c) \quad (\text{I.12})$$

C'est de la dimension de $\delta\mu_{\text{biais}}$ que BBC5D tire son nom. En effet, une version 3D avec uniquement le découpage susmentionné peut exister (**SCOLNIC et KESSLER 2016**), mais il se trouve que les valeurs de correction de biais dépendent des valeurs de α et β utilisées. Pour reproduire cette corrélation et étant donné que ces coefficients ont des valeurs discrètes, ces paramètres sont générés sur une grille de taille 2×2 , encapsulant les valeurs trouvées par les études précédentes, et pour chacune de ces valeurs sont définies les matrices découpées en 3D précédentes. Nous utilisons $\alpha = [0,10 ; 0,20]$ et $\beta = [2,8 ; 3,4]$ (étant donné que notre dispersion intrinsèque est basée sur **G10**). Nous illustrons ce principe Figure I.6.

Les valeurs finales de correction sont les interpolations en 3 dimensions de $\delta\mu_{\text{biais}}$ à chaque valeur de α et β pour chaque itération de l'ajustement BBC, dont les résultats sont également interpolés linéairement. Une fois ces valeurs corrigées, α , β , γ_{env} , M_{z_i} et σ_μ sont minimisés par **SALT2mu**, et l'ajustement de M_{z_i} en fonction du redshift par **wfit** donne les valeurs des paramètres cosmologiques. Ce fonctionnement est résumé Figure I.7.

I.3.4 BBC7D

Dans les travaux de **SMITH et al. (2020)**, il a été déterminé que le paramètre γ_{env} ajusté par BBC5D présentait un biais si l'échantillon analysé avait des corrélations entre les paramètres d'étirement et/ou de couleur avec la masse de la galaxie hôte. Pour prendre en compte ces biais dans la *mass step*, **POPOVIC et al. (2021)** ont alors introduit deux nouvelles dimensions au terme $\delta\mu_{\text{biais}}$ de l'Équation I.11 : θ , un décalage de magnitude générique, et M_* la masse de la galaxie hôte.

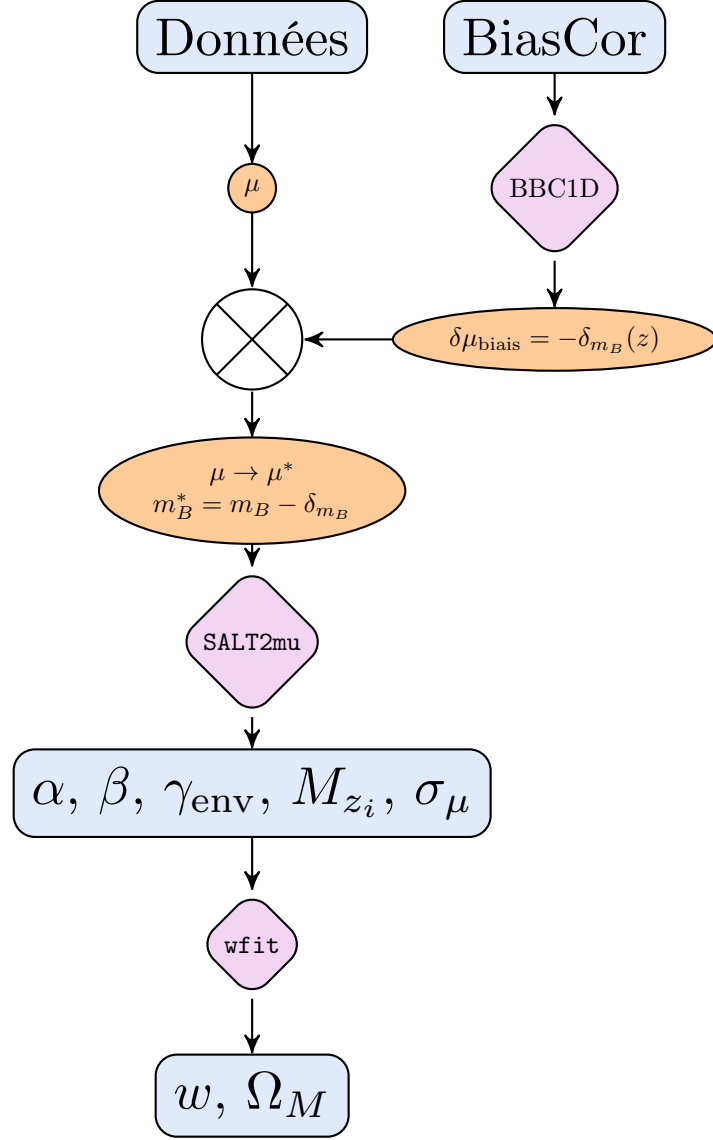


FIGURE I.4 – Schéma de fonctionnement de la méthode de correction de biais de BBC lorsqu’elle est dans sa version à 1 dimension. De l’échantillon BiasCor sont déterminées les valeurs $\delta\mu_{\text{biais}}$ à ajouter au module de distance en le découpant dans des intervalles de redshift pour y calculer la moyenne pondérée. Avec les données, elles permettent de déterminer les modules de distances corrigés μ^* , qui sont ensuite traités par SALT2mu pour avoir les $\alpha, \beta, \gamma_{\text{env}}, M_{z_i}$ et σ_μ qui permettent l’ajustement cosmologique par wfit.

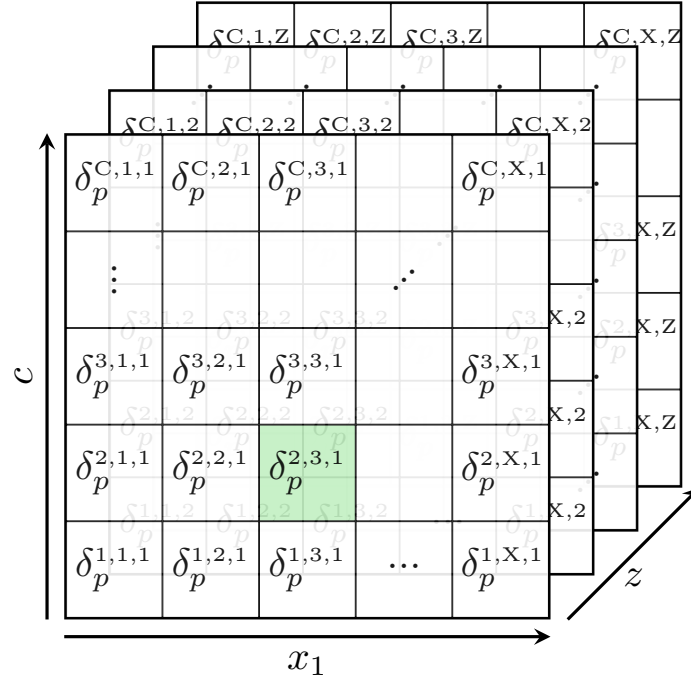


FIGURE I.5 – Schéma de fonctionnement du découpage de l'échantillon BiasCor en 3 dimensions x_1 , c , z de la méthode BBC5D. Pour une supernova dont les valeurs de c , x_1 , z sont dans les intervalles 2, 3, 1, respectivement, les valeurs δ_{m_B} , δ_{x_1} et δ_c seront celles issues de la cellule coloriée en vert.

L'idée de cet ajout est d'attribuer un décalage de magnitude de $+\theta$ à une moitié *aléatoire* de l'échantillon BiasCor, et $-\theta$ à l'autre moitié. Ce paramètre, complètement décorrélié des propriétés environnementales, est donc par essence différent de γ_{env} et permet une plus grande flexibilité que d'utiliser $\delta\mu_{\text{env}} = \pm\gamma_{\text{env}}/2$ pour $X_* \gtrless S$, respectivement.

Ces paramètres sont utilisés à chaque étape de l'ajustement BBC, passant d'un $\delta\mu_{\text{biais}}$ en 5 dimensions ($\vec{x}_5 = \{z, x_1, c, \alpha, \beta\}$) à 7 dimensions $\{\vec{x}_5, \theta, M_*\}$. $\delta\mu_{\text{biais}}$ est interpolé pour les 6 premières et évalué dans des intervalles selon M_* . Les valeurs $\delta\mu_{\text{env}}$ permettent l'interpolation de l'échantillon BiasCor entre $\pm\theta$ suivant :

$$\delta\mu_{\text{biais}} = f \times \delta\mu_{\text{biais}}(\vec{x}_5, +\theta, M_*) + (1 - f) \times \delta\mu_{\text{biais}}(\vec{x}_5, -\theta, M_*) \quad (\text{I.13})$$

avec $f = \frac{\delta\mu_{\text{env}} + \theta}{2\theta}$. θ étant indépendant des paramètres de SNe, il permet d'examiner des corrélations entre n'importe quelle propriété de galaxie hôte et la magnitude des SNe Ia.

C'est avec ce formalisme de BBC que nous traitons nos simulations dans le chapitre suivant, dans lequel nous répertorions les corrélations que nous voulons tester et créons pour ce faire nos propres HOSTLIB, où l'étirement est donné par le modèle du Chapitre ?? et publié dans [NICOLAS et al. \(2021\)](#).

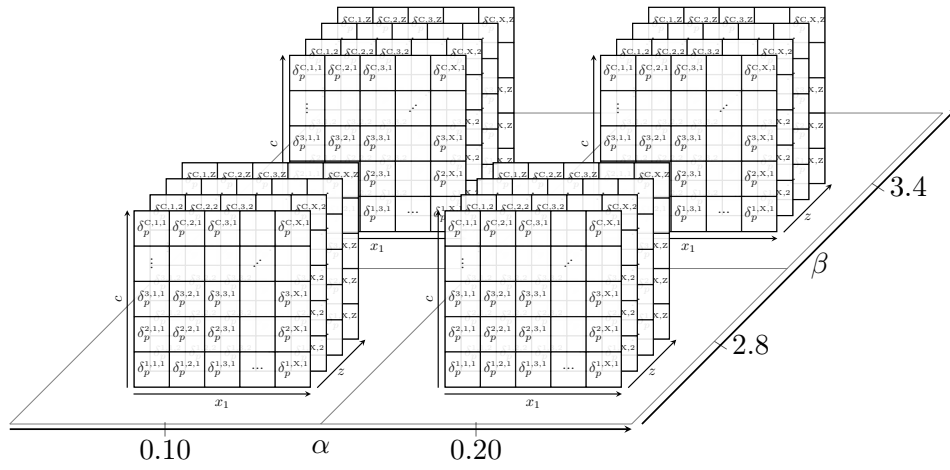


FIGURE I.6 – Schéma de fonctionnement de la correction de biais à 5 dimensions de la méthode BBC5D : les paramètres α et β sont générés sur une grille de taille 2×2 , et à chacune des valeurs de cette grille sont associées les matrices de découpe de l'échantillon BiasCor en 3 dimensions : x_1 , c et z . Les valeurs finales à ajouter au module de distance de la SN simulée résulte de l'interpolation en 5D du meilleur ajustement.

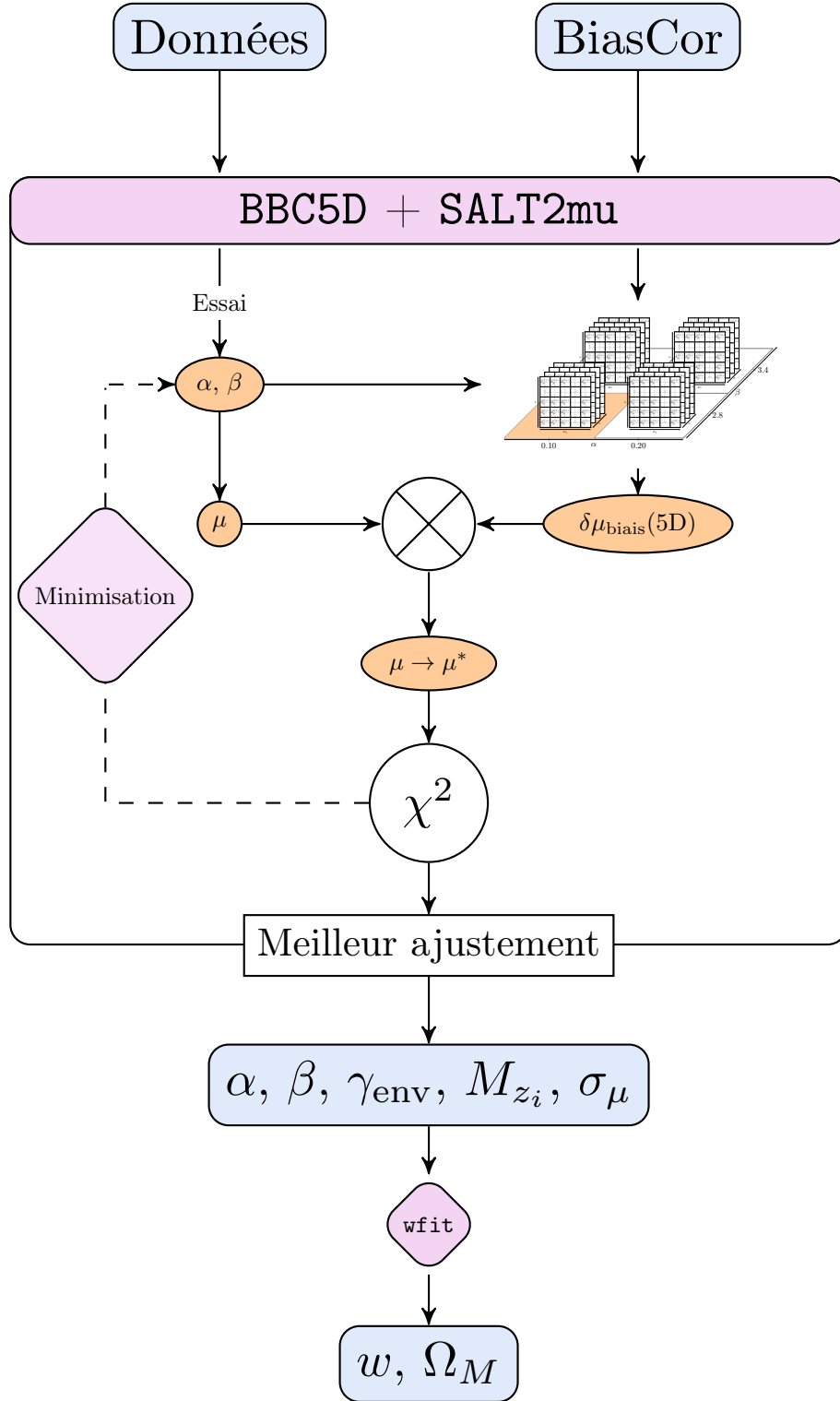


FIGURE I.7 – Schéma de fonctionnement de la méthode de correction de biais de BBC lorsqu’elle est dans sa version à 5 dimensions. Contrairement à BBC1D, ici l’ajustement de α et β se fait en même temps que la correction de biais, cette dernière étant dépendante des valeurs des premières. Les valeurs de $\delta\mu_{\text{biais}}$ à ajouter à μ et de α et β sont les interpolations du meilleur ajustement, donnant en sortie des M_{z_i} qui permettent l’ajustement par **wfit**.

Figures

I.1	Extrait d'une HOSTLIB utilisée dans notre étude	4
I.2	Extrait de la SIMLIB de SDSS	5
I.3	Schéma de fonctionnement d'une simulation avec SNANA	9
I.4	Schéma de fonctionnement de la méthode de correction de biais de BBC1D	13
I.5	Schéma de fonctionnement du découpage de l'échantillon BiasCor en 3 dimensions x_1, c, z de la méthode BBC5D	14
I.6	Schéma de fonctionnement de la correction de biais à 5 dimensions de la méthode BBC5D	15
I.7	Schéma de fonctionnement de la méthode de correction de biais de BBC5D	16

Tableaux

I.1	Valeurs des paramètres cosmologiques utilisés pour la détermination du module de distance réel de la SN simulée	6
-----	--	---

Bibliographie

- BETOULE M., KESSLER R., GUY J. et al. 2014, « Improved cosmological constraints from a joint analysis of the SDSS-II and SNLS supernova samples », [A&A](#), **568**, A22 ↑ Page 1
- CONLEY A., GUY J., SULLIVAN M. et al. 2011, « Supernova Constraints and Systematic Uncertainties from the First Three Years of the Supernova Legacy Survey », [ApJS](#), **192**, 1 ↑ Page 1
- GUY J., ASTIER P., BAUMONT S. et al. 2007, « SALT2: using distant supernovae to improve the use of type Ia supernovae as distance indicators », [A&A](#), **466**, 11 ↑ Page 6
- GUY J., SULLIVAN M., CONLEY A. et al. 2010, « The Supernova Legacy Survey 3-year sample: Type Ia supernovae photometric distances and cosmological constraints », [A&A](#), **523**, A7 ↑ Page 6, ↑ Page 12
- HINTON S. et BROUT D. 2020, « Pippin: A pipeline for supernova cosmology », [The Journal of Open Source Software](#), **5**, 2122 ↑ Page 2
- JAMES F. et ROOS M. 1975, « Minuit - a system for function minimization and analysis of the parameter errors and correlations », [Computer Physics Communications](#), **10**, 343 ↑ Page 11
- KESSLER R., BECKER A. C., CINABRO D. et al. 2009a, « First-Year Sloan Digital Sky Survey-II Supernova Results: Hubble Diagram and Cosmological Parameters », [ApJS](#), **185**, 32 ↑ Page 1
- KESSLER R., BERNSTEIN J. P., CINABRO D. et al. 2009b, « SNANA: A Public Software Package for Supernova Analysis », [PASP](#), **121**, 1028 ↑ Page 1, ↑ Page 2, ↑ Page 4
- KESSLER R., BROUT D., D'ANDREA C. B. et al. 2019, « First cosmology results using Type Ia supernova from the Dark Energy Survey: simulations to correct supernova distance biases », [MNRAS](#), **485**, 1171 ↑ Page 2, ↑ Page 3, ↑ Page 5, ↑ Page 7
- KESSLER R., GUY J., MARRINER J. et al. 2013, « Testing Models of Intrinsic Brightness Variations in Type Ia Supernovae and Their Impact on Measuring Cosmological Parameters », [ApJ](#), **764**, 48 ↑ Page 5
- KESSLER R. et SCOLNIC D. 2017, « Correcting Type Ia Supernova Distances for Selection Biases and Contamination in Photometrically Identified Samples », [ApJ](#), **836**, 56 ↑ Page 8, ↑ Page 11, ↑ Page 12
- KUNZ M., BASSETT B. A. et HLOZEK R. A. 2007, « Bayesian estimation applied to multiple species », [Phys. Rev. D](#), **75**, 103508 ↑ Page 8
- MARRINER J., BERNSTEIN J. P., KESSLER R. et al. 2011, « A More General Model for the Intrinsic Scatter in Type Ia Supernova Distance Moduli », [ApJ](#), **740**, 72 ↑ Page 10

- NICOLAS N., RIGAULT M., COPIN Y. et al. 2021, « Redshift evolution of the underlying type Ia supernova stretch distribution », [A&A](#), **649**, [A74](#) ↑ [Page 14](#)
- PERRETT K., SULLIVAN M., CONLEY A. et al. 2012, « Evolution in the Volumetric Type Ia Supernova Rate from the Supernova Legacy Survey », [AJ](#), **144**, [59](#) ↑ [Page 8](#)
- POPOVIC B., BROUT D., KESSLER R., SCOLNIC D. et LU L. 2021, « Improved Treatment of Host-galaxy Correlations in Cosmological Analyses with Type Ia Supernovae », [ApJ](#), **913**, [49](#) ↑ [Page 6](#), ↑ [Page 8](#), ↑ [Page 10](#), ↑ [Page 12](#)
- SAKO M., BASSETT B., BECKER A. C. et al. 2018, « The Data Release of the Sloan Digital Sky Survey-II Supernova Survey », [PASP](#), **130**, [064002](#) ↑ [Page 8](#)
- SCOLNIC D. et KESSLER R. 2016, « Measuring Type Ia Supernova Populations of Stretch and Color and Predicting Distance Biases », [ApJ](#), **822**, [L35](#) ↑ [Page 12](#)
- SCOLNIC D. M., JONES D. O., REST A. et al. 2018, « The Complete Light-curve Sample of Spectroscopically Confirmed SNe Ia from Pan-STARRS1 and Cosmological Constraints from the Combined Pantheon Sample », [ApJ](#), **859**, [101](#) ↑ [Page 8](#)
- SMITH M., SULLIVAN M., WISEMAN P. et al. 2020, « First cosmology results using type Ia supernovae from the Dark Energy Survey: the effect of host galaxy properties on supernova luminosity », [MNRAS](#), **494**, [4426](#) ↑ [Page 1](#), ↑ [Page 12](#)