

ΔΙΔΑΚΤΟΡΙΚΗ ΔΙΑΤΡΙΒΗ

ΑΝΙΧΝΕΥΣΗ ΚΑΙ ΜΕΛΕΤΗ ΕΞΩΓΑΛΛΕΙΑΚΩΝ  
ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΩΝ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΕ ΠΟΛΛΑΠΛΑ  
ΜΗΚΗ ΚΥΜΑΤΟΣ

ΛΕΩΝΙΔΑΚΗ ΙΩΑΝΝΑ

ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΠΑΤΡΩΝ - ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ  
ΕΘΝΙΚΟ ΑΣΤΕΡΟΣΚΟΠΕΙΟ ΑΘΗΝΩΝ

Σεπτέμβριος, 2012

ΔΙΔΑΚΤΟΡΙΚΗ ΔΙΑΤΡΙΒΗ

ΑΝΙΧΝΕΥΣΗ ΚΑΙ ΜΕΛΕΤΗ ΕΞΩΓΑΛΑΞΙΑΚΩΝ  
ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΩΝ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΕ ΠΟΛΛΑΠΛΑ  
ΜΗΚΗ ΚΥΜΑΤΟΣ

ΛΕΩΝΙΔΑΚΗ ΙΩΑΝΝΑ

ΣΥΜΒΟΥΛΕΥΤΙΚΗ ΕΠΙΤΡΟΠΗ:

Γούδης Χρήστος

Μπούμης Παναγιώτης

Χριστοπούλου Ελευθερία Παναγιώτα

Εθνικό Αστεροσκοπείο Αθηνών  
Ινστιτούτο Αστρονομίας και Αστροφυσικής

Πανεπιστήμιο Πατρών  
Σχολή Θετικών Επιστημών  
Τμήμα Φυσικής, Εργαστήριο Αστρονομίας

Σεπτέμβριος, 2012

# Ευχαριστίες

Το ταξίδι μιας διδακτορικής διατριβής είναι μαγευτικό αλλά ταυτόχρονα μοναχικό και πολλές φορές δύσβατο. Υπήρξαν αρκετοί υποστηρικτές αυτής της προσπάθειας που, ο καθένας με τον τρόπο του, βοήθησαν να ξεπεράσω διάφορων ειδών δυσκολίες, πρακτικές ή μη...

Ένα μεγάλο ευχαριστώ στους επιβλέποντες αυτής της διατριβής, στον Πάνο Μπούμη και στον Ανδρέα Ζέζα. Η αδιάκοπη βοήθεια, η αποτελεσματική καθοδήγηση και η θερμή υποστήριξή τους ήταν πραγματική τύχη για μένα και καταλύτης της δουλειάς τόσων χρόνων. Χωρίς αυτούς, η παρούσα διατριβή αλλά και η αντίληψή μου για την ουσία της επιστημονικής έρευνας θα ήταν πολύ φτωχότερη. Ο τρόπος της επίβλεψής τους βοήθησε, εκτός των πολλών άλλων, στο να μου δώσουν τα εφόδια να σταθώ ανεξάρτητη στην ερευνητική κοινότητα, θεμελιώδες ζητούμενο στο τέλος μιας διδακτορικής διατριβής. Τους ευχαριστώ από καρδιάς και ελπίζω να σταθώ άξια της εμπιστοσύνης τους...

Επιπλέον, θα ήθελα να ευχαριστήσω τον Χρήστο Γούδη για την ευκαιρία που μου έδωσε να εκπληρώσω ένα όνειρο ζωής, το Σταύρο Άκρα για τις πολύωρες συζητήσεις μας και το Θανάση Κατσιγιάννη για την παροχή τεχνικής υποστήριξης όλα αυτά τα χρόνια.

Ευχαριστώ για τη φιλοξενία το *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics (CfA, Boston, USA)* κατά τη διάρκεια των τεσσάρων επισκέψεών μου, συνολικής διάρκειας πέντε μηνών, στα πλαίσια της εκπαίδευσής μου σε δεδομένα ακτίνων-Χ με το δορυφόρο *Chandra*. Επίσης, ευχαριστώ το προσωπικό του Αστεροσκοπίου του Σκίναχα στην Κρήτη για τη βοήθεια και την παρέα κατά τη διάρκεια των πολλών νυχτών παρατήρησης στο τηλεσκόπιο των 1.3μ, στα αποτελέσματα των οποίων στηρίχθηκε ένα πολύ σημαντικό κομμάτι αυτής της διατριβής.

Ευχαριστώ θερμά τους αγαπημένους φίλους που ανέχτηκαν την απουσία μου αλλά συ-

νέχισαν να είναι δίπλα μου και στήριξαν αυτό το ταξίδι με την ίδια χαρά, λαχτάρα και θαυμασμό όπως εγώ. Ένα ιδιαίτερο ευχαριστώ στη Νικολέτα, που η πολυποίκιλη βοήθεια και συμπαράστασή της ήταν ουσιαστικό στήριγμα για μένα.

Το μεγαλύτερο ευχαριστώ όμως το χρωστάω στο Γιώργο, στην Κατερίνα και στον Κίμωνα-Αλέξανδρο. Η υποστήριξή τους σε όλους τους τομείς ήταν καίρια μια και χωρίς αυτούς η εκπόνηση αυτής της διατριβής θα ήταν αδύνατη. Συνέπλευσαν ενεργά μαζί μου και ήταν θερμοί υποστηρικτές της προσπάθειάς μου. Ήταν ισχυροί συνοδοιπόροι στην πεποίθηση ότι η επιστήμη πρέπει να συνεχίζει να δίνει ελπίδα και προοπτική, χωρίς να θεωρείται πολυτέλεια αλλά ανάγκη...

Λεωνιδάκη Ιωάννα  
Βλαχερωνίτισσα, Αύγουστος 2012

*Στους γονείς μου...*

# Περιεχόμενα

Ευχαριστίες	ii
Κατάλογος Σχημάτων	vi
Κατάλογος Πινάκων	vii
<b>1 ΕΙΣΑΓΩΓΗ</b>	<b>1</b>
<b>2 ΘΕΩΡΗΤΙΚΟ ΥΠΟΒΑΘΡΟ</b>	<b>5</b>
2.1 ΕΞΕΛΙΚΤΙΚΗ ΠΟΡΕΙΑ ΑΣΤΕΡΩΝ . . . . .	5
2.1.1 Εξέλιξη αστέρων μικρής μάζας . . . . .	7
2.1.2 Εξέλιξη αστέρων μεγάλης μάζας . . . . .	9
2.2 ΤΥΠΟΙ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ . . . . .	10
2.2.1 Εκρήξεις Τύπου Ia: Ανάφλεξη λευκού νάνου σε διπλό σύστημα αστέρων (Thermonuclear Supernovae) . . . . .	14
2.2.2 Εκρήξεις Τύπου II: Βαρυτική κατάρρευση του αστρικού πυρήνα (Core-collapse Supernovae) . . . . .	16
2.3 ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ . . . . .	17
2.3.1 Στάδια εξέλιξης υπολειμμάτων υπερκαινοφανών . . . . .	17
2.3.2 Κατηγορίες υπολειμμάτων υπερκαινοφανών . . . . .	26
2.3.3 Υπολείμματα υπερκαινοφανών και τύποι υπερκαινοφανών . . . . .	30
2.4 Μηχανισμοί συνεχούς ακτινοβολίας . . . . .	33
2.5 ΑΚΤΙΝΟΒΟΛΙΑ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΩΝ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ . . . . .	38
2.5.1 Ραδιοφωνική και υπέρυθη ακτινοβολία . . . . .	38
2.5.2 Ακτινοβολία στις ακτίνες-X . . . . .	39
2.5.2.1 Πληροφορίες από τα φάσματα ακτίνων-X . . . . .	41
2.5.3 Οπτική ακτινοβολία . . . . .	41
2.5.3.1 Πληροφορίες από τα οπτικά φάσματα . . . . .	44
2.6 Συμπεριφορά 'Πραγματικών' Υπολειμμάτων Υπερκαινοφανών . . . . .	51
<b>3 ΔΕΙΓΜΑ ΓΑΛΑΞΙΩΝ</b>	<b>54</b>
3.1 Προηγούμενες έρευνες στους πληθυσμούς Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας . . . . .	56

<b>4</b>	<b>ΑΝΙΧΝΕΥΟΝΤΑΣ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΤΙΣ ΑΚΤΙΝΕΣ-X</b>	<b>59</b>
4.1	CHANDRA: ΤΕΧΝΙΚΑ ΧΑΡΑΚΤΗΡΙΣΤΙΚΑ . . . . .	60
4.1.1	Σύντομη περιγραφή του δορυφόρου . . . . .	60
4.1.2	Τρόπος καταγραφής των δεδομένων ακτίνων-X . . . . .	64
4.2	ΑΝΑΛΥΣΗ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ . . . . .	65
4.2.1	Ανάλυση εικόνων . . . . .	70
4.2.2	Ανίχνευση πηγών . . . . .	72
4.2.3	Φωτομετρία . . . . .	73
4.2.4	Φασματοσκοπική Ανάλυση . . . . .	83
4.2.4.1	Χρώματα ακτίνων-X . . . . .	83
4.2.4.2	Φασματική προσαρμογή . . . . .	99
4.2.5	Ταξινόμηση Υ/Υ - Αποτελέσματα . . . . .	113
4.3	ΣΥΖΗΤΗΣΗ . . . . .	115
4.3.1	Σχέσεις Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών μήκων κύματος . . . . .	115
4.3.2	Υπολείμματα υπερκαινοφανών ή διπλά συστήματα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X ; . . . . .	117
4.3.3	$N_H - L_X$ , $kT - L_X$ . . . . .	118
4.3.4	Υπολείμματα υπερκαινοφανών και ρυθμός αστρογένεσης (Star Formation Rate - SFR) . . . . .	121
4.3.4.1	Ιδιότητες των Υ/Υ στις ακτίνες-X και Αστρογένεση . . . . .	121
4.3.4.2	Αριθμός Υ/Υ και ρυθμός αστρογένεσης . . . . .	124
4.3.4.3	Κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ . . . . .	126
4.4	ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ . . . . .	132
<b>5</b>	<b>ΑΝΙΧΝΕΥΟΝΤΑΣ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΤΟ ΟΠΤΙΚΟ ΜΕΡΟΣ ΤΟΥ ΦΑΣΜΑΤΟΣ</b>	<b>133</b>
5.1	ΑΝΑΛΥΣΗ ΕΙΚΟΝΩΝ . . . . .	134
5.1.1	Παρατηρήσεις . . . . .	134
5.1.2	Ανάλυση Δεδομένων . . . . .	136
5.1.3	Ανίχνευση Πηγών . . . . .	141
5.1.4	Φωτομετρία . . . . .	144
5.2	ΦΑΣΜΑΤΟΣΚΟΠΙΑ . . . . .	168
5.2.1	Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις τύπου πολλαπλών σχισμών (multi-slit) με το τηλεσκόπιο 4μ Mayall . . . . .	168
5.2.2	Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις τύπου μακράς σχισμής (long-slit) με το 1.3μ τηλεσκόπιο του Σκίνακα . . . . .	169
5.2.3	Ανάλυση φασμάτων . . . . .	170
5.3	ΑΠΟΤΕΛΕΣΜΑΤΑ ΚΑΙ ΤΑΞΙΝΟΜΗΣΗ Υ/Υ . . . . .	193
5.3.1	Μεμονωμένα αντικείμενα . . . . .	209
5.3.2	Φυσικές παράμετροι . . . . .	211
5.3.3	Σχέσεις Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος . . . . .	213
5.4	ΣΥΖΗΤΗΣΗ . . . . .	224
5.4.1	Εγκυρότητα της φωτομετρικής μεθόδου . . . . .	224
5.4.2	Λόγοι γραμμών εκπομπής ως χρήσιμα διαγνωστικά για τη φύση των Υ/Υ	226

5.4.3	Συσχετισμός των Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος . . . . .	234
5.4.3.1	Διαγράμματα Venn . . . . .	234
5.4.3.2	Υ/Υ ή Διπλά συστήματα ακτίνων-X ; . . . . .	239
5.4.3.3	Νεαρά υπολείμματα υπερκαινοφανών ή υπολείμματα υπερκαινοφανών βυθισμένα σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου; . . . . .	240
5.4.3.4	Υπολείμματα υπερκαινοφανών ή “wind blown bubbles”; . . . . .	240
5.4.4	Συσχετισμός Υ/Υ επιλεγμένων στις ακτίνες -X με τις οπτικές τους ιδιότητες . . . . .	243
5.4.5	Υ/Υ και Ρυθμός Αστρογένεσης . . . . .	245
5.4.6	ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ . . . . .	250
<b>6</b>	<b>ΤΕΛΙΚΑ ΑΠΟΤΕΛΕΣΜΑΤΑ ΚΑΙ ΜΕΛΛΟΝΤΙΚΗ ΕΡΕΥΝΑ</b>	<b>252</b>
	<b>ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ</b>	<b>257</b>
	<b>ΕΥΡΕΤΗΡΙΟ</b>	<b>267</b>
	<b>ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ</b>	<b>269</b>
	<b>Α΄ Φωτομετρική βαθμονόμηση εικόνων</b>	<b>270</b>



# Κατάλογος Σχημάτων

2.1	Διάγραμμα H-R (Hertzsprung-Russell) . . . . .	6
2.2	Διαστρωμάτωση αστέρα πριν την έκρηξη υπερκαινοφανούς . . . . .	10
2.3	Σχεδιάγραμμα Τύπων Υπερκαινοφανών και ιδιότητές τους . . . . .	12
2.4	Καμπύλες φωτός υπερκαινοφανών . . . . .	13
2.5	Τρόπος δημιουργίας Τύπου Ia SNe . . . . .	15
2.6	Οι διάφορες φάσεις στην εξέλιξη ενός Υ/Υ . . . . .	24
2.7	Συμπεριφορά πυκνότητας, θερμοκρασίας και ταχύτητας κατά την έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς . . . . .	26
2.8	Γνωστά υπολείμματα υπερκαινοφανών . . . . .	31
2.9	Μηχανισμός θερμικού bremsstrahlung . . . . .	34
2.10	Μηχανισμός σύγχροτρον . . . . .	37
2.11	Ενεργειακή κατανομή νέφους ηλεκτρονίων Maxwell-Boltzmann . . . . .	43
2.12	Στάθμες ενέργειας χαρακτηριστικών απαγορευμένων στάθμεων των ιόντων $O^+$ , $O^{++}$ , $N^+$ και $S^+$ . . . . .	43
2.13	Διαγράμματα ενεργειακών στάθμεων των $[O III]$ και $[N II]$ . . . . .	46
2.14	Μεταβολή του λόγου της έντασης γραμμών εκπομπής σε σχέση με την ηλεκτρονική θερμοκρασία . . . . .	47
2.15	Διαγράμματα ενεργειακών στάθμεων των $[O II]$ και $[S II]$ . . . . .	48
2.16	Μεταβολή του λόγου της έντασης γραμμών εκπομπής σε σχέση με την ηλεκτρονική πυκνότητα . . . . .	49
2.17	Σκίτσο νεαρού υπολείμματος υπερκαινοφανούς σε ανομοιόμορφο μεσοαστρικό μέσο . . . . .	53
4.1	Εικόνα του δορυφόρου ακτίνων-X <i>Chandra</i> . . . . .	61
4.2	Συλλογή ακτίνων-X με τους καθρέφτες του <i>Chandra</i> (High Resolution Mirror Assembly - HRMA) . . . . .	61
4.3	Σχηματική απεικόνιση του ACIS. . . . .	62
4.4	Κβαντική απόκριση των CCDs του ACIS συναρτήσει της ενέργειας . . . . .	64
4.5	Εικόνα στο ACIS-S3 . . . . .	67
4.6	Καμπύλη Lissajous . . . . .	68
4.7	Εκλάμψεις υποβάθρου . . . . .	69
4.8	Κατανομή του μαλακού/μέτριου (S/M) χρώματος στις ακτίνες-X για διαφορετικές επιλογές της μαλακής και μέτριας ενεργειακής περιοχής. . . . .	71

4.9	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 2403 .	88
4.10	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4395 .	89
4.11	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4214 .	90
4.12	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 3077 .	91
4.13	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4449 .	92
4.14	Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 5204 .	93
4.15	Διαγράμματα Venn . . . . .	116
4.16	Διάγραμμα $L_X - N_H$ . . . . .	119
4.17	Διάγραμμα $T - L_X$ . . . . .	120
4.18	Διάγραμμα $L_X - L_{FIR}$ . . . . .	123
4.19	Αριθμός $\Upsilon/\Upsilon$ συναρτήσεως του ρυθμού αστρογένεσης (μέσω υπέρυθρης φωτεινότητας) . . . . .	124
4.20	Αριθμός $\Upsilon/\Upsilon$ συναρτήσεως του ρυθμού αστρογένεσης (μέσω ραδιοφωνικής εκπομπής) . . . . .	126
4.21	Κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες-X (XLF) των $\Upsilon/\Upsilon$ στα νέφη του Μαγγελάνου (MCs) . . . . .	127
4.22	Κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες-X (XLF) των $\Upsilon/\Upsilon$ στον M33 . . . . .	130
5.1	Αστεροσκοπείο Σκίνακα . . . . .	134
5.2	Σχηματική απεικόνιση της οπτικής διάταξης τηλεσκοπίου τύπου Cassegrain . . . . .	135
5.3	Τυπικές εικόνες bias, flat . . . . .	137
5.4	Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 3077. . . . .	141
5.5	Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 4214. . . . .	142
5.6	Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 4449. . . . .	143
5.7	Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 5204. . . . .	144
5.8	Ιστόγραμμα του λόγου $[N II]/H\alpha$ των φασματικά παρατηρούμενων πηγών. . . . .	146
5.9	4m Mayall Τηλεσκόπιο . . . . .	169
5.10	Εικόνες επιπεδοποίησης για φασματοσκοπία μακράς σχισμής . . . . .	171
5.11	Εικόνα επιπεδοποίησης λάμπας για φασματοσκοπία πολλαπλών σχισμών . . . . .	172
5.12	Τυπικά φάσματα λάμπας για βαθμονόμηση μήκους κύματος . . . . .	173
5.13	Δισδιάστατα φάσματα . . . . .	175
5.14	Καμπύλη μεσοαστρικής απόσβεσης . . . . .	177
5.15	Εικόνες των 67 φασματικών $\Upsilon/\Upsilon$ . . . . .	195
5.16	Τα φάσματα των 67 $\Upsilon/\Upsilon$ . . . . .	201
5.17	$\Upsilon/\Upsilon$ στον NGC 2403 . . . . .	210
5.18	Λόγος ( $[S II]/H\alpha$ ) <sub>phot</sub> συναρτήσεως της ροής ακτινοβολίας $H\alpha$ των φωτομετρικών $\Upsilon/\Upsilon$ . . . . .	212
5.19	Αριθμός φασματικών $\Upsilon/\Upsilon - [S II](6716)/[S II](6731)$ . . . . .	214
5.20	Διάγραμμα ( $[S II]/H\alpha$ ) <sub>spec</sub> - ( $[S II]/H\alpha$ ) <sub>phot</sub> . . . . .	225
5.21	Διάγραμμα $\log(H\alpha/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA})) - \log(H\alpha/[N II](6548\text{\AA} \ \& \ 6584\text{\AA}))$ . . . . .	228
5.22	Διάγραμμα $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) - \log(H\alpha/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA}))$ . . . . .	229
5.23	Διάγραμμα $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) - \log(H\alpha/[N II])$ . . . . .	230
5.24	Διαγνωστικό διάγραμμα $[O III](5007\text{\AA})/H\beta - [N II](6584\text{\AA})/H\alpha$ για μοντέλο σοκ 234	
5.25	Διαγνωστικό διάγραμμα $[O III](5007\text{\AA})/H\beta - [N II](6584\text{\AA})/H\alpha$ για μοντέλο σοκ και πρόδρομο με κύμα ιονισμού . . . . .	235

5.26	Διαγράμματα Venn . . . . .	236
5.27	Διάγραμμα $L_{H\alpha} - L_X$ . . . . .	244
5.28	Φωτεινότητα στις ακτίνες-X συναρτήσει του λόγου $[S II]/H\alpha$ . . . . .	246
5.29	Ιστόγραμμα φωτεινοτήτων της γραμμής $H\alpha$ . . . . .	247
5.30	Αριθμός φωτομετρικών $Y/Y$ συναρτήσει φωτεινότητας στο $H\alpha$ ή στο ραδιοφωνικό	249

# Κατάλογος Πινάκων

2.1	Χαρακτηριστικά διαφόρων τύπων υπολειμμάτων υπερκαινοφανών . . . . .	30
3.1	Πληροφορίες για το δείγμα των γαλαξιών . . . . .	55
3.2	Αριθμός Υ/Υ σε διάφορα μήκη κύματος από προηγούμενες έρευνες . . . . .	58
4.1	Πληροφορίες παρατηρήσεων με τον Chandra του δείγματος γαλαξιών . . . . .	66
4.2	Αριθμός των αναμενόμενων πηγών υποβάθρου σε κάθε γαλαξία . . . . .	74
4.3	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 3077 . . . . .	76
4.4	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4395 . . . . .	77
4.5	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4449 . . . . .	78
4.6	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4214 . . . . .	79
4.7	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 2403 . . . . .	80
4.8	Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 5204 . . . . .	82
4.9	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 3077 . . . . .	94
4.10	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4395 . . . . .	94
4.11	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4449 . . . . .	95
4.12	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4214 . . . . .	96
4.13	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 2403 . . . . .	97
4.14	Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 5204 . . . . .	98
4.15	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 3077	103
4.16	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4395	104
4.17	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4449	105
4.18	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4214	106
4.19	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 2403	108
4.20	Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 5204	112
4.21	Αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ (θεωρώντας κατανομή φωτεινότητας ανάλογη με αυτή των MCs) . . . . .	128
4.22	Αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ στους σπειροειδείς γαλαξίες (θεωρώντας κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες-X ανάλογη με αυτή του M33) . . . . .	131
5.1	Χαρακτηριστικά των χρησιμοποιούμενων φίλτρων . . . . .	136
5.2	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 2403 . . . . .	148
5.3	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 3077 . . . . .	154
5.4	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4214 . . . . .	155

5.5	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4395 . . . . .	159
5.6	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4449 . . . . .	161
5.7	Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 5204 . . . . .	164
5.8	Φωτομετρικές ιδιότητες φασματοσκοπικά παρατηρούμενων πηγών που δεν είναι Υ/Υ . . . . .	166
5.9	Συντεταγμένες θέσης των σχισμών για τη φασματοσκοπία στο Σκίνακα . . . . .	170
5.10	Ροές ακτινοβολίας γραμμών εκπομπής των φασματικών Υ/Υ . . . . .	179
5.11	Παράμετροι των γραμμών εκπομπής όλων των φασματικά παρατηρημένων Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας . . . . .	189
5.12	Παράμετροι των γραμμών εκπομπής όλων των φασματικά παρατηρημένων, μη πιστοποιημένων Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας . . . . .	191
5.13	Απογραφή Υ/Υ στο δείγμα γαλαξιών μας και ποσοστά επιτυχίας . . . . .	208
5.14	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 2403 . . . . .	217
5.15	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 3077 . . . . .	219
5.16	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4214 . . . . .	220
5.17	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4395 . . . . .	221
5.18	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4449 . . . . .	222
5.19	Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 5204 . . . . .	223
5.20	Περιεκτικότητες σε άζωτο και οξυγόνο στους γαλαξίες του δείγματός μας . . . . .	238
5.21	Χρησιμοποιούμενα μεγέθη διαφραγμάτων για διαχωρισμό Υ/Υ και κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων . . . . .	242
A'.1	Φαινόμενα μεγέθη και απορρόφηση των γαλαξιών . . . . .	271

# ABSTRACT

## *Detection and Study of Extragalactic multi-wavelength Supernova Remnants*

*This thesis presents the results of a comprehensive investigation of the Supernova Remnant (SNR) populations in six nearby galaxies (NGC 2403, NGC 3077, NGC 4214, NGC 4395, NGC 4449 and NGC 5204) based on Chandra archival data and deep optical narrow-band  $H\alpha$  and  $[S\text{II}]$  images, as well as spectroscopic observations. The classification of X-ray emitting SNRs was based on their soft thermal spectra ( $kT < 3$  keV) or their X-ray colors and for optically-emitting SNRs on the well-established emission-line flux criterion of  $[S\text{II}](\lambda\lambda 6716, 6731)/H\alpha(\lambda 6563) > 0.4$ . We have identified 37 X-ray selected thermal SNRs, 30 of which are new discoveries and  $\sim 400$  optical SNRs ( $\sim 350$  are new detections), for 67 of which we spectroscopically verified their shock-excited nature. Many of the galaxies in our sample are studied for the first time in the X-ray (NGC 4214, NGC 4395, and NGC 5204) or optical (NGC 4395, NGC 3077) band in a self-consistent way, resulting in the discovery of many new SNRs. In many cases, the X-ray and optical classifications are confirmed based on the identification of SNR counterparts in other wavelengths, giving us confidence that the detection methods we use are robust. We discuss the properties (e.g. luminosity, temperature, density, shock velocity) of the X-ray/optically detected SNRs in different types of galaxies and hence different environments, in order to address their dependence on their interstellar medium. We compare optical ( $[S\text{II}]/H\alpha$  ratio, luminosity) and X-ray parameters (temperature, luminosity, density) of the detected SNRs, in order to understand their evolution and investigate possible selection effects. The most intriguing results of this survey are the following: a) We find that X-ray selected SNRs in irregular galaxies appear to be more luminous than those in spirals. We attribute this either to the lower metallicities and therefore more massive progenitor stars of irregular galaxies or to the higher local densities of the interstellar medium, b) A comparison of the numbers of observed luminous X-ray selected SNRs with those expected from the luminosity functions of X-ray SNRs in the Magellanic Clouds and M33 suggest different luminosity distributions between*

*the SNRs in spiral and irregular galaxies, with the latter tending to have flatter distributions,*

*c) We find that there is a difference in  $[N\text{II}]/H\alpha$  line ratios of the SNR populations between different types of galaxies which is the result of the low metallicity of irregular galaxies, and*

*d) We find evidence for a linear relation between the number of luminous optical or X-ray SNRs and Star Formation Rate in our sample of galaxies.*

# ΠΕΡΙΛΗΨΗ

## Ανίχνευση και Μελέτη Εξωγαλαξιακών Υπολειμμάτων Υπερκαινοφανών σε Πολλαπλά Μήκη Κύματος

Η παρούσα διατριβή παρουσιάζει τα αποτελέσματα μιας συστηματικής έρευνας των πληθυσμών Υπολειμμάτων Υπερκαινοφανών (Υ/Υ) σε έξι κοντινούς γαλαξίες (NGC 2403, NGC 3077, NGC 4214, NGC 4395, NGC 4449 και NGC 5204) βασισμένη σε αρχαιακά δεδομένα του δορυφόρου ακτίνων- $X$  Chandra, και σε βαθιές οπτικές παρατηρήσεις με τα στενά φίλτρα  $H\alpha$  ( $\lambda$  6563) και  $[SII]$  ( $\lambda\lambda$  6716, 6731) καθώς και φασματοσκοπικές παρατηρήσεις. Η ταξινόμηση των Υ/Υ επιλεγμένων στις ακτίνες- $X$  βασίστηκε στα μαλακά, θερμικά φάσματα ( $kT < 3$  keV) των πηγών στις ακτίνες- $X$  ή στα χρώματά τους στις ακτίνες- $X$ . Αντίστοιχα, η ταξινόμηση των οπτικών Υ/Υ βασίστηκε στο καθιερωμένο κριτήριο του λόγου των γραμμών εκπομπής  $[SII](\lambda\lambda$  6716, 6731)/ $H\alpha > 0.4$ . Εντοπίστηκαν 37 θερμικά Υ/Υ στις ακτίνες- $X$ , 30 εκ των οποίων είναι νέες ανακαλύψεις και  $\sim 400$  ( $\sim 350$  από αυτά είναι νέες ανιχνεύσεις) φωτομετρικά Υ/Υ, για 67 από τα οποία πιστοποιήθηκε φασματοσκοπικά η φύση τους ως Υ/Υ. Πολλοί από τους γαλαξίες στο δείγμα μας μελετώνται για πρώτη φορά στις ακτίνες- $X$  (NGC 4214, NGC 4395 και NGC 5204) ή στο οπτικό μέρος του φάσματος (NGC 4395, NGC 3077) με συστηματικό τρόπο, καταλήγοντας στην ανακάλυψη αρκετών νέων Υ/Υ. Σε πολλές περιπτώσεις, η ταξινόμηση των πηγών ως Υ/Υ στις ακτίνες- $X$  ή στο οπτικό μέρος του φάσματος επιβεβαιώνεται από ομόλογα Υ/Υ που έχουν ανιχνευθεί σε άλλα μήκη κύματος, δείχνοντας ότι οι μέθοδοι ανίχνευσης που χρησιμοποιούμε είναι αξιόπιστες. Συζητάμε τις ιδιότητες (π.χ. φωτεινότητα, θερμοκρασία, πυκνότητα, ταχύτητα σοκ) των Υ/Υ σε διάφορους τύπους γαλαξιών και ως εκ τούτου διαφορετικά περιβάλλοντα, προκειμένου να δούμε την εξάρτησή τους από το μεσοαστρικό μέσο. Συσχετίζουμε παραμέτρους των ανιχνευμένων οπτικών Υ/Υ (λόγος  $[SII]/H\alpha$ , φωτεινότητα) με τις παραμέτρους των αντίστοιχων Υ/Υ στις ακτίνες- $X$  (θερμοκρασία, φωτεινότητα, πυκνότητα) προκειμένου να κατανοήσουμε την εξέλιξή τους. Μερικά από τα πιο ενδιαφέροντα αποτελέσματα αυτής της έρευνας είναι τα ακόλουθα: α) Βρίσκουμε ότι τα Υ/Υ που είναι ανιχνευμένα στις ακτίνες- $X$  και βρίσκονται σε άμορφους γαλαξίες φαίνεται να είναι πιο



λαμπρά από εκείνα στους σπειροειδείς γαλαξίες. Αποδίδουμε αυτό το γεγονός στη χαμηλότερη μεταλλικότητα των άμορφων γαλαξιών από αυτή των σπειροειδών (η χαμηλότερη μεταλλικότητα δημιουργεί πρόγονους αστέρες μεγαλύτερης μάζας) ή στις υψηλότερες τοπικές πυκνότητες που παρατηρούνται στο μεσοαστρικό μέσο των άμορφων γαλαξιών, β) Η σύγκριση του αριθμού των παρατηρούμενων λαμπρών Υ/Υ στις ακτίνες-X με τον αριθμό αυτών που αναμένονται με βάση τις κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ στις ακτίνες -X στα Νέφη του Μαγγελάνου και στον M33, δείχνουν ότι κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ μεταξύ σπειροειδών και άμορφων γαλαξιών είναι διαφορετικές, από αυτές που αφορούν τα Υ/Υ στους άμορφους γαλαξίες και τείνουν να είναι πιο επίπεδες, γ) Βρίσκουμε ότι υπάρχει διαφορά στους λόγους  $[NII]/Ha$  των Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών τύπων γαλαξιών, το οποίο κατά πάσα πιθανότητα οφείλεται σε διαφορές στη μεταλλικότητά τους και δ) Υπάρχουν ισχυρές ενδείξεις για μια γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των λαμπρών Υ/Υ στο οπτικό και στις ακτίνες-X και του ρυθμού αστρογένεσης των γαλαξιών του δείγματος.

# Κεφάλαιο 1

## ΕΙΣΑΓΩΓΗ

Τα Υπολείμματα Υπερκαινοφανών (Υ/Υ) αποτελούν μια κατηγορία αστρονομικών αντικειμένων εξαιρετικά σημαντική για την κατανόηση της δομής και της εξέλιξης των γαλαξιών και κατ' επέκταση του σύμπαντος. Πρόκειται για τα υπολείμματα της βίαιης αλλά φαντασμαγορικής έκρηξης αστέρων μεγάλης μάζας ως υπερκαινοφανείς. Η έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς διαχέει αστρικό υλικό στο μεσοαστρικό χώρο ενώ συνοδεύεται από τεράστια ποσά εκλυόμενης ενέργειας, η οποία επιταχύνει το αστρικό υλικό σε υπερηχητικές ταχύτητες δημιουργώντας έτσι ένα κύμα σοκ. Το ταξίδι αυτού του υψηλής ταχύτητας υλικού συνεχίζεται ακτινικά προς τα έξω, οργώνοντας στο πέρασμά του το περιβάλλον ψυχρό μεσοαστρικό αέριο (Interstellar medium - ISM), όπως ένας εκχιονιστήρας το χιόνι. Το υλικό αυτό, ένα συνοθύλευμα αστρικού και μεσοαστρικού αερίου, επεκτείνεται σχηματίζοντας τελικά ένα νεφέλωμα, ένα υπόλειμμα υπερκαινοφανούς.

Επομένως, τα υπολείμματα υπερκαινοφανών αποτυπώνουν τα τελευταία στάδια της ζωής αστέρων μεγάλης μάζας ενώ ταυτόχρονα παρέχουν ένα πολύ σημαντικό ποσοστό του υλικού και της μηχανικής ενέργειας που θερμαίνει, διαμορφώνει και εμπλουτίζει χημικά το μεσοαστρικό μέσο. Η μελέτη της ύπαρξης και της εξέλιξής τους μπορούν να δώσουν πολλές πληροφορίες για την αλληλεπίδραση των αστέρων μεγάλης μάζας με το τοπικό μεσοαστρικό περιβάλλον τους (π.χ. Bykov 2006, Chu 1995). Συνεπώς, μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τη διερεύνηση καθολικών παραμέτρων (π.χ. πυκνότητα, θερμοκρασία) τόσο του μεσοαστρικού μέσου καθώς και του τοπικού τους περιβάλλοντος (π.χ. Blair & Long 2004). Την ίδια στιγμή, μπορούν να παρέχουν πληροφορίες για τη χημική εξέλιξη του μεσοαστρικού μέσου μια και το τροφοδοτούν με βαριά στοιχεία τα οποία σχηματίζονται κατά τη διάρκεια της εξέλιξης των αστέρων. Επιπρόσθετα, η ενδεχόμενη ύπαρξη Υ/Υ μέσα σε μοριακά νέφη προκαλεί συμπίεσεις που μπορούν να

σηματοδοτήσουν το σχηματισμό νέων αστέρων (π.χ. Shu, Adams & Lizano 1987). Επιπλέον, αφού αποτυπώνουν τα τελευταία στάδια της κατάρρευσης του πυρήνα αστέρων μεγάλης μάζας ( $M > 8 M_{\odot}$ ), μπορούν να χρησιμοποιηθούν ως δείκτες για τη μέτρηση του σχηματισμού αστέρων μεγάλης μάζας καθώς και να δώσουν πληροφορίες τόσο για το ρυθμό παραγωγής αστέρων (Star Formation Rate - SFR) όσο και για την εξέλιξη της μεγάλης μάζας τους (stellar evolution) (π.χ. δες Condon & Yin 1990).

Ανιχνεύοντας μεγάλα δείγματα Υ/Υ σε περισσότερα από ένα μήκη κύματος, μπορούμε να αποκτήσουμε πληροφορίες σχετικά με τις διαφορετικές φυσικές διεργασίες που λαμβάνουν χώρα κατά την εξέλιξή τους. Για παράδειγμα, τα κρουστικά κύματα νεοσύστατων Υ/Υ θερμαίνουν το υλικό πίσω από το κύμα σοκ σε θερμοκρασίες μέχρι  $10^8$  K, παράγοντας έτσι θερμική ακτινοβολία ακτίνων-X. Εκπομπή ακτινοβολίας στο οπτικό μέρος του φάσματος είναι δείγμα γηραιότερων Υ/Υ και προέρχεται από τις περιοχές ψύξης πίσω από το κύμα σοκ (π.χ. Charles & Seward 1995, Stupar & Parker 2009) παράγοντας διάφορες απαγορευμένες γραμμές εκπομπής μέσω κρουστικής διέγερσης (π.χ. [S II], [O III], [N II]). Ακτινοβολία στα ραδιοφωνικά μήκη κύματος εκπέμπεται από την περιοχή του κύματος σοκ καθώς και από τις περιοχές ψύξης πίσω από το μετωπικό κύμα σοκ και προέρχεται από την περιστροφή σχετικιστικών ηλεκτρονίων στο μαγνητικό πεδίο του Υ/Υ (μηχανισμός σύγχροτρον). Η ραδιοφωνική εκπομπή στα Υ/Υ είναι εύκολα ανιχνεύσιμη καθόλη τη ζωή του νεφελώματος (π.χ. Charles & Seward 1995, Dickel 1999). Στις περιπτώσεις που ένα Υ/Υ είναι ανιχνεύσιμο σε δύο ή περισσότερα μήκη κύματος (π.χ. στο οπτικό και στις ακτίνες-X), αυτό είναι ένδειξη υλικού σε μεγάλο εύρος θερμοκρασιών και ύπαρξης ηλεκτρονίων υψηλής ενέργειας (π.χ. Charles & Seward 1995). Από τα παραπάνω γίνεται σαφές ότι διαφορετικά μήκη κύματος δίνουν πληροφορίες για διαφορετικά εξελικτικά στάδια των Υ/Υ. Για αυτό είναι αναγκαίες οι παρατηρήσεις μεγάλου αριθμού αντικειμένων σε πολλαπλά μήκη κύματος (οπτικό, ακτίνες-X, ραδιοφωνικό, υπέρυθρο) ούτως ώστε να ξεπερνώνται τυχόν δυσχέρειες που προκύπτουν από 'μονοχρωματικά' δείγματα Υ/Υ. Μόνο έτσι μπορεί να εξαχθεί μια πλήρης εικόνα τόσο για τη φύση και την εξέλιξη των Υ/Υ όσο για την αλληλεπίδρασή τους με το μεσοαστρικό μέσο και τη συσχέτισή τους με το ρυθμό παραγωγής αστέρων.

Στον δικό μας Γαλαξία έχουν ανιχνευθεί σε διάφορα μήκη κύματος γύρω στα 274 Υ/Υ, ο ολοκληρωμένος κατάλογος των οποίων παρατίθεται από τον Green (2009). Ένας μεγάλος αριθμός από αυτά έχει μελετηθεί λεπτομερώς σε διάφορα μήκη κύματος (π.χ. στο ραδιοφωνικό: Green 2009, στο οπτικό: Boumis et al. 2002, 2005, 2009, Fesen & Milisavljevic 2010, στις ακτίνες-X: Reynolds et al. 2009, Slane et al. 2002, στο υπέρυθρο: Reach et al. 2006). Ενώ

αυτές οι μελέτες παρέχουν σημαντικές πληροφορίες για τις ιδιότητες τόσο των συγκεκριμένων αντικειμένων όσο και τη φυσική των Υ/Υ, παρεμποδίζονται από απορρόφηση λόγω της σκόνης του Γαλαξία μας και από αβεβαιότητα όσον αφορά την ακριβή τους απόσταση. Το γεγονός αυτό δυσχεραίνει την έρευνα των Υ/Υ σε ένα ευρύ φάσμα περιβάλλοντων. Αντιθέτως, η μελέτη Υ/Υ σε κοντινούς γαλαξίες προσφέρει πλήθος πλεονεκτημάτων: α) Ολόκληρος ο γαλαξίας μπορεί να μελετηθεί με λιγότερες παρατηρήσεις ενώ ταυτόχρονα παρατηρούνται γαλαξίες με διαφορετικά χαρακτηριστικά από τον δικό μας Γαλαξία (χημική σύνθεση, κατανομή μεσοαστρικού μέσου) δίνοντάς μας έτσι μια πιο ολοκληρωμένη εικόνα των διαφόρων παραμέτρων των πληθυσμών των Υ/Υ, β) Τα Υ/Υ είναι στην ίδια απόσταση και γ) Διαλέγοντας γαλαξίες σε κάτοψη (face-on) τα αποτελέσματα της εσωτερικής γαλαξιακής απορρόφησης ελαχιστοποιούνται.

Οι πρώτοι που διεξήγαγαν συστηματική έρευνα για εξωγαλαξιακά Υ/Υ ήταν οι Mathewson & Clarke (1973) στα Νέφη του Μαγγελάνου. Από τότε και μέχρι σήμερα, έχουν ανακαλυφθεί γύρω στα 650, 200 και 50 εξωγαλαξιακά Υ/Υ στο οπτικό, ραδιοφωνικό και στις ακτίνες -X αντίστοιχα (π.χ Blair & Long 1997, Matonick & Fesen 1997, Matonick et al. 1997), με τους αριθμούς αυτούς όμως να προέρχονται από ένα μικρό σύνολο κοντινών γαλαξιών. Στο οπτικό μέρος του φάσματος για παράδειγμα, και μετά από τις πρώτες μελέτες σε ένα μικρό δείγμα των κοντινών γαλαξιών (π.χ. Matonick & Fesen 1997, Matonick et al. 1997), δεν έχουν υπάρξει συστηματικές αναζητήσεις σε οπτικούς πληθυσμούς εξωγαλαξιακών Υ/Υ. Αντίστοιχα στις ακτίνες -X και στο ραδιοφωνικό, λίγες έρευνες έχουν γίνει για τον εντοπισμό εξωγαλαξιακών Υ/Υ σε κοντινούς γαλαξίες (π.χ. Leonidaki et al. 2010, Long et al. 2010, Pannuti et al. 2007, Ghavamian et al. 2005). Έτσι, υπάρχει μεγάλη διαφορά μεταξύ των ποσοστών ανίχνευσης σε διαφορετικές συχνότητες (για παράδειγμα, λιγότερα από 50 Υ/Υ έχουν παρατηρηθεί και στις τρεις ενεργειακές περιοχές - οπτικό, ραδιοφωνικό, ακτίνες -X) όχι μόνο λόγω της πιθανής διαφορετικής τους ηλικίας και εξέλιξης αλλά λόγω και των παρατηρησιακών επιλογών και της ευαισθησίας των χρησιμοποιούμενων οργάνων.

Ορμώμενοι από τους παραπάνω λόγους και εκμεταλλευόμενοι την ύπαρξη πλέον υψηλής ανάλυσης οργάνων παρατήρησης, μπορούμε να επεκτείνουμε σε μεγάλο βαθμό τις αρχικές προσπάθειες ανίχνευσης εξωγαλαξιακών Υ/Υ σε ένα μεγαλύτερο δείγμα γαλαξιών, διερευνώντας ταυτόχρονα αμυδρότερους πληθυσμούς Υ/Υ. Για αυτό και η παρούσα διατριβή εστιάζει στην ανίχνευση και μελέτη Υ/Υ στις ακτίνες -X και στο οπτικό μέρος του φάσματος σε έξι κοντινούς γαλαξίες. Το δείγμα αυτό είναι ικανό για μια καλή στατιστική ανάλυση των ιδιοτήτων των πληθυσμών των Υ/Υ σε αυτά τα μήκη κύματος και τη συσχέτιση, όπου είναι δυνατόν, μεταξύ τους. Η μελέτη των Υ/Υ σε αυτά τα μήκη κύματος μπορεί να μας δώσει μια καλύτερη εικόνα τη δομής

και την εξέλιξη αυτών των αντικειμένων. Επιπλέον, δίνει τη δυνατότητα να ερευνήσουμε σε ένα ικανό στατιστικό πλαίσιο, την αλληλεπίδραση των Υ/Υ με το μεσοαστρικό τους περιβάλλον δηλαδή πώς μεταβάλλει και πώς ουσιαστικά επηρεάζει την εξέλιξη των γαλαξιών.

## Κεφάλαιο 2

# ΘΕΩΡΗΤΙΚΟ ΥΠΟΒΑΘΡΟ

### 2.1 ΕΞΕΛΙΚΤΙΚΗ ΠΟΡΕΙΑ ΑΣΤΕΡΩΝ

Η δημιουργία αστέρων απαιτεί την κατάρρευση μεσοαστρικών νεφών τυπικής πυκνότητας ενός ατόμου ανά  $\text{cm}^{-3}$  και ακτίνας  $\sim 10^{19} \text{cm}$ . Η κατακρήμνιση του πλούσιου σε υδρογόνο υλικού προς το κέντρο, κάτω από την επίδραση της ίδιας του της βαρύτητας, δημιουργεί ένα σφαιρικό πυρήνα ο οποίος σταδιακά αυξάνει την πυκνότητα, την πίεση και τη θερμοκρασία του μέχρι το σύστημα να επέλθει σε κατάσταση δυναμικής ισορροπίας (η βαρυτική κατάρρευση του υλικού ισοσταθμίζεται με την πίεση του αερίου). Εάν ο πυρήνας φτάσει σε θερμοκρασία  $10^7 \text{K}$  αρχίζουν οι θερμοπυρηνικές αντιδράσεις (ξεκινώντας από την καύση του υδρογόνου σε ήλιο) και το σχηματισμένο αστέρι πλέον μπαίνει σε συγκεκριμένο σημείο στην **κύρια ακολουθία** του διαγράμματος φωτεινότητας - θερμοκρασίας H-R (Hertzsprung - Russell, Σχήμα 2.1) όπου θα διανύσει το μεγαλύτερο μέρος της ζωής του.

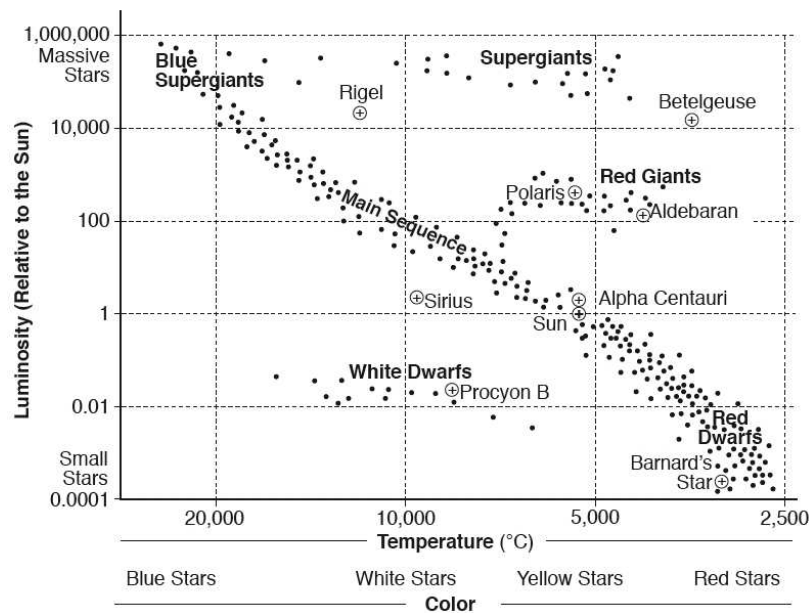
Καθοριστικό παράγοντα στη θέση που θα εγκατασταθεί ο αστέρας στην κύρια ακολουθία είναι η μάζα του. Αυτό αντικατοπτρίζεται στη σχέση μάζας-φωτεινότητας (για αστέρια μάζας  $M > 0.075 M_{\odot}$ ):

$$L \propto M^3 \quad (2.1)$$

Δεδομένου ότι τα αστέρια εκπέμπουν ως μέλαν σώμα, η θέση τους στο διάγραμμα HR καθορίζεται από το νόμο Stefan-Boltzmann:

$$L \propto R^2 T^4 \quad (2.2)$$

Επομένως, οι αστέρες μεγάλης μάζας είναι θερμότεροι και φωτεινότεροι και εγκαθι-



Σχήμα 2.1 Διάγραμμα H-R (Hertzsprung-Russell). Πέρα από την κύρια ακολουθία διακρίνονται και άλλα εξελικτικά στάδια των αστέρων (κόκκινοι γίγαντες - Red Giants, Υπεργίγαντες - Supergiants κλπ.) (<http://www.lifsmith.com/Berkeley Teaching/astroearth.html>)

στανται στο πάνω αριστερά τμήμα της κύριας ακολουθίας ενώ οι αστέρες μικρής μάζας (που είναι ψυχρότεροι και λιγότερο φωτεινοί) εγκαθίστανται στο κάτω δεξιά μέρος της κύριας ακολουθίας. Όταν ο αστέρας βρίσκεται στην κύρια ακολουθία καίει το υδρογόνο του πυρήνα του (σε ήλιο). Όταν εξαντληθεί το υδρογόνο θα εξέλθει της κύριας ακολουθίας κινούμενος σε άλλες ομάδες του διαγράμματος H-R (όπως φαίνεται στο Σχήμα 2.1). Οι αστέρες μεγάλης μάζας έχουν πιο σύντομη παραμονή στην κύρια ακολουθία από ότι οι αστέρες μικρής μάζας. Ο ρυθμός των πυρηνικών αντιδράσεων εξαρτάται δραστικά από τη θερμοκρασία του πυρήνα (δες Σχέσεις 2.4, 2.8) με αποτέλεσμα αστέρια μεγαλύτερης θερμοκρασίας να καταναλώνουν πιο γρήγορα τα καύσιμά τους. Ο χρόνος παραμονής των αστέρων στην κύρια ακολουθία εξαρτάται από τη μάζα τους σύμφωνα με τη σχέση:

$$t \simeq M^{-2.5} \quad (2.3)$$

Επιπλέον, ο δρόμος που θα ακολουθήσει ο αστέρας μετά την έξοδό του από την κύρια ακολουθία εξαρτάται επίσης από τη μάζα του. Οι αστέρες μεγάλης μάζας στο τέλος της ζωής τους θα καταλήξουν σε αστέρες νετρονίων ή μελανές οπές μετά από μια κατακλυσιμιά έκρηξη υπερκαινοφανούς, το εκτοξευόμενο υλικό της οποίας θα αλληλεπιδράσει με το μεσοαστρικό

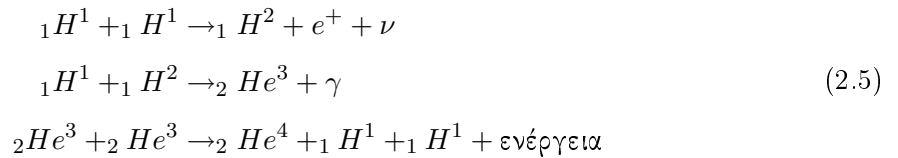
υλικό δημιουργώντας ένα υπόλειμμα υπερκαινοφανούς. Αντιθέτως, οι αστέρες μικρής μάζας θα καταλήξουν σε λευκούς νάνους, δημιουργώντας γύρω τους πλανητικά νεφελώματα. Για το λόγο αυτό, η μελέτη της περαιτέρω εξέλιξης των αστέρων θα γίνει με βάση τη μάζα τους.

### 2.1.1 Εξέλιξη αστέρων μικρής μάζας

Ως αστέρες μικρής μάζας θεωρούμε τους αστέρες με μάζες  $< 8 M_{\odot}$ . Αυτοί εγκαθίστανται στο κάτω δεξιό μέρος της κύριας ακολουθίας και εκεί αρχίζει η σύντηξη του υδρογόνου σε ήλιο. Η βασική αντίδραση σύντηξης σε αστέρες μικρής μάζας είναι η αλυσίδα 'πρωτονίου-πρωτονίου' ( $p - p$ ). Η εξάρτηση της παραγωγής ενέργειας του μηχανισμού αυτού από τη θερμοκρασία (του πυρήνα) φαίνεται στην παρακάτω σχέση (Γούδης 1991):

$$\epsilon_{PP} = \epsilon_1 \rho X_H^2 T^4 \quad (2.4)$$

όπου  $\epsilon_{PP}$  είναι ο ρυθμός παραγωγής ενέργειας της αλυσίδας πρωτονίου-πρωτονίου,  $\epsilon_1$  σταθερά που χαρακτηρίζει την ολική έκλυση ενέργειας,  $\rho$  η πυκνότητα του αστρικού αερίου,  $T$  η θερμοκρασία του πυρήνα και  $X$  η συγκέντρωση του υδρογόνου. Οι αντιδράσεις που χαρακτηρίζουν αυτόν τον μηχανισμό είναι οι ακόλουθες:

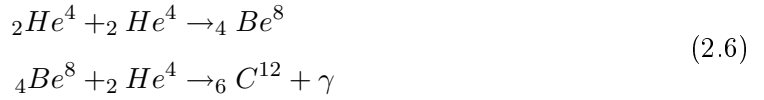


Όταν το υδρογόνο στον πυρήνα εξαντληθεί, σταματούν οι πυρηνικές αντιδράσεις και ο πυρήνας αρχίζει να συστέλλεται υπό την επίδραση των υπερκείμενων στρωμάτων. Η καύση του υδρογόνου συνεχίζεται μέσα σε κέλυφος που περικλείει τον πυρήνα, ο οποίος αποτελείται πλέον μόνο από ήλιο. Η συστολή του πυρήνα προκαλεί τη θέρμανση του κελύφους και την παραγωγή περαιτέρω ενέργειας. Ο αστέρας διαστέλλεται (λόγω της θέρμανσης των στρωμάτων εκτός του κελύφους) και ταυτόχρονα αυξάνεται η φωτεινότητά του. Η διαστολή προκαλεί μείωση της επιφανειακής θερμοκρασίας του αστέρα με αποτέλεσμα να γίνει ένας ψυχρός και λαμπρός **ερυθρός γίγαντας** (δες Σχήμα 2.1). Αυτή η διαδρομή ονομάζεται κλάδος *ερυθρών γιγάντων* (*Red Giant Branch - RGB*).

Σε αυτή τη φάση, η θερμοκρασία του πυρήνα λόγω της συμπίεσης έχει φτάσει στους  $\sim 10^8 \text{K}$



και αρχίζει η καύση του ηλίου σε άνθρακα με το μηχανισμό της τριπλής αντίδρασης  $\alpha$ :



Μόλις αρχίσει η καύση του ηλίου σε άνθρακα, ανοίγει ο δρόμος και για τη δημιουργία οξυγόνου:



Λόγω της δραματικής εξάρτησης της έκλυσης ενέργειας από τη θερμοκρασία σε αυτό το μηχανισμό ( $\epsilon_{3\alpha} = \epsilon_{3\beta}^2 X_{\text{He}}^3 T^{40}$ , όπου  $\epsilon_3$  σταθερά που χαρακτηρίζει την ολική έκλυση ενέργειας και  $Q_{\text{He}}$  η συγκέντρωση του ηλίου, Γούδης 1991), η έναρξη της καύσης του ηλίου συνοδεύεται από μία εκρηκτική έκλαμψη, το φλας ηλίου και ο πυρήνας ηλίου είναι σε κατάσταση εκφυλισμού. Αυτό προκαλεί τη διαστολή του πυρήνα ηλίου και κατά συνέπεια την ελάττωση της πίεσης, της θερμοκρασίας και της έκλυσης ενέργειας από το εσωτερικό του αστέρα. Ο αστέρας συστέλλεται και πέφτει από την περιοχή των ερυθρών γιγάντων. Σταδιακά επανέρχεται σε κατάσταση ισορροπίας (ομαλή καύση του ηλίου στον πυρήνα και την συνέχιση της καύσης του υδρογόνου στο κέλυφος) και ξαναδιαστέλλεται αυξάνοντας τη φωτεινότητά του και ανεβαίνοντας πάλι στην περιοχή των ερυθρών γιγάντων. Η φάση της καύσης του ηλίου στον πυρήνα μέχρι την εξάντληση του με ταυτόχρονη καύση υδρογόνου στο κέλυφος που τον περιβάλλει ονομάζεται *οριζόντιος κλάδος (Horizontal Branch - HB)*. Στην περίπτωση των αστέρων μικρής μάζας, και λόγω του φλας του ηλίου, ο οριζόντιος κλάδος είναι ασταθής και κάπως κυκλικός (έναρξη καύσης ηλίου  $\rightarrow$  ο ερυθρός γίγαντας χάνει φωτεινότητα  $\rightarrow$  σταθεροποίηση καύσης ηλίου  $\rightarrow$  επάνοδος του αστέρα σε ερυθρό γίγαντα). Η κυκλική αυτή αστάθεια μπορεί να επαναληφθεί σε διάφορους αστέρες, δημιουργώντας έτσι περιπτώσεις περιοδικών μεταβαλλόμενων αστέρων.

Με το τέλος της καύσης του ηλίου, ο αστρικός πυρήνας αποτελείται από άνθρακα και οξυγόνο (C-O) και το ήλιο εξακολουθεί να καίγεται σε κέλυφος που περιβάλλει τον πυρήνα, ενώ κέλυφος υδρογόνου (που συνεχίζει και καίγεται) περιβάλλει το κέλυφος του ηλίου. Ο αστέρας βρίσκεται πλέον στο στάδιο καύσης του διπλού φλοιού. Ο αστέρας διαστέλλεται πάλι (για τους ίδιους λόγους που διεστάλει ο πυρήνας μετά την εξάντληση του υδρογόνου) και ακολουθεί τη διαδρομή γνωστή ως *ασυμπτωτικός κλάδος των γιγάντων (Asymptotic Giant Branch - AGB)*. Αν η θερμοκρασία του πυρήνα δεν φτάσει σε θερμοκρασίες  $> 10^8$  K (πράγμα που συμβαίνει σε αστέρες με αρχική μάζα  $< 8M_{\odot}$ ), τότε δεν είναι δυνατή η συνέχιση στον πυρήνα της καύσης του άνθρακα σε μαγνήσιο. Η παλμική αστάθεια αλλά και οι αστρικοί άνεμοι του αστέρα θα υπερνικήσουν τη βαρύτητά του και θα εκσφενδονίσουν τα εξωτερικά του στρώματα στο μεσοαστρικό

χώρο, δημιουργώντας **πλανητικά νεφελώματα**. Ο πυρήνας C-O που απομένει στο κέντρο συστέλλεται λόγω της συνεχούς επίδρασης της βαρύτητας και καταλήγει σε **λευκό νάνο**. Αυτό θα συμβεί για όλους τους αστέρες των οποίων η μάζα μετά την απώλεια των εξωτερικών τους στρωμάτων είναι  $< 1.4M_{\odot}$  (όριο Chandrasekhar).

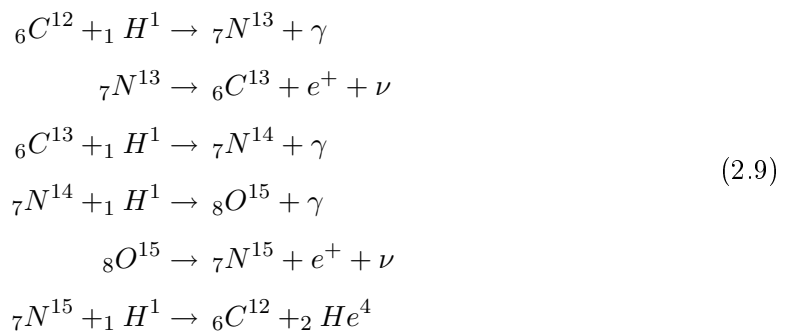
### 2.1.2 Εξέλιξη αστέρων μεγάλης μάζας

Ως αστέρες μεγάλης μάζας θεωρούμε αστέρες με μάζα  $M > 8M_{\odot}$ . Οι αστέρες αυτοί είναι λαμπροί και με υψηλή επιφανειακή θερμοκρασία ( $L > 500L_{\odot}$ ,  $T > 10^4 K$ , δεξ Σχέση 2.2) και εγκαθίστανται στο πάνω αριστερό μέρος της κύριας ακολουθίας. Ο χρόνος παραμονής τους εκεί είναι μικρότερος από αυτόν των αστέρων μικρής μάζας (Σχέση 2.3) μια και ο ρυθμός παραγωγής ενέργειας και κατά συνέπεια κατανάλωσης καυσίμων είναι ταχύτερος λόγω της μεγαλύτερης εξάρτησης της εκλυόμενης ενέργειας με τη θερμοκρασία (Γούδης 1991):

$$\epsilon_{CNO} = \epsilon_2 \rho X_H X_C T^{17} \quad (2.8)$$

όπου  $\epsilon_{CNO}$  είναι ο ρυθμός παραγωγής ενέργειας με τον μηχανισμό άνθρακα-αζώτου-οξυγόνου,  $\epsilon_2$  σταθερά που χαρακτηρίζει την ολική έκλυση ενέργειας,  $\rho$  η πυκνότητα του αστρικού αερίου,  $T$  η θερμοκρασία του πυρήνα και  $X_H$ ,  $X_C$  οι συγκεντρώσεις του υδρογόνου και του άνθρακα αντίστοιχα.

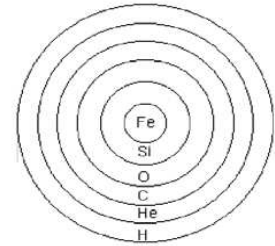
Η καύση του υδρογόνου σε ήλιο στους αστέρες μεγάλης μάζας πραγματοποιείται με τον μηχανισμό άνθρακα-αζώτου-οξυγόνου (CNO) αντί του κύκλου πρωτονίου-πρωτονίου:



Η διαδικασία της εξάντλησης του υδρογόνου, της συστολής του αστέρα μέχρι την έναρξη της καύσεως του ηλίου και της διαδρομής του αστέρα στην περιοχή των ερυθρών γιγάντων δεν διαφέρει από αυτή των αστέρων μικρής μάζας. Μια μεγάλη διαφορά όμως είναι ότι λόγω της μεγάλης του θερμοκρασίας και πίεσης, ο πυρήνας κατά την έναρξη καύσης του ηλίου δεν έχει συσταλλεί

τόσο ώστε να εκφυλιστεί, επομένως δεν παρατηρείται η έκλαμψη του 'φλας ηλίου' που παρατηρείται στους αστέρες μικρής μάζας. Ο οριζόντιος κλάδος στους αστέρες μεγάλης μάζας δεν είναι επομένως ασταθής όπως στους αστέρες μικρής μάζας (δεν κάνει την κυκλική κίνηση που προαναφέρθηκε).

Οι αστέρες μεγάλης μάζας συνεχίζουν την καύση του διπλού φλοιού (διαδρομή στον ασυμπυκνωτικό κλάδο των γιγάντων) και με την εξάντληση του ηλίου στον πυρήνα παρουσιάζουν θερμοκρασίες  $\sim 5 \times 10^9$  K που επιτρέπουν την έναρξη θερμοπυρηνικών αντιδράσεων και τη δημιουργία βαρύτερων στοιχείων ( $C \rightarrow O \rightarrow Ne \rightarrow Mg \rightarrow Si \rightarrow S \rightarrow A \rightarrow Ca \rightarrow Fe$ ). Ο σίδηρος ως το τελικό και σταθερότερο στοιχείο στον πυρήνα, δεν μπορεί να συντηχθεί περαιτέρω με αποτέλεσμα την καταστροφή της θερμοδυναμικής ισορροπίας του αστέρα, τη δημιουργία και διάδοση ενός κρουστικού κύματος σοκ που καταλήγει στην εκρηκτική κατάρρευση του ως **υπερκαινοφανής**. Συνέπεια αυτής της έκρηξης είναι η διασκόρπιση των εξωτερικών στρωμάτων του αστέρα στο μεσοαστρικό χώρο, εμπλουτίζοντάς τον με βαρύτερα στοιχεία. Το υπόλειμμα της έκρηξης παθαίνει τέτοια σύνθλιψη που η πυκνότητά του φτάνει σε ασύλληπτες τιμές. Αν η μάζα που απομένει μετά την έκρηξη είναι  $1.4 M_{\odot} < M < 3.2 M_{\odot}$  τότε μετατρέπεται σε αστέρα νετρονίων ενώ αν είναι  $M > 3.2 M_{\odot}$  γίνεται μελανή οπή.



Σχήμα 2.2 Διαστρωμάτωση αστέρα πριν την έκρηξη υπερκαινοφανούς.

## 2.2 ΤΥΠΟΙ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ

Η αρχική ταξινόμηση των υπερκαινοφανών βασίστηκε στις παρατηρούμενες οπτικές ιδιότητες των καμπυλών φωτός και των φασμάτων τους. Πρώτος ο Minkowski (1941) παρατήρησε ότι μερικοί υπερκαινοφανείς παρουσιάζουν γραμμές υδρογόνου στο φάσμα τους (Τύπου II) ενώ άλλοι όχι (Τύπου I). Μια περαιτέρω κατανομή των υπερκαινοφανών Τύπου I είναι η παρουσία ή όχι φασματικών γραμμών ηλίου και πυριτίου. Για παράδειγμα, οι Τύπου Ia περιέχουν στο φάσμα τους γραμμές των προαναφερθέντων στοιχείων, οι Τύπου Ib έχουν γραμμές ηλίου αλλά όχι πυριτίου ενώ οι Τύπου Ic δεν περιέχουν γραμμές αυτών των στοιχείων. Από την άλλη, η ταξινόμηση των υπερκαινοφανών Τύπου II σε υποκατηγορίες στηρίζεται τόσο στην παρουσία συγκεκριμένων γραμμών στο φάσμα (υδρογόνου) αλλά και στο σχήμα που παρουσιάζουν οι καμπύλες φωτός τους. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου IIb παρουσιάζουν γραμμές υδρογόνου που

όμως σύντομα εξαφανίζονται και το φάσμα τους γίνεται παρόμοιο με αυτό των υπερκαινοφανών Τύπου Ib. Είναι πλέον γνωστό ότι οι προγεννήτορες υπερκαινοφανείς Τύπου Ib, Ic και Ib χάνουν τα κελύφη του υδρογόνου ή του ηλίου με απώλεια μάζας μέσω αστρικών ανέμων (Heger et al. 2003).

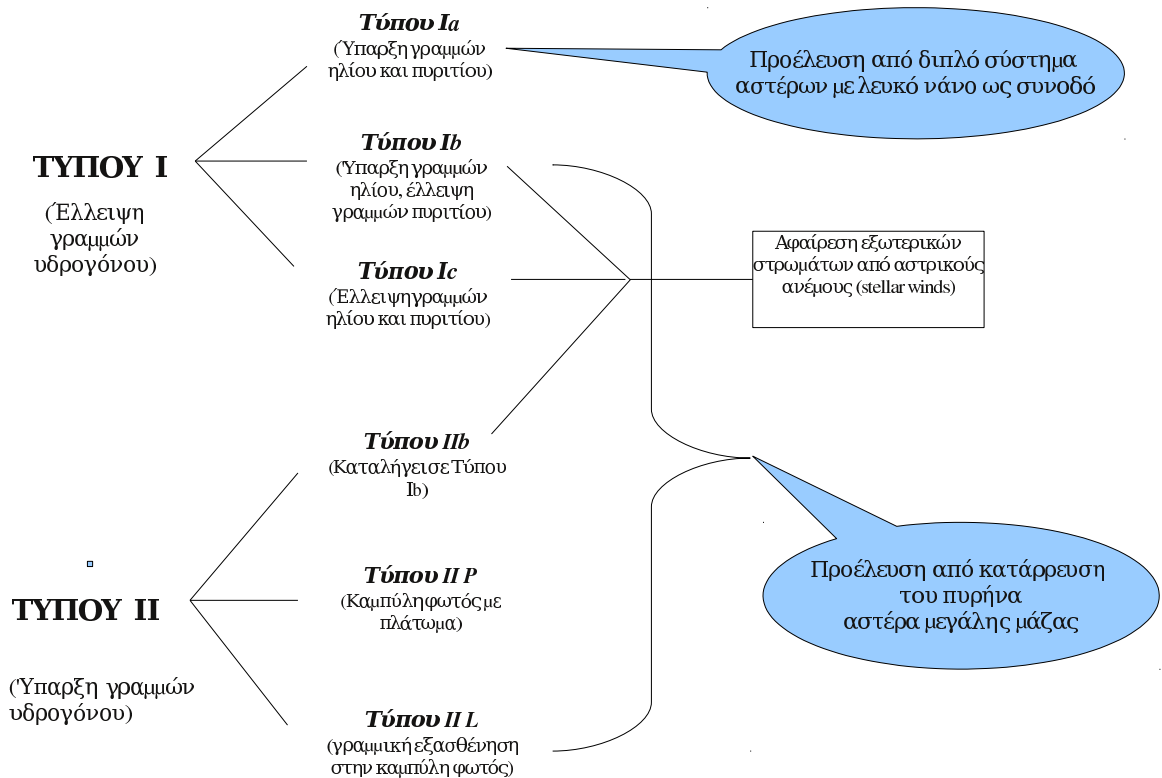
Οι καμπύλες φωτός των υπερκαινοφανών Τύπου IIP, μετά τη μέγιστη φωτεινότητά τους, παρουσιάζουν ένα πλάτωμα (plateau) με σχεδόν σταθερή φωτεινότητα πριν αυτή αρχίσει να μειώνεται ενώ οι υπερκαινοφανείς Τύπου III δεν παρουσιάζουν το πλάτωμα αυτό και η εξασθένηση της φωτεινότητας είναι γραμμική. Υπάρχουν και οι υπερκαινοφανείς Τύπου IIIn που παρουσιάζουν στενές φασματικές γραμμές υδρογόνου οι οποίες μάλλον προέρχονται από το πυκνό μεσοαστρικό περιβάλλον που δημιουργείται από σημαντική απώλεια μάζας του πρόγονου αστέρα.

Στο Σχήμα 2.3 παρουσιάζονται επιγραμματικά όλοι οι τύποι των υπερκαινοφανών με τις προαναφερθείσες ιδιότητες. Στο συγκεκριμένο σχήμα δεν συμπεριλαμβάνουμε τους υπερκαινοφανείς Τύπου IIIn μια και η θέση τους στο διάγραμμα δεν είναι ξεκάθαρη (πολλές φορές συγχέονται με υπερκαινοφανείς Τύπου Ia, Hamuy et al. 2003).

Όσον αφορά στις καμπύλες φωτός, αυτές παρουσιάζουν ιδιότητες και χαρακτηριστικά που βοηθούν στο διαχωρισμό των τύπων των υπερκαινοφανών (Σχήμα 2.4). Π.χ. στους υπερκαινοφανείς Τύπου I η φωτεινότητά τους αυξάνεται γρήγορα στη μέγιστη τιμή της (π.χ. για τους υπερκαινοφανείς Τύπου Ia είναι της τάξης των  $10^9 L_{\odot}$ ) σε περίπου 2 εβδομάδες. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II φτάνουν πιο αργά στη μέγιστη λαμπρότητά τους η οποία είναι γενικά 2 τάξεις μεγέθους λιγότερο λαμπροί από αυτούς του Τύπου Ia και κρατάνε περισσότερο χρόνο (περίπου 100 μέρες). Επιπλέον, οι υπερκαινοφανείς Τύπου II μπορούν εύκολα να διαχωριστούν με βάση τις καμπύλες φωτός τους από το αν παρατηρείται πλάτωμα ή όχι.

Αν συγκεντρώσουμε τις πληροφορίες που παίρνουμε από τις καμπύλες φωτός και τα φάσματα των υπερκαινοφανών μπορούμε να εξάγουμε τα εξής:

- Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia έχουν συνήθως πανομοιότυπες καμπύλες φωτός υποδηλώνοντας έτσι ότι έχουν έναν κοινό τύπο πρόγονου αστέρα και κοινό μηχανισμό έκρηξης και εκπομπής ακτινοβολίας αμέσως μετά την έκρηξη. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II έχουν ανώμαλες καμπύλες φωτός που δεν είναι πάντα κοινές, γεγονός που υποδεικνύει ένα μεγάλο εύρος αρχικής μάζας των προγόνων αστέρων. Οι αρχικές αυτές μάζες μπορούν να θεωρηθούν μεγάλες ( $>10 M_{\odot}$ ) αν λάβουμε υπόψιν την αυξημένη μέγιστη λαμπρότητα

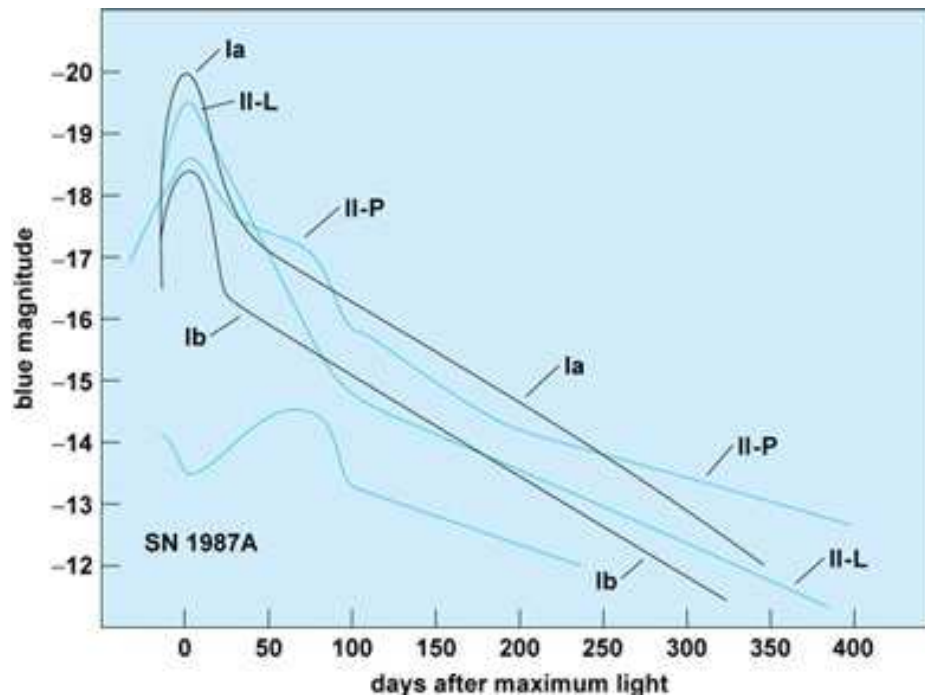


Σχήμα 2.3 Σχεδιάγραμμα Τύπων Υπερκαινοφανών και ιδιότητές τους .

τους (σε σχέση με τους υπερκαινοφανείς Τύπου Ia) στις καμπύλες φωτός.

- Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia παρουσιάζουν φάσμα με πληθώρα γραμμών αλλά σχετική απουσία γραμμών του υδρογόνου. Αυτό αποτελεί ένδειξη ότι αυτοί οι αστέρες περιέχουν βαρύτερα στοιχεία και πιστεύεται ότι ανήκουν στον πληθυσμό αστέρων II (Baade et al. 1958), δηλαδή σε γηραιότερα αστέρια που βρίσκονται στα τελευταία στάδια της ζωής τους. Παρατηρούνται σε όλους τους τύπους των γαλαξιών, με ιδιαίτερη προτίμηση στους ελλειπτικούς, και η κατανομή τους είναι σφαιρική.

Αντίθετα, οι υπερκαινοφανείς Τύπου II παρουσιάζουν φάσμα που χαρακτηρίζεται από ισχυρές γραμμές υδρογόνου (κυρίως H $\alpha$  και H $\beta$ ) υποδηλώνοντας ότι οι εκρήξεις γίνονται από αστέρια πλούσια σε υδρογόνο. Απαντώνται κυρίως στις σπείρες των σπειροειδών γαλαξιών, περιοχές που περιέχουν λαμπρά, νεαρά αστέρια, μεγάλης μάζας (πληθυσμός



Σχήμα 2.4 Καμπύλες φωτός υπερκαινοφανών (Filippenko 1997).

αστέρων I, Baade et al. 1958) και πυκνά σύννεφα αερίου και σκόνης (χαρακτηριστικό πρόσφατης αστρογένεσης). Επιπλέον, οι υπερκαινοφανείς Τύπου II χαρακτηρίζονται από ισχυρή εκπομπή ενέργειας στο υπεριώδες, πράγμα που δεν συμβαίνει στους υπερκαινοφανείς Τύπου I.

- Τα φάσματα των υπερκαινοφανών Τύπου Ia περιέχουν βαρύτερα στοιχεία (όπως σίδηρος) που θεωρείται ότι προέρχονται από θερμοπυρηνικές αντιδράσεις και μάλιστα από την πλήρη καύση γηραιών και μικρής μάζας λευκών νάνων, που ανήκουν σε διπλό σύστημα αστέρων (π.χ. Branch & Nomoto 1986, van den Bergh 1988). Κατά τη διάρκεια της έκρηξης ο λευκός νάνος καταστρέφεται πλήρως με αποτέλεσμα προϊόντα της πυρηνικής καύσης να διαχέονται στο μεσοαστρικό χώρο. Αντιθέτως η κυριαρχία ελαφρύτερων στοιχείων (όπως υδρογόνο, ήλιο, πυρίτιο, οξυγόνο, μαγνήσιο) στα φάσματα των υπερκαινοφανών των υπολοίπων τύπων δείχνουν αστέρες που υποκύπτουν σε κατάρρευση του πυρήνα τους. Διάφορες έρευνες έχουν πιστοποιήσει την προέλευση αυτών των τύπων υπερκαινοφανών (για τους Ibδες π.χ. Filippenko & Sargent 1986, Wheeler et al. 1987a, Wheeler et al. 1987b), για τους IIδες π.χ. van den Bergh 1988). Μάλιστα, είναι πλέον γνωστό

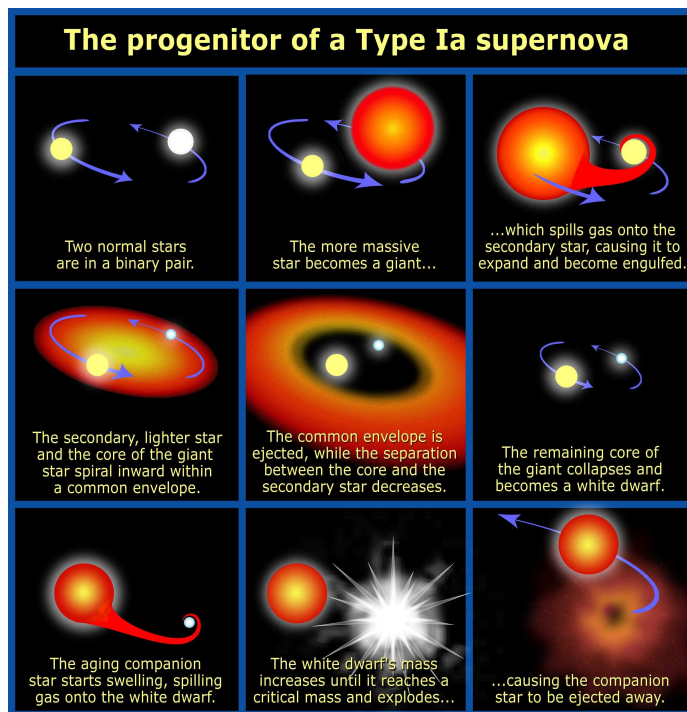
(π.χ. van den Bergh 1988) ότι οι υπερκαινοφανείς Τύπου II δημιουργούνται από αστέρια φασματικού τύπου B και με μάζες  $8M_{\odot} < M < 18M_{\odot}$  ενώ οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ib δημιουργούνται από αστέρια φασματικού τύπου O ή Wolf-Rayet αστέρια (αστέρες μάζας  $M > 20M_{\odot}$  που έχουν αυξημένο ποσοστό απώλειας μάζας μέσω αστρικών ανέμων) με μάζες  $M > 18M_{\odot}$ .

Η ταξινόμηση των υπερκαινοφανών με βάση τα φάσματα και τις καμπύλες φωτός δεν αντικατοπτρίζει τους φυσικούς μηχανισμούς και τις διαδικασίες κατά τη διάρκεια της έκρηξης των αντικειμένων αυτών. Με βάση όμως τα παραπάνω χαρακτηριστικά μπορούμε να ορίσουμε δύο ευρείες κατηγορίες τύπων υπερκαινοφανών που βασίζονται στον τρόπο προέλευσής τους: σε αυτούς που οφείλονται στις θερμοπυρηνικές αντιδράσεις λευκού νάνου που ανήκει σε διπλό σύστημα αστέρων (Τύπου Ia) και σε αυτούς που προέρχονται από κατάρρευση του πυρήνα αστέρων μεγάλης μάζας (Τύπου II). Οι δύο αυτές κατηγορίες περιγράφονται αναλυτικά παρακάτω.

### 2.2.1 Έκρηξεις Τύπου Ia: Ανάφλεξη λευκού νάνου σε διπλό σύστημα αστέρων (Thermonuclear Supernovae)

Η ομοιότητα των οπτικών χαρακτηριστικών στα περισσότερα Τύπου Ia SNe υποδηλώνει ότι προέρχονται από παρόμοιους πρόγονους αστέρες. Οι λευκοί νάνοι θα μπορούσαν να είναι ένα σταθερό σημείο εκκίνησης. Επειδή τέτοιου είδους αστέρες είναι σταθεροί, για να ενεργοποιηθεί μια έκρηξή τους είναι απαραίτητο να οδηγηθούν πάνω από το όριο Chandrasekhar, πιθανότατα με αύξηση της μάζας τους. Επομένως, πιθανοί πρόγονοι αστέρες για SNe Τύπου Ia θα μπορούσαν να είναι λευκοί νάνοι που ανήκουν σε διπλά συστήματα αστέρων και που υποβάλλονται σε προσαύξηση μάζας. Σύμφωνα με αυτή τη διαδικασία, ύλη προστίθεται στον λευκό νάνο μέχρι η μάζα του να γίνει αρκετά μεγάλη ώστε η βαρύτητα να ξεπεράσει την αντίσταση της πίεσης εκφυλισμού των ηλεκτρονίων. Η προκύπτουσα κατάρρευση αυξάνει τη θερμοκρασία μέχρι ο άνθρακας και το οξυγόνο που βρίσκονται στον πυρήνα να αρχίζουν να υφίστανται σύντηξη. Αυτό δημιουργεί ένα εκρηκτικό κύμα, μια ανάφλεξη (μια έκρηξη που προχωρά χωρίς να έχει ξεκινήσει από ωστικό κύμα) η οποία διαδίδεται μέσα στον πυρήνα σε δευτερόλεπτα. Οι πυρηνικές αυτές αντιδράσεις λόγω σύντηξης έχουν ως αποτέλεσμα να δημιουργηθεί ραδιενεργό  $^{56}\text{Ni}$  ποσότητας ίσης με μια ηλιακή μάζα και να απελευθερώσει ενέργεια της τάξης των  $10^{52}$  erg, διαταράσσοντας εντελώς το αστέρι και προκαλώντας τη διάλυσή του και την εκτόξευση του υλικού του στο μεσοαστρικό χώρο. Η συνεχιζόμενη απελευθέρωση ενέργειας μετά την έκρηξη μέσω της ραδιενεργής διάσπασης του  $^{56}\text{Ni}$  εξηγεί την αργή εξασθένιση στις καμπύλες φωτός

που είναι χαρακτηριστική στα Τύπου Ia SNe .



Σχήμα 2.5 Τρόπος δημιουργίας Τύπου Ia SNe (Illustration credit: NASA, ESA, and A. Field (STScI))

Το Σχήμα 2.5 δείχνει την πιθανή εξέλιξη ενός διπλού συστήματος αστέρων που θα καταλήξει σε μια Τύπου Ia έκρηξη υπερκαινοφανούς. Δύο αστέρες μέτριας μάζας (π.χ.  $1M_{\odot}$  και  $3M_{\odot}$ ) που σχηματίζουν ένα διπλό σύστημα (περίπου ο μισός πληθυσμός όλων των αστέρων βρίσκεται σε διπλά συστήματα) ξεκινούν την εξέλιξή τους στην κύρια ακολουθία. Ο χρόνος ο οποίος χρειάζεται ένα αστέρι να ολοκληρώσει τη φάση καύσης του υδρογόνου του στην κύρια ακολουθία είναι αντιστρόφως ανάλογος με το τετράγωνο της μάζας του αστέρος. Επομένως αστέρια με μεγαλύτερη μάζα εξελίσσονται πιο γρήγορα. Όταν το αστέρι μεγαλύτερης μάζας είναι στη φάση του ερυθρού γίγαντα, εκτινάσσει υλικό το οποίο αιχμαλωτίζεται από το αστέρι χαμηλότερης μάζας του διπλού συστήματος. Όταν αυτή η φάση μεταφοράς μάζας ολοκληρωθεί, το δεύτερο αστέρι που έχει μείνει είναι αυτό με τη μεγαλύτερη μάζα ενώ από το πρώτο αστέρι έχει απομείνει ο πυρήνας του, δηλαδή έχει γίνει ένας λευκός νάνος άνθρακα-οξυγόνου. Το δεύτερο αστέρι με τη σειρά του λόγω της αυξημένης μάζας του αρχίζει να εξελίσσεται ταχέως, μπαίνει στη δική του φάση του ερυθρού γίγαντα και μεταφέρει με τη σειρά του ύλη στον λευκό



νάνο. Η μάζα του λευκού νάνου μεγαλώνει μέχρι να περάσει το όριο Chandrasekhar . Σε αυτό το σημείο η βαρύτητα οδηγεί στην κατάρρευση του αστέρα με αποτέλεσμα την πυρηνική έκρηξη του λευκού νάνου.

### 2.2.2 Έκρηξεις Τύπου II: Βαρυτική κατάρρευση του αστρικού πυρήνα (Core-collapse Supernovae)

Η εξέλιξη ενός αστέρα που ξεκινά τη ζωή του με μάζα  $>10M_{\odot}$  είναι εντελώς διαφορετική. Καταναλώνει τα πυρηνικά του καύσιμα πολύ πιο γρήγορα και όταν τα εξαντλήσει, το τέλος του είναι καταστροφικό και σηματοδοτεί την έκρηξη υπερκαινοφανούς Τύπου II . Η βαρύτητα είναι η κυρίαρχη δύναμη στην εξέλιξή του και αυτή είναι υπεύθυνη για την ενέργεια που απελευθερώνει κατά την έκρηξή του.

Αρχικά, το υδρογόνο στον πυρήνα συντήκεται σε ήλιο. Όταν εξαντληθεί, το αστέρι συσπάται μέχρι να αυξηθεί η θερμοκρασία στον πυρήνα και να αρχίσει να καίει το ήλιο σε άνθρακα και οξυγόνο. Την ίδια στιγμή αυξάνεται και η πίεση στο κέλυφος του υδρογόνου που περικλείει τον πυρήνα. Αυτό ξεκινά την πυρηνική καύση του κελύφους του υδρογόνου δημιουργώντας ένα κέλυφος ηλίου που περικυκλώνει τον πυρήνα με τα βαρύτερα στοιχεία. Στο τέλος, και μετά το πέρασμα περίπου 10 εκατομμυρίων χρόνων, το αστέρι έχει στρωματοποιηθεί σε διάφορα κελύφη: ο κεντρικός πυρήνας αποτελείται από σίδηρο (το τελικό στάδιο της σύντηξης) ο οποίος περιβάλλεται από κέλυφη πυριτίου και θείου, νέου και οξυγόνου, άνθρακα, ηλίου και τελικά υδρογόνου. Η πυκνότητα στον πυρήνα είναι αυτή ενός λευκού νάνου. Οι περισσότεροι αστέρες σε αυτή τη φάση είναι πιθανώς κόκκινοι γίγαντες ή υπεργίγαντες οι οποίοι περιβάλλονται από λαμπρά κέλυφη υδρογόνου τόσο μεγάλα όσο το εσωτερικό τμήμα του ηλιακού μας συστήματος (από τον Ήλιο μέχρι τον Άρη).

Ο σίδηρος δεν μπορεί πλέον να δώσει αντιδράσεις σύντηξης χωρίς την παροχή εξωτερικής ενέργειας. Έχει σταθεροποιηθεί από την ηλεκτρονιακή πίεση και είναι στο όριο Chandrasekhar. Παρόλα αυτά, η μάζα του πυρήνα συνεχώς αυξάνεται καθώς το παρακείμενο στρώμα του πυριτίου συνεχίζει να συντήκεται σε σίδηρο. Ο πυρήνας συμπιέζεται και θερμαίνεται με αποτέλεσμα μέρος του σιδήρου να διασπαστεί σε ελαφρύτερους πυρήνες. Με αυτόν τον τρόπο απορροφάται ενέργεια, μειώνεται η πίεση και ο πυρήνας συρρικνώνεται. Εκλύονται ελεύθερα πρωτόνια που συνδέονται με τα ελεύθερα ηλεκτρόνια προς σχηματισμό νετρονίων και νετρίνων. Η διαδικασία αυτή τελειώνει με την βαρύτητα να υπερνικά την ηλεκτρονιακή πίεση. Μέσα σε λίγα msec ο πυρήνας καταρρέει, εκρήγνυται και εκλύεται δραματική ενέργεια ( $10^{53}$  erg), η οποία επιταχύνει

τα υπερκείμενα στρώματα δημιουργώντας χρουστικό κύμα. Στο κέντρο έχει απομείνει ένας αστέρας νετρονίων (ή μαύρη τρύπα) υψηλής θερμοκρασίας που όμως ψύχεται ραγδαία. Επιπλέον χαρακτηριστικό της έκρηξης αυτού του τύπου είναι η ανίχνευση νετρίνων που διαφεύγουν εύκολα από τον πυρήνα που καταρρέει και μεταφέρουν το μεγαλύτερο ποσοστό της παραγόμενης ενέργειας (Colgate & White 1966).

## 2.3 ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ

### 2.3.1 Στάδια εξέλιξης υπολειμμάτων υπερκαινοφανών

Με την έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς, αέριο εκτινάσσεται στο περιβάλλον και σαρώνει την μεσοαστρική ύλη ενώ οι υπερηχητικές του ταχύτητες δημιουργούν ένα χρουστικό κύμα. Αυτή είναι και η έναρξη της δημιουργίας ενός υπολείμματος υπερκαινοφανούς. Όταν το εκτινασόμενο αέριο αρχίζει να αλληλεπιδρά σημαντικά με το περιβάλλον μέσο, δημιουργείται ένα κέλυφος μπροστά από το μέτωπο του σοκ που αρχικά είναι θερμό και υπόκειται σε μεγάλες δυνάμεις πίεσης ενώ αργότερα ψύχεται και αρχίζει να ακτινοβολεί. Τελικά, η αυξανόμενη ύλη που σαρώνεται από το κύμα σοκ κάποια στιγμή αποκτά ταχύτητες συγκρίσιμες με τις τυχαίες κινήσεις του διαστρικού μέσου και το υπόλειμμα αρχίζει να χάνει την ταυτότητά του, να συγχωνεύεται με το μεσοαστρικό υλικό και τελικά να εξαφανίζεται. Η εξέλιξη των Υ/Υ μπορεί να συνοψισθεί σε τέσσερις φάσεις (Σχήμα 2.6): (1) στη φάση της ελεύθερης εκτόνωσης (free expansion phase), (2) στη φάση της αδιαβατικής εκτόνωσης (Sedon-Taylor phase), (3) στη φάση της ψύξης με ακτινοβολία (radiative phase ή snowplow) και (4) στη φάση της συγχώνευσης με το μεσοαστρικό υλικό. Παρακάτω παρατίθενται συνοπτικά τα κύρια χαρακτηριστικά κάθε φάσης. Αναλυτικές περιγραφές για τα στάδια της εξέλιξης μπορούν να βρεθούν στις δουλειές π.χ. των Ostriker & Mckee (1988), Cioffi & Mckee (1988), Lozinskaya (1992). Το πιο απλό μοντέλο που ευρέως χρησιμοποιείται είναι αυτό όπου η ύλη εκτινάσσεται ισότροπα και ισόποσα προς κάθε κατεύθυνση εισβάλλοντας σε ομοιογενές μεσοαστρικό μέσο.

- **Φάση ελεύθερης εκτόνωσης (Free expansion phase)**

Υλικό μάζας  $M_0$  εκτινάσσεται μετά την έκρηξη του υπερκαινοφανούς με μεγάλη ταχύτητα ( $v_0 \sim 5.000-10.000 \text{ km sec}^{-1}$ ) και με ενέργεια (θερμική και κινητική)  $E_0$  στο ψυχρό μεσοαστρικό μέσο πυκνότητας  $\rho_0$ . Η μεγάλη διαφορά της ταχύτητας του εκτινασόμενου υλικού με

την ταχύτητα του ήχου σε ένα ομοιόμορφο μεσοαστρικό περιβάλλον ( $\sim 10 \text{ km sec}^{-1}$ ) έχει σαν συνέπεια τη δημιουργία ενός κρουστικού κύματος στο μέτωπο του εκτινασσόμενου υλικού που ταξιδεύει στη μεσοαστρική ύλη. Αν δεν υπήρχε μεσοαστρική ύλη να περιβάλλει τον υπερκαινοφανή, το αστρικό εκτινασσόμενο υλικό θα συνέχιζε να εκτονώνεται ελεύθερα με ταχύτητες  $10.000\text{-}20.000 \text{ km sec}^{-1}$ . Η μεσοαστρική ύλη υπάρχει όμως και δημιουργεί ένα φράγμα που είναι πολύ δύσκολο να παραγκωνιστεί από το εκτινασσόμενο υλικό. Καθώς λοιπόν αυτό πέφτει πάνω στην περιβάλλουσα ύλη, το μεσοαστρικό αέριο σαρώνεται και αρχίζει και κινείται μαζί με το εκτινασσόμενο υλικό, αφήνοντας μιας χαμηλής πυκνότητας περιοχή πίσω του. Τα άτομα ή τα ιόντα του μεσοαστρικού υδρογόνου που βρίσκονται μακριά από το αστέρι, με την πάροδο του κύματος σοκ θα συγκρουσθούν με τα γειτονικά τους άτομα ή ιόντα με αποτέλεσμα την αύξηση της θερμοκρασίας στα  $10^7\text{-}10^8 \text{ K}$  και τον ιονισμό των ατόμων. Κατά τη διάρκεια αυτής της φάσης, η μάζα της ύλης που σαρώνεται από το σοκ ( $M_{shock}$ ) είναι αμελητέα μπροστά στη αρχική μάζα του εκτινασσόμενου υλικού ( $M_0$ ) και η εκτόνωση προχωρά με μια ομοιόμορφη ταχύτητα χωρίς επιβράδυνση (γί αυτό και ονομάζεται ελεύθερη εκτόνωση). Ένα ποσοστό της αρχικής ενέργειας (το υπόλοιπο φεύγει ως νετρίνα) της έκρηξης  $E_0$  εκδηλώνεται ως κινητική του εκτινασσόμενου υλικού (η θερμική ενέργεια είναι 2-3%). Οι σχέσεις που ισχύουν λοιπόν στην αρχή της ελεύθερης εκτόνωσης για την ακτίνα  $R_{shock}$ , τη μάζα  $M_{shock}$  και την ενέργεια  $E_{shock}$  του υπολείμματος είναι:

$$M_0 \gg M_{shock} = \frac{3}{4}\pi\rho_0 R_{shock}^3 \quad (2.10)$$

$$R_{shock} = v_0 t \quad (2.11)$$

$$E_{shock} = E_0 = \frac{1}{2}M_0 v_0^2 \quad (2.12)$$

Η επιβράδυνση του εκτινασσόμενου υλικού ξεκινά όταν η ύλη που έχει σαρωθεί από το επεκτεινόμενο κέλυφος μπροστά από το μέτωπο του σοκ αποκτήσει μάζα ίση με την αρχική μάζα του εκτινασσόμενου υλικού από τον υπερκαινοφανή ( $M_0$ ). Τότε σταματά και η φάση της ελεύθερης εκτόνωσης με το υπόλειμμα να έχει ακτίνα  $R_{shock}$  και ηλικία  $t$  που προκύπτουν από τις σχέσεις:

$$M_{shock} = M_0 \Rightarrow \frac{3}{4}\pi\rho R_{shock}^3 = M_0 \Rightarrow$$

$$R_{shock} = \left(\frac{3M_0}{4\pi\rho}\right)^{\frac{1}{3}} \Rightarrow R_{shock} = \left(\frac{3M_0}{4\pi\mu m_H n_0}\right)^{\frac{1}{3}} \quad (2.13)$$

$$t = R_{shock}v_0^{-1} \quad (2.14)$$

όπου ορίζουμε την πυκνότητα του μεσοαστρικού υλικού ως  $\rho = \mu m_H n_0$  με  $\mu$  το μέσο ατομικό βάρος του μεσοαστρικού υλικού σε υδρογόνο (1.26, Allen 1973),  $m_H$  τη μάζα του ατόμου του υδρογόνου και  $n_0$  την πυκνότητα του υδρογόνου στο μεσοαστρικό χώρο. Οι παρακάτω σχέσεις δίνουν την ακτίνα και την ηλικία σε pc και years αντίστοιχα:

$$R_{shock} = 1.9\left(\frac{M_0}{1M_\odot}\right)^{\frac{1}{3}}\left(\frac{n_0}{1cm^{-3}}\right)^{-\frac{1}{3}}\left(\frac{\mu}{1.36}\right)^{-\frac{1}{3}} (pc) \quad (2.15)$$

$$t = 190\left(\frac{M_0}{1M_\odot}\right)^{\frac{1}{3}}\left(\frac{n_0}{1cm^{-3}}\right)^{-\frac{1}{3}}\left(\frac{\mu}{1.36}\right)^{-\frac{1}{3}}\left(\frac{v_0}{10^9 cm sec^{-1}}\right)^{-\frac{1}{3}} (years) \quad (2.16)$$

Αν π.χ. θεωρήσουμε  $M_0=1M_\odot$ ,  $n_0=1 cm^{-3}$  και  $v_0=10^4 km sec^{-1}$  η ακτίνα του υπερκαινοφανούς σε αυτή τη φάση θα είναι  $\sim 2 pc$  και η ηλικία του θα είναι  $\sim 190$  χρόνια. Η φάση της ελεύθερης εκτόνωσης γενικά διαρκεί 100-1000 χρόνια.

- **Φάση αδιαβατικής εκτόνωσης (Sedov-Taylor phase)**

Με την πάροδο του χρόνου και όταν η μάζα του υλικού που έχει σαρωθεί αρχίζει πλέον να γίνεται μεγαλύτερη από τη μάζα του αρχικού εκτινασσόμενου υλικού, η επέκταση του κύματος επιβραδύνεται και το Υ/Υ εισέρχεται στη δεύτερη φάση του, την αδιαβατική εκτόνωση. Η επιβράδυνση αυτή συμβαίνει γιατί πίσω από το μέτωπο του σοκ που κινείται προς τα έξω (μέσα στο συμπιεσμένο μεσοαστρικό μέσο), συσσωρεύεται όλο και περισσότερη μάζα που ενώ αρχικά έχει παρόμοια πίεση και ταχύτητα με το εκτινασσόμενο υλικό, η πυκνότητά του αρχίζει και γίνεται μεγαλύτερη. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα η μάζα που έχει σαρωθεί να αρχίσει να διαχωρίζεται από το εκτινασσόμενο υλικό, δημιουργώντας μια *ασυνέχεια επαφής (contact discontinuity)* και ένα δεύτερο κύμα σοκ το οποίο διαδίδεται προς την αντίθετη κατεύθυνση (προς τα πίσω, μέσα στο εκτινασσόμενο υλικό) που ονομάζεται *ανάστροφο κύμα σοκ (reverse shock)*. Αυτό θερμαίνει περισσότερο τα δύο υλικά, μετατρέποντας την αρχική κινητική ενέργεια σε θερμική, με

αποτέλεσμα να έχει μικρότερη ταχύτητα από το μεταπικό κύμα σοκ.

Η ακτινοβολούμενη ενέργεια ανά μονάδα χρόνου  $(dE/dt)_{rad}$  σε αυτή τη φάση είναι αμελητέα σε σχέση με την αρχική ενέργεια  $E_0$  που εκλύεται από τον υπερκαινοφανή, για αυτό και η φάση λέγεται αδιαβατική. Ο ρυθμός της επέκτασης καθορίζεται μόνο από την αρχική ενέργεια  $E_0$  που εναποτίθεται από την έκρηξη και από την αρχική πυκνότητα  $\rho_0$  της μεσοαστρικής ύλης. Η περιγραφή της αδιαβατικής φάσης της εξέλιξης των Υ/Υ γίνεται με την εφαρμογή της λύσης αυτο-ομοιότητας (self-similar solution) του Sedov (Sedov 1957, Taylor 1950) όπου περιγράφει την εξέλιξη ενός υπολείμματος στην αδιαβατική του φάση με δύο κριτήρια: 1) η μάζα που έχει σαρωθεί να είναι αρκετά μεγαλύτερη από τη μάζα της αρχικής εκτινασσόμενης ύλης και 2) η ακτινοβολούμενη ενέργεια να είναι αμελητέα σε σχέση με την αρχική ενέργεια  $E_0$ . Αυτή η φάση λοιπόν περιγράφεται από τις παρακάτω εξισώσεις (Shklovskii 1962, Shklovskii 1976a):

$$M_{shock} = \frac{3}{4}\pi\rho_0 R_{shock}^3 \gg M_0 \quad (2.17)$$

$$E_0 \gg \int \left(\frac{dE}{dt}\right)_{rad} dt \quad (2.18)$$

$$R_{shock} = 0.34 \left(\frac{E_{51}}{\mu\rho_0}\right)^{\frac{1}{5}} t_{(yr)}^{\frac{2}{5}} \text{ (pc)} \quad (2.19)$$

$$T_{shock} = 1.5 \times 10^{10} \left(\frac{E_{51}}{\rho_0}\right) R_{(pc)}^{-3} \text{ (K)} \quad (2.20)$$

$$v_{shock} = \frac{0.4 R_{shock}}{t} \quad (2.21)$$

όπου  $R_{shock}$  και  $T_{shock}$  η ακτίνα και η θερμοκρασία του κύματος αντίστοιχα,  $E_{51}=E_0 \times 10^{-51}$  (erg) και  $\rho_0$  σε  $\text{cm}^{-3}$ . Αριθμητικές μετρήσεις από τη δουλειά του Chevalier (1974) δείχνουν ότι στην αδιαβατική φάση, περίπου το 70% της αρχικής ενέργειας της εκτινασσόμενης ύλης μετατρέπεται σε θερμική ενέργεια της ύλης που σαρώνεται από το κύμα σοκ. Σε αυτή τη φάση η ταχύτητα του κύματος σοκ είναι γύρω στα  $10^3 \text{ km sec}^{-1}$  ενώ η φάση αυτή διαρκεί γύρω στα  $10^4$  χρόνια.

#### Αστάθεια Rayleigh-Taylor (R-T)

Ακόμη και στα υπολείμματα υπερκαινοφανών που προκύπτουν από συμμετρικές εκρήξεις, δημιουργούνται διαταραχές και αστάθειες στην περιοχή που εφάπτεται το εκτινασσόμενο υλικό και

το υλικό που σαρώνεται, γνωστές ως αστάθειες Rayleigh-Taylor (R-T). Οι αστάθειες αυτές οφείλονται στις διαφορετικές πυκνότητες των υλικών τα οποία εφάπτονται και το υλικό μικρότερης πυκνότητας σπρώχνει αυτό της μεγαλύτερης πυκνότητας. Η 'πάλη' των δύο υλικών να σταθεροποιήσουν τη βαρύτητα και την επιφανειακή τους τάση οδηγεί στο 'σπάσιμο' του βαρύτερου υλικού σε συσσωματώματα (όπως π.χ. μια μεγάλη σταγόνα νερού σπάει σε σταγονίδια όταν πέφτει στον αέρα). Σε ένα Υ/Υ, το εκτινασσόμενο υλικό πιέζεται από το μεσοαστρικό υλικό που σαρώνεται μέσω της ασυνέχειας επαφής. Η αστάθεια Rayleigh-Taylor προκαλεί το σχηματισμό συσσωμάτων με τη μορφή δακτύλων (fingers) που προεξέχουν μπροστά από την αρχικά σφαιρική ασυνέχεια επαφής. Αυτοί οι σχηματισμοί είναι οι ίδιοι ασταθείς και οι αναταράξεις που δημιουργούν αναμιγνύουν το εκτινασσόμενο υλικό με το μεσοαστρικό αέριο που σαρώνεται από το κύμα σοκ. Σε μια αδιαβατική εκτόνωση, η αναταραχή αυτή αναμένεται να επεκταθεί μέχρι και στα μισά του δρόμου προς το μετωπικό σοκ. Το φαινόμενο αυτό φαίνεται χαρακτηριστικά τόσο στο Υ/Υ Tycho όσο και στο νεφέλωμα του Καρκίνου (Crab Nebula).

- **Φάση ψύξης με ακτινοβολία (Snowplow)**

Το κύμα σοκ συνεχίζει να σαρώνει το ψυχρό μεσοαστρικό υλικό με αποτέλεσμα να αυξάνει δραματικά τη μάζα του, να ψύχεται (μια και αυξάνεται η πυκνότητά του) και να μειώνεται η ταχύτητά του που σε αυτή τη φάση έχει φτάσει τα  $<200 \text{ km sec}^{-1}$ . Η θερμοκρασία του υλικού πίσω από το κύμα σοκ πέφτει στα  $10^5 \text{ K}$  με αποτέλεσμα οι ενέργειες του νέφους των ελεύθερων ηλεκτρονίων να είναι ικανές να τα ανασυνδέσουν με ιόντα άνθρακα και οξυγόνου που βρίσκονται στην περιοχή (η έκρηξη του υπερκαινοφανούς εμπλούτισε το μεσοαστρικό χώρο με βαρύτερα στοιχεία) και να αρχίσει εκπομπή ακτινοβολίας, κυρίως στο υπεριώδες μέρος του φάσματος, ψύχοντας ακόμα περισσότερο το υλικό. Σε αυτή τη φάση λοιπόν, η ενέργεια που ακτινοβολείται δεν είναι αμελητέα σε σχέση με την ενέργεια από την έκρηξη, γι' αυτό και ονομάζεται φάση ψύξης με ακτινοβολία.

Η μετάβαση από την αδιαβατική φάση στη φάση της ακτινοβολίας είναι το σημείο όπου γίνεται μια απότομη ανακατανομή της θερμοκρασίας και της πυκνότητας του αερίου ακριβώς πίσω από το μετωπικό κύμα σοκ (με την εισροή ψυχρού μεσοαστρικού υλικού, μεγαλώνει η πυκνότητα του υλικού ακριβώς πίσω από το μετωπικό κύμα σοκ και ψύχεται). Αυτό έχει ως αποτέλεσμα τη μείωση της πίεσης του υλικού ακριβώς πίσω από το μετωπικό κύμα σοκ αλλά και την επιτάχυνση του υλικού που βρίσκεται πιο μακριά προς το εσωτερικό με συνέπεια σχεδόν όλη η

μάζα του υπολείμματος να συμπιέζεται μέσα σε ένα κέλυφος (ακριβώς πίσω από το μετωπικό σοκ). Η κοιλότητα που οριοθετείται από το λεπτό, κρύο κέλυφος περιέχει ζεστό, αέριο χαμηλής πυκνότητας, που συνεχίζει να επεκτείνεται αδιαβατικά. Όλη αυτή η διαδικασία της δημιουργίας του ψυχρού και πυκνού κελύφους περιγράφεται επεξηγηματικά από τον Cox (1972). Η φάση της ψύξης με ακτινοβολία συνήθως απαρτίζεται από δύο μέρη:

1) **Από την ψύξη του νεοσυσταθέντος λεπτού και πυκνού κελύφους:** Η εσωτερική πίεση (του ζεστού αερίου που συνεχίζει να επεκτείνεται αδιαβατικά) ωθεί το λεπτό, πυκνό κέλυφος στο μεσοαστρικό υλικό, όπως ένα εκχιονιστικό, (*pressure-driven snowplow*) κάνοντάς το να ψύχεται μέσω εκπομπής ακτινοβολίας.

Ο νόμοι της κίνησης που διέπουν το κέλυφος σε αυτό το στάδιο στηρίζονται στις συνθήκες αδιαβατικής εκτόνωσης που συμβαίνουν στο εσωτερικό θερμό αέριο:

$$\frac{dE_{thermal}}{dt} = -4\pi R_{shock}^2 P \frac{dR}{dt}$$

$$\frac{4}{3}\pi R_{shock}^3 P = (\gamma - 1)E_{thermal}$$

όπου P η πίεση του θερμού αερίου, και  $\gamma$  ο λόγος των ειδικών θερμοτήτων ( $\gamma = C_p/C_v$ ). Επίσης, οι παρακάτω σχέσεις για τη μάζα και την ορμή του κελύφους προκύπτουν από τη συνθήκη ότι θεωρούμε ότι σε αυτή τη φάση το πάχος του κελύφους είναι μικρό σε σχέση με την ακτίνα του και τη μάζα του θερμού αερίου πολύ μικρότερη από αυτή του κελύφους.

$$M = \frac{3}{4}\pi R^3 \rho_0$$

$$\frac{d(Mv_{shock})}{dt} = 4\pi R_{shock} P$$

$$\frac{dR}{dt} = v_{shock}$$

Οι McKee & Ostriker (1977) χρησιμοποιώντας τα δύο παραπάνω συστήματα εξισώσεων εξήγαγαν τη σχέση που δίνει την ακτίνα του κύματος:

$$R_{shock} = 38 \left( \epsilon \frac{E_0}{10^{51} \text{ erg}} \right)^{\frac{5}{21}} n_0^{-\frac{5}{21}} \left( \frac{t}{10^5 \text{ yr}} \right)^{\frac{2}{7}} \text{ (pc)}$$

με  $\epsilon = E_{thermal}/E_0 = 0.2 - 0.35$ . Όμως, η παραπάνω λύση ( $R = \text{σταθ} \times t^{2/7}$ ) φαίνεται να μην δίνει μια σωστή περιγραφή της επέκτασης του κύματος κατά την φάση της ακτινοβολίας του. Οι Cioffi & McKee (1988) το αποδίδουν στο ότι η συγκεκριμένη λύση 'κρατά' τη 'μνήμη' της προηγούμενης Sedon φάσης, αποτυπώνοντας μεγαλύτερη πίεση από ότι στην πραγματικότητα στο εσωτερικό του θερμού αερίου πίσω από το κέλυφος. Αριθμητικά μοντέλα έδειξαν ότι η σχέση μεταξύ ακτίνας και χρόνου για αυτή τη φάση είναι της μορφής (π.χ. Chevalier 1974, Cioffi & McKee 1988):

$$R_{shock} \propto t^{\frac{3}{10}} \quad (2.22)$$

2) Από την ψύξη του εσωτερικού, θερμού υλικού πίσω από το κέλυφος: Όταν η ψύξη λόγω ακτινοβολίας ξεπερνά τα όρια του κελύφους και αρχίζει να γίνεται αποτελεσματική στο εσωτερικό θερμό αέριο, η πίεση του τελευταίου μειώνεται αρκετά και γίνεται συγκρίσιμη με την πίεση του μεσοαστρικού υλικού. Σε αυτή τη φάση η ορμή του συστήματος θερμού αερίου-μεσοαστρικού υλικού διατηρείται και το χρουστικό κύμα συνεχίζει να σαρώνει το μεσοαστρικό αέριο με παρόμοιες ταχύτητες με αυτές του υλικού μπροστά από το μετωπικό κύμα σοκ (*momentum-conserving snowplow*). Αριθμητικά μοντέλα έδειξαν (π.χ. Chevalier 1974) ότι, ακόμα και όταν ακτινοβολεί, το αέριο στην κεντρική περιοχή είναι τόσο αραιό που ο χρόνος ψύξης του είναι πολύ μεγαλύτερος από την ηλικία του υπολείμματος.

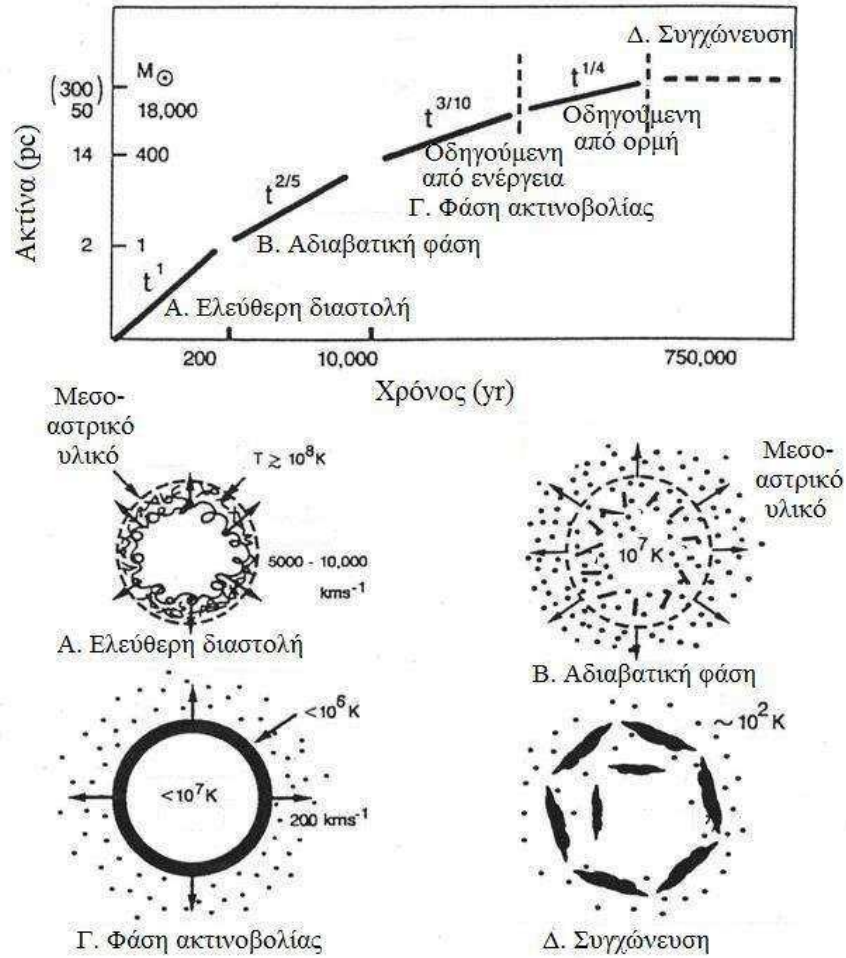
Αν λοιπόν θεωρήσουμε ότι σε αυτή τη φάση ισχύει  $M_{shock} v_{shock} = \text{σταθ.}$  και  $M_{shock} \propto R^3$  βρίσκουμε τη λύση του Oort (1951):

$$R_{shock} \propto t^{\frac{1}{4}} \quad (2.23)$$

Αυτή είναι συνήθως και η πρώτη φορά που το υπόλειμμα αρχίζει να εκπέμπει στο ορατό μέρος του φάσματος. Ο χρόνος διάρκειας αυτής της φάσης είναι περίπου  $10^5$  χρόνια.



## Εξέλιξη Υπολείμματος Υπερκαινοφανούς



Σχήμα 2.6 Πάνω σχήμα: Διάγραμμα ακτίνας Υ/Υ συναρτήσει της ηλικίας του στις διάφορες φάσεις της εξέλιξής του (Αλικάκος 2010). Κάτω σχήμα: Σχηματική αναπαράσταση των φάσεων εξέλιξης ενός Υ/Υ.

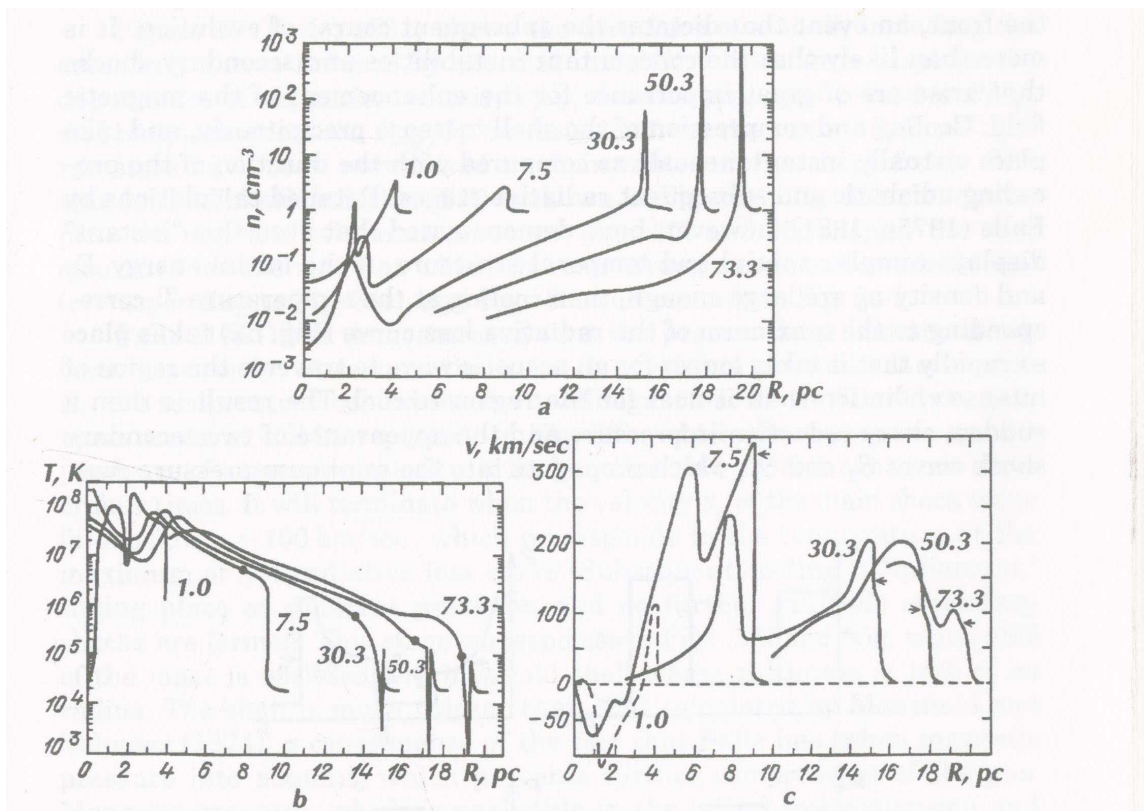
- **Φάση εξασθένισης (Dissipation)**

Μετά το πέρας της προηγούμενης φάσης, σχεδόν όλη η εσωτερική ενέργεια του υπολείμματος έχει εκπεμφθεί με τη μορφή ακτινοβολίας. Το υπόλειμμα συνεχίζει να εξαπλώνεται μέχρις ότου η ταχύτητά του γίνει συγκρίσιμη με την ταχύτητα του περιβάλλοντος μεσοαστρικού υλικού ( $\sim 10 \text{ km sec}^{-1}$ ) και μέχρι να γίνει τόσο αμυδρό ώστε να μην διαχωρίζεται από το περιβάλλον μέσο. Η συγχώνευση με την μεσοαστρική ύλη είναι και η τελευταία φάση στη ζωή και την εξέλιξή του.

Υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός αριθμητικών αναλύσεων στη βιβλιογραφία που πραγματεύεται την αλληλεπίδραση ενός υπερκαινοφανούς με το μεσοαστρικό υλικό, καλύπτοντας ένα ευρύ φάσμα αρχικών συνθηκών (π.χ. Chevalier 1974, Mansfield & Salpeter 1974, Cioffi & McKee 1988) και αποκαλύπτοντας ενδιαφέροντα χαρακτηριστικά που δεν μπορούν να μελετηθούν με τις λύσεις αυτο-ομοιότητας.

Στο Σχήμα 2.7 παρατίθεται η συμπεριφορά της πυκνότητας, θερμοκρασίας και ταχύτητας του αερίου σαν συνάρτηση της απόστασης από το κέντρο της έκρηξης του υπερκαινοφανούς και για διαφορετικές εποχές στη ζωή του υπολείμματος (Mansfield & Salpeter 1974). Οι υπολογισμοί έγιναν για το καθιερωμένο μοντέλο ( $M=1M_{\odot}$ ,  $E_0=3 \times 10^{50} \text{ erg}$ ,  $\rho_0=1 \text{ cm}^{-3}$ ) χωρίς παρουσία μαγνητικού πεδίου και ότι η ψύξη (λόγω ακτινοβολίας) είναι αμελητέα για θερμοκρασίες κάτω από  $10^3 \text{ K}$ .

Οι καμπύλες που αντιστοιχούν στα πρώτα στάδια της ζωής του υπολείμματος ( $t=10^3 \text{ yr}$ ,  $M(t)=10M_{\odot}$ ) δείχνουν καθαρά το ανάστροφο κύμα σοκ: ένα ισχυρό εσωτερικό μέγιστο στην πυκνότητα που συμπίπτει με ένα ελάχιστο στη θερμοκρασία και ταχύτητα κατευθυνόμενη προς το κέντρο της έκρηξης. Η έναρξη του ανάστροφου κύματος συνδέεται με ψύξη μέσω ακτινοβολίας και 'κατάρρευση' της ύλης που αποβάλλεται κατά την έκρηξη. Πηγαίνοντας σε ηλικία  $3 \times 10^4 \text{ yr}$  και όπως φαίνεται και στο Σχήμα 2.7, έχει δημιουργηθεί ένα πυκνό και ψυχρό κέλυφος που περιλαμβάνει σχεδόν το 30% της ολικής μάζας του υπολείμματος. Όταν η ηλικία του υπολείμματος φτάνει στα  $7 \times 10^4 \text{ yr}$ , η μάζα του είναι περίπου  $10^3 M_{\odot}$ , το πάχος του περίπου  $10^{-4}$  της ακτίνας του, ενώ το 60-70% της αρχικής ενέργειας  $E_0$  του υπολείμματος έχει ακτινοβοληθεί. Το κέλυφος έχει συμπιεστεί μεταξύ δύο στρωμάτων: του εσωτερικού στρώματος που είναι αυτό που περιέχει το θερμό αέριο και του εξωτερικού στρώματος που αποτελείται από το σαρωμένο μεσοαστρικό αέριο που θερμαίνεται από το κύμα σοκ. Το στρώμα με το ψυχρό αέριο, στην αρχή της δημιουργίας του και σε ηλικία  $t=3 \times 10^3 \text{ yr}$ , δίνει περισσότερο από το 70% της ολικής ενέργειας που ακτινοβολείται, ενώ το ποσοστό αυτό ανέρχεται στο 80% στα μεταγενέστερα



Σχήμα 2.7 Συμπεριφορά πυκνότητας, θερμοκρασίας και ταχύτητας κατά την έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς συναρτήσει της απόστασης από το κέντρο του, σε διάφορες χρονικές φάσεις (Mansfield & Salpeter 1974). Οι ηλικίες που φαίνονται στα διαγράμματα είναι σε μονάδες  $10^3$  yr.

στάδια της ζωής του, δηλαδή για  $t=(7-8)\times 10^3$  yr (Mansfield & Salpeter 1974).

### 2.3.2 Κατηγορίες υπολειμμάτων υπερκαινοφανών

Λαμβάνοντας υπόψη το γεγονός ότι οι υπερκαινοφανείς ταξινομούνται σε αυτούς που προέρχονται από πυρηνική κατάρρευση (Τύπου II και Ib,c) και σε αυτούς που προέρχονται από θερμοπυρηνικές αντιδράσεις (Τύπου Ia), κάποιος θα περίμενε και τα υπολείμματά τους να κατηγοριοποιούνται αναλόγως (core-collapse και Τύπου Ia). Παρόλα αυτά, η καταγωγή των υπολειμμάτων είναι δύσκολο να καθοριστεί (αν και πλέον υπάρχουν διάφοροι τρόποι για αυτό, δες §2.3.3).

Παραδοσιακά, τα υπολείμματα υπερκαινοφανών ταξινομούνται με βάση τη μορφολογία τους σε:

- **Κελυφοειδή (Shell-like)**

Καθώς το κύμα σοκ, μετά την έκρηξη του υπερκαινοφανούς, οργώνει το μεσοαστρικό χώρο, θερμαίνει και ανακατεύει το μεσοαστρικό υλικό που συναντά, δημιουργώντας ένα κέλυφος από θερμό υλικό. Η κελυφοειδής δομή που παρατηρείται οφείλεται στη γωνία οράσεως, μια και βλέπουμε περισσότερο θερμό αέριο στις άκρες του υπολείμματος παρά στο κέντρο του (limb brightening). Μερικά χαρακτηριστικά παραδείγματα κελυφοειδών υπολειμμάτων υπερκαινοφανών είναι τα Cas A, Tycho, Cygnus loop.

- **Συμπαγή (Plerions-Pulsar Wind Nebulae ή Crab-like)**

Τα υπολείμματα αυτής της μορφής δεν συναντώνται κοντά σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου, γεγονός που υποδηλώνει ότι προέρχονται από αστέρες μικρότερης μάζας ( $8M_{\odot} < M < 18M_{\odot}$ ) οι οποίοι διατηρούν περισσότερο τα εξωτερικά κελύφη. Το γεγονός αυτό παραπέμπει σε πρόγονους υπερκαινοφανείς Τύπου II (van den Bergh 1988).

Τα υπολείμματα αυτά περιέχουν έναν περιστρεφόμενο αστέρα νετρονίων στο κέντρο τους (pulsar) και η μορφολογία τους είναι λαμπρή στο κέντρο, χωρίς παρατηρούμενο κέλυφος στο εξωτερικό. Επειδή φαίνονται συμπαγή ονομάζονται plerions (από την ελληνική λέξη πλήρης). Η εκπομπή ακτινοβολίας (τόσο στο ραδιοφωνικό όσο στο οπτικό και στις ακτίνες-X) προέρχεται από το λεγόμενο pulsar wind και όχι από το κύμα σοκ που προκαλείται από την έκρηξη του υπερκαινοφανή: Το pulsar δημιουργεί έναν άνεμο από σχετικιστικά σωματίδια (ηλεκτρόνια και ποζιτρόνια) τα οποία καταλήγουν στο κύμα σοκ αλλά επιταχύνονται λόγω του έντονου μαγνητικού πεδίου του αστέρα νετρονίων ( $B=10^{11}-10^{13}$  G όπου το μέσο μεσοαστρικό πεδίο έχει  $B=5 \times 10^{-3}$  G). Τα σχετικιστικά ηλεκτρόνια εκπέμπουν έντονη ακτινοβολία σε όλο το εύρος του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος (από το ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος μέχρι τις μαλακές ακτίνες - γ με ακτινοβολία σύγχροτρον και από μαλακές ακτίνες - γ μέχρι ενέργειες της τάξης των TeV με το μηχανισμό του ανάστροφου φαινομένου Compton, δες Gaensler & Slane 2006). Ένα τέτοιο νεφέλωμα ονομάζεται **pulsar wind nebula (PWN)**. (Το όνομα PWN είναι πιο κατατοπιστικό και προτιμότερο από το όνομα plerion, μια και παραπέμπει στον ακριβή μηχανισμό και προέλευση εκπομπής ακτινοβολίας στα συγκεκριμένα αντικείμενα). Χαρακτηριστικό παράδειγμα αυτής της κατηγορίας είναι το νεφέλωμα του Καρκίνου (Crab nebula).

- **Σύνθετα (Composite)**

Αυτά τα υπολείμματα είναι ένας συνδυασμός στην μορφολογία κελυφοειδών και συμπαγών υπολειμμάτων. Ανάλογα με το μήκος κύματος που παρατηρούνται χωρίζονται στις παρακάτω υποκατηγορίες:

- **Συμπαγή-σύνθετα (Plerionic-composite)**

Ενεργητικά pulsars με ηλικίες κάτω των 20,000 ετών αναμένεται να έχουν ένα έντονο νέφος σχετικιστικών σωματιδίων (Pulsar Wind - PW) ενώ ακόμα περιβάλλονται από το κέλυφος του υπολείμματος. Σε παρατηρήσεις στις ακτίνες-X και στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος η μορφολογία αυτών των Υ/Υ είναι συμπαγής με την εντονότερη εκπομπή να προέρχεται από το κέντρο. Η εκπομπή ακτινοβολίας (ραδιοφωνικό, οπτικό, ακτίνες-X) από το κέντρο είναι μη-θερμική (μηχανισμός σύγχροτρον) και προέρχεται από το pulsar wind ενώ το κέλυφος δίνει θερμική ακτινοβολία τόσο στο οπτικό όσο και στις ακτίνες-X. Χαρακτηριστικό υπόλειμμα αυτής της κατηγορίας είναι το Kes 75.

- **Θερμικά-σύνθετα (Thermal-composite ή mixed-morphology)**

Εμφανίζουν μια κελυφοειδή μορφολογία στη ραδιοφωνική τους μη-θερμική εκπομπή αλλά η εκπομπή ακτίνων-X είναι κεντρική και θερμική. Το τελευταίο υποδεικνύει ότι η ακτινοβολία υψηλών ενεργειών δεν προέρχεται από το pulsar wind αλλά από θερμό πλάσμα στο κέντρο (White & Long 1991, Rho & Petre 1998). Γενικά, αυτά τα υπολείμματα είναι σχετικά γηραιά (>20,000 χρόνια) και συνδέονται με τα πυκνότερα μέρη του μεσοαστρικού υλικού (Cox et al. 1999). Χαρακτηριστικά υπολείμματα αυτής της κατηγορίας είναι τα Kes 79 και W 44.

- **Central Compact Objects (CCOs) ή radio-quiet:**

Αυτά είναι σημειακές πηγές ακτίνων-X που έχουν βρεθεί μέσα σε διάφορα υπολείμματα υπερκαινοφανών (Cas A, Pyp A). Δεν έχουν παρατηρηθεί PWN σε αυτά τα αντικείμενα για αυτό και δεν αναμένεται η ύπαρξη ενεργητικών pulsars στο κέντρο τους. Διάφορες έρευνες αυτών των αντικειμένων στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος έχουν δείξει ότι δεν εκπέμπουν στα συγκεκριμένα μήκη κύματος για αυτό και πολλές φορές αναφέρονται και ως “radio-quiet”. Η φύση αυτών των αντικειμένων δεν είναι ακόμα σαφώς κατανοητή.

Τα Υ/Υ μπορούν να κατηγοριοποιηθούν και βάσει των οπτικών φασματικών ιδιοτήτων τους:

- **Κυριαρχούμενα από γραμμές Balmer (Balmer-dominated)**

Προσδιορίζονται βάσει των έντονων γραμμών Balmer του υδρογόνου και των ασθενών (ή ανύπαρκτων) απαγορευμένων γραμμών [O III], [S II] και [N II] στο οπτικό μέρος του φάσματος. Η έντονη ακτινοβολία των γραμμών Balmer του υδρογόνου προέρχεται από το ουδέτερο υδρογόνο του περιβάλλοντος μεσοαστρικού αερίου που σαρώνεται και ιονίζεται από το κρουστικό κύμα του υπερκαινοφανούς (Chevalier & Raymond 1978). Επομένως, η ύπαρξη αυτής της κατηγορίας είναι πιθανή όταν υπάρχει στο περιβάλλον μεγαλύτερης πυκνότητας ουδέτερο υδρογόνο. Προτεινόμενοι πρόγονοι υπερκαινοφανείς για τα υπολείμματα αυτής της κατηγορίας είναι αυτά Τύπου Ia. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II (core-collapse) δημιουργούν μεγάλες περιοχές ιονισμένου υδρογόνου (Chevalier 2005) ενώ αντιθέτως, οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia δεν παράγουν τόση ενέργεια για να ιονίσουν μεγάλη περιβάλλουσα περιοχή, αφήνοντας το μεγαλύτερο μέρος του υδρογόνου να παραμείνει ουδέτερο. Χαρακτηριστικά παραδείγματα αυτής της κατηγορίας είναι τα Tycho, Kepler και Lupus 1006 .

- **Πλούσια σε οξυγόνο (Oxygen-Rich)**

Προσδιορίζονται βάσει των έντονων γραμμών απαγορευμένου οξυγόνου (κυρίως [O III]) στο οπτικό μέρος του φάσματος αλλά και στις ακτίνες-X. Βρίσκονται συνήθως κοντά σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου (H II regions). Τα παραπάνω υποδηλώνουν ότι αυτή η κατηγορία υπολειμμάτων υπερκαινοφανών προέρχεται από την πυρηνική κατάρρευση αστέρων μεγάλης μάζας (core-collapse supernova remnants). Η εύρεση του πρόγονου υπερκαινοφανούς (αν είναι Τύπου Ib ή II) για τα συγκεκριμένα υπολείμματα στηρίζεται στην αφθονία του οξυγόνου που παρουσιάζουν αλλά και στο ότι δεν έχει παρατηρηθεί να περιέχουν υδρογόνο μεγάλης ταχύτητας (van den Bergh 1988). Τα αστέρια μάζας  $M > 18 M_{\odot}$ , συνήθως μέσω ισχυρών αστρικών ανέμων, χάνουν τα εξωτερικά κελύφη του υδρογόνου λίγο πριν εκραγούν (π.χ. Woosley & Weaver 1986, van den Bergh 1988, Weiler & Sramek 1988). Γι αυτό και τα υπολείμματά τους παρουσιάζουν έλλειψη γραμμών υδρογόνου (ή γραμμές μικρής ταχύτητας) και αφθονία σε οξυγόνο που προέρχεται από το αστρικό εσωτερικό. Επομένως, με βάση τα παραπάνω, καταλληλότεροι για πρόγονοι υπερκαινοφανών αυτών των υπολειμμάτων είναι οι Τύπου Ib. Χαρακτηριστικά παραδείγματα αυτής της κατηγορίας είναι το Cas-A, το Puppis A και το J1228+441 στον NGC 4449.

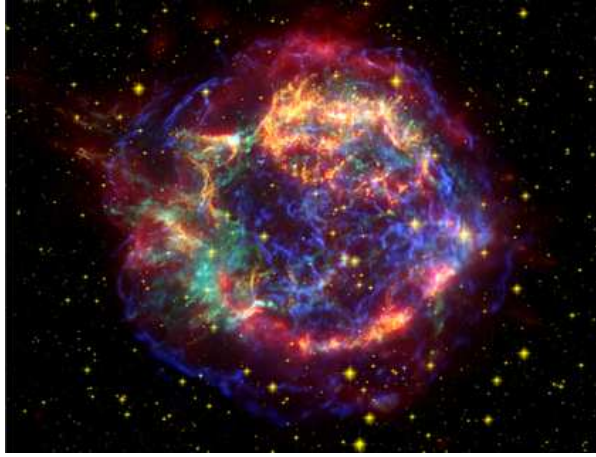
Πίνακας 2.1 Χαρακτηριστικά διαφόρων τύπων υπολειμμάτων υπερκαινοφανών

	Balmer dominated	Oxygen-rich	Plerionic-Composite	Thermal Composite
Ραδιοφωνικό				
Ακτινοβολία	Μη-θερμική	Μη-θερμική	Μη-θερμική	Μη-θερμική
Μορφολογία	Πλήρης ή μερική μορφή κελύφους	Πλήρης ή μερική μορφή κελύφους	Συμπαγές εκτεταμένο κέντρο, πιθανό κέλυφος	Πιθανό κέλυφος
Φασματικός δείκτης	$\alpha \leq -0.3$	$\alpha \leq -0.3$	$\alpha \leq -0.3$ (plerion) $\alpha \geq -0.3$ (shell)	$\alpha \leq -0.3$
Οπτικό				
Ακτινοβολία	Γραμμές εκπομπής, (έντονες Balmer, αμυδρές [O III], [S II])	Έντονες γραμμές στο [O III] (μεγάλη ταχύτητα διαστολής)	Γραμμές εκπομπής συν μη-θερμικό συνεχές από το plerion	Μη-θερμική
Μορφολογία	Πλήρης ή μερική μορφή κελύφους	Πλήρης ή μερική μορφή κελύφους	Νηματοειδής μορφή	Νηματοειδής μορφή, άμορφη ;
Ακτίνες - X				
Ακτινοβολία	Θερμική	Θερμική	Μη-θερμική (plerion) θερμική (shell)	Θερμική
Μορφολογία	Συμπαγής ή κελυφοειδής	Συμπαγής ή κελυφοειδής	Συμπαγές κέντρο, πιθανό κέλυφος	Συμπαγές κέντρο

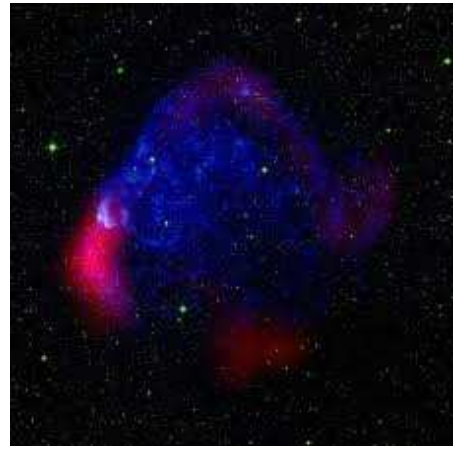
Επισημαίνουμε ότι η ταξινόμηση των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών μπορεί να γίνει και συνδυαστικά, χωρίς να αλληλοαναιρούνται οι ταξινομήσεις λόγω μορφολογίας ή λόγω φασματικών χαρακτηριστικών. Για παράδειγμα, τα πλούσια σε οξυγόνο υπολείμματα υπερκαινοφανών G292.0+1.8 (γαλαξιακό) και B0540-69.3 (στο Μεγάλο νέφος του Μαγγελάνου) έχουν και PWN, γεγονός που μπορεί να τα κατατάξει και ως πλούσια σε οξυγόνο αλλά και ως σύνθετα. Χαρακτηριστικά υπολείμματα υπερκαινοφανών, διαφόρων τύπων, παρατίθενται στο Σχήμα 2.7. Συγκεντρωτικά χαρακτηριστικά (μορφολογία, μηχανισμός ακτινοβολίας σε διάφορα μήκη κύματος) διαφόρων κατηγοριών υπολειμμάτων υπερκαινοφανών παρουσιάζονται στον Πίνακα 2.1 (Weiler 1988).

### 2.3.3 Υπολείμματα υπερκαινοφανών και τύποι υπερκαινοφανών

Ο τύπος του πρόγονου υπερκαινοφανή από τον οποίο προέρχεται το κάθε υπόλειμμα υπερκαινοφανούς είναι ιδιαίτερης σημασίας καθώς η γνώση αυτή μπορεί να δώσει πληροφορίες για στατιστικές αναλύσεις όσον αφορά τους πληθυσμούς των αστέρων στους γαλαξίες και κατ'επέκταση το ρυθμό αστρογένεσης. Η μελέτη της μορφολογίας, του περιβάλλοντος και της εκπομπής σε διάφορα μήκη κύματος των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών μπορούν να χρησιμοποιηθούν για αυτό το σκοπό.



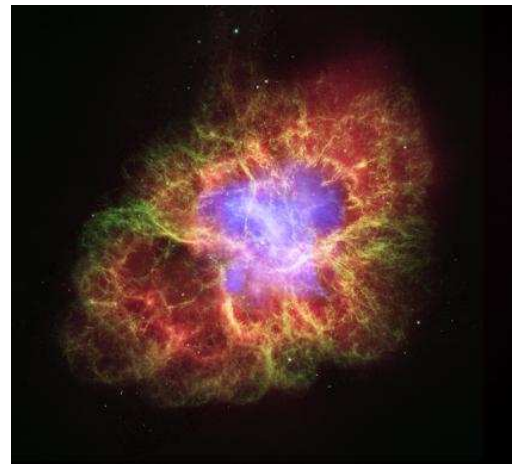
(α')



(β')



(γ')



(δ')

Σχήμα 2.8 α) Σύνθετη εικόνα ‘ψευδοχρώματος’ του κελυφοειδούς και πλούσιου σε οξυγόνο Cas-A: Το κόκκινο χρώμα δείχνει την υπέρυθη ακτινοβολία από δεδομένα του Spitzer, το κίτρινο χρώμα δείχνει την οπτική ακτινοβολία από δεδομένα του Hubble και το πράσινο-μπλε χρώμα δείχνει την ακτινοβολία στις ακτίνες-X από δεδομένα του Chandra (X-ray: NASA/CXC/SAO, Optical: NASA/STScI, Infrared: NASA/JPL-Caltech/Steward/O.Krause), β) Σύνθετη εικόνα του πλούσιου σε οξυγόνο Puppis-A: ραδιοφωνική ακτινοβολία (κόκκινο), ορατή ακτινοβολία (πράσινο) και ακτίνες-X (μπλε)(skyview.gsfc.nasa.gov), γ) Το υπόλειμμα υπερκαινοφανούς Tycho, τύπου Balmer-dominated : Χαμηλής ενέργειας ακτίνες-X (κόκκινο) δείχνουν το εκτινασσόμενο υλικό από την έκρηξη ενώ υψηλής ενέργειας ακτίνες-X (μπλε) δείχνουν το χρουστικό κύμα της έκρηξης, ένα κέλυφος με εξαιρετικά ενεργητικά ηλεκτρόνια (X-ray: NASA/CXC/Rutgers/K.Eriksen et al., Optical: DSS) και δ) Σύνθετη εικόνα του νεφελώματος του Καρκίνου (Crab nebula): με γαλάζιο χρώμα φαίνονται οι ακτίνες-X από δεδομένα του Chandra, με πράσινο και σκούρο μπλε οπτικά δεδομένα από το Hubble και με κόκκινο η υπέρυθη ακτινοβολία από το Spitzer (X-ray: NASA/CXC/ASU/J.Hester et al., Optical: NASA/ESA/ASU/J.Hester & A.Loll, Infrared: NASA/JPL-Caltech/Univ. Minn./R.Gehrz)



Η πιο εύκολη περίπτωση για την παραπάνω αναγνώριση είναι όταν διαθέσιμα οπτικά φάσματα αποκαλύπτουν υπολείμματα υπερκαινοφανών τύπου Balmer-dominated ή πλούσια σε οξυγόνο. Τότε ξέρουμε εξ αρχής, όπως έχει ήδη αναφερθεί στην §2.3.2, ότι προέρχονται από υπερκαινοφανείς Τύπου Ia ή Τύπου Ib αντίστοιχα. Ή όταν η παρουσία ενός pulsar είναι ήδη γνωστή, αυτό δηλώνει εκ των προτέρων ότι οι πρόγονοι υπερκαινοφανείς προέρχονται από την κατάρρευση του πυρήνα αστέρων μεγάλης μάζας.

Τις περισσότερες φορές όμως η αναγνώριση του πρόγονου υπερκαινοφανούς δεν είναι τόσο άμεση. Όπως αναφέρεται στους Franchetti et al. (2012), στηριζόμενοι σε υπολείμματα υπερκαινοφανών στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου (LMC) που προέρχονται από υπερκαινοφανείς Τύπου Ia, υπάρχουν τρία βασικά κριτήρια για έναν ασφαλή διαχωρισμό:

1) η παρουσία αστέρων τύπου OB ή ανοιχτού σμήνους αστέρων μέσα ή γύρω από τα παρατηρούμενα υπολείμματα υπερκαινοφανών υποδηλώνουν πρόγονους υπερκαινοφανείς Τύπου II (π.χ. Westerlund 1969, Franchetti et al. 2012),

2) η σφαιρική, ομοιόμορφη μορφολογία των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών, που μπορεί να εξακριβωθεί εκτός από οπτικές εικόνες και μέσω παρατηρήσεων στις ακτίνες-X (Lopez et al. 2009, Lopez et al. 2011), μπορεί να χρησιμοποιηθεί για να βρεθεί εάν το υπόλειμμα προήλθε από υπερκαινοφανή Τύπου Ia ή II. Οι εκρήξεις των υπολειμμάτων πυρηνικής κατάρρευσης παρουσιάζουν μεγάλη απόκλιση από τη σφαιρική συμμετρία, γεγονός που δεν συμβαίνει στα υπολείμματα που προέρχονται από τους υπερκαινοφανείς τύπου Ia (λευκοί νάνοι σε διπλά συστήματα αστέρων). Η ενέργεια στους υπερκαινοφανείς Τύπου Ia προέρχεται από την νουκλεοσύνθεση στον πυρήνα και απαιτεί ένα τακτικό μέτωπο καύσης το οποίο θα διαδοθεί μέσα από τον λευκό νάνο. Αντιθέτως, τα υπολείμματα πυρηνικής κατάρρευσης καθορίζονται από τη βαρυτική ενέργεια του καταρρέοντος πυρήνα, καταλήγοντας σε ανομοιόμορφη και συχνά όχι σφαιρική έκρηξη του πυρήνα,

3) Όταν η ροή ακτινοβολίας ενός υπολείμματος στη γραμμή H $\alpha$  είναι σχετικά χαμηλή, τότε μάλλον προκύπτει από υπερκαινοφανή Τύπου Ia, μια και ο τελευταίος υπάρχει σε μέσο χαμηλής πυκνότητας και κατ' επέκταση δίνει χαμηλή επιφανειακή λαμπρότητα.

Άλλος ένας τρόπος αναγνώρισης του πρόγονου υπερκαινοφανούς είναι βάσει της περιεκτικότητας των μετάλλων τους (abundance) σε διάφορα στοιχεία. Όπως αναφέρθηκε στην §2.2, τα φάσματα των υπερκαινοφανών Τύπου Ia παρουσιάζουν βαρύτερα στοιχεία (π.χ. σίδηρο) σε σχέση με τους υπερκαινοφανείς Τύπου II (που περιέχουν ελαφρύτερα στοιχεία όπως οξυγόνο, μαγνήσιο κλπ). Επομένως και τα φάσματα των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών θα αντικατοπτρί-

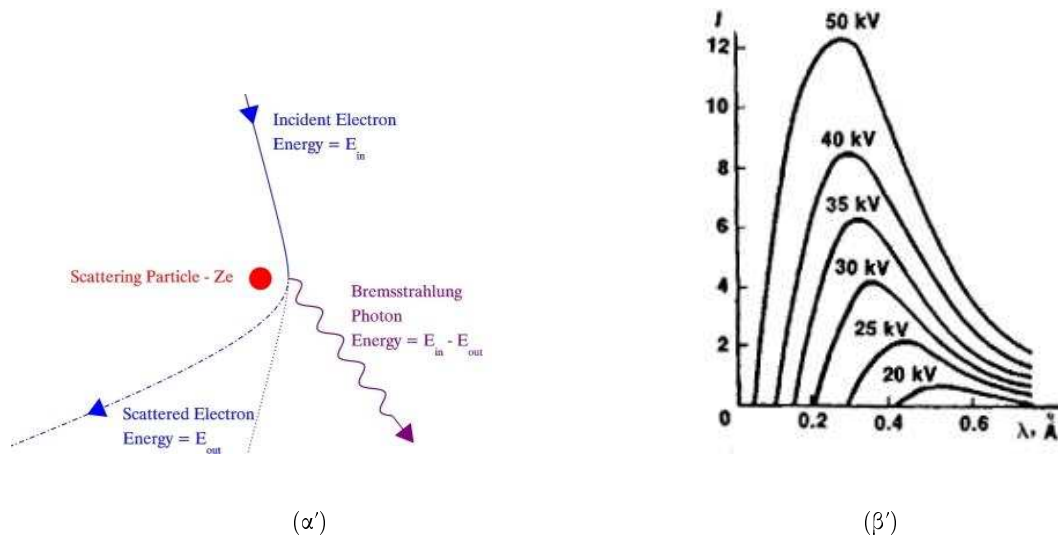
ζουν αυτή τη διαφορά στις περιεκτικότητες των μετάλλων. Για παράδειγμα, η παρουσία γραμμών εκπομπής του σιδήρου (Fe-K, Fe-L) σε φάσματα υπολειμμάτων υπερκαινοφανών στις ακτίνες -X υποδηλώνουν πρόγONO υπερκαινοφανή Τύπου Ia. Βέβαια, όπως αναφέρεται στον Vink (2012), υπάρχουν περιπτώσεις υπολειμμάτων που ενώ προέρχονται από υπερκαινοφανείς Τύπου Ia δεν παρουσιάζουν γραμμές σιδήρου στα φάσματα ακτίνων-X. Αυτό οφείλεται είτε στο ότι το υλικό πίσω από το κύμα σοκ έχει ψυχθεί (σύντομος χρόνος ιονισμού, ionization age :  $n_e t$ ) ή στο γεγονός ότι το ανάστροφο κύμα σοκ δεν έχει προλάβει να ιονίσει αρκετά το υλικό από το οποίο εκπέμπονται οι γραμμές του σιδήρου, χωρίς αυτό να σημαίνει ότι δεν υπάρχουν. Η τελευταία περίπτωση είναι λιγότερο πιθανή σε παρατηρήσεις γηραιότερων υπολειμμάτων.

## 2.4 Μηχανισμοί συνεχούς ακτινοβολίας

Οι μηχανισμοί συνεχούς ακτινοβολίας που συναντώνται στα υπολείμματα υπερκαινοφανών αναφέρονται επιγραμματικά παρακάτω. Για πλάσμα υπάρχουν τρεις βασικοί μηχανισμοί: το θερμικό bremsstrahlung, η εκπομπή συνεχούς - στάθμης και η εκπομπή των δύο φωτονίων ενώ υπάρχει και η ακτινοβολία σύγχροτρον από σχετικιστικά ηλεκτρόνια μέσα σε μαγνητικό πεδίο.

- **Εκπομπή συνεχούς - συνεχούς (free-free emission ή θερμικό bremsstrahlung)**

Θεωρούμε θερμό αέριο χαμηλής πυκνότητας, τέτοιας ώστε το αέριο να μπορεί να χαρακτηριστεί οπτικά λεπτό και διαφανές στην ίδια του την ακτινοβολία. Σε θερμοκρασίες πάνω από  $10^5$  K, τα άτομα ιονίζονται και πλέον το αέριο αποτελείται από ηλεκτρόνια και πρωτόνια. Η θερμική ενέργεια μοιράζεται και μεταφέρεται μεταξύ αυτών των σωματιδίων μέσω κρούσεων. Η θερμική ισορροπία επέρχεται όταν η μέση ενέργεια των σωματιδίων είναι η ίδια και καθορίζεται μόνο από τη θερμοκρασία. Η εκπομπή ακτινοβολίας μέσω αυτού του μηχανισμού προέρχεται από τη μη ελαστική σύγκρουση ενός ελεύθερου ηλεκτρονίου με ένα θετικό ιόν υδρογόνου (πρωτόνιο). Ένα ηλεκτρόνιο κινητικής ενέργειας  $E_{in}$  (Σχήμα 2.9α) εισέρχεται στο πεδίο Coulomb ενός θετικά φορτισμένου ιόντος  $Ze$  ( $Z=1$  για τα πρωτόνια). Το ηλεκτρόνιο, χωρίς να απορροφηθεί από το ιόν, επιβραδύνεται ( $E_{out} < E_{in}$ ) με ταυτόχρονη εκπομπή ενός φωτονίου με ενέργεια  $E = h\nu = E_{in} - E_{out}$ . Το ηλεκτρόνιο εξακολουθεί να παραμένει ελεύθερο και για αυτό η εκπομπή είναι γνωστή σαν 'συνεχής- συνεχής' ή πολλές φορές σαν θερμική εκπομπή Bremsstrahlung ή ακτινοβολία πεδήσεως λόγω της επιβράδυνσης της οποίας υφίσταται το ηλεκτρόνιο από το



Σχήμα 2.9 α) Σχηματική απεικόνιση του μηχανισμού θερμικού bremsstrahlung, β) Φάσμα θερμικού bremsstrahlung για πλάσμα διαφορετικής θερμοκρασίας.

πεδίο Coulomb του ιόντος. Τα ηλεκτρόνια στη θερμική ισορροπία έχουν μια καλά ορισμένη κατανομή ταχυτήτων (κατανομή Maxwell). Η ακτινοβολία από τέτοια ηλεκτρόνια είναι συνεχής, με φάσμα (κατανομή) που να εξαρτάται μόνο από τη θερμοκρασία (Σχήμα 2.9β). Όσο πιο υψηλές είναι οι θερμοκρασίες τόσο πιο γρήγορη είναι η κίνηση των ηλεκτρονίων και επομένως τόσο πιο αυξημένη είναι η ένταση της ακτινοβολίας. Ανάλογα με την θερμοκρασία, εκπέμπεται συνεχής ακτινοβολία στο ανάλογο μήκος κύματος (π.χ. για θερμοκρασίες  $>10^6$  K εκπέμπονται ακτίνες-X ενώ για θερμοκρασίες  $<10^5$  K εκπέμπεται οπτική ακτινοβολία). Σε μεγάλες ενέργειες, το φάσμα του θερμικού bremsstrahlung πέφτει εκθετικά και χαρακτηρίζεται, όπως ήδη αναφέρθηκε, από τη θερμοκρασία  $T$ . Η ένταση  $I$  της ακτινοβολίας, σε δεδομένη ενέργεια  $E$ , δίνεται από τη σχέση:

$$I(E, T) = AG(E, T)Z^2 n_e n_i (kT)^{1/2} e^{-E/kT} \quad (2.24)$$

όπου  $A$  είναι μια σταθερά,  $Z$  είναι το φορτίο των θετικών ιόντων,  $n_e, n_i$  είναι οι πυκνότητες των ηλεκτρονίων και των ιόντων αντίστοιχα,  $k$  είναι η σταθερά του Boltzmann και  $G$  είναι ο παράγοντας Gaunt, μια αργά μεταβαλλόμενη συνάρτηση η τιμή της οποίας αυξάνεται όταν η ενέργεια  $E$  μειώνεται. Αυτός ο μηχανισμός είναι ο κυρίαρχος μηχανισμός εκπομπής συνεχούς ακτινοβολίας σε ενέργειες  $> 1\text{keV}$  (δηλαδή στις ακτίνες-X, με ηλεκτρονιακές θερμοκρασίες  $>10^6$  K).

- **Εκπομπή συνεχούς - στάθμης (free-bound emission )**

Η εκπομπή συνεχούς - στάθμης συμβαίνει κατά τη διάρκεια της ανασύνδεσης ελεύθερων ηλεκτρονίων με ιόντα (radiative recombination) και είναι η αντίστροφη διαδικασία του φωτοϊονισμού. Η ενέργεια των φωτονίων που εκπέμπονται είναι η διαφορά της αρχικής ενέργειας των ηλεκτρονίων και της ενέργειας στη στάθμη που καταλήγει.

Η κατευθείαν σύλληψη ενός ελεύθερου ηλεκτρονίου π.χ. στη στάθμη  $n=2$  του υδρογόνου συνοδεύεται από ταυτόχρονη εκπομπή ενός φωτονίου H $\epsilon$  ( $c$ =continuum) στο συνεχές της σειράς Balmer. Τα φωτόνια που εκπέμπονται με αυτόν τον τρόπο χαρακτηρίζονται από τυχαία μήκη κύματος  $\lambda$  με μόνο περιορισμό  $\lambda < 3646 \text{ \AA}$  (όριο Balmer) και παράγουν το συνεχές μέρος του φάσματος που παρατηρείται κοντά στην υπεριώδη περιοχή. Αυτό συνήθως ονομάζεται συνεχές Balmer (κατ' αναλογία με τις γραμμές Balmer). Με όμοιο τρόπο, η κατευθείαν σύλληψη ενός ελεύθερου ηλεκτρονίου στη στάθμη  $n=3$  παράγει το συνεχές Paschen που εμφανίζεται στο υπέρυθρο μέρος του φάσματος ( $\lambda < 8202 \text{ \AA}$ , όριο Paschen) . Η εκπομπή συνεχούς-στάθμης είναι κυρίαρχη σε ενέργειες  $\ll 0.1\text{keV}$  (Kaastra et al. 2008).

- **Εκπομπή δύο φωτονίων**

Αυτή η εκπομπή είναι αποτέλεσμα της λεπτής υφής της στάθμης  $n=2$  του ατόμου του υδρογόνου που στην πραγματικότητα είναι διπλή ( $2^2 S_{1/2}$  με κβαντικό αριθμό στροφορμής  $l=0$  και  $2^2 P_{1/2}$  με κβαντικό αριθμό στροφορμής  $l=1$ ). Η εκπομπή προέρχεται από την αποδιέγερση ατόμων υδρογόνου τα οποία είναι διεγερμένα στη στάθμη  $2^2 S_{1/2}$  με  $n=2$  . Η στάθμη αυτή είναι μετασταθής και πληρείται όπως και η γειτονική της  $2^2 P_{1/2}$  (επίσης  $n=2$  ) είτε με κατευθείαν σύλληψη ηλεκτρονίων σε αυτήν ή με την πτώση των ηλεκτρονίων από τις υπερκείμενες στάθμες. Ενώ όμως τα ηλεκτρόνια βρίσκονται στην στάθμη  $2^2 P_{1/2}$  μπορούν να μεταπηδήσουν στη θεμελιώδη στάθμη  $1^2 S_{1/2}$  με ταυτόχρονη εκπομπή φωτονίου  $L\alpha$ , τα ηλεκτρόνια της στάθμης  $2^2 S_{1/2}$  δεν μπορούν να ακολουθήσουν την ίδια διαδρομή λόγω της μεταστάθειάς της. Στην προκειμένη περίπτωση, ένα ηλεκτρόνιο από τη στάθμη  $2^2 S_{1/2}$  μπορεί να μεταπέσει στη στάθμη  $1^2 S_{1/2}$  με ταυτόχρονη εκπομπή δύο φωτονίων τυχαίων συχνοτήτων  $\nu_1$  και  $\nu_2$  (συνεχής ακτινοβολία) το άθροισμα της οποίας όμως ισούται με τη συχνότητα  $\nu_a$  της γραμμής  $L\alpha$  ( $2^2 S_{1/2} - 1^2 S_{1/2}$  ) ή αλλιώς  $h\nu_1 + h\nu_2 = h\nu_a = 10.3\text{eV}$ . Η συμβολή της εκπομπής των 'δύο φωτονίων' στη συνεχή ακτινοβολία είναι σχετική και εξαρτάται από την πυκνότητα της μελετούμενης περιοχής. Για πυκνότητες  $n_e > 10^4 \text{ cm}^{-3}$  η ένταση της εν λόγω εκπομπής ελαττώνεται σημαντικά επειδή

πολλά από τα ηλεκτρόνια που βρίσκονται στη στάθμη  $2^2 S_{1/2}$  ανέρχονται λόγω κρουστικής διέγερσης (με ηλεκτρόνια ή πρωτόνια) στην  $2^2 P_{1/2}$ , από την οποία το άλμα στην  $1^2 S_{1/2}$  είναι πλέον επιτρεπτό και συνοδεύεται από ταυτόχρονη εκπομπή ενός φωτονίου La (Γούδης 1991). Μια εμπειρική προσέγγιση για το σχήμα του φάσματος από εκπομπή δύο φωτονίων δίνεται από την παρακάτω σχέση (Kaastra et al. 2008):

$$F \sim \sqrt{\sin(\pi E/E_{2phot})} \quad (2.25)$$

- **Ακτινοβολία Σύγχροτρον**

Όταν ένα σχετικιστικό ηλεκτρόνιο εισέρχεται σε μαγνητικό πεδίο, περιστρέφεται γύρω από τις δυναμικές γραμμές του πεδίου, το οποίο του ασκεί δύναμη κάθετη στη φορά της κίνησής του. Επειδή το διάνυσμα της ταχύτητάς του αλλάζει, το ηλεκτρόνιο επιταχύνεται και συνεπώς εκπέμπει ηλεκτρομαγνητική ακτινοβολία (Σχήμα 2.10α). Η ακτινοβολία αυτή ονομάζεται *ακτινοβολία σύγχροτρον* ή *μαγνητικό bremsstrahlung* και προκαλείται από μη-θερμικούς πληθυσμούς ηλεκτρονίων, από ηλεκτρόνια δηλαδή που οι ταχύτητές τους δεν παρουσιάζουν κατανομή Maxwell-Boltzmann.

Η ισχύς ανά μονάδα κυκλικής συχνότητας ( $\omega$ ) για το κάθε ρελατιβιστικό σωματίδιο δίνεται από τη σχέση (Rybicki & Lightman 2004):

$$P(\omega) = \frac{\sqrt{3}}{2\pi} \frac{q^3 B \sin\alpha}{mc^2} F\left(\frac{\omega}{\omega_c}\right) \quad (2.26)$$

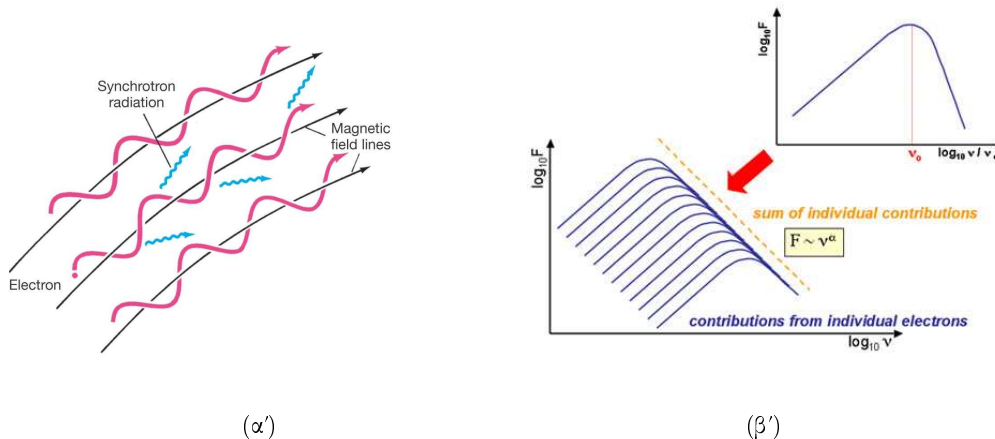
όπου  $q$ ,  $m$  το φορτίο και η μάζα του σωματιδίου αντίστοιχα,  $B$  η ένταση του μαγνητικού πεδίου,  $c$  η ταχύτητα του φωτός,  $\alpha$  η γωνία μεταξύ του διανύσματος της ταχύτητας του σωματιδίου με το μαγνητικό πεδίο,  $F$  μια αδιάστατη συνάρτηση και και  $\omega_c = 3\gamma q B \sin\alpha / 2mc$ , όπου  $\gamma$  ο παράγοντας Lorentz.

Επομένως και η ενέργεια του ενός σωματιδίου θα εξαρτάται μόνο από τη συχνότητα του με το φάσμα του να απεικονίζεται πάνω δεξιά στο Σχήμα 2.10β.

Η αριθμητική πυκνότητα των σωματιδίων  $N(E)$  με ενέργειες μεταξύ  $E$  και  $E + dE$  μπορεί να προσεγγιστεί με ένα νόμο δύναμης (Rybicki & Lightman 2004):

$$N(E)dE = CE^{-p}dE \quad (2.27)$$

όπου η ποσότητα  $C$  κυμαίνεται με βάση τη γωνία  $\alpha$  (μεταξύ ταχύτητας και μαγνητικού πεδίου). Η ολική ισχύς που ακτινοβολείται ανά μονάδα όγκου και μονάδα συχνότητας από μία τέτοια



Σχήμα 2.10 α) Σχηματική απεικόνιση μαγνητικού bremsstrahlung, β) Φάσμα μαγνητικού bremsstrahlung. Το  $F$  δηλώνει την ένταση της ακτινοβολίας, το  $\nu$  τη συχνότητα και το  $\alpha$  το φασματικό εκθέτη. Φαίνεται η συμβολή του φάσματος του κάθε ηλεκτρονίου στο ολικό παρατηρούμενο φάσμα (astronomy.swin.edu.au/cosmos/s/synchrotron+emission).

κατανομή όπως αυτή της σχέσης 2.27, δίνεται από το ολοκλήρωμα του γινομένου των σχέσεων 2.26 και 2.27:

$$P_{total}(\omega) = \int P(\omega)N(E)dE \propto \int F\left(\frac{\omega}{\omega_c}\right)E^{-p}dE \quad (2.28)$$

και καταλήγει:

$$P(\omega) \propto \omega^{-\frac{p-1}{2}} \quad (2.29)$$

Επομένως, το ολικό φάσμα των ηλεκτρονίων έχει τη μορφή νόμου δύναμης (κάτω αριστερά στο Σχήμα 2.10β) με φασματικό δείκτη  $\alpha$ , που συνδέεται με το δείκτη της ενεργειακής κατανομής των σχετικιστικών σωματιδίων  $p$  σύμφωνα με τη σχέση:

$$\alpha = \frac{p-1}{2} \quad (2.30)$$

Ο συγκεκριμένος μηχανισμός παράγει συνήθως ακτινοβολία σε ένα ευρύ φάσμα συχνοτήτων, από τις χαμηλές ραδιοσυχνότητες ( $\sim 10$  MHz) έως και τις ακτίνες-X ( $\sim 10^{18}$  Hz), ανάλογα με την ενέργεια των σωματιδίων.

- **Ακτινοβολία λόγω ανάστροφης σκέδασης Compton**

Στην περίπτωση που τα ηλεκτρόνια δεν βρίσκονται σε ηρεμία, αλλά παρουσιάζουν σημαντική κινητική ενέργεια σε σχέση με αυτή των φωτονίων, τότε μπορεί να λάβει χώρα το *ανάστροφο*

*φαινόμενο Compton.* Σε αυτήν την περίπτωση, τα ηλεκτρόνια είναι αυτά που κατά τη σκέδαση μεταφέρουν μέρος της ενέργειάς τους στα φωτόνια, ελαττώνοντας το μήκος κύματός τους (μεγαλύτερες ενέργειες). Το ανάστροφο φαινόμενο Compton είναι πολύ σημαντικό στην αστροφυσική υψηλών ενεργειών μια και χαμηλής ενέργειας φωτόνια από το ραδιοφωνικό ή το κοσμικό υπόβαθρο μικροκυμάτων (Cosmic Microwave Background) σκεδάζονται από σχετικιστικά ηλεκτρόνια εκπέμποντας ακτινοβολία υψηλών ενεργειών (ακτίνες -X, ακτίνες -γ).

Η ολική ενέργεια ενός σχετικιστικού σωματιδίου είναι  $\gamma mc^2$ , όπου  $\gamma$  είναι ο παράγοντας Lorentz ( $[1-(u/c)^2]^{-1/2}$ ). Εάν το περιβάλλον του ηλεκτρονίου έχει ενεργειακή πυκνότητα ακτινοβολίας  $u_{rad}$  και η ενέργεια των φωτονίων είναι  $h\nu$ , τότε η ακτινοβολούμενη ισχύς από την ανάστροφη σκέδαση Compton είναι ανάλογη του  $\gamma^2 u_{rad}$  και το σκεδαζόμενο φωτόνιο έχει ενέργεια  $\gamma^2 h\nu$ . Επομένως, κοσμικά ηλεκτρόνια με  $\gamma=1000$  θα δημιουργήσουν ακτίνες -X της τάξεως των keV όταν σκεδάζονται με φωτόνια μικροκυμάτων του κοσμικού υποβάθρου (ενέργειας  $10^{-3}$  eV) ενώ όταν τα ηλεκτρόνια αυτά σκεδάζονται με την ακτινοβολία των αστερών εκπέμπονται ακτίνες -γ της τάξεως των MeV (Seward & Charles 2010).

Η μορφή του φάσματος του μηχανισμού αυτού υπολογίζεται με ανάλογο τρόπο όπως και στο μηχανισμό σύγχροτρον, συνδυάζοντας την ενέργεια του κάθε φωτονίου με την ενεργειακή κατανομή των ηλεκτρονίων. Με αυτόν τον τρόπο προκύπτει ότι η κατανομή του φάσματος ακολουθεί νόμο δύναμης, με φασματικό δείκτη που εξαρτάται από την ενεργειακή κατανομή των ηλεκτρονίων (π.χ. Rybicki & Lightman 2004) κατ' αναλογία με το μηχανισμό σύγχροτρον ( $\alpha = (p-1)/2$ , δες Σχέσεις 2.26, 2.27). Επομένως, η μορφή του φάσματος του ανάστροφου φαινομένου Compton είναι το ίδιο με αυτό του μηχανισμού σύγχροτρον, μόνο που είναι μετατοπισμένο σε μεγαλύτερες ενέργειες.

## 2.5 ΑΚΤΙΝΟΒΟΛΙΑ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΩΝ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ

### 2.5.1 Ραδιοφωνική και υπέρυθη ακτινοβολία

Η παρούσα ενότητα πραγματεύεται την εκπομπή και την προέλευση της ακτινοβολίας διαφόρων τύπων υπολειμμάτων υπερκαινοφανών, στο οπτικό μέρος του φάσματος και στις ακτίνες -X. Εστιάζουμε στις συγκεκριμένες ενεργειακές περιοχές μια και σε αυτές στηρίχθηκαν η ανίχνευση και η μελέτη των εξωγαλαξιακών υπολειμμάτων υπερκαινοφανών. Συνοπτικά για άλλα μήκη κύματος, αναφέρουμε ότι τα υπολείμματα υπερκαινοφανών παρουσιάζουν έντονη

ραδιοφωνική εκπομπή καθ' όλη τη διάρκεια της ζωής τους και είναι εκείνη στην οποία αρχικά στηριζόταν η ανίχνευση τους. Τα  $\Upsilon/\Upsilon$  είναι χαρακτηριστικές ραδιοφωνικές πηγές με τυπικό φασματικό δείκτη  $\alpha \leq -0.3$  που υποδεικνύει ακτινοβολία σύγχροτρον η οποία παρατηρείται τόσο σε κελυφοειδή όσο και σε plerionic (PWN) υπολείμματα.

Η υπέρυθρη ακτινοβολία εκπέμπεται από τα υπολείμματα υπερκαινοφανών όταν η ακτινοβολία σκεδάζεται από τους κόκκους της σκόνης που είναι αναμεμιγμένοι με το αέριο της περιοχής. Οι κόκκοι απορροφούν π.χ. υπεριώδη, οπτική ακτινοβολία και την επανεκπέμπουν στην υπέρυθρη περιοχή του φάσματος.

### 2.5.2 Ακτινοβολία στις ακτίνες -X

Τα υπολείμματα υπερκαινοφανών ακτινοβολούν στις ακτίνες -X κατά τη διάρκεια της ζωής τους μέσω διάφορων μηχανισμών. Μπορούν να υπάρξουν άμεσες ακτίνες -X κατά την έκρηξη που συνδέονται με την απόδραση του κύματος σοκ από την αστρική επιφάνεια. Μπορούν να δημιουργηθούν μέσω ανάστροφης σκέδασης Compton ραδιοφωνικής ακτινοβολίας, η παρουσία της οποίας είναι άφθονη στα υπολείμματα υπερκαινοφανών ή κοσμικής ακτινοβολίας. Οι ακτίνες -X όμως που παρατηρούνται κατά κύριο λόγο στην μελέτη των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών οφείλονται σε δύο ειδών εκπομπές: τη θερμική και τη μη-θερμική και έχει να κάνει με τον τύπο του υπολείμματος που παρατηρείται.

Τα υπολείμματα υπερκαινοφανών τύπου συμπαγή/σύνθετα-συμπαγή, δηλαδή αυτά που περιλαμβάνουν στο κέντρο τους νέφος σχετικιστικών ηλεκτρονίων προερχόμενο από ένα pulsar, παρουσιάζουν μη-θερμική εκπομπή ακτίνων -X που προκύπτει από την αλληλεπίδραση σχετικιστικών ηλεκτρονίων με το έντονο μαγνητικό πεδίο των αστέρων νετρονίων (μηχανισμός σύγχροτρον). Τα κελυφοειδή υπολείμματα εκπέμπουν θερμικές ακτίνες -X που προέρχονται από την ακτινοβολία επανασύνδεσης και συνεχούς-συνεχούς του πολύ θερμού αερίου στο εσωτερικό του κελύφους. Η συνεχής αυτή εκπομπή στα κελυφοειδή υπολείμματα οφείλεται ως επί το πλείστον στο μηχανισμό θερμικού bremsstrahlung αλλά υπάρχουν περιπτώσεις όπου οι μηχανισμοί συνεχούς-στάθμης και δύο φωτονίων να γίνουν κυρίαρχοι (π.χ. σε νεαρά υπολείμματα με πλούσιο σε μέταλλα πλάσμα, Kaastra et al. 2008). Στα κελυφοειδή υπολείμματα, εκτός από τη θερμική εκπομπή ακτίνων -X από το εσωτερικό, παρατηρείται και μη-θερμική εκπομπή (σύγχροτρον) σκληρών ακτίνων -X από την περιοχή του μετωπικού κύματος σοκ. Η ακτινοβολία σύγχροτρον εμπλέκει σε αυτή την περίπτωση σχετικιστικά ηλεκτρόνια από κοσμικές ακτίνες, οι οποίες επιταχύνονται μέσω της διαδικασίας Fermi (τα φορτισμένα σωματίδια σκεδάζονται συνεχώς προς



- πίσω στα 'τοιχώματα' του μεταωπικού κύματος σοκ λόγω της ύπαρξης τυρβώδους μαγνητικού πεδίου). Το υπόλειμμα υπερκαινοφανούς SN 1006 ήταν το πρώτο στο οποίο σαφώς φάνηκε τέτοιου είδους εκπομπή ακτίνων-X (π.χ. Koyama et al. 1995, Reynolds & Chevalier 1981). Με τη χρήση τηλεσκοπίων ακτίνων-X υψηλής ανάλυσης, έγινε πλέον γνωστό ότι πολλά κελύφη υπολειμμάτων υπερκαινοφανών (π.χ. CasA, Tycho) εκπέμπουν αυτού του είδους την ακτινοβολία. Οι περιοχές αυτές (κελύφη) είναι ιδιαίζουσας σημασίας γιατί, εκτός των άλλων, είναι οι μόνες περιοχές από τις οποίες προέρχεται ακτινοβολία της τάξης των TeV.

Στο θερμικό φάσμα ακτίνων-X συνδράμουν και γραμμές εκπομπής από ιόντα βαρέων στοιχείων (π.χ. Fe, Si, Li). Η χροστική διέγερση των ιόντων από ηλεκτρόνια προκαλούν κενές θέσεις στις εσωτερικές στοιβάδες των ατόμων. Οι κενές θέσεις συμπληρώνονται από άλλα ηλεκτρόνια ανώτερων στοιβάδων. Για παράδειγμα, μεταβάσεις ηλεκτρονίων από την δεύτερη στοιβάδα (L-shell,  $n=2$ ) στην πρώτη στοιβάδα (K-shell,  $n=1$ ) δίνουν γραμμές εκπομπής K- $\alpha$ , μεταβάσεις από την τρίτη (M-shell,  $n=3$ ) στην πρώτη στοιβάδα δίνουν γραμμές εκπομπής K- $\beta$  κ.ο.κ.. Αντιστοίχως, μεταβάσεις που καταλήγουν στην δεύτερη στοιβάδα δίνουν L γραμμές εκπομπής (L- $\alpha$  από την τρίτη στη δεύτερη, L- $\beta$  από την τέταρτη στην δεύτερη στοιβάδα κ.ο.κ.). Η πιθανότητα για μια μετάβαση ονομάζεται απόδοση φθορισμού (fluorescence yield) και είναι υψηλότερη για άτομα με μεγαλύτερο πυρηνικό φορτίο (Vink 2012). Για παράδειγμα, η απόδοση φθορισμού για μια μετάβαση στην στοιβάδα K για τον ουδέτερο σίδηρο (FeI) είναι 34%, για το ουδέτερο πυρίτιο (SiI) είναι 5% ενώ για το ουδέτερο οξυγόνο είναι μόλις 0.8% (Krause 1979, Kallman et al. 2004). Λόγω της μεγάλης απόδοσης φθορισμού και της υψηλής περιεκτικότητας, η εκπομπή Fe K-shell είναι χαρακτηριστική στα φάσματα ακτίνων-X των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών και μπορεί να παρατηρηθεί σε όλα τα στάδια ιονισμού του σιδήρου (αν η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία το επιτρέπει:  $kT_e \geq 2$  keV). Για τα στάδια ιονισμού του σιδήρου από I έως XVII, η μέση ενέργεια της γραμμής Fe-K είναι κοντά στα 6.4 keV (σε μεγαλύτερες ενέργειες π.χ. γραμμές εκπομπής στα 6.7 keV αντικατοπτρίζουν την παρουσία σιδήρου υψηλότερου ιονισμού Fe XXV ενώ αυτή στα 6.96 keV είναι για τον Fe XXVI). Ο σίδηρος έχει επίσης εξέχουσες μεταβάσεις Fe-L-shell παρατηρούμενες σε ενέργειες 0.7-1.12 keV που αντικατοπτρίζουν τα στάδια ιονισμού από XVII μέχρι XXIV (σε ηλεκτρονιακές θερμοκρασίες  $kT_e \geq 0.15$  keV, Vink 2012). Αυτές οι μεταβάσεις κυριαρχούν και στο θερμικό φάσμα ακτίνων-X των Υ/Υ.

### 2.5.2.1 Πληροφορίες από τα φάσματα ακτίνων-X

Τα φάσματα των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών στις ακτίνες-X μπορούν να δώσουν σημαντικές πληροφορίες για το θερμό πλάσμα από το οποίο προέρχονται.

Για παράδειγμα, το εύρος των γραμμών εκπομπής είναι αποτέλεσμα της θερμοκρασίας των ιόντων του θερμού πλάσματος, το γνωστό Gaussian προφίλ των γραμμών, το οποίο βέβαια είναι δύσκολο να υπολογιστεί με τα υπάρχοντα όργανα φασματοσκοπίας ακτίνων-X (περαιτέρω εύρυνση των γραμμών οφείλεται σε άλλους παράγοντες π.χ. εύρυνση Doppler λόγω περιστροφής του παρατηρούμενου αντικειμένου).

Το φάσμα της συνεχούς ακτινοβολίας ή οι λόγοι διαφόρων γραμμών εκπομπής καθορίζονται από την ηλεκτρονιακή θερμοκρασία. Έτσι, π.χ. ο υπολογισμός διαφόρων χαρακτηριστικών λόγων γραμμών εκπομπής μπορεί να προσδιορίσει την ηλεκτρονιακή θερμοκρασία. Οι γραμμές π.χ. του σιδήρου είναι ένα σημαντικό διαγνωστικό εργαλείο για αυτό το σκοπό, μια και η αφθονία τους, επιτρέπει, μέσω των ενεργειών τους, να βρεθούν τα στάδια ιονισμού του σιδήρου και κατ'επέκταση η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία.

Μέσω της φασματοσκοπίας μπορεί επιπλέον να υπολογιστεί η ηλεκτρονιακή πυκνότητα ( $n_e$ ) στα υπολείμματα υπερκαινοφανών. Μια και παρατηρούμε εκπομπή από θερμό πλάσμα συγκεκριμένου όγκου, η ένταση της ακτινοβολίας θα εξαρτάται άμεσα από την πυκνότητα και τον όγκο του υλικού που εκπέμπει:  $\int n_e n_H dV = \int n_e^2 dV$  ( $n_e = n_H$  όπου  $n_H$  η πυκνότητα του υδρογόνου). Η ποσότητα αυτή είναι γνωστή ως μέτρο ακτινοβολίας (emission measure). Από το μέτρο ακτινοβολίας και έχοντας μια εκτίμηση του μεγέθους του  $\Upsilon/\Upsilon$  μπορούμε να εκτιμήσουμε την πυκνότητά του.

Επιπλέον, επειδή το θερμό πλάσμα των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών είναι οπτικά λεπτό, οι γραμμές εκπομπής διαφόρων στοιχείων είναι ένα ισχυρό εργαλείο για τη μέτρηση της περιεκτικότητας των μετάλλων τους. Αυτό μπορεί να γίνει υπολογίζοντας τη σχετική εκπομπή των γραμμών αυτών ως προς μια συγκεκριμένη γραμμή ή το συνεχές. Για τα γηραιότερα υπολείμματα υπερκαινοφανών, αυτό μπορεί να χρησιμοποιηθεί για τον αξιόπιστο υπολογισμό της περιεκτικότητας του μεσοαστρικού μέσου (Hughes et al. 1998) ενώ για τα νεαρότερα υπολείμματα, μπορεί να συνδεθεί με το εκτινασσόμενο υλικό διαφόρων τύπων υπερκαινοφανών (Vink 2012).

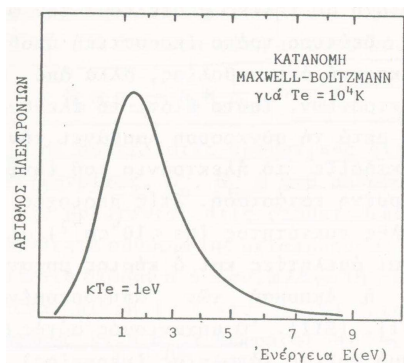
### 2.5.3 Οπτική ακτινοβολία

Το οπτικό φάσμα των  $\Upsilon/\Upsilon$  είναι ένα γραμμικό φάσμα εκπομπής, στο οποίο υπάρχουν οι γραμμές Balmer του υδρογόνου (π.χ.  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ) αλλά κυριαρχεί και ένα πλήθος απαγορευ-

μένων γραμμών που εκπέμπονται από ιόντα N, O, S και άλλων στοιχείων. Εκτός όμως από τις γραμμές εκπομπής, το οπτικό φάσμα των Υ/Υ περιέχει και μια ασθενή συνεχή συνιστώσα. Η μορφή του οπτικού φάσματος αυτών των περιοχών είναι αποτέλεσμα της εκπομπής συνεχούς-στάθμης καθώς και γραμμών εκπομπής, όπως θα δούμε παρακάτω.

**Γραμμές επανασύνδεσης - Recombination Lines** : Το οπτικό φάσμα των Υ/Υ περιέχει γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer του υδρογόνου, κυρίως τις H $\alpha$  και H $\beta$ . Η εμφάνιση των γραμμών εκπομπής Balmer είναι αποτέλεσμα του φαινομένου του **φθορισμού** κατά το οποίο ακτινοβολία μικρού μήκους κύματος μετασχηματίζεται σε ακτινοβολία μεγαλύτερου μήκους κύματος αφού απορροφηθεί και επανεκπεμφθεί από δέσμια ηλεκτρόνια. Φωτόνια με ενέργεια μεγαλύτερη από 13.6 eV ionίζουν τα άτομα του υδρογόνου και δημιουργούνται ιόντα υδρογόνου (πρωτόνια) και ελεύθερα ηλεκτρόνια. Τα ελεύθερα αυτά ηλεκτρόνια έλκονται από άλλα ιόντα υδρογόνου με αποτέλεσμα τη σύλληψή τους (ανασύνδεση), ταυτόχρονη αποβολή ενέργειας με τη μορφή φωτονίων στο συνεχές μέρος του φάσματος και τη δημιουργία διεγερμένων ατόμων υδρογόνου. Τα συλληφθέντα ηλεκτρόνια στα διεγερμένα άτομα υδρογόνου αρχίζουν να μεταπηδούν σε χαμηλότερες ενεργειακές στάθμες, εκπέμποντας ταυτόχρονα φωτόνια ορισμένης συχνότητας (γραμμική ακτινοβολία), μέχρι να φτάσουν στη θεμελιώδη κατάσταση. Αυτά που φτάνουν στη στάθμη  $n=2$  προκαλούν την εκπομπή ακτινοβολίας των γραμμών Balmer. Αυτές είναι που κυριαρχούν στο οπτικό μέρος του φάσματος των Υ/Υ, ιδιαίτερα η H $\alpha$  ( $n = 3 \rightarrow 2$ ) και η H $\beta$  ( $n = 4 \rightarrow 2$ ).

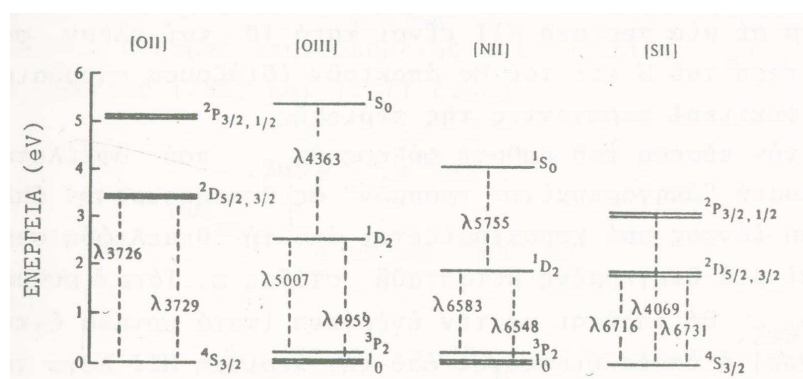
**Απαγορευμένες γραμμές - Forbidden Lines** : Η παρουσία βαρύτερων στοιχείων από το υδρογόνο στα Υ/Υ, όπως απλά ιονισμένο άζωτο, οξυγόνο και θείο ή διπλά ιονισμένο οξυγόνο, έστω και σε μικρές ποσότητες, παρέχουν τη δυνατότητα συγκρούσεων των ελευθέρων ηλεκτρονίων με τα εν λόγω ιόντα με αποτέλεσμα την χρουστική τους διέγερση: Τα Υ/Υ, όπως και όλα τα άλλα αέρια νεφελώματα, είναι αρκετά αραιά ( $n_e \sim 1 - 500 \text{ cm}^{-3}$ ) με αποτέλεσμα όλα σχεδόν τα άτομα να βρίσκονται στις θεμελιώδεις ηλεκτρονιακές τους καταστάσεις. Η θερμοκρασία της περιοχής που εκπέμπεται η οπτική ακτινοβολία στα Υ/Υ είναι της τάξης των  $10^4 \text{ K}$  και το νέφος των ελευθέρων ηλεκτρονίων διέπεται από την κατανομή Maxwell-Boltzmann με μέση ενέργεια  $kT_e = 1 \text{ eV}$  (Σχήμα 2.11). Η ουρά της κατανομής Maxwell-Boltzmann χαρακτηρίζεται από ηλεκτρόνια με ενέργειες της τάξεως 2-4 eV. Τα ελεύθερα ηλεκτρόνια που βρίσκονται στην ουρά της κατανομής Maxwell-Boltzmann μπορούν να διεγείρουν δια χρούσης τα ιόντα O $^+$ , O $^{++}$ , N $^+$ , S $^{++}$  στις ενεργειακές στάθμες που βρίσκονται κοντά στη θεμελιώδη τους.



Σχήμα 2.11 Ενεργειακή κατανομή νέφους ηλεκτρονίων Maxwell-Boltzmann (Γούδης 1991)

Τα άτομα του υδρογόνου δεν μπορούν να διεγερθούν στην πρώτη στάθμη διέγερσης καθώς η μετάβαση αυτή απαιτεί ελεύθερα ηλεκτρόνια υψηλότερης ενέργειας. Αυτός είναι ο βασικός τρόπος με τον οποίο ηλεκτρόνια μεταβαίνουν σε μετασταθείς στάθμες (είναι οι στάθμες οι οποίες δεν μπορούν να αποδιεγερθούν μέσω ακτινοβολίας ηλεκτρικού διπόλου) στις οποίες ο χρόνος παραμονής του ηλεκτρονίου πριν την αποδιέγερσή του είναι πολύ μεγαλύτερος από τα  $10^{-8}$  sec που ισχύει στις επιτρεπτές διεγερμένες στάθμες. Λόγω της χαμηλής πυκνότητας της ύλης αυτών των περιοχών, τα ηλεκτρόνια στις μετασταθείς στάθμες έχουν χρόνο να αποδιεγερθούν αυθόρμητα και όχι λόγω κρούσης, με αποτέλεσμα

την ανίχνευση 'απαγορευμένων φωτονίων'. Αυτές οι γραμμές εκπομπής ονομάζονται έτσι γιατί δεν συναντώνται σε γήινες συνθήκες, όπου λόγω της υψηλής πυκνότητας της ύλης οι συγκρούσεις είναι πάρα πολύ συχνές (συχνότερες από το ρυθμό αποδιέγερσης των μετασταθών στάθμεων). Σε συνθήκες επαρκούς αραιώσης, όπως στα Υ/Υ, οι απαγορευμένες γραμμές μπορούν να γίνουν όσο ισχυρές ή και ισχυρότερες από τις επιτρεπτές γραμμές με αποτέλεσμα ο μηχανισμός αυτός να αποτελεί και τον κύριο μηχανισμό ψύξης (απώλεια ενέργειας) των Υ/Υ όσον αφορά την οπτική ακτινοβολία.



Σχήμα 2.12 Στάθμες ενέργειας χαρακτηριστικών απαγορευμένων στάθμεων των ιόντων  $O^+$ ,  $O^{++}$ ,  $N^+$  και  $S^+$  (Γούδης 1991).

### 2.5.3.1 Πληροφορίες από τα οπτικά φάσματα

Η οπτική ακτινοβολία των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών προέρχεται, όπως έχει αναφερθεί, από την ψύξη του μεσοαστρικού νέφους όταν αυτό διαπερνάται από το μετωπικό κρουστικό κύμα του υπολείμματος και τα φάσματά τους αντικατοπτρίζουν τη σύσταση του περιβάλλοντος μεσοαστρικού υλικού. Παρουσιάζουν έντονες, χαρακτηριστικές γραμμές εκπομπής σε ένα ευρύ φάσμα καταστάσεων ιονισμού, όπως αυτές των H, [O II], [O III], [S II] και [N II] ενώ εμφανίζονται και ασθενέστερες γραμμές εκπομπής στοιχείων όπως των He I, He II, [O I], [N I], [Ne III], [Fe II], [Fe III], [Ca II] και [Ar III] (Fesen et al. 1985).

Οι γραμμές εκπομπής στα οπτικά φάσματα των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών μπορούν να χρησιμοποιηθούν ως διαγνωστικά εργαλεία καταρχήν για την ανίχνευσή τους καθώς και για την εξαγωγή σημαντικών πληροφοριών για τα αντικείμενα αυτά, όπως θερμοκρασία, ηλεκτρονιακή πυκνότητα, μεταλλικότητα, ταχύτητα των κυμάτων σοκ.

- **Κριτήρια ανίχνευσης υπολειμμάτων υπερκαινοφανών. Διαχωρισμός από άλλα νεφελώματα.**

Το πρωταρχικό μέλημα στην μελέτη των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών είναι η ανίχνευσή τους. Η δυσκολία σε αυτό είναι να μπορέσουμε να τα διακρίνουμε από άλλα νεφελώματα, όπως τις περιοχές ιονισμένου υδρογόνου και τα πλανητικά νεφελώματα. Οι περιοχές ιονισμένου υδρογόνου και τα πλανητικά νεφελώματα εκπέμπουν ακτινοβολία λόγω φωτοϊονισμού ενώ η ακτινοβολία των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών στηρίζεται στις κρουστικές διεγέρσεις από το κρουστικό κύμα. Τα φάσματα όλων των νεφελωμάτων παρουσιάζουν αρκετές γενικές ομοιότητες, μια και το θερμαινόμενο, ιονισμένο αέριο τείνει να ακτινοβολεί φωτόνια των ίδιων γραμμών εκπομπής, ανεξάρτητα του μηχανισμού από τον οποίο δημιουργείται η υψηλή θερμοκρασία και ο ιονισμός των στοιχείων. Παρόλα αυτά, υπάρχουν τρόποι διάκρισής τους που βασίζονται κυρίως στις σχετικές εντάσεις φασματικών γραμμών οι οποίες αντικατοπτρίζουν το μηχανισμό διέγερσης. Ο λόγος των γραμμών εκπομπής [S II](λλ6716,6731)/Hα(λ6563) > 0.4 από τα οπτικά φάσματα είναι το πρωταρχικό διαγνωστικό εργαλείο για την πιστοποίηση μιας αστρονομικής πηγής ως υπόλειμμα υπερκαινοφανούς. Έχει αποδειχθεί (π.χ. Mathewson & Clarke 1973) ότι αυτό το διαγνωστικό εργαλείο μπορεί να διαχωρίσει μηχανισμούς εκπομπής ακτινοβολίας που οφείλονται σε κύματα σοκ (κρουστικές διεγέρσεις) που συμβαίνουν σε υπολείμματα υπερκαινοφανών από άλλους μηχανισμούς (π.χ. φωτοϊονισμός) που συμβαίνουν σε άλλα νεφελώματα (περιοχές ιονισμένου υδρογόνου, πλανητικά νεφελώματα). Στην περίπτωση των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών, το μεγαλύτερο ποσοστό του θείου που βρίσκεται στις ψυχρές περιοχές πίσω από το

μετωπικό κύμα σοκ είναι απλά ιονισμένο ( $S^+$ ). Αυτό οφείλεται στην ηλεκτρονιακή θερμοκρασία σε αυτήν την περιοχή (της τάξης των  $\sim 10^5$  K) που σε συνδυασμό με τη μεγάλη κρουστική ενεργό διατομή (cross section) των μεταβάσεων  $[S II]$  οδηγεί σε αυξημένο λόγο  $[S II]/H\alpha$ . Αντιθέτως, σε άλλα νεφελώματα (όπως π.χ. περιοχές ιονισμένου υδρογόνου), το θείο είναι διπλά ιονισμένο ( $S^{++}$ ) λόγω ισχυρού φωτοϊονισμού και έτσι ο λόγος  $[S II]/H\alpha$  αναμένεται να είναι χαμηλότερος από 0.4.

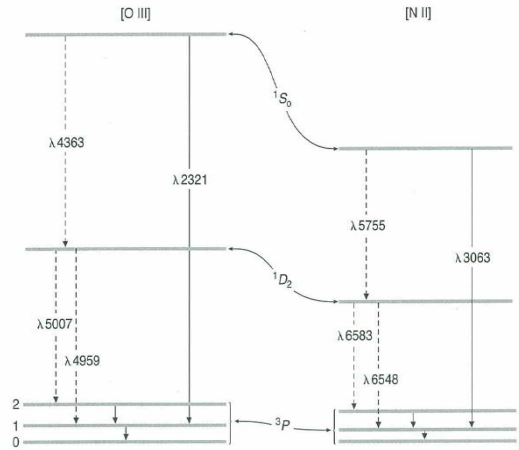
Άλλες απαγορευμένες γραμμές εκπομπής που είναι πιο ισχυρές στα υπολείμματα υπερκαινοφανών από ότι π.χ. στις περιοχές ιονισμένου υδρογόνου, και χρησιμοποιούνται για περαιτέρω επιβεβαίωση ενός νεφελώματος ως υπόλειμμα υπερκαινοφανούς είναι του οξυγόνου:  $[O I]$  λλ6300, 6364,  $[O II]$  λλ3727,  $[O III]$  λλ5007, 4959 (π.χ. Osterbrock & Ferland 2006, Fesen et al. 1985). Όπως αναφέρεται στους Fesen et al. (1985), οι λόγοι  $[O I]/H\beta$  και  $[O II]/H\beta$  στα υπολείμματα υπερκαινοφανών παρατηρούνται να είναι μεγαλύτεροι από τους αντίστοιχους λόγους στις περιοχές ιονισμένου υδρογόνου.

Επιπλέον, άλλος ένας τρόπος διαχωρισμού των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών από τις περιοχές ιονισμένου υδρογόνου είναι μέσω των κόκκων της σκόνης. Τα γρήγορα κρουστικά κύματα καταστρέφουν τους κόκκους σε αντίθεση με τις περιοχές όπου υπάρχει φωτοϊονισμός (Osterbrock & Ferland 2006). Τα πυρίμαχα στοιχεία που απομένουν από αυτή την καταστροφή από τα κρουστικά κύματα, επιστρέφουν στο αέριο και μπορούν να δώσουν παρατηρήσιμες γραμμές εκπομπής. Αντιθέτως, στην περίπτωση της ύπαρξης κόκκων σκόνης συγκεκριμένα στοιχεία όπως το Ca, Al και ο Fe βρίσκονται ως επί το πλείστον παγιδευμένα σε αυτούς με αποτέλεσμα να έχουν σχεδόν εξαντληθεί από το μεσοαστρικό αέριο κάνοντας έτσι τις γραμμές εκπομπής τους ασθενέστατες. Επομένως, μετρήσεις της περιεκτικότητας αυτών των στοιχείων μπορούν να προσδιορίσουν την ύπαρξη ή όχι κόκκων σκόνης και κατ'επέκταση την ύπαρξη ισχυρών κυμάτων σοκ (Osterbrock & Ferland 2006).

- **Ηλεκτρονιακή θερμοκρασία**

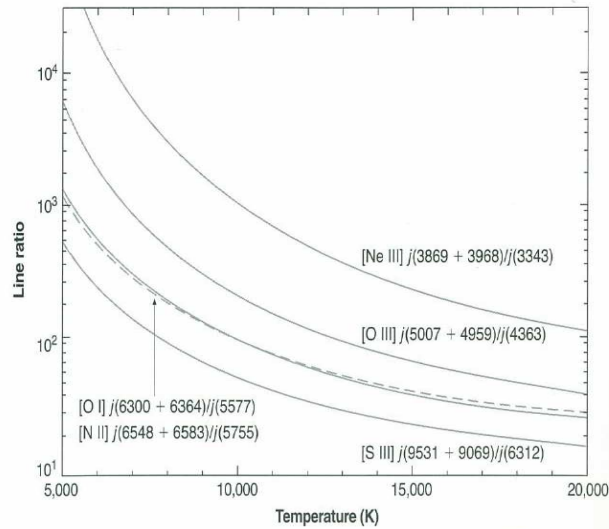
Η θερμοκρασία σε ένα υπόλειμμα υπερκαινοφανούς (και σε ένα νεφέλωμα γενικότερα) μπορεί να υπολογιστεί από το λόγο των εντάσεων συγκεκριμένων γραμμών εκπομπής (Osterbrock & Ferland 2006). Κατάλληλες γραμμές είναι αυτές του ίδιου ιόντος οι οποίες όμως προκύπτουν από κρουστικά διεγερμένες στάθμες με αισθητά διαφορετική ενέργεια διέγερσης. Είναι φανερό λοιπόν ότι τα σχετικά ποσοστά διέγερσης σε αυτές τις στάθμες ( $^1D$  και  $^1S$ ) εξαρτώνται ισχυρά από τη θερμοκρασία, επομένως και οι σχετικές εντάσεις των αντίστοιχων γραμμών εκπομπής από αυτές τις στάθμες μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τον υπολογισμό

της ηλεκτρονιακής θερμοκρασίας.



Σχήμα 2.13 Διαγράμματα ενεργειακών στάθμεων των [O III] και [N II]. Οι διακεκομμένες γραμμές δείχνουν τις μεταβάσεις που δίνουν οι απαγορευμένες γραμμές εκπομπής στο οπτικό μέρος του φάσματος ενώ οι κανονικές γραμμές δείχνουν τις μεταβάσεις που δίνουν οι απαγορευμένες γραμμές στο υπεριώδες και στο υπέρυθρο μέρος του φάσματος (φαίνονται μόνο οι πιο ισχυρές γραμμές μετάβασης) (Osterbrock & Ferland 2006).

Τέτοια χαρακτηριστικά ιόντα είναι αυτά του [O III], [N II], [Ne III] και [S III]. Τα διαγράμματα των ενεργειακών στάθμεων των ιόντων [O III] και [N II] απεικονίζονται στο Σχήμα 2.13. Στο οξυγόνο για παράδειγμα, η γραμμή στα 4363 Å προκύπτει από την αποδιέγερση από τη στάθμη  $^1S$ , ενώ οι γραμμές στα 4959 Å και 5007 Å προκύπτουν από την ενδιάμεση στάθμη  $^1D$ . Σε ένα αέριο χαμηλής πυκνότητας (όπου οι κρουστικές διεγέρσεις είναι αμελητέες), κάθε διέγερση στη στάθμη  $^1D$  καταλήγει σε αποδιέγερση με εκπομπή φωτονίου μήκους κύματος είτε 5007 ή 4959, με σχετική πιθανότητα που βασίζεται στις πιθανότητες μετάβασης της κάθε γραμμής (σχεδόν 3 προς 1). Ανάλογα, κάθε διέγερση στη στάθμη  $^1S$  καταλήγει σε εκπομπή φωτονίου μήκους κύματος 4363 Å ή 2321 Å, με σχετικές πιθανότητες που βασίζονται στην πιθανότητα μετάβασης κάθε γραμμής. Κάθε εκπομπή φωτονίου μήκους κύματος 4363 Å μπορεί επίσης να καταλήξει σε φωτόνιο μήκους κύματος είτε 5007 Å ή 4959 Å, αλλά αυτή η συνεισφορά είναι μικρή σε σχέση με την απευθείας διέγερση από τη στάθμη  $^1D$  και επομένως μπορεί να παραληφθεί. Σε υψηλότερες ηλεκτρονιακές πυκνότητες ( $>10^5 \text{ cm}^{-3}$ ), η κρουστική αποδιέγερση αρχίζει και παίζει σημαντικό ρόλο. Τα ηλεκτρόνια στη στοιβάδα  $^1D$  έχουν μεγαλύτερο χρόνο



Σχήμα 2.14 Ηλεκτρονική θερμοκρασία συναρτήσεως του λόγου των εντάσεων διάφορων απαγορευμένων γραμμών εκπομπής. Οι καμπύλες για τα [O I] και [N II] σχεδόν συμπίπτουν, μερικώς λόγω των παρόμοιων δυναμικών διεγέρσεως. Το διάγραμμα είναι υπολογισμένο για ηλεκτρονική πυκνότητα  $n_e = 1 \text{ cm}^{-3}$ .

παραμονής από ότι στη στοιβάδα  $^1S$  έτσι αποδιεγείρονται χροστικά σε μικρότερες ηλεκτρονικές πυκνότητες από αυτά στη στοιβάδα  $^1S$ , αποδυναμώνοντας έτσι τις γραμμές εκπομπής στα  $5007 \text{ \AA}$  και  $4959 \text{ \AA}$ . Κάτω από τέτοιες συνθήκες, η χροστική διεγέρση ηλεκτρονίων από τη στοιβάδα  $^1D$  στη στοιβάδα  $^1S$  ενισχύει την ένταση της γραμμής στα  $4363 \text{ \AA}$ .

Στο Σχήμα 2.14 παρατίθεται το διάγραμμα των Osterbrock & Ferland (2006), που δείχνει τη συνάρτηση διάφορων χαρακτηριστικών λόγων απαγορευμένων γραμμών εκπομπής σε σχέση με τη θερμοκρασία, σε ηλεκτρονική πυκνότητα  $n_e = 1 \text{ cm}^{-3}$ . Μετρώντας επομένως από τα οπτικά φάσματα το λόγο των εντάσεων αυτών των χαρακτηριστικών απαγορευμένων γραμμών εκπομπής, μπορούμε να υπολογίσουμε την ηλεκτρονική θερμοκρασία των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών.

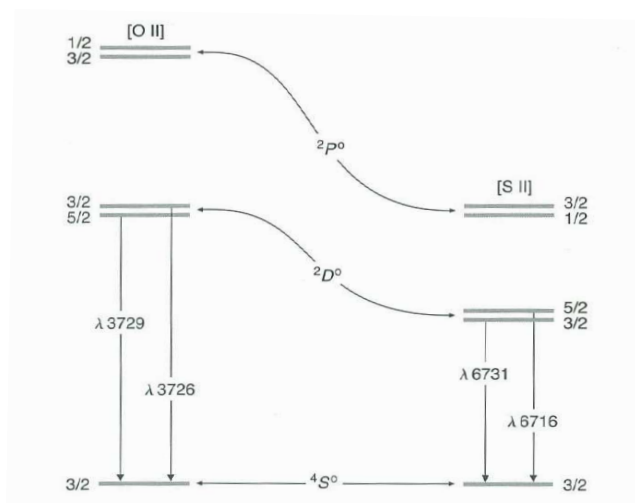
- **Ηλεκτρονική πυκνότητα**

Η μέση ηλεκτρονική πυκνότητα στα υπολείμματα υπερκαινοφανών (και κατ' επέκταση σε ένα νεφέλωμα) μπορεί να υπολογιστεί παρατηρώντας τα αποτελέσματα της χροστικής διεγέρσεως (Osterbrock & Ferland 2006). Αυτό μπορεί να γίνει με την σύγκριση της έντασης δύο απαγορευμένων γραμμών εκπομπής του ίδιου ιόντος, οι οποίες εκπέμπονται από διαφορετική

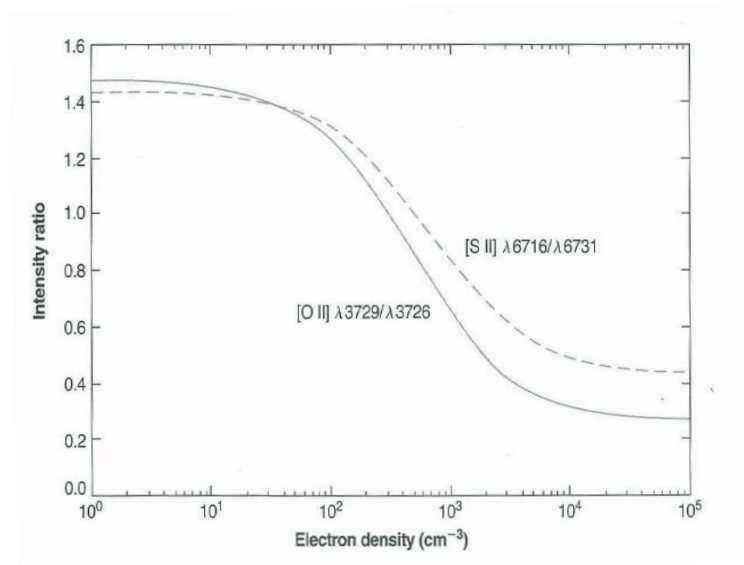


στάθμη αλλά με παραπλήσια ενέργεια διέγερσης. Τα πιο χαρακτηριστικά παραδείγματα ιόντων που χρησιμοποιούνται για τη μέτρηση της ηλεκτρονιακής πυκνότητας είναι του οξυγόνου [O II] $\lambda$ 3729/3726 και του θείου [S II] $\lambda$ 6716/6731, οι ενεργειακές στάθμες των οποίων φαίνονται στο Σχήμα 2.15.

Αυτά τα ζεύγη γραμμών είναι πολύ κοντά ενεργειακά μεταξύ τους με αποτέλεσμα να έχουν περίπου την ίδια πιθανότητα να κατηληφθούν από χρουστικά διεγερμένα ηλεκτρόνια. Υπάρχουν δύο βασικές διαφορές για τις στάθμες αυτών των ζεύγων γραμμών. Η μία είναι το στατιστικό βάρος (statistical weight), δηλαδή πόσα ηλεκτρόνια μπορεί να 'κρατήσει' κάθε στάθμη. Αυτό θα παίξει ρόλο κυρίως στην ένταση των γραμμών: όσο περισσότερα ηλεκτρόνια υπάρχουν στη στάθμη, τόσα περισσότερα φωτόνια εν δυνάμει μπορούν να εκπνευθούν με αυθόρμητη αποδιέγερση των ηλεκτρονίων. Η άλλη είναι ο χρόνος παραμονής σε αυτές, δηλαδή ο χρόνος που παραμένει το ηλεκτρόνιο στη στάθμη μέχρι να αποδιεγερθεί αυθόρμητα στη θεμελιώδη, εκπέμποντας ένα φωτόνιο ανάλογου μηκούς κύματος. Η στάθμη που έχει μεγαλύτερο χρόνο παραμονής είναι πιο ευάλωτη σε περιπτώσεις υψηλής πυκνότητας (όπου αυξάνονται οι χρουστικές αποδιεγέρσεις των ηλεκτρονίων) άρα θα έχει και διαφορετικά ποσοστά αποδιέγερσης από τη στάθμη με μικρότερο χρόνο παραμονής. Επομένως, οι σχετικοί πληθυσμοί στις δύο στοιβάδες θα εξαρτώνται από την πυκνότητα και κατ' επέκταση, ο λόγος των εντάσεων των εκπνευμένων γραμμών θα εξαρτώνται από την πυκνότητα.



Σχήμα 2.15 Διαγράμματα ενεργειακών στάθμεων των [O II] και [S II].



Σχήμα 2.16 Ηλεκτρονική πυκνότητα συναρτήσει του λόγου των εντάσεων των  $[O II](\lambda 3729)/(\lambda 3726)$  και  $[S II](\lambda 6716)/(\lambda 6731)$  για θερμοκρασία  $T=10^4$  K. Σε άλλες θερμοκρασίες οι καμπύλες είναι σχεδόν σωστές εάν η κλίμακα του άξονα χ γίνει  $n_e(10^4/T)^{1/2}$ .

Οι Osterbrock & Ferland (2006) εξήγαγαν διάγραμμα του λόγου της έντασης των παραπάνω γραμμών εκπομπής συναρτήσει της ηλεκτρονικής πυκνότητας (Σχήμα 2.16) για θερμοκρασία  $10^4$  K, προσάρμοσαν τις αντίστοιχες εξισώσεις ισορροπίας που ισχύουν για τους πληθυσμούς κάθε στοιβάδας για διάφορες περιπτώσεις και τιμές της ηλεκτρονικής πυκνότητας (όσο μεγαλώνει η ηλεκτρονική πυκνότητα τόσο αυξάνονται οι κρουστικές αποδιεγέρσεις). Αν λοιπόν μετρηθούν οι λόγοι των εντάσεων αυτών των χαρακτηριστικών απαγορευμένων γραμμών εκπομπής τότε μπορεί να υπολογιστεί η ηλεκτρονική πυκνότητα των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών.

Από παρατηρησιακή άποψη, οι γραμμές του οξυγόνου  $[O II](\lambda\lambda 3726, 3729)$  έχουν παρόμοια μήκη κύματος κάνοντας δύσκολο το διαχωρισμό τους. Για αυτό, πολλές φορές είναι πιο εύκολη η χρησιμοποίηση των γραμμών του θείου  $[S II](\lambda\lambda 6716, 6731)$ . Άλλα ζεύγη ιόντων που μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τον υπολογισμό της ηλεκτρονικής πυκνότητας μια και παρουσιάζουν παρόμοια δομή είναι τα  $[N I]$ ,  $[Cl III]$ ,  $[Ar IV]$ ,  $[K V]$ .

- **Μεταλλικότητα - Κατάσταση ιονισμού**

Οι λόγοι γραμμών εκπομπής είναι άμεσα συνυφασμένοι τόσο με την περιεκτικότητα σε μέταλλα (chemical abundance - metallicity) όσο και με την κατάσταση ιονισμού (excitation)

των μετάλλων των αντικειμένων υπό παρατήρηση.

Για τον υπολογισμό της μεταλλικότητας χρησιμοποιούνται συνήθως γραμμές ανασύνδεσης του υδρογόνου της σειράς Balmer σε συνδυασμό με κρουστικά διεγερμένες γραμμές βαρέων μετάλλων, παρατηρημένες σε περισσότερες από μία καταστάσεις ιονισμού. Σαν στοιχείο αναφοράς χρησιμοποιείται πολλές φορές το οξυγόνο γιατί είναι σχετικά άφθονο, εκπέμπει ισχυρές γραμμές και μπορεί να παρατηρηθεί σε διάφορες καταστάσεις ιονισμού. Μια βασική μέθοδος υπολογισμού της μεταλλικότητας, που προτάθηκε από τους Pagel et al. (1979), δίνεται από τη σχέση  $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007) / \text{H}\beta$ . Όμως, όπως προαναφέρθηκε, για το σωστό καθορισμό της μεταλλικότητας θα πρέπει να ληφθεί υπόψη και η κατάσταση ιονισμού του βαρέος στοιχείου που χρησιμοποιείται. Ο υπολογισμός της κατάστασης ιονισμού μπορεί να γίνει χρησιμοποιώντας γραμμές εκπομπής που είναι δείκτες της ηλεκτρονιακής θερμοκρασίας, όπως π.χ. ο λόγος  $[\text{O III}](\lambda\lambda 4959, 5007)/[\text{O II}]\lambda 3727$ . Συνήθως για αυτόν τον υπολογισμό χρησιμοποιούνται γραμμές εκπομπής σε διαφορετικές καταστάσεις ιονισμού του ίδιου στοιχείου, για να αποφευχθεί ο παράγοντας της διαφορετικής μεταλλικότητας των στοιχείων.

Πολλές φορές η απευθείας χρήση των παραπάνω διαγνωστικών λόγων είναι δύσκολη. Σε περιπτώσεις π.χ. αυξημένης μεταλλικότητας η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία μειώνεται μια και οι πολλαπλές γραμμές εκπομπής των μετάλλων δρουν σαν ψυκτικός μηχανισμός. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα την εξασθένηση των γραμμών εκπομπής και τη δύσκολη παρατήρηση/μέτρησή τους (Pettini & Pagel 2004). Σε τέτοιες περιπτώσεις η λεπτομερής μοντελοποίηση μπορεί να αντιμετωπίσει αυτές τις δυσχέρειες και να δώσει ασφαλή αποτελέσματα σε κάθε περίπτωση. Για παράδειγμα οι Kewley & Dopita (2002), βασιζόμενοι σε ισχυρές γραμμές εκπομπής, συνδύασαν αστρικούς πληθυσμούς και μοντέλα φωτοϊονισμού για να αναπτύξουν μια σειρά διαγνωστικών παραμέτρων τόσο για την κατάσταση ιονισμού όσο και την περιεκτικότητα των μετάλλων.

#### • Ταχύτητες κυμάτων σοκ

Γνωρίζοντας την ηλεκτρονιακή θερμοκρασία του υπολείμματος υπερκαινοφανούς, μπορούμε να εκτιμήσουμε την ταχύτητα των κυμάτων σοκ.

Η ενεργητικότητα και η ταχύτητα των κρουστικών κυμάτων στα υπολείμματα υπερκαινοφανών αντικατοπτρίζεται στην ευαίσθητη προς τη θερμοκρασία ένταση της γραμμής εκπομπής του  $[\text{O III}]$  στα 5007 Å. Όσο μεγαλύτερη ταχύτητα έχει το κρουστικό κύμα, τόσο μεγαλύτερη γίνεται η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία του μέσου πίσω από το μέτωπο του σοκ, αυξάνοντας έτσι την εκπομπή της συγκεκριμένης γραμμής. Έχει παρατηρηθεί από τους Hartigan et al. (1987) ότι η απουσία της γραμμής  $[\text{O III}]$  από τα φάσματα υπολειμμάτων υπερκαινοφανών υποδηλώνει

ταχύτητες του κύματος  $\sigma_{\text{ok}} < 100 \text{ km sec}^{-1}$ .

Και σε αυτή την περίπτωση, η απευθείας αναγωγή της γραμμής [O III] σε ταχύτητα του κύματος  $\sigma_{\text{ok}}$  είναι δύσκολη γιατί πρέπει να ληφθούν υπόψιν και άλλοι παράγοντες που την επηρεάζουν (όπως η πυκνότητα, το μαγνητικό πεδίο, η κατάσταση ιονισμού, η μεταλλικότητα). Για αυτό το λόγο, η δημιουργία θεωρητικών μοντέλων  $\sigma_{\text{ok}}$  που είναι ευαίσθητα στους παραπάνω παράγοντες (όπως τα γνωστά διαγράμματα BPT των Baldwin et al. 1981 ή τη δουλειά των Allen et al. 2008) είναι αναγκαία για μια ασφαλή εκτίμηση της ταχύτητας των κυμάτων  $\sigma_{\text{ok}}$  των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών βάσει της γραμμής εκπομπής [O III].

## 2.6 Συμπεριφορά 'Πραγματικών' Υπολειμμάτων Υπερκαινοφανών

Το παρόν κεφάλαιο, που πραγματεύεται το αναγκαίο θεωρητικό υπόβαθρο για τα υπολείμματα υπερκαινοφανών, κλείνει με μια συνοπτική αναφορά στη συμπεριφορά των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών, πέρα από θεωρητικά μοντέλα.

Είναι πλέον γνωστό ότι η παρατήρηση της ακτινοβολίας των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών σε διαφορετικά μήκη κύματος προσφέρει σημαντικές πληροφορίες για τις διαφορετικές διεργασίες που συμβαίνουν στα αντικείμενα αυτά. Για παράδειγμα, η θερμική ακτινοβολία ακτίνων-X που προέρχεται από το θερμό υλικό πίσω από το κύμα  $\sigma_{\text{ok}}$  (θερμοκρασίες  $>10^6 \text{ K}$ ), παρατηρείται κατά τις δύο πρώτες φάσεις της εξέλιξης των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών και προκύπτει από ταχέως κινούμενα ηλεκτρόνια που συγκρούονται ή επανασυνδέονται με ιόντα. Η οπτική ακτινοβολία προέρχεται από υλικό με θερμοκρασίες  $\sim 10^5 \text{ K}$  και παρατηρείται συνήθως κατά την τρίτη φάση της εξέλιξης των υπολειμμάτων και είναι συνήθως χαρακτηριστική των γηραιότερων υπολειμμάτων. Η ραδιοφωνική εκπομπή στα υπολείμματα υπερκαινοφανών παρατηρείται καθόλη τη διάρκεια της ζωής των υπολειμμάτων και προέρχεται από σχετικιστικά ηλεκτρόνια κινούμενα σε μαγνητικό πεδίο, είτε γύρω από το κύμα  $\sigma_{\text{ok}}$  ή πίσω από αυτό.

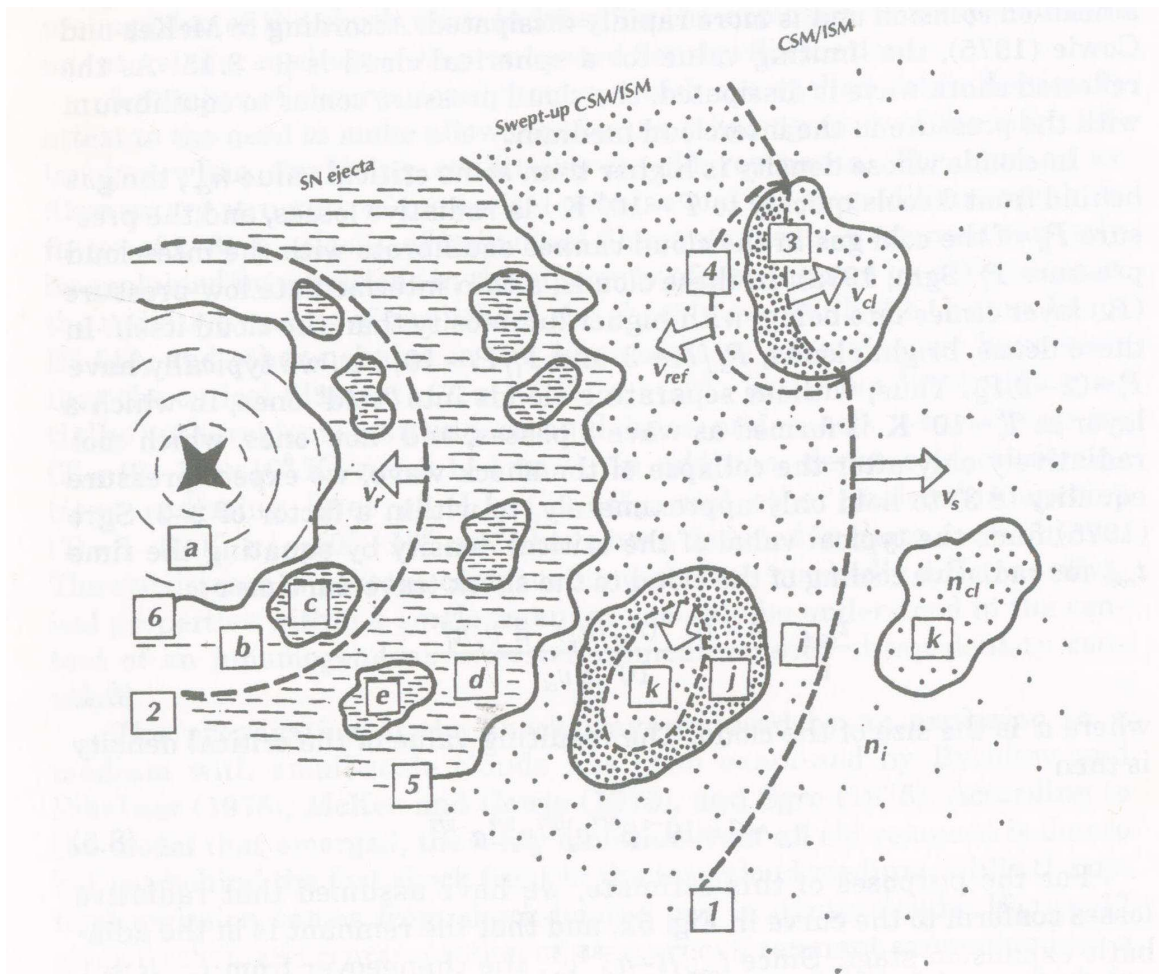
Από τα παραπάνω, παρατηρούμε ότι η οπτική ακτινοβολία με αυτή των ακτίνων-X δεν έχουν κοινό τόπο προέλευσης. Αν λοιπόν παρατηρηθούν και οι δύο ακτινοβολίες σε ένα υπόλειμμα, αυτό σημαίνει ότι το υπόλειμμα περιέχει υλικό μεγάλου εύρους θερμοκρασιών (π.χ. Seward & Charles 2010). Επιπλέον, η υπέρυθη ακτινοβολία στα υπολείμματα υπερκαινοφανών δεν είναι σπάνια. Αυτή οφείλεται στη σκόνη που ακτινοβολεί λόγω της θέρμανσής της από το θερμό υλικό πίσω από το κύμα  $\sigma_{\text{ok}}$ . Αυτό έχει παρατηρηθεί σε χάρτες λαμπρών υπολειμμάτων, οι

οποίοι δείχνουν ότι η υπέρυθρη ακτινοβολία προέρχεται από το κέλυφος όπου εκπέμπονται και οι ακτίνες -X. Μάλιστα, πολλές φορές η ολική ενέργεια που εκπέμπεται στο υπέρυθρο είναι μεγαλύτερη από αυτή στις ακτίνες -X, επιταχύνοντας έτσι την εξέλιξη των υπολειμμάτων καθώς συνεισφέρουν στην ψύξη τους.

Τα διάφορα χαρακτηριστικά των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών (δομή, σχήμα, προέλευση ακτινοβολίας) απέχουν στην πραγματικότητα από τα αποτελέσματα των χρησιμοποιούμενων, απλοποιημένων θεωρητικών μοντέλων, μια και η φύση είναι πιο πολύπλοκη. Τα αντικείμενα αυτά συνήθως βρίσκονται μέσα σε ανομοιογενές μεσοαστρικό μέσο ή εκτινάσσουν ανομοιογενώς το υλικό τους με αποτέλεσμα τόσο η μορφολογία τους όσο και η εκπεμπόμενη ακτινοβολία τους να είναι πολυσύνθετη. Για παράδειγμα, στο Σχήμα 2.17, δίνεται η δομή και η προέλευση της εκπεμπόμενης ακτινοβολίας νεαρού υπολείμματος υπερκαινοφανούς μέσα σε νεφελώδες και ανομοιόμορφο μεσοαστρικό μέσο (Lozinskaya 1992), βασιζόμενα σε πληροφορίες από όλες τις διαθέσιμες παρατηρήσεις σε συνδυασμό με τη θεωρητική υπάρχουσα γνώση. Ο χώρος (1) απεικονίζει το κρουστικό κύμα που διαδίδεται στο μεσοαστρικό μέσο με ταχύτητα  $v_s$ . Ο χώρος (2) δείχνει το αντίστροφο κύμα σοκ που διαδίδεται με ταχύτητα  $v_r$  μέσα στο επεκτεινόμενο εκτινασσόμενο υλικό του υπερκαινοφανούς. Ο χώρος (3) απεικονίζει δευτερεύοντα κύματα σοκ (με ταχύτητα  $v_{cl}$ ) που μπορεί να δημιουργηθούν μέσα σε εσωτερικά, μικρότερα, πυκνά νέφη ενώ ο χώρος (4) δείχνει πιθανά ανακλώμενα κύματα σοκ. Ο χώρος (5) δείχνει την ασυνέχεια επαφής μεταξύ του υλικού που σαρώνεται από το κύμα σοκ και του εκτινασσόμενου υλικού από τον υπερκαινοφανή. Εάν στο κέντρο του υπολείμματος υπάρχει αστέρας νετρονίων τότε ο χώρος (6) δείχνει την ασυνέχεια επαφής μεταξύ του εκτινασσόμενου υλικού του υπερκαινοφανή και νέφους ρελατιβιστικών σωματιδίων στο μαγνητικό πεδίο του αστέρα νετρονίων.

Σε αυτό το σχήμα μπορούν να επίσης να παρατηρηθούν περιοχές προέλευσης ακτινοβολίας διαφόρων μηκών κύματος. Αν π.χ. υπάρχει pulsar στο κέντρο τότε η περιοχή (a) δείχνει το plerion το οποίο εκπέμπει οπτική, ραδιοφωνική και ακτίνων-X ακτινοβολία μέσω του μηχανισμού σύγχροτρον, η οποία αυξάνεται σε φωτεινότητα κινούμενοι προς το κέντρο. Υπάρχουν και διάφορες, άλλες περιοχές εκπομπής ακτινοβολίας, ανεξάρτητα της παρουσίας αστέρα νετρονίων. Για παράδειγμα, παρατηρείται θερμική εκπομπή ακτίνων-X σε περιοχές όπου το αέριο που σαρώνεται, θερμαίνεται από το κρουστικό κύμα σοκ (περιοχή i), και από το εκτινασσόμενο υλικό το οποίο θερμαίνεται από το ανάστροφο κύμα σοκ (περιοχή d). Οπτική ακτινοβολία παρατηρείται από πυκνά συμπυκνώματα του εκτινασσόμενου υλικού του υπερκαινοφανή που θερμαίνονται από το ανάστροφο κύμα σοκ (περιοχή e) και από πυκνά περιβάλλοντα νέφη που θερμαίνονται από δευτερεύοντα κύματα σοκ (περιοχή j). Η επιτάχυνση σχετικιστικών σωματιδίων σε μαγνητικό

πεδίο που είναι έντονο στην ασυνέχεια επαφής (5) δίνει μηχανισμό σύγχροτρον και ραδιοφωνική ακτινοβολία σε κελυφοειδή μορφολογία, ενώ η σκόνη που θερμαίνεται από το θερμικό πλάσμα ακτίνων-X δίνει υπέρυθη ακτινοβολία. Τέλος, ψυχρές περιοχές του εκτινασόμενου υλικού οι οποίες δεν έχουν διαταραχθεί από το ανάστροφο κύμα σοκ (περιοχές b και c) ή αδιατάρακτο αέριο σε εσωτερικά νέφη (περιοχή k) είναι πολύ δύσκολο να ανιχνευθούν καθώς δεν εκπέμπουν έντονη ακτινοβολία.



Σχήμα 2.17 Σκίτσο νεαρού υπολείμματος υπερκαινοφανούς σε ανομοιόμορφο μεσοαστρικό μέσο (Lozinskaya 1992).

## Κεφάλαιο 3

# ΔΕΙΓΜΑ ΓΑΛΑΞΙΩΝ

Η παρούσα διατριβή κάνει μια εκτενή έρευνα σε πληθυσμούς Υ/Υ σε έξι κοντινούς γαλαξίες: NGC 2403, NGC 3077, NGC 4214, NGC 4395, NGC 4449 και NGC 5204. Οι γαλαξίες αυτοί επιλέχθηκαν από τον Third Catalog of Bright Galaxies (RC3; de Vaucouleurs et al. 1995) με βάση τα εξής χαρακτηριστικά:

- α) να είναι late-type ( $T > 4$ ; Hubble type). Οι late-type γαλαξίες θεωρούνται αυτοί που είναι δεξιά της ταξινόμησης κατά Hubble, δηλαδή οι άμορφοι και οι σπειροειδείς γαλαξίες,
- β) σε κοντινή απόσταση ( $\leq 5$  Mpc) για ελαχιστοποίηση της σύγχυσης πηγών (σε 5 Mpc,  $1'' \simeq 25$  pc),
- γ) με χαμηλή κλίση ( $\leq 60^\circ$ ) για ελαχιστοποίηση της γαλαξιακής απορρόφησης και των φαινομένων προβολής και
- δ) να είναι πάνω από το Γαλαξιακό επίπεδο ( $b > 20^\circ$ ).

Από τους γαλαξίες με τα παραπάνω χαρακτηριστικά, επιλέξαμε αυτούς που έχουν διαθέσιμες παρατηρήσεις μεγάλης έκθεσης με τον δορυφόρο ακτίνων-X *Chandra* ούτως ώστε να πετύχουμε ένα ενιαίο όριο ανίχνευσης φωτεινότητας  $\sim 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup>, ικανό να μας δώσει το μεγαλύτερο ποσοστό των φωτεινών Υ/Υ. Επιλέξαμε να επικεντρωθούμε σε δεδομένα του *Chandra* λόγω της εκπληκτικής του χωρικής ανάλυσης η οποία επιτρέπει την ανίχνευση αμυδρών πηγών σε πηγοβριθείς περιοχές, δίνοντας έτσι ένα αμερόληπτο δείγμα το οποίο μπορούμε να το συγκρίνουμε με τα οπτικά δεδομένα. Πληροφορίες για το δείγμα των γαλαξιών παρατίθενται στον Πίνακα 3.1.

Πίνακας 3.1 Πληροφορίες για το δείγμα των γαλαξιών

Γαλαξίας	Ορθή Αναφορά (J2000)	Απόκλιση (J2000)	Απόσταση (Mpc)	Μέγιστος/Ελάχιστος άξονας (arcmin)	Κλίση <sup>a</sup> (degrees)	Γαλαξιακό N <sub>H</sub> <sup>b</sup> ( $\times 10^{20}$ cm <sup>-2</sup> )	Γαλαξιακό Πλάτος (degrees)	Γωνία θέσης <sup>c</sup> (degrees)	Τύπος Γαλαξία	Φυσική Κλίμακα <sup>d</sup> (pc)
NGC 2403	07:36:51.4	65:36:09	3.2 <sup>e</sup>	21.9 $\times$ 12.3	62	4.36	29	127	SAB(s)cd	7.7
NGC 5204	13:29:36.5	58:25:07	4.8 <sup>e</sup>	5.0 $\times$ 3.0	53	1.75	58	5	SA(s)m	11.5
NGC 4395	12:25:48.9	33:32:48	2.6 <sup>f</sup>	13.2 $\times$ 11.0	38	1.85	82	147	SA(s)m	6.2
NGC 4449	12:28:11.9	44:05:40	4.2 <sup>g</sup>	6.2 $\times$ 4.4	56	1.61	72	45	IBm	10.1
NGC 3077	10:03:19.1	68:44:02	3.6 <sup>h</sup>	5.4 $\times$ 4.5	-	5.05	42	45	I0 pec	8.6
NGC 4214	12:15:39.2	36:19:37	4.7 <sup>i</sup>	8.5 $\times$ 6.6	37	1.99	78	-	IAB(s)m	11.3

Οι μονάδες της ορθής αναφοράς και της απόκλισης είναι σε ώρες, λεπτά, δευτερόλεπτα και μοίρες, λεπτά του τόξου, δευτερόλεπτα του τόξου αντίστοιχα. Σημειώνουμε ότι οι γαλαξίες τύπου SA(s)m είναι Magellanic-type που σημαίνει ότι έχουν ταξινομηθεί ως άμορφοι με κάποια σπειροειδή δομή. Οι πληροφορίες για τις συντεταγμένες, τις διαμέτρους, τα Γαλαξιακά πλάτη και τους τύπους των γαλαξιών είναι από το *NED* (*Nasa Extragalactic database*).

<sup>a</sup>Tully (1988) εκτός από τον NGC 4449 που είναι από τους Summers et al. (2003).

<sup>b</sup>(Leiden/Argentine/Bonn) LAB Survey of Galactic HI

<sup>c</sup> Third Reference Catalog of Bright Galaxies

<sup>d</sup>Φυσικές κλίμακες που αντιστοιχούν σε 0.5'' στην απόσταση κάθε γαλαξία.

<sup>e</sup>Freedman & Madore (1988).

<sup>f</sup> Saha et al. (1994)

<sup>g</sup>Annibali et al. (2008)

<sup>h</sup>Freedman et al. (1994).

<sup>i</sup> Tully (1988)



### 3.1 Προηγούμενες έρευνες στους πληθυσμούς Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας

Πολλοί από τους γαλαξίες του δείγματος έχουν μελετηθεί εκτεταμένα σε διάφορα μήκη κύματος. Παρακάτω συνοψίζονται αυτά τα αποτελέσματα, παρουσιάζοντας προηγούμενες έρευνες Υ/Υ:

*NGC 3077*: ανήκει στον αστερισμό της Μεγάλης Άρκτου και είναι μέλος της ομάδας των γαλαξιών του M81. Οι σκοτεινές μάζες του υλικού που διασκορπίζονται γύρω από τον φωτεινό πυρήνα του NGC 3077 είναι αποτέλεσμα της αλληλεπίδρασης του γαλαξία με τους μεγαλύτερους γείτονες της, τους M81 και M82. Πιστεύεται ότι η αλληλεπίδραση αυτή είναι υπεύθυνη για την έντονη αστρογένεση στον NGC 3077 αλλά και στον M82 (Walter et al. 2002). Όσον αφορά τους πληθυσμούς Υ/Υ σε αυτόν τον γαλαξία, οι Ott et al. (2003) χρησιμοποιώντας δεδομένα του *Chandra*, αναφέρουν την ανίχνευση 3 πηγών (S1, S5, S6) με χαρακτηριστικά ενδεικτικά των θερμικών Υ/Υ στις ακτίνες-X. Μια από αυτές τις πηγές (η S1) συμπίπτει με μια ραδιοπηγή που ανιχνεύθηκε από τους Rosa-González et al. (2005).

*NGC 4214*: Είναι ένας κοντινός, άμορφος γαλαξίας με έντονη αστρογένεση στον αστερισμό Canes Venatici, δίπλα στον αστερισμό του Βώτη. Χαρακτηρίζεται από εκτεταμένο σχηματισμό αστέρων μεγάλης μάζας σε όλο του το δίσκο. Επομένως, η ύπαρξη Υ/Υ είναι αναμενόμενη. Υπάρχει μια ραδιοπηγή ταξινομημένη ως ράδιο Υ/Υ (πηγή ρ) από τους Vukotic et al. (2005) ενώ η φύση δύο άλλων πηγών στην ίδια έρευνα (πηγές α και β) είναι υπό συζήτηση (Chomiuk & Wilcots 2009). Επιπρόσθετα, οι Chomiuk & Wilcots (2009) βρήκαν έξι ακόμα υποψήφια Υ/Υ στο ραδιοφωνικό και τρεις πηγές που δηλώνονται ως Υ/Υ / περιοχές ιονισμένου υδρογόνου (SNR/HII). Στο οπτικό μέρος του φάσματος, οι Dopita et al. (2010), χρησιμοποιώντας δεδομένα του Hubble Space Telescope ανίχνευσαν βάσει φωτομετρίας 7 υποψήφια Υ/Υ.

*NGC 4395*: Είναι ακόμα ένας άμορφος και με έντονη αστρογένεση ενεργός γαλαξίας επίσης στη διεύθυνση του αστερισμού Canes Venatici. Αξιοσημείωτο σε αυτόν τον γαλαξία είναι ότι περιέχει μία από τις μικρότερες υπερμεγέθεις μαύρες τρύπες (supermassive black hole) που έχουν ανακαλυφθεί έως τώρα ( $\sim 3 \times 10^5 M_{\odot}$ ). Ο γαλαξίας αυτός ενδέχεται να φιλοξενεί ένα υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ (Sramek 1992, Vukotic et al. 2005) αλλά χωρίς να παρουσιάζει Υ/Υ στις ακτίνες-X που να συμπίπτει χωρικά. Αυτή η πηγή είναι εκτός του οπτικού πεδίου των παρατηρήσεων που χρησιμοποιήθηκαν στην παρούσα έρευνα. Μέχρι τώρα, δεν υπάρχουν άλλα Υ/Υ που να έχουν ανιχνευθεί στον συγκεκριμένο γαλαξία, σε κανένα μήκος κύματος.

*NGC 4449*: Είναι και αυτός ένας άμορφος γαλαξίας, με έντονη αστρογένεση, στον αστερισμό του Canes Venatici. Ο γαλαξίας αυτός φιλοξενεί ένα πλούσιο σε οξυγόνο (τύπου Cas-A), εκτενώς μελετημένο Υ/Υ (π.χ. ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος: Lacey et al. 2007, οπτικό: Blair et al. 1983, υπεριώδες Blair et al. 1984 και ακτίνες-X: Patnaude & Fesen 2003). Επιπρόσθετα, οι Chomiuk & Wilcots (2009) ανίχνευσαν οκτώ υποψήφια Υ/Υ βασισμένα σε ραδιοφωνικές παρατηρήσεις και εικόνες Ηα. Στις ακτίνες-X, οι Summers et al. (2003) αναφέρουν την ύπαρξη δύο Υ/Υ και οκτώ πηγών ως Υ/Υ / διπλά συστήματα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X (SNR/XRB) ή ως Υ/Υ / Πολύ Μαλακές Πηγές (SNR/ Super Soft Sources), βασισμένα σε δεδομένα του *Chandra*.

*NGC 5204*: Ο γαλαξίας αυτός βρίσκεται στον αστερισμό της Μεγάλης Άρκτου. Παρουσιάζει τρία Υ/Υ που έχουν ανιχνευθεί στο οπτικό μέρος του φάσματος από τους Matonick & Fesen (1997). Άλλες παρατηρήσεις (και σε άλλα μήκη κύματος) δεν έχουν διεξαχθεί στον συγκεκριμένο γαλαξία για την ανίχνευση Υ/Υ.

*NGC 2403*: Είναι σπειροειδής γαλαξίας στον αστερισμό της Καμηλοπάρδαλης. Αποτελεί μακρινό μέλος της ομάδας γαλαξιών M81 και φιλοξενεί πολλές περιοχές ιονισμένου υδρογόνου. Οι Matonick et al. (1997) διεξήγαγαν μια σχετικά βαθειά έρευνα στο οπτικό μέρος του φάσματος για Υ/Υ στον NGC 2403. Ανίχνευσαν 35 Υ/Υ, δύο από τα οποία ήταν ήδη γνωστά (π.χ. D'Odorico et al. 1980, Blair et al. 1982). Οι Turner & Ho (1994) ταξινόμησαν δύο ραδιοπηγές (TH2, TH4) σαν Υ/Υ ενώ οι Eck et al. (2002) ανίχνευσαν ένα ραδιοφωνικό ομόλογο (υποδηλωμένη ως πηγή μ) στην πηγή 7 των Matonick et al. (1997). Οι Schlegel & Pannuti (2003) και Pannuti et al. (2007) έψαξαν για συμπτώσεις στη θέση μεταξύ των δικών τους πηγών στις ακτίνες-X και στα 35 Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997). Βρήκαν μία καθαρή σχέση με την πηγή MFBL31 καθώς και με το υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ TH2 των Turner & Ho (1994).

Στον Πίνακα 3.2 συνοψίζουμε τον συνολικό αριθμό Υ/Υ που έχουν ανιχνευθεί έως τώρα στους γαλαξίες του δείγματός μας από τις προηγούμενες έρευνες, τόσο στο οπτικό και ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος όσο και στις ακτίνες-X. Παρόλο που αυτές οι έρευνες έχουν παρουσιάσει αρκετά υποψήφια Υ/Υ, οι ταυτοποιήσεις τους στηρίζονται κυρίως σε Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος. Αντιθέτως, στην παρούσα διατριβή παρουσιάζουμε ανάλυση δεδομένων που στηρίζεται στην ανίχνευση και ταυτοποίηση Υ/Υ λόγω των ιδιοτήτων τους στο μήκος κύματος που παρατηρούνται.

Από τα παραπάνω είναι ξεκάθαρο ότι στο δείγμα των γαλαξιών που έχει επιλεγθεί, δεν έχουν γίνει συστηματικές μελέτες για Υ/Υ σε διαφορετικά μήκη κύματος. Βαθιές μελέτες μας δίνουν τη δυνατότητα για μια πιο ολοκληρωμένη έρευνα των πληθυσμών Υ/Υ σε κοντινούς γαλαξίες. Αυτό επιλέχθηκε να γίνει στην παρούσα διατριβή: τη συστηματική μελέτη πληθυσμών Υ/Υ στις ακτίνες -X και στο οπτικό μέρος του φάσματος.

Πίνακας 3.2 Αριθμός Υ/Υ σε διάφορα μήκη κύματος από προηγούμενες έρευνες

Γαλαξίας	Αριθμός οπτικών Υ/Υ	Αριθμός ραδιοφωνικών Υ/Υ	Αριθμός Υ/Υ στις ακτίνες - X
NGC 2403	35 <sup>a</sup> (15)	3 <sup>b</sup>	1 <sup>c</sup>
NGC 5204	3 <sup>d</sup> (2)	0	0
NGC 4395	0	1 <sup>e</sup>	0
NGC 4449	1 <sup>f</sup> (1)	8 <sup>g</sup>	2 <sup>h</sup>
NGC 3077	0	1 <sup>i</sup>	3 <sup>j</sup>
NGC 4214	7 <sup>k</sup> (0)	7 <sup>e</sup>	0

Σημείωση - Οι παρενθέσεις στα οπτικά Υ/Υ δηλώνουν τα φασματοσκοπικά πιστοποιημένα Υ/Υ. Αναφορές: (a) D'Odorico et al. (1980), Matonick et al. (1997), (b) Turner & Ho (1994), Eck et al. (2002), (c) Schlegel & Pannuti (2003), Pannuti et al. (2007), (d) Matonick & Fesen (1997), (e) Vukotic et al. (2005), Chomiuk & Wilcots (2009), (f) Balick & Heckman (1978), Kirshner & Blair (1980), Blair et al. (1983), (g) Lacey et al. (2007), Chomiuk & Wilcots (2009), (h) Vogler & Pietsch (1997), Patnaude & Fesen (2003), Summers et al. (2003), (i) Rosa-Gonzalez et al. (2005), (j) Ott et al. (2003), (k) Dopita et al. (2010).

## Κεφάλαιο 4

# ΑΝΙΧΝΕΥΟΝΤΑΣ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΤΙΣ ΑΚΤΙΝΕΣ-X

Προηγούμενες παρατηρήσεις ακτίνων-X σε κοντινούς γαλαξίες ( $\leq 5$  Mpc) με το δορυφόρο ROSAT (π.χ. Schlegel 1994, Schlegel et al. 2000, Pannuti et al. 2000, 2002, Payne et al. 2004) αποκάλυψαν πολλά Υ/Υ που εκπέμπουν στις ακτίνες-X, εκ των οποίων αρκετά είχαν ήδη αναγνωρισθεί ως Υ/Υ και σε άλλα μήκη κύματος. Αυτές οι παρατηρήσεις έδειξαν ότι τα Υ/Υ είναι μια σημαντική συνιστώσα στους πληθυσμούς ακτίνων-X (Blair & Long 1997) ειδικά σε φωτεινότητες κάτω των  $10^{37}$  erg s<sup>-1</sup>. Παρόλα αυτά, οι έρευνες με τον ROSAT ήταν περιορισμένες λόγω της χαμηλής του ευαισθησίας και της χωρικής του ανάλυσης και έτσι περιορίστηκε στην ανίχνευση και τη μελέτη διακριτών πηγών στις ακτίνες-X μέσα στο Γαλαξία μας και στο Local Group. Αντιθέτως, ο *Chandra*, υπερτερώντας σε ανάλυση και ευαισθησία οργάνων, προσφέρει μια μοναδική ευκαιρία στο να ανιχνευθεί μεγάλος πληθυσμός Υ/Υ σε κοντινούς γαλαξίες. Η έξοχη διακριτική του ικανότητα ( $\sim 0.5''$ ) αποκαλύπτει πηγές ακτίνων-X που δεν θα μπορούσαν να ανιχνευθούν καθαρά από άλλο δορυφόρο και έτσι επιτρέπει την ταυτοποίηση με πηγές που έχουν ανιχνευθεί σε άλλες ζώνες συχνότητας. Με τυπικό όριο ανίχνευσης τα  $10^{37}$  erg s<sup>-1</sup> με εκθέσεις μετρίου χρόνου, εξωγαλαξιακά Υ/Υ τύπου Cas-A ή Crab-like μπορούν να ανιχνευθούν σε κοντινούς γαλαξίες. Η δυνατότητα του *Chandra* να ανιχνεύει Υ/Υ στις

ακτίνες-X έχει αποδειχθεί από διάφορες έρευνες σε κοντινούς γαλαξίες, όπως στους: NGC 1637 : Immler et al. (2003), NGC 6822 : Kong et al. (2004), M 31 : Kong et al. (2002), NGC 2403 : Schlegel & Pannuti (2003), M 81 : Swartz et al. (2003).

Στο παρόν κεφάλαιο παρουσιάζεται η ανάλυση αρχειακών δεδομένων του δορυφόρου *Chandra* στους έξι γαλαξίες του δείγματός μας και η μελέτη για την ανίχνευση θερμικών Υ/Υ στις ακτίνες-X. Συνοπτικά, η έρευνα αυτή αποκάλυψε 37 θερμικά Υ/Υ στις ακτίνες-X (βάσει κυρίως των φασμάτων τους), 30 εκ των οποίων είναι νέες ανακαλύψεις. Σε πολλές περιπτώσεις, η ταξινόμηση των Υ/Υ στις ακτίνες -X επιβεβαιώθηκε με βάση Υ/Υ που έχουν εντοπιστεί σε άλλα μήκη κύματος. Άλλα ενδιαφέροντα αποτελέσματα αυτής της έρευνας έδειξαν ότι τα Υ/Υ ακτίνων-X στους άμορφους γαλαξίες φαίνονται να είναι πιο λαμπρά από αυτά σε σπειροειδείς γαλαξίες και με διαφορετικές κατανομές φωτεινότητας. Μια συνοπτική εικόνα αυτού του κεφαλαίου παρουσιάζεται από τους Leonidaki et al. (2012), η πρώτη δημοσίευση στα πλαίσια της παρούσας διατριβής.

## 4.1 CHANDRA: ΤΕΧΝΙΚΑ ΧΑΡΑΚΤΗΡΙΣΤΙΚΑ

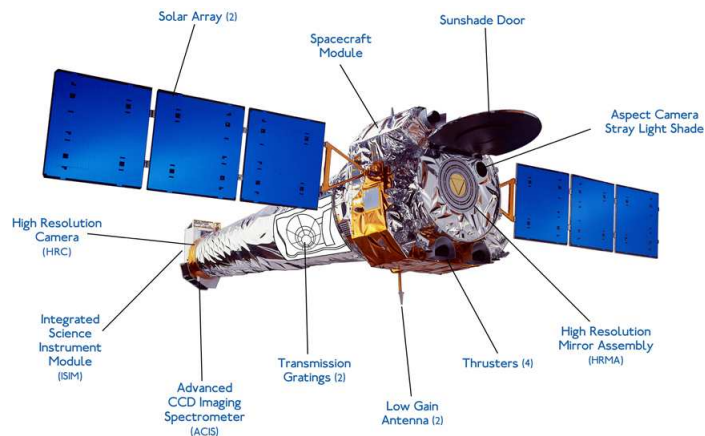
### 4.1.1 Σύντομη περιγραφή του δορυφόρου

Ο δορυφόρος ακτίνων-X *Chandra* (Σχήμα 4.1) θεωρείται ένας από τους πιο ισχυρούς δορυφόρους ακτίνων-X καθώς ο συνδυασμός της έξοχης διακριτικής του ικανότητας ( $\sim 0.5''$ ), της μεγάλης επιφάνειας συλλογής φωτός ( $400 \text{ cm}^2$  στο  $1 \text{ keV}$ ) και της μεγάλης του ευαισθησίας σε υψηλής ενέργειας ακτίνες-X, τον καθιστούν ικανό να ανιχνεύει εξαιρετικά αμυδρές πηγές (και πολλές φορές ισχυρά απορροφημένες) μέσα σε περιοχές συνωστισμένων πηγών.

Το τηλεσκόπιο του *Chandra* απαρτίζεται κατά κύριο λόγο από τα παρακάτω μέρη:

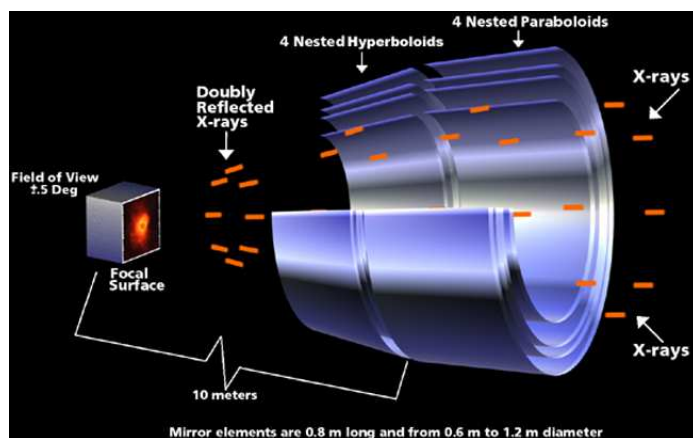
#### 1. Καθρέφτες υψηλής ανάλυσης (High Resolution Mirror Assembly - HRMA):

Η κατασκευή των τηλεσκοπίων ακτίνων-X διαφέρουν πολύ από αυτή των οπτικών τηλεσκοπίων μια και η πρόσπτωση υψηλής ενέργειας φωτονίων επάνω σε μια επιφάνεια (υπό γωνία πρόσπτωσης  $< 90^\circ$ ) προκαλεί την απορρόφηση παρά την ανάκλαση τους. Για να επιτευχθεί η ανάκλασή τους θα πρέπει οι εισερχόμενες ακτίνες-X να προσπέσουν σχεδόν παράλληλα σε εξάισια διαμορφωμένες επιφάνειες που μοιάζουν με κυλίνδρους και όχι με τα γνωστά 'πιάτα' των οπτικών τηλεσκοπίων. Για το λόγο αυτό, το τηλεσκόπιο του *Chandra* αποτελείται από τέσσερα ζεύγη ένθετων κυλινδρικών παραβολοειδών και υπερβολοειδών



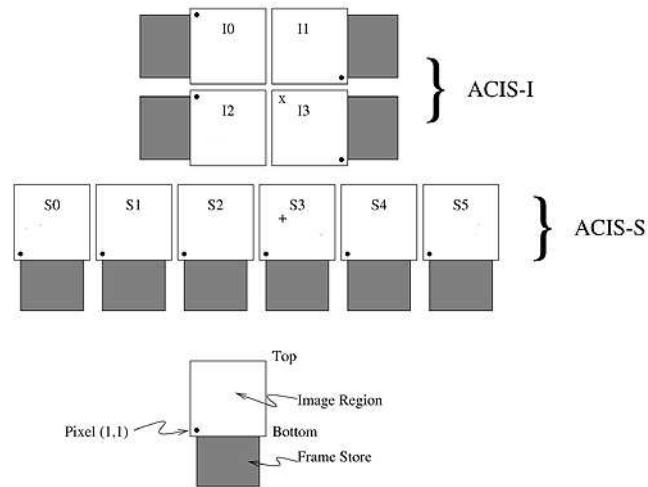
Σχήμα 4.1 Εικόνα του δορυφόρου ακτίνων-Χ *Chandra* ([chandra.harvard.edu/about/spacecraft.html](http://chandra.harvard.edu/about/spacecraft.html))

επιφανειών οι οποίες είναι επικαλυμμένες με ιρίδιο. Οι επιφάνειες αυτές αποτελούν τους καθρέφτες του τηλεσκοπίου (High Resolution Mirror Assembly - HRMA) και φαίνονται στο Σχήμα 4.1 ενώ στο Σχήμα 4.2 απεικονίζεται ο τρόπος συλλογής των ακτίνων-Χ.



Σχήμα 4.2 Συλλογή ακτίνων-Χ με τους καθρέφτες του *Chandra* (High Resolution Mirror Assembly - HRMA) ([chandra.harvard.edu/resources/illustrations/teleSchem.html](http://chandra.harvard.edu/resources/illustrations/teleSchem.html))

## ACIS FLIGHT FOCAL PLANE



Σχήμα 4.3 Σχηματική απεικόνιση του ACIS.

### 2. Επιστημονικά όργανα στο εστιακό επίπεδο (Focal-plane Science Instruments - SIs) Αποτελούνται από:

- Προηγμένες συσκευές συζευγμένου φορτίου (CCDs - Charge Coupled Devices) για απεικόνιση και φασματοσκοπία (Advanced CCD Imaging Spectrometer - **ACIS**) Το ACIS (Σχήμα 4.3) προσφέρει τη δυνατότητα ταυτόχρονης απόκτησης εικόνων υψηλής ανάλυσης και φασμάτων μέτριας ανάλυσης. Το συγκεκριμένο όργανο μπορεί να χρησιμοποιηθεί σε συνδυασμό με τα φράγματα διάδοσης (HETG, LETG) για απόκτηση φάσματος υψηλότερης ανάλυσης. Περιλαμβάνει 10 επίπεδες συσκευές συζευγμένου φορτίου, διαστάσεων 1024x1024 εικονοστοιχείων (pixels) έκαστη. Τέσσερις από αυτές είναι έμπροσθεν φωτιζόμενες (Front Illuminated - FI), διατεταγμένες σε συστοιχία 2x2 (ACIS-I, Σχήμα 4.3) και χρησιμοποιούνται για απεικόνιση (imaging) και φασματομετρία.

Έξι είναι διατεταγμένες σε συστοιχία 1x6 (ACIS-S, Σχήμα 4.3) και χρησιμοποιούνται είτε για απεικόνιση και φασματομετρία ή για υψηλής ανάλυσης φασματοσκοπία (σε συνδυασμό με το HETG). Από τα 6 CCDs του ACIS-S, τα 4 είναι έμπροσθεν και τα 2 όπισθεν φωτιζόμενα (Back Illuminated - BI) CCDs, με το ACIS-S3 να βρίσκεται στην καλύτερη θέση εστίασης και με την καλύτερη ενεργειακή ανάλυση

χωρίς τη χρήση φράγματος. Οι συμβατικές συσκευές συζευγμένου φορτίου είναι έμπροσθεν φωτιζόμενες και αποτελούνται από ημιαγώγιμα στρώματα που το πάνω μέρος τους επικαλύπτεται από δίκτυα ηλεκτροδίων, τα οποία εξυπηρετούν στην μεταφορά φορτίου από το ένα εικονοστοιχείο στο άλλο. Σε χαμηλές ενέργειες ( $E \leq 1$  keV) η παρουσία αυτών των ηλεκτροδίων δυσχεραίνει την διείσδυση των φωτονίων στα ημιαγώγιμα στρώματα (και κατ' επέκταση την απελευθέρωση ηλεκτρονίων) με αποτέλεσμα να μειώνεται η ευαισθησία τους στην ανίχνευση μαλακών ακτίνων-X. Οι όπισθεν φωτιζόμενες συσκευές συζευγμένου φορτίου είναι συμβατικές συσκευές συζευγμένου φορτίου με τη διαφορά ότι είναι αναποδογυρισμένες σε σχέση με την διεύθυνση των εισερχόμενων φωτονίων. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα τα εισερχόμενα φωτόνια να αποφεύγουν τη δίοδο μέσω των ηλεκτροδίων. Επιπλέον, η κατασκευαστική δομή τους είναι πιο λεπτή ( $45\mu\text{m}$ ) σε σχέση με τις έμπροσθεν φωτιζόμενες συσκευές ( $\sim 500\mu\text{m}$ ). Αυτό αυξάνει την πιθανότητα το φορτίο που θα ελευθερωθεί από την πρόσπτωση ενός χαμηλής ενέργειας φωτονίου στο πίσω μέρος της συσκευής να συλληχθεί πλήρως από τα ηλεκτρόδια στο μπροστινό μέρος της συσκευής. Το τελικό αποτέλεσμα είναι μια σαφώς αυξημένη κβαντική αποδοτικότητα στις χαμηλές ενέργειες (δες Σχήμα 4.4) σε σχέση με τα έμπροσθεν φωτιζόμενες συσκευές συζευγμένου φορτίου.

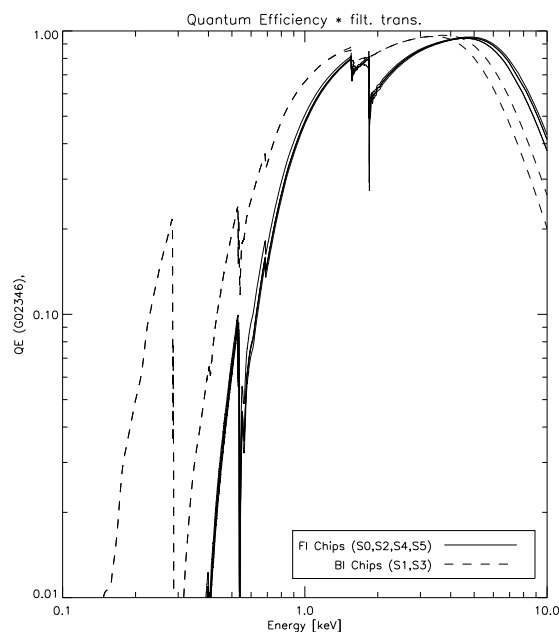
- Κάμερα υψηλής ανάλυσης (High Resolution Camera - **HRC**):

Αποτελείται από δύο ανιχνευτές απεικόνισης με πλάκες μικροδιαύλων (microchannel plates -MPCs): τον HRC-I, σχεδιασμένο για απεικονίσεις ευρέων πεδίων (wide-field imaging) και τον HRC-S σχεδιασμένο για να εξυπηρετεί την ανάγνωση των δεδομένων που προέρχονται από το LETG.

### 3. Τα φράγματα διάδοσης (Transmission Gratings):

- Φράγμα διάδοσης υψηλών ενεργειών (High Energy Transmission Grating - **HETG**): Όταν λειτουργεί σε συνδυασμό με το HRMA και το ACIS-S δίνει υψηλής ανάλυσης φασματοσκοπία (High-Energy Transmission Grating Spectrometer - HETGS). Το HETGS αποτελείται από δύο συνδεσμολογίες φραγμάτων - το φράγμα υψηλών ενεργειών (HEG) και το φράγμα μέτριων ενεργειών (MEG). Βρίσκονται σε ενιαία δομή που μπορεί να τοποθετηθεί στην οπτική διαδρομή πίσω από το HRMA. Το HEG





Σχήμα 4.4 Κβαντική απόκριση των CCDs του ACIS συναρτήσει της ενέργειας

λαμβάνει ακτίνες-X μόνο από τα δύο εσωτερικά περιβλήματα των καθρεπτών ενώ το MEG λαμβάνει ακτίνες-X μόνο από τα δύο εξωτερικά περιβλήματα των καθρεπτών.

- Φράγμα διάδοσης χαμηλών ενεργειών (Low Energy Transmission Grating - **LETG**): Όταν λειτουργεί με το HRC-S δίνει χαμηλής ανάλυσης φασματοσκοπία (Low-Energy Transmission Grating Spectrometer - LETGS), προσφέροντας την υψηλότερη διακριτική ικανότητα στον *Chandra* σε χαμηλές ενέργειες (0.08 - 0.2 keV). Το LETG μπορεί να τοποθετηθεί στην οπτική διαδρομή πίσω από το HRMA λαμβάνοντας ακτίνες-X από τα περιβλήματα όλων των καθρεπτών.

#### 4.1.2 Τρόπος καταγραφής των δεδομένων ακτίνων-X

Οι CCD κάμερες που χρησιμοποιούνται στην αστρονομία ακτίνων-X καταγράφουν ξεχωριστό σήμα για κάθε φωτόνιο που ανιχνεύεται σε αντίθεση με τις CCD κάμερες των οπτικών τηλεσκοπίων οι οποίες ολοκληρώνουν έναν ικανό αριθμό φωτονίων για την παραγωγή ανιχνεύσιμου σήματος. Τα δεδομένα ακτίνων-X αποθηκεύονται 'γεγονός' προς 'γεγονός' (event by event) ούτως ώστε να διατηρείται περισσότερη πληροφορία. Αυτό επιτρέπει μεγαλύτερη ευελιξία στην ανάλυση τους. Το κάθε 'γεγονός' ακτίνων-X (δηλαδή το κάθε ανιχνευόμενο φωτόνιο

ακτίνων-X) όταν προσπίπτει στον ανιχνευτή ενεργοποιεί μια νησίδα (island) εικονοστοιχείων. Το μέγεθος της κάθε νησίδας ορίζεται σε κάθε παρατήρηση από τον τρόπο λειτουργίας του οργάνου παρατήρησης (observing mode) και γίνεται για το διαχωρισμό ακτίνων-X και κοσμικής ακτινοβολίας (π.χ. FAINT: 3x3 νησίδα εικονοστοιχείων, VFaint: 5x5 νησίδα εικονοστοιχείων). Το κάθε 'γεγονός' συλλέγεται σε αρχεία (event files) τα οποία περιέχουν κυρίως τις παρακάτω πληροφορίες:

- Pulse Height Amplitude - PHA: Δίνει το φορτίο ανά εικονοστοιχείο σε κάθε 'νησίδα'. Ουσιαστικά κωδικοποιεί την ενέργεια του εισερχόμενου φωτονίου.
- Χρόνο έκθεσης
- Grade: είναι ένας αριθμός που χαρακτηρίζει κάθε 'γεγονός' βάσει της τιμής των εικονοστοιχείων που είναι πάνω από μια οριακή τιμή (threshold value). Π.χ. ένα 'γεγονός' σε ένα μόνο εικονοστοιχείο αντιστοιχεί σε grade 0.
- Τις συντεταγμένες θέσης του γεγονότος.

## 4.2 ΑΝΑΛΥΣΗ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ

Στην παρούσα έρευνα αναλύθηκαν αρχιεακά δεδομένα από τον *Chandra* για τους έξι γαλαξίες του δείματός μας. Όλες οι επιλεγμένες εκθέσεις έγιναν με το όπισθεν φωτιζόμενο ACIS-S3 CCD (μέγεθος εικονοστοιχείου: 0.49"x0.49"; ενεργειακή ανάλυση ~120 eV στο 1 keV, Garmire et al. 2003) που βρίσκεται στο εστιακό επίπεδο του HRMA (van Speybroeck et al. 1997). Πληροφορίες για τις παρατηρήσεις που χρησιμοποιήθηκαν παρουσιάζονται στον Πίνακα 4.1.

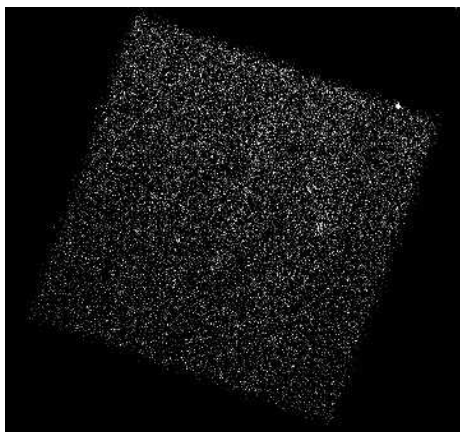
Επιλέξαμε παρατηρήσεις των γαλαξιών που έχουν γίνει με νησίδα εικονοστοιχείων 3x3 (Faint Data Mode), με την πλήρη επιφάνεια του ACIS-S3 CCD (full array mode) και εκθέσεις μεγαλύτερες των 15 ksec. Αυτές οι παράμετροι παρέχουν ένα μεγάλο πεδίο παρατήρησης και εξασφαλίζουν την ανίχνευση πηγών με φωτεινότητες στις ακτίνες-X τουλάχιστον  $10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> για τον πιο μακρινό γαλαξία του δείματός μας. Εννέα παρατηρήσεις βρέθηκαν να πληρούν τις παραπάνω προϋποθέσεις, για τέσσερις γαλαξίες του δείματος (4 για τον NGC 2403, 1 για τον NGC 3077, 1 για τον NGC 4214 και 1 για τον NGC 4449).

Πίνακας 4.1 Πληροφορίες παρατηρήσεων με τον Chandra του δείγματος γαλαξιών

Γαλαξίας	Αριθμός Παρατηρήσεων	Ταυτότητα Παρατήρησης	Καθαρός χρόνος έκθεσης (ksec)	Ημερομηνία Παρατήρησης	Γωνία <sup>1</sup> Chandra (degrees)
Γαλαξίες με μονές εκθέσεις					
NGC 3077	1	2076	54.14	2001 Mar 07	199.5
NGC 4449	1	2031	26.94	2001 Feb 04	108.8
NGC 4395	1	882	17.19	2000 Jun 20	253.8
Γαλαξίες με πολλαπλές εκθέσεις					
NGC 4214	1	2030	26.76	2001 Oct 16	23.9
	2	4743	27.56	2004 Apr 03	193.1
	3	5197	28.96	2004 Jul 30	275.8
NGC 2403	1	2014	36.00	2001 Apr 17	266.8
	2	4628	47.12	2004 Aug 23	44.5
	3	4629	45.14	2004 Oct 03	75.2
	4	4630	50.58	2004 Dec 22	149.3
NGC 5204	1	2028	10.15	2001 Jan 09	77.3
	2	2029	9.55	2001 May 02	197.7
	3	3933	48.94	2003 Aug 06	281.2
	4	3934	5.01	2003 Aug 09	284.4
	5	3935	4.76	2003 Aug 11	287.0
	6	3936	4.83	2003 Aug 14	290.0
	7	3937	4.91	2003 Aug 17	292.8
	8	3938	5.45	2003 Aug 19	295.7
	9	3939	5.44	2003 Aug 27	304.2
	10	3940	5.13	2003 Sep 05	314.3
	11	3941	5.16	2003 Sep 14	324.2
	12	3942	5.51	2003 Sep 23	334.0
	13	3943	5.18	2003 Oct 03	345.5

1. Γνωστή ως γωνία *roll angle* που περιγράφει τον προσανατολισμό των οργάνων του Chandra στον ουρανό.

Στην περίπτωση του NGC 4395, τρεις παρατηρήσεις ήταν διαθέσιμες και πληρούσαν τα κριτήρια των Faint Data Mode και χρόνου έκθεσης. Στις δύο από τις τρεις χρησιμοποιήθηκε μόνο το 1/8 της επιφάνειας του ACIS-S3 (1/8 subarray mode) ενώ η τρίτη έγινε με προσαρμοσμένη την επιφάνεια του ACIS-S3 (custom subarray mode). Χρησιμοποιήσαμε μόνο την τρίτη παρατήρηση η οποία καλύπτει μεγάλη περιοχή του γαλαξία ( $\sim 30\%$  της περιοχής  $D_{25}^2$  των γαλαξιών). Όσο για τον NGC 5204, όλες οι διαθέσιμες παρατηρήσεις χρησιμοποίησαν το 1/8 της επιφάνειας του ACIS-S3 (1/8 subarray mode). Από αυτές, 12 έχουν μικρές εκθέσεις ( $\sim 5$  ksec) και μόνο μία έκθεση πληροί το κατώτατο όριο έκθεσης που έχουμε ορίσει (πάνω από 15 ksec). Οι 12 εκθέσεις των 5 ksec έχουν γίνει με διαφορετικές γωνίες παρατήρησης. Όμως, κάθε μια από αυτές πληροί το απαιτούμενο όριο φωτεινότητας ( $10^{36}$  erg sec $^{-1}$ ) ενώ ο συνδυασμός τους καλύπτει το  $\sim 80\%$  της περιοχής  $D_{25}$  του γαλαξία. Για τους παραπάνω λόγους επιλέξαμε να τις χρησιμοποιήσουμε.



Σχήμα 4.5 Μια τυπική εικόνα στο ACIS-S3 (πεδίο παρατήρησης για τον NGC 3077)

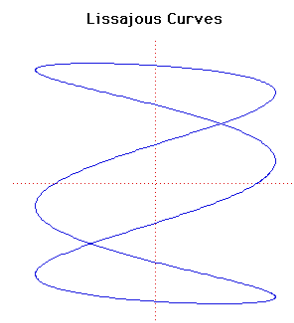
Η ανάλυση δεδομένων έγινε με το CIAO (Chandra Interactive Analysis of Observations) tool suite version 3.4 και το CALDB (Calibration Database) version 3.3.0, εκτός αν αναφέρεται διαφορετικά. Το κάθε σετ των δεδομένων αναλύθηκε ακολουθώντας τις εντολές του Standard Data Processing (SDP)<sup>3</sup> του *Chandra*. Πιο συγκεκριμένα, τα αρχικά

<sup>2</sup>Η περιοχή  $D_{25}$  ορίζεται ως η καμπύλη ίσης έντασης φωτός της επιφάνειας φωτεινότητας της ενεργειακής περιοχής B (Blue) στο 25 mag arcsec $^{-2}$

<sup>3</sup>Δες <http://asc.harvard.edu/ciao/threads>

αρχεία 'γεγονότων' (event files 1, Σχήμα 4.5) των παρατηρήσεων υποβάλλονται στις παρακάτω επεξεργασίες:

1. Αναζητούνται ελαττωματικά εικονοστοιχεία που παρουσιάζουν πολύ υψηλές ή χαμηλές τιμές σε μηδενικό χρόνο έκθεσης (bad pixels) ή θερμά εικονοστοιχεία (hot pixels) στα οποία εμφανίζεται ασυνήθιστα μεγάλος αριθμός 'γεγονότων' (τα 'γεγονότα' στα θερμά εικονοστοιχεία ταξινομούνται είτε ως υπολείμματα κοσμικής ακτινοβολίας είτε ως θερμά εικονοστοιχεία ή ως αστροφυσικές πηγές). Κατόπιν τα ελαττωματικά και θερμά εικονοστοιχεία καταγράφονται σε ένα καινούργιο αρχείο εξόδου 'κατεστραμμένων εικονοστοιχείων' (output bad pixel file). Η διαδικασία αυτή γίνεται με το εργαλείο *acis run hotpix* του CIAO.



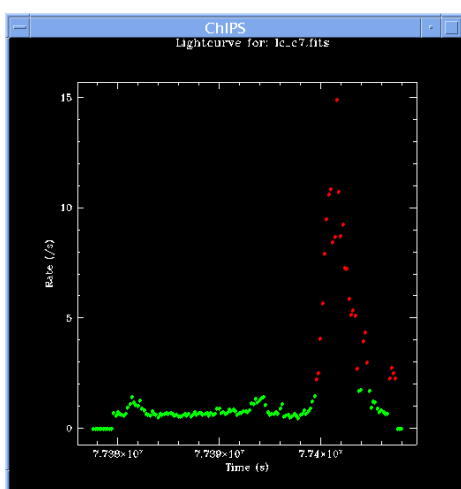
Σχήμα 4.6 Καμπύλη Lissajous

2. Μια και ένα από τα βασικά στοιχεία αυτής της έρευνας είναι η σύγκριση των πηγών στις ακτίνες -X με πηγές που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, οι αστρομετρικές διορθώσεις είναι απαραίτητες. Για αυτό, χρησιμοποιώντας τον κατάλογο Two Micron All Sky Survey (2MASS) All Sky Catalog of point sources (Cutri et al. 2003), αναζητήσαμε κατά μέσο όρο 3-5 πηγές σε κάθε γαλαξία που να συμπίπτουν με σημειακές και λαμπρές πηγές στις ακτίνες -X (> 100 counts) της παρούσας έρευνας. Συγκρίνοντας τις συντεταγμένες τους βρήκαμε μια τυπική απόκλιση (offset) της τάξης των  $<0.5''$ , συνεπώς με το αστρομετρικό σφάλμα του *Chandra*<sup>4</sup>. Κατά την διάρκεια παρατήρησης μιας πηγής ο *Chandra* δεν διατηρεί μια σταθερή κατάδειξη θέσης (pointing position) αλλά ταλαντεύεται για να ελαχιστοποιήσει την απώλεια πληροφορίας από φωτόνια τα οποία προσπίπτουν σε κατεστραμμένα εικονοστοιχεία, δημιουργώντας ένα σχήμα που φαίνεται στο Σχήμα 4.6. Οι συντεταγμένες (κατάδειξης θέσης του τηλεσκοπίου) κάθε χρονική στιγμή συγκεντρώνονται στο λεγόμενο aspect solution αρχείο κάθε παρατήρησης και σε αυτό πρέπει να ενσωματωθεί η αστρομετρική διόρθωση που βρέθηκε για κάθε παρατήρηση. Η διαδικασία αυτή γίνεται με το εργαλείο *wcs update* του CIAO.

3. Τα αρχικά αρχεία 'γεγονότων' (event files 1) επανεπεξεργάζονται με το εργαλείο *acis process events* του CIAO για να καταλήξουν στα αρχεία γεγονότων new event files 1. Η επεξεργασία αυτή εφαρμόζει τα δεδομένα βαθμονόμησης (CALDB) του δορυφόρου: χρησιμοποιούνται τα PHA αρχεία (δες §4.1.2) που σε συνδυασμό με χρονικά εξαρτώμενες διορθώσεις του gain (time-dependent gain correction) επιτυγχάνεται ο σωστός υπολογισμός ενεργειών

<sup>4</sup>Δες <http://cxc.cfa.harvard.edu/cal/ASPECT/celmon/>

των γεγονότων για την χρονική στιγμή των παρατηρήσεων. Ταυτόχρονα διορθώνεται η ανεπαρκής μεταφορά φορτίου (Charge Transfer Inefficiency - CTI) στον ανιχνευτή καθώς κατά τη μεταφορά του από το κάθε εικονοστοιχείο στο επόμενο ένα μέρος του φορτίου μπορεί να παγιδευτεί σε ατέλειες του πλέγματος του CCD με αποτέλεσμα την καταμέτρηση μικρότερων φορτίων από αυτών που είχε αρχικά ανιχνευθεί. Επιπλέον, το *acis process events* εφαρμόζει τα καινούργια αρχεία των 'κατεστραμμένων εικονοστοιχείων' (new bad pixel file) καθώς και τις καινούργιες συντεταγμένες (κατάδειξης θέσης) κάθε χρονική στιγμή από το καινούργιο aspect solution. Κατόπιν, τα αρχεία γεγονότων new event files 1 φιλτράρονται από τα νέα



Σχήμα 4.7 Εκλάμψεις υποβάθρου

γεγονότα με grades διαφορετικά από 0, 1, 2, 3, 4, 7 (τα απορριπτέα grades αντιστοιχούν σε γεγονότα που σχετίζονται με κοσμική ακτινοβολία ή σωματίδια από τον ηλιακό άνεμο) ενώ λαμβάνονται υπόψιν οι ωφέλιμες χρονικές περίοδοι της έκθεσης παρατήρησης (Good Time Intervals - GTIs). Έτσι δημιουργούνται τα καινούργια αρχεία γεγονότων (event files 2).

4. Ερευνούμε για εκλάμψεις του υποβάθρου στα αφαιρεμένα από πηγές πεδία παρατήρησης, δημιουργώντας καμπύλες φωτός με χρονική ανάλυση 200 sec (με τη βοήθεια του *dmextract* του CIAO). Στις καμπύλες αυτές εφαρμόζεται αλγόριθμος (sigma-clipping) και καταγράφονται οι χρονικές περίοδοι ανώμαλων επιπέδων στο υπόβαθρο ( $\pm 3\sigma$  πάνω από τη μέση τιμή). Π.χ. στο Σχήμα 4.7 απεικονίζεται μια καμπύλη φωτός όπου τα κόκκινα σημεία υπερβαίνουν τα  $\pm 3\sigma$  πάνω από τη μέση τιμή του υποβάθρου και σχετίζονται με εκλάμψεις. Χρησιμοποιούμε τις χωρίς εκλάμψεις χρονικές περιόδους στο *dmgti* του CIAO για την δημιουργία αρχείων GTI τα οποία εφαρμόζονται στα αρχεία 'γεγονότων' (event files 2) των παρατηρήσεων. Αυτό το κάνουμε προκειμένου να ελαχιστοποιήσουμε το υπόβαθρο στις παρατηρήσεις μας, πριν από την περαιτέρω ανάλυση των δεδομένων. Πρέπει δηλαδή να αποκλείσουμε χρονικές στιγμές που σχετίζονται με εκλάμψεις. Σε καμία από τις χρησιμοποιούμενες παρατηρήσεις δεν εντοπίστηκε ιδιαίτερη ένδειξη για εκλάμψεις υποβάθρου.

### 4.2.1 Ανάλυση εικόνων

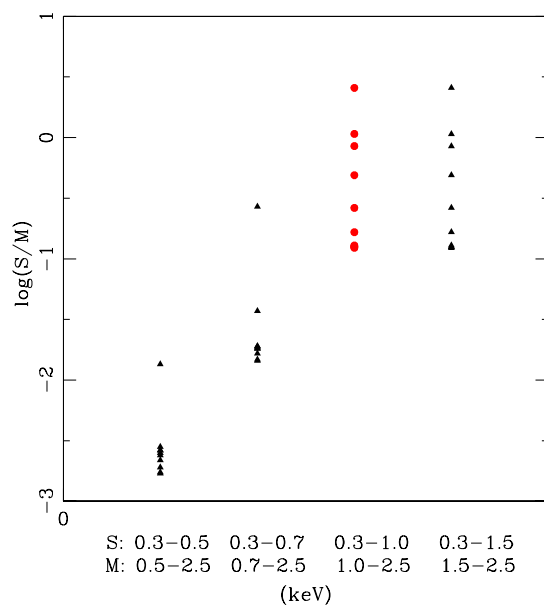
Μετά την αρχική επεξεργασία των δεδομένων, δημιουργήσαμε εικόνες σε τέσσερις ενεργειακές περιοχές: την περιοχή μαλακών ακτίνων-X (S: 0.3 - 1.0 keV), μεσαίων ακτίνων-X (M: 1.0 - 2.5 keV), σκληρών ακτίνων-X (S: 2.5 - 7.0 keV), και την ολική (T: 0.3 - 7.0 keV).

Στην περίπτωση ύπαρξης πολλαπλών παρατηρήσεων σε ένα γαλαξία, λόγω της κίνησης του τηλεσκοπίου και μικροσφαλμάτων στόχευσης, παρατηρήσεις που στοχεύουν στο ίδιο σημείο μπορεί να παρουσιάζουν μικρές αποκλίσεις στις συντεταγμένες. Για το λόγο αυτό, ευθυγραμμίσαμε όλες τις υπόλοιπες παρατηρήσεις ως προς μία επιλεγμένη παρατήρηση αναφοράς. Κατόπιν ενώσαμε κάθε παρατήρηση της ίδιας ενεργειακής περιοχής (S, M, H, T) χρησιμοποιώντας την εντολή *mergeall* του CIAO.

Ορίσαμε το ανώτατο ενεργειακό όριο της περιοχής των μεσαίων ακτίνων-X στα 2.5 keV επειδή στις ενέργειες μέχρι εκείνη την τιμή περιλαμβάνονται γραμμές εκπομπής από θερμό πλάσμα που επηρεάζονται ισχυρά από φωτοηλεκτρική απορρόφηση, λόγω των τυπικών τιμών πυκνότητας στήλης (column densities) που υπάρχουν στους γαλαξίες. Οι γραμμές αυτές είναι ιδιαίτερης σημασίας γιατί η μελέτη τους βοηθά στη διάκριση μεταξύ αερίου χαμηλής θερμοκρασίας που εκπέμπει θερμική ακτινοβολία στις ακτίνες-X και σκληρότερης εκπομπής είτε λόγω κάποιου νόμου δύναμης (power-law) ή από θερμότερο υλικό που εκπέμπει σε υψηλότερες ενέργειες.

Σκοπός αυτής της έρευνας είναι η αναγνώριση Υ/Υ με βάση τη θερμική εκπομπή ακτίνων-X. Το πρώτο κριτήριο που επιλέγουμε για αυτή την αναγνώριση είναι το λεγόμενο 'χρώμα ακτίνων-X' (X-ray color) που ορίζεται ως  $Col1 = \log(S/M)$ , όπου S, M είναι τα counts στην μαλακή και μεσαία ενεργειακή περιοχή των ακτίνων-X αντίστοιχα. Επειδή οι συγκεκριμένες περιοχές είναι ενεργειακές περιοχές χαμηλότερης ενέργειας, το χρώμα που ορίζεται με αυτόν τον τρόπο ονομάζεται 'μαλακό χρώμα ακτίνων-X'. Το ενεργειακό εύρος της μαλακής και μέτριας ενεργειακής περιοχής ορίστηκε έτσι ώστε να παρέχουν τον μέγιστο διαχωρισμό στην κατανομή χρώματος S/M όταν χρησιμοποιούνται για οπτικά λεπτό, θερμό πλάσμα, τυπικών θερμοκρασιών για τα θερμικά Υ/Υ ( $kT \sim 0.5 - 1.5$  keV). Ορίσαμε αυτές τις ενεργειακές περιοχές εκτιμώντας τον αναμενόμενο αριθμό counts σε μια τυπική παρατήρηση των γαλαξιών του δείγματος και σε κάθε ενεργειακή περιοχή, θεωρώντας μοντέλα θερμικού πλάσματος APEC (Astrophysical Plasma Emission Code, Smith et al. 2001) διαφορετικών θερμοκρασιών. Η μετάβαση από τη μαλακή στη μέτρια ενεργειακή περιοχή των ακτίνων-X ορίστηκε μεταξύ 0.5-1.5 keV, καθώς εκεί βρίσκονται οι γραμμές Fe-L (δες §2.5.1) οι οποίες κυριαρχούν σε φάσματα από πλάσμα τέτοιων

θερμοκρασιών. Η ενέργεια και η ένταση αυτών των γραμμών είναι συνάρτηση της θερμοκρασίας του πλάσματος, επομένως σε αυτό το ενεργειακό εύρος θα παρουσιάζουν τη μεγαλύτερη διακύμανση.



Σχήμα 4.8 Κατανομή του μαλακού/μέτριου (S/M) χρώματος στις ακτίνες-X για διαφορετικές επιλογές της μαλακής και μέτριας ενεργειακής περιοχής.

Στο Σχήμα 4.8, παρουσιάζεται η κατανομή του S/M χρώματος για τέσσερις διαφορετικές επιλογές των δύο ενεργειακών περιοχών:  $S_1$ : 0.3 - 0.5 keV και  $M_1$ : 0.5 - 2.5 keV,  $S_2$ : 0.3 - 0.7 keV και  $M_2$ : 0.7 - 2.5 keV,  $S_3$ : 0.3 - 1.0 keV και  $M_3$ : 1.0 - 2.5 keV και  $S_4$ : 0.3 - 1.5 keV και  $M_4$ : 1.5 - 2.5 keV. Τα διαφορετικά σημεία δείχνουν το χρώμα S/M που αντιστοιχεί σε διαφορετικές επιλογές θερμοκρασίας (από 0.25 έως 2.0 keV με βήμα 0.5, από κάτω προς τα πάνω). Όπως φαίνεται από το σχήμα, η τρίτη και τέταρτη ομάδα (με ενεργειακές περιοχές  $S_3$ : 0.3 - 1.0 keV και  $M_3$ : 1.0 - 2.5 keV,  $S_4$ : 0.3 - 1.5 keV και  $M_4$ : 1.5 - 2.5 keV), δίνουν το μέγιστο διαχωρισμό ανάμεσα στα σημεία (στο χρώμα S/M) για πλάσμα διαφορετικών θερμοκρασιών. Μια και οι δύο συγκεκριμένες επιλογές ενεργειακών περιοχών δεν παρουσιάζουν σημαντικές διαφορές, επιλέξαμε να χρησιμοποιήσουμε την τρίτη επιλογή ( $S_3$ : 0.3 - 1.0 keV και  $M_3$ : 1.0 - 2.5 keV, κύκλοι στο Σχήμα 4.8) ούτως ώστε να διασφαλίσουμε τον μέγιστο αριθμό



counts στην μεσαία ενεργειακή περιοχή.

Σχετικά με τις υπόλοιπες ενεργειακές περιοχές, η σκληρή (2.5 - 7.0 keV) σε συνδυασμό με τη μεσαία περιοχή είναι καλοί εκπρόσωποι της συνεχούς εκπομπής (και επομένως της θερμοκρασίας) ενώ η ολική ενεργειακή περιοχή (0.3 - 7.0 keV) είναι πολύ χρήσιμη για τη μέτρηση της ολικής ροής ακτινοβολίας μιας πηγής, ειδικά στην περίπτωση μικρού αριθμού των counts (π.χ. Zezas et al. 2006).

Η μετατροπή των προσπιπτόντων στον ανιχνευτή φωτονίων σε ηλεκτρόνια εξαρτάται τόσο από την χβαντική απόδοση του ανιχνευτή όσο και από την κίνηση του δορυφόρου *Chandra* συναρτήσει του χρόνου. Η τελευταία παράμετρος είναι σημαντική για τη σωστή ανεύρεση πηγών, ειδικά στα άκρα του ανιχνευτή. Για να μπορέσουμε λοιπόν να συγκρίνουμε ισότιμα την ένταση και τα φάσματα των πηγών που ανιχνεύονται από διαφορετικά όργανα ή παρατηρήσεις, θα πρέπει να λάβουμε υπόψη τις παραπάνω παραμέτρους. Αυτό επιτυγχάνεται κατασκευάζοντας χάρτες έκθεσης (exposure maps) οι οποίοι είναι εικόνες που δημιουργούνται συνδυάζοντας την χαρτογραφημένη χβαντική απόδοση του ανιχνευτή σε κάθε θέση και ενέργεια με ιστογράμματα της θέσης παρατήρησης του τηλεσκοπίου σε σχέση με το χρόνο.

Δημιουργήσαμε λοιπόν χάρτες έκθεσης με το *mkeexpmap* του CIAO, για κάθε σετ δεδομένων στις τέσσερις ενεργειακές περιοχές (S, M, H, και T). Το CIAO 3.4 και η βιβλιοθήκη δεδομένων βαθμονόμησης CALDB 3.3.0 μας επιτρέπουν να συμπεριλάβουμε στους χάρτες έκθεσης τις χρονικά-εξαρτώμενες χωρικές μεταβολές της ευαισθησίας του ACIS λόγω της εναπόθεσης πτητικών σωματιδίων στο παράθυρο του ανιχνευτή ACIS. Ο χάρτης κάθε ενεργειακής περιοχής είναι ουσιαστικά το άθροισμα ενεργειακών υποπεριοχών (μονοχρωματικοί χάρτες), σταθμισμένοι μόνο για τις διαφορές που παρουσιάζουν λόγω ενεργειακής περιοχής. Αυτό είναι ισοδύναμο με ένα επίπεδο ενεργειακό φάσμα ( $\Gamma^5 = 0$ ,  $N_H = 0$ ) ή εκτιμώντας το ολοκλήρωμα πάνω στο εύρος κάθε ενεργειακής περιοχής (Zezas et al. 2006).

#### 4.2.2 Ανίχνευση πηγών

Η ανίχνευση πηγών σε γαλαξιακά περιβάλλοντα είναι ιδιαίτερα δύσκολη λόγω της ύπαρξης διάχυτης ακτινοβολίας και της μεταβολής του PSF<sup>6</sup> (Point Spread Function) στις

---

<sup>5</sup>Είναι ο φωτονικός δείκτης στη σχέση του αριθμού των φωτονίων συναρτήσει της ενέργειας:  $N(E) = KE^{-\Gamma}$ , όπου  $K$  είναι παράγοντας κανονικοποίησης με μονάδες  $\text{photons keV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$ .

<sup>6</sup>Το PSF είναι η απόκριση ενός οπτικού συστήματος στην κατανομή ακτινοβολίας μίας σημειακής πηγής (θεωρείται σημειακή λόγω μεγάλης απόστασης). Η εικόνα όμως αυτής της πηγής που λαμβάνεται από ένα τηλεσκόπιο δεν είναι σημειακή. Διάφορες αποκλίσεις του οπτικού συστήματος αλλά και αποτελέσματα λόγω περίθλασης 'απλώνουν' την πηγή πάνω στην εικόνα, κάνοντάς την τελικά να μην φαίνεται σημειακή.

διαφορετικές θέσεις του ανιχνευτή. Για αυτό το λόγο χρησιμοποιήσαμε μια τεχνική ανίχνευσης που βασίζεται σε wavelets διαφορετικών μεγεθών.

Χρησιμοποιώντας λοιπόν το *wavdetect* του CIAO, ανιχνεύσαμε υποψήφιες πηγές σε όλα τα σετ των δεδομένων και σε όλες τις ενεργειακές περιοχές (S, M, H, T). Το κατώτατο όριο σημασίας (significance threshold) ορίστηκε σε μία μη-πραγματική ανίχνευση στην παρατηρούμενη περιοχή ενώ η παράμετρος scales ορίστηκε σε 2, 4, 8 και 16 εικονοστοιχεία. Χρησιμοποιήσαμε τους ανάλογους χάρτες έκθεσης ούτως ώστε να αποφύγουμε την ανίχνευση μη-πραγματικών πηγών κοντά στις άκρες του CCD. Τα αποτελέσματα του *wavdetect* σε κάθε ενεργειακή περιοχή συσχετίστηκαν και ενώθηκαν για να δημιουργήσουν μία λίστα πηγών για κάθε γαλαξία, εντός της ακτίνας  $D_{25}$ . Στην περίπτωση πολλαπλών παρατηρήσεων σε έναν γαλαξία, η ανίχνευση έγινε στην συνδυασμένη εικόνα κάθε ενεργειακής περιοχής ούτως ώστε να επιτευχθεί η μέγιστη ευαισθησία στην ανίχνευση.

Στο δείγμα των έξι γαλαξιών ανιχνεύθηκαν συνολικά 244 διακριτές πηγές στις ακτίνες -X (22 στον NGC 3077, 16 στον NGC 4395, 26 στον NGC 4449, 44 στον NGC 4214, 125 στον NGC 2403 και 11 στον NGC 5204) με κατώτατο όριο ροής ακτινοβολίας τα  $10^{-15}$  erg sec $^{-1}$  cm $^{-2}$  στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 10.0 keV .

Επιπλέον, υπολογίσαμε τον αναμενόμενο αριθμό πηγών υποβάθρου (background sources) για κάθε γαλαξία. Χρησιμοποιήσαμε τον κατάλογο διακριτών πηγών στις ακτίνες -X από το *Chandra* Multiwavelength Project (ChaMP) και την κατανομή φωτεινότητας των Kim et al. (2007). Δεδομένου ότι οι υπό εξέταση πηγές αυτής της έρευνας είναι κατά κύριο λόγο μαλακές πηγές στις ακτίνες -X, χρησιμοποιήσαμε την κατανομή logN - logS των Kim et al. (2007) στην ενεργειακή περιοχή 0.5 - 2.0 keV. Με βάση αυτήν την κατανομή εκτιμήσαμε τον αριθμό των πηγών υποβάθρου που αναμένουμε μέχρι τα  $10^{-15}$  erg sec $^{-1}$  cm $^{-2}$ , λαμβάνοντας ταυτόχρονα υπόψη την περιοχή κάλυψης του γαλαξία από τις παρατηρήσεις του *Chandra*. Ο αριθμός των αναμενόμενων πηγών υποβάθρου για κάθε γαλαξία δίνεται στον Πίνακα 4.2.

### 4.2.3 Φωτομετρία

Προκειμένου να πραγματοποιήσουμε φωτομετρική ανάλυση των ανιχνευόμενων πηγών στις ακτίνες -X στις εικόνες ολικής ενέργειας (T) κάθε γαλαξία, ορίσαμε για κάθε πηγή διαφράγματα (apertures) τα οποία περιλαμβάνουν όσο το δυνατόν μεγαλύτερο ποσοστό της ανιχνευόμενης ακτινοβολίας, διασφαλίζοντας ότι: (1) δεν περιλαμβάνουν άλλες γειτονικές πηγές ή σημαντικό ποσοστό διάχυτης εκπομπής (diffuse emission) και (2) να καλύπτουν τουλάχιστον

Πίνακας 4.2 Αριθμός των αναμενόμενων πηγών υποβάθρου σε κάθε γαλαξία

Γαλαξίας	Αναμενόμενες πηγές υποβάθρου <sup>†</sup>
NGC 2403	60
NGC 5204	3
NGC 4395	0
NGC 4449	7.6
NGC 3077	6
NGC 4214	15.6

<sup>†</sup>Βασιζόμενοι στο  $\log N - \log S$  των Kim et al. (2007) στην ενεργειακή περιοχή 0.5 - 2.0 keV, εκτιμήσαμε τον αριθμό των πηγών υποβάθρου μέσα στην περιοχή κάθε γαλαξία που καλύπτεται από τις παρατηρήσεις του Chandra. Τα δεδομένα του Chandra καλύπτουν ολόκληρη την περιοχή  $D_{25}$  των NGC 4214, NGC 4449, 30% του NGC 4395 και 80 - 90% των NGC 2403, NGC 3077 και NGC 5204.

το 90% της περιβαλλόμενης ενέργειας του PSF της πηγής στη δεδομένη θέση παρατήρησης (off-axis angle) και στην τυπική ενέργεια των 1.4 keV (κατάλληλη για μαλακές πηγές που διευρύνονται στην παρούσα έρευνα). Η τυπική ακτίνα για τις περιοχές αυτές είναι  $\sim 1.0'' - 1.5''$ . Το υπόβαθρο (background) για κάθε πηγή υπολογίστηκε τοπικά από περιοχές ορισμένες ώστε να καλύπτουν μια μεγάλη περιοχή γύρω από τις πηγές ενώ ταυτόχρονα να διασφαλίζουν ότι η διάχυτη μορφολογία της ακτινοβολίας δεν παρουσιάζει σημαντική απόκλιση μέσα στην περιοχή υποβάθρου. Υπολογίσαμε τον αριθμό των ακατέργαστων (raw) counts για κάθε πηγή και το αντίστοιχο τους υπόβαθρο, σε κάθε μία από τις S, M, H και T ενεργειακές περιοχές, χρησιμοποιώντας το *dmextract* του CIAO<sup>7</sup>. Για να λάβουμε υπόψη τις διακυμάνσεις έκθεσης (exposure variations) μεταξύ των περιοχών του CCD που ανιχνεύθηκαν πηγές, υπολογίσαμε διορθώσεις για την ενεργό επιφάνεια κάθε πηγής (effective area). Κανονικοποιήσαμε τους χάρτες έκθεσης κάθε ενεργειακής περιοχής σε σχέση με ένα σημείο αναφοράς κοντά στο κέντρο κάθε γαλαξία ούτως ώστε να ελαχιστοποιήσουμε τις διακυμάνσεις της ευαισθησίας του ανιχνευτή πάνω στην μελετούμενη περιοχή (Zezas et al. 2006). Στην περίπτωση των πολλαπλών παρατηρήσεων, το σημείο αναφοράς επιλέχθηκε σε έναν από τους συγχωνευμένους χάρτες έκθεσης. Με αυτόν τον τρόπο διορθώνουμε για διακυμάνσεις στην ευαισθησία του ανιχνευτή μεταξύ διαφορετικών παρατηρήσεων. Στους Πίνακες 4.3 - 4.8, παρουσιάζονται τα παρατηρούμενα ακατέργαστα counts στις ενεργειακές περιοχές S, M, H και T για τις πηγές που φαίνεται να είναι πιθανά Υ/Υ (δες §4.2.4.1) και πηγές με πολύ ισχυρά μαλακές συνιστώσες, βασισμένα στα χρώματά τους στις

<sup>7</sup>Δες <http://asc.harvard.edu/ciao/threads/dmextract>

ακτίνες -X. Επίσης, παρουσιάζουμε το λόγο περιοχής υποβάθρου / πηγής (ο οποίος είναι κοινός σε κάθε ενεργειακή περιοχή καθώς οι περιοχές που χρησιμοποιήθηκαν για την φωτομετρία κάθε πηγής και του αντίστοιχου υποβάθρου της είναι κοινές σε όλες τις ενεργειακές περιοχές). Επιπλέον, παρουσιάζουμε τον λόγο της ενεργού περιοχής υποβάθρου / πηγής στην μαλακή περιοχή των ακτίνων -X.

Πίνακας 4.3 Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 3077

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_2	10:03:17.73	+68:44:16.57	35	202	0	77	0	30	35	309	159.1	1.01
LZB_6	10:03:18.08	+68:44:04.04	17	295	6	129	0	38	23	462	127.7	1.02
LZB_8	10:03:21.19	+68:46:33.27	3	72	3	55	0	89	6	216	1035.	0.99
LZB_12	10:03:21.82	+68:45:03.29	5	88	7	53	0	76	12	217	424.6	0.99
LZB_13	10:03:12.14	+68:43:19.07	1	65	7	74	2	70	10	209	652.5	0.99
LZB_14	10:03:08.25	+68:44:08.57	8	47	15	44	5	53	28	144	395.0	0.99
LZB_15	10:03:20.60	+68:41:40.29	75	49	109	60	23	73	207	182	213.0	0.99
LZB_18	10:03:18.62	+68:43:56.87	29	295	86	129	11	38	126	462	182.2	1.02
LZB_19	10:02:56.51	+68:44:30.59	33	61	69	48	35	83	137	192	149.8	0.97

Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής, Στήλες 2-3: Συντεταγμένες θέσης (J2000), Στήλες 4-11: Φωτομετρικά counts κάθε πηγής και του χρησιμοποιούμενου υποβάθρου της στην μαλακή (Soft), μέτρια (Medium), σκληρή (Hard) και ολική (Total) ενεργειακή περιοχή αντίστοιχα, Στήλη 12: Λόγος της περιοχής υποβάθρου/πηγής, Στήλη 13: Λόγος ενεργούς περιοχής (effective area) σε σχέση με ένα σημείο αναφοράς στην μαλακή ενεργειακή περιοχή (δες §4.2.3).

Πίνακας 4.4 Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4395

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_1	12:25:54.52	+33:30:44.29	16	62	2	27	0	32	18	121	597.5	1.00
LZB_2	12:25:45.15	+33:31:02.51	47	62	0	22	0	37	47	121	409.5	0.99
LZB_5	12:25:47.01	+33:36:06.22	21	59	14	29	2	65	37	153	232.5	0.99
LZB_6	12:25:40.90	+33:31:09.50	3	40	4	20	1	26	8	86	531.9	0.97
LZB_7	12:25:55.03	+33:30:15.02	1	42	3	23	0	21	4	86	1354.	1.25
LZB_10	12:25:53.22	+33:38:30.37	1	41	1	24	0	26	2	91	2492.	0.99
LZB_12	12:25:59.77	+33:33:20.57	35	131	39	123	8	39	82	293	292.6	1.76
LZB_14	12:25:39.42	+33:32:03.55	95	43	78	40	5	34	178	117	326.8	1.00
LZB_15	12:25:48.93	+33:32:00.81	85	58	114	41	48	60	247	159	471.4	0.99

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.3.

Πίνακας 4.5 Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4449

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_2	12:28:07.35	+44:04:53.40	94	91	50	26	9	18	153	135	74.4	0.98
LZB_4	12:28:11.93	+44:06:40.86	74	281	94	93	17	23	185	397	148.9	0.99
LZB_5	12:28:11.18	+44:06:37.67	66	281	40	93	6	23	112	397	94.3	0.99
LZB_8	12:28:13.23	+44:06:55.27	100	260	135	100	17	20	252	380	109.9	0.97
LZB_9	12:28:11.99	+44:05:57.74	37	165	20	47	2	14	59	226	71.9	1.00
LZB_11	12:28:10.94	+44:04:59.06	3	181	16	46	5	17	24	244	275.1	1.45
LZB_12	12:28:10.97	+44:06:47.80	378	281	568	93	86	23	1032	397	82.4	0.99
LZB_13	12:28:10.93	+44:03:37.58	403	74	2	37	0	50	405	161	107.6	0.99
LZB_14	12:28:10.38	+44:05:58.02	39	149	1	30	0	12	40	191	80.28	1.00
LZB_15	12:28:09.69	+44:05:52.80	44	137	110	30	46	20	200	187	76.67	0.99
LZB_16	12:28:09.28	+44:05:07.96	565	229	555	61	57	18	1177	308	216.0	0.98
LZB_18	12:28:06.81	+44:05:28.03	3	78	9	17	2	12	14	107	283.8	0.99
LZB_20	12:28:16.35	+44:07:38.47	3	61	1	28	3	41	7	130	904.9	0.97
LZB_21	12:28:01.32	+44:05:29.85	4	74	10	21	0	24	14	119	379.5	0.99
LZB_22	12:28:23.98	+44:04:54.78	4	69	0	45	1	67	5	181	959.4	0.99
LZB_24	12:28:11.23	+44:05:36.69	6	182	1	52	0	18	7	252	186.6	0.99
LZB_25	12:28:18.99	+44:05:44.32	40	173	0	51	0	42	40	266	375.4	0.93
LZB_26	12:28:15.58	+44:05:36.34	12	435	3	63	1	28	16	526	506.3	0.95

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.3.

Πίνακας 4.6 Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 4214

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_5	12:15:40.82	+36:19:26.29	10	2490	2	1534	4	1861	16	5885	4939.6	1.00
LZB_7	12:15:33.41	+36:18:58.88	50	925	5	809	3	1229	58	2963	1158.3	0.98
LZB_10	12:15:49.71	+36:18:46.69	3	924	5	788	1	1177	9	2889	3948.4	0.99
LZB_11	12:15:37.93	+36:22:21.00	2	867	5	884	0	1091	7	2842	4956.7	0.98
LZB_16	12:15:40.16	+36:19:25.21	4	2490	3	1534	0	1861	7	5885	6656.5	1.05
LZB_20	12:15:38.13	+36:20:50.08	6	1047	19	955	5	1335	30	3337	3237.0	1.04
LZB_23	12:15:48.80	+36:17:01.83	2	834	8	883	1	1437	11	3154	4187.0	0.96
LZB_24	12:15:41.37	+36:21:13.67	135	1047	235	955	110	1335	480	3337	435.43	0.98
LZB_25	12:15:38.24	+36:19:20.44	573	2490	1042	1534	362	1861	1977	5885	797.84	0.97
LZB_26	12:15:38.11	+36:19:44.03	99	2490	258	1534	69	1861	426	5885	865.80	1.03
LZB_27	12:15:43.56	+36:20:09.35	12	2490	9	1534	0	1861	21	5885	4052.9	0.98
LZB_28	12:15:41.86	+36:19:14.47	13	2490	13	1534	1	1861	27	5885	3263.6	0.97
LZB_29	12:15:40.85	+36:19:38.84	15	2490	52	1534	22	1861	89	5885	2285.5	1.00
LZB_30	12:15:39.97	+36:18:40.12	36	924	4	788	0	1177	40	2889	1470.7	0.98
LZB_31	12:15:39.37	+36:20:54.09	26	1047	6	955	2	1335	34	3337	1686.6	0.98
LZB_33	12:15:44.74	+36:18:46.00	10	924	57	788	29	1177	96	2889	977.95	0.98
LZB_34	12:15:40.01	+36:19:35.78	54	2490	20	1534	5	1861	79	5885	1051.5	1.06
LZB_35	12:15:37.23	+36:22:18.65	35	867	21	884	2	1091	58	2842	744.23	0.99
LZB_37	12:15:34.36	+36:22:19.02	35	867	115	884	47	1091	197	2842	453.00	0.98
LZB_38	12:15:45.65	+36:19:42.21	10	2490	2	1534	0	1861	12	5885	3441.3	0.99
LZB_41	12:15:36.05	+36:18:47.25	5	925	0	809	11	1229	16	2963	1492.3	1.00
LZB_43	12:15:47.74	+36:21:55.11	2	1217	13	1227	5	1523	20	3967	1729.9	0.94

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.3.



Πίνακας 4.7 Φωτομετρικές ιδιότητες πηδανών Υ/Υ στον NGC 2403

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_2	07:37:10.70	+65:33:11.73	28	1816	49	1598	10	2340	87	5754	781.4	0.95
LZB_5	07:36:52.44	+65:36:41.69	34	4482	7	2854	2	3418	43	10754	2574.	0.97
LZB_14	07:37:16.43	+65:33:29.24	28	1818	12	1609	1	2346	41	5773	1090.	0.98
LZB_21	07:38:00.72	+65:32:09.30	81	519	148	491	42	785	271	1795	241.7	1.18
LZB_30	07:36:46.13	+65:36:41.80	32	4482	17	2854	1	3418	50	10754	1035.	0.95
LZB_39	07:36:35.95	+65:36:09.35	27	4482	56	2854	20	3418	103	10754	1368.	1.18
LZB_41	07:37:13.50	+65:35:58.72	49	3543	12	2389	4	3112	65	9044	2123.	0.98
LZB_42	07:36:57.54	+65:36:04.45	37	4482	24	2854	2	3418	63	10754	2149.	0.91
LZB_54	07:37:40.85	+65:35:22.39	29	1425	158	1301	75	1966	262	4692	1237.	1.03
LZB_58	07:36:46.49	+65:36:14.33	15	4482	71	2854	47	3418	133	10754	1058.	0.96
LZB_63	07:37:38.78	+65:36:30.67	134	1425	0	1301	1	1966	135	4692	1764.	1.01
LZB_64	07:36:34.47	+65:38:55.66	268	1444	294	871	75	1397	637	3712	255.3	0.97
LZB_65	07:37:37.39	+65:32:01.36	60	1545	91	1373	31	1943	182	4861	509.8	1.12
LZB_68	07:37:15.12	+65:32:02.71	13	814	1	584	1	984	15	2382	1608.	0.91
LZB_69	07:37:33.81	+65:33:07.69	348	1680	497	1613	166	2194	1011	5487	438.6	1.03
LZB_71	07:37:22.24	+65:33:18.48	363	1680	6	1613	6	2194	375	5487	742.6	0.82
LZB_72	07:37:10.01	+65:33:06.01	140	1816	1	1598	3	2340	144	5754	758.7	0.95
LZB_75	07:37:18.23	+65:37:27.27	15	3207	4	2988	3	4343	22	10538	4116.	0.93
LZB_76	07:37:17.92	+65:36:24.17	20	3543	9	2389	0	3112	29	9044	3086.	0.99
LZB_78	07:37:07.96	+65:39:20.63	69	3000	24	2918	3	4577	96	10495	2190.	0.75
LZB_80	07:37:03.39	+65:34:38.57	21	2542	6	1705	2	2104	29	6351	1515.	1.04
LZB_81	07:37:02.99	+65:37:11.31	37	3543	12	2389	1	3112	50	9044	2617.	1.00
LZB_86	07:37:02.71	+65:36:02.58	18	3543	4	2389	3	3112	25	9044	2938.	0.98
LZB_93	07:37:01.18	+65:34:17.91	186	2542	136	1705	45	2104	367	6351	574.8	1.00
LZB_98	07:37:15.24	+65:34:29.94	111	2491	369	2148	156	3044	636	7683	1450.	0.94
LZB_99	07:37:12.02	+65:33:46.28	132	1818	928	1609	412	2346	1472	5773	479.5	0.99
LZB_100	07:37:09.48	+65:35:45.09	95	3543	425	2389	371	3112	891	9044	888.5	0.98
LZB_101	07:37:07.74	+65:34:56.37	211	2542	205	1705	95	2104	511	6351	943.0	0.98
LZB_103	07:37:02.63	+65:39:36.34	098	3000	3205	2918	1733	4577	6036	10495	521.2	0.72

Συνέχεια Πίνακα 4.7

Src.ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_104	07:36:55.97	+65:35:41.68	388	4482	6568	2854	2416	3418	1372	10754	257.9	0.91
LZB_105	07:36:50.43	+65:36:04.59	216	4482	447	2854	103	3418	766	10754	773.0	1.09
LZB_107	07:36:42.39	+65:36:52.58	586	4482	266	2854	4	3418	856	10754	715.1	0.97
LZB_109	07:36:25.94	+65:35:40.28	110	1516	11671	1384	3825	1712	8606	4612	103.9	0.97
LZB_112	07:37:27.66	+65:31:02.52	118	1149	280	1032	112	1531	510	3712	234.8	0.81
LZB_115	07:36:32.84	+65:39:01.95	43	1444	83	871	44	1397	170	3712	526.1	0.93
LZB_120	07:36:47.95	+65:36:22.35	96	4482	130	2854	53	3418	279	10754	460.0	0.95

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.3.

Πίνακας 4.8 Φωτομετρικές ιδιότητες πιθανών Υ/Υ στον NGC 5204

Src_ID	RA (h:m:s)	DEC (d:m:s)	Soft Band		Medium Band		Hard Band		Total Band		Area	Effective Area
			Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts	Obs Counts	Bkg Counts		
LZB_8	13:29:39.26	+58:25:31.20	94	834	47	595	9	586	150	2015	235.7	0.98
LZB_10	13:29:38.63	+58:25:05.51	14427	1182	13451	834	2191	846	30069	2862	71.6	0.99
LZB_11	13:29:27.47	+58:25:34.26	86	125	124	144	56	275	266	544	91.9	0.99

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.3.

## 4.2.4 Φασματοσκοπική Ανάλυση

### 4.2.4.1 Χρώματα ακτίνων-Χ

Όπως είναι γνωστό, τα φάσματα δίνουν όλες τις απαραίτητες πληροφορίες για την κατανόηση των φυσικών διεργασιών στις οποίες υπόκειται μια αστρονομική πηγή. Πολλές φορές όμως, η εξαγωγή τους δεν είναι εφικτή λόγω διαφόρων περιορισμών, όπως π.χ. ο ανεπαρκής αριθμός των counts μιας πηγής (ειδικά σε αμυδρές, μαλακές πηγές ακτίνων-Χ) που κάνει αδύνατη τη λεπτομερή φασματοσκοπική ανάλυση. Σε τέτοιες περιπτώσεις, χρησιμοποιούνται οι λόγοι σκληρότητας, τα γνωστά *hardness ratios*, που αποτελούν ένα χρήσιμο εργαλείο στην κατανόηση των ιδιοτήτων της εκπομπής ακτινοβολίας και στο χαρακτηρισμό του φάσματος μιας πηγής, όταν το τελευταίο είναι δύσκολο να εξαχθεί. Αυτοί οι λόγοι απαιτούν τον υπολογισμό των counts σε δύο ή περισσότερες ενεργειακές περιοχές και ορίζονται συνήθως με τους παρακάτω τρόπους:

$$R = \frac{S}{H}, \quad C = \log\left(\frac{S}{H}\right), \quad HR = \left(\frac{H-S}{H+S}\right)$$

όπου S και H είναι τα counts της πηγής στην μαλακή (Soft) και σκληρή (Hard) περιοχή αντίστοιχα.

Ο κλασικός τρόπος υπολογισμού των δεικτών σκληρότητας γίνεται με τη χρήση των παραπάνω εξισώσεων και τον υπολογισμό/σύγκριση των counts της πηγής σε δύο ενεργειακές περιοχές, αρκεί αυτές οι περιοχές να μην επικαλύπτονται. Τα counts του υποβάθρου σε κάθε περιοχή (π.χ.  $B_S$ ,  $B_H$  στην μαλακή και σκληρή περιοχή αντίστοιχα) υπολογίζονται συνήθως από μια δακτυλιοειδή περιοχή γύρω από την πηγή και αφαιρούνται κατευθείαν από αυτά της πηγής. Πριν όμως, κανονικοποιούνται με τη βοήθεια μιας γνωστής σταθεράς  $r$ , που λαμβάνει υπόψιν διαφορές στους χρόνους έκθεσης και στις περιοχές του υποβάθρου σε σχέση με αυτές της πηγής. Ουσιαστικά το  $r$  δείχνει πόσες φορές είναι μεγαλύτερη η περιοχή που έχει επιλεγεί για το υπόβαθρο σε σχέση με αυτή της πηγής, όπως φαίνεται στην παρακάτω σχέση π.χ. για το R:

$$R = \frac{S - B_S/r}{H - B_H/r} \quad (4.1)$$

Τα σφάλματα των δεικτών σκληρότητας, με βάση την κλασική μέθοδο, υπολογίζονται με βάση τη γνωστή σχέση μετάδοσης σφάλματος. Π.χ. για μια συνάρτηση  $f$  θα είναι:

$$\sigma_f = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x} \sigma_x\right)^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial y} \sigma_y\right)^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial z} \sigma_z\right)^2 + \dots}$$

όπου τα  $\sigma_x, \sigma_y, \sigma_z$  στην περίπτωση στατιστικής Poisson συνήθως προσεγγίζονται από τη σχέση του Gehrels (Gehrels 1986):

$$\sigma_X \approx \sqrt{0.75} + 1$$

όπου το  $X$  δηλώνει τα παρατηρούμενα counts . Η απόκλιση του  $\sigma$  από τη γνωστή τιμή  $\sqrt{X}$  του σφάλματος οφείλεται στον προσδιορισμό του 68% ( $1\sigma$ ) της απόκλισης κατά Gauss χρησιμοποιώντας την περιοχή από τα 16 έως τα 84 εκατοστημόρια της κατανομής Poisson . Ουσιαστικά λοιπόν, η κλασική μέθοδος υπολογίζει το σφάλμα του δείκτη σκληρότητας προσεγγίζοντας την κατανομή Poisson με μία κατανομή Gauss. Σημειώνουμε εδώ ότι τα φωτόνια ακτίνων-X, όταν συγκεντρώνονται από τους καθρέφτες των τηλεσκοπίων, ακολουθούν καθαρή κατανομή Poisson (διακριτή κατανομή πιθανότητας που περιγράφει τον αριθμό εμφανίσεων ενός γεγονότος σε ένα συγκεκριμένο χρονικό διάστημα). Όπως φαίνεται από τα προηγούμενα, η μέθοδος αυτή αποτυγχάνει να περιγράψει σωστά πιθανές διακυμάνσεις του δείκτη σκληρότητας. Επιπλέον, όπως αναφέρεται στους van Dyk et al. (2001), ο τρόπος αφαίρεσης των counts του υποβάθρου δίνει μια μεροληπτική και λανθασμένη εκτίμηση της έντασης μιας πηγής, ειδικά όταν αυτή είναι αμυδρή στις ακτίνες -X, ενώ η διόρθωση των διαφορών στην ευαισθησία του ανιχνευτή μεταξύ των παρατηρήσεων δεν γίνεται με τρόπο στατιστικά σωστό (Park et al. 2006). Τέλος, η κλασική μέθοδος υπολογισμού του δείκτη σκληρότητας δεν μπορεί να εφαρμοστεί όταν μια πηγή δεν έχει ανιχνευθεί σε μία από τις δύο ορισμένες ενεργειακές περιοχές (πράγμα σύνηθες, μια και οι ανιχνευτές CCD είναι πιο ευαίσθητοι στην μαλακή περιοχή ακτίνων-X).

Εν γένει λοιπόν, η προσέγγιση Gauss της κλασικής μεθόδου αποτυγχάνει στις αμυδρές πηγές (με λίγα counts), ειδικά παρουσία αυξημένου υποβάθρου. Για το λόγο αυτό, οι Park et al. (2006) ανέπτυξαν μια μεθοδολογία (βασισμένη στο φορμαλισμό του Bayes), για τον υπολογισμό αξιόπιστων σφαλμάτων και δεικτών σκληρότητας των πηγών, τόσο με πολλά όσο και με λίγα counts, λαμβάνοντας υπόψη μεταβλητές που ορίζονται σαν ανεξάρτητες μεταβλητές Poisson :

$$S \sim Poisson(e_S(\lambda_S + \xi_S))$$

$$H \sim Poisson(e_H(\lambda_H + \xi_H))$$

$$B_S \sim Poisson(re_S \xi_S)$$

$$B_H \sim Poisson(re_H \xi_H)$$

όπου  $S, H$  ανεξάρτητα σημεία δεδομένων,  $\lambda_S, \lambda_H$  τα αναμενόμενα counts των πηγών στην μαλακή και σκληρή ενεργειακή περιοχή αντίστοιχα,  $\xi_S, \xi_H$  τα αναμενόμενα counts του υποβάθρου στην μαλακή και σκληρή ενεργειακή περιοχή αντίστοιχα,  $e_S, e_H$  διορθωτικοί παράγοντες

που λαμβάνουν υπόψη τις μεταβολές στους χρόνους έκθεσης, στις ενεργές περιοχές (collective areas) και σε άλλες επιπτώσεις στα counts που προέρχονται από τα επιστημονικά όργανα του δορυφόρου,  $B_S$ ,  $B_H$  τα παρατηρούμενα counts του υποβάθρου στην μαλακή και σκληρή ενεργειακή περιοχή αντίστοιχα,  $\Gamma$  διορθωτικός παράγοντας και  $\xi_S$ ,  $\xi_H$  ένας παράγοντας που εξαρτάται από το γνωστό συντελεστή διόρθωσης  $\Gamma$  ώστε να λαμβάνει υπόψη τις διαφορές στην ευαισθησία των περιοχών της πηγής και του υποβάθρου, στην μαλακή και σκληρή ενεργειακή περιοχή αντίστοιχα.

Η προσέγγιση Bayesian στηρίζεται στην προγενέστερη γνώση μιας παραμέτρου (prior probability distribution) η οποία σε συνδυασμό με τις πληροφορίες των παρατηρούμενων δεδομένων (likelihood) εξάγει την κατανομή πιθανότητας των παραμέτρων του μοντέλου (posterior distribution), μέσω του θεωρήματος Bayes για τη μαλακή περιοχή ακτίνων-Χ (ανάλογο είναι και για την σκληρή):

$$p(\lambda_S, \xi_S | S, B_S) = \frac{p(\lambda_S, \xi_S) p(S, B_S | \lambda_S, \xi_S)}{\int \int p(\lambda_S, \xi_S) p(S, B_S | \lambda_S, \xi_S) d\xi_S d\lambda_S}$$

όπου  $p(\lambda_S \xi_S)$  είναι η προγενέστερη κατανομή πιθανότητας (prior probability distribution),  $p(S, B_S | \lambda_S \xi_S)$  είναι οι πληροφορίες των δεδομένων παρατήρησης (likelihood) και  $p(\lambda_S \xi_S | S, B_S)$  είναι η μεταγενέστερη κατανομή πιθανότητας (posterior distribution).

Οι Park et al. (2006), για τον υπολογισμό των ολοκληρωμάτων και ανάλογα με την περίπτωση, χρησιμοποιούν είτε προσομιώσεις Monte Carlo (Gibbs sampler) ή μια μέθοδο που στηρίζεται σε αριθμητική ολοκλήρωση της παραπάνω σχέσης (Gaussian quadrature). Η μέθοδος Gibbs sampler είναι ένας αλγόριθμος Markov chain Monte Carlo (MCMC) από τον οποίο προκύπτουν ακολουθίες τυχαίων δειγμάτων χρησιμοποιώντας κατανομές πιθανότητας πολλαπλών μεταβλητών. Τα σφάλματα προσομιώσεως που προκύπτουν, μπορούν να μειωθούν όταν η αλυσίδα Markov 'τρέξει' για πολλές επαναλήψεις. Από την άλλη, η μέθοδος Gaussian quadrature υπολογίζει με ακρίβεια την μεταγενέστερη κατανομή πιθανότητας (posterior distribution) αρκεί ο αριθμός των bins που χρησιμοποιούνται να είναι αρκετά μεγάλος. Ωστόσο, ο υπολογισμός γίνεται χρονοβόρος όταν τα counts της πηγής είναι πολλά. Σε γενικές γραμμές, η μέθοδος Gibbs sampler είναι πολύ πιο γρήγορη από τη μέθοδο Gaussian quadrature και συνιστάται η πρώτη να χρησιμοποιείται σε περιπτώσεις πολλών counts και η δεύτερη σε περιπτώσεις λίγων counts.

Ουσιαστικά λοιπόν, η παραπάνω προσέγγιση χρησιμοποιεί τις σωστές Poisson κατανομές καθόλο τον υπολογισμό, χωρίς περιοριστικές γκαουσιανές υποθέσεις όπως στην κλασική μέθοδο (που είναι αξιόπιστη μόνο σε μεγάλο αριθμό counts). Παρέχει σωστές εκτιμήσεις και

όρια πληρότητας (confidence limits) ακόμα και στην περίπτωση που τα counts είναι πολύ λίγα στη μαλακή/σκληρή ενεργειακή περιοχή. Για την ακρίβεια, η μέθοδος αυτή δεν περιορίζεται σε ανιχνεύσιμα counts αλλά μπορεί να υπολογίσει σωστά ανώτερα και κατώτερα όρια σε περιπτώσεις στις οποίες η πηγή ανιχνεύεται μόνο σε μία ενεργειακή περιοχή (Park et al. 2006).

Επανερχόμενοι στην παρούσα έρευνα, αρχικά χρησιμοποιήσαμε τη φωτομετρία που εξήχθη από τη διαδικασία της παραγράφου 4.2.3. Αντί για τους δείκτες σκληρότητας R, HR στις ακτίνες-X, οι οποίοι έχουν λιγότερο συμμετρικές πιθανότητες (Park et al. 2006) ειδικά στην περίπτωση των λίγων counts, υπολογίσαμε τα χρώματα των ακτίνων-X που ορίζονται ως:  $C1 = \log(S/M)$ ,  $C2 = \log(M/H)$  και  $C3 = \log(S/H)$ , όπου S, M, και H είναι τα καθαρά counts στην μαλακή (0.3 - 1.0 keV), μέτρια (1.0 - 2.5 keV) και σκληρή (2.5 - 7.0 keV) περιοχή των ακτίνων-X αντίστοιχα.

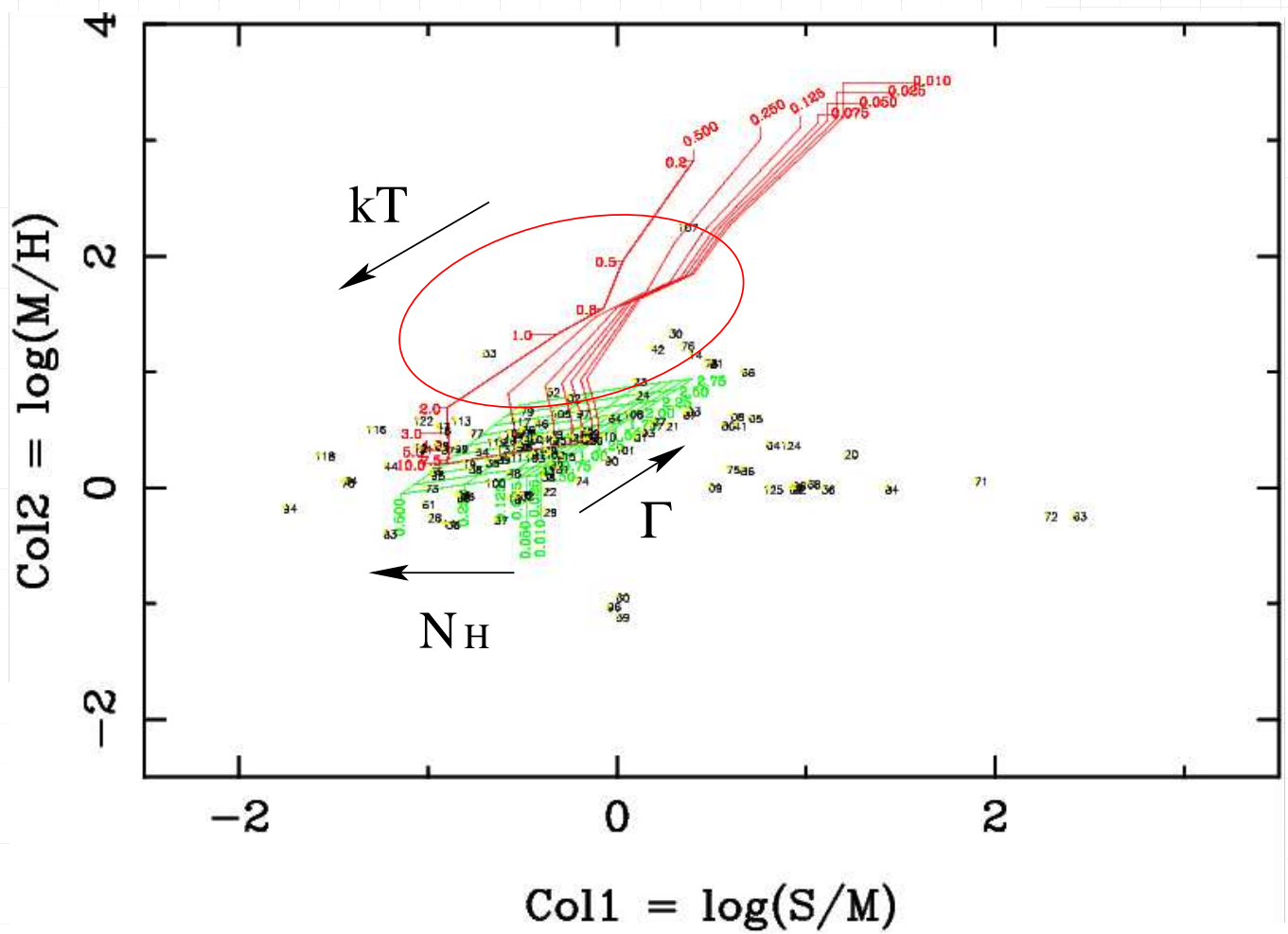
Χρησιμοποιήσαμε την μέθοδο Bayesian με τη χρήση του κώδικα BEHR<sup>8</sup> (Bayesian Estimation of Hardness Ratios). Για πηγές με  $>70$  counts, η ολοκλήρωση έγινε με τον αλγόριθμο Gibbs με  $10^5$  draws, από τις οποίες οι πρώτες 15.000 απορρίπτονται καθώς χρησιμοποιούνται για σύγκλιση (convergence) της αλυσίδας. Για πηγές με  $<70$  counts, η ολοκλήρωση έγινε με τον αλγόριθμο Gaussian quadrature στα 2500 bins (σε οποιαδήποτε από τις ενεργειακές περιοχές), μια και είναι υπολογιστικά πιο ακριβής. Από την κατανομή πιθανότητας των χρωμάτων που προκύπτουν από τον παραπάνω υπολογισμό αναφέρουμε το mode (αντί για το median ή τη μέση τιμή) γιατί αντιπροσωπεύει καλύτερα την τιμή που θα ήταν πιθανότερο να μετρήσουμε (Park et al. 2006). Και στις δύο περιπτώσεις το επίπεδο πληρότητας (confidence level) ορίστηκε στο 68%.

Στο Σχήματα 4.9-4.14 παρουσιάζονται τα χρώματα ακτίνων-X C1 συναρτήσει του C2 για τις όλες τις πηγές που ανιχνεύθηκαν σε κάθε γαλαξία. Στα ίδια σχήματα προσθέσαμε γραφικά πλέγματα δύο μοντέλων, ένα για μοντέλο δύναμης και ένα για θερμικό πλάσμα, για διαφορετικές τιμές θερμοκρασίας (kT), στήλης απορρόφησης ( $N_H$ ) και φωτονικό δείκτη Γ. Μια και ο σκοπός αυτής της έρευνας είναι η ανίχνευση πηγών με θερμικό και μαλακό φάσμα στις ακτίνες-X ( $kT \leq 2$  keV, τυπική θερμοκρασία για θερμικά Υ/Υ - Schlegel 1994), πηγές που εμφανίζονται να έχουν θερμοκρασίες κάτω από 2 keV και βρίσκονται κυρίως μέσα στο πλέγμα του μοντέλου θερμικού πλάσματος (γεωμετρικός τύπος των Υ/Υ) καθώς και αυτές που τα σφάλματά τους τις τοποθετούν σε αυτό το πλέγμα είναι πιθανά Υ/Υ. Στην περίπτωση των πλεριονικών Υ/Υ (plerions), αναμένουμε να βρίσκονται στο πλέγμα του νόμου δύναμης καθώς

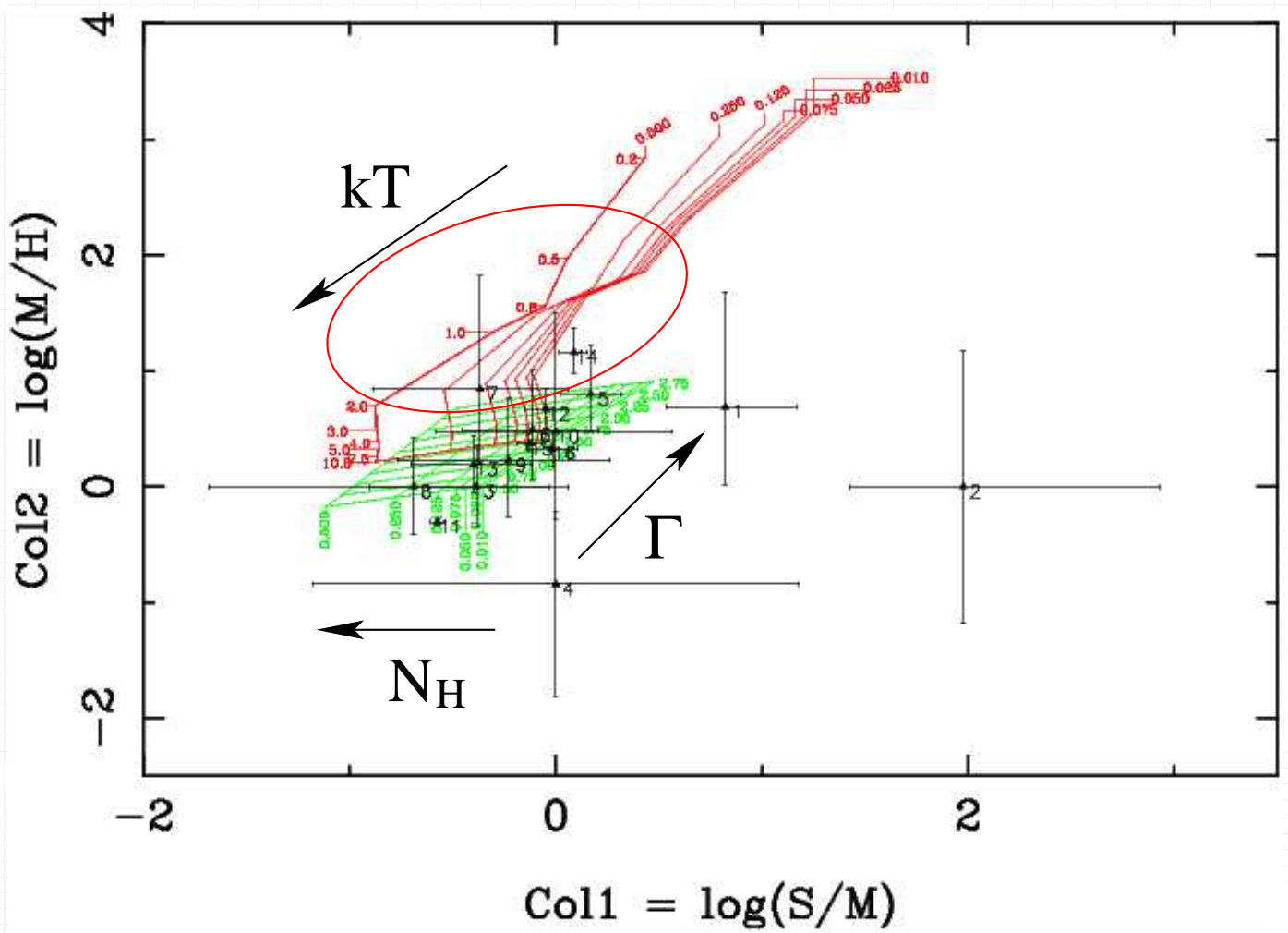
<sup>8</sup><http://hea-www.harvard.edu/AstroStat/BEHR/>

η εκπομπή τους στις ακτίνες-X είναι μη-θερμική με φωτονικό δείκτη της τάξης του 1.5 - 2.0 (π.χ. Asaoka & Koyama 1990). Μια και το φάσμα των πλεριονικών Υ/Υ είναι παρόμοιο με αυτό των διπλών συστημάτων αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X (X-ray Binaries - XRBs), δεν μπορούν να επιλεγθούν αποκλειστικά και μόνο βάσει των ιδιοτήτων τους στις ακτίνες-X. Στους Πίνακες 4.9 - 4.14, παρουσιάζουμε τα υπολογισμένα χρώματα ακτίνων-X (C1, C2 και C3) για τα πιθανά Υ/Υ σε όλους τους γαλαξίες του δείγματος καθώς και τα χρώματα για τις πηγές που βρίσκονται στη δεξιά κάτω γωνία των Σχημάτων 4.9-4.14, καθώς υποδηλώνουν μια παραπάνω συνιστώσα στις μαλακές ακτίνες-X λόγω διάχυτης εκπομπής και πρέπει να εξεταστούν ως πιθανά Υ/Υ. Για σύγκριση, αναφέρεται στους πίνακες αυτούς ποιες από τις πηγές έχουν εξαγόμενο φάσμα (δες §4.2.4.2 ) και την προτεινόμενη ταξινόμησή τους με βάση τη φασματοσκοπία τους (δες §4.2.5 ).

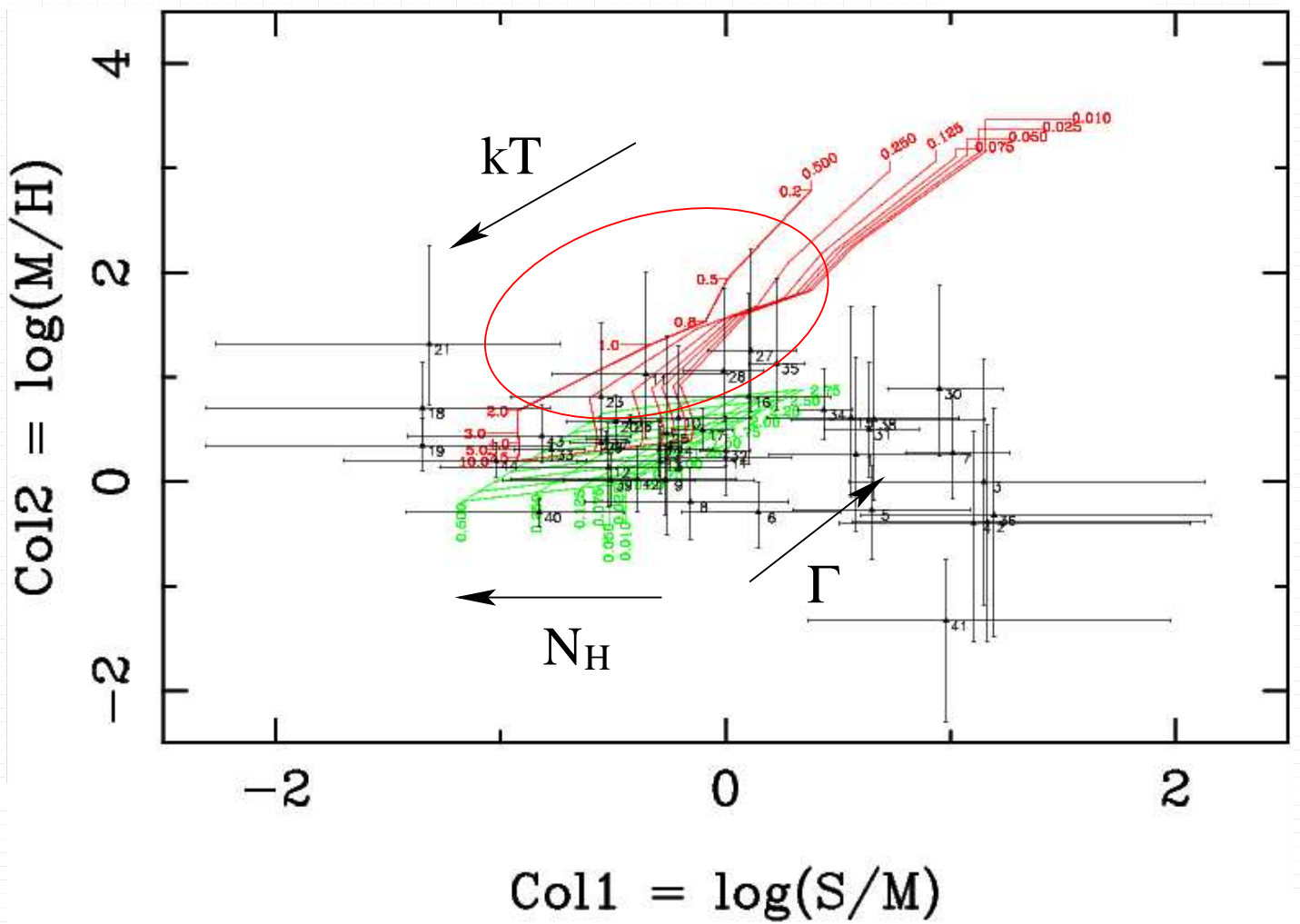




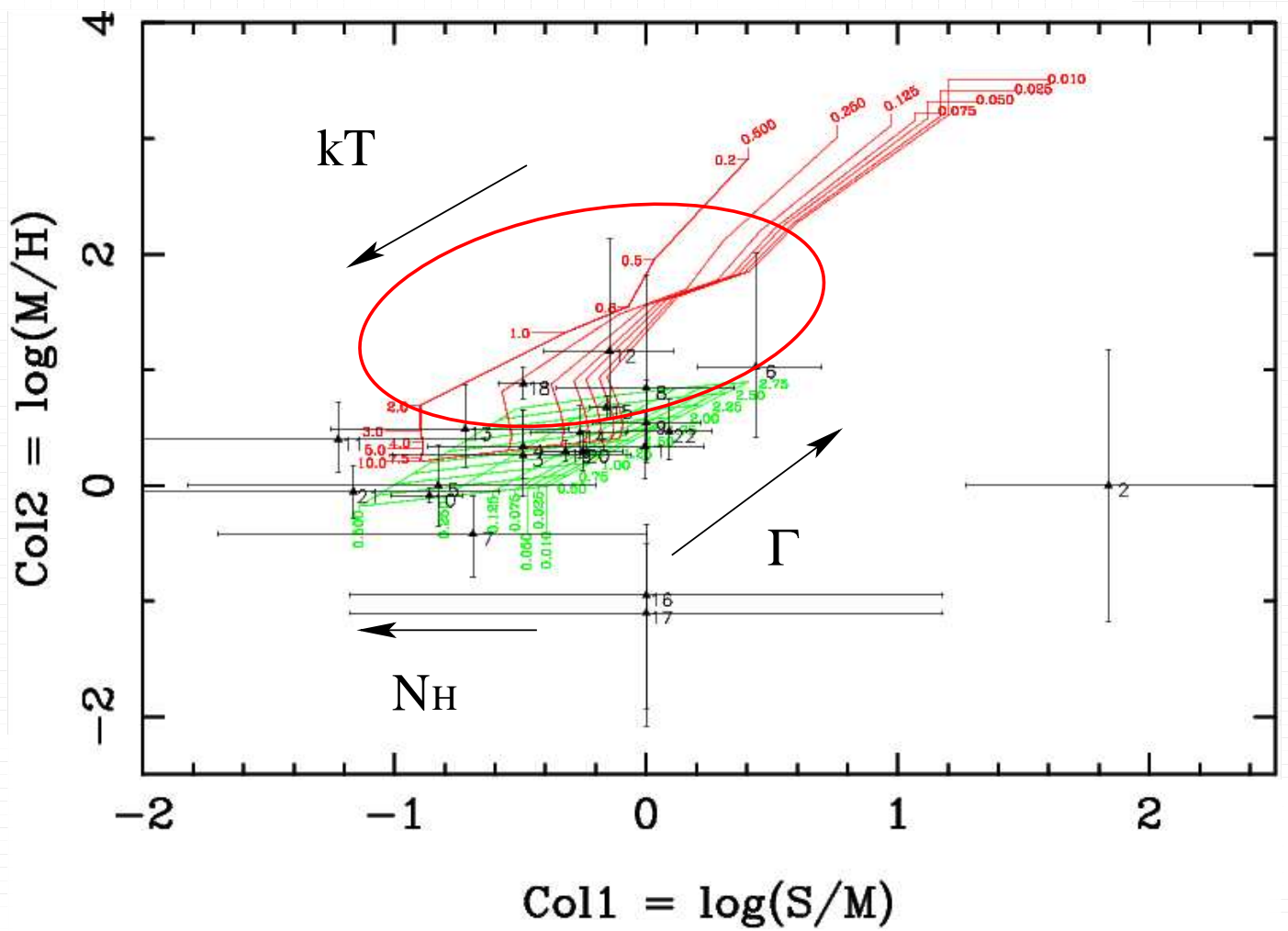
Σχήμα 4.9 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 2403



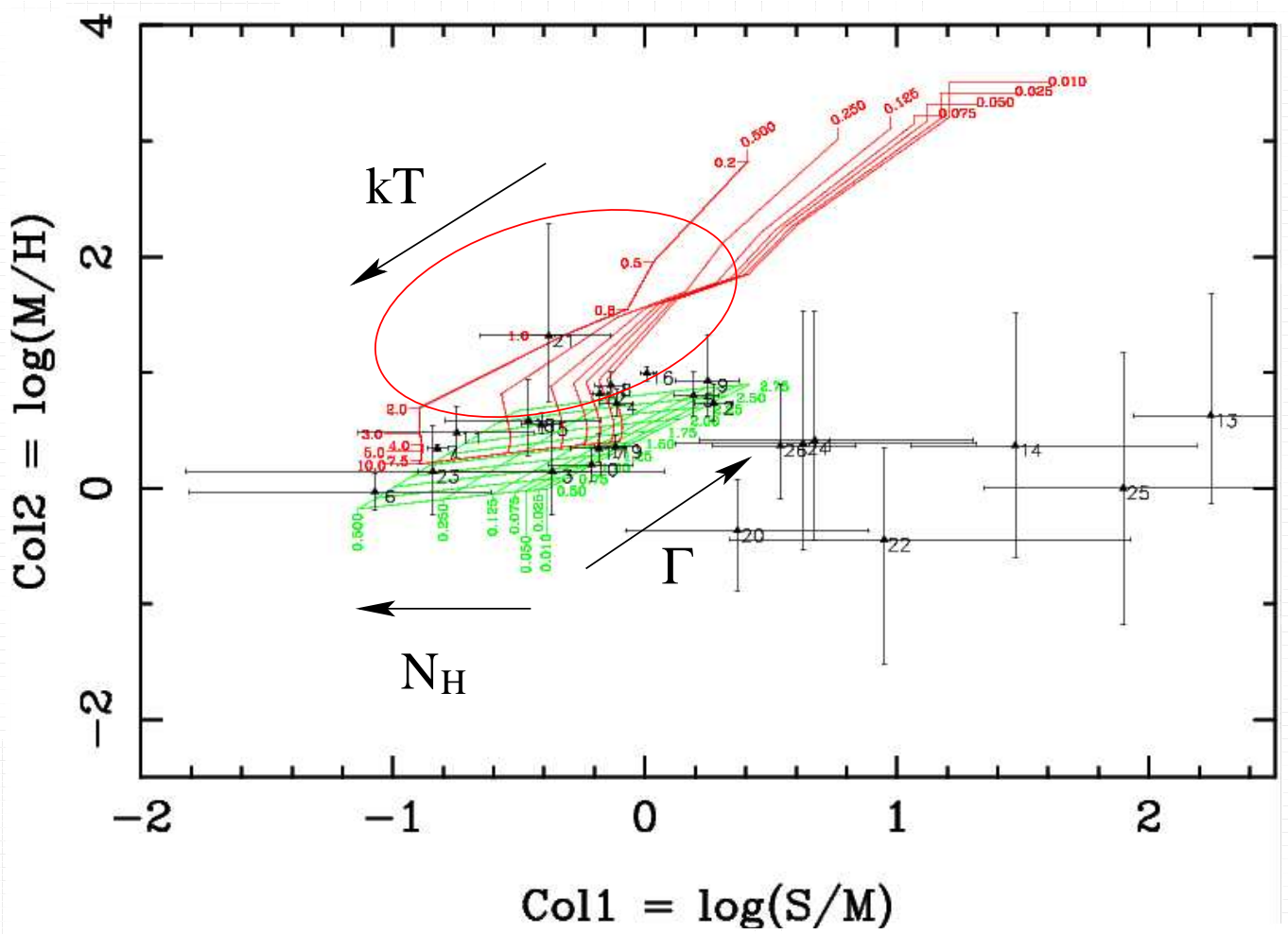
Σχήμα 4.10 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4395



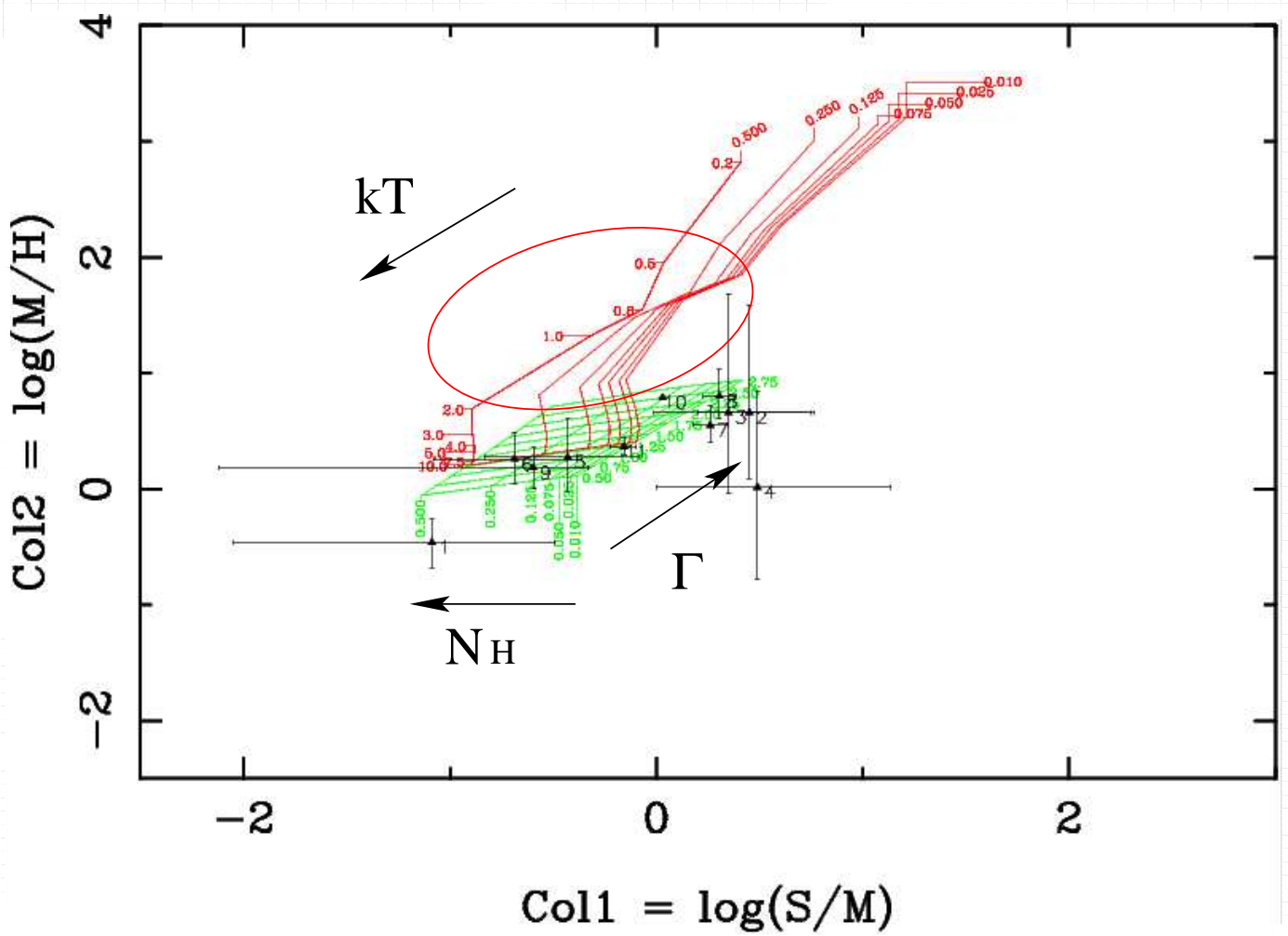
Σχήμα 4.11 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4214



Σχήμα 4.12 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 3077



Σχήμα 4.13 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 4449



Σχήμα 4.14 Δείκτες χρώματος ακτίνων-X για τις πηγές που ανιχνεύθηκαν στον NGC 5204

Πίνακας 4.9 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 3077

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_2	$1.84^{+0.95}_{-0.57}$	$0.00^{+1.18}_{-1.18}$	$1.84^{+0.95}_{-0.57}$	Yes	SSS	SSS (Ott-S4) <sup>a</sup>
LZB_6	$0.44^{+0.26}_{-0.23}$	$1.03^{+0.98}_{-0.61}$	$1.48^{+0.95}_{-0.58}$	Yes	probable SNR	SNR (Ott-S6) <sup>a</sup>
LZB_8	$0.00^{+0.35}_{-0.35}$	$0.84^{+0.98}_{-0.64}$	$0.84^{+0.98}_{-0.64}$	Yes	XRБ	...
LZB_12	$-0.14^{+0.25}_{-0.26}$	$1.16^{+0.96}_{-0.58}$	$1.03^{+0.96}_{-0.61}$	Yes	probable SNR	...
LZB_13	$-0.72^{+0.41}_{-0.54}$	$0.49^{+0.38}_{-0.33}$	$-0.23^{+0.54}_{-0.60}$	Yes	probable SNR	...
LZB_14	$-0.26^{+0.18}_{-0.19}$	$0.46^{+0.23}_{-0.21}$	$0.19^{+0.25}_{-0.24}$	Yes	XRБ	...
LZB_15	$-0.16^{+0.09}_{-0.22}$	$0.68^{+0.10}_{-0.10}$	$0.51^{+0.10}_{-0.10}$	Yes	probable SNR	...
LZB_18	$-0.49^{+0.09}_{-0.10}$	$0.88^{+0.15}_{-0.13}$	$0.39^{+0.16}_{-0.15}$	Yes	probable SNR	SNR (Ott-S1) <sup>a,b</sup>
LZB_19	$-0.32^{+0.09}_{-0.09}$	$0.30^{+0.09}_{-0.09}$	$-0.024^{+0.11}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...

Σημείωση – Στήλη 1: Ονομασία πηγής, Στήλες 2-4: Δείκτες χρώματος ακτίνων-X με τα σφαλματά τους (εξήχθησαν από τη μέθοδο BEHR) στις ενεργειακές περιοχές Soft/Medium, Medium/Hard και Soft/Hard αντίστοιχα, Στήλη 5: Εάν υπάρχει διαθέσιμο φάσμα, Στήλη 6: Η ταξινόμηση της πηγής με βάση το φάσμα της και Στήλη 7: Πηγές που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος

<sup>a</sup> Πηγές που έχουν αναγνωρισθεί από τους Ott et al. (2003)

<sup>b</sup> Υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ από τους Rosa-González (2005).

Πίνακας 4.10 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4395

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_1	$0.82^{+0.34}_{-0.28}$	$0.69^{+0.99}_{-0.67}$	$1.52^{+0.95}_{-0.57}$	Yes	XRБ	...
LZB_2	$1.97^{+0.95}_{-0.55}$	$0.00^{+1.18}_{-1.18}$	$1.97^{+0.95}_{-0.55}$	Yes	XRБ	...
LZB_5	$0.17^{+0.15}_{-0.15}$	$0.80^{+0.42}_{-0.32}$	$0.97^{+0.41}_{-0.32}$	Yes	XRБ	...
LZB_6	$-0.11^{+0.32}_{-0.34}$	$0.49^{+0.52}_{-0.43}$	$0.37^{+0.54}_{-0.44}$	Yes	XRБ	...
LZB_7	$-0.37^{+0.43}_{-0.52}$	$0.84^{+0.98}_{-0.63}$	$0.46^{+1.04}_{-0.77}$	Yes	XRБ	...
LZB_10	$0.00^{+0.57}_{-0.58}$	$0.47^{+1.03}_{-0.75}$	$0.47^{+1.03}_{-0.77}$	No	candidate SNR <sup>a</sup>	...
LZB_12	$-0.05^{+0.10}_{-0.10}$	$0.67^{+0.17}_{-0.16}$	$0.62^{+0.18}_{-0.16}$	Yes	XRБ	...
LZB_14	$0.09^{+0.06}_{-0.07}$	$1.16^{+0.21}_{-0.18}$	$1.25^{+0.21}_{-0.18}$	Yes	SNR	...
LZB_15	$-0.13^{+0.06}_{-0.06}$	$0.37^{+0.08}_{-0.06}$	$-0.13^{+0.06}_{-0.06}$	Yes	XRБ	...

Για την περιγραφή των στηλών δεξ την σημείωση στον Πίνακα 4.9

<sup>a</sup> Δεν υπάρχει διαθέσιμο φάσμα για αυτή την πηγή (λόγω μικρού αριθμού counts) αλλά τα μεγάλα σφάλματα της πηγής στο διάγραμμα των δεικτών χρώματος την κατατάσσουν στην περιοχή των υποψηφίων Υ/Υ.

Πίνακας 4.11 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4449

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart <sup>a</sup>
LZB_2	0.27 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.74 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.16</sub>	1.00 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.15</sub>	Yes	XRБ	SNR/XRB
LZB_4	-0.11 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.73 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.11</sub>	0.62 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.11</sub>	Yes	XRБ	SNR
LZB_5	0.19 <sup>+0.1</sup> <sub>-0.78</sub>	0.80 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.18</sub>	1.00 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.18</sub>	Yes	XRБ	SNR/XRB
LZB_8	-0.14 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	0.89 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.11</sub>	0.75 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.11</sub>	Yes	XRБ	SNR/XRB
LZB_9	0.25 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.12</sub>	0.93 <sup>+0.39</sup> <sub>-0.31</sub>	1.18 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.30</sub>	Yes	SNR	SNR/SSS
LZB_11	-0.75 <sup>+0.31</sup> <sub>-0.39</sub>	0.48 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.21</sub>	-0.27 <sup>+0.36</sup> <sub>-0.42</sub>	Yes	XRБ	XRБ
LZB_12	-0.18 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.82 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.64 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.05</sub>	Yes	SNR	SNR <sup>b</sup>
LZB_13	2.25 <sup>+0.43</sup> <sub>-0.31</sub>	0.63 <sup>+1.06</sup> <sub>-0.77</sub>	2.89 <sup>+0.95</sup> <sub>-0.55</sub>	Yes	SSS	SSS
LZB_14	1.47 <sup>+0.72</sup> <sub>-0.41</sub>	0.37 <sup>+1.15</sup> <sub>-0.96</sub>	1.88 <sup>+0.95</sup> <sub>-0.57</sub>	Yes	SSS	SSS
LZB_15	-0.41 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.55 <sup>+0.1</sup> <sub>-0.07</sub>	-0.04 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.09</sub>	Yes	XRБ	XRБ
LZB_16	0.01 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.01</sub>	0.99 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	0.99 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	Yes	XRБ	SNR/XRB
LZB_18	-0.46 <sup>+0.28</sup> <sub>-0.33</sub>	0.58 <sup>+0.35</sup> <sub>-0.31</sub>	0.12 <sup>+0.41</sup> <sub>-0.41</sub>	Yes	unclassified	SNR/XRB
LZB_20	0.37 <sup>+0.52</sup> <sub>-0.44</sub>	-0.37 <sup>+0.44</sup> <sub>-0.52</sub>	-0.01 <sup>+0.35</sup> <sub>-0.35</sub>	Yes	XRБ	AGN
LZB_21	-0.38 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.27</sub>	1.32 <sup>+0.96</sup> <sub>-0.57</sub>	0.93 <sup>+0.98</sup> <sub>-0.61</sub>	Yes	unclassified	SNR/XRB
LZB_22	0.95 <sup>+0.98</sup> <sub>-0.61</sub>	-0.44 <sup>+0.80</sup> <sub>-1.07</sub>	0.49 <sup>+0.54</sup> <sub>-0.43</sub>	Yes	foreground star	...
LZB_24	0.63 <sup>+0.69</sup> <sub>-0.51</sub>	0.38 <sup>+1.15</sup> <sub>-0.92</sub>	1.04 <sup>+0.98</sup> <sub>-0.61</sub>	Yes	probable SNR	SNR/XRB <sup>c</sup>
LZB_25	1.90 <sup>+0.96</sup> <sub>-0.55</sub>	0.00 <sup>+1.18</sup> <sub>-1.18</sub>	1.90 <sup>+0.96</sup> <sub>-0.55</sub>	Yes	SSS	SSS
LZB_26	0.54 <sup>+0.30</sup> <sub>-0.27</sub>	0.37 <sup>+0.54</sup> <sub>-0.46</sub>	0.90 <sup>+0.49</sup> <sub>-0.38</sub>	Yes	probable SNR	SSS/XRB

Για την περιγραφή των στηλών δεξ την σημείωση στον Πίνακα 4.9

<sup>a</sup> Πηγές στις ακτίνες-X ανιχνευμένες από τους Summers et al. (2003)

<sup>b</sup> Πλούσιο σε οξυγόνο (oxygen-rich) Υ/Υ.

<sup>c</sup> Αυτή η πηγή έχει ανιχνευθεί στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος από τους Chomiuk & Wilcots (2009) ως περιοχή ιονισμένου υδρογόνου (HII region).



Πίνακας 4.12 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 4214

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_5	$0.65^{+0.44}_{-0.35}$	$-0.27^{+0.42}_{-0.48}$	$0.38^{+0.29}_{-0.26}$	Yes	XRБ	...
LZB_7	$1.01^{+0.25}_{-0.21}$	$0.27^{+0.55}_{-0.44}$	$1.28^{+0.50}_{-0.33}$	Yes	SNR	...
LZB_10	$-0.21^{+0.32}_{-0.35}$	$0.61^{+0.69}_{-0.49}$	$0.40^{+0.73}_{-0.54}$	No	candidate SNR	Background galaxy <sup>d</sup>
LZB_11	$-0.35^{+0.36}_{-0.41}$	$1.03^{+0.98}_{-0.61}$	$0.66^{+1.03}_{-0.70}$	No	candidate SNR	...
LZB_16	$0.10^{+0.37}_{-0.36}$	$0.81^{+0.99}_{-0.64}$	$0.92^{+0.98}_{-0.63}$	No	candidate SNR	...
LZB_20	$-0.49^{+0.20}_{-0.22}$	$0.57^{+0.25}_{-0.21}$	$0.09^{+0.28}_{-0.28}$	Yes	XRБ	...
LZB_23	$-0.55^{+0.34}_{-0.40}$	$0.81^{+0.70}_{-0.46}$	$0.26^{+0.80}_{-0.61}$	No	candidate SNR	...
LZB_24	$-0.24^{+0.05}_{-0.05}$	$0.34^{+0.05}_{-0.05}$	$0.08^{+0.07}_{-0.04}$	Yes	XRБ	HII <sup>b</sup>
LZB_25	$-0.26^{+0.02}_{-0.02}$	$0.46^{+0.03}_{-0.03}$	$0.20^{+0.03}_{-0.03}$	Yes	XRБ	...
LZB_26	$-0.42^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.06}_{-0.06}$	$0.15^{+0.07}_{-0.07}$	Yes	XRБ	SNR/HII <sup>g</sup>
LZB_27	$0.11^{+0.20}_{-0.19}$	$1.25^{+0.96}_{-0.58}$	$1.38^{+0.95}_{-0.58}$	Yes	XRБ	...
LZB_28	$-0.01^{+0.18}_{-0.18}$	$1.06^{+0.80}_{-0.47}$	$1.04^{+0.80}_{-0.47}$	Yes	probable SNR	SNR <sup>a,b</sup>
LZB_29	$-0.55^{+0.13}_{-0.14}$	$0.38^{+0.11}_{-0.11}$	$-0.18^{+0.15}_{-0.15}$	Yes	XRБ	...
LZB_30	$0.95^{+0.28}_{-0.23}$	$0.89^{+0.99}_{-0.64}$	$1.85^{+0.96}_{-0.55}$	Yes	SNR	SNR <sup>b</sup>
LZB_31	$0.64^{+0.22}_{-0.20}$	$0.50^{+0.65}_{-0.45}$	$1.13^{+0.62}_{-0.38}$	Yes	probable SNR	...
LZB_33	$-0.77^{+0.15}_{-0.17}$	$0.30^{+0.10}_{-0.10}$	$-0.47^{+0.17}_{-0.18}$	Yes	XRБ	...
LZB_34	$0.44^{+0.12}_{-0.12}$	$0.69^{+0.40}_{-0.29}$	$1.12^{+0.38}_{-0.27}$	Yes	probable SNR	SNR <sup>b</sup>
LZB_35	$0.23^{+0.13}_{-0.12}$	$1.13^{+0.81}_{-0.44}$	$1.36^{+0.81}_{-0.43}$	Yes	probable SNR	...
LZB_37	$-0.53^{+0.09}_{-0.09}$	$0.40^{+0.08}_{-0.07}$	$-0.13^{+0.10}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...
LZB_38	$0.66^{+0.49}_{-0.37}$	$0.60^{+1.09}_{-0.78}$	$1.29^{+0.96}_{-0.58}$	Yes	probable SNR	HII <sup>c</sup>
LZB_41	$0.98^{+0.99}_{-0.61}$	$-1.33^{+0.58}_{-0.96}$	$-0.34^{+0.25}_{-0.27}$	Yes	XRБ	...
LZB_43	$-0.82^{+0.39}_{-0.60}$	$0.44^{+0.29}_{-0.25}$	$-0.38^{+0.49}_{-0.64}$	Yes	XRБ	...

Για την περιγραφή των στηλών δεξ του Πίνακα 4.9. Οι πηγές 10, 11, 16 και 23 δεν είχαν αρκετό αριθμό counts ούτως ώστε να μας επιτραπεί η εξαγωγή των φασμάτων τους. Παρόλα αυτά, οι δείκτες χρώματός τους στις ακτίνες -X (εντός των σφαλμάτων τους) τα τοποθετούν στην περιοχή των υποψηφίων Υ/Υ.

<sup>a</sup>Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ από τους Vukotic et al. (2005), συμβολίζεται ως 'ρ'.

<sup>b</sup>Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ από τους Chomiuk & Wilcots (2009)

<sup>c</sup>Ταξινομημένη ραδιοφωνική περιοχή ιονισμένου υδρογόνου από τους Chomiuk & Wilcots (2009)

<sup>d</sup>Τα κριτήρια ταξινόμησης των Chomiuk & Wilcots (2009) για τα ραδιοφωνικά Υ/Υ είναι ο ραδιοφωνικός φασματικός δείκτης να είναι  $\alpha \leq -0.2$  και να υπάρχει εκπομπή H $\alpha$  που να σχετίζεται με την πηγή. Στην περίπτωση της συγκεκριμένης πηγής, ο ραδιοφωνικός φασματικός δείκτης είναι -0.32 αλλά δεν έχει ανιχνευθεί εκπομπή H $\alpha$ . Για αυτό το λόγο, ταξινομούν αυτή την πηγή ως ραδιοφωνικό γαλαξία υποβάθρου.

Πίνακας 4.13 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 2403

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_2	$-0.26^{+0.11}_{-0.11}$	$0.79^{+0.23}_{-0.19}$	$0.54^{+0.24}_{-0.20}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-29) <sup>a</sup>
LZB_5	$0.70^{+0.23}_{-0.19}$	$0.61^{+0.81}_{-0.49}$	$1.32^{+0.80}_{-0.41}$	Yes	probable SNR	...
LZB_14	$0.38^{+0.17}_{-0.16}$	$1.16^{+0.95}_{-0.54}$	$1.55^{+0.95}_{-0.52}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-31,SP-30) <sup>b</sup>
LZB_21	$-0.26^{+0.06}_{-0.06}$	$0.55^{+0.11}_{-0.05}$	$0.30^{+0.09}_{-0.08}$	Yes	XRБ	...
LZB_30	$0.28^{+0.16}_{-0.15}$	$1.35^{+0.95}_{-0.55}$	$1.62^{+0.95}_{-0.54}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-7, Eck-μ ?)
LZB_39	$-0.35^{+0.11}_{-0.11}$	$0.48^{+0.13}_{-0.12}$	$0.13^{+0.14}_{-0.14}$	Yes	XRБ	...
LZB_41	$0.62^{+0.16}_{-0.14}$	$0.55^{+0.47}_{-0.34}$	$1.17^{+0.45}_{-0.30}$	Yes	probable SNR	...
LZB_42	$0.18^{+0.12}_{-0.12}$	$1.21^{+0.83}_{-0.44}$	$1.39^{+0.83}_{-0.44}$	Yes	SNR	SNR (MFBL-17) <sup>c</sup>
LZB_54	$-0.74^{+0.09}_{-0.09}$	$0.32^{+0.07}_{-0.05}$	$-0.42^{+0.10}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...
LZB_58	$-0.78^{+0.15}_{-0.18}$	$0.18^{+0.11}_{-0.07}$	$-0.59^{+0.16}_{-0.18}$	Yes	XRБ	...
LZB_63	$2.42^{+0.95}_{-0.55}$	$-0.23^{+1.10}_{-1.18}$	$2.14^{+0.89}_{-0.47}$	Yes	SSS	...
LZB_64	$-0.04^{+0.04}_{-0.04}$	$0.62^{+0.06}_{-0.06}$	$0.57^{+0.06}_{-0.06}$	Yes	XRБ	...
LZB_65	$-0.19^{+0.08}_{-0.07}$	$0.50^{+0.10}_{-0.10}$	$0.32^{+0.11}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...
LZB_68	$1.01^{+0.72}_{-0.44}$	$0.045^{+1.01}_{-0.93}$	$1.06^{+0.81}_{-0.47}$	Yes	probable SNR	...
LZB_69	$-0.16^{+0.03}_{-0.03}$	$0.48^{+0.04}_{-0.04}$	$0.32^{+0.05}_{-0.04}$	Yes	XRБ	...
LZB_71	$1.90^{+0.35}_{-0.24}$	$0.07^{+0.60}_{-0.53}$	$1.98^{+0.48}_{-0.30}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-33 ?)
LZB_72	$2.26^{+0.93}_{-0.52}$	$-0.23^{+1.09}_{-1.15}$	$1.97^{+0.90}_{-0.44}$	Yes	SSS	...
LZB_75	$0.59^{+0.32}_{-0.27}$	$0.17^{+0.57}_{-0.49}$	$0.75^{+0.51}_{-0.35}$	Yes	XRБ	...
LZB_76	$0.34^{+0.19}_{-0.18}$	$1.24^{+0.96}_{-0.58}$	$1.59^{+0.95}_{-0.57}$	Yes	probable SNR	...
LZB_78	$0.47^{+0.11}_{-0.10}$	$1.09^{+0.77}_{-0.41}$	$1.55^{+0.77}_{-0.40}$	Yes	probable SNR	...
LZB_80	$0.56^{+0.26}_{-0.22}$	$0.55^{+0.83}_{-0.52}$	$1.10^{+0.81}_{-0.43}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-24)
LZB_81	$0.49^{+0.16}_{-0.15}$	$1.09^{+0.92}_{-0.51}$	$1.59^{+0.90}_{-0.49}$	Yes	SNR	...
LZB_86	$0.66^{+0.33}_{-0.27}$	$0.16^{+0.59}_{-0.50}$	$0.82^{+0.51}_{-0.35}$	Yes	probable SNR	SNR (MFBL-22)
LZB_93	$0.13^{+0.05}_{-0.05}$	$0.49^{+0.08}_{-0.08}$	$0.63^{+0.09}_{-0.07}$	Yes	XRБ	SNR (MFBL-18 ?)
LZB_98	$-0.52^{+0.04}_{-0.05}$	$0.37^{+0.05}_{-0.04}$	$-0.14^{+0.05}_{-0.06}$	Yes	XRБ	...
LZB_99	$-0.85^{+0.04}_{-0.05}$	$0.35^{+0.05}_{-0.02}$	$-0.50^{+0.04}_{-0.04}$	Yes	XRБ	SNR (MFBL-30)
LZB_100	$-0.67^{+0.07}_{-0.04}$	$0.06^{+0.04}_{-0.03}$	$-0.60^{+0.06}_{-0.05}$	Yes	XRБ	...
LZB_101	$0.01^{+0.04}_{-0.04}$	$0.34^{+0.06}_{-0.05}$	$0.35^{+0.06}_{-0.05}$	Yes	XRБ	...

Συνέχεια Πίνακα 4.13

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_103	$-0.46^{+0.01}_{-0.02}$	$0.27^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.20^{+0.02}_{-0.02}$	Yes	XRБ	XRБ, ULX <sup>d</sup>
LZB_104	$-0.44^{+0.01}_{-0.01}$	$0.44^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.01^{+0.002}_{-0.01}$	Yes	XRБ	SNR (MFBL-15) <sup>e</sup>
LZB_105	$-0.33^{+0.04}_{-0.04}$	$0.65^{+0.05}_{-0.05}$	$0.33^{+0.05}_{-0.06}$	Yes	XRБ	ULX <sup>f</sup>
LZB_107	$0.34^{+0.04}_{-0.03}$	$2.27^{+0.92}_{-0.44}$	$2.59^{+0.92}_{-0.44}$	Yes	SNR	SNR (TH-2) <sup>g</sup>
LZB_109	$-0.57^{+0.01}_{-0.01}$	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.09^{+0.01}_{-0.01}$	Yes	XRБ	ULX <sup>h</sup>
LZB_112	$-0.39^{+0.05}_{-0.05}$	$0.42^{+0.05}_{-0.05}$	$0.04^{+0.04}_{-0.01}$	Yes	XRБ	...
LZB_115	$-0.30^{+0.08}_{-0.09}$	$0.29^{+0.09}_{-0.08}$	$-0.01^{+0.10}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...
LZB_120	$-0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.42^{+0.09}_{-0.07}$	$0.26^{+0.10}_{-0.08}$	Yes	probable SNR	...

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.9.

(MFBL): Οπτικά Υ/Υ, ανιχνευμένα από τους Matonick et al. (1997),

(SP): Υ/Υ στις ακτίνες-X από τους Schlegel & Pannuti (2003),

(TH): Υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ από τους Turner & Ho (1994),

(Eck): Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ από τους Eck et al. (2002).

Τα ερωτηματικά υποδηλώνουν αρκετή απόκλιση στις συντεταγμένες θέσης μεταξύ των πηγών που συμπίπτουν χωρικά από άλλες έρευνες και των πηγών της παρούσας έρευνας.

<sup>a</sup> Ανιχνευμένη στις ακτίνες-X (SP-31) από τους Schlegel & Pannuti (2003)

<sup>b</sup> Ανιχνευμένη στις ακτίνες-X από τους Pannuti et al. (2007).

<sup>c</sup> Ανιχνευμένη στις ακτίνες-X (SP-16) από τους Schlegel & Pannuti (2003), Pannuti et al. (2007).

<sup>d</sup> Διπλό σύστημα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X από τους Schlegel & Pannuti (2003) και

ULX (Ultra Luminous X-ray source) από τους Winter et al. (2006).

<sup>e</sup> Οι Schlegel & Pannuti (2003) έχουν εξάγει φάσμα για αυτή την πηγή (SP20) χωρίς όμως να την έχουν ταξινομήσει. Οι Winter et al. (2006) την έχουν ταξινομήσει ως ULX .

<sup>f</sup> Winter et al. (2006).

<sup>g</sup> Ανιχνευμένη στις ακτίνες-X από τους Schlegel & Pannuti (2003) (SP-12) και Pannuti et al. (2007).

<sup>h</sup> Ταξινομημένη ως ULX από τους Winter et al. (2006) και Schlegel & Pannuti (2003).

Πίνακας 4.14 Δείκτες χρώματος στις ακτίνες - X για τα πιθανά Υ/Υ στον NGC 5204

Source_ID	Col(S/M)	Col(M/H)	Col(S/H)	Spectra	Classification	Counterpart
LZB_8	$0.30^{+0.08}_{-0.08}$	$0.80^{+0.20}_{-0.20}$	$1.1^{+0.20}_{-0.20}$	Yes	XRБ	...
LZB_10	$0.03^{+0.006}_{-0.005}$	$0.79^{+0.01}_{-0.01}$	$0.82^{+0.01}_{-0.01}$	Yes	XRБ	...
LZB_11	$-0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.36^{+0.07}_{-0.07}$	$0.22^{+0.07}_{-0.10}$	Yes	XRБ	...

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.9.

#### 4.2.4.2 Φασματική προσαρμογή

Εξετάσαμε την δοκιμαστική ταξινόμηση Υ/Υ (χρησιμοποίηση των δεικτών χρώματος στις ακτίνες-X) κάνοντας φασματική ανάλυση στις πηγές με ικανό αριθμό counts. Σε αυτή την ανάλυση συμπεριλάβαμε τις μαλακές πηγές στην κάτω δεξιά γωνία των Σχημάτων 4.9-4.14. Εξήχθησαν φάσματα, βοηθητικά αρχεία απόκρισης (auxiliary response files -arf και redistribution matrix files -rmf) με το *specextract* του CIAO, τα οποία λαμβάνουν υπόψη χωρικές διαφοροποιήσεις της ενεργής περιοχής της πηγής συνδυάζοντας σταθμισμένα βοηθητικά αρχεία απόκρισης (auxiliary response files και redistribution matrix files - warf, wrmf) για κάθε πηγή. Η φασματική προσαρμογή έγινε με το αστρονομικό πακέτο XSPEC<sup>9</sup> version 11 ενώ χρησιμοποιήθηκε η αναβαθμισμένη έκδοση 3.4.2 του CALDB.

Για πηγές με πάνω από 50 counts χρησιμοποιήθηκε η στατιστική  $\chi^2$ . Τα φασματικά κανάλια (spectral channels) ομαδοποιήθηκαν (binned) κατά την ανάλυση ως εξής: για πηγές με υψηλό υπόβαθρο (πηγές στις οποίες το υπόβαθρο συνεισφέρει πάνω από > 5% των counts τους) να περιέχουν τουλάχιστον 25 counts/bin πριν την αφαίρεση του υποβάθρου και για πηγές με χαμηλό υπόβαθρο (πηγές στις οποίες το υπόβαθρο συνεισφέρει πάνω από < 5% των counts τους) να περιέχουν τουλάχιστον 15 counts/bin πριν την αφαίρεση του υποβάθρου. Αυτό διασφαλίζει ότι σε κάθε περίπτωση θα έχουμε τουλάχιστον 10 counts σε κάθε bin μετά την αφαίρεση του υποβάθρου. Το αντίστοιχο υπόβαθρο για κάθε πηγή αφαιρέθηκε από το φάσμα της πηγής κατά τη διάρκεια της προσαρμογής του φάσματος. Για πηγές με λίγα counts ( $\leq 50$ ) χρησιμοποιήθηκε η στατιστική Cash maximum likelihood (Cash 1979) η οποία είναι περισσότερο κατάλληλη από ότι η στατιστική  $\chi^2$  στην περίπτωση πηγών με μικρό αριθμό counts. Τα φάσματα δεν ομαδοποιήθηκαν για να διατηρήσουν τη μέγιστη δυνατή πληροφορία κατά τη στατιστική ανάλυση.

Τα μοντέλα που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή των φασμάτων είναι τρία: το μοντέλο νόμου δύναμης  $\rho_0$ , το μοντέλο θερμικού πλάσματος APEC και το μοντέλο απορρόφησης phabs: Το μοντέλο νόμου δύναμης είναι της μορφής  $N(E)=KE^{-\Gamma}$  όπου  $N(E)$  είναι ο αριθμός των φωτονίων συναρτήσει της ενέργειας. Οι βασικές παράμετροι αυτού του μοντέλου είναι ο φωτονικός δείκτης  $\Gamma$  και ο παράγοντας κανονικοποίησης  $K$  με μονάδες  $\text{photons keV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$  στο 1 keV.

Το APEC είναι μοντέλο οπτικά λεπτού, θερμικού πλάσματος (χρυστικά ιονισμένο αέριο) με βασικές παραμέτρους τη θερμοκρασία του πλάσματος (σε keV), την περιεκτικότητα των μετάλλ-

<sup>9</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/>

λων και έναν παράγοντα κανονικοποίησης (σε μονάδες  $10^{-14}(4\pi D_A^2)^{-1} \int n_e n_p dV$ , όπου  $D_A$  είναι η γωνιώδης απόσταση της πηγής σε cm και  $n_e n_p$  είναι οι πυκνότητες των ηλεκτρονίων και των πρωτονίων αντίστοιχα σε  $cm^{-3}$ ). Όσον αφορά στις περιεκτικότητες των μετάλλων, θεωρήσαμε ηλιακές μεταλλικότητες για όλους τους γαλαξίες μια και η ποιότητα των δεδομένων δεν μας επέτρεψε να περιορίσουμε την περιεκτικότητα των μετάλλων (abundance). Επιλέξαμε να χρησιμοποιήσουμε το APEC μοντέλο αντί για κάποιο άλλο μοντέλο θερμικού πλάσματος γιατί είναι το πιο σύγχρονο μοντέλο για οπτικά λεπτό, θερμικό πλάσμα σε ισορροπία ιονισμού και περιλαμβάνει σημαντικές βελτιώσεις όσον αφορά τον αριθμό των φασματικών γραμμών και των εντάσεών τους.

Το phabs είναι μοντέλο φωτοηλεκτρικής απορρόφησης λόγω μεσοαστρικής ύλης στην πορεία των φωτονίων και εκφράζεται από τη σχέση  $N(E) = e^{\sigma(E)N_H}$ . Το  $\sigma(E)$  είναι η φωτοηλεκτρική ενεργός διατομή (cross section) και το  $N_H$  είναι η ισοδύναμη στήλη υδρογόνου με μονάδες  $10^{22} cm^{-2}$ . Ο μόνος περιορισμός που επιβλήθηκε ήταν η στήλη υδρογόνου ( $N_H$ ) σε κάθε γαλαξία να μην υπερβαίνει την σταθμισμένη Γαλαξιακή τιμή στην ευθεία οράσεως. Η Γαλαξιακή στήλη υδρογόνου ελήφθη από το Leiden/Argentine/Bonn (LAB) Survey (Kalberla et al. 2005) του Γαλαξιακού HI<sup>10</sup>.

Το φάσμα κάθε πηγής αρχικά προσαρμόστηκε ξεχωριστά με δύο διαφορετικά μοντέλα: ένα απορροφημένο μοντέλο νόμου δύναμης (phabs \* power law, που εκφράζεται δηλαδή από τη σχέση  $\frac{dN(E)}{dE} = e^{\sigma(E)N_H} E^{-\Gamma}$ ) και ένα απορροφημένο μοντέλο θερμικού πλάσματος (phabs \* APEC). Σε κάποιες περιπτώσεις όπου υπήρχαν ενδείξεις για ασυνήθιστα έντονες γραμμές εκπομπής, γεγονός που υποδηλώνει πλάσμα σε μη-ισορροπία, χρησιμοποιήσαμε το μοντέλο NEI (π.χ. η πηγή LZB 15 στον NGC 3077). Επίσης, πηγές καλά προσαρμοσμένες με μοντέλο APEC αλλά παρουσίαζαν μη ρεαλιστικά χαμηλές θερμοκρασίες για θερμικό πλάσμα ( $< 0.1 keV$ ) ξαναπροσαρμόστηκαν με μοντέλο μέλανος σώματος (blackbody).

Σε μερικές περιπτώσεις πηγών (π.χ. LZB 4 και LZB 5 στον NGC 4449, LZB 24 στον NGC 4214, LZB 64, LZB 99 και LZB 101 στον NGC 2403, LZB 11 στον NGC 5204) η φασματική προσαρμογή των πηγών με ένα μοντέλο (π.χ. απορροφημένο νόμο δύναμης ή απορροφημένο θερμικό πλάσμα) έδιναν είτε μη επιτρεπτές προσαρμογές ( $\chi^2 > 2$ ) ή έντονα υπόλοιπα γραμμών εκπομπής ή μη-ρεαλιστικές φυσικές παραμέτρους. Σε αυτές τις περιπτώσεις, προσαρμόσαμε τα δεδομένα με δύο μοντέλα (po + APEC) με την ίδια απορρόφηση.

Το φασματικό μοντέλο που τελικά επιλέχθηκε για κάθε πηγή βασίστηκε τόσο στην

<sup>10</sup> Δες <http://heasarc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl>

ποιότητα της προσαρμογής (π.χ. η στατιστικά καλή προσαρμογή καθορίζεται κυρίως από το  $\chi^2 \sim 1$  όταν χρησιμοποιείται η στατιστική  $\chi^2$  και πιότητα προσαρμογής - goodness-of-fit -  $\sim 50\%$  όταν χρησιμοποιείται η στατιστική Cash) όσο και στην εγκυρότητα των τιμών των παραμέτρων (παραμέτρος θερμοκρασίας για θερμικό πλάσμα  $\leq 3$  keV, φωτονικός δείκτης νόμου δύναμης  $\leq 4$ ). Στην περίπτωση πηγών σε γαλαξίες με πολλαπλές παρατηρήσεις, προσαρμόσαμε ταυτόχρονα τα φάσματα κάθε παρατήρησης με το ίδιο μοντέλο. Οι παράμετροι του μοντέλου για κάθε παρατήρηση, εκτός από την κανονικοποίηση, ήταν συνδυασμένες ώστε να προσαρμοστούν στη ίδια τιμή για όλες τις παρατηρήσεις. Αυτό είναι αποδεκτό δεδομένου ότι στη χρονική κλίμακα των παρατηρήσεων που χρησιμοποιήθηκαν δεν αναμένουμε μεταβολή του φάσματος των πηγών πλην της έντασής τους.

Τα αποτελέσματα της φασματικής ανάλυσης για τα πιθανά Υ/Υ (για τις πηγές δηλαδή που βρίσκονται στο γεωμετρικό τόπο των Υ/Υ στα σχήματα των δεικτών χρώματος ακτίνων-X για κάθε γαλαξία) μαζί με τις παραμέτρους των καλύτερων προσαρμογών τους, συνοψίζονται στους Πίνακες 4.15 - 4.20. Στους Πίνακες αυτούς εξετάστηκαν και περιλαμβάνονται οι μαλακές πηγές που βρίσκονται στην κάτω δεξιά γωνία των σχημάτων 4.9-4.14. Η στήλη 1 παρουσιάζει την ταυτότητα κάθε πηγής αλλά και της παρατήρησης που χρησιμοποιήθηκε (όταν πρόκειται για γαλαξία με πολλαπλές παρατηρήσεις). Επισημαίνουμε ότι σε αυτήν την περίπτωση (των πολλών παρατηρήσεων), χρησιμοποιήθηκαν μόνο αυτές όπου η εκάστοτε ανιχνευμένη πηγή παρουσιάζει ικανό αριθμό counts και δεν βρίσκεται κοντά στα άκρα της CCD ( $\sim 100$  εικονοστοιχεία μακριά). Η στήλη 2 δείχνει το προσαρμοσμένο μοντέλο για κάθε πηγή. Η στήλη 3 δίνει την πυκνότητα στήλης ( $N_H$ ) προερχόμενη από την προσαρμογή του μοντέλου phabs (μοντέλο για φωτοηλεκτρική απορρόφηση) ενώ η στήλη 4 δίνει την καλύτερη προσαρμογή είτε του φωτονικού δείκτη για το νόμο δύναμης (po) ή της θερμοκρασίας για τα μοντέλα μέλανος σώματος (black body) ή θερμικού πλάσματος (APEC). Η στήλη 5 δίνει την κανονικοποίηση του μοντέλου. Στην περίπτωση των πολλαπλών παρατηρήσεων, δίνουμε τον πολλαπλασιαστικό παράγοντα κάθε φάσματος που προσαρμόστηκε ταυτόχρονα, σε σχέση με την πρώτη παρατήρηση κάθε πηγής. Όλες οι αβεβαιότητες στο 90% επίπεδο πληρότητας (confidence level) υπολογίστηκαν με την εντολή *error* του XSPEC. Η στήλη 6 δίνει το  $\chi^2/\beta$  βαθμοί ελευθερίας ή τη στατιστική Cash ενώ η στήλη 7 παρουσιάζει την ποιότητα προσαρμογής (goodness-of-fit) της στατιστικής Cash. Οι στήλες 8 και 9 παρουσιάζουν την μη-διορθωμένη και διορθωμένη από απορρόφηση ροή ακτινοβολίας κάθε πηγής στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 10.0 keV. Παρόλο που η φασματοσκοπία έγινε στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 7.0 keV, επιλέξαμε να υπολογίσουμε τις ροές ακτινοβολίας στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 10.0 keV για πιο συνεπή σύγκριση με προηγούμενες έρευνες

στις ακτίνες -X. Η στήλη 10 δίνει τη διορθωμένη για απορρόφηση φωτεινότητα των πηγών στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 10.0 keV . Η στήλη 11 δίνει την ταξινόμηση των πηγών βάσει των φασματικών τους προσαρμογών στις ακτίνες -X: η χρησιμοποίηση μοντέλου (ή μοντέλων) θερμικού πλάσματος με χαμηλή θερμοκρασία υποδηλώνει ισχυρά ότι η πηγή είναι Υ/Υ ενώ πηγές που έχουν πιο σκληρά χαρακτηριστικά στο φάσμα τους (ύπαρξη ή συνύπαρξη μοντέλου νόμου δύναμης στην φασματική προσαρμογή) δείχνει ότι η πηγή είναι πιο πιθανό να είναι διπλό σύστημα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες -X. Πηγές καλά προσαρμοσμένες με μοντέλο μέλανος σώματος σε χαμηλές θερμοκρασίες ( $\sim 100$  eV) υποδηλώνονται ως Υπερ-Μαλακές Πηγές (Super Soft Sources - SSS, π.χ. di Stefano et al. 2004).

Επισημαίνουμε επίσης ότι υπάρχουν περιπτώσεις Υ/Υ (π.χ. LZB 15 στον NGC 3077) όπου η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία είναι αρκετά υψηλή ( $> 2$  keV). Το γεγονός αυτό μπορεί να υποδηλώνει ότι το κρουστικά ιονισμένο πλάσμα δεν βρίσκεται σε κατάσταση ισορροπίας (αυτές οι πηγές προσαρμόζονται επίσης καλά και με NEI μοντέλα). Αυτό δεν είναι ασυνήθιστο φαινόμενο: Οι Kong et al. (2004) προτείνουν ότι η κατάσταση μη-ισορροπίας κρουστικά ιονισμένου πλάσματος μπορεί να προέρχεται είτε από το θερμικό υλικό που σαρώθηκε λόγω του κύματος σοκ ή λόγω πιθανής ανομοιογένειας του μεσοαστρικού μεσου.

Επιπλέον, υπάρχουν πηγές με μικρό αριθμό counts για τις οποίες η φασματική προσαρμογή έδωσε υψηλές τιμές της πυκνότητας στήλης. Υπάρχει όμως γνωστή θετική σχέση μεταξύ της κανονικοποίησης ενός μοντέλου και της απορροφούσας πυκνότητας στήλης. Έτσι, στην περίπτωση φάσματος με μικρό αριθμό counts (όπως ισχύει στις περισσότερες περιπτώσεις αυτής της έρευνας) είναι πιθανό να εξάγονται υψηλές τιμές της πυκνότητας στήλης και κατ'επέκταση υψηλές συναγόμενες διορθωμένες για απορρόφηση φωτεινότητες (που προκύπτουν από την υψηλή κανονικοποίηση πηγών με χαμηλής ενέργειας φασματικές παραμέτρους).

Πίνακας 4.15 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 3077

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
$\chi^2$										
LZB_2	bbody	$0.41^{+0.14}_{-0.12}$	$0.02^{+0.09}_{-0.01}$	$> 936.2$	1.84	56.0	3.2	5500	39.9	SSS <sup>b</sup>
LZB_6	apec	$0.34^{+0.43}_{-0.34}$	$0.30^{+0.45}_{-0.22}$	$> 0.44$	0.56	46.9	1.5	8.3	37.1	probable SNR <sup>b</sup>
LZB_8	PL	$0.05^a$	$3.29^{+2.32}_{-2.09}$	$0.02^{+0.02}_{-0.02}$	2.48	20.5	0.8	1.2	36.3	XRБ
LZB_12	apec	$0.70^{+0.53}_{-0.70}$	$0.77 (> 0.18)$	$0.18^{+2.8}_{-0.18}$	3.54	46.6	0.8	4.6	36.8	probable SNR
LZB_13	apec	$2.97^{+4.8}_{-1.4}$	$0.19^{+0.43}_{-0.19}$	$> 111.1$	1.44	78.3	0.7	1800	39.4	probable SNR
LZB_14	PL	$0.05^a$	$1.35^{+0.76}_{-0.76}$	$0.06^{+0.03}_{-0.002}$	2.22	11.1	5.9	6.3	36.8	XRБ
LZB_18	apec	$0.99^{+0.16}_{-0.16}$	$0.75^{+0.08}_{-0.13}$	$3.13^{+2.0}_{-0.95}$	109.4	96	9.3	82.3	38.1	probable SNR <sup>b,c</sup>

Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής, Στήλη 2: Το εφαρμοσμένο μοντέλο, Στήλη 3: Πυκνότητα στήλης  $H\text{I}$ , Στήλη 4: Η τιμή του φωτονικού δείκτη για την καλύτερη προσαρμογή του μοντέλου νόμου δύναμης ή η θερμοκρασία σε keV για το θερμικό μοντέλο APEC, Στήλη 5: Ο παράγοντας κανονικοποίησης δοσμένος σε μονάδες  $10^{-5} \text{ K}$ . Για το μοντέλο apec  $A$  είναι:  $10^{-14} (4\pi D_A^2)^{-1} \int n_e n_p dV$ , όπου  $D_A$  είναι η γωνιώδης απόσταση της πηγής σε cm και  $n_e n_p$  είναι οι πυκνότητες των ηλεκτρονίων και των πρωτονίων αντίστοιχα σε  $\text{cm}^{-3}$ , για το μοντέλο νόμου δύναμης (πο): photons  $\text{keV}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{sec}^{-1}$  στο 1 keV και για το μοντέλο μέλανος σώματος (bbody):  $10^{39} \text{ erg s}^{-1} (10 \text{ kpc})^{-1}$ , Στήλη 6:  $\chi^2/\beta$ αθμοί ελευθερίας ή στατιστική Cash, Στήλη 7: Ποιότητα προσαρμογής (Goodness-of fit) για τη στατιστική Cash, Στήλη 8: Μη-διορθωμένη για απορρόφηση ροή ακτινοβολίας στα 0.3 - 10 keV, Στήλη 9: Διορθωμένη για απορρόφηση ροή ακτινοβολίας στα 0.3 - 10 keV, Στήλη 10: Ταξινόμηση πηγής

<sup>a</sup> Σταθερό στη Γαλαξιακή τιμή, στην ευθεία οράσεως.

<sup>b</sup> Οι Ott et al. (2003) έχουν ταξινομήσει τις πηγές LZB 6, LZB 18 ως Υ/Υ ακτίνων-X και την LZB 2 σαν Υπερ-μαλακή πηγή (SSS).

<sup>c</sup> Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ των Rosa-González (2005)



Πίνακας 4.16 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4395

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
$\chi^2$										
LZB_14	apec + apec	0.545	1.37	94	8.65/4	...	3.1	75.4	38.8	SNR
...	...	...	0.17	10.1	...	...	...	...	37.8	...
LZB_15	PL	$0.03^{+0.06}_{-0.03}$	$1.37^{+0.32}_{-0.25}$	$1.27^{+0.48}_{-0.26}$	16.25/13	...	12	12	38.0	XRB
Cash										
LZB_1	PL	$0.0185^a$	$0.64^{+1.46}_{-3.64}$	$0.30^{+0.27}_{-0.15}$	3.62	60.0	7.9	8.0	37.8	XRB
LZB_2	PL	$0.03^{+0.19}_{-0.03}$	$3.36^{+3.13}_{-1.70}$	$0.33^{+0.46}_{-0.33}$	2.74	21.1	1.5	2.0	37.2	XRB
LZB_5	PL	$0.0185^a$	$2.14^{+0.59}_{-0.58}$	$0.24^{+0.08}_{-0.06}$	2.78	7.3	1.2	1.3	37.0	XRB
LZB_6	PL	$0.0185^a$	$1.27^{+1.26}_{-1.26}$	$0.05^{+0.04}_{-0.05}$	9.75	84.4	0.6	0.6	36.7	XRB
LZB_7	PL	$0.0185^a$	$2.06^{+4.30}_{-5.06}$	$0.05^{+0.06}_{-0.05}$	4.13	74.2	0.3	0.3	36.4	XRB
LZB_12	PL	$0.0185^a$	$1.61^{+0.34}_{-0.34}$	$0.51^{+0.10}_{-0.09}$	27.0	6.0	3.7	3.8	37.5	XRB

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.15

<sup>a</sup>Σταθερό στη Γαλαξιακή τιμή, στην ευθεία οράσεως.

Πίνακας 4.17 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4449

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ )	$F_{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
$\chi^2$										
LZB_2	PL	$0.03^{+0.11}_{-0.03}$	$2.46^{+1.37}_{-0.48}$	$0.61^{+0.55}_{-0.14}$	7.43/6	...	2.5	3.0	37.8	XRB
...	...	...	$\text{kT}=1.25^{+0.90}_{-0.32}$	$> 0.13$	...	...	...	...	...	...
LZB_8	PL	$0.20^{+0.15}_{-0.09}$	$2.48^{+0.49}_{-0.53}$	$1.94^{+1.58}_{-0.82}$	1.45/6	...	5.0	9.4	38.3	XRB
LZB_12	PL+2apec	$0.30^{+0.44}_{-0.09}$	$\Gamma = 1.67^{+0.21}_{-0.75}$	$1.62^{+1.47}_{-1.46}$	26.7/27	...	18	41	38.9	SNR <sup>3</sup>
...	...	...	$kT_1 = 0.25^{+0.09}_{-0.11}$	$> 2.80$	...	...	...	...	...	...
...	...	...	$kT_2 = 1.27^{+0.09}_{-0.11}$	$8.00^{+7.00}_{-2.50}$	...	...	...	...	...	...
LZB_13	bbody	$0.01^{+0.07}_{-0.01}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	$0.15^{+0.22}_{-0.04}$	18.7/16	...	6.3	7.5	38.2	SSS
LZB_16	PL	$0.07^{+0.04}_{-0.03}$	$2.13^{+0.24}_{-0.2}$	$5.76^{+1.01}_{-0.79}$	53.9/36	...	24	30	38.8	XRB
Cash										
LZB_4	PL+apec	$0.08^{+0.12}_{-0.08}$	$\Gamma = 1.81^{+0.67}_{-0.63}$	$0.66^{+0.54}_{-0.30}$	78.5	2.0	4.2	4.9	38.0	XRB
...	...	...	$\text{kT}=1.08^{+0.26}_{-0.28}$	$0.34^{+0.31}_{-0.21}$	...	...	...	...	...	...
LZB_5	PL	$0.0161^2$	$2.3^{+0.27}_{-0.27}$	$0.44^{+0.06}_{-0.07}$	75.2	30.0	2.1	2.2	37.7	XRB
LZB_9	apec	$0.0161^2$	$0.99^{+1.10}_{-0.26}$	$0.32^{+0.37}_{-0.07}$	19.9	93.6	0.7	0.7	37.2	SNR
LZB_11	PL	$0.31^{+0.65}_{-0.31}$	$1.5^{+1.80}_{-1.40}$	$0.18^{+0.07}_{-0.18}$	0.7	30.5	1.2	1.5	37.5	XRB
LZB_14	bbody	$0.0161^2$	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$0.04^{+0.12}_{-0.02}$	6.7	68.3	0.9	1.1	37.4	SSS
LZB_15	PL	$0.16^{+0.10}_{-0.10}$	$1.6^{+0.37}_{-0.36}$	$1.06^{+0.47}_{-0.30}$	113.6	6.0	6.6	8.0	38.2	XRB
LZB_18	PL	$0.56^{+1.15}_{-0.56}$	$3.04^{+3.09}_{-1.92}$	$0.28^{+3.70}_{-0.28}$	9.8	87.0	0.3	1.5	37.5	unclassified
...	apec	$1.15^{+0.72}_{-1.15}$	$> 0.36$	$0.73^{+6.38}_{-0.73}$	9.8	87.4	0.2	1.7	37.6	...
LZB_20	PL	$0.0161^2$	$1.37^{+1.21}_{-1.06}$	$0.03^{+0.03}_{-0.03}$	10.2	91.3	0.3	0.3	36.7	XRB
LZB_21	PL	$0.02^{+1.33}_{-0.02}$	$0.99^{+6.84}_{-1.47}$	$0.08^{+1.55}_{-0.04}$	2.4	41.8	1.2	1.2	37.4	unclassified
...	apec	$1.24^{+0.54}_{-0.66}$	$0.23^{+0.56}_{-0.09}$	$> 13.0$	5.4	71.8	0.2	24	38.7	...
LZB_22	apec	$0.53^{+0.45}_{-0.51}$	$0.11^{+0.10}_{-0.06}$	$> 23.9$	3.8	73.6	0.1	15	38.5	foreground star
LZB_24	apec	$0.0161^2$	$0.23^{+0.11}_{-0.08}$	$0.07^{+0.13}_{-0.07}$	4.3	35.0	0.1	0.1	36.4	probable SNR <sup>4</sup>
LZB_25	bbody	$0.44^{+3.25}_{-0.13}$	$0.04^{+0.03}_{-0.02}$	$> 84.8$	5.8	95.6	0.5	220	39.7	SSS
LZB_26	apec	$0.0161^2$	$1.02^{+0.84}_{-0.30}$	$0.09^{+0.11}_{-0.04}$	13.3	91.5	0.2	0.4	36.9	probable SNR

Για την περιγραφή τν στηλών δεξ τον Πίνακα 4.15

<sup>a</sup>Γνωστές πηγές ακτίνων-X από τους Summers et al. (2003).

<sup>b</sup>Σταθερό στη Γαλαξιακή τιμή, στην ευθεία οράσεως.

<sup>c</sup>Πλούσιο σε οξυγόνο  $Y/Y$ , ανιχνευμένο σε όλες τις ενεργειακές περιοχές.

<sup>d</sup>Ραδιοφωνικές παρατηρήσεις των Chomiuk & Wilcots (2009) δηλώνουν την συγκεκριμένη πηγή ως περιοχή ιονισμένου υδρογόνου (HII region) .

Πίνακας 4.18 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 4214

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
$\chi^2$										
LZB_24 (2030)	PL+apec	$0.28^{+0.30}_{-0.10}$	$\Gamma = 1.69^{+0.41}_{-0.18}$	$1.30^{+0.76}_{-0.48}$	31.07/23	...	72	130	38.5	XRB <sup>c</sup>
...	...	...	kT= $0.18^{+0.08}_{-0.05}$	$2.50^{+58.6}_{-2.34}$	...	...	...	...	...	...
(4793)	...	...	...	0.575	...	...	42	75	38.3	...
(5197)	...	...	...	0.488	...	...	35	64	38.2	...
LZB_25 (2030)	PL	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$1.68^{+0.13}_{-0.12}$	$4.90^{+0.68}_{-0.59}$	105.5/66	...	290	340	38.9	XRB
(4793)	...	...	...	0.192	...	...	55	66	38.2	...
(5197)	...	...	...	0.904	...	...	260	310	38.9	...
LZB_26 (2030)	PL	$0.27^{+0.07}_{-0.09}$	$2.15^{+0.50}_{-0.40}$	$0.84^{+0.53}_{-0.30}$	12.4/11	...	43.8	25.9	37.8	XRB <sup>e</sup>
(4793)	...	...	...	1.950	...	...	84.5	50.0	38.1	...
(5197)	...	...	...	1.660	...	...	71.1	42.1	38.0	...
Cash										
LZB_5 (2030)	PL	$0.0199^d$	$0.99^{+1.09}_{-1.04}$	$0.16^{+0.18}_{-0.16}$	19.8	96.5	24	25	37.8	XRB
(5197)	...	...	...	0.15	...	...	3.7	3.7	37.0	...
LZB_7 (2030)	apec	$0.0199^d$	$0.28^{+0.04}_{-0.04}$	$0.18^{+0.08}_{-0.05}$	15.8	81.8	2.9	3.3	36.9	SNR
(4793)	...	...	...	0.85	...	...	2.5	2.8	36.9	...
(5197)	...	...	...	0.95	...	...	2.8	3.2	36.9	...
LZB_20 (2030)	PL	$0.47^{+1.00}_{-0.47}$	$2.88^{+3.90}_{-2.62}$	$> 0.49$	4.16	66.3	6.5	24.6	37.8	XRB
LZB_27 (2030)	PL	$0.0199^d$	$2.64^{+0.94}_{-0.90}$	$0.04^{+0.03}_{-0.02}$	23.4	85.8	1.8	2.0	36.7	XRB
(4793)	...	...	...	0.87	...	...	1.6	1.8	36.7	...
(5197)	...	...	...	0.83	...	...	1.5	1.7	36.6	...
LZB_28(2030)	apec	$0.68^{+0.37}_{-0.37}$	$0.25^{+0.29}_{-0.10}$	$> 1.30$	36.0	99.5	0.8	24	37.8	probable SNR <sup>a,b</sup>
(4793)	...	...	...	1.70	...	...	1.4	40	38.0	...
(5197)	...	...	...	1.44	...	...	1.2	34	37.9	...
LZB_29 (2030)	PL	$0.18^{+0.32}_{-0.18}$	$1.55^{+1.00}_{-0.82}$	$0.16^{+0.16}_{-0.24}$	9.29	26.0	10	12	37.5	XRB
(4793)	...	...	...	1.37	...	...	14	17	37.6	...
(5197)	...	...	...	1.08	...	...	11	13	37.5	...
LZB_30 (2030)	apec	$0.0199^d$	$0.29^{+0.05}_{-0.05}$	$0.12^{+0.06}_{-0.05}$	12.2	15.0	1.9	2.2	36.8	SNR <sup>b</sup>
(4793)	...	...	...	0.99	...	...	1.9	2.2	36.8	...
(5197)	...	...	...	1.32	...	...	2.5	2.9	36.9	...
LZB_31 (2030)	apec	$0.0199^d$	$0.36^{+0.13}_{-0.07}$	$0.10^{+0.06}_{-0.04}$	37.9	92.2	1.8	2.1	36.7	probable SNR
(4793)	...	...	...	0.73	...	...	1.3	1.5	36.6	...
(5197)	...	...	...	0.75	...	...	1.4	1.5	36.6	...

Συνέχεια του Πίνακα 4.18

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ )	$F_{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
LZB_33 (2030)	PL	$0.37^{+0.36}_{-0.33}$	$1.21^{+0.78}_{-0.78}$	$0.12^{+0.16}_{-0.12}$	12.3	28.5	12	14	37.6	XRБ
(4793)	...	...	...	2.26	...	...	26	31	37.9	...
(5197)	...	...	...	2.32	...	...	27	32	37.9	...
LZB_34 (2030)	apec	$0.66^{+0.10}_{-0.19}$	$0.14^{+0.05}_{-0.05}$	> 37.1	14.4	72.0	3.2	410	39.0	probable SNR <sup>b</sup>
(4793)	...	...	...	0.63	...	...	2.0	260	38.8	...
(5197)	...	...	...	1.44	...	...	4.6	590	39.2	...
LZB_35 (2030)	apec	0.0199 <sup>d</sup>	$0.75^{+0.16}_{-0.18}$	$0.16^{+0.05}_{-0.05}$	10.58	57	3.9	4.3	37.0	probable SNR
(4793)	...	...	...	0.44	...	...	1.7	1.8	36.7	...
(5197)	...	...	...	0.33	...	...	1.3	1.4	36.6	...
LZB_37 (2030)	PL	$0.20^{+0.14}_{-0.12}$	$1.68^{+0.46}_{-0.42}$	$0.44^{+0.25}_{-0.16}$	32.7	53.7	24	31	37.9	XRБ
(4793)	...	...	...	1.01	...	...	24	31	37.9	...
(5197)	...	...	...	1.01	...	...	24	31	37.9	...
LZB_38 (2030)	apec	0.0199 <sup>d</sup>	$0.20^{+0.12}_{-0.08}$	$0.05^{+0.10}_{-0.05}$	15.6	96	0.7	0.9	36.4	probable SNR <sup>c</sup>
(4743)	...	...	...	1.68	...	...	1.2	1.5	36.6	...
LZB_41 (2030)	PL	0.0199 <sup>d</sup>	$0.54^{+0.82}_{-0.83}$	$0.02^{+0.02}_{-0.02}$	32.8	100	5.4	5.4	37.2	XRБ
(5197)	...	...	...	1.00	...	...	5.4	5.4	37.2	...
LZB_43 (2030)	PL	0.0199 <sup>d</sup>	$1.43^{+0.77}_{-0.76}$	$0.03^{+0.04}_{-0.03}$	28.3	97.7	2.6	2.6	36.8	XRБ
(4793)	...	...	...	1.31	...	...	3.4	3.5	37.0	...
(5197)	...	...	...	1.23	...	...	3.2	3.3	36.9	...

Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Οι αριθμοί στις παρενθέσεις δείχνουν την ταυτότητα της παρατήρησης που χρησιμοποιήθηκε, Στήλη 2: Το εφαρμοσμένο μοντέλο, Στήλη 3: Στήλη πυκνότητας H<sub>I</sub>, Στήλη 4: Η τιμή του φωτονικού δείκτη για την καλύτερη προσαρμογή του μοντέλου νόμου δύναμης (πο) ή η θερμοκρασία σε keV για το θερμικό μοντέλο (APEC), Στήλη 5: Κανονικοποίηση της πρώτης παρατήρησης. Στην περίπτωση πολλαπλών παρατηρήσεων, ο αριθμός που παρουσιάζεται είναι ο συντελεστής μετατροπής ο οποίος πολλαπλασιάζεται με την κανονικοποίηση της πρώτης παρατήρησης. Η κανονικοποίηση δίνεται σε μονάδες  $10^{-5} \text{ K}$ , όπου K για το μοντέλο apec είναι:  $10^{-14} (4\pi D_A^2)^{-1} \int n_e n_p dV$ , όπου  $D_A$  είναι η γωνιώδης απόσταση της πηγής σε cm και  $n_e n_p$  είναι οι πυκνότητες των ηλεκτρονίων και των πρωτονίων αντίστοιχα σε  $\text{cm}^{-3}$ , για το μοντέλο νόμου δύναμης: photons  $\text{keV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$  στο 1 keV και για το μοντέλο μέλανος σώματος (bbody):  $10^{39} \text{ erg s}^{-1} (10 \text{ kpc})^{-1}$ , Στήλη 6:  $\chi^2/\beta$  βαθμοί ελευθερίας ή στατιστική Cash, Στήλη 7: Ποιότητα προσαρμογής (Goodness-of fit) για τη στατιστική Cash, Στήλη 8: Μη-διορθωμένη για απορρόφηση ροή ακτινοβολίας στα 0.3 - 10 keV, Στήλη 9: Διορθωμένη για απορρόφηση ροή ακτινοβολίας στα 0.3 - 10 keV, Στήλη 10: Ταξινόμηση πηγής

<sup>a</sup>Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ από τους Vukotic et al. (2005).

<sup>b</sup>Υποψήφιο ραδιοφωνικό Υ/Υ από τους Chomiuk & Wilcots (2009).

<sup>c</sup>Ραδιοφωνικές περιοχές ιονισμένου υδρογόνου (HII regions) ανιχνευμένες από τους Chomiuk & Wilcots (2009).

<sup>d</sup>Σταθερό στη Γαλαξιακή τιμή, στην ευθεία οράσεως.

<sup>e</sup>Ραδιοφωνικό πηγή, ταξινομημένη ως SNR/HII από τους Chomiuk & Wilcots (2009).

Πίνακας 4.19 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 2403

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$ ( $\times 10^{-15}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
					$\chi^2$					
LZB_21 (4630)	PL	$0.14^{+0.07}_{-0.08}$	$2.06^{+0.20}_{-0.14}$	$1.02^{+0.40}_{-0.28}$	8.3/14	...	40	55	37.8	XRB
LZB_54 (4628)	PL	$0.25^{+0.22}_{-0.15}$	$1.37^{+0.32}_{-0.40}$	$0.23^{+0.15}_{-0.08}$	16.2/11	...	18	22	37.4	XRB
(4629)	PL	...	...	1.16	...	...	21	25	37.5	...
(4630)	PL	...	...	1.50	...	...	28	33	37.6	...
LZB_58 (4630)	PL	$0.12^{+0.31}_{-0.12}$	$1.32^{+0.54}_{-0.40}$	$0.38^{+0.35}_{-0.14}$	4.77/5	...	35	39	37.7	XRB
LZB_64 (2014)	PL + apec	$0.0436^d$	$\Gamma = 1.95^{+0.23}_{-0.26}$ $\text{kT}=0.82^{+0.16}_{-0.11}$	$0.56^{+0.09}_{-0.12}$	40.99/33	...	34	39	37.7	XRB
...	...	...	...	$0.26^{+0.09}_{-0.09}$	...	...	...	...	...	...
(4630)	...	...	...	2.06	...	...	71	80	38.0	...
LZB69 (4628)	PL	$0.08^{+0.03}_{-0.04}$	$1.89^{+0.11}_{-0.16}$	$1.00^{+0.21}_{-0.17}$	44.9/56	...	49	60	37.9	XRB
(4629)	...	...	...	1.26	...	...	63	76	38.0	...
(4630)	...	...	...	1.93	...	...	46	56	37.8	...
LZB_71 (4629)	apec+apec	4.24	$\text{kT}_1=1.72$ $\text{kT}_2=0.10$	5.60	29.1/13	...	79	92	38.0	probable SNR <sup>a</sup>
...	...	...	...	1.04	...	...	...	...	...	...
(4630)	...	...	...	0.79	...	...	63	73	37.9	...
LZB_93 (4628)	PL	$0.0436^d$	$2.48^{+0.22}_{-0.22}$	$> 0.37$	12.4/14	...	20	25	37.5	XRB <sup>a</sup>
(4630)	...	...	...	0.79	...	...	11	14	37.2	...
LZB_98 (2014)	PL	$0.26^{+0.10}_{-0.06}$	$1.63^{+0.17}_{-0.21}$	$0.59^{+0.19}_{-0.14}$	55.52/35	...	34	44	37.7	XRB
(4628)	...	...	...	0.90	...	...	30	39	37.7	...
(4629)	...	...	...	1.20	...	...	41	53	37.8	...
(4630)	...	...	...	1.00	...	...	34	44	37.7	...
LZB_99 (2014)	PL + apec	$0.66^{+0.27}_{-0.12}$	$\Gamma = 1.94^{+0.18}_{-0.16}$ $\text{kT}=1.02^{+0.34}_{-0.45}$	$2.67^{+0.68}_{-0.65}$	72.24/83	...	94	180	38.3	XRB <sup>a</sup>
...	...	...	...	$1.12^{+1.29}_{-0.64}$	...	...	...	...	...	...
(4628)	...	...	...	0.47	...	...	44	85	38.0	...
(4629)	...	...	...	0.88	...	...	82	160	38.3	...
(4630)	...	...	...	1.04	...	...	97	190	38.4	...
LZB_100 (4628)	PL	$0.18^{+0.07}_{-0.06}$	$0.88^{+0.13}_{-0.13}$	$1.5^{+0.3}_{-0.2}$	47.59/50	...	258	275	38.5	XRB
(4629)	...	...	...	0.20	...	...	52	56	37.8	...
LZB_101 (4629)	PL + apec	$0.0436^d$	$\Gamma = 1.64^{+0.27}_{-0.22}$ $\text{kT}=0.34^{+0.29}_{-0.07}$	$0.89^{+0.20}_{-0.19}$	30.46/22	...	67	720	38.9	XRB
...	...	...	...	$0.41^{+0.21}_{-0.26}$	...	...	...	...	...	...

Συνέχεια του Πίνακα 4.19

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
LZB_103 (2014)	PL	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	$1.45^{+0.06}_{-0.06}$	$5.98^{+0.47}_{-0.44}$	354.5/317	...	460	530	38.8	XRB
(4628)	...	...	...	0.77	...	...	360	410	38.7	...
(4629)	...	...	...	0.86	...	...	390	450	38.7	...
(4630)	...	...	...	0.82	...	...	380	430	38.7	...
LZB_104 (2014)	PL	$0.26^{+0.02}_{-0.02}$	$1.91^{+0.05}_{-0.05}$	$14.6^{+0.86}_{-0.80}$	600/534	...	590	870	39.0	XRB <sup>a</sup>
(4628)	...	...	...	0.77	...	...	460	670	38.9	...
(4629)	...	...	...	0.86	...	...	510	740	39.0	...
(4630)	...	...	...	0.86	...	...	510	740	39.0	...
LZB_105 (4629)	PL	$0.17^{+0.04}_{-0.05}$	$2.28^{+0.14}_{-0.19}$	$1.5^{+0.38}_{-0.30}$	48.6/42	...	47	76	38.0	XRB
(4630)	...	...	...	1.52	...	...	71	110	38.1	...
LZB_107 (2014)	2×apec	$0.09^{+0.10}_{-0.06}$	$\text{kT}_1=0.80^{+0.12}_{-0.09}$	$2.04^{+1.28}_{-0.92}$	50.54/40	...	19	33	37.6	SNR <sup>b</sup>
...	...	...	$\text{kT}_2=0.27^{+0.06}_{-0.06}$	$2.99^{+5.04}_{-1.79}$	...	...	...	...	...	...
(4628)	...	...	...	0.91	...	...	18	30	37.6	...
(4629)	...	...	...	1.15	...	...	23	38	37.7	...
(4630)	...	...	...	0.98	...	...	19	32	37.6	...
LZB_109 (2014)	PL	$0.39^{+0.01}_{-0.01}$	$2.30^{+0.04}_{-0.04}$	$44.5^{+2.14}_{-1.93}$	695.1/568	...	1100	2200	39.4	XRB
(4628)	...	...	...	1.22	...	...	1300	2700	39.5	...
(4630)	...	...	...	0.94	...	...	1000	2100	39.4	...
LZB_112 (2014)	PL	$0.05^{+0.06}_{-0.05}$	$1.61^{+0.21}_{-0.30}$	$0.82^{+0.29}_{-0.19}$	17.22/20	...	56	62	37.9	XRB
(4629)	...	...	...	0.47	...	...	27	29	37.6	...
(4630)	...	...	...	0.30	...	...	17	19	37.4	...
LZB_115 (2014)	PL	0.0436 <sup>d</sup>	$1.28^{+0.28}_{-0.28}$	$0.45^{+0.07}_{-0.08}$	15.5/8	...	46	48	37.8	XRB
LZB_120 (4628)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	$2.75^{+1.54}_{-0.70}$	$1.03^{+0.18}_{-0.18}$	18.8/12	...	15	16	37.3	probable SNR
(4629)	...	...	...	0.83	...	...	12	14	37.2	...
Cash										
LZB_2 (4628)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	$2.98^{+6.50}_{-1.27}$	$0.13^{+0.07}_{-0.05}$	36.8	89	1.9	2.0	36.4	probable SNR <sup>a</sup>
(4629)	...	...	...	1.6	...	...	3.0	3.3	36.6	...
(4630)	...	...	...	1.7	...	...	3.2	3.4	36.6	...

Συνέχεια του Πίνακα 4.19

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/kT$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ )	$F_{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
LZB_5 (2014)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.25 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>	0.09 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	30.1	97.6	1.2	1.8	36.3	probable SNR
(4628)	...	...	...	0.97	...	...	1.2	1.7	36.3	...
(4629)	...	...	...	0.94	...	...	1.2	1.6	36.3	...
(4630)	...	...	...	1.21	...	...	1.5	2.1	36.4	...
LZB_14 (2014)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.29 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	0.12 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	29.5	94	1.7	2.3	36.4	probable SNR <sup>a</sup>
(4628)	...	...	...	0.31	...	...	0.5	0.7	35.9	...
(4629)	...	...	...	0.80	...	...	1.4	1.8	36.3	...
(4630)	...	...	...	0.37	...	...	0.6	0.8	36.0	...
LZB_30 (2014)	apec	0.48 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.30</sub>	0.18 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.04</sub>	2.12 <sup>+9.86</sup> <sub>-2.12</sub>	30.7	91.6	1.2	33	37.6	probable SNR <sup>a,c</sup>
(4628)	...	...	...	1.07	...	...	1.2	35	37.6	...
(4629)	...	...	...	1.25	...	...	1.4	41	37.7	...
(4630)	...	...	...	0.69	...	...	0.8	23	37.4	...
LZB_39 (2014)	PL	0.15 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.15</sub>	1.83 <sup>+0.62</sup> <sub>-0.56</sub>	0.20 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.09</sub>	31.05	10	9.9	12.8	37.2	XRB
(4628)	...	...	...	0.35	...	...	3.5	4.5	36.7	...
(4630)	...	...	...	0.75	...	...	7.5	9.7	37.1	...
LZB_41 (2014)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.25 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	0.08 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>	44.9	95.3	1.1	1.5	36.3	probable SNR
(4628)	...	...	...	0.84	...	...	0.9	1.3	36.2	...
(4629)	...	...	...	1.79	...	...	1.9	2.7	36.5	...
(4630)	...	...	...	1.68	...	...	1.8	2.6	36.5	...
LZB_42 (2014)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.77 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.21</sub>	0.07 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	32.3	67.8	1.5	1.8	36.3	SNR <sup>a</sup>
(4628)	...	...	...	1.00	...	...	1.6	1.8	36.3	...
(4629)	...	...	...	0.86	...	...	1.3	1.6	36.3	...
(4630)	...	...	...	0.65	...	...	1.0	1.2	36.2	...
LZB_63 (4629)	bbody	0.0436 <sup>d</sup>	0.06 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	10.2 <sup>+17.7</sup> <sub>-0.04</sub>	18.7	39	1.4	2.6	37.5	SSS
LZB_65 (4628)	PL	0.0436 <sup>d</sup>	1.73 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.25</sub>	0.16 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	25.6	25	9.8	10.7	37.1	XRB
(4629)	...	...	...	1.46	...	...	14.2	15.6	37.3	...
(4630)	...	...	...	1.11	...	...	10.9	11.9	37.2	...

Συνέχεια του Πίνακα 4.19

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/\text{kT}$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ )	$F_{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
LZB_68 (4628)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.14 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	0.14 <sup>+0.56</sup> <sub>-0.14</sub>	15	89	1.0	1.6	36.3	probable SNR
(4629)	...	...	...	0.92	...	...	0.9	1.6	36.3	...
(4630)	...	...	...	0.56	...	...	0.6	0.9	36.1	...
LZB_72 (4628)	PL	0.08 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.08</sub>	0.06 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.01</sub>	0.12 <sup>+0.84</sup> <sub>-0.12</sub>	19.0	58.0	9.5	28.7	37.5	SSS
LZB_75 (2014)	PL	0.0436 <sup>d</sup>	2.88 <sup>+1.10</sup> <sub>-0.92</sub>	0.03 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>	26.0	91.3	1.1	1.4	36.2	XRБ
(4628)	...	...	...	1.19	...	...	1.3	1.7	36.3	...
(4629)	...	...	...	0.87	...	...	9.2	1.3	36.2	...
(4630)	...	...	...	1.27	...	...	1.3	1.8	36.3	...
LZB_76 (2014)	apec	0.48 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.19</sub>	0.12 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>	> 8.4	7.26	68.0	0.8	62	37.9	probable SNR
(4628)	...	...	...	0.63	...	...	0.5	39	37.7	...
(4629)	...	...	...	1.35	...	...	1.2	83	38.0	...
(4630)	...	...	...	1.11	...	...	0.9	68	37.9	...
LZB_78 (2014)	apec	0.0436 <sup>d</sup>	0.70 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.11</sub>	0.12 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	53.8	84.6	2.7	3.2	36.6	probable SNR
(4628)	...	...	...	0.75	...	...	2.0	2.4	36.5	...
(4629)	...	...	...	0.89	...	...	2.4	2.8	36.5	...
(4630)	...	...	...	0.88	...	...	2.4	2.8	36.5	...
LZB_80 (2014)	apec	0.57 <sup>+0.45</sup> <sub>-0.57</sub>	0.24 <sup>+0.55</sup> <sub>-0.15</sub>	> 0.55	6.27	55.8	0.5	10	37.1	probable SNR <sup>a</sup>
(4628)	...	...	...	1.01	...	...	0.5	10	37.1	...
(4629)	...	...	...	3.40	...	...	1.6	34	37.6	...
(4630)	...	...	...	1.11	...	...	0.5	11	37.1	...
LZB_81 (2014)	apec	0.52 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.10</sub>	0.12 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	> 6.21	15.1	47	1.0	64	37.9	SNR
(4628)	...	...	...	1.02	...	...	1.0	66	37.9	...
(4629)	...	...	...	0.98	...	...	0.9	63	37.9	...
(4630)	...	...	...	1.02	...	...	1.0	66	37.9	...
LZB_86 (2014)	apec	0.63 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.30</sub>	0.18 <sup>+0.2</sup> <sub>-0.09</sub>	> 1.9	6.06	62.3	0.5	29	37.6	probable SNR <sup>a</sup>
(4628)	...	...	...	1.84	...	...	0.9	53	37.8	...
(4629)	...	...	...	2.44	...	...	1.2	71	37.9	...
(4630)	...	...	...	1.64	...	...	0.8	47	37.8	...

Για την περιγραφή των στηλών δεξ του Πίνακα 4.18

<sup>a</sup>Οπτικό  $\Upsilon/\Upsilon$  ανιχνευμένο από τους Matonick et al. (1997).

<sup>b</sup>Ραδιοφωνικό  $\Upsilon/\Upsilon$  ανιχνευμένο από τους Turner & Ho (1994).

<sup>c</sup>Ραδιοφωνικό  $\Upsilon/\Upsilon$  ανιχνευμένο από τους Eck et al. (2002)



Πίνακας 4.20 Αποτελέσματα φασματικών προσαρμογών των σημειακών πηγών στον NGC 5204

Source_ID	Model	$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$\Gamma/kT$ (Index/keV)	Norm ( $10^{-5} \text{ A}$ )	$\chi^2/\text{dof}$ or Cstat	Goodness(%) (for Cstat)	$F_{abs}$ ( $\times 10^{-15}$ ) ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$F_{unabs}$	$\log L_X^{unabs}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Classification
$\chi^2$										
LZB_10 (2028)	PL	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$	$2.8^{+0.05}_{-0.04}$	$79.7^{+3.02}_{-3.04}$	1635.6/1069	...	1839	3937	40.0	ULX, XRB
(2029)	...	...	...	0.38	...	...	696.8	1492	39.6	...
(3933)	...	...	...	0.58	...	...	1064	2278	39.8	...
(3934)	...	...	...	0.28	...	...	521.1	1116	39.5	...
(3935)	...	...	...	0.35	...	...	651.1	1394	39.6	...
(3936)	...	...	...	1.29	...	...	2382	5101	40.2	...
(3937)	...	...	...	1.24	...	...	2286	4894	40.1	...
(3938)	...	...	...	0.28	...	...	507	1085	39.5	...
(3939)	...	...	...	0.26	...	...	487.4	1044	39.5	...
(3940)	...	...	...	0.79	...	...	1452	3109	39.9	...
(3941)	...	...	...	1.24	...	...	2286	4894	40.1	...
(3942)	...	...	...	0.70	...	...	1292	2766	39.9	...
(3943)	...	...	...	1.11	...	...	2049	4388	40.1	...
LZB_11 (3941)	PL+apec	$0.01^{+1.04}_{-0.01}$	$\Gamma = 1.20^{+1.17}_{-0.47}$	$1.46^{+1.12}_{-0.48}$	5.79/9	...	179.2	181.9	38.7	XRB
...	...	...	$kT > 0.8$	$0.30^{+6.86}_{-0.30}$	...	...	...	...	...	...
(3942)	...	...	...	1.12	...	...	201.6	204.6	38.8	...
(3943)	...	...	...	1.07	...	...	191.4	194.3	38.7	...
Cash										
LZB_8 (3933)	PL	$0.13^{+0.14}_{-0.12}$	$\Gamma = 3.1^{+0.85}_{-0.73}$	$0.41^{+0.27}_{-0.16}$	41.3	5.0	9.7	21.8	37.8	XRB

Για την περιγραφή των στηλών δεξ τον Πίνακα 4.18

#### 4.2.5 Ταξινόμηση Υ/Υ - Αποτελέσματα

Με βάση τα παραπάνω αποτελέσματα, χωρίζουμε τα Υ/Υ ακτίνων-Χ που ανιχνεύθηκαν στην παρούσα έρευνα σε τρεις κατηγορίες: α) σε Υ/Υ, β) σε πιθανά Υ/Υ και γ) σε υποψήφια Υ/Υ.

Ως Υ/Υ θεωρούμε σημειακές πηγές, μη-μεταβλητής φωτεινότητας (σε περιπτώσεις που έχουμε πολλαπλές παρατηρήσεις για ένα γαλαξία και η ροή ακτινοβολίας μιας πηγής δεν μεταβάλλεται πάνω από 15%) και παρουσιάζουν φάσμα που συνάδει με μονό ή διπλό θερμικό φάσμα χαμηλής θερμοκρασίας στις ακτίνες-Χ ( $kT < 3 \text{ keV}$ ).

Ως πιθανά Υ/Υ θεωρούμε πηγές που 1) πληρούν τα παραπάνω κριτήρια των Υ/Υ αλλά έχουν μικρό αριθμό counts ( $< 50$ ) και/ή μεγάλα σφάλματα στις φασματικές τους παραμέτρους και/ή 2) η ροή ακτινοβολίας αυτών των πηγών μεταβάλλεται κατά  $> 15\%$  μεταξύ διαφορετικών παρατηρήσεων.

Ως υποψήφια Υ/Υ θεωρούμε πηγές για τις οποίες δεν ήταν δυνατό να εξαχθεί φάσμα στις ακτίνες-Χ αλλά πληρούν τα κριτήρια των δεικτών σκληρότητας (π.χ. βρίσκονται εντός των σφαλμάτων τους στην περιοχή χαμηλών θερμοκρασιών στο θερμικό πλέγμα των δεικτών χρώματος), Πηγές που η επιλογή μεταξύ θερμικού μοντέλου και μοντέλου νόμου δύναμης δεν ήταν εφικτή, υποδηλώνονται ως μη-ταξινομημένες (unclassified). Παρ'όλα αυτά, οι φασματικές τους παράμετροι περιλαμβάνονται στους σχετικούς πίνακες.

Παρατηρείται μια καλή συσχέτιση μεταξύ των φασματικών παραμέτρων που προκύπτουν από τα χρώματα των ακτίνων-Χ και την ανάλυση των φασμάτων στις ακτίνες-Χ, γεγονός που δηλώνει ότι η χρήση των διαγραμμάτων των δεικτών σκληρότητας είναι ικανή και αξιόπιστη ως διαγνωστικό εργαλείο για την αρχική ανίχνευση θερμικών Υ/Υ. Επισημαίνουμε ότι όλες οι πηγές αυτής της έρευνας είναι σημειακές (φυσικές κλίμακες 5 και 11 pc για τον πιο κοντινό και μακρινό γαλαξία αντίστοιχα), περιορίζοντας έτσι την πιθανότητα να είναι τοπικές ενισχύσεις της γενικής διάχυτης εκπομπής στις ακτίνες-Χ του εκάστοτε γαλαξία.

Στην παρούσα έρευνα βρέθηκαν συνολικά 37 Υ/Υ βάσει των ιδιοτήτων τους στις ακτίνες-Χ (8 Υ/Υ, 24 πιθανά Υ/Υ και 5 υποψήφια Υ/Υ), 30 από τα οποία είναι νέες ανακαλύψεις στις ακτίνες-Χ. Το ένα τρίτο των καινούργιων πηγών έχουν ήδη ανιχνευθεί ως Υ/Υ σε άλλα μήκη κύματος, δείχνοντας για άλλη μια φορά την ισχύ της χρησιμοποιούμενης μεθόδου επιλογής Υ/Υ. Τρεις από τους γαλαξίες του δείγματος (NGC 4214, NGC 5204 και NGC 4395) ερευνώνται για πρώτη φορά στις ακτίνες-Χ και δίνουν 71 πηγές, 12 εκ των οποίων είναι Υ/Υ. Υπάρχει μια επιπλέον πηγή στον γαλαξία NGC 3077 η οποία συμπεριλαμβάνεται στη λίστα πηγών των

Ott et al. (2003), μετά από δική τους οπτική επιθεώρηση των δεδομένων (πηγή 5, ταξινομημένη ως Υ/Υ). Αυτή η πηγή υπάρχει στα δεδομένα των παρατηρήσεων μας αλλά φαίνεται να είναι εκτεταμένη και σε θέση με διάχυτη εκπομπή. Μια και θα μπορούσε να είναι οπτική ενίσχυση της διάχυτης εκπομπής επιλέξαμε να μην τη συμπεριλάβουμε στη λίστα πηγών του συγκεκριμένου γαλαξία. Όλα τα υπόλοιπα γνωστά Υ/Υ στις ακτίνες -X από άλλες έρευνες έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα.

Στην περίπτωση δύο πηγών στον NGC 4449 τα αποτελέσματά μας υποδηλώνουν ελαφρώς διαφορετικές ταξινομήσεις από αυτές που έχουν δημοσιευθεί σε προηγούμενες έρευνες (π.χ. Summers et al. 2003). Ταξινομούμε την πηγή LZB 4 ως διπλό σύστημα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες -X (XRB) βάσει του σχετικά σκληρού φάσματος που παρουσιάζει ( $\Gamma = 2.3$ ). Οι Summers et al. (2003) ταξινομούν τη συγκεκριμένη πηγή ως Υ/Υ στις ακτίνες -X. Επιπλέον, η πηγή LZB 26 (ταξινομημένη ως SSS/XRB από τους Summers et al. 2003) μπορεί να προσαρμοσθεί εξίσου καλά με ένα απορροφημένο μοντέλο θερμικού πλάσματος ( $kT \sim 1.02$  keV) ή με ένα απορροφημένο μοντέλο μέλανος σώματος ( $kT \sim 0.2$  keV). Για το λόγο αυτό, θεωρούμε τη συγκεκριμένη πηγή ως Υ/Υ.

Εξετάσαμε το ενδεχόμενο οι πηγές που θεωρούμε ως Υ/Υ να είναι μαλακές πηγές, τύπου SSS (Super Soft Sources, π.χ. di Stefano & Kong 2003) ή QSS (Quasi Soft Sources, π.χ. di Stefano et al. 2004). Οι πηγές αυτές είναι πολύ μαλακές στις ακτίνες -X και χαρακτηρίζονται από λαμπρότητες  $10^{37}$ - $10^{39}$  erg/sec ενώ δεν ανιχνεύονται σε ενέργειες μεγαλύτερες από  $\sim 1$  keV. Οι SSS χαρακτηρίζονται από φάσματα μέλανος σώματος με θερμοκρασίες  $kT < 100$  eV. Το πιθανότερο μοντέλο είναι ότι προέρχονται από την ελεγχόμενη καύση (σύντηξη) αερίου στην επιφάνεια ενός λευκού νάνου που προσλαμβάνει ημι-σταθερά ύλη από ένα συνοδό αστέρα (π.χ. van den Heuvel et al. 1992, Rappaport et al. 1994). Οι πηγές SSS μπορούν να εξελιχθούν σε υπερκαινοφανείς τύπου Ia, όταν λόγω της προσαύξησης η μάζα τους υπερβεί το όριο Chandrasekhar. Οι πηγές QSS παρουσιάζουν ενέργειες  $100 \text{ eV} < kT < 350 \text{ eV}$ . Επιπλέον, παρουσιάζουν πιο σκληρό φάσμα στις ακτίνες -X από αυτό των SSS λόγω ύπαρξης μη-θερμικής ακτινοβολίας. Αυτή πιστεύεται ότι προέρχεται είτε από μελανές οπές ενδιάμεσης μάζας (μερικών εκατοντάδων  $M_{\odot}$ ) ή από λευκούς νάνους σε διπλό σύστημα αστέρων που έχουν δίσκο επαύξησης (accretion disk). Οι πηγές που θεωρούνται Υ/Υ στην παρούσα έρευνα δεν παρουσιάζουν μεταβλητότητα στη ροή ακτινοβολίας τους πάνω από 15% στις διάφορες παρατηρήσεις. Αυτό μειώνει την πιθανότητα οι πηγές αυτές να είναι SSS ή QSS πηγές (η μεταβλητότητα προέρχεται π.χ. από το γεγονός ότι οι SSS είναι μέρος διπλού συστήματος αστέρων). Επιπρόσθετα, τα Υ/Υ ακτίνων -X της παρούσας έρευνας δεν παρουσιάζουν φάσμα τυπικό των SSS πηγών

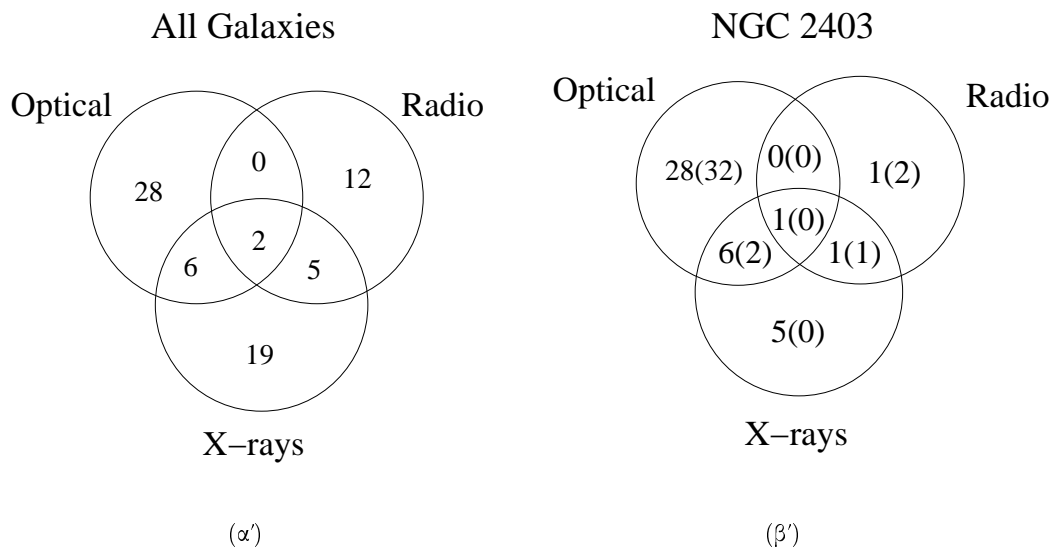
(φάσμα τύπου μέλανος σώματος και πιο μαλακό:  $kT \leq 0.1$  keV) ή των quasi-soft πηγών (μαλακό φάσμα σε συνδυασμό με νόμο δύναμης, δες π.χ. Greiner 1996, Di Stefano & Kong 2004). Αντιθέτως, τα Υ/Υ της παρούσας διατριβής παρουσιάζουν τυπικό και 'καθαρό' θερμικό φάσμα. Επιπλέον, τα κριτήρια επιλογής των Υ/Υ που έχουμε επιλέξει είναι αποτελεσματικά και εμπνέουν εμπιστοσύνη στο να μην είναι άλλου είδους πηγές καθώς το ένα τρίτο των Υ/Υ που ανιχνεύθηκαν στις ακτίνες-X έχει επιβεβαιωθεί από γνωστά Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος. Εξετάσαμε την πιθανότητα κάποια από τα Υ/Υ να είναι αστέρια που προβάλλονται στην επιφάνεια του κάθε γαλαξία (foreground stars), συγκρίνοντάς τα με τον κατάλογο 2MASS και εξετάζοντας τα οπτικά τους ομόλογα σε εικόνες του SDSS. Βρέθηκε μία πηγή (η LZB 22 στον NGC 4449) να συμπίπτει με ένα προβαλλόμενο στην επιφάνεια του γαλαξία αστέρι (δες Πίνακα 4.17). Η συγκεκριμένη πηγή αποκλείσθηκε από το δείγμα Υ/Υ του συγκεκριμένου γαλαξία.

Επιπλέον, το μαλακό θερμικό φάσμα ( $kT \leq 3$  keV) των ανιχνευμένων Υ/Υ, ελαχιστοποιεί τη πιθανότητα να είναι πηγές υποβάθρου (background sources), όπως AGNs (Active Galactic Nuclei) ή QSOs (Quasi Stellar Objects), μια και αυτές επιδεικνύουν σκληρότερα φάσματα από αυτά των Υ/Υ, με  $\Gamma \leq 2 - 2.5$ . Ακόμα και αν είχαν ενσωματωθεί στην αρχική λίστα πηγών, θα είχαν αποκλεισθεί κατά τη διάρκεια επιλογής των Υ/Υ.

## 4.3 ΣΥΖΗΤΗΣΗ

### 4.3.1 Σχέσεις Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών μήκων κύματος

Η σύγκριση της εκπομπής των Υ/Υ σε διαφορετικά μήκη κύματος μπορεί να παρέχει πληροφορίες για τα στάδια εξέλιξης των πηγών και/ή μπορεί να υποδείξει φαινόμενα επιλογής (selection effects). Για το λόγο αυτό, αναζητήσαμε συμπτώσεις μεταξύ των Υ/Υ στις ακτίνες-X της παρούσας έρευνας με Υ/Υ στο οπτικό και ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος. Στο Σχήμα 4.15α παρουσιάζουμε την επικάλυψη μεταξύ των Υ/Υ επιλεγμένων: στις ακτίνες-X, στο οπτικό και στο ραδιοφωνικό, με τη μορφή του διαγράμματος Venn για όλους τους γαλαξίες του δείγματος, εκτός από τον NGC 5204 στον οποίο δεν ανιχνεύθηκαν Υ/Υ ακτίνων-X. Για αυτή τη σύγκριση χρησιμοποιήσαμε τα Υ/Υ και τα πιθανά Υ/Υ ακτίνων-X της παρούσας έρευνας. Τα δείγματα Υ/Υ στα διάφορα μήκη κύματος έχουν επιλεγθεί ώστε να καλύπτουν την ίδια περιοχή σε κάθε γαλαξία. Για αυτό αποκλείσαμε το ραδιοφωνικό Υ/Υ στον NGC 4395 (Vukotic et al. 2005), μια και είναι εκτός πεδίου παρατήρησης του *Chandra*. Επίσης, αποκλείσαμε τα



Σχήμα 4.15 Διαγράμματα Venn για Υ/Υ σε α) Όλο το δείγμα των γαλαξιών και β) στον NGC 2403. Οι αριθμοί στις παρενθέσεις αναφέρονται στα οπτικά/ραδιοφωνικά Υ/Υ από τη δουλειά των Pannuti et al. (2007).

ραδιοφωνικά Υ/Υ α και β στον NGC 4214 (Vukotic et al. 2005) καθώς η φύση τους είναι υπό συζήτηση (Chomiuk & Wilcots 2009). Σε αυτή τη σύγκριση, λάβαμε υπόψιν μόνο τα υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ των Chomiuk & Wilcots (2009), αποκλείοντας τις σύνθετες πηγές τύπου Υ/Υ / περιοχών ιονισμένου υδρογόνου (SNR/H II) τα οποία παρουσιάζουν φασματικό δείκτη που συνάδει είτε με Υ/Υ ή με περιοχές ιονισμένου υδρογόνου.

Από τα 36 αναγνωρισμένα Υ/Υ στο οπτικό μέρος του φάσματος (κυρίως με τη φωτομετρία τους στενού εύρους), 8 συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες-X (αντιστοιχεί σε ποσοστό ανίχνευσης 22%) ενώ 7 από τα 19 ραδιο-υποψήφια Υ/Υ συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες-X (ποσοστό ανίχνευσης 37%). Μικρή επικάλυψη φαίνεται να υπάρχει μεταξύ οπτικών και ραδιοφωνικών Υ/Υ (6%). Στη περίπτωση του NGC 2403 (Σχήμα 3.15β) βρίσκουμε μεγαλύτερο αριθμό Υ/Υ ακτίνων-X από αυτόν που αναφέρεται στην έρευνα των Pannuti et al. (2007). Αυτό συμβαίνει λόγω α) των αρκετά μεγαλύτερων χρόνων έκθεσης που χρησιμοποιούνται από την παρούσα έρευνα και β) των διαφορετικών κριτηρίων επιλογής (οι Pannuti et al. 2007 εστίασαν σε ράδιο/οπτικά δείγματα Υ/Υ που εκπέμπουν στις ακτίνες-X).

Το ποσοστό ανίχνευσης σε διάφορα μήκη κύματος εξαρτάται σε μεγάλο βαθμό από την κατάσταση και τις ιδιότητες του περιβάλλοντος μέσου της πηγής. Για παράδειγμα, οι Pannuti et al. (2007) επισημαίνουν ότι οι μελέτες στο οπτικό μέρος του φάσματος είναι πιο πιθανό να

ανιχνεύσουν Υ/Υ που βρίσκονται σε περιοχές με λιγότερη διάχυτη εκπομπή, ενώ μελέτες στο ραδιοφωνικό και στις ακτίνες -X είναι πιθανότερο να ανιχνεύσουν Υ/Υ σε περιοχές με μεγαλύτερη οπτική σύγχυση (περισσότερη διάχυτη εκπομπή). Το δείγμα των ραδιοφωνικών Υ/Υ που χρησιμοποιούνται στην παρούσα μελέτη είναι πολύ περιορισμένο, λόγω της έλλειψης διαθέσιμων, βαθέων ραδιοφωνικών ερευνών για Υ/Υ στους μισούς γαλαξίες του δείγματος. Αυτό μπορεί να συμβάλλει στη διαφορά των ποσοστών ανίχνευσης μεταξύ Υ/Υ στο οπτικό/ακτίνες -X και σε Υ/Υ στο οπτικό/ραδιοφωνικό ή ραδιοφωνικό/ακτίνες -X.

#### 4.3.2 Υπολείμματα υπερκαινοφανών ή διπλά συστήματα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες -X ;

Τρεις πηγές (LZB 93, LZB 99, LZB 104) στον NGC 2403, παρουσιάζουν σκληρή εκπομπή στις ακτίνες -X (δες Πίνακα 4.19) και οι φωτεινότητές τους (στις ακτίνες -X) είναι συμβατές με αυτές των XRBs (δες τον Πίνακα 4.19). Αυτές οι πηγές συνδέονται με γνωστά οπτικά Υ/Υ από τον κατάλογο του Matonick et al. (1997). Η ίδια περίπτωση ισχύει και για την πηγή LZB 26 στον NGC 4214 η οποία είναι φασματικά ταυτοποιημένη με Υ/Υ και ταυτόχρονα συμπίπτει με μία ραδιοφωνική πηγή που οι Chomiuk & Wilcots (2009) την υποδηλώνουν ως Υ/Υ / περιοχή ιονισμένου υδρογόνου (SNR/HII) (δες Πίνακα 4.18). Μία πιθανή εξήγηση είναι η περίπτωση ενός XRB που συμπίπτει με ένα Υ/Υ και συνδέεται με τον υπερκαινοφανή που δημιούργησε το συμπαγές αντικείμενο (compact object) στο διπλό σύστημα αστέρων. Σε αυτή την περίπτωση το Υ/Υ είναι υπεύθυνο για την παρατηρούμενη οπτική και ραδιοφωνική ακτινοβολία ενώ το διπλό σύστημα προκαλεί την εκπομπή ακτίνων -X. Η φωτεινότητα στις ακτίνες -X των ενεργών XRBs ( $10^{37}$  erg sec<sup>-1</sup>) είναι υψηλότερη από αυτή των Υ/Υ (τυπικές τιμές  $10^{35}$  -  $10^{37}$  erg sec<sup>-1</sup>) και συνεπώς μπορούν να τα επισκιάσουν. Χαρακτηριστικό παράδειγμα αυτού του τύπου των αντικειμένων είναι το σύστημα SS443/W50SNR/XRB (π.χ. Safi-Harb et al. 2001), ενώ μερικά τέτοια υποψήφια αντικείμενα έχουν ανιχνευθεί και σε άλλους γαλαξίες ως μεταβλητές και σκληρές στις ακτίνες -X πηγές που είναι συνδεδεμένες με οπτικά ή ραδιοφωνικά Υ/Υ (Pannuti et al. 2007).

Ερευνήσαμε για επιπρόσθετες πηγές αυτής της κλάσης που αποδεικνύονται από σύνθετα μοντέλα θερμικού και μη-θερμικού φάσματος (δηλαδή σημειακές πηγές που το φάσμα τους προσαρμόζεται με μοντέλα νόμου δύναμης και θερμικά μοντέλα) και όπου ο θερμικός παράγοντας υπερισχύει, υποδεικνύοντας ότι θα μπορούσαν να είναι συστήματα Υ/Υ /XRBs. Τέσσερις πηγές έχουν ανιχνευθεί στο δείγμα των γαλαξιών και τα φάσματά τους έχουν προσαρμοστεί ταυ-

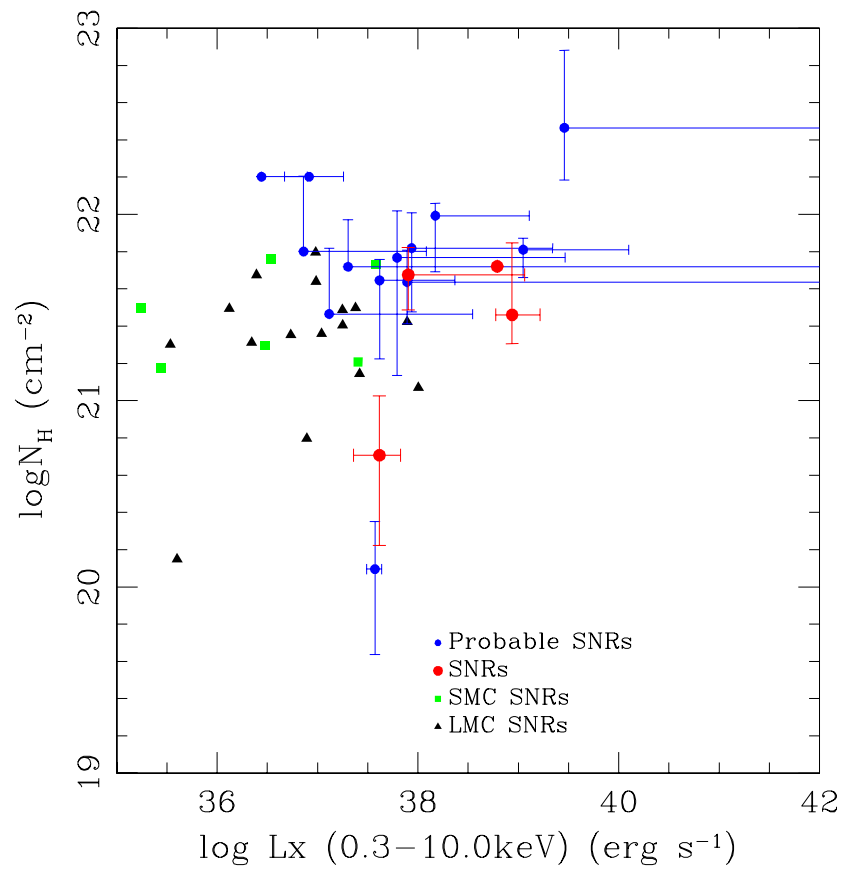
τόχρονα με θερμικό και μη θερμικό μοντέλο (LZB 4 στον NGC 4449, LZB 24 στον NGC 4214 και LZB 64, LZB 101 στον NGC 2403). Η συνιστώσα του θερμικού μοντέλου συνεισφέρει λιγότερο από 30 % στην ολική εκπομπή ακτίνων-X αυτών των πηγών και έτσι η ταυτοποίηση τους ως XRBs είναι πιο σωστή.

### 4.3.3 $N_H - L_X, kT - L_X$

Εξετάσαμε την HI πυκνότητα στήλης  $N_H$  των ανιχνευμένων Υ/Υ στις ακτίνες-X σαν δείκτη για την πυκνότητα του τοπικού τους μεσοαστρικού μέσου. Τα Υ/Υ, σε πυκνές και έντονες σε αστρογένεση περιοχές, συνδέονται συνήθως με σημαντικά ποσά ψυχρού αερίου, τα οποία μπορούν να οδηγήσουν σε υπέρβαση απορρόφησης προς τη γραμμή ορατότητάς τους. Προσομιώσεις Υ/Υ, ενσωματωμένων σε πυκνό περιβάλλον, δείχνουν ότι τείνουν να παρουσιάζουν υψηλότερες φωτεινότητες (π.χ. Chevalier & Fransson 2001). Συνεπώς, κάποιος θα περίμενε συσχέτιση μεταξύ της φωτεινότητάς τους και της πυκνότητας του περιβάλλοντος που τα περικλείει. Στο Σχήμα 4.16, παρουσιάζουμε την πυκνότητα στήλης σε σχέση με τη μη διορθωμένη για απορρόφηση (παρατηρούμενη) φωτεινότητα στις ακτίνες-X των φασματικών Υ/Υ αυτής της έρευνας. Οι τιμές της πυκνότητας στήλης είναι βασισμένες στις παραμέτρους της καλύτερης φασματικής προσαρμογής (best-fit parameters) των πηγών (Πίνακες 4.14-4.19). Η τιμή της Γαλαξιακής πυκνότητας στήλης έχει αφαιρεθεί από την μετρημένη πυκνότητα στήλης. Τα σφάλματα αντιστοιχούν στο 90% επίπεδο πληρότητας (confidence level) για κάθε παράγοντα ενδιαφέροντος. Σε αυτό το σχήμα δεν συμπεριλαμβάνουμε πηγές με τιμή του  $N_H$  που είναι ορισμένη στην Γαλαξιακή τιμή. Η μη-ύπαρξη των κάτω σφαλμάτων του  $N_H$  ή των αριστερών σφαλμάτων της φωτεινότητας δηλώνουν άνω φράγματα στο 90% του επιπέδου πληρότητας. Στα ίδια σχήματα, χρησιμοποιούμε για σύγκριση ένα δείγμα Υ/Υ των νεφών του Μαγγελάνου (MCs) από τον κατάλογο Υ/Υ του *Chandra* (*Chandra* Supernova Remnants Catalog<sup>11</sup>). Από το σχήμα αυτό βλέπουμε ότι το δείγμα των εξωγαλαξιακών Υ/Υ παρουσιάζει συστηματικά υψηλότερες φωτεινότητες στις ακτίνες-X από αυτές των Υ/Υ στα νέφη του Μαγγελάνου και ότι δεν υπάρχει κάποια συγκεκριμένη τάση στη σχέση φωτεινότητας και πυκνότητας στήλης. Αυτό μπορεί να υποδηλώνει ότι η συνεισφορά του τοπικού περιβάλλοντος σε σχέση με την συνολική πυκνότητα στήλης HI είναι πολύ μικρή ή ότι οι τοπικές πυκνότητες δεν είναι αρκετά υψηλές στο να επηρεάσουν σημαντικά την φωτεινότητα στις ακτίνες-X.

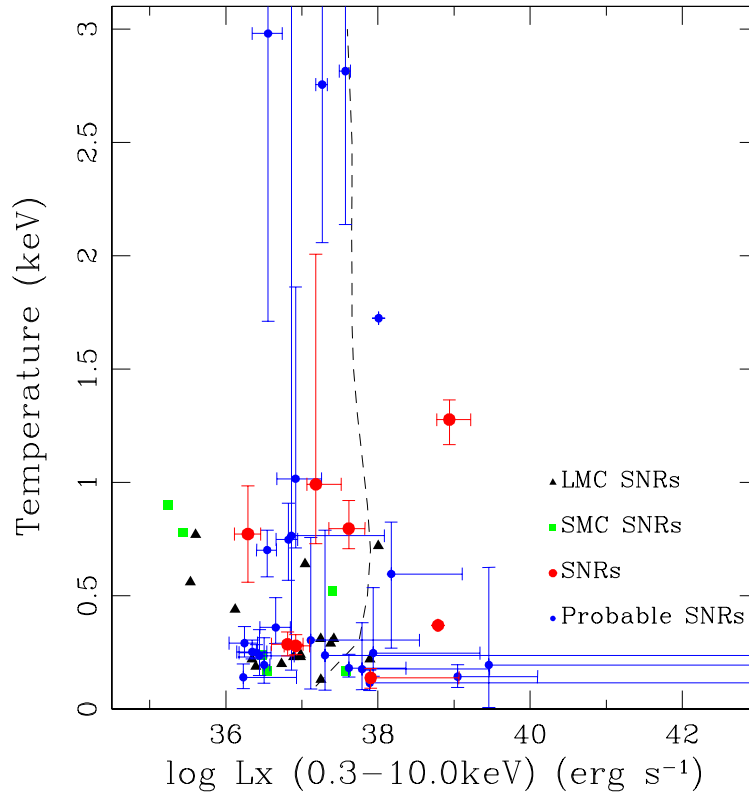
Στο Σχήμα 4.17, διερευνούμε τη σχέση μεταξύ της θερμοκρασίας των Υ/Υ και της

<sup>11</sup> Δες <http://hea-www.cfa.harvard.edu/ChandraSNR>



Σχήμα 4.16 Διάγραμμα της μη-διορθωμένης για απορρόφηση (παρατηρούμενης) φωτεινότητας των Υ/Υ στην ενεργειακή περιοχή 0.3-10.0 keV συναρτήσει της πυκνότητας στήλης  $N_H$ .





Σχήμα 4.17 Διάγραμμα της μη-διορθωμένης για απορρόφηση φωτεινότητας των  $\Upsilon/\Upsilon$  στην ενεργειακή περιοχή 0.3-10.0 keV συναρτήσει της θερμοκρασίας τους.

μη-διορθωμένης για απορρόφηση φωτεινότητάς τους. Η πλειοψηφία των  $\Upsilon/\Upsilon$  έχει θερμοκρασίες στην περιοχή των 0.1 - 1.0 keV, τυπικές για θερμικά  $\Upsilon/\Upsilon$  (π.χ. Schlegel 1994) και φωτεινότητες στην περιοχή  $5 \times 10^{36}$  με  $5 \times 10^{39}$ . Δεν διακρίνουμε σημαντική συσχέτιση μεταξύ φωτεινότητας και θερμοκρασίας. Παρόλα αυτά, βλέπουμε έναν πληθυσμό  $\Upsilon/\Upsilon$  με υψηλότερες θερμοκρασίες ή υψηλότερες φωτεινότητες. Όπως έχει αναφερθεί στην Παρ. 4.2.4.2, τα αντικείμενα με υψηλές θερμοκρασίες υποδεικνύουν πηγές με φάσμα σε κατάσταση μη-ισορροπίας ενώ η υψηλή μη-διορθωμένη για απορρόφηση φωτεινότητα μερικών αντικειμένων είναι πιθανά αποτελέσματα της μεγάλης (και συχνά ανακριβώς εκτιμημένης) πυκνότητας στήλης. Στην πραγματικότητα, οι φωτεινότητες των αντικειμένων αυτών συχνά συνάδουν με τον βασικό πληθυσμό των  $\Upsilon/\Upsilon$  (εντός των σφαλμάτων τους). Η διακεκομμένη γραμμή δείχνει την αναμενόμενη σχέση μεταξύ

της διορθωμένης για απορρόφηση φωτεινότητας στις ακτίνες -X και της θερμοκρασίας για μια θερμική πηγή σε απόσταση 5 Mpc, βασισμένο σε ένα APEC μοντέλο με προσαρμοσμένο το μέτρο εκπομπής (emission measure-EM). Από αυτό το μοντέλο παρατηρούμε μια ασθενή εξάρτηση της φωτεινότητας με τη θερμοκρασία αν είναι κάτω από 1 keV. Επισημαίνουμε ότι στην περίπτωση χρησιμοποίησης δύο θερμικών μοντέλων (APEC) χρησιμοποιήσαμε την υψηλότερη τιμή της θερμοκρασίας.

#### 4.3.4 Υπολείμματα υπερκαινοφανών και ρυθμός αστρογένεσης (Star Formation Rate - SFR)

Μια και τα Υ/Υ που προέρχονται από την κατάρρευση του πυρήνα του προγόνου αστέρα απεικονίζουν το τέλος της εξέλιξης των αστέρων μεγάλης μάζας, θεωρούνται καλοί δείκτες του τρέχοντος ρυθμού αστρογένεσης.

Παρότι υπάρχουν αρκετές εκτιμήσεις για τον ρυθμό αστρογένεσης από ραδιοφωνικά Υ/Υ (π.χ. (Condon & Yin 1990), η διερεύνηση του αριθμού Υ/Υ στις ακτίνες -X με το ρυθμό αστρογένεσης παρεμποδίζονται από την έλλειψη μεγάλων και ασφαλών δειγμάτων Υ/Υ ανιχνευμένα με βάση τις ιδιότητές τους στις ακτίνες -X. Στην παρούσα έρευνα επιδιώκουμε να εξάγουμε μια τέτοια διακρίβωση χρησιμοποιώντας ομοιόμορφα δείγματα Υ/Υ που επιλέχθηκαν με τον τρόπο που αναφέρεται στην Παρ. 4.2.5.

Όλοι οι γαλαξίες του δείγματος έχουν ακριβείς μετρήσεις της συνολικής φωτεινότητάς τους στο υπέρυθρο (Ho et al. 1997, Πιν. 4.21). Επιλέξαμε λοιπόν να την χρησιμοποιήσουμε σαν δείκτη του ρυθμού αστρογένεσης. Η φωτεινότητα στο υπέρυθρο βασίζεται σε μετρήσεις της φωτεινότητας που προέκυψαν από το δορυφόρο IRAS (Infrared Astronomical Satellite) στα 60 και 100  $\mu\text{m}$  και χρησιμοποιήθηκαν για την μέτρηση της υπέρυθρης φωτεινότητας στα 42 - 122  $\mu\text{m}$ , χρησιμοποιώντας τις σχέσεις των Rice et al. (1988), Helou et al. (1988) και τις αποστάσεις των γαλαξιών (δες Πιν. 3.1). Γνωρίζουμε ότι η υπέρυθρη φωτεινότητα τείνει να υπερεκτιμά τον ρυθμό αστρογένεσης μια και περιλαμβάνει late-type αστέρες. Για τη σύγκριση όμως του ρυθμού Υ/Υ με τον ρυθμό αστρογένεσης την προτιμάμε από την φωτεινότητα μετρούμενη από εικόνες Ηα, η οποία συχνά είναι ισχυρά επηρεασμένη από απορρόφηση.

##### 4.3.4.1 Ιδιότητες των Υ/Υ στις ακτίνες -X και Αστρογένεση

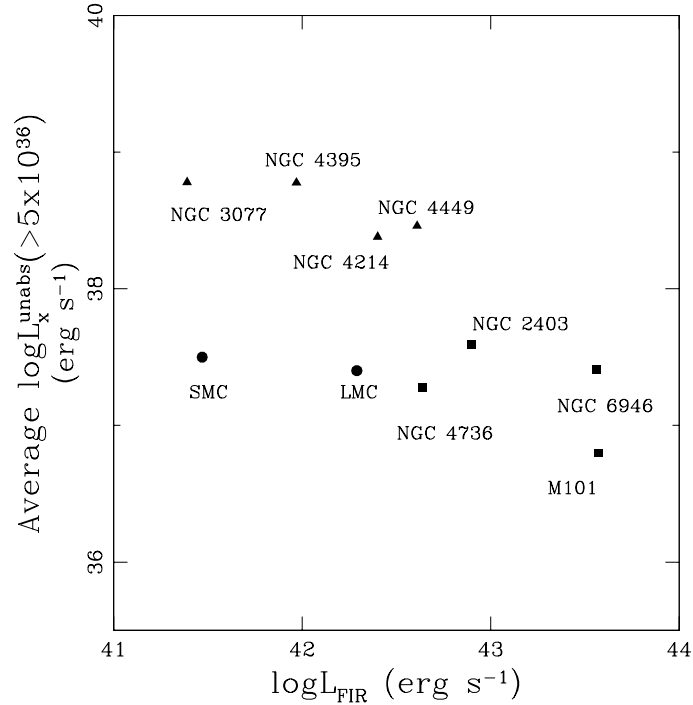
Προκειμένου να διερευνήσουμε τις ιδιότητες ακτίνων-X των Υ/Υ σε περιβάλλον με διαφορετικό ποσοστό αστρογένεσης, υπολογίσαμε την μέση, διορθωμένη από απορρόφηση φω-

τεινότητα στις ακτίνες-X και ολοκληρωμένη στην ενεργειακή περιοχή 0.3 - 10.0 keV, όλων των Υ/Υ που έχουν φωτεινότητες μέχρι  $5 \times 10^{36}$  erg sec<sup>-1</sup> σε κάθε γαλαξία. Το όριο αυτό στην φωτεινότητα βασίζεται σε μια προκαταρκτική ανάλυση των κατανομών φωτεινότητας των Υ/Υ στο δείγμα μας (Leonidaki et al. in preparation) η οποία δείχνει ότι το δείγμα των Υ/Υ είναι πλήρες μέχρι αυτό το όριο. Λάβαμε υπόψιν μόνο τις πηγές της παρούσας έρευνας που είναι ταξινομημένες ως Υ/Υ ή πιθανά Υ/Υ. Επιπλέον, συμπεριλάβαμε στο δείγμα Υ/Υ ανιχνευμένα στις ακτίνες-X από τρεις ακόμα γαλαξίες από την δουλειά των Pannuti et al. (2007). Στην συγκεκριμένη δουλειά, η μέτρηση της φωτεινότητας στις ακτίνες-X έγινε στην ενεργειακή περιοχή 0.2 - 10.0 keV. Για να είναι σε συμφωνία με την ενεργειακή περιοχή της παρούσας έρευνας και συνεπώς για καλύτερη σύγκριση, μετατρέψαμε την μέση, διορθωμένη για απορρόφηση φωτεινότητα στην ενεργειακή περιοχή των 0.3 - 10.0 keV. Αυτό έγινε με την υπόθεση ενός θερμικού μοντέλου bremsstrahlung με θερμοκρασία 0.5 keV. Παρόλο που η διαφορά στις δύο περιοχές είναι μικρή (0.1 keV), κάναμε την μετατροπή για συνέπεια.

Στο Σχήμα 4.18 φαίνεται η μέση διορθωμένη για απορρόφηση φωτεινότητα στις ακτίνες-X των Υ/Υ στους σπειροειδείς γαλαξίες (τετράγωνα σημεία στο σχήμα) και στους άμορφους γαλαξίες (τρίγωνα σημεία στο σχήμα) σε σχέση με την υπέρυθη φωτεινότητά τους στα 42 - 122 μm, η οποία είναι καλός δείκτης του ρυθμού αστρογένεσης. Στο ίδιο σχήμα, περιλαμβάνουμε τα Υ/Υ με φωτεινότητες μεγαλύτερες των  $5 \times 10^{36}$  erg sec<sup>-1</sup> (σημεία κύκλοι) από το Μικρό και Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου (*Chandra Supernova Catalogue*).

Όπως ήταν αναμενόμενο, δεν υπάρχει σχέση μεταξύ της φωτεινότητας των Υ/Υ στις ακτίνες-X και της συνολικής υπέρυθρης φωτεινότητας του γαλαξία στον οποίο βρίσκονται. Πάραυτα, υπάρχει μια συστηματική τάση τα πιο λαμπρά Υ/Υ να συνδέονται με τους άμορφους γαλαξίες. Αυτό υποδηλώνει μια διαφορά στα χαρακτηριστικά των πληθυσμών Υ/Υ μεταξύ των δύο δειγμάτων. Αυτό μπορεί να συμβαίνει λόγω της χαμηλότερης μεταλλικότητας που τυπικά βλέπουμε στους άμορφους γαλαξίες από αυτή που υπάρχει στους σπειροειδείς (π.χ. Pagel & Edmunds 1981, Garnett 2002). Οι χαμηλές περιεκτικότητες σε μέταλλα στους άμορφους γαλαξίες καταλήγουν σε ασθενέστερους αστρικούς ανέμους (π.χ. Lamers & Cassinelli 1999) οι οποίοι με τη σειρά τους παράγουν μεγαλύτερης μάζας προγόνους των υπερκαινοφανών. Μεγαλύτερης μάζας πρόγονοι αναμένεται να δώσουν μεγαλύτερης μάζας εκτοξευόμενα αέρια κατά την έκρηξη του υπερκαινοφανούς και πιο έντονα κύματα σοκ τα οποία οδηγούν σε υψηλότερες φωτεινότητες στις ακτίνες-X.

Άλλες πιθανές ερμηνείες περιλαμβάνουν το ανομοιογενές μεσοαστρικό μέσο το οποίο συχνά εμφανίζεται σε άμορφους γαλαξίες, ή πιθανές διαφορές στις αρχικές συναρτήσεις μάζας

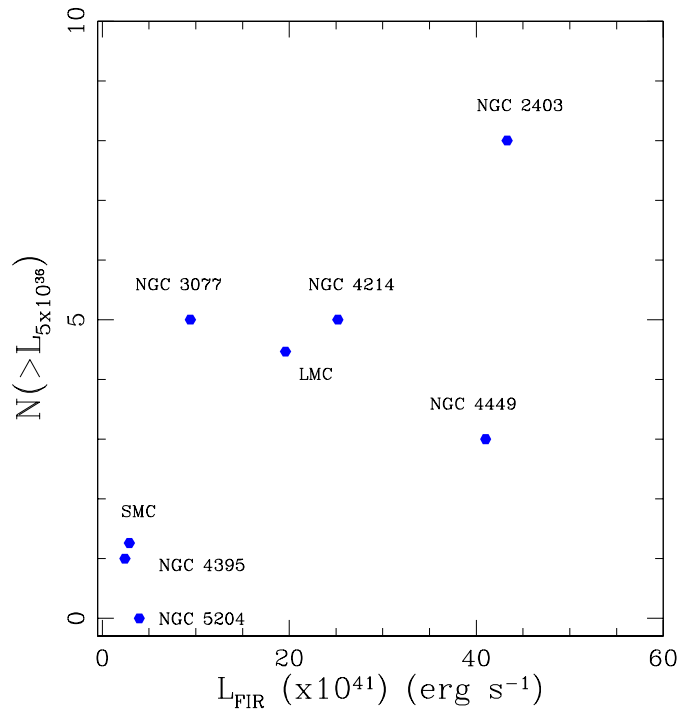


Σχήμα 4.18 Μέση, διορθωμένη για απορρόφηση φωτεινότητα στις ακτίνες-X των Υ/Υ συναρτήσει της υπέρυθρης φωτεινότητας του κάθε γαλαξία στα 42 - 122  $\mu\text{m}$ . Τα τετράγωνα υποδηλώνουν τα Υ/Υ των σπειροειδών γαλαξιών ενώ τα τρίγωνα δείχνουν τα Υ/Υ των άμορφων γαλαξιών. Συμπεριλαμβάνονται Υ/Υ από τα Νέφη του Μαγγελάνου και από το δείγμα σπειροειδών γαλαξιών των Pannuti et al. (2007).

(IMF - Initial Mass Function) των αστέρων σε σπειροειδείς και άμορφους γαλαξίες. Στην πρώτη περίπτωση οι τοπικές ενισχύσεις του μεσοαστρικού μέσου (ειδικά σε περιοχές με αστρογένεση) μπορούν να δώσουν πιο λαμπρά Υ/Υ ενώ στην δεύτερη περίπτωση συναρτήσεις αρχικής μάζας με μικρότερη κλίση οι οποίες σε μερικές περιπτώσεις έχουν προταθεί για τους άμορφους γαλαξίες, μπορούν να καταλήξουν σε μεγάλο αριθμό υπερκαινοφανών με προγόνους αστέρων μεγαλύτερης μάζας.

#### 4.3.4.2 Αριθμός Υ/Υ και ρυθμός αστρογένεσης

Μια και τα Υ/Υ είναι τα τελευταία στάδια της σχετικά σύντομης ζωής των νεαρών αστερών κάποιος θα περίμενε μια γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των Υ/Υ (ανιχνευμένα βάσει των ιδιοτήτων τους στις ακτίνες-X) και του ρυθμού αστρογένεσης (π.χ. Condon & Yin 1990). Για να πιστοποιήσουμε αυτή τη σχέση, συγκρίναμε τον αριθμό των Υ/Υ πάνω από το όριο ανίχνευσης του δείγματός μας ( $5 \times 10^{36}$  erg sec<sup>-1</sup>) με τη συνολική υπέρυθρη φωτεινότητα κάθε γαλαξία (Σχήμα 4.19).



Σχήμα 4.19 Αριθμός Υ/Υ πάνω από το όριο ανίχνευσης του δείγματός μας ( $5 \times 10^{36}$  erg sec<sup>-1</sup>) συναρτήσει της συνολικής υπέρυθρης φωτεινότητας κάθε γαλαξία.

Για σύγκριση, στο ίδιο σχήμα συμπεριλάβαμε το δείγμα Υ/Υ στο Μικρό Νέφος του μαγγελάνου (SMC) από την έρευνα των Ghavamian et al. (2005) που έγινε με το δορυφόρο XMM-Newton. Έρευνα στα Υ/Υ ακτίνων-X στο SMC έχει γίνει και από τους Yokogawa et al. (2000) με τον δορυφόρο ASCA όπου καλύπτει σχεδόν ολόκληρο το γαλαξία. Η σύγκριση

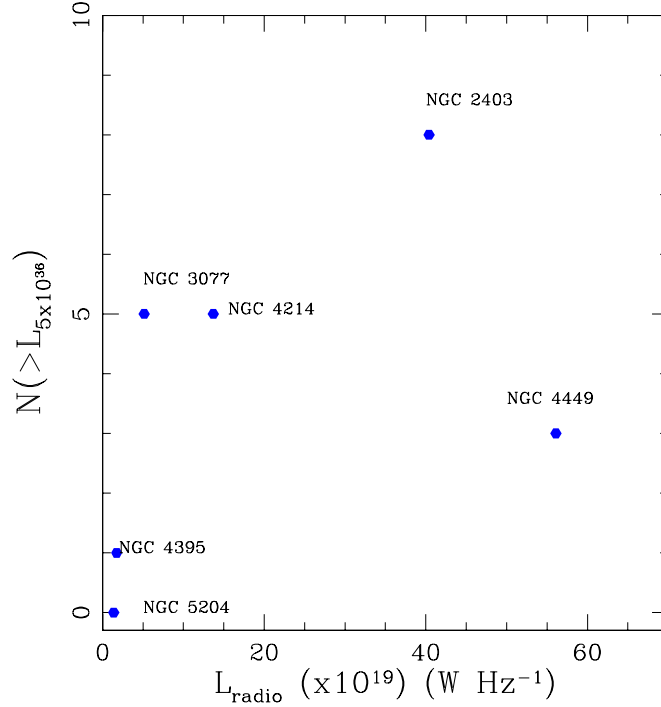
μεταξύ των δύο αυτών ερευνών έδειξε ότι το δείγμα Υ/Υ των Ghavamian et al. (2005) είναι πλήρες και η απογραφή των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου φτάνει σε φωτεινότητες της τάξης των  $10^{35}$  erg sec<sup>-1</sup>, πολύ χαμηλότερες από το δικό μας όριο πληρότητας.

Για να συγκρίνουμε τον πληθυσμό των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου με το δικό μας δείγμα χρησιμοποιήσαμε τις κατανομές φωτεινότητας (luminosity distributions) από τα Υ/Υ των Ghavamian et al. (2005). Επανακανονικοποιήσαμε (rescale) τον αριθμό των Υ/Υ που έχουν βρει με βάση το δικό τους όριο φωτεινότητας στο δικό μας όριο φωτεινότητας των  $5 \times 10^{36}$  erg sec<sup>-1</sup>, υποθέτοντας συνάρτηση φωτεινότητας της μορφής  $N(>L) \propto L^{-0.5}$  (δες Σχήμα 4.21) η οποία αντιπροσωπεύει καλά τον πληθυσμό των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου. Δεν χρησιμοποιήθηκαν τα Υ/Υ από την έρευνα των Pannuti et al. (2007) μια και τα διαφορετικά κριτήρια επιλογής Υ/Υ μεταξύ των δύο δειγμάτων (οπτικά επιλεγμένα Υ/Υ ακτίνων-X έναντι Υ/Υ ακτίνων-X επιλεγμένα από τις ακτίνες-X) δεν επιτρέπουν μια άμεση σύγκριση των δύο πληθυσμών.

Βρίσκουμε μια γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των επιλεγμένων Υ/Υ στις ακτίνες-X και της υπέρυθρης φωτεινότητας (Σχήμα 4.19) αλλά ο μικρός αριθμός των αντικειμένων δεν μας επιτρέπει να εκτιμήσουμε τις παραμέτρους αυτής της σχέσης. Παρόλα αυτά, ο συντελεστής γραμμικής συσχέτισης (linear correlation coefficient) είναι 0.72 δείχνει ότι υπάρχει μια σημαντική συσχέτιση. Ακόμα και αν αφαιρέσουμε τον NGC 2403 από το δείγμα (που δείχνει να οδηγεί την συσχέτιση) ή τον NGC 4449 ο οποίος παρουσιάζει την μεγαλύτερη αβεβαιότητα ως προς την απόστασή του, ο συντελεστής γραμμικής συσχέτισης είναι 0.53 και 0.90 αντίστοιχα.

Η μη-θερμική ραδιοφωνική εκπομπή είναι ένας πιο άμεσος δείκτης του ρυθμού Υ/Υ και κατ'επέκταση της αστρογένεσης αστέρων μεγάλης μάζας (π.χ. Condon & Yin 1990). Έτσι διερευνήσαμε επίσης τη σχέση μεταξύ της ραδιοφωνικής εκπομπής στα 1.4 GHz των γαλαξιών του δείγματος με τον αριθμό των ανιχνευμένων Υ/Υ στις ακτίνες-X (Σχήμα 4.20).

Χρησιμοποιήσαμε τις συνολικές ραδιοφωνικές ροές ακτινοβολίας από τον Condon (1987) και υπολογίσαμε έναν συντελεστή γραμμικής συσχέτισης 0.45. Για τους ίδιους λόγους που αναφέρθηκαν στην προηγούμενη παράγραφο, αν αγνοήσουμε τον NGC 2403 ή τον NGC 4449 ο συντελεστής παίρνει τις τιμές 0.22 και 0.85 αντίστοιχα. Η γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των Υ/Υ και της ραδιοφωνικής φωτεινότητας των γαλαξιών είναι σαφώς ασθενέστερη σε αυτήν την περίπτωση. Αυτό μπορεί να συμβαίνει λόγω σημαντικής συνεισφοράς της θερμικής ραδιοφωνικής ακτινοβολίας στην φωτεινότητα των 1.4 GHz.

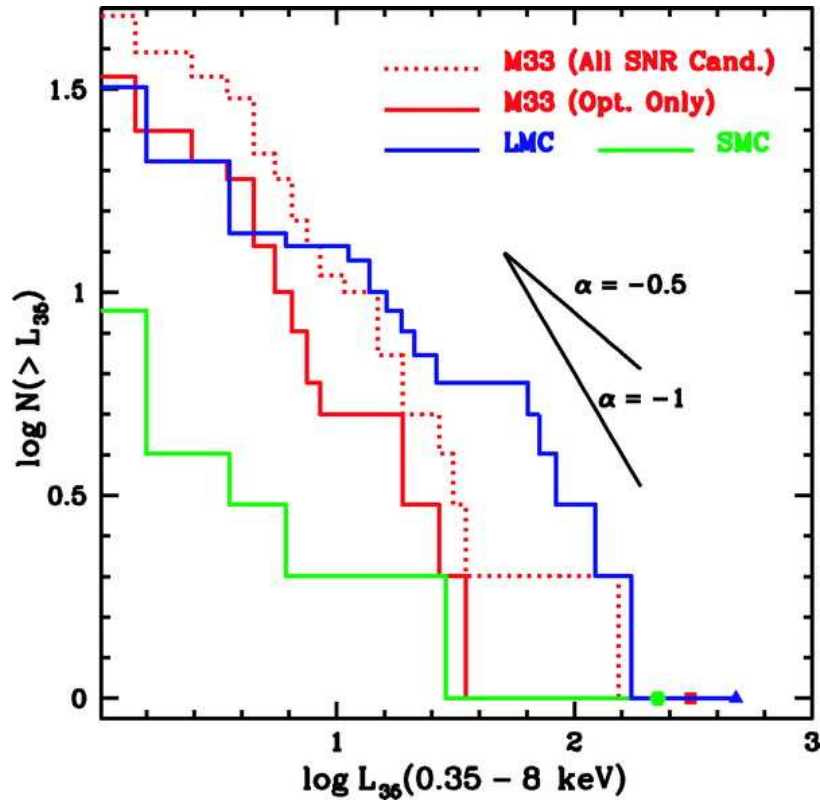


Σχήμα 4.20 Αριθμός Υ/Υ στις ακτίνες-X συναρτήσει της ραδιοφωνικής εκπομπής στα 1.4 GHz του κάθε γαλαξία στο δείγμα μας.

#### 4.3.4.3 Κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ

Προκειμένου να εξετάσουμε τα αποτελέσματα αυτής της έρευνας στα πλαίσια των πληθυσμών Υ/Υ που έχουν ανιχνευθεί σε άλλους γαλαξίες, συγκρίναμε τις κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ σε διαφορετικούς τύπους γαλαξιών με τον αριθμό των ανιχνευμένων Υ/Υ στις ακτίνες-X στο παρόν δείγμα. Με αυτό τον τρόπο εξετάζουμε αν ο αριθμός των Υ/Υ στους άμορφους γαλαξίες του δείγματός μας είναι συνεπής με αυτόν που περιμένουμε, εάν επανακανονικοποιήσουμε τις συναρτήσεις φωτεινότητας των Υ/Υ στις ακτίνες-X (XLFs - X-ray Luminosity Functions) με μία γνωστή κατανομή φωτεινότητας π.χ. των Νεφών του Μαγγελάνου (Ghavamian et al. 2005).

Εκτιμήσαμε λοιπόν τον αναμενόμενο αριθμό των Υ/Υ στους γαλαξίες του δείγματός μας βασιζόμενοι στην κατανομή φωτεινότητας των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου και



Σχήμα 4.21 Κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες-X (XLF) των Ghavamian et al. (2005) για τα Υ/Υ των Νεφών του Μαγγελάνου.

στην γραμμική σχέση του αριθμού αυτού με το ρυθμό αστρογένεσης. Αυτό έγινε επανακανονικοποιώντας τον αριθμό των Υ/Υ στα νέφη του Μαγγελάνου με βάση το δικό μας όριο φωτεινότητας ( $5 \times 10^{36} \text{ erg sec}^{-1}$ ), υποθέτοντας συνάρτηση φωτεινότητας της μορφής  $N(>L) \propto L^{-0.5}$  (Σχήμα 4.21, Ghavamian et al. 2005) και χρησιμοποιώντας τους ρυθμούς αστρογένεσης των Νεφών του Μαγγελάνου και των γαλαξιών του δείγματός μας. Όπως φαίνεται στον Πίνακα 4.21, βρίσκουμε ότι ο αριθμός των παρατηρούμενων Υ/Υ στους περισσότερους γαλαξίες συμπίπτει με αυτόν που αναμένεται.

Από τον Πίνακα 4.21 βλέπουμε ότι υπάρχει μεγάλη ασυμφωνία μεταξύ των παρατηρημένου και αναμενόμενου αριθμού των Υ/Υ στον NGC 4449 και στον NGC 2403. Στην περίπτωση του NGC 4449 η ασυμφωνία αυτή μπορεί να οφείλεται στην σημαντική αβεβαιότητα που υπάρχει στην απόσταση του γαλαξία, η οποία κυμαίνεται μεταξύ 2.9 Mpc (Karachentsev & Drozdovsky 1998) και 5.0 Mpc (Aaronson & Mould 1983). Η χαμηλότερη τιμή των 2.9



Πίνακας 4.21 Αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ (θεωρώντας κατανομή φωτεινότητας ανάλογη με αυτή των MCs)

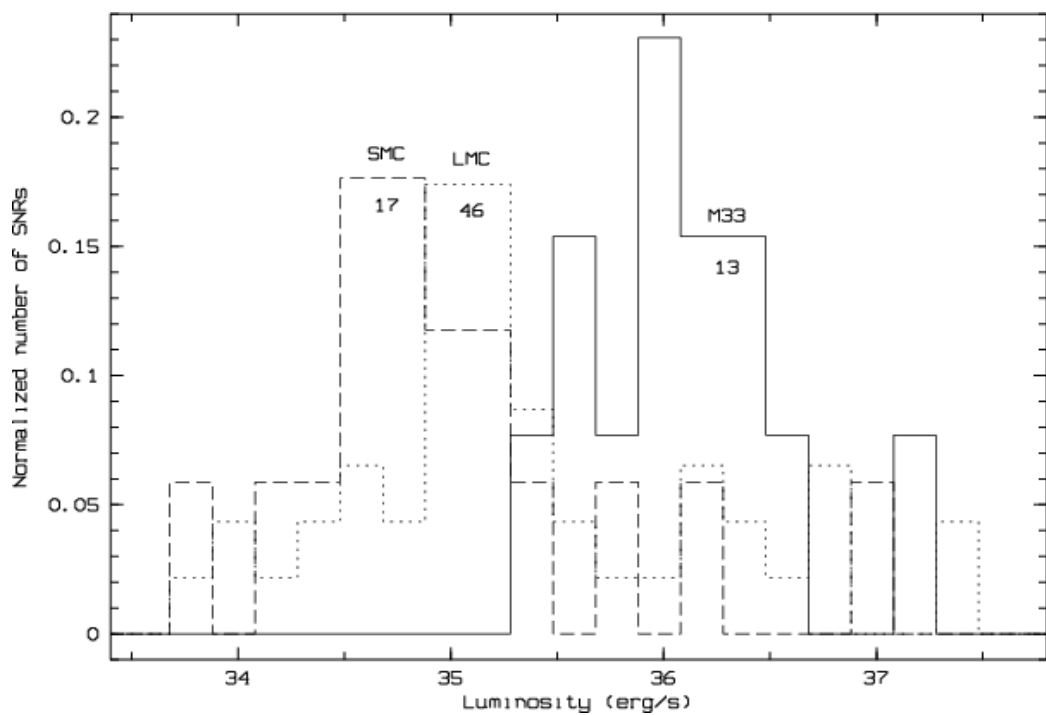
Galaxy	$L_{FIR}$ ( $\times 10^{42}$ erg s $^{-1}$ )	$(\frac{SNR}{L_{FIR}})_{MC}$ ( $\times 10^{-42}$ SNR / (erg s $^{-1}$ ))	Expected Number of SNRs	Observed SNRs
NGC 3077	0.94	3.38	3.2	5
NGC 4449	4.10	3.38	13.8	3
NGC 4395	0.24	3.38	0.8	1
NGC 4214	2.52	3.38	8.5	5
NGC 5204	0.39	3.38	1.3	0
NGC 2403	4.33	3.38	14.6	8

Στήλη 1: Ονομασία γαλαξία, Στήλη 2: Οι υπέρυθρες (FIR) φωτεινότητες των γαλαξιών στα 42-122  $\mu\text{m}$ , βασισμένες στις μετρήσεις με τον IRAS συνολικής ροής ακτινοβολίας στις ενεργειακές περιοχές 60 και 100  $\mu\text{m}$  (Ho et al. 1997) χρησιμοποιώντας τη βαθμονόμηση των Rice et al. (1988) και τις αποστάσεις του Πίνακα 3.1, Στήλη 3: Ο μέσος αριθμός των Υ/Υ στο MC (μέχρι τα  $5 \times 10^{36}$  erg s $^{-1}$ ) ανά μονάδα υπέρυθρης φωτεινότητας, δεξ §4.3.4.2 για λεπτομέρειες, Στήλη 4: Ο αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ για τους γαλαξίες του δείγματός μας, προερχόμενος από την αναπροσαρμογή των Υ/Υ στα MCs, Στήλη 5: Τα παρατηρημένα Υ/Υ για κάθε γαλαξία μέχρι το όριο ανίχνευσης των  $5 \times 10^{36}$  erg s $^{-1}$ .

Mpc έχει χρησιμοποιηθεί σε προηγούμενες έρευνες για Υ/Υ (π.χ. Summers et al. 2003) και ο αντίστοιχος αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ είναι σε συμφωνία με τον παρατηρούμενο αριθμό Υ/Υ (3). Μια πιο αξιόπιστη μέτρηση της απόστασης του γαλαξία, με τη μέθοδο της κορυφής των ερυθρών γιγάντων (Tip of the Red Giant Branch-TRGB), δίνει απόσταση 4.2 Mpc (Annibali et al. 2008) και καταλήγει σε 13.8 Υ/Υ (δες Πίνακα 4.21). Δεδομένου των μεγάλων αβεβαιοτήτων στην απόσταση του NGC 4449 αποκλείουμε τον συγκεκριμένο γαλαξία από τη σύγκριση.

Στην περίπτωση του NGC 2403, η ασυμφωνία μπορεί να υποδηλώνει διαφορά μεταξύ των πληθυσμών Υ/Υ στους γαλαξίες. Μια τέτοια διαφορά θα ήταν αναμενόμενη αφού ο NGC 2403 είναι ένας σπειροειδής γαλαξίας ενώ τα Νέφη του Μαγγελάνου με τα οποία τον συγκρίνουμε είναι άμορφοι γαλαξίες. Για αυτό, αντί της κατανομής φωτεινότητας των Νεφών του Μαγγελάνου χρησιμοποιήσαμε σαν αναφορά την κατανομή φωτεινότητας Υ/Υ του M33 (Σχήμα 4.22, Haberl & Pietsch 2001). Αυτή όμως η κατανομή φωτεινότητας δεν στηρίζεται σε Υ/Υ ανιχνευμένα κατά βάση στις ακτίνες-X αλλά σε οπτικές/ραδιοφωνικές ιδιότητες των Υ/Υ. Για συνέπεια τις συγκρίνουμε όχι με το δικό μας δείγμα αλλά με αυτό των Pannuti et al. (2007) το οποίο είναι βασισμένο στα ίδια κριτήρια ανίχνευσης Υ/Υ. Το γεγονός αυτό επίσης μας επιτρέπει να διεκρινούμε την σύγκριση σε ένα μεγαλύτερο εύρος σπειροειδών γαλαξιών. Ακολουθήσαμε λοιπόν την ίδια διαδικασία με αυτή των Νεφών του Μαγγελάνου με τη μόνη διαφορά ότι επανακανονικοποιήσαμε τον αριθμό των Υ/Υ στον M33 στο όριο φωτεινότητας ( $10^{37}$  erg sec<sup>-1</sup>) που ορίζουν οι Haberl & Pietsch (2001). Επειδή στο ιστόγραμμα του Σχήματος 4.22 δεν είναι ευδιάκριτη η κλίση της κατανομής, υποθέσαμε συναρτήσεις φωτεινότητας της μορφής  $N(>L) \propto L^{-0.5}$  αλλά και  $N(>L) \propto L^{-1}$ . Βρίσκουμε καλή συμφωνία μεταξύ των παρατηρούμενων ραδιοφωνικών/οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ σε αυτούς τους σπειροειδείς γαλαξίες και σε αυτά που αναμένονται βάσει της κατανομής φωτεινότητας του M 33 (Πίνακας 4.22).

Συνολικά, οι συγκρίσεις των κατανομών φωτεινότητας των επιλεγμένων Υ/Υ από τις ακτίνες-X σε διαφορετικούς τύπους γαλαξιών με τον αριθμό των επιλεγμένων Υ/Υ από τις ακτίνες-X στην παρούσα έρευνα υποδεικνύει διαφορετικές κατανομές φωτεινότητας μεταξύ Υ/Υ σε σπειροειδείς και άμορφους γαλαξίες. Αυτό θα εξεταστεί περαιτέρω με τη σύγκριση των κατανομών φωτεινότητας μεταξύ Υ/Υ στους σπειροειδείς και στους άμορφους γαλαξίες του δείγματός μας (Leonidaki et. al., in preparation).



Σχήμα 4.22 Κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες-X (XLF) των Haberl & Pietsch (2001) των Υ/Υ στον M33. Για σύγκριση παρατίθενται και οι κατανομές φωτεινότητας για τα Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου. Ο αριθμός των Υ/Υ έχει κανονικοποιηθεί με βάση τον ολικό αριθμό των Υ/Υ στον γαλαξία.

Πίνακας 4.22 Αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ στους σπειροειδείς γαλαξίες (θεωρώντας κατανομή φωτεινότητας στις ακτίνες -X ανάλογη με αυτή του M33)

Galaxy	$L_{FIR}$ ( $\times 10^{42}$ erg s $^{-1}$ )	$(\frac{SNR}{L_{FIR}})_{M33}$ ( $\times 10^{-42}$ SNR / (erg s $^{-1}$ )) ( $\alpha = - 0.5$ )	Expected Number of SNRs ( $\alpha = - 0.5$ )	$(\frac{SNR}{L_{FIR}})_{M33}$ ( $\times 10^{-42}$ SNR / (erg s $^{-1}$ )) ( $\alpha = - 1$ )	Expected Number of SNRs ( $\alpha = - 1$ )	Observed SNRs
NGC 2403	4.33	0.93	4.0	0.27	1.2	3
M 101	37.2	0.93	34.6	0.27	10.0	7
NGC 6946	36.0	0.93	33.5	0.27	9.7	6
NGC 4736	8.20	0.93	7.6	0.27	2.2	5

Στήλη 1: Ονομασία γαλαξία, Στήλη 2: Οι υπέρυθρες (FIR) φωτεινότητες των γαλαξιών στα 42-122  $\mu\text{m}$ , βασισμένες στις μετρήσεις με τον IRAS συνολικής ροής ακτινοβολίας στις ενεργειακές περιοχές 60 και 100  $\mu\text{m}$  (Ho et al. 1997) χρησιμοποιώντας τη βαθμονόμηση των Rice et al. (1988) και τις αποστάσεις των Pannuti et al. (2007), Στήλη 3: Αριθμός των Υ/Υ στον M33 ανά μονάδα υπέρυθρης φωτεινότητας, με κατώτατο όριο τα  $10^{37}$  erg s $^{-1}$  (Pannuti et al. 2007) και θεωρώντας αθροιστική κλίση (cumulative slope) το - 0.5, Στήλη 4: Ο αναμενόμενος αριθμός Υ/Υ για  $\alpha = -0.5$ , εκτιμώμενος από την αναπροσαρμογή της κατανομής φωτεινότητας στις ακτίνες -X του M33 βάσει της υπέρυθρης φωτεινότητας κάθε γαλαξία, Στήλη 5: Αριθμός των Υ/Υ στον M33 ανά μονάδα φωτεινότητας στο υπέρυθρο, μέχρι τα  $10^{37}$  erg s $^{-1}$  (Pannuti et al. 2007) και θεωρώντας αθροιστική κλίση το - 1, Στήλη 6: Παρόμοια με τη Στήλη 4 αλλά για αθροιστική κλίση  $\alpha = -1$ , Στήλη 7: Παρατηρημένα Υ/Υ από το δείγμα γαλαξιών των Pannuti et al. (2007) (με κάτω όριο φωτεινότητας τα  $10^{37}$  erg s $^{-1}$ ).

## 4.4 ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ

Στο κεφάλαιο αυτό παρουσιάστηκε μια συστηματική μελέτη Υ/Υ στις ακτίνες-X σε έξι κοντινούς γαλαξίες. Τα Υ/Υ επιλέχθηκαν βάσει του μαλακού θερμικού τους φάσματος στις ακτίνες-X ( $kT < 3 \text{ keV}$ ) ή των χρωμάτων τους στις ακτίνες-X.

1. Βρέθηκαν 37 Υ/Υ, 30 εκ των οποίων είναι νέες ανακαλύψεις στις ακτίνες-X. Πολλά από αυτά τα Υ/Υ έχουν ανιχνευθεί σε άλλα μήκη κύματος, γεγονός που δηλώνει ότι τα χρώματα των ακτίνων-X είναι καλά διαγνωστικά εργαλεία για την αρχική ανίχνευση θερμικών Υ/Υ. Υπάρχει μικρή επικάλυψη (5%) μεταξύ οπτικών και ραδιοφωνικών ταυτοποιήσεων, κυρίως λόγω της χαμηλής ευαισθησίας των υπάρχουσών ραδιοφωνικών ερευνών.

2. Τέσσερις πηγές, αναγνωρισμένες ως Υ/Υ σε οπτικές και ραδιοφωνικές παρατηρήσεις έχουν ιδιότητες στις ακτίνες-X που συμπίπτουν περισσότερο με διπλά συστήματα ακτίνων-X (XRBs). Τα τελευταία μπορούν να σχετίζονται φυσικά με τα Υ/Υ μια και τα δύο είδη πηγών έχουν σχέση με αστρικά σώματα μεγάλης μάζας και μικρής διάρκειας ζωής. Έτσι, αυτές οι τέσσερις πηγές προτείνουμε ότι είναι διπλά συστήματα ακτίνων-X που συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ.

3. Δεν βρίσκουμε ισχυρή σύνδεση μεταξύ της φωτεινότητας στις ακτίνες-X των Υ/Υ και της ΗΙ στήλης πυκνότητάς τους ή της θερμοκρασίας τους.

4. Βρίσκουμε ότι τα Υ/Υ ακτίνων-X στους άμορφους γαλαξίες είναι πιο λαμπρά από αυτά στους σπειροειδείς. Αποδίδουμε αυτό το αποτέλεσμα είτε στην χαμηλότερη μεταλικότητα των άμορφων γαλαξιών (η οποία καταλήγει σε πρόγονους αστέρες μεγαλύτερης μάζας) ή στην διαφορετική πυκνότητα του μεσοαστρικού μέσου.

5. Βρίσκουμε ισχυρές ενδείξεις για γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των λαμπρών Υ/Υ ακτίνων-X ( $L_X > 5 \times 10^{36} \text{ erg sec}^{-1}$ ) και του ρυθμού αστρογένεσης στο δείγμα των γαλαξιών μας.

6. Υπάρχει ένδειξη για διαφορετικές κατανομές φωτεινότητας στις ακτίνες-X μεταξύ πληθυσμών Υ/Υ σε άμορφους και σπειροειδείς γαλαξίες, βάσει της σύγκρισης των παρατηρούμενων Υ/Υ και αυτών που αναμένονται αν αναπροσαρμόσουμε τις κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου.

## Κεφάλαιο 5

# ΑΝΙΧΝΕΥΟΝΤΑΣ ΥΠΟΛΕΙΜΜΑΤΑ ΥΠΕΡΚΑΙΝΟΦΑΝΩΝ ΣΤΟ ΟΠΤΙΚΟ ΜΕΡΟΣ ΤΟΥ ΦΑΣΜΑΤΟΣ

Η ανίχνευση οπτικών Υ/Υ στηρίζεται αρχικά στη φωτομετρία των εικόνων των έξι γαλαξιών του δείγματός μας μέσω στενών φίλτρων που απομονώνουν την χαρακτηριστική και έντονη εκπομπή ακτινοβολίας των Υ/Υ στις φασματικές γραμμές H $\alpha$ ( $\lambda$  6563), [S II]( $\lambda$  6716, 6731). Η πιστοποίηση της φύσης αυτών των πηγών ως Υ/Υ γίνεται με τη μέτρηση των φασμάτων τους. Το κριτήριο εντοπισμού αυτών των αντικειμένων είναι να παρουσιάζουν λόγους [S II]/H $\alpha$ >0.4. Στο παρόν κεφάλαιο παρουσιάζουμε αναλυτικά τις φασματο-φωτομετρικές παρατηρήσεις που έγιναν για τους γαλαξίες του δείγματός μας και τα αποτελέσματα αυτών των παρατηρήσεων. Ανιχνεύθηκαν ~400 νέα φωτομετρικά Υ/Υ (εκ των οποίων 67 έχουν πιστοποιηθεί φασματοσκοπικά ως Υ/Υ), απαρτίζοντας το μεγαλύτερο δείγμα φασματοσκοπικά εντοπισμένων, εξωγαλαξιακών Υ/Υ σε διαφορετικούς τύπους γαλαξιών που έχει δημοσιευθεί έως τώρα. Επιπλέον, διερευνούμε την αλληλεπίδραση των Υ/Υ με το περιβάλλον τους και τη συσχέτιση με Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος. Μια συνοπτική εικόνα αυτού του κεφαλαίου παρουσιάζεται από τους Leonidaki et al. (2012), μια δεύτερη δημοσίευση



(α')



(β')

Σχήμα 5.1 α) Αστεροσκοπείο Σκίνακα. Στα αριστερά φαίνεται ο θόλος με το τηλεσκόπιο 1.3μ, β) Το τηλεσκόπιο 1.3μ τύπου Ritchey-Chretien.

στα πλαίσια της παρούσας διδακτορικής διατριβής.

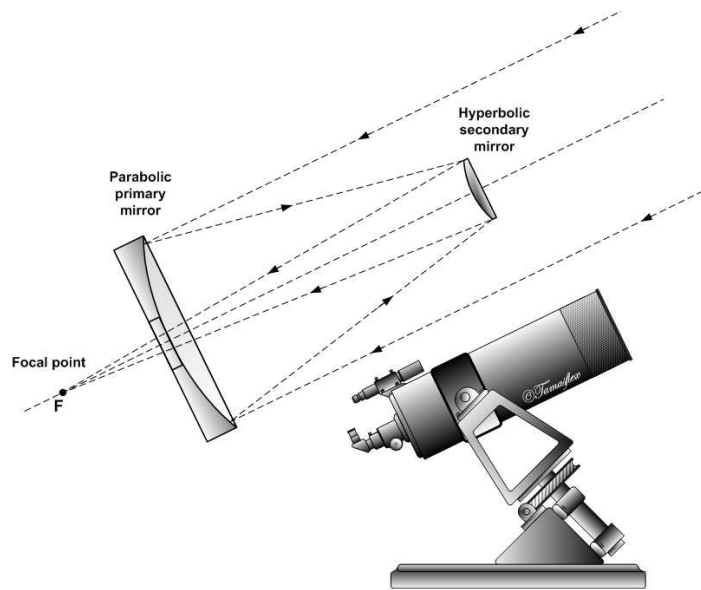
## 5.1 ΑΝΑΛΥΣΗ ΕΙΚΟΝΩΝ

### 5.1.1 Παρατηρήσεις

Οι εικόνες ελήφθησαν με το τηλεσκόπιο 1.3μ του Αστεροσκοπείου Σκίνακα στο Ηράκλειο της Κρήτης (Σχήμα 5.1). Το συγκεκριμένο τηλεσκόπιο είναι τύπου Rithcey-Chretien και εστιακής απόστασης  $f/7.7$ . Τα τηλεσκόπια Rithcey-Chretien είναι τηλεσκόπια εξειδικευμένου τύπου Cassegrain (το οπτικό σύστημα των οποίων φαίνεται παραστατικά στο Σχήμα 5.2) όπου αντί για παραβολοειδή πρωτεύοντα και υπερβολοειδή δευτερεύοντα κάτοπτρα, έχουν υπερβολοειδή γεωμετρία και τα δύο κάτοπτρα. Αυτή η γεωμετρία των κατόπτρων παρέχει μεγάλο πεδίο παρατήρησης περιορίζοντας τα οπτικά σφάλματα (π.χ. φαινόμενο σφαιρικής εκτροπής, φαινόμενο κόμης). Τα τεχνικά χαρακτηριστικά του τηλεσκοπίου παραθέτονται στο <http://skinakas.physics.uoc.gr/>.

Οι παρατηρήσεις με το συγκεκριμένο τηλεσκόπιο έγιναν στις 6-12 Ιουνίου 2008 και στις 16-18 Νοεμβρίου 2009. Χρησιμοποιήθηκε η κάμερα 2048×2048 ANDOR Tech CCD με οπτικό πεδίο  $9.6' \times 9.6'$  και κλίμακα εικόνας  $0.28''/$ εικονοστοιχείο. Εκτός από τις 18 Νοεμβρίου 2009, όλες οι υπόλοιπες νύχτες παρατήρησης ήταν φωτομετρικές, με το seeing να κυμαίνεται μεταξύ  $1.3''$  και  $2.5''$ .

Οι γαλαξίες προς εξέταση παρατηρήθηκαν μέσω των στενών φίλτρων  $H\alpha+[N II]$ ,  $[S II]$  και  $[O III]$  αλλά και μέσω ευρυζωνικών φίλτρων στο κόκκινο και στο μπλε. Τα συγκεκριμένα ευρυζωνικά



Σχήμα 5.2 Σχηματική απεικόνιση της οπτικής διάταξης τηλεσκοπίου τύπου Cassegrain

φίλτρα περιορίζουν την διέλευση των χαρακτηριστικών ισχυρών γραμμών εκπομπής των Υ/Υ και έτσι γίνονται χρήσιμα εργαλεία για την αφαίρεση του αστρικού συνεχούς από τις εικόνες των στενών φίλτρων (ευρυζωνικό κόκκινο φίλτρο για τις εικόνες  $H\alpha+[N II]$ ,  $[S II]$  και ευρυζωνικό μπλε φίλτρο για τις εικόνες  $[O III]$ ). Τα χαρακτηριστικά των φίλτρων που χρησιμοποιήθηκαν δίνονται στον Πίνακα 5.1. Η στήλη 1 δηλώνει το χρησιμοποιούμενο φίλτρο. Η στήλη 2 δίνει το μήκος κύματος μέγιστης απόκρισης. Η στήλη 3 δίνει το εύρος του κάθε φίλτρου ενώ η στήλη 4 δίνει το ποσοστό της διαπερατότητας του φίλτρου (transmittance) και εξαρτάται από το μήκος κύματος.

Οι συνολικοί χρόνοι έκθεσης ήταν 3600 sec με το φίλτρο  $H\alpha+[N II]$ , 7200 sec με το φίλτρο  $[S II]$  και 300 sec με τα ευρυζωνικά φίλτρα. Η αέρια μάζα (airmass) των γαλαξιών κατά τη διάρκεια των παρατηρήσεων κυμάνθηκε μεταξύ 1.06 και 1.87. Στην περίπτωση του NGC 2403, το οπτικό πεδίο της κάμερας ( $9.6'$ ) δεν κάλυπτε ολόκληρη την περιοχή  $D_{25}$  του γαλαξία, για αυτό κάναμε παρατηρήσεις σε 4 πεδία που σχηματίζουν ένα μωσαϊκό  $2 \times 2$  επικεντρωμένο στο κέντρο του γαλαξία. Οι γαλαξίες NGC 2403 και NGC 4395 δεν παρατηρήθηκαν με το φίλτρο  $[O III]$  ή το ευρυζωνικό μπλε φίλτρο λόγω έλλειψης χρόνου εξαιτίας των καιρικών συνθηκών. Κατά τη διάρκεια κάθε νύχτας παρατήρησης λαμβάνονταν εικόνες ηλεκτρονικού θορύβου (bias-frames) και φωτεινού υποβάθρου (twilight flats). Επίσης παρατηρήθηκαν διάφορα φωτομετρικά



Πίνακας 5.1 Χαρακτηριστικά των χρησιμοποιούμενων φίλτρων

Filter	$\lambda_c$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{peak}$ (%)
H $\alpha$ +N II (6548 & 6584Å)	6570	75	80
S II (6716 & 6731 Å)	6720	27	80
O III 5007 Å	5010	20	63
Continuum red	6096	134	-
Continuum blue	5470	230	-

αστέρια αναφοράς (standard stars) από τη λίστα των Hamuy et al. (1992) για τη φωτομετρική βαθμονόμηση των παρατηρήσεων (flux calibration).

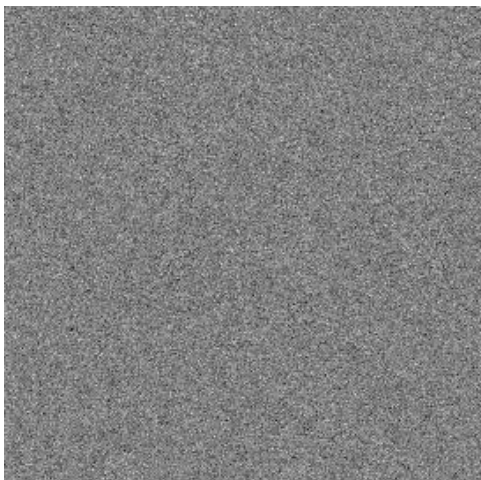
### 5.1.2 Ανάλυση Δεδομένων

Στις εικόνες που λαμβάνονται από τα επίγεια τηλεσκόπια υπεισέρχονται σφάλματα που οφείλονται τόσο στα όργανα του τηλεσκοπίου, όσο και στην ατμόσφαιρα της Γης ή στην μεσοαστρική ύλη. Αυτά τα σφάλματα είναι τα πρώτα που πρέπει να διορθωθούν από τις εικόνες παρατήρησης ώστε να πάρουμε αξιόπιστες μετρήσεις. Η βασική επεξεργασία που γίνεται σε όλες τις ληφθείσες εικόνες παρατήρησης έγκειται: 1) στην μετατροπή των τυχόν αρνητικών counts σε θετικά, 2) στην αφαίρεση του ηλεκτρονικού θορύβου, 3) στην επιπεδοποίηση των εικόνων, 4) στην αφαίρεση του φωτεινού υποβάθρου του ουρανού και 5) στην αφαίρεση των ιχνών των κοσμικών ακτίνων.

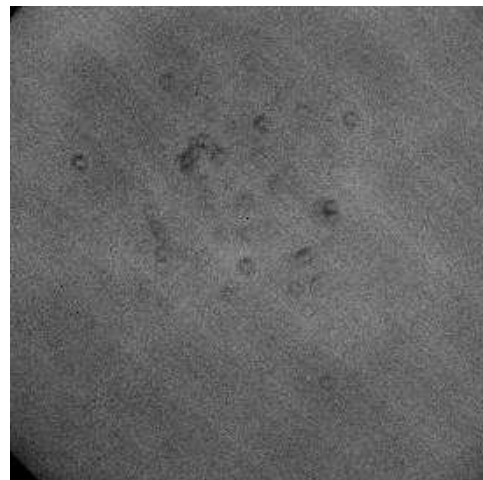
- Μετατροπή αρνητικών τιμών σε θετικές

Υπάρχουν περιπτώσεις ανιχνευτών, όπως στην περίπτωση της κάμερας ANDOR που χρησιμοποιήθηκε στην παρούσα έρευνα, όπου τα εικονοστοιχεία αρχίζουν και καταγράφουν αρνητικές τιμές πάνω από έναν συγκεκριμένο αριθμό counts. Στην περίπτωση της ANDOR CCD κάμερας, όταν ένα εικονοστοιχείο καταγράψει  $2^{15}$  counts συνεχίζει την καταγραφή με αρνητικές τιμές ξεκινώντας από τα  $-2^{15}$  μέχρι τα  $-2^{16}$  όπου τότε αρχίζει η υπερχειλίση των counts (το γνωστό saturation) και πλέον οι εικόνες δεν μπορούν να χρησιμοποιηθούν. Για τη διόρθωση αυτού του φαινομένου απαιτείται η πρόσθεση του αριθμού  $2^{16}$  σε όλα τα εικονοστοιχεία που παρουσιάζουν αρνητικές τιμές. Η διόρθωση αυτή πραγματοποιήθηκε με τη βοήθεια του αστρονομικού πακέτου MIDAS<sup>1</sup>.

<sup>1</sup><http://www.eso.org/sci/data-processing/software/esomidas/>



(α')



(β')

Σχήμα 5.3 α) Τυπική εικόνα ηλεκτρονικού θορύβου (bias), β) Τυπική εικόνα επιπεδοποίησης (flat)

- Αφαίρεση ηλεκτρονικού θορύβου

Η συνεχής τάση που εφαρμόζεται σε έναν ανιχνευτή CCD παράγει ηλεκτρόνια που παρουσιάζονται σε κάθε εικόνα παρατήρησης ως ένα σταθερό υπόβαθρο. Για τη διόρθωση αυτού του θορύβου λαμβάνονται εικόνες με μηδενικό χρόνο έκθεσης και με το διάφραγμα του τηλεσκοπίου κλειστό (*bias frames*) που αφαιρούνται στη συνέχεια από κάθε εικόνα παρατήρησης. Μια τυπική εικόνα ηλεκτρονικού θορύβου φαίνεται στο Σχήμα 5.3α. Παρόλο που τα επίπεδα αυτού του θορύβου αναμένεται να είναι σταθερά, υπάρχουν μικρές διακυμάνσεις κατά τη διάρκεια της νύχτας παρατήρησης. Για το λόγο αυτό λαμβάνονται αρκετές εικόνες ηλεκτρονικού θορύβου κατά τη διάρκεια της νύχτας, η μέση τιμή των οποίων αφαιρείται από κάθε εικόνα παρατήρησης. Λόγω των ηλεκτρονικών κυκλωμάτων της κάμερας εμφανίζεται ένα επιπλέον σφάλμα στις εικόνες παρατήρησης, το λεγόμενο ρεύμα σκότους (*dark current*). Ακόμα και σε συνθήκες πλήρους σκότους παράγονται θερμικά ηλεκτρόνια, λόγω της θερμοκρασίας του ανιχνευτή CCD, τα οποία καταμετρώνται λανθασμένα ως ακτινοβολία της παρατηρούμενης πηγής. Η διόρθωση του σφάλματος αυτού είναι αναγκαία εκτός και αν περιορίζεται (σχεδόν αποκλείεται) με την ψύξη της κάμερας με υγρό άζωτο σε πολύ χαμηλές θερμοκρασίες ( $-100\text{ }^{\circ}\text{C}$ ). Στην παρούσα ανάλυση, ο ανιχνευτής βρισκόταν σε θερμοκρασία  $-100\text{ }^{\circ}\text{C}$  καθόλη τη διάρκεια των παρατηρήσεων, επομένως το ρεύμα σκότους είναι αμελητέο και δεν υπάρχει ανάγκη για διόρθωσή του.

- *Επιπεδοποίηση εικόνων (flat-fielding)*

Η επιπεδοποίηση εικόνων διορθώνει την διαφορετική απόκριση (απόδοση) του κάθε εικονοστοιχείου του ανιχνευτή. Καθώς τα φωτόνια προσπίπτουν στα εικονοστοιχεία της κάμερας CCD, παράγουν ηλεκτρόνια τα οποία προσμετρώνται ως counts στην εικόνα παρατήρησης. Λόγω κατασκευής των ανιχνευτών, τα εικονοστοιχεία δεν έχουν την ίδια απόδοση, δηλαδή ο ίδιος αριθμός προσπιπτόμενων φωτονίων σε ένα εικονοστοιχείο δεν παράγει τον ίδιο αριθμό ηλεκτρονίων. Επιπλέον, ανομοιομορφίες λόγω πιθανής σκόνης στον ανιχνευτή (η οποία σχεδιάζει τα φωτόνια τα οποία τελικά δεν προσμετρώνται) ή πιθανής ανομοιογένειας στο φωτισμό των κατόπτρων πρέπει να ληφθούν υπόψιν και να διορθωθούν από την ληφθείσα εικόνα παρατήρησης. Η διόρθωση των παραπάνω επιδράσεων στα παρατηρησιακά δεδομένα γίνεται με τη λήψη εκθέσεων επιπεδοποίησης (flat-field images, Σχήμα 5.3β), οι οποίες συνίστανται από παρατηρήσεις ομοιόμορφα φωτισμένων επιφανειών ούτως ώστε να καταγραφεί όσο πιο πιστά γίνεται η όποια διαφοροποίηση της απόδοσης των εικονοστοιχείων του ανιχνευτή. Οι εικόνες επιπεδοποίησης μπορούν να ληφθούν με δύο τρόπους: είτε το τηλεσκόπιο να στοχεύει στο ζενίθ κατά τη διάρκεια του λυκόφωτος ή της χαραυγής (sky ή twilight flats) όταν δεν υπάρχουν ακόμα φωτεινές πηγές στον ουρανό και ο φωτισμός είναι ομοιόμορφος ή το τηλεσκόπιο να στοχεύει σε μία ομοιόμορφα φωτισμένη, λευκή επιφάνεια στο εσωτερικό του θόλου (dome flats).

Λαμβάνονται αρκετές εικόνες επιπεδοποίησης κατά τη διάρκεια της νύχτας παρατήρησης και σε κάθε φίλτρο ξεχωριστά, μια και η απόκριση του ανιχνευτή εξαρτάται από το μήκος κύματος της ακτινοβολίας. Οι εικόνες επιπεδοποίησης ενώνονται δημιουργώντας μια μέση εικόνα επιπεδοποίησης για κάθε φίλτρο. Για να μην επηρεαστούν τα counts των εικόνων παρατήρησης από αυτή τη διόρθωση, η μέση εικόνα επιπεδοποίησης κανονικοποιείται (διαιρείται με τη μέση τιμή της) και οι εκάστοτε εικόνες παρατήρησης διαιρούνται με την κανονικοποιημένη εικόνα επιπεδοποίησης.

- *Αφαίρεση φωτεινού υποβάθρου (sky-background subtraction)*

Οι εικόνες παρατήρησης περιλαμβάνουν και ένα φωτεινό υπόβαθρο του ουρανού που οφείλεται στη σκέδαση της ακτινοβολίας των φωτεινών αντικειμένων από την ατμόσφαιρα της Γης. Για να πάρουμε την αυτούσια ακτινοβολία από τα παρατηρούμενα αντικείμενα, το φωτεινό υπόβαθρο του ουρανού πρέπει να αφαιρεθεί. Για αυτό, σε κάθε μια από τις εικόνες των γαλαξιών του δείγματός μας στα στενά φίλτρα ( $H\alpha + [N II]$ ,  $[S II]$  και  $[O III]$ ) επιλέχθηκε μια μικρή περιοχή χωρίς αστέρια και μακριά από τη λαμπρή περιοχή του κάθε γαλαξία, η μέση τιμή της οποίας

αφαιρέθηκε από τις αντίστοιχες εικόνες ούτως ώστε να γίνει λήψη του αυτούσιου φωτός από κάθε γαλαξία.

- Αφαίρεση κοσμικής ακτινοβολίας

Η επιφάνεια του ανιχνευτή βομβαρδίζεται από κοσμική ακτινοβολία (ηλεκτρόνια, πρωτόνια, πυρήνες ηλίου κ.α.) με αποτέλεσμα πολλά εικονοστοιχεία να καταγράφουν αυξημένες τιμές που δεν οφείλονται στην ακτινοβολία της παρατηρούμενης πηγής. Ένας αποτελεσματικός τρόπος αποκλεισμού της κοσμικής ακτινοβολίας είναι η ένωση των πολλαπλών εικόνων παρατήρησης (>3) με median combine. Αυτός ο τρόπος ένωσης επιλέγει για κάθε εικονοστοιχείο της ενωμένης εικόνας την ενδιάμεση (median) τιμή του κάθε εικονοστοιχείου από τις αρχικές εικόνες. Έτσι, απορρίπτονται εικονοστοιχεία που έχουν ακραίες τιμές (πολύ διαφορετικές από τις τιμές των εικονοστοιχείων από τις διαφορετικές εκθέσεις στο ίδιο σημείο του ουρανού).

Όλα τα παραπάνω έγιναν με τη βοήθεια του αστρονομικού πακέτου *IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) V2.14<sup>2</sup>*, εκτός και αν αναφέρεται διαφορετικά.

Μετά από την βασική επεξεργασία όλων των εικόνων, οι διορθωμένες από το φωτεινό υποβάθρο εικόνες H $\alpha$ + [N II], [S II] και [O III] ευθυγραμμίστηκαν ως προς μια αντίστοιχη εικόνα αναφοράς (οι H $\alpha$ + [N II], [S II] ως προς την εικόνα του ευρυζωνικού φίλτρου στο κόκκινο και οι εικόνες του [O III] ως προς την εικόνα του ευρυζωνικού φίλτρου στο μπλε) και έγιναν διορθώσεις στην αστρομετρία τους (astrometrical calibration) με βάση τους καταλόγους USNO-B1.0<sup>3</sup> και SDSS Data Release 7<sup>4</sup>.

Τα εξωγαλαξιακά Υ/Υ θεωρούνται σημειακές πηγές (εκτός λίγων περιπτώσεων που μπορούν να είναι πιο εκτεταμένα) και η ανίχνυσή τους είναι τις περισσότερες φορές πολύ δύσκολη. Για να διευκολύνουμε την ανίχνυσή τους και προκειμένου να μετρήσουμε την ένταση της ακτινοβολίας στις φασματικές γραμμές που μας ενδιαφέρουν, αφαιρέσαμε το συνεχές που εμπεριέχεται στα στενά φίλτρα. Αυτή η επεξεργασία έχει το πλεονέκτημα ότι αφαιρεί και τα αστέρια από τις εικόνες, διευκολύνοντας σημαντικά την ανίχνευση των Υ/Υ. Σε αυτό το πλαίσιο, επιλέξαμε από τις εικόνες H $\alpha$ + [N II], [S II] και του ευρυζωνικού φίλτρου στο κόκκινο 8-10 αμυδρά αστέρια (15 -20 mag) και υπολογίσαμε τους λόγους εντάσεων (H $\alpha$ + [N II] / cont red), ([S II] / cont red) αυτών των αστεριών. Η μέση τιμή των λόγων αυτών χρησιμοποιήθηκε για να

<sup>2</sup><http://iraf.net/irafdocs/ccduser3>

<sup>3</sup><http://tdc-www.harvard.edu/catalogs/ub1.html>

<sup>4</sup><http://www.sdss.org/dr7/>

δημιουργηθούν δύο κανονικοποιημένες εικόνες του ευρυζωνικού φίλτρου στο κόκκινο (μία για τις  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  εικόνες και μία για τις  $[\text{S II}]$  εικόνες) και να αφαιρεθούν από τις εικόνες  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  και  $[\text{S II}]$  αντίστοιχα. Η διαδικασία της αφαίρεσης αστεριών δεν έγινε στις  $[\text{O III}]$  εικόνες γιατί επιλέξαμε να τις χρησιμοποιήσουμε μόνο για οπτική επαλήθευση εκπομπής  $[\text{O III}]$  σε κάθε πηγή.

Το τελικό στάδιο επεξεργασίας των εικόνων (και συγκεκριμένα των τελικών εικόνων  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ ,  $[\text{S II}]$ ) συνίσταται στη φωτομετρική βαθμονόμηση, χρησιμοποιώντας διάφορα φασματο-φωτομετρικά αστέρια αναφοράς (π.χ. HR 7596, HR 7950, HR 8634) από τη λίστα των Hamuy et al. (1992). Αυτά τα αστέρια παρατηρήθηκαν καθόλη τη διάρκεια της νύχτας και μάλιστα σε διαφορετικά σημεία στον ουρανό, έχοντας ανάλογο εύρος αέριας μάζας με αυτό του γαλαξία υπό παρατήρηση. Με αυτόν τον τρόπο επιτυγχάνουμε όσο το δυνατόν καλύτερη διόρθωση στην εξασθένιση της ροής ακτινοβολίας τους λόγω της επίδρασης της ατμόσφαιρας. Αυτό σε συνδυασμό με το γεγονός ότι η σταθερή ροή ακτινοβολίας τους έχει μετρηθεί με μεγάλη ακρίβεια (π.χ. Hamuy et al. 1992) κάνει δυνατή την βαθμονόμηση της ροής ακτινοβολίας στις εικόνες παρατήρησης. Ο τρόπος βαθμονόμησης περιγράφεται αναλυτικά στο Παράρτημα Α.

Επισημαίνουμε ότι το χρησιμοποιούμενο φίλτρο  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  περιλαμβάνει τις απαγορευμένες γραμμές  $6548 \text{ \AA}$  και  $6584 \text{ \AA}$  του  $\text{N II}$ . Η καθαρή ροή της ακτινοβολίας  $\text{H}\alpha$  των παρατηρούμενων γαλαξιών (χωρίς την συνεισφορά των απαγορευμένων γραμμών του αζώτου) μπορεί να εκτιμηθεί με τη βοήθεια φασματοσκοπικών παρατηρήσεων και πιο συγκεκριμένα του φασματοσκοπικού λόγου  $[\text{N II}]$  ( $\lambda\lambda 6548, 6584$ )/ $\text{H}\alpha$ . Επειδή οι φασματοσκοπικές παρατηρήσεις της παρούσας έρευνας στηρίχθηκαν καταρχήν στη φωτομετρική ανίχνευση υποψήφιων  $\text{Y/Y}$ , τη στιγμή της φωτομετρικής ανάλυσης δεν υπήρχαν διαθέσιμα φάσματα. Για το λόγο αυτό χρησιμοποιήσαμε τη δουλειά των Kennicutt et al. (2008), οι οποίοι διεξήγαγαν συνολική (integrated) φασματοσκοπία σε μεγάλο δείγμα γαλαξιών, συμπεριλαμβανομένων και αυτών του δείγματος που χρησιμοποιείται στην παρούσα έρευνα. Ο λόγος  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  στην περίπτωση φασματοσκοπίας ολόκληρου γαλαξία αναμένεται να είναι κάπως μικρότερος από αυτόν που προκύπτει από τη φασματοσκοπία μεμονωμένων αντικειμένων (π.χ.  $\text{Y/Y}$ ), λόγω της ύπαρξης πολλών περιοχών ιονισμένου υδρογόνου και της αυξημένης τους εκπομπής στη γραμμή  $\text{H}\alpha$ . Παρόλα αυτά, με βάση τα διαθέσιμα δεδομένα, αυτός είναι ο μόνος τρόπος για μια προσεγγιστική αλλά ασφαλή διόρθωση. Στη συνέχεια, με βάση τις φασματοσκοπικές παρατηρήσεις θα εκτιμήσουμε την ακρίβεια αυτής της διόρθωσης (§5.1.4). Με βάση λοιπόν τους φασματοσκοπικούς λόγους  $[\text{N II}]$  ( $\lambda\lambda 6548, 6584$ )/ $\text{H}\alpha$  των γαλαξιών από τη δουλειά των Kennicutt et al. (2008), και λαμβάνοντας υπόψιν

την καμπύλη απόκρισης των στενών φίλτρων υπολογίσαμε τη συνεισφορά των γραμμών του [N II] σε σχέση με τη γραμμή H $\alpha$  και διορθώσαμε αναλόγως τις δικές μας φωτομετρικές εικόνες που ελήφθησαν με το φίλτρο H $\alpha$ + [N II] .

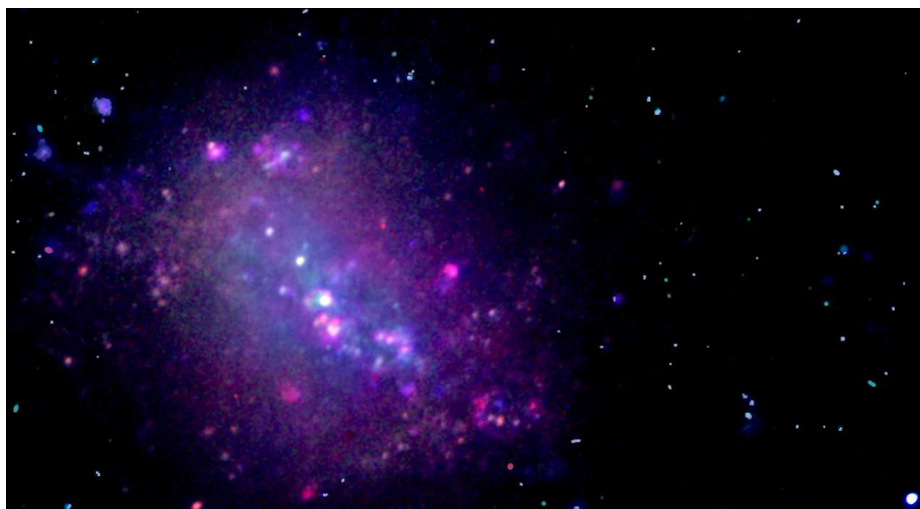
Στα Σχήματα 5.4 - 5.7 παρουσιάζονται οι έγχρωμες εικόνες (colour images) των γαλαξιών που παρατηρήθηκαν και με τα πέντε φίλτρα. Τα χρώματα που χρησιμοποιήθηκαν για τον συνδυασμό των φίλτρων είναι: πορτοκαλί για το H $\alpha$ + [N II], κόκκινο για το [S II], μπλε για το [O III], γαλάζιο για το μπλε ευρυζωνικό φίλτρο και πράσινο προς κίτρινο για το κόκκινο ευρυζωνικό φίλτρο.



Σχήμα 5.4 Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 3077. Τα χρώματα που χρησιμοποιήθηκαν είναι: πορτοκαλί για το H $\alpha$ + [N II], κόκκινο για το [S II], μπλε για το [O III], γαλάζιο για το μπλε ευρυζωνικό φίλτρο και πράσινο προς κόκκινο για το κόκκινο ευρυζωνικό φίλτρο (Credit: Δήμητρα Αμπαρτζή).

### 5.1.3 Ανίχνευση Πηγών

Οι πηγές παρουσιάζουν αισθητά αυξημένο σήμα-προς-θόρυβο (Signal-to-noise, S/N) στις εικόνες H $\alpha$  σε σχέση με τις εικόνες [S II]. Για αυτό το λόγο, σε κάθε τελική, και βαθμονομημένη σε ένταση ακτινοβολίας, εικόνα H $\alpha$  κάθε γαλαξία έγινε ανίχνευση πηγών με τη βοήθεια



Σχήμα 5.5 Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 4214 (Credit: Δήμητρα Αμπαρτζή). Τα χρώματα που χρησιμοποιήθηκαν για τα διάφορα φίλτρα αναφέρονται στην εικόνα 5.1.

του αστρονομικού πακέτου SExtractor (astronomical source extractor) V2.5.0 (Bertin & Arnouts 1996). Σκοπός αυτής της ανίχνευσης ήταν ο προσδιορισμός αμυδρών νεφελωμάτων σε σχετικά απομονωμένες περιοχές καθώς και ο διαχωρισμός πιθανών Υ/Υ από περιοχές ιονισμένου υδρογόνου ή από περιοχές διάχυτης εκπομπής. Δεδομένου ότι το SExtractor χρησιμοποιήθηκε μόνο για ανίχνευση πηγών, οι μόνες παράμετροι που προσαρμόστηκαν σε κάθε εκτέλεση του προγράμματος είναι οι ακόλουθες: (1) όριο ανίχνευσης (detection threshold) στα  $1.3\sigma$ - $3.5\sigma$  πάνω από το υποβάθρο, (2) ελάχιστος αριθμός των εικονοστοιχείων σε μια ανίχνευση τα 3 - 7, (3) το πλέγμα στη δημιουργία χαρτών υποβάθρου από το SExtractor να είναι 6-10 εικονοστοιχεία έτσι ώστε οι ενδεχόμενες αμυδρές πηγές να μπορούν να διαφοροποιούνται από τις διακυμάνσεις του υποβάθρου. Όλες οι παραπάνω παράμετροι επιλέγονταν κάθε φορά ανάλογα με την ένταση του υποβάθρου κάθε γαλαξία και την καλύτερη απόδοση στην ανίχνευση αμυδρών πηγών.

Το ανομοιογενές υπόβαθρο της εκπομπής Ηα, καθώς και το διάχυτο υπόβαθρο μέσα στους γαλαξίες, δεν μας επέτρεψε να βασιστούμε αποκλειστικά στα αποτελέσματα του SExtractor. Για το λόγο αυτό, οι πηγές που ανιχνεύθηκαν από το SExtractor στις τελικές, διορθωμένες και βαθμονομημένες εικόνες Ηα κάθε γαλαξία επιθεωρήθηκαν οπτικά μία προς μία για να αποφευχθούν περιπτώσεις ανίχνευσης τοπικών μεγίστων του υποβάθρου Ηα ή ψευδών πηγών που



Σχήμα 5.6 Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 4449 (Credit: Δήμητρα Αμπαρτζή). Τα χρώματα που χρησιμοποιήθηκαν για τα διάφορα φίλτρα αναφέρονται στην εικόνα 5.1.

σχετίζονται με κατεστραμένα εικονοστοιχεία. Τελικώς, δημιουργήθηκαν λίστες πηγών που να βρίσκονται εντός της περιοχής  $D_{25}$  κάθε γαλαξία. Στην περίπτωση του NGC 2403, το τέταρτο πεδίο παρατήρησης (frame) παρατηρήθηκε κατά τη διάρκεια μη-φωτομετρικής νύχτας (18 Νοεμβρίου 2009) και για αυτό το λόγο αποκλείστηκε από την περαιτέρω διαδικασία ανάλυσης. Η ανίχνευση των πηγών στο συγκεκριμένο γαλαξία έγινε ανεξάρτητα σε κάθε ένα από τα τρία διαφορετικά παρατηρούμενα πεδία. Τα αποτελέσματα της ανίχνευσης σε κάθε μωσαικό συνδυάστηκαν για να δημιουργηθεί μια τελική λίστα πηγών στον NGC 2403.

Οι λίστες πηγών κάθε γαλαξία τοποθετήθηκαν στις ανάλογες εικόνες ευρυζωνικού φίλτρου των γαλαξιών στο κόκκινο με σκοπό να εξαλειφθούν εμφανή αστέρια. Τέλος, καθώς η ανίχνευση των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών στηρίζεται στην ισχυρή εκπομπή [S II], επιθεωρήσαμε οπτικά τις πηγές πάνω στις τελικές και βαθμονομημένες εικόνες του [S II] από τις οποίες είχε αφαιρεθεί το αντίστοιχο συνεχές. Οι τελικές λίστες των πηγών σε κάθε γαλαξία ορίστηκαν με βάση την ξεκάθαρη και διάκριτη ορατότητα τους στις εικόνες και των δύο στενών φίλτρων ( $H\alpha$ , [S II]). Επισημαίνουμε ότι επιλέξαμε να χρησιμοποιήσουμε ξεχωριστά τις εικόνες  $H\alpha$  και [S II] για την ανίχνευση των πηγών (αντί εικόνων του λόγου [S II]/ $H\alpha$ ) μια και τείνουν να παρουσιάζουν λιγότερο θόρυβο.





Σχήμα 5.7 Έγχρωμη εικόνα της εκπομπής γραμμών αερίου στον NGC 5204 (Credit: Δήμητρα Αμπαρτζή). Τα χρώματα που χρησιμοποιήθηκαν για τα διάφορα φίλτρα αναφέρονται στην εικόνα 5.1.

#### 5.1.4 Φωτομετρία

Με τη βοήθεια του πακέτου *apphot* του IRAF έγινε η φωτομετρία των τελικών πηγών σε κάθε γαλαξία στις αντίστοιχες τελικές εικόνες στα στενά φίλτρα H $\alpha$  και [S II]. Στην περίπτωση του NGC 2403, ενώσαμε τις τελικές λίστες των πηγών από τα τέσσερα διαφορετικά πεδία παρατήρησης του γαλαξία και φωτομετρήσαμε κάθε πηγή σε όποιο πεδίο ήταν δυνατή η φωτομέτρησή της. Η τελική φωτομετρία κάθε πηγής σε αυτόν τον γαλαξία εξήχθη από τη μέση τιμή της ροής ακτινοβολίας σε κάθε ένα από τα πεδία που είχε ανιχνευθεί.

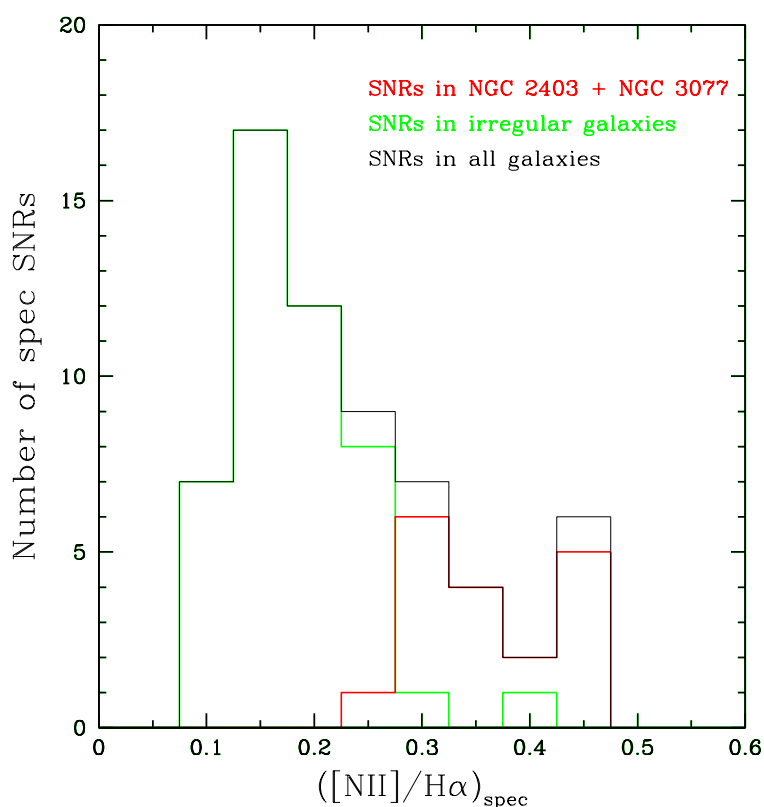
Η φωτομετρία κάθε πηγής μετρήθηκε χρησιμοποιώντας διαφράγματα (apertures) διαμέτρου  $\sim 8-10$  εικονοστοιχείων (τα οποία αναλογούν σε διάμετρο  $2''-3''$ ) και αντιστοιχούν σε φυσική κλίμακα πηγών διαμέτρου  $\sim 32$  με  $\sim 66$  pc για τον πιο κοντινό και πιο μακρινό γαλαξία του δείγματός μας αντίστοιχα. Τα διαφράγματα ορίστηκαν έτσι ώστε να καλύπτουν το μέγιστο της περικλειόμενης ενέργειας κάθε πηγής στις εικόνες H $\alpha$  και [S II] (και λαμβάνοντας υπόψη τις συνθήκες του seeing των παρατηρήσεων που κατά τη διάρκεια των παρατηρήσεων κυμάνθηκε στα  $1.3''-2.5''$ ). Ιδιαίτερη προσοχή δόθηκε ώστε τα φωτομετρικά διαφράγματα να μην περι-

λαμβάνουν άλλες γειτονικές πηγές (αν βρίσκονται σε πολυπληθές πεδίο) ή σημαντική διάχυτη εκπομπή. Η αφαίρεση του τοπικού υποβάθρου από την μετρούμενη ροή ακτινοβολίας κάθε πηγής έγινε με τη χρήση κατάλληλων διαφραγμάτων δακτυλοειδούς σχήματος γύρω από την πηγή, τυπικού μεγέθους 10 εικονοστοιχείων ( $\sim 3''$ ). Σε μερικές περιπτώσεις, όπου η ανομοιογένεια του τοπικού υποβάθρου δεν επέτρεπε την ακριβή εκτίμησή του, το υπόβαθρο μετρήθηκε από γειτονικές περιοχές. Επισημαίνουμε ότι η ακριβής μέτρηση της φωτομετρίας μιας πηγής στην εικόνα H $\alpha$  εξαρτάται σε μεγάλο βαθμό από την επιλογή του υποβάθρου που θα αφαιρεθεί, ειδικά όταν οι πηγές βρίσκονται μέσα σε περιοχές αυξημένης διάχυτης εκπομπής. Για παράδειγμα, αν χρησιμοποιήσουμε διαφορετικές περιοχές για την αφαίρεση του υποβάθρου βρίσκουμε μια τυπική αβεβαιότητα της τάξης του 40% στη ροή ακτινοβολίας H $\alpha$  στις περιοχές με έντονα ανομοιογενή ακτινοβολία. Αυτή η αβεβαιότητα περιορίζεται στην περίπτωση φωτομετρίας πάνω στις εικόνες [S II] λόγω του χαμηλού υποβάθρου που παρατηρείται και της σημειακής εμφάνισης των περισσότερων πηγών. Επισημαίνουμε ότι λόγω της μη παρατήρησης των γαλαξιών με το φίλτρο H $\beta$ , δεν πραγματοποιήθηκε διόρθωση για μεσοαστρική απορρόφηση (interstellar extinction correction) στις ροές ακτινοβολίας H $\alpha$  και [S II] των πηγών.

Για τον υπολογισμό των σφαλμάτων στις ροές ακτινοβολίας των πηγών κατασκευάστηκαν χάρτες σφάλματος (variance maps). Οι χάρτες αυτοί δημιουργήθηκαν με την εφαρμογή της μετάδοσης σφαλμάτων στις αρχικές εικόνες (μετά την αφαίρεση των bias και την διαδικασία επιπεδοποίησης) και λαμβάνοντας υπόψιν όλα τα βήματα που ακολουθήθηκαν στην ανάλυση για την εξαγωγή των τελικών εικόνων (αφαίρεση υποβάθρου, βαθμονόμηση ροής ακτινοβολίας) καθώς και τα χαρακτηριστικά της χρησιμοποιούμενης κάμερας (readout noise, gain). Τα αρχικά σφάλματα υπολογίστηκαν ως η τετραγωνική ρίζα των αριθμών των counts σε κάθε εικονοστοιχείο των αρχικών εικόνων στον ανάλογο χάρτη σφάλματος, μέσα στην περιοχή που καλύπτεται από το διάφραγμα που χρησιμοποιήθηκε στη φωτομετρία της πηγής. Τα σφάλματα στο λόγο [S II]/H $\alpha$  των πηγών υπολογίστηκαν μέσω της τυπικής μετάδοσης σφαλμάτων.

Βασιζόμενοι στις φωτομετρικές ιδιότητες των ανιχνευθέντων πηγών, υπολογίσαμε το λόγο ροής ακτινοβολίας [S II]/H $\alpha$  της τελικής λίστας των πηγών κάθε γαλαξία. Προκειμένου να εξετάσουμε περαιτέρω εάν η διόρθωση της συνεισφοράς των απαγορευμένων γραμμών του αζώτου στις εικόνες H $\alpha$  που εφαρμόσαμε είναι σωστή (με βάση τους ολοκληρωμένους λόγους [N II]/H $\alpha$  των Kennicutt et al. 2008) και κατ'επέκταση εάν οι μετρούμενες H $\alpha$  και [S II]/H $\alpha$  ροές ακτινοβολίας είναι έγκυρες, χρησιμοποιήσαμε τους φασματοσκοπικούς λόγους [N II]/H $\alpha$  πηγών που έχουν φασματοσκοπικά παρατηρηθεί στην παρούσα έρευνα. Τα ιστογράμματα αυτών των φασματοσκοπικών λόγων φαίνονται στο Σχήμα 5.8. Παρατηρούμε ότι δημιουργούν

δύο γεωμετρικούς τόπους: τα Υ/Υ των άμορφων γαλαξιών (εκτός του NGC 3077) εκτείνονται σε χαμηλότερους λόγους  $[N II]/H\alpha$  από τα Υ/Υ στον NGC 2403 + NGC 3077, πιθανότατα λόγω διαφοράς στην συγκέντρωση μετάλλων (μεταλλικότητα) μεταξύ των διαφορετικών τύπων γαλαξιών. Το αποτέλεσμα αυτό μας οδήγησε στο να επαναπροσδιορίσουμε τους συντελεστές διόρθωσης  $[N II]/H\alpha$  που είχαμε χρησιμοποιήσει και να διορθώσουμε αντίστοιχα τις  $H\alpha$  και  $[S II]/H\alpha$  ροές ακτινοβολίας των ανιχνευθέντων πηγών, βασιζόμενοι στο παραπάνω ιστόγραμμα και στις ενδιάμεσες τιμές (median values) των λόγων  $[N II]/H\alpha$  των Υ/Υ στους άμορφους (πλην του NGC 3077) και υπόλοιπους (NGC 2403+NGC 3077) γαλαξίες. Όλη η περαιτέρω ανάλυση έγινε με τη χρησιμοποίηση αυτών των λόγων.



Σχήμα 5.8 Ιστόγραμμα του λόγου  $[N II]/H\alpha$  των φασματικά παρατηρούμενων πηγών.

Όλες οι διάκριτες πηγές με ισχυρή εκπομπή των γραμμών  $H\alpha$  και  $[S II]$  και με λόγους

$[S II]/H\alpha > 0.4$  (εντός των σφαλμάτων τους) θεωρούνται στην παρούσα έρευνα φωτομετρικά Υ/Υ. Στην ίδια κατηγορία συμπεριλαμβάνουμε και πηγές με  $0.3 < [S II]/H\alpha < 0.4$  οι οποίες είναι πολύ πιθανό να είναι Υ/Υ μια και η φωτομετρία μπορεί να καταλήξει πολλές φορές σε αβέβαιους  $[S II]/H\alpha$  λόγους, ειδικά για πηγές κοντά σε περιοχές H II ή μέσα σε έντονη διάχυτη εκπομπή.

Στους πίνακες 5.2 - 5.7 παρουσιάζονται οι φωτομετρικές ιδιότητες των ανιχνευμένων φωτομετρικών Υ/Υ σε κάθε γαλαξία. Επιπλέον, στον Πίνακα 5.8 παρουσιάζονται οι φωτομετρικές ιδιότητες όλων των φασματοσκοπικά παρατηρούμενων πηγών που δεν επαληθεύτηκαν ως Υ/Υ, δηλαδή έχουν λόγους  $([S II]/H\alpha)_{spec} < 0.4$ . Στη στήλη 1 δίνεται η ταυτότητα της πηγής, στις στήλες 2 και 3 δίνονται η ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (DEC) κάθε φωτομετρικού Υ/Υ, στη στήλη 4 η ακτίνα του διαφράγματος που χρησιμοποιήθηκε για τη φωτομετρία της πηγής (σε εικονοστοιχεία), στις στήλες 5 και 6 η εσωτερική και εξωτερική ακτίνα του δακτυλίου γύρω από κάθε πηγή που χρησιμοποιήθηκε για την αφαίρεση του υποβάθρου (πηγές για τις οποίες το υπόβαθρο υπολογίστηκε από κοντινή περιοχή δηλώνονται ως ext), στις στήλες 7 και 8 οι φωτομετρικές ροές ακτινοβολίας στο H $\alpha$  και [S II] αντίστοιχα (μη-διορθωμένες για μεσοαστρική απόσβεση), στη στήλη 9 ο φωτομετρικός λόγος  $[S II]/H\alpha$  της πηγής, στη στήλη 10 αν η πηγή έχει παρατηρηθεί φασματοσκοπικά (τα γράμματα στην παρένθεση δηλώνουν το τηλεσκόπιο με το οποίο έχει γίνει η παρατήρηση της πηγής: M για το Mayall τηλεσκόπιο στο Kitt Peak και S για το τηλεσκόπιο του Σκίνακα) και στην τελευταία στήλη δίνεται η ταξινόμηση της πηγής βασισμένη στα κριτήρια που αναφέρονται στην §5.3. Επισημαίνουμε ότι υπήρχαν περιπτώσεις περιοχών όπου ανιχνεύθηκαν πολλαπλές και συχνά αλληλοεπικαλυπτόμενες πηγές και επομένως δεν ήταν δυνατή η σαφής διάκριση ενός ή πολλαπλών Υ/Υ. Αυτές οι πηγές αναφέρονται ως π.χ. LBZ 1-1, LBZ 1-2, LBZ 1-3 στους αντίστοιχους πίνακες.

Ο κάθε πίνακας χωρίζεται με οριζόντιες γραμμές σε τρία μέρη: το πρώτο μέρος περιλαμβάνει φασματοσκοπικά επαληθευμένα Υ/Υ, το δεύτερο μέρος περιλαμβάνει πηγές με  $([S II]/H\alpha)_{phot} > 0.4$  (εντός των σφαλμάτων τους) και το τρίτο μέρος παρουσιάζει πηγές (εντός των σφαλμάτων τους) με  $0.3 < ([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.4$ .

Πίνακας 5.2 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 2403

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 1	07:36:30.4	65:35:43.4	8	10	10	107.0 $\pm$ 0.4	40.8 $\pm$ 0.3	0.38 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR <sup>a</sup>
LBZ 2	07:36:35.2	65:37:17.5	5	10	10	19.4 $\pm$ 0.5	12.9 $\pm$ 0.4	0.66 $\pm$ 0.03	yes (M)	SNR
LBZ 3	07:36:41.1	65:36:18.0	6	10	10	12.8 $\pm$ 0.4	11.7 $\pm$ 0.3	0.91 $\pm$ 0.05	yes (M)	SNR
LBZ 4	07:36:48.3	65:34:40.3	8	40	5	39.3 $\pm$ 0.5	14.1 $\pm$ 0.3	0.36 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR*
LBZ 5	07:36:50.6	65:35:35.8	6	10	10	101.0 $\pm$ 0.6	36.2 $\pm$ 0.4	0.36 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR
LBZ 6	07:36:55.4	65:35:42.2	6	6	2	187.0 $\pm$ 0.7	117.0 $\pm$ 0.3	0.63 $\pm$ 0.03	yes (M)	SNR <sup>b</sup>
LBZ 7	07:37:03.2	65:35:51.8	5	10	10	14.3 $\pm$ 0.4	4.4 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.02	yes (M)	SNR
LBZ 8	07:37:03.2	65:37:13.7	6	6	2	6.0 $\pm$ 0.6	4.9 $\pm$ 0.2	0.81 $\pm$ 0.09	yes (M)	SNR <sup>c</sup>
LBZ 9	07:37:03.5	65:37:17.4	6	10	10	34.2 $\pm$ 0.5	10.4 $\pm$ 0.2	0.30 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR
LBZ 10	07:37:04.9	65:36:10.7	5	5	2	5.5 $\pm$ 0.5	1.8 $\pm$ 0.2	0.33 $\pm$ 0.05	yes (M)	SNR
LBZ 11	07:37:16.0	65:33:28.9	6	6	2	13.3 $\pm$ 0.7	4.5 $\pm$ 0.2	0.34 $\pm$ 0.03	yes (M)	SNR <sup>d</sup>
LBZ 12	07:37:21.4	65:33:06.9	6	6	2	9.0 $\pm$ 0.5	4.9 $\pm$ 0.2	0.54 $\pm$ 0.03	yes (M)	SNR <sup>e</sup>
LBZ 13	07:36:08.4	65:37:45.6	10	15	5	39.3 $\pm$ 0.5	25.1 $\pm$ 0.4	0.64 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 14	07:36:09.4	65:37:45.1	6	10	10	22.0 $\pm$ 0.3	8.9 $\pm$ 0.2	0.41 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 15	07:36:12.8	65:38:16.0	8	10	10	22.0 $\pm$ 0.3	12.2 $\pm$ 0.3	0.55 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 16	07:36:17.6	65:37:11.8	8	10	10	15.8 $\pm$ 0.5	6.6 $\pm$ 0.4	0.42 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR*
LBZ 17	07:36:18.1	65:37:03.4	8	10	10	31.7 $\pm$ 0.4	22.5 $\pm$ 0.4	0.71 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 18	07:36:19.0	65:37:29.6	8	10	10	24.0 $\pm$ 0.6	12.9 $\pm$ 0.5	0.54 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR*
LBZ 19	07:36:19.5	65:37:26.3	8	10	10	37.8 $\pm$ 0.6	16.2 $\pm$ 0.5	0.43 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 20	07:36:19.5	65:37:37.2	6	10	10	13.8 $\pm$ 0.4	7.3 $\pm$ 0.3	0.53 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 21	07:36:19.9	65:37:57.7	8	10	10	20.9 $\pm$ 0.4	10.9 $\pm$ 0.4	0.52 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 22	07:36:24.1	65:36:07.2	5	5	2	2.35 $\pm$ 0.1	1.0 $\pm$ 0.1	0.43 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR <sup>f</sup>
LBZ 23	07:36:20.2	65:36:53.5	8	10	10	27.6 $\pm$ 0.5	19.8 $\pm$ 0.4	0.72 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 24	07:36:20.5	07:36:20.6	6	10	10	23.5 $\pm$ 0.4	8.9 $\pm$ 0.3	0.38 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 25	07:36:20.8	65:39:02.9	8	10	10	22.0 $\pm$ 0.5	11.6 $\pm$ 0.4	0.53 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 26	07:36:21.5	65:37:36.8	10	20	30	50.1 $\pm$ 0.5	36.4 $\pm$ 0.5	0.73 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 27	07:36:23.8	65:38:45.8	8	10	10	51.1 $\pm$ 0.6	19.8 $\pm$ 0.5	0.39 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*

<sup>a</sup>Φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-3).

<sup>b</sup>Το φάσμα περιλαμβάνει μέρος του φωτομετρικού Υ/Υ SNR-15 των Matonick & Fesen (1997), XRB στις ακτίνες-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>c</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010)(LZB 81).

<sup>d</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010)(LZB 14) και φασματοσκοπικά ανιχνευμένο Υ/Υ στο οπτικό των Matonick & Fesen (1997) (SNR-31).

<sup>e</sup>Μέρος του φωτομετρικού Υ/Υ SNR-32 των Matonick & Fesen (1997).

<sup>f</sup>Φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-2).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.2

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 28	07:36:26.0	65:37:58.8	8	10	10	18.4 $\pm$ 0.5	18.2 $\pm$ 0.4	0.99 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR*
LBZ 29	07:36:27.0	65:37:04.8	6	10	10	23.0 $\pm$ 0.4	10.9 $\pm$ 0.3	0.47 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 30	07:36:27.2	65:38:53.4	6	10	10	22.0 $\pm$ 0.4	15.5 $\pm$ 0.3	0.70 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 31	07:36:27.4	65:38:48.2	6	10	10	17.4 $\pm$ 0.4	10.9 $\pm$ 0.3	0.63 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 32	07:36:29.2	65:37:00.1	5	5	2	3.68 $\pm$ 0.3	4.3 $\pm$ 0.3	1.17 $\pm$ 0.12	no	candidate SNR
LBZ 33	07:36:29.9	65:40:28.8	8	10	10	12.3 $\pm$ 0.1	8.6 $\pm$ 0.1	0.70 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 34	07:36:32.1	65:37:04.1	6	10	10	59.4 $\pm$ 0.3	23.7 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 35	07:36:34.6	65:37:21.9	5	5	2	5.62 $\pm$ 0.4	4.3 $\pm$ 0.4	0.77 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 36	07:36:35.3	65:37:03.8	6	20	30	26.0 $\pm$ 0.3	21.8 $\pm$ 0.3	0.84 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 37	07:36:35.4	65:36:45.8	6	10	10	42.3 $\pm$ 0.4	20.2 $\pm$ 0.3	0.48 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 38	07:36:35.4	65:36:58.8	6	10	10	38.3 $\pm$ 0.4	15.6 $\pm$ 0.3	0.41 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 39	07:36:35.5	65:37:49.5	8	10	10	28.1 $\pm$ 0.6	16.2 $\pm$ 0.5	0.58 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 40	07:36:35.6	65:37:38.0	8	10	10	28.1 $\pm$ 0.6	16.9 $\pm$ 0.6	0.60 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 41	07:36:35.7	65:37:59.5	6	10	10	14.3 $\pm$ 0.4	8.3 $\pm$ 0.4	0.58 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 42	07:36:36.3	65:38:05.6	6	10	10	11.7 $\pm$ 0.4	7.9 $\pm$ 0.3	0.68 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 43	07:36:36.4	65:37:11.5	6	6	2	9.8 $\pm$ 0.3	6.9 $\pm$ 0.3	0.70 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 44	07:36:36.9	65:36:51.0	10	10	10	30.9 $\pm$ 0.7	34.7 $\pm$ 0.5	1.12 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR*
LBZ 45	07:36:37.5	65:36:31.5	6	10	10	23.8 $\pm$ 0.4	14.8 $\pm$ 0.3	0.62 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 46	07:36:37.8	65:37:03.6	6	10	10	40.3 $\pm$ 0.3	18.8 $\pm$ 0.3	0.47 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 47	07:36:37.9	65:37:52.8	8	10	10	46.5 $\pm$ 0.7	24.1 $\pm$ 0.6	0.52 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 48	07:36:38.8	07:36:38.8	6	10	10	33.4 $\pm$ 0.3	19.4 $\pm$ 0.3	0.58 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 49	07:36:40.8	65:36:20.6	6	10	10	27.6 $\pm$ 0.4	11.3 $\pm$ 0.3	0.41 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 50	07:36:40.8	65:36:34.9	6	6	2	12.5 $\pm$ 0.3	12.8 $\pm$ 0.3	1.02 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 51	07:36:41.0	65:36:48.6	6	10	10	36.1 $\pm$ 0.4	17.2 $\pm$ 0.3	0.48 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 52	07:36:41.1	65:37:05.0	8	10	10	50.6 $\pm$ 0.4	25.8 $\pm$ 0.3	0.51 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 53	07:36:41.2	65:36:52.7	6	10	10	48.2 $\pm$ 0.4	23.3 $\pm$ 0.3	0.48 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 54	07:36:41.3	65:38:58.2	8	10	10	36.8 $\pm$ 0.4	16.2 $\pm$ 0.3	0.44 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 55	07:36:41.5	65:36:50.5	6	10	10	35.3 $\pm$ 0.4	14.3 $\pm$ 0.3	0.40 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 56	07:36:41.9	65:36:51.7	6	10	10	66.7 $\pm$ 0.4	29.5 $\pm$ 0.3	0.44 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 57	07:36:42.0	65:37:10.6	6	10	10	13.7 $\pm$ 0.3	17.8 $\pm$ 0.2	1.31 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 58	07:36:42.5	65:37:02.8	6	10	10	49.7 $\pm$ 0.4	20.4 $\pm$ 0.3	0.41 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR

<sup>a</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 107) και ραδιοφωνικό Υ/Υ των Turner & Ho (1994) (TH2).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.2

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 59	07:36:42.5	65:39:03.7	6	10	10	18.9 $\pm$ 0.2	7.9 $\pm$ 0.2	0.42 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 60	07:36:42.9	65:34:51.9	6	10	10	8.9 $\pm$ 0.3	5.9 $\pm$ 0.2	0.67 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 61	07:36:44.1	65:39:10.9	6	10	10	16.9 $\pm$ 0.3	8.3 $\pm$ 0.2	0.49 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 62	07:36:44.2	65:36:45.7	6	10	10	18.8 $\pm$ 0.4	18.2 $\pm$ 0.3	0.97 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 63	07:36:44.2	65:37:20.5	6	10	10	18.9 $\pm$ 0.6	10.3 $\pm$ 0.5	0.54 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 64	07:36:45.2	65:36:35.8	6	10	10	32.5 $\pm$ 0.4	15.0 $\pm$ 0.4	0.46 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 65	07:36:45.3	65:36:42.0	6	10	10	64.3 $\pm$ 0.5	30.9 $\pm$ 0.4	0.48 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 66	07:36:45.7	65:36:40.6	6	10	10	155.0 $\pm$ 0.6	149.0 $\pm$ 0.4	0.96 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 67	07:36:45.8	65:36:36.0	5	10	10	84.4 $\pm$ 0.4	32.7 $\pm$ 0.3	0.39 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 68	07:36:46.0	65:37:43.2	6	10	10	22.0 $\pm$ 0.5	12.2 $\pm$ 0.4	0.55 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 69	07:36:46.0	65:39:06.0	12	20	30	86.8 $\pm$ 0.6	39.7 $\pm$ 0.4	0.46 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 70	07:36:46.4	07:36:46.4	6	10	10	44.4 $\pm$ 0.6	20.8 $\pm$ 0.5	0.47 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 71	07:36:47.0	65:39:44.6	8	10	10	11.2 $\pm$ 0.2	6.9 $\pm$ 0.1	0.62 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR*
LBZ 72	07:36:47.1	65:36:54.5	5	5	2	11.3 $\pm$ 0.4	6.3 $\pm$ 0.3	0.56 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 73	07:36:47.7	65:36:07.1	6	6	2	3.2 $\pm$ 0.6	2.1 $\pm$ 0.4	0.65 $\pm$ 0.18	no	candidate SNR
LBZ 74	07:36:47.9	65:36:23.9	6	6	2	13.1 $\pm$ 0.6	10.1 $\pm$ 0.5	0.77 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR <sup>d</sup>
LBZ 75	07:36:48.0	65:37:56.4	5	10	10	19.4 $\pm$ 0.4	8.9 $\pm$ 0.3	0.46 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 76	07:36:48.1	65:36:59.3	6	10	10	15.9 $\pm$ 0.4	12.3 $\pm$ 0.3	0.77 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 77	07:36:48.3	65:34:58.5	6	10	10	6.1 $\pm$ 0.5	2.4 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 78	07:36:48.5	65:37:50.7	8	10	10	29.6 $\pm$ 0.6	16.2 $\pm$ 0.5	0.55 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR*
LBZ 79	07:36:48.9	65:35:30.3	6	10	10	7.3 $\pm$ 0.6	2.7 $\pm$ 0.3	0.37 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 80	07:36:49.5	65:34:39.5	6	10	10	4.4 $\pm$ 0.4	2.1 $\pm$ 0.2	0.48 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 81	07:36:50.9	65:36:24.5	10	15	5	62.0 $\pm$ 1.0	40.6 $\pm$ 0.8	0.65 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR*
LBZ 82	07:36:51.1	65:33:51.7	5	10	10	4.9 $\pm$ 0.1	3.6 $\pm$ 0.1	0.77 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 83	07:36:51.1	65:36:36.6	6	10	10	26.4 $\pm$ 0.5	15.4 $\pm$ 0.4	0.58 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 84	07:36:51.1	65:36:55.8	6	10	10	41.4 $\pm$ 0.7	18.5 $\pm$ 0.5	0.45 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 85	07:36:51.5	65:35:36.4	6	10	10	10.1 $\pm$ 0.7	6.6 $\pm$ 0.4	0.65 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 86	07:36:51.5	65:36:09.5	6	10	10	19.0 $\pm$ 0.7	10.1 $\pm$ 0.6	0.53 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 87	07:36:52.2	65:33:41.9	6	6	2	3.8 $\pm$ 0.1	3.8 $\pm$ 0.1	0.99 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR <sup>e</sup>

<sup>a</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-5).

<sup>b</sup>Φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-7), Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 30) και ραδιοφωνικό Υ/Υ των Eck et al. (2002) ( $\mu$ ).

<sup>c</sup>Φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-6).

<sup>d</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 120).

<sup>e</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-9).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.2

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 88	07:36:52.9	65:36:13.8	6	10	10	35.6 $\pm$ 0.6	16.6 $\pm$ 0.5	0.47 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 89	07:36:53.4	65:35:59.8	6	10	10	58.4 $\pm$ 0.6	34.2 $\pm$ 0.5	0.59 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 90	07:36:53.8	65:33:41.7	8	10	10	68.8 $\pm$ 0.2	30.3 $\pm$ 0.2	0.44 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 91	07:36:54.3	65:34:04.0	5	10	10	3.2 $\pm$ 0.2	2.5 $\pm$ 0.1	0.80 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 92	07:36:54.4	65:35:11.0	5	10	10	4.0 $\pm$ 0.4	2.5 $\pm$ 0.2	0.63 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 93	07:36:55.1	65:35:38.1	10	15	5	78.1 $\pm$ 0.9	43.0 $\pm$ 0.5	0.55 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 94	07:36:55.6	65:35:36.1	6	10	10	31.9 $\pm$ 0.6	13.7 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR <sup>d</sup>
LBZ 95	07:36:55.8	65:35:38.6	6	10	10	33.8 $\pm$ 0.6	14.2 $\pm$ 0.2	0.42 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>e</sup>
LBZ 96	07:36:57.2	65:36:03.9	6	10	10	5.7 $\pm$ 0.6	6.9 $\pm$ 0.3	1.21 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR <sup>f</sup>
LBZ 97	07:36:58.1	65:36:28.7	10	10	5	20.6 $\pm$ 0.8	15.0 $\pm$ 0.4	0.73 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR <sup>*</sup>
LBZ 98	07:36:59.3	65:35:38.0	6	10	10	19.1 $\pm$ 0.5	9.8 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 99	07:37:00.0	65:37:28.9	6	6	2	10.2 $\pm$ 0.5	4.0 $\pm$ 0.4	0.39 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 100	07:37:01.3	65:34:38.4	6	10	10	26.3 $\pm$ 0.4	10.4 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR
LBZ 101	07:37:01.4	65:34:35.7	6	10	10	15.5 $\pm$ 0.4	8.1 $\pm$ 0.2	0.52 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 102	07:37:01.8	65:34:13.4	10	20	5	98.9 $\pm$ 0.6	50.3 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>g</sup>
LBZ 103	07:37:02.4	65:36:01.7	6	6	2	18.7 $\pm$ 0.4	9.5 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>h</sup>
LBZ 104	07:37:02.8	65:34:38.1	6	10	10	37.1 $\pm$ 0.4	17.9 $\pm$ 0.2	0.48 $\pm$ 0.01	no	candidate SNR <sup>i</sup>
LBZ 105	07:37:03.5	65:37:25.2	6	10	10	14.8 $\pm$ 0.4	8.9 $\pm$ 0.3	0.60 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 106	07:37:06.4	65:34:46.1	6	10	10	13.0 $\pm$ 0.5	5.6 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 107	07:37:10.7	65:33:11.0	5	5	5	9.85 $\pm$ 0.5	4.2 $\pm$ 0.2	0.42 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR <sup>j</sup>
LBZ 108	07:37:12.4	65:33:45.9	6	10	10	6.4 $\pm$ 0.6	4.2 $\pm$ 0.2	0.65 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR <sup>k</sup>
LBZ 109	07:37:21.6	65:33:14.4	6	6	1	5.57 $\pm$ 0.4	2.1 $\pm$ 0.1	0.38 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR <sup>l</sup>

<sup>a</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-11).

<sup>b</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-12).

<sup>c</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-14).

<sup>d</sup>Μέρος του SNR-14 των Matonick & Fesen (1997).

<sup>e</sup>Μέρος του SNR-15 των Matonick & Fesen (1997).

<sup>f</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-17) και Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 42).

<sup>g</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-18) και XRB ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>h</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-22) και Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 86).

<sup>i</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-24) και Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 80).

<sup>j</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 2) και φωτομετρικό U/U των Matonick & Fesen (1997) (SNR-29).

<sup>k</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-30) και XRB ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>l</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-33).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)



Συνέχεια Πίνακα 5.2

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 110	07:36:22.8	65:36:54.2	8	10	10	66.4 $\pm$ 0.5	22.5 $\pm$ 0.4	0.34 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*
LBZ 111	07:36:25.6	65:36:12.4	6	10	10	43.8 $\pm$ 0.2	16.6 $\pm$ 0.2	0.38 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 112	07:36:25.7	65:38:49.6	6	10	10	45.5 $\pm$ 0.6	16.9 $\pm$ 0.5	0.37 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 113	07:36:26.9	65:37:01.8	6	10	10	29.1 $\pm$ 0.4	10.9 $\pm$ 0.3	0.37 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 114	07:36:27.5	65:37:43.6	8	10	10	45.5 $\pm$ 0.5	16.9 $\pm$ 0.4	0.37 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*
LBZ 115	07:36:30.5	65:35:24.4	8	10	10	25.9 $\pm$ 0.3	7.5 $\pm$ 0.2	0.29 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*
LBZ 116	07:36:30.7	65:35:48.6	8	10	10	74.2 $\pm$ 0.3	24.4 $\pm$ 0.2	0.33 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*
LBZ 117	07:36:37.0	65:36:35.4	6	10	10	110.0 $\pm$ 0.4	35.2 $\pm$ 0.3	0.32 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 118	07:36:37.0	65:36:39.1	8	10	10	311.0 $\pm$ 0.6	114.0 $\pm$ 0.5	0.37 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 119	07:36:38.1	65:36:26.2	6	10	10	151.0 $\pm$ 0.5	44.8 $\pm$ 0.4	0.30 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 120	07:36:40.2	65:39:22.0	6	10	10	23.0 $\pm$ 0.2	8.60 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 121	07:36:42.5	65:36:11.6	6	10	10	70.8 $\pm$ 0.4	20.3 $\pm$ 0.3	0.29 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 122	07:36:42.7	65:36:59.4	6	10	10	71.4 $\pm$ 0.4	23.6 $\pm$ 0.3	0.33 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 123	07:36:44.2	65:35:02.6	6	6	2	71.2 $\pm$ 0.4	20.6 $\pm$ 0.3	0.29 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 124	07:36:44.9	65:36:05.9	6	10	10	31.7 $\pm$ 0.4	10.2 $\pm$ 0.4	0.32 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 125	07:36:45.9	65:39:39.6	8	10	10	19.9 $\pm$ 0.2	6.9 $\pm$ 0.1	0.35 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*
LBZ 126	07:36:46.3	65:35:57.9	6	10	10	55.5 $\pm$ 0.5	17.3 $\pm$ 0.4	0.31 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 127	07:36:46.5	65:36:10.8	6	10	10	175.0 $\pm$ 0.6	55.3 $\pm$ 0.4	0.32 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 128	07:36:47.5	65:36:19.9	6	10	10	47.7 $\pm$ 0.6	16.7 $\pm$ 0.5	0.35 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 129	07:36:47.6	07:36:47.5	6	10	10	29.6 $\pm$ 0.5	10.6 $\pm$ 0.4	0.36 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 130	07:36:47.9	65:36:26.3	6	10	10	52.4 $\pm$ 0.6	19.6 $\pm$ 0.5	0.37 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 131	07:36:49.2	65:34:30.6	10	15	5	31.2 $\pm$ 0.6	9.7 $\pm$ 0.3	0.31 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 132	07:36:49.3	65:36:21.6	6	10	10	89.5 $\pm$ 0.6	30.6 $\pm$ 0.5	0.34 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 133	07:36:50.1	65:36:48.9	6	10	10	79.0 $\pm$ 0.6	25.6 $\pm$ 0.4	0.32 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 134	07:36:51.0	65:36:14.3	6	10	10	41.2 $\pm$ 0.7	12.2 $\pm$ 0.5	0.30 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 135	07:36:52.7	65:35:50.2	8	10	10	168.0 $\pm$ 0.8	58.0 $\pm$ 0.6	0.35 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>d</sup>

<sup>a</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-4).

<sup>b</sup>XRB ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>c</sup>Οπτικό, φωτομερικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-8).

<sup>d</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-10).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.2

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 136	07:36:53.2	65:35:54.1	6	10	10	19.7 $\pm$ 0.8	6.2 $\pm$ 0.3	0.32 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 137	07:36:53.7	65:35:11.5	5	10	10	10.9 $\pm$ 0.4	4.1 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 138	07:36:53.8	65:35:32.1	6	10	10	31.5 $\pm$ 0.5	9.2 $\pm$ 0.4	0.29 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 139	07:36:56.3	65:34:05.6	8	10	10	48.6 $\pm$ 0.4	15.0 $\pm$ 0.2	0.31 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 140	07:36:57.4	65:33:58.8	6	10	10	19.0 $\pm$ 0.3	6.5 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 141	07:36:57.9	65:37:31.6	6	10	10	29.6 $\pm$ 0.5	8.6 $\pm$ 0.4	0.29 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 142	07:36:58.2	65:34:07.7	6	10	10	20.3 $\pm$ 0.3	7.1 $\pm$ 0.1	0.35 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 143	07:37:01.3	65:34:59.5	5	5	2	13.4 $\pm$ 0.4	5.0 $\pm$ 0.1	0.37 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 144	07:37:01.9	65:33:42.6	5	10	10	9.8 $\pm$ 0.5	2.7 $\pm$ 0.2	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 145	07:37:02.1	65:34:36.6	6	10	10	36.9 $\pm$ 0.4	13.0 $\pm$ 0.2	0.35 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>d</sup>
LBZ 146	07:37:03.0	65:33:46.1	6	6	2	8.1 $\pm$ 0.5	2.7 $\pm$ 0.2	0.33 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR <sup>e</sup>
LBZ 147	07:37:04.6	65:36:38.2	6	10	10	31.7 $\pm$ 0.6	11.9 $\pm$ 0.4	0.38 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 148	07:37:04.7	65:34:35.9	6	10	10	26.9 $\pm$ 0.4	9.2 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR
LBZ 149	07:37:05.8	65:34:32.2	10	20	5	34.0 $\pm$ 0.5	10.6 $\pm$ 0.2	0.31 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR*

<sup>a</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-13).<sup>b</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-16).<sup>c</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-20).<sup>d</sup>Οπτικό, φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-19).<sup>e</sup>Οπτικό, φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick & Fesen (1997) (SNR-23).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Πίνακας 5.3 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 3077

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 1	10:03:14.2	68:43:52.1	4	10	10	10.3 $\pm$ 0.7	4.6 $\pm$ 0.3	0.45 $\pm$ 0.08	yes (M)	SNR
LBZ 2	10:03:16.5	68:44:41.8	4	10	10	7.0 $\pm$ 0.4	3.6 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.08	yes (M)	SNR
LBZ 3	10:03:17.1	68:44:37.5	5	10	10	24.5 $\pm$ 0.6	6.8 $\pm$ 0.3	0.28 $\pm$ 0.02	yes (M)	SNR
LBZ 4	10:03:18.4	68:43:19.3	5	5	10	13.7 $\pm$ 0.6	3.8 $\pm$ 0.3	0.28 $\pm$ 0.04	yes (M)	SNR
LBZ 5	10:03:18.8	68:43:37.9	4	5	5	3.6 $\pm$ 0.7	2.7 $\pm$ 0.3	0.75 $\pm$ 0.34	yes (M)	SNR
LBZ 6	10:03:23.4	68:44:14.8	4	10	10	9.9 $\pm$ 0.8	3.4 $\pm$ 0.4	0.34 $\pm$ 0.08	yes (S)	SNR
LBZ 7	10:03:14.9	68:43:47.2	4	10	10	7.4 $\pm$ 0.7	5.2 $\pm$ 0.4	0.71 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 8	10:03:15.7	68:43:48.3	4	10	10	4.8 $\pm$ 0.8	2.4 $\pm$ 0.4	0.51 $\pm$ 0.22	no	candidate SNR
LBZ 9	10:03:16.5	68:44:35.6	4	10	10	4.6 $\pm$ 0.5	2.9 $\pm$ 0.2	0.64 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 10	10:03:16.6	68:43:44.7	4	10	10	9.9 $\pm$ 0.8	4.1 $\pm$ 0.4	0.41 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 11	10:03:16.8	68:44:31.9	4	10	10	7.9 $\pm$ 0.5	3.6 $\pm$ 0.3	0.45 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 12	10:03:18.1	68:44:32.6	4	10	10	8.3 $\pm$ 0.6	3.7 $\pm$ 0.3	0.45 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 13	10:03:18.1	68:44:36.0	4	10	10	5.7 $\pm$ 0.5	2.7 $\pm$ 0.3	0.47 $\pm$ 0.12	no	candidate SNR
LBZ 14	10:03:18.6	68:44:30.1	3	10	10	6.6 $\pm$ 0.4	2.8 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 15	10:03:19.4	68:43:15.4	4	10	10	10.5 $\pm$ 0.5	4.2 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 16	10:03:20.3	68:44:29.0	4	6	5	11.1 $\pm$ 0.6	5.4 $\pm$ 0.3	0.49 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 17	10:03:22.3	68:43:56.1	4	10	10	9.7 $\pm$ 0.8	3.8 $\pm$ 0.4	0.40 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR
LBZ 18	10:03:22.7	68:44:15.8	4	10	10	9.0 $\pm$ 0.8	5.2 $\pm$ 0.4	0.58 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR
LBZ 19	10:03:14.0	68:44:01.4	4	10	10	18.3 $\pm$ 0.7	5.2 $\pm$ 0.3	0.29 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 20	10:03:14.4	68:43:59.2	4	10	10	16.9 $\pm$ 0.8	5.0 $\pm$ 0.4	0.29 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 21	10:03:15.1	68:44:25.1	4	10	10	17.5 $\pm$ 0.6	5.6 $\pm$ 0.3	0.32 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 22	10:03:17.7	68:44:31.0	4	10	10	11.8 $\pm$ 0.6	3.6 $\pm$ 0.3	0.31 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 23	10:03:17.8	68:43:12.0	4	10	10	13.4 $\pm$ 0.5	3.9 $\pm$ 0.2	0.29 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 24	10:03:20.8	68:41:40.2	4	10	10	4.2 $\pm$ 0.2	1.2 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR <sup>a</sup>

<sup>a</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010) (LZB 15).

Πίνακας 5.4 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4214

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 1	12:15:33.6	36:19:26.9	5	ext	ext	18.8 $\pm$ 0.2	4.7 $\pm$ 0.3	0.25 $\pm$ 0.03	yes (S)	SNR
LBZ 2	12:15:33.8	36:19:12.0	3	20	10	2.4 $\pm$ 0.1	1.7 $\pm$ 0.2	0.71 $\pm$ 0.15	yes (M)	SNR
LBZ 3	12:15:33.8	36:19:30.9	5	ext	ext	22.2 $\pm$ 0.2	5.3 $\pm$ 0.3	0.24 $\pm$ 0.02	yes (S)	SNR
LBZ 4	12:15:35.7	36:17:41.6	5	10	10	16.8 $\pm$ 0.2	9.3 $\pm$ 0.2	0.55 $\pm$ 0.03	yes (M)	SNR
LBZ 5	12:15:37.6	36:20:12.3	3	10	10	4.1 $\pm$ 0.2	3.0 $\pm$ 0.3	0.73 $\pm$ 0.16	yes (S)	SNR
LBZ 6	12:15:37.6	36:20:33.3	6	45	10	8.2 $\pm$ 0.3	6.5 $\pm$ 0.4	0.79 $\pm$ 0.12	yes (S)	SNR*
LBZ 7	12:15:37.7	36:19:12.9	5	10	10	13.5 $\pm$ 0.3	6.2 $\pm$ 0.4	0.46 $\pm$ 0.06	yes (S)	SNR
LBZ 8	12:15:37.8	36:16:12.7	6	20	30	29.1 $\pm$ 0.1	23.0 $\pm$ 0.2	0.79 $\pm$ 0.02	yes (S)	SNR*
LBZ 9	12:15:39.4	36:19:09.5	5	2	5	7.2 $\pm$ 0.4	3.8 $\pm$ 0.5	0.53 $\pm$ 0.15	yes (M)	SNR
LBZ 10	12:15:39.4	36:20:06.5	5	10	10	8.2 $\pm$ 0.4	4.8 $\pm$ 0.5	0.58 $\pm$ 0.13	yes (M)	SNR
LBZ 11	12:15:39.6	36:20:11.8	5	10	10	7.4 $\pm$ 0.3	6.6 $\pm$ 0.5	0.89 $\pm$ 0.15	yes (M)	SNR
LBZ 12	12:15:39.9	36:20:03.5	5	6	5	5.3 $\pm$ 0.4	3.4 $\pm$ 0.5	0.64 $\pm$ 0.22	yes (M)	SNR
LBZ 13	12:15:40.5	36:18:25.4	4	ext	ext	8.9 $\pm$ 0.2	4.1 $\pm$ 0.2	0.46 $\pm$ 0.05	yes (M)	SNR
LBZ 14	12:15:40.9	36:19:50.0	5	10	5	14.0 $\pm$ 0.4	5.4 $\pm$ 0.5	0.39 $\pm$ 0.07	yes (M)	SNR
LBZ 15	12:15:41.7	36:18:40.5	5	5	5	3.8 $\pm$ 0.2	3.8 $\pm$ 0.4	1.01 $\pm$ 0.25	yes (M)	SNR
LBZ 16	12:15:42.5	36:19:47.7	8	20	30	176.0 $\pm$ 0.5	98.0 $\pm$ 0.7	0.55 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR <sup>a</sup>
LBZ 17	12:15:44.7	36:18:31.9	3	22	3	2.6 $\pm$ 0.9	2.0 $\pm$ 0.1	0.78 $\pm$ 0.12	yes (M)	SNR
LBZ 18	12:15:45.7	36:19:41.8	7	20	30	6.2 $\pm$ 0.3	3.5 $\pm$ 0.4	0.57 $\pm$ 0.14	yes (M)	SNR <sup>b</sup>
LBZ 19	12:15:21.8	36:19:25.0	5	10	10	4.1 $\pm$ 0.1	2.6 $\pm$ 0.2	0.63 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 20	12:15:23.1	36:21:45.0	5	10	10	1.4 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.1	1.03 $\pm$ 0.24	no	candidate SNR
LBZ 21	12:15:23.6	36:17:00.5	5	10	10	3.2 $\pm$ 0.1	2.0 $\pm$ 0.2	0.61 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 22	12:15:23.8	36:20:37.4	5	10	10	8.9 $\pm$ 0.1	4.2 $\pm$ 0.1	0.47 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 23	12:15:25.9	36:22:04.6	5	10	10	3.1 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.2	0.46 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 24	12:15:30.2	36:16:50.1	5	10	10	12.7 $\pm$ 0.1	5.0 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 25	12:15:31.9	36:22:24.3	5	10	10	2.7 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.12	no	candidate SNR
LBZ 26	12:15:32.1	36:22:05.6	5	10	10	11.1 $\pm$ 0.2	6.1 $\pm$ 0.2	0.55 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 27	12:15:32.4	36:22:20.7	5	10	10	8.6 $\pm$ 0.2	3.2 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 28	12:15:32.6	36:21:58.5	3	4	10	2.7 $\pm$ 0.1	1.5 $\pm$ 0.1	0.55 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 29	12:15:32.7	36:21:50.1	5	10	10	2.9 $\pm$ 0.1	2.5 $\pm$ 0.2	0.86 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR
LBZ 30	12:15:32.9	36:22:13.2	5	10	10	10.6 $\pm$ 0.1	7.0 $\pm$ 0.2	0.66 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR

<sup>a</sup>Οπτικό Υ/Υ (SNR-6) των Dopita et al. (2010).<sup>b</sup>Υ/Υ ακτίνων-X (LZB 38) των Leonidaki et al. (2010) και οπτικό Υ/Υ (SNR-7) των Dopita et al. (2010).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.4

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 31	12:15:33.3	36:19:04.4	5	10	10	5.5 $\pm$ 0.2	3.5 $\pm$ 0.3	0.64 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR
LBZ 32	12:15:33.3	36:19:25.6	5	10	10	6.8 $\pm$ 0.2	3.5 $\pm$ 0.3	0.51 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 33	12:15:33.3	36:21:07.9	5	10	10	7.9 $\pm$ 0.1	3.0 $\pm$ 0.2	0.38 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 34	12:15:33.3	36:21:56.4	5	10	10	12.1 $\pm$ 0.2	6.9 $\pm$ 0.2	0.57 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 35	12:15:33.4	36:19:01.0	5	10	10	5.5 $\pm$ 0.2	4.9 $\pm$ 0.3	0.89 $\pm$ 0.11	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 36	12:15:34.0	36:21:53.5	5	10	10	5.3 $\pm$ 0.1	2.3 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 37	12:15:34.5	36:18:23.9	5	10	10	6.2 $\pm$ 0.2	4.1 $\pm$ 0.2	0.67 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 38	12:15:35.2	36:21:18.4	5	10	10	5.8 $\pm$ 0.2	2.7 $\pm$ 0.2	0.46 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 39	12:15:35.2	36:22:16.2	7	15	5	8.7 $\pm$ 0.2	8.5 $\pm$ 0.3	0.98 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR*
LBZ 40	12:15:35.4	36:21:12.2	5	10	10	4.6 $\pm$ 0.2	2.0 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 41-1	12:15:35.8	36:20:52.8	5	10	10	6.3 $\pm$ 0.2	4.0 $\pm$ 0.3	0.63 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 42-2	12:15:35.9	36:20:51.1	5	10	10	9.4 $\pm$ 0.2	5.8 $\pm$ 0.3	0.61 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 43	12:15:36.2	36:20:48.6	5	10	10	9.9 $\pm$ 0.2	7.3 $\pm$ 0.3	0.74 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 44	12:15:36.7	36:20:55.7	5	10	10	16.9 $\pm$ 0.2	9.0 $\pm$ 0.3	0.53 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 45	12:15:37.9	36:19:55.6	5	10	10	39.3 $\pm$ 0.4	16.0 $\pm$ 0.7	0.41 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 46	12:15:38.0	36:21:16.4	5	10	10	4.3 $\pm$ 0.2	2.7 $\pm$ 0.3	0.63 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR
LBZ 47	12:15:38.0	36:22:22.4	10	12	5	66.7 $\pm$ 0.4	42.0 $\pm$ 0.8	0.63 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 48	12:15:38.3	36:19:08.6	5	10	10	8.5 $\pm$ 0.3	4.8 $\pm$ 0.5	0.56 $\pm$ 0.11	no	candidate SNR
LBZ 49-1	12:15:38.3	36:20:09.3	5	10	10	20.5 $\pm$ 0.4	8.2 $\pm$ 0.5	0.40 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 50-2	12:15:38.6	36:20:09.5	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.4	11.0 $\pm$ 0.5	0.78 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 51-3	12:15:38.8	36:20:09.7	5	10	10	12.8 $\pm$ 0.4	5.0 $\pm$ 0.5	0.39 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 52	12:15:38.9	36:19:16.1	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.4	6.6 $\pm$ 0.5	0.47 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 53	12:15:39.0	36:19:05.4	5	10	10	7.4 $\pm$ 0.3	6.6 $\pm$ 0.4	0.89 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 54	12:15:39.0	36:19:08.6	5	5	5	7.2 $\pm$ 0.4	3.9 $\pm$ 0.5	0.54 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR
LBZ 55	12:15:39.2	36:20:12.1	5	10	10	6.5 $\pm$ 0.3	2.4 $\pm$ 0.5	0.37 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR
LBZ 56	12:15:39.4	36:20:54.1	4	20	5	2.2 $\pm$ 0.1	2.0 $\pm$ 0.2	0.89 $\pm$ 0.21	no	candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 57	12:15:40.0	36:18:39.4	5	10	10	9.6 $\pm$ 0.2	8.9 $\pm$ 0.4	0.92 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR <sup>d</sup>
LBZ 58	12:15:40.2	36:18:41.1	5	10	10	10.8 $\pm$ 0.2	8.0 $\pm$ 0.4	0.74 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 59	12:15:40.8	36:19:58.8	5	10	10	15.2 $\pm$ 0.3	8.3 $\pm$ 0.5	0.54 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 60	12:15:41.8	36:18:50.5	5	10	10	5.6 $\pm$ 0.3	3.1 $\pm$ 0.4	0.55 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR

<sup>a</sup>Πιθανώς συνδέεται με το Υ/Υ LZB 7 των Leonidaki et al. (2010).

<sup>b</sup>Αυτή η πηγή πιθανώς συμπίπτει με το Υ/Υ ακτίνων-X LZB 11 των Leonidaki et al. (2010).

<sup>c</sup>Υ/Υ ακτίνων-X (LZB 31) των Leonidaki et al. (2010).

<sup>d</sup>Υ/Υ ακτίνων-X (LZB 30) των Leonidaki et al. (2010), οπτικό Υ/Υ (SNR-2) των Dopita et al. (2010) και ραδιοφωνικό Υ/Υ (SNR-9) των Chomiuk

Συνέχεια Πίνακα 5.4

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 61	12:15:41.9	36:19:35.9	5	10	10	7.4 $\pm$ 0.3	5.1 $\pm$ 0.4	0.69 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR
LBZ 62	12:15:42.0	36:19:43.1	5	10	10	8.4 $\pm$ 0.3	7.0 $\pm$ 0.4	0.83 $\pm$ 0.12	no	candidate SNR
LBZ 63	12:15:42.7	36:18:34.1	5	10	10	36.0 $\pm$ 0.3	23.0 $\pm$ 0.4	0.64 $\pm$ 0.02	no	candidate SNR
LBZ 64	12:15:42.8	36:16:58.6	5	10	10	4.3 $\pm$ 0.1	1.7 $\pm$ 0.2	0.40 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 65	12:15:44.7	36:18:03.6	5	10	10	6.3 $\pm$ 0.2	3.5 $\pm$ 0.2	0.55 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 66	12:15:46.1	36:17:02.0	5	10	10	10.1 $\pm$ 0.1	3.9 $\pm$ 0.2	0.39 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 67	12:15:46.2	36:17:39.4	5	10	10	6.7 $\pm$ 0.1	5.2 $\pm$ 0.2	0.78 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 68	12:15:47.1	36:17:14.8	5	10	10	4.8 $\pm$ 0.1	2.7 $\pm$ 0.2	0.56 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 69-1	12:15:47.6	36:17:37.2	5	10	10	8.2 $\pm$ 0.1	5.4 $\pm$ 0.2	0.65 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 70-2	12:15:47.7	36:17:35.5	5	10	10	10.1 $\pm$ 0.1	7.5 $\pm$ 0.2	0.74 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 71-3	12:15:47.8	36:17:37.1	5	10	10	7.9 $\pm$ 0.1	5.6 $\pm$ 0.2	0.71 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 72-4	12:15:47.9	36:17:36.7	5	10	10	8.6 $\pm$ 0.1	5.9 $\pm$ 0.2	0.69 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 73	12:15:48.8	36:17:02.3	6	70	5	8.9 $\pm$ 0.1	4.8 $\pm$ 0.2	0.54 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 74	12:15:33.2	36:16:45.3	5	10	10	5.8 $\pm$ 0.1	1.9 $\pm$ 0.1	0.33 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 75	12:15:34.9	36:22:48.5	5	10	10	4.6 $\pm$ 0.1	1.5 $\pm$ 0.1	0.33 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 76	12:15:35.4	36:19:44.6	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.3	4.6 $\pm$ 0.5	0.33 $\pm$ 0.06	no	probable candidate SNR
LBZ 77	12:15:35.8	36:21:02.0	6	10	10	27.4 $\pm$ 0.2	9.1 $\pm$ 0.3	0.33 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR*
LBZ 78	12:15:36.3	36:20:02.6	5	10	10	47.9 $\pm$ 0.4	15.0 $\pm$ 0.5	0.32 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 79	12:15:36.6	36:22:44.6	5	10	10	14.2 $\pm$ 0.2	4.1 $\pm$ 0.2	0.29 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 80	12:15:38.2	36:19:45.2	10	10	5	94.1 $\pm$ 0.6	33.0 $\pm$ 1.1	0.35 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 81	12:15:38.6	36:20:04.6	5	10	10	42.8 $\pm$ 0.4	14.0 $\pm$ 0.6	0.33 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 82	12:15:38.9	36:18:58.9	4	ext	ext	25.7 $\pm$ 0.2	8.5 $\pm$ 0.3	0.33 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 83	12:15:40.2	36:19:30.2	5	10	10	410.0 $\pm$ 1.0	150.0 $\pm$ 0.9	0.36 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>d</sup>
LBZ 84	12:15:40.8	36:18:46.3	5	10	10	13.5 $\pm$ 0.3	4.7 $\pm$ 0.4	0.34 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 85	12:15:40.8	36:18:49.9	5	10	10	23.9 $\pm$ 0.3	6.9 $\pm$ 0.4	0.29 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR

<sup>a</sup>Υ/Υ ακτίνων-X (LZB 23) των Leonidaki et al. (2010).

<sup>b</sup>Οι Chomiuk & Wilcots (2009) έχουν ταξινομήσει αυτή την πηγή ως ραδιοφωνικό SNR/H II ενώ στις ακτίνες - X έχει φασματοσκοπικά πιστοποιηθεί ως XRB (Leonidaki et al. 2010).

<sup>c</sup>Οπτικό Υ/Υ των Dopita et al. (2010) (SNR-1) και ραδιοφωνικό Υ/Υ (SNR-4) των Chomiuk & Wilcots (2009).

<sup>d</sup>Οπτικό Υ/Υ (SNR-4) των Dopita et al. (2010) και ραδιοφωνικό Υ/Υ (SNR-11) των Chomiuk & Wilcots (2009).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.4

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 86	12:15:40.9	36:18:52.8	5	10	10	23.9 $\pm$ 0.3	7.9 $\pm$ 0.4	0.33 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 87	12:15:41.9	36:19:15.5	6	6	2	83.8 $\pm$ 0.5	30.0 $\pm$ 0.6	0.36 $\pm$ 0.01	no	probable candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 88	12:15:42.9	36:18:13.3	5	10	10	23.9 $\pm$ 0.2	8.5 $\pm$ 0.3	0.36 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 89	12:15:43.1	36:16:49.6	5	10	10	17.1 $\pm$ 0.2	6.0 $\pm$ 0.2	0.35 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 90	12:15:43.6	36:16:50.0	5	10	10	20.5 $\pm$ 0.2	6.7 $\pm$ 0.2	0.33 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 91	12:15:44.7	36:22:53.3	5	10	10	2.7 $\pm$ 0.1	1.0 $\pm$ 0.2	0.36 $\pm$ 0.10	no	probable candidate SNR
LBZ 92	12:15:50.8	36:21:25.0	5	10	10	5.5 $\pm$ 0.1	1.7 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR

<sup>a</sup> Αυτή η πηγή έχει ανιχνευθεί ως Υ/Υ σε διάφορες ενεργειακές περιοχές. Οπτικό: Dopita et al. (2010) (SNR 5), ραδιοφωνικό: Vukotic et al. (2005) και Chomiuk & Wilcots (2009) ( $\rho$  και SNR-19 αντίστοιχα) και ακτίνες-X: Leonidaki et al. (2010) (LZB 28).

Πίνακας 5.5 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4395

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec $^{-1}$ cm $^{-2}$ ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec $^{-1}$ cm $^{-2}$ ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) $_{phot}$	Spectra	Classification
LBZ 1	12:25:44.9	33:30:36.3	6	10	10	14.0 $\pm$ 0.2	3.5 $\pm$ 0.1	0.25 $\pm$ 0.02	yes (M)	SNR
LBZ 2	12:25:46.1	33:30:47.2	4	10	10	4.3 $\pm$ 0.1	1.2 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.04	yes (M)	SNR
LBZ 3	12:25:47.2	33:32:45.3	3	10	10	5.5 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.1	0.26 $\pm$ 0.04	yes (M)	SNR
LBZ 4	12:25:53.4	33:31:03.9	5	20	30	14.0 $\pm$ 0.2	3.3 $\pm$ 0.1	0.24 $\pm$ 0.02	yes (M)	SNR
LBZ 5	12:25:54.1	33:30:57.6	6	15	5	17.0 $\pm$ 0.3	4.3 $\pm$ 0.1	0.25 $\pm$ 0.02	yes (S)	SNR
LBZ 6	12:25:54.3	33:30:50.0	4	10	5	1.5 $\pm$ 0.2	1.3 $\pm$ 0.2	0.88 $\pm$ 0.43	yes (S)	SNR
LBZ 7	12:25:31.9	33:33:49.6	4	20	10	2.4 $\pm$ 0.1	0.8 $\pm$ 0.1	0.37 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 8	12:25:37.9	33:30:34.3	5	10	10	5.3 $\pm$ 0.1	2.0 $\pm$ 0.1	0.39 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 9	12:25:44.6	33:35:08.4	4	10	10	4.4 $\pm$ 0.2	1.6 $\pm$ 0.1	0.36 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 10	12:25:50.7	33:30:09.0	4	10	10	3.1 $\pm$ 0.1	1.1 $\pm$ 0.1	0.36 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 11	12:25:52.5	33:30:25.9	4	5	5	3.9 $\pm$ 0.2	2.0 $\pm$ 0.1	0.53 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 12	12:25:53.4	33:31:05.9	5	6	5	7.5 $\pm$ 0.2	3.0 $\pm$ 0.1	0.40 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 13	12:25:54.5	33:31:03.4	4	10	10	2.7 $\pm$ 0.2	1.8 $\pm$ 0.1	0.64 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR
LBZ 14	12:25:54.6	33:31:14.6	4	10	10	5.8 $\pm$ 0.2	2.4 $\pm$ 0.1	0.41 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 15	12:25:54.9	33:31:12.3	4	10	10	5.3 $\pm$ 0.2	1.9 $\pm$ 0.1	0.35 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 16	12:25:56.6	33:31:31.7	4	10	10	4.1 $\pm$ 0.2	2.8 $\pm$ 0.1	0.68 $\pm$ 0.11	no	candidate SNR
LBZ 17	12:25:57.2	33:36:22.5	4	10	10	2.6 $\pm$ 0.1	0.7 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 18	12:25:57.7	33:31:54.7	4	10	10	6.2 $\pm$ 0.2	2.2 $\pm$ 0.1	0.36 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 19	12:25:59.9	33:31:32.6	4	10	10	5.5 $\pm$ 0.2	2.0 $\pm$ 0.1	0.37 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 20	12:26:01.1	33:29:04.3	4	10	10	2.0 $\pm$ 0.1	0.7 $\pm$ 0.1	0.35 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 21	12:25:31.3	33:35:24.8	4	10	10	3.1 $\pm$ 0.1	0.8 $\pm$ 0.1	0.26 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 22	12:25:34.7	33:33:02.9	4	10	10	3.1 $\pm$ 0.1	0.9 $\pm$ 0.1	0.30 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 23	12:25:42.1	33:31:22.2	4	10	10	3.9 $\pm$ 0.1	1.2 $\pm$ 0.1	0.32 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 24	12:25:42.7	33:30:47.9	4	10	10	7.9 $\pm$ 0.2	2.2 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 25	12:25:42.7	33:31:03.5	4	10	10	5.3 $\pm$ 0.2	1.8 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 26	12:25:43.5	33:33:30.2	4	10	10	16.0 $\pm$ 0.2	4.5 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 27	12:25:44.3	33:32:56.2	4	10	10	9.1 $\pm$ 0.2	2.5 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 28	12:25:45.7	33:30:51.6	4	10	10	5.3 $\pm$ 0.1	1.6 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 29	12:25:49.1	33:32:36.8	4	10	10	8.9 $\pm$ 0.2	2.3 $\pm$ 0.2	0.26 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 30	12:25:49.5	33:30:08.4	4	5	5	3.1 $\pm$ 0.1	1.0 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 31	12:25:50.5	33:30:16.9	4	10	10	5.1 $\pm$ 0.1	1.5 $\pm$ 0.1	0.30 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 32	12:25:50.9	33:29:29.7	4	10	10	4.1 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR



Συνέχεια Πίνακα 5.5

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 33	12:25:51.9	33:30:32.8	4	10	10	4.3 $\pm$ 0.1	1.1 $\pm$ 0.1	0.26 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 34	12:25:53.6	33:35:09.9	4	10	10	3.4 $\pm$ 0.1	0.9 $\pm$ 0.1	0.26 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 35	12:25:53.7	33:30:57.4	4	10	10	5.8 $\pm$ 0.2	1.8 $\pm$ 0.1	0.32 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 36	12:25:53.9	33:30:49.5	4	10	10	3.6 $\pm$ 0.2	1.1 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.09	no	probable candidate SNR
LBZ 37	12:25:55.7	33:31:30.5	4	10	10	8.7 $\pm$ 0.2	2.6 $\pm$ 0.1	0.30 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 38	12:25:56.3	33:30:10.2	4	10	10	4.9 $\pm$ 0.1	1.4 $\pm$ 0.1	0.28 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 39	12:25:56.7	33:35:18.9	5	20	30	6.0 $\pm$ 0.1	1.9 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 40	12:25:59.2	33:36:40.4	4	10	10	2.9 $\pm$ 0.1	0.8 $\pm$ 0.1	0.28 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 41	12:25:59.6	33:31:04.3	4	10	10	7.5 $\pm$ 0.2	2.0 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 42	12:25:59.7	33:31:21.4	4	10	10	6.2 $\pm$ 0.2	1.6 $\pm$ 0.1	0.26 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 43	12:26:00.7	33:28:40.1	4	10	10	3.4 $\pm$ 0.1	1.0 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 44	12:26:02.2	33:31:21.3	4	10	10	5.1 $\pm$ 0.2	1.4 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 45	12:26:07.5	33:32:03.0	4	20	10	3.2 $\pm$ 0.1	0.9 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 46	12:26:08.2	33:35:26.4	4	20	10	2.7 $\pm$ 0.1	0.8 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 47	12:26:08.8	33:32:46.2	4	10	10	6.0 $\pm$ 0.2	1.7 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR

Πίνακας 5.6 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 4449

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec $^{-1}$ cm $^{-2}$ ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec $^{-1}$ cm $^{-2}$ ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) $_{phot}$	Spectra	Classification
LBZ 1	12:28:07.3	44:04:44.9	4	4	5	3.8 $\pm$ 0.2	3.6 $\pm$ 0.3	0.93 $\pm$ 0.21	yes (M)	SNR
LBZ 2	12:28:07.4	44:05:51.6	5	10	10	8.0 $\pm$ 0.3	4.4 $\pm$ 0.3	0.54 $\pm$ 0.08	yes (M)	SNR
LBZ 3	12:28:09.5	44:05:49.2	5	10	10	19.0 $\pm$ 0.4	7.0 $\pm$ 0.5	0.39 $\pm$ 0.05	yes (M)	SNR
LBZ 4	12:28:11.8	44:05:13.9	5	10	10	17.0 $\pm$ 0.5	5.4 $\pm$ 0.6	0.30 $\pm$ 0.06	yes (M)	SNR
LBZ 5	12:28:11.9	44:04:49.4	5	5	5	7.5 $\pm$ 0.3	4.4 $\pm$ 0.3	0.59 $\pm$ 0.10	yes (M)	SNR
LBZ 6b	12:28:12.6	44:06:38.1	3	5	5	2.9 $\pm$ 0.2	1.0 $\pm$ 0.2	0.34 $\pm$ 0.16	yes (M)	SNR
LBZ 6a	12:28:12.7	44:06:39.5	3	5	5	3.1 $\pm$ 0.2	1.9 $\pm$ 0.2	0.62 $\pm$ 0.19	yes (M)	SNR
LBZ 7	12:28:13.0	44:06:06.1	5	10	10	77.0 $\pm$ 0.6	18.0 $\pm$ 0.6	0.24 $\pm$ 0.01	yes (S)	SNR
LBZ 8	12:28:13.0	44:06:28.8	5	10	10	24.0 $\pm$ 0.4	9.0 $\pm$ 0.4	0.36 $\pm$ 0.03	yes (S)	SNR
LBZ 9	12:28:13.1	44:06:34.9	5	10	10	41.0 $\pm$ 0.5	11.0 $\pm$ 0.5	0.27 $\pm$ 0.02	yes (S)	SNR
LBZ 10	12:28:13.1	44:06:22.7	6	10	10	20.0 $\pm$ 0.5	7.7 $\pm$ 0.5	0.36 $\pm$ 0.05	yes (S)	SNR
LBZ 11	12:28:13.2	44:06:41.9	4	5	5	4.1 $\pm$ 0.3	3.7 $\pm$ 0.3	0.91 $\pm$ 0.23	yes (S)	SNR
LBZ 12	12:28:13.3	44:05:56.1	5	10	10	17.0 $\pm$ 0.6	13.0 $\pm$ 0.7	0.77 $\pm$ 0.10	yes (M)	SNR
LBZ 13	12:28:14.4	44:05:45.4	5	10	10	7.9 $\pm$ 0.5	4.9 $\pm$ 0.5	0.63 $\pm$ 0.16	yes (M)	SNR
LBZ 14	12:28:14.9	44:05:29.3	4	5	3	4.3 $\pm$ 0.3	3.4 $\pm$ 0.3	0.79 $\pm$ 0.19	yes (M)	SNR
LBZ 15	12:28:14.9	44:06:56.3	5	5	5	8.4 $\pm$ 0.3	3.0 $\pm$ 0.3	0.35 $\pm$ 0.07	yes (M)	SNR
LBZ 16	12:28:15.1	44:06:08.5	3	10	10	5.8 $\pm$ 0.2	2.9 $\pm$ 0.3	0.51 $\pm$ 0.10	yes (M)	SNR
LBZ 17	12:28:16.2	44:06:15.6	3	4	5	3.4 $\pm$ 0.2	2.3 $\pm$ 0.2	0.68 $\pm$ 0.16	yes (M)	SNR
LBZ 18	12:28:19.5	44:06:13.9	5	5	2	6.0 $\pm$ 0.3	6.6 $\pm$ 0.3	1.12 $\pm$ 0.17	yes (M)	SNR
LBZ 19	12:27:55.8	44:05:35.7	5	6	10	11.0 $\pm$ 0.2	4.0 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.03	no	candidate SNR
LBZ 20	12:28:04.1	44:05:45.1	5	10	10	8.7 $\pm$ 0.2	4.6 $\pm$ 0.2	0.52 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 21	12:28:06.9	44:03:26.4	5	10	10	24.0 $\pm$ 0.2	6.2 $\pm$ 0.2	0.46 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 22	12:28:07.0	44:04:29.4	5	5	5	3.6 $\pm$ 0.3	8.1 $\pm$ 0.3	0.45 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 23	12:28:07.8	44:05:43.7	5	10	10	9.6 $\pm$ 0.3	7.7 $\pm$ 0.4	0.80 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR
LBZ 24	12:28:08.5	44:05:42.8	5	10	10	5.1 $\pm$ 0.4	2.3 $\pm$ 0.4	0.53 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 25	12:28:08.6	44:04:45.0	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.3	5.3 $\pm$ 0.4	0.43 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 26	12:28:08.6	44:05:56.3	5	5	5	10.0 $\pm$ 0.3	7.0 $\pm$ 0.4	0.67 $\pm$ 0.11	no	candidate SNR
LBZ 27	12:28:08.8	44:04:48.4	5	10	10	15.0 $\pm$ 0.4	6.2 $\pm$ 0.4	0.37 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 28	12:28:08.9	44:05:35.1	5	10	10	19.0 $\pm$ 0.5	7.6 $\pm$ 0.5	0.41 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 29	12:28:09.4	44:06:00.2	5	10	10	11.0 $\pm$ 0.3	6.1 $\pm$ 0.4	0.54 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 30	12:28:09.4	44:06:47.6	5	5	5	13.0 $\pm$ 0.3	6.0 $\pm$ 0.2	0.43 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR

Συνέχεια Πίνακα 5.6

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 31	12:28:09.5	44:05:34.9	5	10	10	6.3 $\pm$ 0.6	7.1 $\pm$ 0.6	1.13 $\pm$ 0.35	no	candidate SNR
LBZ 32	12:28:09.5	44:05:57.6	5	10	10	19.0 $\pm$ 0.4	7.2 $\pm$ 0.4	0.40 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 33	12:28:09.6	44:06:21.2	5	5	5	5.5 $\pm$ 0.3	3.0 $\pm$ 0.3	0.54 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR
LBZ 34	12:28:09.8	44:07:00.9	5	10	10	26.0 $\pm$ 0.2	5.8 $\pm$ 0.2	0.51 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 35	12:28:10.5	44:05:08.1	5	6	6	18.0 $\pm$ 0.6	8.1 $\pm$ 0.6	0.52 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 36	12:28:10.6	44:06:06.9	5	10	10	10.0 $\pm$ 0.4	3.5 $\pm$ 0.4	0.34 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 37	12:28:11.0	44:06:14.1	5	10	10	13.0 $\pm$ 0.4	4.5 $\pm$ 0.4	0.36 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 38	12:28:11.2	44:04:53.7	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.4	5.2 $\pm$ 0.4	0.37 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 39	12:28:12.0	44:05:18.8	5	10	10	22.0 $\pm$ 0.6	3.3 $\pm$ 0.6	0.58 $\pm$ 0.24	no	candidate SNR
LBZ 40	12:28:12.0	44:06:52.6	5	10	10	3.9 $\pm$ 0.4	3.6 $\pm$ 0.3	0.94 $\pm$ 0.29	no	candidate SNR
LBZ 41	12:28:12.2	44:06:47.4	5	10	10	8.2 $\pm$ 0.4	4.4 $\pm$ 0.4	0.54 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR
LBZ 42	12:28:12.2	44:06:50.9	5	10	10	7.5 $\pm$ 0.4	2.7 $\pm$ 0.3	0.36 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 43-1	12:28:13.8	44:06:35.2	5	10	10	6.5 $\pm$ 0.4	6.2 $\pm$ 0.4	0.85 $\pm$ 0.31	no	candidate SNR
LBZ 44-2	12:28:14.0	44:06:33.7	5	10	10	10.0 $\pm$ 0.4	3.4 $\pm$ 0.4	0.44 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 45-3	12:28:14.0	44:06:35.4	5	5	2	11.0 $\pm$ 0.4	3.1 $\pm$ 0.4	0.51 $\pm$ 0.13	no	candidate SNR
LBZ 46	12:28:14.1	44:05:59.0	5	6	5	8.2 $\pm$ 0.5	10. $\pm$ 0.5	0.79 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 47	12:28:14.1	44:06:31.0	5	5	3	15.0 $\pm$ 0.4	3.2 $\pm$ 0.4	0.53 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 48	12:28:14.2	44:05:07.1	5	10	10	14.0 $\pm$ 0.3	7.0 $\pm$ 0.3	0.59 $\pm$ 0.16	no	candidate SNR
LBZ 49	12:28:14.2	44:05:10.1	5	10	10	5.8 $\pm$ 0.3	3.0 $\pm$ 0.3	0.41 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 50	12:28:14.4	44:06:01.7	5	10	10	11.0 $\pm$ 0.5	6.6 $\pm$ 0.5	0.46 $\pm$ 0.09	no	candidate SNR
LBZ 51	12:28:14.4	44:06:24.6	6	6	5	15.0 $\pm$ 0.5	7.6 $\pm$ 0.5	0.50 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 52	12:28:14.5	44:06:04.4	5	10	10	12.0 $\pm$ 0.5	2.9 $\pm$ 0.5	0.44 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 53	12:28:14.6	44:06:02.2	5	10	10	8.2 $\pm$ 0.5	5.5 $\pm$ 0.5	0.48 $\pm$ 0.10	no	candidate SNR
LBZ 54	12:28:15.2	44:06:04.0	5	10	10	8.7 $\pm$ 0.4	5.9 $\pm$ 0.4	0.43 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR
LBZ 55	12:28:15.3	44:05:57.8	5	10	10	17.0 $\pm$ 0.4	5.2 $\pm$ 0.4	0.75 $\pm$ 0.14	no	candidate SNR
LBZ 56	12:28:15.4	44:06:56.3	5	5	2	14.0 $\pm$ 0.3	4.6 $\pm$ 0.3	0.81 $\pm$ 0.23	no	candidate SNR
LBZ 57	12:28:19.2	44:06:55.7	5	10	10	3.0 $\pm$ 0.2	6.7 $\pm$ 0.2	0.55 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR <sup>a</sup>
LBZ 58	12:28:07.9	44:05:20.5	5	10	10	7.0 $\pm$ 0.4	3.3 $\pm$ 0.4	0.28 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 59	12:28:08.5	44:04:43.4	5	10	10	16.0 $\pm$ 0.3	6.5 $\pm$ 0.3	0.35 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 60	12:28:09.7	44:05:54.8	5	10	10	22.0 $\pm$ 0.4	6.0 $\pm$ 0.4	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR <sup>b</sup>

<sup>a</sup>Ραδιοφωνικό Υ/Υ των Chomiuk & Wilcots (2009) (ως πηγή 26).

<sup>b</sup>Αυτή η πηγή είναι ταξινομημένη ως XRB από τους Leonidaki et al. (2010) (LZB 15).

Συνέχεια Πίνακα 5.6

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 61	12:28:11.8	44:05:16.7	5	10	10	24.0 $\pm$ 0.6	6.9 $\pm$ 0.6	0.25 $\pm$ 0.08	no	probable candidate SNR
LBZ 62	12:28:11.9	44:05:08.4	5	10	10	5.1 $\pm$ 0.5	6.3 $\pm$ 0.5	0.32 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 63	12:28:11.9	44:05:10.2	5	10	10	22.0 $\pm$ 0.5	3.4 $\pm$ 0.5	0.27 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 64	12:28:14.2	44:06:18.7	5	10	10	26.0 $\pm$ 0.4	7.1 $\pm$ 0.4	0.27 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 65	12:28:14.3	44:04:33.4	5	10	10	12.0 $\pm$ 0.2	4.4 $\pm$ 0.2	0.35 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 66	12:28:14.6	44:05:16.9	5	5	5	24.0 $\pm$ 0.4	7.5 $\pm$ 0.4	0.30 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 67	12:28:14.9	44:04:45.9	5	10	10	256.0 $\pm$ 0.2	8.5 $\pm$ 0.2	0.34 $\pm$ 0.02	no	probable candidate SNR
LBZ 68	12:28:18.8	44:06:54.3	5	10	10	13.0 $\pm$ 0.2	4.1 $\pm$ 0.2	0.32 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 69	12:28:18.9	44:06:09.2	5	5	5	20.0 $\pm$ 0.3	6.6 $\pm$ 0.3	0.33 $\pm$ 0.03	no	probable candidate SNR
LBZ 70	12:28:18.9	44:06:18.7	5	10	10	5.6 $\pm$ 0.3	5.5 $\pm$ 0.3	0.31 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR

Πίνακας 5.7 Ιδιότητες φωτομετρικών Υ/Υ στον NGC 5204

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 1	13:29:32.9	58:24:53.3	5	6	5	5.1 $\pm$ 0.3	1.3 $\pm$ 0.2	0.26 $\pm$ 0.08	yes (S)	SNR
LBZ 2	13:29:33.2	58:24:48.4	5	10	10	4.6 $\pm$ 0.4	1.4 $\pm$ 0.2	0.29 $\pm$ 0.10	yes (S)	SNR
LBZ 3	13:29:33.7	58:25:09.4	7	8	2	20.5 $\pm$ 0.6	2.9 $\pm$ 0.3	0.15 $\pm$ 0.03	yes (S)	SNR*
LBZ 4	13:29:34.5	58:24:23.8	5	10	10	10.5 $\pm$ 0.3	2.9 $\pm$ 0.2	0.28 $\pm$ 0.04	yes (M)	SNR <sup>a</sup>
LBZ 5	13:29:38.8	58:25:34.8	5	10	10	10.9 $\pm$ 0.4	2.7 $\pm$ 0.2	0.25 $\pm$ 0.04	yes (M)	SNR
LBZ 6	13:29:39.0	58:26:12.0	5	10	10	19.5 $\pm$ 0.2	4.5 $\pm$ 0.1	0.23 $\pm$ 0.01	yes (M)	SNR
LBZ 7	13:29:40.0	58:24:57.3	5	5	2	8.2 $\pm$ 0.4	1.7 $\pm$ 0.2	0.20 $\pm$ 0.04	yes (S)	SNR
LBZ 8	13:29:28.6	58:25:16.9	4	10	10	2.4 $\pm$ 0.2	0.9 $\pm$ 0.1	0.37 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 9	13:29:30.3	58:25:20.6	5	10	10	5.2 $\pm$ 0.2	1.8 $\pm$ 0.1	0.34 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR <sup>b</sup>
LBZ 10	13:29:31.0	58:25:33.5	5	10	10	4.5 $\pm$ 0.2	1.7 $\pm$ 0.1	0.38 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 11	13:29:32.3	58:23:37.0	5	10	10	2.3 $\pm$ 0.2	1.1 $\pm$ 0.1	0.48 $\pm$ 0.12	no	candidate SNR
LBZ 12	13:29:32.4	58:25:16.2	5	10	10	6.8 $\pm$ 0.3	2.6 $\pm$ 0.1	0.38 $\pm$ 0.06	no	candidate SNR
LBZ 13-1	13:29:36.7	58:26:25.6	5	10	10	7.3 $\pm$ 0.3	2.8 $\pm$ 0.1	0.37 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 14-2	13:29:36.7	58:26:23.4	5	10	10	7.1 $\pm$ 0.3	2.8 $\pm$ 0.1	0.40 $\pm$ 0.05	no	candidate SNR
LBZ 15-3	13:29:36.8	58:26:20.5	5	10	10	4.4 $\pm$ 0.3	1.6 $\pm$ 0.1	0.35 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 16	13:29:36.9	58:24:26.9	4	4	2	2.0 $\pm$ 0.3	1.8 $\pm$ 0.2	0.91 $\pm$ 0.42	no	candidate SNR <sup>c</sup>
LBZ 17	13:29:37.2	58:23:41.8	5	10	10	5.4 $\pm$ 0.2	2.4 $\pm$ 0.1	0.44 $\pm$ 0.07	no	candidate SNR
LBZ 18	13:29:37.7	58:26:04.5	5	10	10	5.2 $\pm$ 0.3	1.9 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.08	no	candidate SNR
LBZ 19	13:29:38.3	58:26:01.6	7	10	10	13.3 $\pm$ 0.4	4.9 $\pm$ 0.2	0.37 $\pm$ 0.04	no	candidate SNR*
LBZ 20	13:29:28.2	58:25:14.6	5	10	10	5.2 $\pm$ 0.2	1.5 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 21	13:29:30.7	58:24:48.2	5	10	10	5.4 $\pm$ 0.2	1.5 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 22	13:29:30.8	58:23:38.5	5	10	10	2.3 $\pm$ 0.2	0.9 $\pm$ 0.1	0.38 $\pm$ 0.10	no	probable candidate SNR
LBZ 23	13:29:30.8	58:25:49.1	5	10	10	4.99 $\pm$ 0.2	1.6 $\pm$ 0.1	0.33 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 24	13:29:31.5	58:23:18.2	5	10	10	3.3 $\pm$ 0.1	0.9 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 25	13:29:31.9	58:24:12.1	5	10	10	7.7 $\pm$ 0.3	2.2 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 26	13:29:36.4	58:26:27.5	5	10	10	7.1 $\pm$ 0.2	2.4 $\pm$ 0.1	0.33 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 27	13:29:36.6	58:23:31.0	5	10	10	5.0 $\pm$ 0.2	1.6 $\pm$ 0.1	0.32 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR

<sup>a</sup>Φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick et al. (1997) (SNR-2).<sup>b</sup>Φωτομετρικό Υ/Υ των Matonick et al. (1997) (SNR-1).<sup>c</sup>Φασματοσκοπικό Υ/Υ των Matonick et al. (1997) (SNR-3).

\* Πιθανό superbubble (δες §5.4.3.4)

Συνέχεια Πίνακα 5.7

SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>	Spectra	Classification
LBZ 28	13:29:37.1	58:26:24.0	5	10	10	5.9 $\pm$ 0.3	1.9 $\pm$ 0.1	0.33 $\pm$ 0.06	no	probable candidate SNR
LBZ 29	13:29:38.5	58:26:30.2	5	10	10	4.7 $\pm$ 0.2	1.4 $\pm$ 0.1	0.30 $\pm$ 0.05	no	probable candidate SNR
LBZ 30	13:29:39.1	58:26:20.2	5	10	10	6.8 $\pm$ 0.2	2.1 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 31	13:29:40.3	58:24:03.1	5	10	10	5.6 $\pm$ 0.2	1.6 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 32	13:29:41.2	58:25:08.9	5	10	10	8.3 $\pm$ 0.3	2.3 $\pm$ 0.1	0.27 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 33	13:29:41.4	58:25:06.0	5	10	10	7.8 $\pm$ 0.3	2.4 $\pm$ 0.1	0.31 $\pm$ 0.04	no	probable candidate SNR
LBZ 34-1	13:29:47.7	58:23:56.6	5	10	10	2.3 $\pm$ 0.1	0.6 $\pm$ 0.1	0.25 $\pm$ 0.06	no	probable candidate SNR
LBZ 35-2	13:29:48.2	58:23:53.8	5	10	10	2.1 $\pm$ 0.1	0.6 $\pm$ 0.1	0.30 $\pm$ 0.08	no	probable candidate SNR
LBZ 36-3	13:29:48.3	58:23:55.1	5	10	10	2.0 $\pm$ 0.2	0.6 $\pm$ 0.1	0.29 $\pm$ 0.09	no	probable candidate SNR

Πίνακας 5.8 Φωτομετρικές ιδιότητες φασματοσκοπικά παρατηρούμενων πηγών που δεν είναι Υ/Υ

Galaxy	SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>
NGC 2403	LBZ 1059	07:36:13.6	65:37:57.5	5	10	10	10.7 $\pm$ 0.2	9.6 $\pm$ 0.2	0.90 $\pm$ 0.03
-	LBZ 731	07:36:27.1	65:36:30.2	5	10	10	41.5 $\pm$ 0.2	17.3 $\pm$ 0.2	0.42 $\pm$ 0.01
-	LBZ 561	07:36:28.4	65:37:02.6	5	10	10	3.3 $\pm$ 0.4	5.6 $\pm$ 0.3	1.72 $\pm$ 0.22
-	LBZ 484	07:36:32.1	65:35:42.7	5	10	10	17.0 $\pm$ 0.4	4.1 $\pm$ 0.2	0.24 $\pm$ 0.01
-	LBZ 982	07:36:35.1	65:37:35.7	5	10	10	61.3 $\pm$ 0.7	25.8 $\pm$ 0.6	0.42 $\pm$ 0.01
-	LBZ 1291	07:36:36.8	65:36:54.8	5	10	10	22.5 $\pm$ 0.4	14.9 $\pm$ 0.3	0.66 $\pm$ 0.03
-	LBZ 840	07:36:37.7	65:36:53.1	5	10	10	25.6 $\pm$ 0.3	13.9 $\pm$ 0.3	0.54 $\pm$ 0.02
-	LBZ 796	07:36:38.2	65:36:43.8	5	10	10	42.6 $\pm$ 0.4	18.8 $\pm$ 0.3	0.44 $\pm$ 0.01
-	LBZ 620	07:36:41.6	65:36:12.4	5	10	10	119.0 $\pm$ 0.5	47.0 $\pm$ 0.4	0.39 $\pm$ 0.01
-	LBZ 514	07:36:45.5	65:36:06.9	5	10	10	11.3 $\pm$ 0.5	8.6 $\pm$ 0.4	0.76 $\pm$ 0.07
-	LBZ 1180	07:36:50.4	65:34:36.4	5	10	10	7.7 $\pm$ 0.4	2.2 $\pm$ 0.2	0.28 $\pm$ 0.03
-	LBZ 963	07:37:00.7	65:37:28.0	5	10	10	33.2 $\pm$ 0.5	3.1 $\pm$ 0.2	0.10 $\pm$ 0.01
NGC 3077	LBZ 396	10:03:15.5	68:44:21.6	4	10	10	19.0 $\pm$ 0.61	4.4 $\pm$ 0.30	0.23 $\pm$ 0.03
-	LBZ 363	10:03:20.0	68:43:21.3	4	10	10	17.5 $\pm$ 0.54	3.7 $\pm$ 0.27	0.22 $\pm$ 0.03
NGC 4214	LBZ 1089	12:15:33.5	36:19:42.8	5	10	10	46.2 $\pm$ 0.27	17.0 $\pm$ 0.36	0.37 $\pm$ 0.01
-	LBZ 597	12:15:34.2	36:19:57.7	5	10	10	70.1 $\pm$ 0.30	16.9 $\pm$ 0.42	0.24 $\pm$ 0.01
-	LBZ 1091	12:15:34.5	36:19:45.8	5	10	10	46.2 $\pm$ 0.32	13.2 $\pm$ 0.43	0.29 $\pm$ 0.02
-	LBZ 988	12:15:34.5	36:20:00.9	5	10	10	148.8 $\pm$ 0.37	29.5 $\pm$ 0.44	0.20 $\pm$ 0.01
-	LBZ 917	12:15:35.0	36:19:53.6	5	10	10	188.0 $\pm$ 0.48	32.2 $\pm$ 0.54	0.16 $\pm$ 0.01
-	LBZ 971	12:15:36.5	36:21:06.8	5	10	10	12.0 $\pm$ 0.18	5.1 $\pm$ 0.24	0.43 $\pm$ 0.04
-	LBZ 928	12:15:37.6	36:19:00.7	5	10	10	30.8 $\pm$ 0.26	6.2 $\pm$ 0.38	0.20 $\pm$ 0.02
-	LBZ 911	12:15:38.3	36:20:38.8	5	10	10	20.5 $\pm$ 0.25	7.5 $\pm$ 0.35	0.36 $\pm$ 0.03
-	LBZ 889	12:15:39.3	36:17:40.9	5	10	10	27.4 $\pm$ 0.16	5.5 $\pm$ 0.22	0.20 $\pm$ 0.01
-	LBZ 899	12:15:39.6	36:19:21.8	5	10	10	76.9 $\pm$ 0.49	18.0 $\pm$ 0.64	0.23 $\pm$ 0.01
-	LBZ 362	12:15:40.1	36:21:57.9	5	10	10	6.2 $\pm$ 0.10	2.6 $\pm$ 0.16	0.42 $\pm$ 0.05
-	LBZ 863	12:15:41.2	36:20:29.3	5	10	10	15.7 $\pm$ 0.20	5.8 $\pm$ 0.30	0.37 $\pm$ 0.04
-	LBZ 740	12:15:42.4	36:18:51.0	5	10	10	7.5 $\pm$ 0.24	6.0 $\pm$ 0.35	0.81 $\pm$ 0.11
-	LBZ 800	12:15:43.1	36:18:13.7	5	10	10	11.3 $\pm$ 0.20	4.1 $\pm$ 0.27	0.37 $\pm$ 0.05
-	LBZ 845	12:15:43.3	36:18:52.3	5	10	10	15.6 $\pm$ 0.24	6.6 $\pm$ 0.35	0.43 $\pm$ 0.04
-	LBZ 836	12:15:43.6	36:19:00.5	5	10	10	29.1 $\pm$ 0.24	10.1 $\pm$ 0.35	0.35 $\pm$ 0.02
-	LBZ 690	12:15:44.9	36:18:17.5	5	10	10	4.3 $\pm$ 0.14	4.1 $\pm$ 0.20	0.95 $\pm$ 0.12
NGC 4395	LBZ 1252	12:25:52.5	33:30:22.5	4	10	10	7.2 $\pm$ 0.16	1.9 $\pm$ 0.10	0.26 $\pm$ 0.03
-	LBZ 391	12:25:56.7	33:30:20.7	4	10	10	6.3 $\pm$ 0.12	2.1 $\pm$ 0.08	0.33 $\pm$ 0.03
-	LBZ 267	12:25:59.1	33:30:59.3	4	10	10	2.8 $\pm$ 0.13	1.3 $\pm$ 0.08	0.47 $\pm$ 0.08
-	LBZ 151	12:26:00.2	33:31:37.7	4	10	10	7.2 $\pm$ 0.16	2.1 $\pm$ 0.11	0.29 $\pm$ 0.03

Συνέχεια Πίνακα 5.8

Galaxy	SourceID	RA (h:m:s) (J2000)	Dec (d:m:s) (J2000)	Rad (pix)	An (pix)	Dan (pix)	F(H $\alpha$ ) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	F(S II) (erg sec <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> ) ( $\times 10^{-15}$ )	(S II/H $\alpha$ ) <sub>phot</sub>
NGC 4449	LBZ 581	12:28:05.6	44:05:33.0	5	10	10	44.5 $\pm$ 0.28	10.6 $\pm$ 0.29	0.23 $\pm$ 0.01
-	LBZ 593	12:28:06.2	44:04:06.1	5	10	10	6.7 $\pm$ 0.19	4.5 $\pm$ 0.19	0.66 $\pm$ 0.07
-	LBZ 567	12:28:08.7	44:04:08.1	5	10	10	6.0 $\pm$ 0.19	3.9 $\pm$ 0.20	0.96 $\pm$ 0.09
-	LBZ 527	12:28:09.5	44:06:29.6	5	10	10	41.0 $\pm$ 0.30	9.8 $\pm$ 0.28	0.24 $\pm$ 0.01
-	LBZ 503	12:28:10.2	44:04:52.6	5	10	10	49.6 $\pm$ 0.47	10.5 $\pm$ 0.48	0.21 $\pm$ 0.02
-	LBZ 500	12:28:10.4	44:04:10.6	5	10	10	9.6 $\pm$ 0.21	4.4 $\pm$ 0.22	0.46 $\pm$ 0.05
-	LBZ 521	12:28:10.5	44:04:38.4	5	10	10	20.5 $\pm$ 0.32	7.2 $\pm$ 0.34	0.35 $\pm$ 0.03
-	LBZ 266	12:28:10.6	44:05:20.0	5	10	10	10.3 $\pm$ 0.76	10.5 $\pm$ 0.72	0.10 $\pm$ 0.01
-	LBZ 449	12:28:12.9	44:04:33.1	5	10	10	23.9 $\pm$ 0.24	5.3 $\pm$ 0.23	0.22 $\pm$ 0.02
-	LBZ 398	12:28:13.0	44:05:33.1	5	10	10	188. $\pm$ 0.65	14.7 $\pm$ 0.59	0.08 $\pm$ 0.01
-	LBZ 391	12:28:13.1	44:05:43.0	5	10	10	564. $\pm$ 0.86	59.0 $\pm$ 0.73	0.10 $\pm$ 0.01
-	LBZ 432	12:28:13.4	44:04:39.5	5	10	10	27.4 $\pm$ 0.23	6.9 $\pm$ 0.22	0.26 $\pm$ 0.02
-	LBZ 311	12:28:14.0	44:04:53.9	5	10	10	20.5 $\pm$ 0.24	6.1 $\pm$ 0.24	0.30 $\pm$ 0.02
-	LBZ 401	12:28:14.5	44:06:06.2	5	10	10	5.5 $\pm$ 0.45	5.1 $\pm$ 0.49	0.92 $\pm$ 0.27
-	LBZ 387	12:28:14.8	44:05:50.8	5	10	10	11.1 $\pm$ 0.44	4.8 $\pm$ 0.48	0.43 $\pm$ 0.09
-	LBZ 394	12:28:14.8	44:07:00.7	5	10	10	18.8 $\pm$ 0.30	2.6 $\pm$ 0.27	0.13 $\pm$ 0.02
-	LBZ 95	12:28:15.1	44:07:28.5	5	10	10	9.4 $\pm$ 0.17	3.7 $\pm$ 0.15	0.39 $\pm$ 0.03
-	LBZ 260	12:28:16.0	44:04:29.6	5	10	10	9.8 $\pm$ 0.14	2.8 $\pm$ 0.13	0.29 $\pm$ 0.03
-	LBZ 318	12:28:19.4	44:06:20.9	5	10	10	23.9 $\pm$ 0.28	8.3 $\pm$ 0.24	0.35 $\pm$ 0.02
NGC 5204	LBZ 154	13:29:32.4	58:26:13.1	5	10	10	11.1 $\pm$ 0.26	2.4 $\pm$ 0.13	0.22 $\pm$ 0.02
-	LBZ 487	13:29:33.9	58:24:46.7	5	10	10	14.7 $\pm$ 0.42	1.2 $\pm$ 0.21	0.08 $\pm$ 0.02
-	LBZ 458	13:29:34.9	58:25:13.9	5	10	10	16.8 $\pm$ 0.53	1.1 $\pm$ 0.26	0.06 $\pm$ 0.03
-	LBZ 439	13:29:35.5	58:24:22.4	5	10	10	6.8 $\pm$ 0.33	1.4 $\pm$ 0.17	0.21 $\pm$ 0.05
-	LBZ 412	13:29:36.6	58:26:01.6	5	10	10	10.4 $\pm$ 0.31	1.9 $\pm$ 0.16	0.18 $\pm$ 0.03
-	LBZ 242	13:29:38.2	58:25:06.1	5	10	10	6.5 $\pm$ 0.55	0.6 $\pm$ 0.27	0.09 $\pm$ 0.07
-	LBZ 299	13:29:42.4	58:25:48.2	5	10	10	22.2 $\pm$ 0.29	3.8 $\pm$ 0.14	0.17 $\pm$ 0.01



## 5.2 ΦΑΣΜΑΤΟΣΚΟΠΙΑ

Οι φασματοσκοπικές παρατηρήσεις είναι ο πιο ασφαλής τρόπος πιστοποίησης της φύσης αυτών των πηγών ως Υ/Υ ( $([S II]/H\alpha)_{spec} > 0.4$ ). Με τη βοήθεια αυτών των παρατηρήσεων μπορούν να αποκτηθούν ακριβείς λόγοι γραμμών εκπομπής που παρέχουν πληροφορίες για τις φυσικές παραμέτρους τους (π.χ. πυκνότητα ηλεκτρονίων, ταχύτητες σοκ), ενώ ταυτόχρονα μπορούν να χρησιμοποιηθούν για να ελέγξουμε την ακρίβεια των φωτομετρικών παραμέτρων.

Οι πηγές που παρατηρήθηκαν φασματοσκοπικά στην παρούσα διατριβή, επιλέχθηκαν με βάση τα ακόλουθα κριτήρια: α) το λόγο  $([S II]/H\alpha)_{phot}$ , β) τη φωτεινότητά τους (ώστε να πάρουμε φάσματα με ισχυρό σήμα-προς-θόρυβο και γ) τους φυσικούς περιορισμούς στην κατασκευή των σχισμών στις μάσκες για φασματοσκοπία τύπου πολλαπλών σχισμών (multi-slit). Επιλέξαμε επίσης να λάβουμε φάσματα για μερικές ακόμα πηγές που παρουσιάζουν  $([S II]/H\alpha)_{phot} \leq 0.3$  προκειμένου να διερευνήσουμε τυχόν συστηματικές επιδράσεις στους φωτομετρικούς λόγους  $[S II]/H\alpha$ .

Οι φασματοσκοπικές παρατηρήσεις που πραγματοποιήθηκαν είναι οι εξής: 4 νύχτες (long-slit spectra) στο τηλεσκόπιο 1.3μ του Σκίνακα στην Κρήτη και 4 νύχτες (multi-slit spectra) στο τηλεσκόπιο 4μ Mayall στο Kitt Peak της Αριζόνα στις ΗΠΑ.

### 5.2.1 Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις τύπου πολλαπλών σχισμών (multi-slit) με το τηλεσκόπιο 4μ Mayall

Οι φασματοσκοπικές παρατηρήσεις στο τύπου Ritchey-Chretien τηλεσκόπιο Mayall (Σχήμα 5.9) έγιναν στις 3-6 Μαΐου 2010. Χρησιμοποιήθηκε ο ανιχνευτής  $5' \times 5'$  T2KB CCD και φράγμα περίθλασης BL420 με 600 lines/mm, κεντραρισμένο στα 6000 Å, δίνοντας φασματοσκοπικό εύρος 2300 Å στην πρώτη τάξη. Η φασματική ανάλυση των 3.8 Å επιτρέπει το διαχωρισμό των γραμμών H $\alpha$  του υδρογόνου από το ζεύγος των απαγορευμένων γραμμών του [N II] (λλ 6548, 6584) και τη ξεχωριστή μέτρηση του ζεύγους των απαγορευμένων γραμμών του [S II] (λλ 6716, 6731).

Χρησιμοποιήθηκε σχισμή (slit) εύρους 2.5'' (160μm), ικανή να συμπεριλάβει το μεγαλύτερο ποσοστό του φωτός της πηγής, δεδομένων των συνθηκών της ατμόσφαιρας (seeing: 1.2''-1.5'') και χωρίς να μειώνει ιδιαίτερα τη φασματική ανάλυση. Το μήκος κάθε σχισμής, ορισμένο στα 4''-5'', επέτρεπε κάθε φορά την επιλογή περιοχής γύρω από το υπό ανάλυση αντικείμενο για την αφαίρεση του τοπικού υποβάθρου. Οι καιρικές συνθήκες παρείχαν φωτομετρικές νύχτες ενώ οι χρόνοι έκθεσης ανά μάσκα κυμάνθηκαν στα 2100-3600 sec, ανάλογα με τη φωτεινότητα



(α')



(β')

Σχήμα 5.9 α) Kitt Peak National Observatory. Εύκολα διακρίνεται το Mayall τηλεσκόπιο, β) Το 4μ Mayall τηλεσκόπιο (Credit: Leonidaki Ioanna)

των στόχων και τους χρονικούς περιορισμούς κατά τη διάρκεια της παρατήρησης. Κάθε νύχτα λαμβάνονταν εκθέσεις bias, comparison lamps, projector flats (για διόρθωση των σφαλμάτων των οργάνων και για βαθμονόμηση μήκους κύματος) καθώς και φασματο-φωτομετρικά αστέρια αναφοράς (για τη βαθμονόμηση της ροής της ακτινοβολίας).

### 5.2.2 Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις τύπου μακράς σχισμής (long-slit) με το 1.3μ τηλεσκόπιο του Σκίνακα

Οι φασματοσκοπικές παρατηρήσεις στο συγκεκριμένο τηλεσκόπιο έγιναν στις 25-28 Ιουνίου 2009. Χρησιμοποιήθηκε ο ανιχνευτής SITe CCD με  $2000 \times 800$  (15mm) εικονοστοιχεία και φράγμα περίθλασης με 1302 lines/mm, κεντραρισμένο στα  $5500 \text{ \AA}$  καλύπτοντας έτσι φασματικό εύρος από  $4700 \text{ \AA}$  έως  $6700 \text{ \AA}$  (διασπορά  $\sim 1 \text{ \AA}/\text{pixel}$ ) και με φασματική ανάλυση  $\sim 6 \text{ \AA}$  και  $\sim 4 \text{ \AA}$  (FWHM) στα μπλε και κόκκινα μήκη κύματος αντίστοιχα. Η σχισμή που χρησιμοποιήθηκε έχει εύρος  $6.3''$ , καλύπτοντας το μέγιστο φως της πηγής δεδομένων των συνθηκών της ατμόσφαιρας (seeing:  $1.3'' - 1.8''$ ) ενώ το μήκος του των  $7.8'$  ήταν ικανό για αντιπροσωπευτική αφαίρεση του υποβάθρου. Σε όλες τις περιπτώσεις οι σχισμές ήταν προσανατολισμένες στην κατεύθυνση βορρά-νότου. Η αμυδρότητα των νεφελωμάτων προς παρατήρηση έκανε την ακριβή τοποθέτηση της σχισμής πάνω σε αυτά να είναι ιδιαίτερα δύσκολη. Για αυτό κάθε φορά η τοποθέτηση του υπό μελέτη αντικειμένου στο κέντρο της σχισμής γινόταν με μετατόπιση του τηλεσκοπίου από ένα κοντινό αστέρι αναφοράς το οποίο είχε τοποθετηθεί στο κέντρο της σχισμής. Επιλέξαμε να παρατηρηθούν πηγές εκτός πολυπληθών περιοχών ή περιοχών με αυξη-

Πίνακας 5.9 Συντεταγμένες θέσης των σχισμών για τη φασματοσκοπία στο Σκίνακα

Galaxy	Slit center		Total Exposure Time <sup>a</sup> (sec)
	RA (h:m:s) (J2000)	DEC (d:m:s) (J2000)	
NGC 3077 – Slit 1	10:03:23.3	+68:44:27.1	3000 (1)
NGC 4214 – Slit 1	12:15:33.7	+36:19:07.2	5400 (3)
NGC 4214 – Slit 2	12:15:37.6	+36:18:30.2	3600 (2)
NGC 4395 – Slit 1	12:25:54.1	+33:31:39.6	5400 (3)
NGC 4395 – Slit 2	12:25:41.1	+33:30:56.0	3600 (2)
NGC 4449 – Slit 1	12:28:13.3	+44:05:20.8	5400 (3)
NGC 5204 – Slit 1	13:29:33.3	+58:25:06.1	3600 (2)
NGC 5204 – Slit 2	13:29:40.0	+58:24:40.9	3600 (2)

<sup>a</sup>Οι παρενθέσεις δηλώνουν τον αριθμό των εκθέσεων.

μένη διάχυτη εκπομπή για να μπορεί να είναι πιο ακριβής η αφαίρεση του υποβάθρου, δεδομένου του εύρους της σχισμής. Επιπλέον, το κέντρο της σχισμής για κάθε παρατήρηση επιλεγόταν έτσι ώστε το φάσμα να περιλαμβάνει παραπάνω από μία πηγές. Οι συντεταγμένες στις οποίες τοποθετήθηκαν οι σχισμές καθώς και οι χρόνοι έκθεσης για κάθε σχισμή παρατίθενται στον Πίνακα 5.9. Οι νύχτες ήταν όλες φωτομετρικές. Φασματο-φωτομετρικά αστέρια αναφοράς παρατηρούνταν κάθε βράδυ παρατήρησης καθώς και εκθέσεις καθαρισμού και βαθμονόμησης των δεδομένων (biases, twilight flats, comparison lamp exposures).

### 5.2.3 Ανάλυση φασμάτων

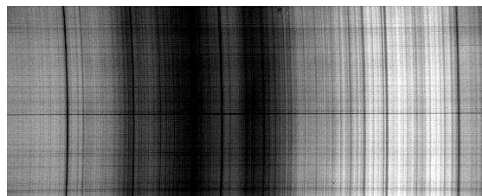
Η ανάλυση των φασματοσκοπικών δεδομένων έγινε με τη βοήθεια του αστρονομικού πακέτου IRAF. Η διαδικασία που ακολουθήθηκε περιγράφεται συνοπτικά παρακάτω, εκτός από τη διόρθωση του ηλεκτρονικού θορύβου (bias) και την αφαίρεση των κοσμικών ακτίνων, που είναι η ίδια όπως και στην περίπτωση των εικόνων (§4.1.2):

- *Επιπεδοποίηση φασμάτων (Flat-fielding)*

Όπως αναφέρθηκε και στην περίπτωση της ανάλυσης των εικόνων, τα εικονοστοιχεία ενός ανιχνευτή δεν μετατρέπουν τα συλλεγόμενα φωτόνια στον ίδιο αριθμό ηλεκτρονίων (λόγω διαφορετικής χβαντικής απόκρισης των εικονοστοιχείων του ανιχνευτή αλλά και λόγω ανομοιομορφίας στο φωτισμό ή λόγω σκόνης). Για το λόγο αυτό, λαμβάνονται εικόνες επιπεδοποίησης με τη



(α)



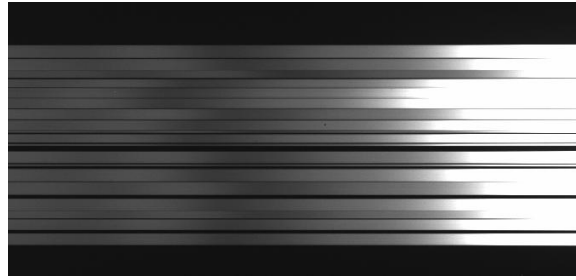
(β')

Σχήμα 5.10 Εικόνες επιπεδοποίησης για φασματοσκοπία μακράς σχισμής (καλύπτει περίπου 4500-7000 Å) από α) λάμπα υδραργύρου και β) από τον ουρανο

χρήση διάφορων λαμπών (π.χ. υδραργύρου ή νέου, γνωστές ως projector ή λαμπ φλατς), που καλύπτουν μεγάλο εύρος μηκών κύματος και μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τη διόρθωση της απόκρισης των εικονοστοιχείων σε διαφορετικά μήκη κύματος. Επιπλέον, λαμβάνονται εικόνες επιπεδοποίησης του ουρανού (twilight flats) για τη διόρθωση πιθανών κατάλοιπων ανομοιομορφου φωτισμού. Ο τρόπος επιπεδοποίησης των φασμάτων περιγράφεται συνοπτικά παρακάτω:

*Για φασματοσκοπία μακράς σχισμής (long-slit):* Οι εικόνες επιπεδοποίησης λάμπας (Σχήμα 5.10α) κανονικοποιούνται χρησιμοποιώντας την εντολή *response* του IRAF. Το *response* δημιουργεί κανονικοποιημένη εικόνα επιπεδοποίησης η οποία προκύπτει από τη διαίρεση της εικόνας επιπεδοποίησης λάμπας με μια συνάρτηση που αντικατοπτρίζει το μέσο φάσμα της λάμπας (από όλη την εικόνα του φάσματος), εξαλείφοντας έτσι τις διακυμάνσεις στην ένταση της εικόνας λόγω του φάσματος της λάμπας. Με αυτό τον τρόπο παίρνουμε μια εικόνα που μας δίνει την απόκριση του συστήματος συναρτήσει του μήκους κύματος. Οι διορθώσεις λόγω ανομοιομορφου φωτισμού γίνονται με τη χρήση εικόνας επιπεδοποίησης του ουρανού (twilight flats, Σχήμα 5.10β) και με την εντολή *illuminate* του IRAF αφού πρώτα διαιρεθεί με την κανονικοποιημένη εικόνα επιπεδοποίησης λάμπας (για να εξαλειφθούν και από αυτή οι διακυμάνσεις του φάσματος της παρατηρούμενης πηγής). Το γινόμενο των δύο κανονικοποιημένων εικόνων επιπεδοποίησης (λάμπας και ουρανού) διαιρείται από τα δεδομένα παρατήρησης.

*Για φασματοσκοπία πολλαπλών σχισμών (multi-slit):* Λαμβάνουμε εικόνες επιπεδοποίησης λάμπας με τη μάσκα των πολλαπλών σχισμών (Σχήμα 5.11) και χρησιμοποιούμε την εντολή *apnorm* του IRAF για την κανονικοποίησή τους. Το *apnorm* καθορίζει μονοδιάστατα φάσματα (της λάμπας) με βάση την πληροφορία κάθε σχισμής. Κατόπιν, προσαρμόζει ένα πολυώνυμο σε κάθε ένα από τα φάσματα αυτά και τα διαιρεί από το φάσμα κάθε γραμμής (ή στήλης) του άξονα διασποράς (dispersion axis) της ανάλογης σχισμής. Επειδή ολόκληρο το εύρος κάθε σχισμής διαιρείται με τη μέση τιμή του φάσματος της κάθε σχισμής, εκτός από τις διακυμάνσεις στην απόκριση λόγω διαφορετικού μήκους κύματος, διορθώνεται και ό,τι κατάλοιπο ανομοιογενούς φωτισμού μπορεί να έχει εμφανιστεί. Για αυτό και στην περίπτωση της φασματοσκοπίας με πολλαπλές σχισμές δεν είναι αναγκαία η λήψη εικόνων επιπεδοποίησης ουρανού (twilight flats).



Σχήμα 5.11 Εικόνα επιπεδοποίησης λάμπας για φασματοσκοπία πολλαπλών σχισμών. Στην προκειμένη περίπτωση χρησιμοποιήθηκε μάσκα με 16 σχισμές. Κάθε λωρίδα απεικονίζει το φάσμα που προέρχεται από μία σχισμή.

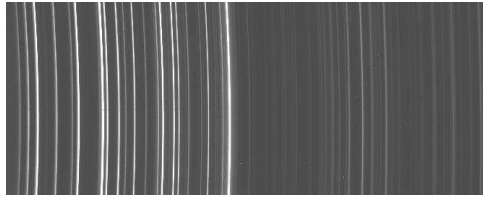
- *Βαθμονόμηση μήκους κύματος των φασμάτων*

Επόμενο στάδιο στην επεξεργασία των φασματικών παρατηρήσεων είναι η βαθμονόμηση των φασμάτων ως προς το μήκος κύματος, δηλαδή η αντιστοίχιση των εικονοστοιχείων κατά μήκος του άξονα διασποράς με το μήκος κύματος, ούτως ώστε να είναι εφικτή η αναγνώριση των γραμμών εκπομπής. Αυτό επιτυγχάνεται με τη λήψη φασμάτων μίας λάμπας ευγενών στοιχείων (He-Ne-Ar), γνωστά ως arc-frames, των οποίων τα μήκη κύματος των γραμμών εκπομπής είναι γνωστά από το εργαστήριο. Στο Σχήμα 5.12 φαίνεται ένα τυπικό arc frame σε δισδιάστατη (έτσι όπως το παίρνουμε από φασματογράφο μακράς σχισμής και πολλαπλών σχισμών αντίστοιχα) και μονοδιάστατη μορφή (εξαγωγή φάσματος).

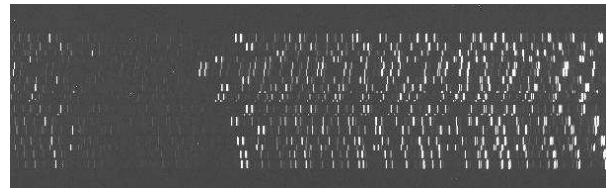
- *Βαθμονόμηση ροής ακτινοβολίας*

Πριν από την τελική εξαγωγή των φασμάτων, είναι απαραίτητη η μετατροπή στα δεδομένα παρατήρησης των ηλεκτρονίων που έχουν συλλεχθεί (από τα εικονοστοιχεία) σε ροή ενέργειας. Αυτό γίνεται με τη λήψη αρκετών φασματο-φωτομετρικών αστέρων αναφοράς κατά τη διάρκεια της νύχτας παρατήρησης, τα οποία έχουν γνωστή και σταθερή ροή ακτινοβολίας. Επιπλέον, η παρατήρησή τους σε διάφορες τιμές αέριας μάζας (ανάλογες με τις αέριες μάζες των αντικειμένων προς παρατήρηση) κάνει δυνατή τη διόρθωση των δεδομένων παρατήρησης από την απορρόφηση της ατμόσφαιρας.

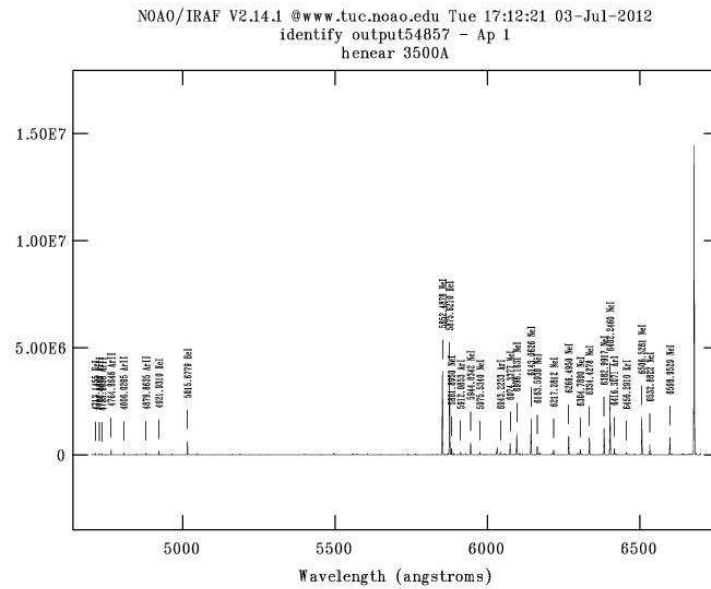
Πιο συγκεκριμένα, αρχικά σε κάθε μία από τις παρατηρήσεις των αστέρων αναφοράς χρησιμοποιείται η εντολή standard του IRAF. Αυτή η εντολή ολοκληρώνει τα φασματοσκοπικά δεδομένα του αστεριού στις κατάλληλες ενεργειακές περιοχές, τα διαιρεί με το χρόνο έκθεσης



(α)



(β')



(γ)

Σχήμα 5.12 Τυπικά φάσματα λάμπας για βαθμονόμηση μήχους κύματος α) φάσμα μακράς σχισμής σε δισδιάστατη μορφή, β) φάσμα πολλαπλών σχισμών σε δισδιάστατη μορφή. Το μπλε μέρος του φάσματος βρίσκεται στα αριστερά και το κόκκινο μέρος του φάσματος στα δεξιά των εικόνων 5.12α και 5.12β και γ) τυπικό μονοδιάστατο φάσμα λάμπας He-Ne-Ar στο οποίο έχουν σημειωθεί τα μήκη κύματος των πιο ισχυρών γραμμών εκπομπής.

και βάσει γνωστών δεδομένων βαθμονόμησης του κάθε αστέρα αναφοράς (γνωστές ροές ακτινοβολίας σε κάθε ενεργειακή περιοχή π.χ. Hamuy et al. 1992), υπολογίζει τη ροή ακτινοβολίας ανά ενεργειακή περιοχή του κάθε παρατηρούμενου αστέρα αναφοράς. Αφού διορθώσουμε τα παρατηρούμενα φάσματα για απορρόφηση λόγω της ατμόσφαιρας, υπολογίζουμε το λόγο της παρατηρούμενης ροής προς την πραγματική ροή του κάθε αστέρα αναφοράς και στη συνέχεια προσαρμόζουμε ένα πολυώνυμο 3ου βαθμού (spline3) σε αυτό τον λόγο. Αυτό το πολυώνυμο μας δίνει τη συνάρτηση ευαισθησίας (sensitivity function) του φασματογράφου συναρτήσει του μήκους κύματος. Τέλος, με την εντολή calibrate εφαρμόζουμε αυτή τη συνάρτηση ευαισθησίας στα φάσματα των αντικειμένων προκειμένου να πάρουμε τα τελικά βαθμονομημένα φάσματα. Και σε αυτή τη φάση λαμβάνουμε υπόψιν την επίδραση της ατμοσφαιρικής απορρόφησης μέσω της καμπύλης απορρόφησης (extinction curve) π.χ. των Hamuy et al. (1992) και την αέρια μάζα κατά τη στιγμή της παρατήρησης του κάθε αντικειμένου.

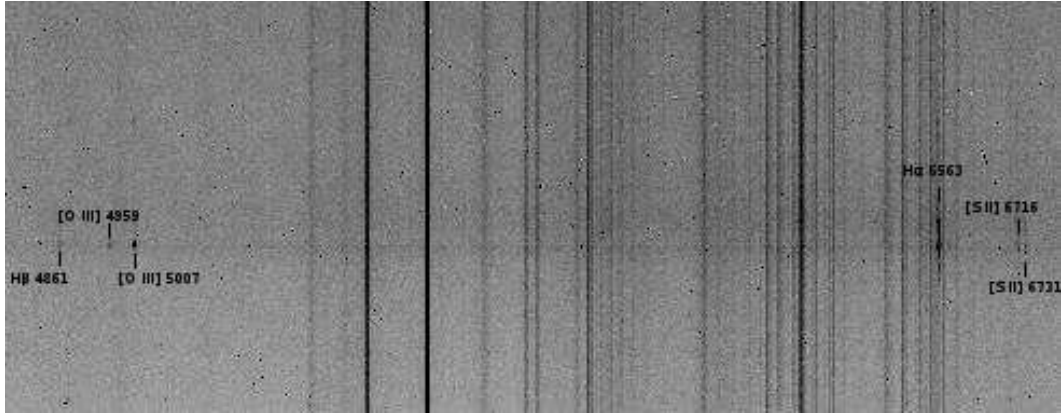
- *Εξαγωγή φασμάτων*

Το τελευταίο στάδιο της φασματικής ανάλυσης συνίσταται στην εξαγωγή των φασμάτων των υπό μελέτη αντικειμένων. Στο Σχήμα 5.13 παρουσιάζεται ένα τυπικό δισδιάστατο φάσμα για μία και πολλαπλές σχισμές αντίστοιχα, όπου μπορούν να διακριθούν διάφορες χαρακτηριστικές γραμμές εκπομπής (π.χ. [O III] 5007Å, [N II] 6548Å, H $\alpha$  6563Å, [N II] 6584Å, [S II] 6716Å, [S II] 6731Å). Με τη βοήθεια του IRAF, επιλέγεται η περιοχή που καλύπτει το υπό εξέταση αντικείμενο στο δισδιάστατο φάσμα και μια αντιπροσωπευτική περιοχή για την αφαίρεση της ακτινοβολίας του ουρανού και του υποβάθρου. Στη συνέχεια εξάγεται το μονοδιάστατο φάσμα του υπό μελέτη αντικειμένου προσθέτοντας τη ροή ακτινοβολίας για κάθε μήκος κύματος στην περιοχή του αντικειμένου και αφαιρώντας την ακτινοβολία του υποβάθρου, λαμβάνοντας υπόψιν τις διαφορές στη γεωμετρική του επιφάνεια.

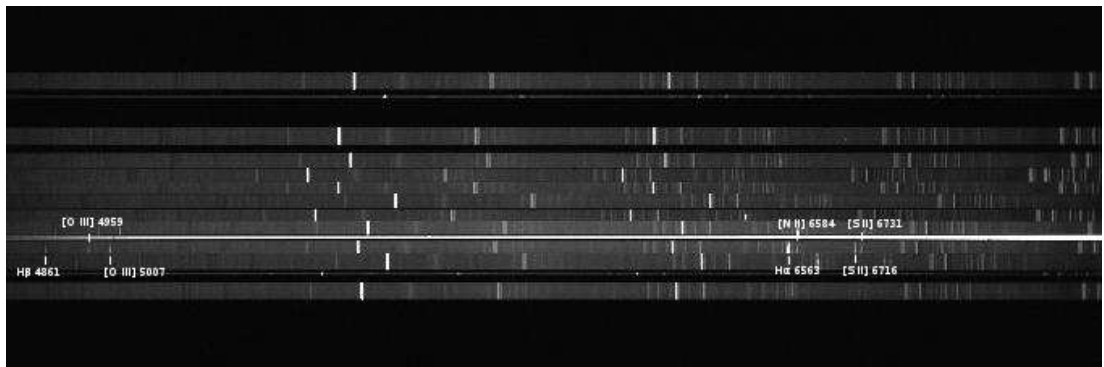
Το μήκος της σχισμής σε κάθε περίπτωση των φασματικών παρατηρήσεων επέτρεπε την αφαίρεση του τοπικού υποβάθρου. Σε περιπτώσεις που η πολλαπλή εξαγωγή φασμάτων κατά μήκος της σχισμής ήταν δύσκολη λόγω εκτεταμένων πηγών ενσωματωμένων σε περιοχές με διάχυτη εκπομπή, η εξαγωγή των φασμάτων κάθε πηγής έγινε συγκρίνοντας τη χωρική διάσταση του φάσματος με τις φωτομετρικές εικόνες.

- *Μέτρηση ροής ακτινοβολίας των γραμμών εκπομπής*

Η σημασία της εξαγωγής των φασμάτων έγκειται στο γεγονός ότι μέσω μετρήσεων της έντασης των γραμμών εκπομπής μπορούμε να εξάγουμε σημαντικές πληροφορίες για τη φύση και



(α')



(β')

Σχήμα 5.13 Δισδιάστατα φάσματα: α) μίας σχισμής και β) πολλαπλών σχισμών. Οι φωτεινές κατακόρυφες γραμμές αντιστοιχούν σε γραμμές εκπομπής από τον ουρανό.



τις ιδιότητες των παρατηρούμενων αντικειμένων. Για παράδειγμα, η ακριβής μέτρηση του λόγου [S II]/H $\alpha$  μπορεί να πιστοποιήσει με ασφάλεια τη φύση των παρατηρούμενων αντικειμένων ως Υ/Υ ενώ άλλοι λόγοι μπορούν να δώσουν πληροφορίες για την πυκνότητα ή την ταχύτητα του αερίου που εκπέμπεται ([S II](6716Å)/[S II](6731Å), [O III]/H $\beta$  αντίστοιχα).

Όμως, η ακτινοβολία που εκπέμπει μια αστρονομική πηγή υφίσταται απορρόφηση (interstellar extinction), λόγω σκέδασης ή απορρόφησης της από τα μόρια του μεσοαστρικού αερίου και της μεσοαστρικής σκόνης, η οποία είναι συνάρτηση του μήκους κύματος (είναι εντονότερη στα μικρότερα μήκη κύματος). Η απορρόφηση συνήθως εκφράζεται από τη διαφορά χρώματος (color excess)  $E(B-V)=A_B-A_V$  όπου  $A_B$ ,  $A_V$  είναι η ολική απορρόφηση εκφρασμένη σε φαινόμενα μεγέθη ( $A_\lambda=2.5\log(I_{\lambda 1}/I_{\lambda 0})$ ), στις  $B=blue=4400\text{\AA}$  και  $V=visual=5500\text{\AA}$  ενεργειακές περιοχές αντίστοιχα. Ο λόγος  $R=A_V/E(B-V)$  εκφράζει την ολική προς μια επιλεκτική σε κάποιο μήκος κύματος απορρόφηση και χαρακτηρίζει το μέσο μέγεθος, τη σύνθεση και το σχήμα των κόκκων της σκόνης που προκαλούν τη μεσοαστρική απορρόφηση (Osterbrock & Ferland 2006).

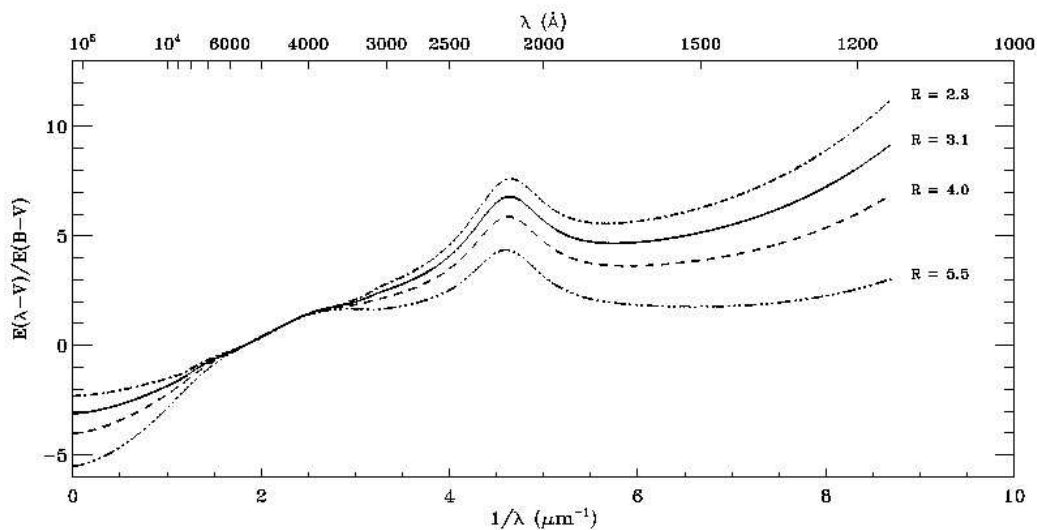
Στο Σχήμα 5.14 φαίνονται διάφορες καμπύλες απορρόφησης συναρτήσει του αντιστρόφου μήκους κύματος, για διάφορες τιμές της παραμέτρου R. Οι τιμές του R κυμαίνονται από 2.3 - 5.5, ανάλογα με τις ιδιότητες της σκόνης (μέγεθος, σύσταση) και την πυκνότητα της ύλης που αναμένεται κατά την ευθεία οράσεως. Στην παρούσα μελέτη, χρησιμοποιήθηκε η τιμή 3.1 η οποία είναι μια τυπική τιμή σε διάχυτη μεσοαστρική ύλη στο Γαλαξία μας.

Στην παρούσα έρευνα, σε κάθε γραμμή εκπομπής σε μήκος κύματος  $\lambda$  προσαρμόσαμε κατανομές Gauss και μετρήσαμε την κανονικοποιημένη ως προς H $\alpha$  παρατηρούμενη ένταση της ακτινοβολίας τους ( $I_\lambda/I_{H\alpha}$ ) σύμφωνα με την σχέση:

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\alpha}} = \frac{I_{\lambda 0}}{I_{H\alpha 0}} 10^{-c\Delta\lambda} \quad (5.1)$$

όπου:

- $I_{\lambda 0}/I_{H\alpha 0}$  είναι η κανονικοποιημένη ως προς H $\alpha$  ένταση ακτινοβολίας γραμμής σε μήκος κύματος  $\lambda$  χωρίς μεσοαστρική απορρόφηση
- $c$  είναι ο συντελεστής απορρόφησης
- $\Delta\lambda=f(\lambda)-f(H\alpha)$  είναι η διαφορά της απορρόφησης της ακτινοβολίας στο παρατηρούμενο μήκος κύματος ως προς το H $\alpha$ . Γνωρίζοντας τον πραγματικό λόγο  $I_{\lambda 0}/I_{H\alpha 0}$  μπορούμε να μετρήσουμε την απορρόφηση μέσω των μετρούμενων λόγων  $I_\lambda/I_{H\alpha}$ . Αυτός ο λόγος



Σχήμα 5.14 Καμπύλη μεσοαστρικής απόσβεσης από το μακρινό υπέρυθρο (FIR) μέχρι το υπεριώδες (UV) (Fitzpatrick 1999)

είναι γνωστός από τη θεωρία ιονισμού μεσοαστρικής ύλης για τις γραμμές Balmer του υδρογόνου (π.χ. Πίνακας 7.1, για  $R=3.1$ , Osterbrock & Ferland 2006).

Ο συντελεστής απορρόφησης  $c$  υπολογίζεται από τη Σχέση 5.1 αν θεωρήσουμε τη γραμμή του υδρογόνου  $H\alpha$  ως προς την  $H\beta$  και  $R=3.1$ . Καταλήγουμε λοιπόν στη σχέση:

$$c(H\beta) = \frac{1}{0.346} \log \frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)} \quad (5.2)$$

όπου:

- 0.346 είναι η διαφορά της απορρόφησης της  $H\alpha$  από την  $H\beta$  ( $f(H\beta)-f(H\alpha)$ )
- $I(H\alpha)/I(H\beta)$  είναι η παρατηρούμενη εκπομπή ακτινοβολίας των δύο γραμμών και
- Στην περίπτωση των  $H\alpha$ ,  $H\beta$  και για αέριο νέφος υδρογόνου με ηλεκτρονιακή θερμοκρασία  $10^4$  K και ηλεκτρονιακή πυκνότητα  $10^4$  cm $^{-3}$ , το οποίο είναι κρουστικά/φωτο ιονισμένο, ο λόγος  $I(H\alpha)/I(H\beta)$  είναι 2.87 (Osterbrock & Ferland 2006).

Επιπλέον, η σχέση της διαφοράς χρώματος  $E(B-V)$  με το συντελεστή απορρόφησης εξαρτάται από την καμπύλη εξασθένισης και για τον τυπικό νόμο ερύθρωσης ( $R=3.1$ ) δίνεται από τη σχέση (Osterbrock & Ferland 2006):

$$E(B - V) \approx 0.77c \quad (5.3)$$

Στον Πίνακα 5.10 δίνεται η απορροφημένη (F) και η διορθωμένη από απορρόφηση (I) ροή ακτινοβολίας των γραμμών εκπομπής όλων των φασματικά παρατηρούμενων Υ/Υ ( $([S II]/H\alpha)_{spec} \leq 0.4$ ) σε κάθε γαλαξία του δείγματός μας, όλες κανονικοποιημένες στο  $F=100 \text{ erg sec}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  και  $I=100 \text{ erg sec}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  αντίστοιχα. Επίσης παρατίθεται ο λόγος σήματος - προς - θόρυβο (S/N) των ροών ακτινοβολίας. Το S/N εκτιμήθηκε με βάση τα φασματικά counts των γραμμών εκπομπής ( $C_S$ ) και του αντίστοιχου υποβάθρου τους ( $C_b$ ), λαμβάνοντας υπόψιν τα τεχνικά χαρακτηριστικά του ανιχνευτή (gain - G, readout noise -  $N_R$ ), σύμφωνα με τη σχέση:

$$S/N = \frac{C_S}{\sqrt{C_b + (G \times N_R)^2}} \quad (5.4)$$

Οι γραμμές στις οποίες δεν δίνονται τιμές είναι γραμμές που δεν ανιχνεύθηκαν.

Πίνακας 5.10 Ροές ακτινοβολίας γραμμών εκπομπής των φασματικών Υ/Υ

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 2403 - LBZ 1															
F	31	-	14	-	-	-	-	-	7	100	26	-	28	22	-
I	35	-	16	-	-	-	-	-	7	100	26	-	28	21	-
S/N	8	-	6	-	-	-	-	-	7	30	14	-	15	12	-
NGC 2403 - LBZ 2															
F	14	-	8	-	-	-	3	-	7	100	27	-	24	18	-
I	35	-	17	-	-	-	4	-	7	100	27	-	22	17	-
S/N	8	-	7	-	-	-	5	-	11	49	25	-	22	16	-
NGC 2403 - LBZ 3															
F	14	3	12	10	-	2	8	3	9	100	28	-	25	18	2
I	35	6	28	16	-	2	9	3	9	100	28	-	24	17	1
S/N	13	6	15	22	-	12	21	12	20	71	36	-	34	29	8
NGC 2403 - LBZ 4															
F	30	-	-	18	-	-	10	6	9	100	28	-	33	24	-
I	35	-	-	19	-	-	10	6	9	100	28	-	33	24	-
S/N	13	-	-	19	-	-	17	10	13	59	28	-	32	25	-
NGC 2403 - LBZ 5															
F	17	-	4	-	2	-	1	-	11	100	36	-	27	19	-
I	35	-	8	-	3	-	1	-	11	100	36	-	25	18	-
S/N	15	-	8	-	9	-	9	-	25	78	47	-	41	33	-
NGC 2403 - LBZ 6															
F	16	6	9	-	-	-	-	-	12	100	36	-	38	27	-
I	35	12	18	-	-	-	-	-	12	100	35	-	36	26	-
S/N	11	6	8	-	-	-	-	-	18	59	34	-	33	27	-
NGC 2403 - LBZ 7															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	14	100	32	-	53	41	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	5	14	8	-	10	9	-
NGC 2403 - LBZ 8															
F	24	-	-	-	-	-	-	-	5	100	23	-	29	29	-
I	35	-	-	-	-	-	-	-	5	100	23	-	28	20	-
S/N	5	-	-	-	-	-	-	-	3	25	11	-	12	10	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 2403 - LBZ 9															
F	34	11	32	16	5	-	10	4	9	100	21	2	24	17	3
I	35	11	32	16	5	-	10	4	9	100	21	2	24	17	3
S/N	10	5	13	12	5	-	12	8	9	37	16	3	17	14	5
NGC 2403 - LBZ 10															
F	16	-	32	-	-	-	-	-	9	100	24	-	35	26	-
I	35	-	61	-	-	-	-	-	9	100	24	-	33	24	-
S/N	6	-	9	-	-	-	-	-	7	24	10	-	14	8	-
NGC 2403 - LBZ 11															
F	22	26	86	-	-	-	21	4	11	100	29	-	43	41	-
I	35	38	124	-	-	-	22	4	12	100	29	-	42	39	-
S/N	6	7	15	-	-	-	9	5	7	22	10	-	14	16	-
NGC 2403 - LBZ 12															
F	31	54	153	-	-	-	-	-	7	100	21	-	24	19	5
I	35	61	171	-	-	-	-	-	7	100	21	-	24	19	5
S/N	13	21	40	-	-	-	-	-	12	50	22	-	25	21	7
NGC 3077 - LBZ 1															
F	26	9	15	12	-	-	5	5	11	100	31	-	21	18	-
I	35	11	19	14	-	-	5	5	11	100	31	-	21	17	-
S/N	10	6	7	7	-	-	10	9	13	46	21	-	15	17	-
NGC 3077 - LBZ 2															
F	20	-	-	13	-	-	6	-	12	100	19	-	24	18	-
I	35	-	-	17	-	-	17	-	12	100	19	-	23	17	-
S/N	3	-	-	10	-	-	8	-	10	27	11	-	11	9	-
NGC 3077 - LBZ 3															
F	29	-	-	-	-	-	-	-	9	100	22	-	25	17	-
I	35	-	-	-	-	-	-	-	9	100	22	-	25	17	-
S/N	7	-	-	-	-	-	-	-	6	24	10	-	10	5	-
NGC 3077 - LBZ 4															
F	28	-	4	23	-	-	5	2	7	100	25	-	25	17	-
I	35	-	5	26	-	-	5	2	7	100	25	-	24	17	-
S/N	10	-	5	16	-	-	9	6	9	38	18	-	17	15	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 3077 - LBZ 5															
F	16	-	17	22	-	-	4	-	10	100	35	-	26	20	-
I	35	-	34	32	-	-	5	-	11	100	35	-	24	19	-
S/N	6	-	5	10	-	-	6	-	6	33	16	-	15	10	-
NGC 3077 - LBZ 6															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	17	100	27	-	27	27	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	10	33	14	-	11	12	-
NGC 4214 - LBZ 1															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	-	100	12	-	33	28	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	-	34	12	-	12	10	-
NGC 4214 - LBZ 2															
F	15	-	-	-	-	-	5	-	10	100	21	-	30	21	-
I	35	-	-	-	-	-	6	-	10	100	11	-	28	20	-
S/N	8	-	-	-	-	-	13	-	9	39	10	-	19	15	-
NGC 4214 - LBZ 3															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	-	100	-	-	28	21	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	-	24	-	-	13	10	-
NGC 4214 - LBZ 4															
F	27	11	31	-	3	-	7	3	4	100	12	-	29	21	-
I	35	14	39	-	4	-	7	3	4	100	12	-	29	20	-
S/N	19	12	24	-	8	-	15	-	8	60	18	-	30	25	-
NGC 4214 - LBZ 5															
F	-	70	-	-	-	-	-	-	-	100	16	-	26	18	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	18	-	-	-	-	-	-	-	40	11	-	15	11	-
NGC 4214 - LBZ 6															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	-	100	-	-	25	24	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	-	33	-	-	13	13	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 4214 - LBZ 7															
F	15	-	27	-	-	-	-	-	-	100	13	-	44	34	-
I	35	-	56	-	-	-	-	-	-	100	13	-	41	32	-
S/N	8	-	14	-	-	-	-	-	-	41	12	-	22	16	-
NGC 4214 - LBZ 8															
F	-	-	-	-	-	-	18	-	-	100	-	-	34	29	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	17	-	-	37	-	-	22	19	-
NGC 4214 - LBZ 9															
F	-	-	-	-	-	-	15	-	-	100	16	-	40	34	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	4	-	-	16	3	-	8	7	-
NGC 4214 - LBZ 10															
F	25	18	53	-	-	-	-	-	7	100	17	-	24	18	-
I	35	24	71	-	-	-	-	-	7	100	17	-	23	18	-
S/N	14	13	25	-	-	-	-	-	10	47	16	-	21	17	-
NGC 4214 - LBZ 11															
F	27	-	25	-	-	-	-	-	9	100	12	-	24	19	-
I	35	-	31	-	-	-	-	-	9	100	12	-	23	18	-
S/N	10	-	13	-	-	-	-	-	9	42	15	-	17	15	-
NGC 4214 - LBZ 12															
F	21	-	23	-	-	-	13	-	19	100	24	-	38	32	-
I	35	-	36	-	-	-	14	-	19	100	24	-	37	31	-
S/N	4	-	4	-	-	-	5	-	6	15	6	-	6	5	-
NGC 4214 - LBZ 13															
F	22	-	29	-	-	-	5	-	5	100	17	-	26	19	-
I	35	-	44	-	-	-	6	-	5	100	17	-	26	18	-
S/N	7	-	8	-	-	-	6	-	6	25	8	-	12	8	-
NGC 4214 - LBZ 14															
F	31	16	47	-	3	-	6	3	6	100	18	2	28	20	-
I	35	18	52	-	3	-	6	3	6	100	18	2	28	19	-
S/N	21	16	29	-	7	-	13	7	13	60	24	7	31	25	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 4214 - LBZ 15															
F	28	12	47	-	-	-	4	-	3	100	16	-	26	18	-
I	35	15	57	-	-	-	4	-	3	100	16	-	25	18	-
S/N	11	10	19	-	-	-	8	-	6	41	14	-	19	15	-
NGC 4214 - LBZ 16															
F	24	26	82	-	3	-	14	4	4	100	13	-	34	24	3
I	35	36	111	-	4	-	14	4	4	100	13	-	33	24	3
S/N	24	28	53	-	12	-	30	16	15	87	29	-	49	41	10
NGC 4214 - LBZ 17															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	-	100	11	-	24	20	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	-	25	5	-	10	9	-
NGC 4214 - LBZ 18															
F	23	22	69	-	3	-	14	4	6	100	19	1	42	31	3
I	35	32	102	-	3	-	14	4	6	100	18	1	41	30	2
S/N	17	19	38	-	8	-	22	11	14	63	25	6	39	34	5
NGC 4395 - LBZ 1															
F	30	-	13	-	-	-	-	-	4	100	7	-	25	18	-
I	35	-	15	-	-	-	-	-	4	100	7	-	24	17	-
S/N	13	-	9	-	-	-	-	-	7	40	10	-	19	15	-
NGC 4395 - LBZ 2															
F	18	-	29	-	-	-	-	-	-	100	-	-	30	31	-
I	35	-	51	-	-	-	-	-	-	100	-	-	29	30	-
S/N	2	-	4	-	-	-	-	-	-	11	-	-	5	4	-
NGC 4395 - LBZ 3															
F	11	22	10	-	-	-	-	-	-	100	9	-	24	19	-
I	35	64	29	-	-	-	-	-	-	100	9	-	22	18	-
S/N	3	5	5	-	-	-	-	-	-	23	7	-	8	8	-
NGC 4395 - LBZ 4															
F	25	11	32	-	-	-	5	-	5	100	14	-	25	17	-
I	35	15	42	-	-	-	5	-	5	100	14	-	24	17	-
S/N	9	5	12	-	-	-	4	-	7	32	12	-	15	13	-



Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 4395 - LBZ 5															
F	22	12	53	-	-	-	-	-	-	100	15	-	35	28	-
I	35	18	78	-	-	-	-	-	-	100	14	-	34	26	-
S/N	9	8	15	-	-	-	-	-	-	38	13	-	20	16	-
NGC 4395 - LBZ 6															
F	17	10	49	-	-	-	-	-	-	100	16	-	35	27	-
I	35	19	93	-	-	-	-	-	-	100	16	-	33	26	-
S/N	9	8	14	-	-	-	-	-	-	29	11	-	16	14	-
NGC 4449 - LBZ 1															
F	19	-	-	-	-	-	8	-	5	100	19	-	33	27	-
I	35	-	-	-	-	-	9	-	5	100	19	-	32	26	-
S/N	7	-	-	-	-	-	10	-	7	40	16	-	21	17	-
NGC 4449 - LBZ 2															
F	29	56	173	16	-	-	10	-	7	100	16	-	23	16	6
I	34	70	206	17	-	-	10	-	7	100	14	-	23	16	6
S/N	14	21	40	15	-	-	9	-	5	44	15	-	19	15	6
NGC 4449 - LBZ 3															
F	24	6	35	-	-	-	10	-	9	100	19	-	28	20	-
I	35	8	49	-	-	-	11	-	9	100	19	-	27	19	-
S/N	11	4	13	-	-	-	8	-	9	36	15	-	18	16	-
NGC 4449 - LBZ 4															
F	34	11	33	-	4	-	3	-	6	100	16	-	25	17	-
I	35	11	34	-	4	-	3	-	6	100	16	-	25	17	-
S/N	23	16	29	-	11	-	14	-	16	75	28	-	34	28	-
NGC 4449 - LBZ 5															
F	28	10	34	-	-	-	7	-	6	100	19	-	33	24	-
I	35	12	41	-	-	-	7	-	6	100	19	-	33	24	-
S/N	11	6	15	-	-	-	6	-	8	40	15	-	21	18	-
NGC 4449 - LBZ 6a															
F	30	10	42	42	-	-	11	-	5	100	13	-	27	21	-
I	35	12	48	45	-	-	11	-	5	100	13	-	27	21	-
S/N	16	11	21	33	-	-	11	-	9	51	18	-	26	22	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 4449 - LBZ 6b															
F	28	14	48	21	-	-	4	-	3	100	15	-	32	23	-
I	35	17	59	23	-	-	4	-	3	100	15	-	32	22	-
S/N	10	6	14	16	-	-	7	-	7	38	12	-	19	16	-
NGC 4449 - LBZ 7															
F	11	18	49	-	3	-	3	-	3	100	14	-	26	21	-
I	35	52	138	-	4	-	4	-	3	100	13	-	24	19	-
S/N	12	14	36	-	12	-	7	-	14	98	29	-	36	29	-
NGC 4449 - LBZ 8															
F	22	16	53	-	-	-	4	-	3	100	14	-	28	21	-
I	35	24	78	-	-	-	5	-	3	100	14	-	28	20	-
S/N	22	31	37	-	-	-	15	-	11	91	30	-	41	34	-
NGC 4449 - LBZ 9															
F	32	24	77	-	3	-	7	-	3	100	14	-	28	20	-
I	35	25	83	-	4	-	7	-	3	100	14	-	28	20	-
S/N	33	29	59	-	14	-	30	-	19	123	41	-	56	46	-
NGC 4449 - LBZ 10															
F	19	14	53	-	-	-	4	-	7	100	16	-	28	19	-
I	35	24	89	-	-	-	4	-	7	100	16	-	26	19	-
S/N	33	28	49	-	-	-	20	-	24	115	45	-	57	49	-
NGC 4449 - LBZ 11															
F	32	16	46	-	4	-	7	-	4	100	14	-	34	25	-
I	35	17	50	-	4	-	7	-	4	100	14	-	34	25	-
S/N	27	20	37	-	13	-	22	-	17	109	40	-	56	46	-
NGC 4449 - LBZ 12															
F	23	11	34	-	4	-	4	-	6	100	19	-	24	17	-
I	35	16	50	-	4	-	4	-	6	100	19	-	23	17	-
S/N	19	17	29	-	12	-	13	-	17	74	31	-	37	30	-
NGC 4449 - LBZ 13															
F	25	16	32	-	-	-	28	-	-	100	25	-	62	46	18
I	35	22	42	-	-	-	29	-	-	100	25	-	60	45	16
S/N	4	5	8	-	-	-	10	-	-	22	10	-	14	13	6

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	Hβ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	Hα (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 4449 - LBZ 14															
F	23	-	-	-	-	-	-	-	4	100	12	-	38	29	-
I	35	-	-	-	-	-	-	-	4	100	12	-	37	28	-
S/N	4	-	-	-	-	-	-	-	3	14	5	-	9	6	-
NGC 4449 - LBZ 15															
F	13	-	16	-	-	-	-	-	2	100	15	-	35	25	-
I	35	-	38	-	-	-	-	-	2	100	14	-	33	23	-
S/N	7	-	8	-	-	-	-	-	6	34	11	-	19	16	-
NGC 4449 - LBZ 16															
F	22	9	20	-	-	-	-	-	5	100	17	-	24	18	-
I	35	14	29	-	-	-	-	-	5	100	17	-	23	17	-
S/N	12	7	14	-	-	-	-	-	9	51	19	-	23	19	-
NGC 4449 - LBZ 17															
F	26	11	32	13	-	-	13	6	3	100	12	-	30	22	-
I	35	14	41	15	-	-	13	6	3	100	12	-	29	21	-
S/N	15	10	18	21	-	-	14	8	8	53	17	-	28	24	-
NGC 4449 - LBZ 18															
F	27	13	34	-	-	-	4	2	4	100	12	-	27	20	2
I	35	16	42	-	-	-	3	4	4	100	12	-	27	20	1
S/N	15	11	21	-	-	-	7	9	9	52	17	-	26	22	5
NGC 5204 - LBZ 1															
F	-	-	-	-	-	-	-	-	3	100	15	-	35	33	-
I	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/N	-	-	-	-	-	-	-	-	4	17	6	-	8	6	-
NGC 5204 - LBZ 2															
F	28	21	140	-	-	-	-	-	-	100	9	-	25	17	-
I	35	26	172	-	-	-	-	-	-	100	9	-	24	17	-
S/N	6	13	18	-	-	-	-	-	-	21	6	-	7	6	-
NGC 5204 - LBZ 3															
F	13	20	66	-	-	-	-	-	2	100	2	-	26	19	-
I	35	50	162	-	-	-	-	-	2	100	9	-	24	18	-
S/N	8	9	13	-	-	-	-	-	7	36	11	-	15	9	-

Συνέχεια Πίνακα 5.10

Line (Å)	H $\beta$ (4861)	[O III] (4959)	[O III] (5007)	[O I] (5577)	[He I] (5876)	[He II] (6234)	[O I] (6300)	[O I] (6364)	[N II] (6548)	H $\alpha$ (6563)	[N II] (6584)	[He II] (6678)	[S II] (6716)	[S II] (6731)	[Ar III] (7136)
NGC 5204 - LBZ 4															
F	14	-	-	-	-	-	12	-	5	100	7	-	38	30	-
I	35	-	-	-	-	-	13	-	5	100	7	-	36	28	-
S/N	7	-	-	-	-	-	11	-	8	32	8	-	19	15	-
NGC 5204 - LBZ 5															
F	25	-	16	-	-	-	-	-	3	100	12	-	23	19	-
I	35	-	21	-	-	-	-	-	3	100	12	-	22	18	-
S/N	6	-	5	-	-	-	-	-	3	24	7	-	9	8	-
NGC 5204 - LBZ 6															
F	25	3	7	-	-	-	3	-	4	100	11	-	22	17	-
I	35	4	9	-	-	-	3	-	4	100	11	-	22	16	-
S/N	12	3	8	-	-	-	5	-	7	50	14	-	22	18	-
NGC 5204 - LBZ 7															
F	20	-	-	-	-	-	-	-	17	100	2	-	24	20	-
I	35	-	-	-	-	-	-	-	17	100	2	-	23	19	-
S/N	16	-	-	-	-	-	-	-	20	43	13	-	21	19	-

F: Παρατηρούμενες ροές ακτινοβολίας των γραμμών εκπομπής, κανονικοποιημένες σε F(H $\alpha$ )=100, μη διορθωμένες για μεσοαστρική απορρόφηση

I: Ροές ακτινοβολίας των γραμμών εκπομπής, κανονικοποιημένες σε I(H $\alpha$ )=100, διορθωμένες για μεσοαστρική απορρόφηση

S/N: Λογοί σήματος προς θόρυβο των παρατηθέντων ροών ακτινοβολίας

Ο Πίνακας 5.11 παρουσιάζει τις παραμέτρους των γραμμών εκπομπής για όλα τα φασματοσκοπικώς παρατηρημένα Υ/Υ ( $([S II]/H\alpha)_{spec} \geq 0.4$ ) στο δείγμα των γαλαξιών μας. Ο Πίνακας 5.12 παρουσιάζει τις παραμέτρους των γραμμών εκπομπής για τις παρατηρημένες φασματοσκοπικές πηγές με  $([S II]/H\alpha)_{spec} < 0.4$ . Οι στήλες 1 και 2 παρουσιάζουν το γαλαξία που ανήκει η πηγή και την ταυτότητα της πηγής αντίστοιχα. Η στήλη 3 δίνει τη διορθωμένη προς απορρόφηση ροή ακτινοβολίας της γραμμής H $\alpha$  ( $F(H\alpha)$ ) σε μονάδες  $10^{14} \text{ erg sec}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ . Στην στήλη 4 δίνεται η απορρόφηση  $c$  που προκύπτει από τη Σχέση 5.2. Η στήλη 5 δίνει τη διαφορά χρώματος E(B-V) (Σχέση 5.3). Η στήλη 6 παρουσιάζει τον παρατηρούμενο λόγο H $\alpha$  / H $\beta$ , μη διορθωμένο για απορρόφηση. Οι υπόλοιπες στήλες παρουσιάζουν διάφορους λόγους γραμμών εκπομπής, με χρησιμοποιούμενες είτε τις διορθωμένες για απορρόφηση ροές ακτινοβολίας (όταν η γραμμή H $\beta$  είναι διαθέσιμη) ή τις απορροφημένες ροές ακτινοβολίας. Η διορθωμένες από απορρόφηση ροές ακτινοβολίας των γραμμών εκπομπής κανονικοποιήθηκαν με βάση την ακτινοβολία H $\alpha$  και εκτιμήθηκαν χρησιμοποιώντας τη Σχέση 5.1 (χρησιμοποιήθηκαν τα  $f(\lambda)$  από τον Πίνακα 7.1 του Osterbrock & Ferland 2006 για R=3.1). Τα σφάλματα υπολογίστηκαν με βάση την τυπική μετάδοση σφαλμάτων.

Στο Σχήμα 5.15 παρουσιάζονται τα 67 φασματοσκοπικά παρατηρημένα Υ/Υ (δες Πίνακες 5.2-5.7) πάνω στην εικόνα H $\alpha$  κάθε γαλαξία, με σκοπό να φανεί η μορφολογία τους όπου είναι δυνατόν. Η κάθε εικόνα καλύπτει περιοχή  $30'' \times 30''$  ενώ τα βέλη στις εικόνες δείχνουν τα Υ/Υ. Στο Σχήμα 5.16 παρατίθενται τα εξαγόμενα φάσματα των 67 φασματοσκοπικά παρατηρημένων Υ/Υ.

Πίνακας 5.11 Παράμετροι των γραμμών εκπομπής όλων των φασματικά παρατηρημένων Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας

Galaxy	SourceID	F(H $\alpha$ )	c(H $\beta$ )	E <sub>(B-V)</sub>	H $\alpha$ / H $\beta$	[SII](6716+6731) / H $\alpha$	[NII](6548+6584) / H $\alpha$	[SII](6716) /[SII](6731)	[OIII] (4959+5007) /H $\beta$
NGC 2403	LBZ 1	0.17	0.15±0.17	0.12±0.13	3.25±0.44	0.49±0.03	0.32±0.02	1.32±0.14	0.46±0.10*
-	LBZ 2	0.29	1.19±0.17	0.92±0.13	7.42±0.99	0.39±0.02	0.33±0.01	1.34±0.10	0.50±0.10*
-	LBZ 3	0.73	1.19±0.10	0.92±0.08	7.43±0.59	0.41±0.01	0.37±0.01	1.39±0.06	0.80±0.11
-	LBZ 4	0.48	0.19±0.10	0.15±0.07	3.35±0.26	0.56±0.02	0.37±0.01	1.39±0.07	-
-	LBZ 5	0.92	0.92±0.09	0.71±0.07	5.97±0.42	0.43±0.01	0.47±0.01	1.40±0.05	0.22±0.03*
-	LBZ 6	0.53	0.95±0.11	0.73±0.09	6.14±0.56	0.61±0.02	0.47±0.02	1.40±0.07	0.51±0.13
-	LBZ 7	0.04	-	-	-	0.94±0.10	0.46±0.06	1.30±0.19	-
-	LBZ 8	0.07	0.46±0.26	0.35±0.20	4.13±0.87	0.48±0.04	0.27±0.03	1.39±0.18	-
-	LBZ 9	0.19	0.02±0.13	0.01±0.10	2.91±0.30	0.41±0.02	0.30±0.02	1.39±0.13	0.92±0.15
-	LBZ 10	0.11	0.95±0.21	0.73±0.16	6.12±1.00	0.57±0.05	0.36±0.06	1.35±0.20	1.76±0.35*
-	LBZ 11	0.11	0.53±0.21	0.41±0.17	4.38±0.75	0.81±0.06	0.41±0.04	1.07±0.10	3.57±0.86
-	LBZ 12	0.36	0.15±0.10	0.12±0.08	3.25±0.26	0.43±0.02	0.28±0.01	1.30±0.08	4.90±0.54
NGC 3077	LBZ 1	0.25	0.36±0.13	0.28±0.10	3.83±0.40	0.38±0.02	0.42±0.02	1.20±0.11	0.55±0.13
-	LBZ 2	0.10	0.72±0.39	0.56±0.30	5.10±1.59	0.40±0.03	0.31±0.02	1.33±0.19	-
-	LBZ 3	0.06	0.24±0.19	0.19±0.15	3.48±0.54	0.42±0.05	0.32±0.03	1.43±0.32	-
-	LBZ 4	0.15	0.29±0.13	0.22±0.10	3.61±0.38	0.41±0.02	0.31±0.02	1.41±0.13	0.14±0.03*
-	LBZ 5	0.22	0.97±0.21	0.74±0.16	6.20±1.02	0.43±0.03	0.45±0.03	1.31±0.16	0.98±0.23*
-	LBZ 6	0.51	-	-	-	0.55±0.04	0.44±0.03	1.01±0.12	-
NGC 4214	LBZ 1	0.30	-	-	-	0.61±0.04	0.12±0.01*	1.17±0.15	-
-	LBZ 2	0.15	1.03±0.16	0.80±0.12	6.54±0.83	0.48±0.02	0.21±0.02	1.40±0.12	-
-	LBZ 3	0.17	-	-	-	0.49±0.04	-	1.36±0.17	-
-	LBZ 4	0.49	0.30±0.07	0.23±0.05	3.65±0.20	0.49±0.02	0.16±0.10	1.42±0.08	1.11±0.10
-	LBZ 5	0.64	-	-	-	0.44±0.03	0.16±0.02*	1.41±0.16	-
-	LBZ 6	0.36	-	-	-	0.49±0.03	-	1.06±0.11	-
-	LBZ 7	0.56	1.03±0.16	0.80±0.13	6.54±0.85	0.73±0.03	0.13±0.01*	1.29±0.10	1.60±0.24*
-	LBZ 8	0.51	-	-	-	0.62±0.03	-	1.18±0.08	-
-	LBZ 9	0.03	-	-	-	0.74±0.09	0.16±0.05*	1.20±0.25	-
-	LBZ 10	0.06	0.42±0.10	0.32±0.07	4.00±0.30	0.41±0.02	0.23±0.01	1.29±0.10	2.04±0.23
-	LBZ 11	0.26	0.31±0.13	0.24±0.10	3.66±0.39	0.41±0.02	0.21±0.01	1.27±0.11	0.88±0.12*
-	LBZ 12	0.02	0.64±0.37	0.49±0.29	4.79±1.42	0.68±0.10	0.43±0.06	1.20±0.31	1.03±0.41*
-	LBZ 13	0.12	0.60±0.19	0.46±0.15	4.63±0.72	0.44±0.04	0.22±0.02	1.42±0.22	1.27±0.25*
-	LBZ 14	0.38	0.17±0.06	0.13±0.05	3.28±0.17	0.47±0.01	0.23±0.01	1.44±0.07	1.50±0.12
-	LBZ 15	0.21	0.29±0.12	0.22±0.09	3.60±0.33	0.43±0.02	0.19±0.01	1.41±0.12	1.63±0.21
-	LBZ 16	0.24	0.44±0.05	0.34±0.04	4.09±0.18	0.57±0.01	0.17±0.01	1.41±0.04	3.19±0.20
-	LBZ 17	0.10	-	-	-	0.44±0.04	0.11±0.02*	1.20±0.19	-
-	LBZ 18	0.14	0.55±0.08	0.42±0.06	4.45±0.27	0.71±0.02	0.24±0.01	1.34±0.05	2.92±0.25

Συνέχεια Πίνακα 5.11

Galaxy	SourceID	F(H $\alpha$ )	c(H $\beta$ )	E <sub>(B-V)</sub>	H $\alpha$ / H $\beta$	[SII](6716+6731) / H $\alpha$	[NII](6548+6584) / H $\alpha$	[SII](6716) /[SII](6731)	[OIII] (4959+5007) /H $\beta$
NGC 4395	LBZ 1	0.22	0.20±0.10	0.15±0.08	3.37±0.28	0.42±0.02	0.11±0.01	1.41±0.12	0.42±0.06*
-	LBZ 2	0.02	0.80±0.58	0.62±0.45	5.42±2.50	0.59±0.11	-	0.96±0.29	1.45±0.82*
-	LBZ 3	0.07	1.48±0.37	1.14±0.29	9.35±2.78	0.40±0.04	0.09±0.02*	1.26±0.22	0.82±1.01
-	LBZ 4	0.13	0.42±0.15	0.32±0.11	4.00±0.48	0.41±0.02	0.19±0.02	1.43±0.15	1.21±0.24
-	LBZ 5	0.33	0.57±0.14	0.44±0.11	4.50±0.50	0.61±0.03	0.14±0.01*	1.29±0.10	2.24±0.36
-	LBZ 6	0.21	0.92±0.15	0.71±0.11	5.97±0.69	0.59±0.04	0.16±0.02*	1.31±0.12	2.68±0.45
NGC 4449	LBZ 1	0.19	0.75±0.17	0.58±0.13	5.23±0.72	0.58±0.03	0.24±0.02	1.23±0.09	-
-	LBZ 2	0.20	0.25±0.10	0.19±0.07	3.51±0.27	0.39±0.02	0.21±0.02	1.44±0.12	5.90±0.61
-	LBZ 3	0.21	0.48±0.12	0.37±0.09	4.20±0.40	0.46±0.02	0.28±0.02	1.40±0.12	1.41±0.20
-	LBZ 4	0.82	0.02±0.06	0.01±0.04	2.91±0.13	0.42±0.01	0.22±0.01	1.42±0.07	0.96±0.07
-	LBZ 5	0.20	0.27±0.11	0.21±0.09	3.56±0.33	0.56±0.02	0.25±0.02	1.40±0.10	1.17±0.17
-	LBZ 6a	0.34	0.20±0.08	0.15±0.06	3.37±0.22	0.47±0.02	0.18±0.01	1.29±0.08	1.38±0.13
-	LBZ 6b	0.16	0.29±0.14	0.22±0.10	3.61±0.39	0.54±0.03	0.18±0.01	1.41±0.12	1.69±0.27
-	LBZ 7	2.70	1.48±0.11	1.14±0.08	9.35±0.82	0.43±0.01	0.16±0.01	1.29±0.06	3.96±0.57
-	LBZ 8	2.20	0.56±0.06	0.43±0.04	4.50±0.21	0.47±0.01	0.17±0.01	1.38±0.05	2.24±0.16
-	LBZ 9	4.00	0.11±0.04	0.08±0.03	3.12±0.10	0.48±0.01	0.17±0.01	1.40±0.04	2.37±0.11
-	LBZ 10	3.20	0.74±0.04	0.57±0.03	5.19±0.16	0.45±0.01	0.23±0.01	1.42±0.04	2.56±0.12
-	LBZ 11	2.80	0.13±0.05	0.10±0.04	3.17±0.12	0.59±0.01	0.18±0.01	1.36±0.04	1.44±0.08
-	LBZ 12	0.65	0.55±0.07	0.42±0.05	4.44±0.25	0.40±0.01	0.26±0.01	1.38±0.06	1.44±0.12
-	LBZ 13	0.06	0.40±0.29	0.31±0.23	3.94±0.92	1.06±0.07	0.25±0.03*	1.33±0.14	1.19±0.48
-	LBZ 14	0.04	0.53±0.31	0.41±0.24	4.38±1.10	0.65±0.08	0.16±0.03	1.33±0.25	-
-	LBZ 15	0.18	1.25±0.19	0.96±0.14	7.78±1.16	0.56±0.03	0.16±0.01	1.43±0.12	1.08±0.22*
-	LBZ 16	0.34	0.56±0.11	0.43±0.08	4.50±0.39	0.40±0.02	0.22±0.01	1.35±0.09	0.83±0.14
-	LBZ 17	0.33	0.35±0.09	0.27±0.07	3.79±0.26	0.51±0.02	0.15±0.01	1.39±0.08	1.16±0.13
-	LBZ 18	0.32	0.32±0.09	0.25±0.07	3.70±0.26	0.46±0.02	0.16±0.01	1.36±0.08	1.22±0.14
NGC 5204	LBZ 1	0.11	-	-	-	0.69±0.08	0.17±0.03	1.06±0.22	-
-	LBZ 2	0.15	0.29±0.21	0.23±0.16	3.62±0.61	0.41±0.05	0.09±0.02*	1.43±0.31	4.94±0.99
-	LBZ 3	0.41	1.28±0.16	0.99±0.13	7.98±1.03	0.42±0.03	0.11±0.01	1.36±0.17	4.66±0.97
-	LBZ 4	0.17	1.16±0.18	0.89±0.14	7.20±1.01	0.64±0.04	0.12±0.01	1.30±0.11	-
-	LBZ 5	0.07	0.40±0.23	0.31±0.17	3.96±0.71	0.41±0.04	0.14±0.02	1.22±0.20	0.60±0.17*
-	LBZ 6	0.32	0.40±0.11	0.31±0.08	3.94±0.33	0.38±0.02	0.15±0.01	1.33±0.10	0.27±0.06
-	LBZ 7	0.51	0.67±0.08	0.52±0.07	4.91±0.33	0.42±0.02	0.19±0.01	1.24±0.09	-

Ο αστερίσκος δηλώνει ότι μόνο μία εκ των δύο γραμμών του [NII] ή του [OIII] έχει ανιχνευθεί και ως εκ τούτου έχει χρησιμοποιηθεί.

Πίνακας 5.12 Παράμετροι των γραμμών εκπομπής όλων των φασματικά παρατηρημένων, μη πιστοποιημένων Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας

Galaxy	SourceID	F(H $\alpha$ )	c(H $\beta$ )	E <sub>(B-V)</sub>	H $\alpha$ / H $\beta$	[SII](6716+6731) / H $\alpha$	[NII](6548+6584) / H $\alpha$	[SII](6716) /[SII](6731)	[OIII] (4959+5007) /H $\beta$
NGC 2403	LBZ 1059	0.15	-	-	-	0.35±0.02	-	1.17±0.14	-
-	LBZ 731	0.11	0.39±0.20	0.30±0.16	3.93±0.63	0.19±0.02	0.28±0.03	1.24±0.24	0.89±0.18*
-	LBZ 561	0.22	0.30±0.10	0.23±0.08	3.64±0.30	0.23±0.02	0.25±0.02	1.32±0.17	1.16±0.15
-	LBZ 484	0.11	0.74±0.21	0.57±0.16	5.17±0.87	0.26±0.03	0.32±0.03	0.94±0.17	5.99±1.43
-	LBZ 982	0.64	0.43±0.09	0.33±0.07	4.03±0.27	0.21±0.01	0.28±0.01	1.36±0.12	0.49±0.07
-	LBZ 1291	0.34	0.82±0.16	0.63±0.13	5.49±0.71	0.30±0.02	0.32±0.02	1.20±0.13	0.56±0.10*
-	LBZ 840	0.04	-	-	-	0.15±0.03	-	1.42±0.59	-
-	LBZ 796	0.31	0.37±0.13	0.28±0.10	3.85±0.38	0.14±0.01	0.33±0.02	0.97±0.15	0.43±0.09
-	LBZ 620	0.40	0.11±0.08	0.09±0.06	3.13±0.19	0.20±0.01	0.32±0.01	1.14±0.10	1.67±0.15
-	LBZ 514	0.35	0.59±0.13	0.45±0.10	4.58±0.48	0.32±0.02	0.37±0.02	1.38±0.13	0.46±0.12
-	LBZ 1180	0.17	0.20±0.11	0.15±0.09	3.37±0.30	0.15±0.01	0.26±0.02	0.95±0.16	1.06±0.20
-	LBZ 963	0.20	1.02±0.34	0.78±0.26	6.46±1.73	0.23±0.02	0.18±0.01	1.36±0.17	-
NGC 3077	LBZ 363	0.10	1.74±0.49	1.34±0.38	11.5±4.49	0.25±0.03	0.33±0.04	1.30±0.23	-
-	LBZ 396	0.19	0.40±0.13	0.31±0.10	3.94±0.42	0.20±0.02	0.36±0.02	1.22±0.15	-
NGC 4214	LBZ 1089	1.30	0.43±0.05	0.33±0.04	4.03±0.15	0.21±0.01	0.09±0.01	1.34±0.06	9.39±0.47
-	LBZ 597	0.85	0.74±0.07	0.57±0.05	5.18±0.27	0.20±0.01	0.15±0.01	1.30±0.07	0.95±0.09
-	LBZ 1091	1.20	0.70±0.07	0.54±0.05	5.02±0.26	0.12±0.01	0.08±0.01	1.27±0.09	2.59±0.20
-	LBZ 988	0.20	0.07±0.05	0.06±0.04	3.04±0.12	0.27±0.01	0.14±0.01	1.40±0.07	0.22±0.02
-	LBZ 917	4.70	0.52±0.02	0.40±0.02	4.34±0.08	0.14±0.01	0.11±0.01	1.35±0.04	2.16±0.06
-	LBZ 971	0.24	0.19±0.12	0.15±0.10	3.35±0.33	0.17±0.01	0.06±0.01*	1.08±0.16	9.05±1.20
-	LBZ 928	1.10	0.76±0.10	0.58±0.08	5.24±0.42	0.15±0.01	-	1.43±0.16	6.22±0.72
-	LBZ 911	0.41	0.60±0.09	0.46±0.07	4.62±0.33	0.14±0.01	0.13±0.01	1.37±0.14	2.08±0.23
-	LBZ 889	0.56	0.28±0.06	0.21±0.05	3.58±0.18	0.13±0.01	0.11±0.01	1.33±0.13	2.21±0.16
-	LBZ 899	1.70	0.19±0.04	0.14±0.03	3.33±0.09	0.26±0.01	0.16±0.01	1.39±0.05	4.71±0.18
-	LBZ 362	0.10	1.02±0.20	0.79±0.15	6.48±1.02	0.27±0.03	0.19±0.03	1.30±0.23	-
-	LBZ 863	0.36	0.52±0.08	0.40±0.06	4.34±0.27	0.17±0.01	0.15±0.01	1.37±0.13	1.21±0.12
-	LBZ 740	0.15	0.18±0.11	0.14±0.09	3.32±0.30	0.19±0.02	0.10±0.01	1.17±0.22	8.09±0.97
-	LBZ 800	0.16	0.42±0.14	0.32±0.10	4.00±0.43	0.19±0.02	0.08±0.01	1.34±0.35	1.15±0.18
-	LBZ 845	0.27	0.41±0.11	0.32±0.08	3.99±0.35	0.11±0.01	0.13±0.01	1.14±0.17	0.70±0.10
-	LBZ 836	0.43	0.41±0.07	0.32±0.06	3.99±0.23	0.16±0.01	0.14±0.01	1.31±0.12	1.10±0.10
-	LBZ 690	0.16	0.84±0.22	0.64±0.17	5.59±0.97	0.37±0.02	0.14±0.01	1.28±0.16	1.05±0.29
NGC 4395	LBZ 1252	0.18	0.27±0.13	0.21±0.10	3.55±0.36	0.20±0.01	0.09±0.01	1.41±0.18	0.95±0.15
-	LBZ 391	0.14	0.66±0.22	0.51±0.17	4.87±0.85	0.24±0.02	0.09±0.02*	1.36±0.23	-
-	LBZ 267	0.05	0.47±0.26	0.36±0.20	4.16±0.88	0.24±0.04	0.13±0.03*	1.33±0.37	3.21±0.94
-	LBZ 151	0.20	0.24±0.10	0.19±0.08	3.48±0.29	0.22±0.01	0.07±0.01*	1.35±0.01	6.81±0.75



Συνέχεια Πίνακα 5.12

Galaxy	SourceID	F(H $\alpha$ )	c(H $\beta$ )	E <sub>(B-V)</sub>	H $\alpha$ / H $\beta$	[SII](6716+6731) / H $\alpha$	[NII](6548+6584) / H $\alpha$	[SII](6716) /[SII](6731)	[OIII] (4959+5007) /H $\beta$
NGC 4449	LBZ 581	0.82	0.39±0.06	0.30±0.04	3.90±0.18	0.22±0.01	0.18±0.01	1.40±0.08	2.77±0.18
-	LBZ 593	0.15	0.32±0.14	0.25±0.11	3.72±0.42	0.24±0.02	0.25±0.02	0.77±0.12	1.64±0.26
-	LBZ 567	0.20	0.62±0.17	0.48±0.13	4.71±0.63	0.20±0.02	0.11±0.01	1.40±0.23	0.41±0.08*
-	LBZ 527	0.71	0.35±0.07	0.27±0.05	3.81±0.20	0.31±0.01	0.19±0.01	1.41±0.07	0.83±0.07
-	LBZ 503	0.27	0.64±0.12	0.49±0.09	4.78±0.45	0.36±0.02	0.23±0.01	1.29±0.10	1.82±0.25
-	LBZ 500	0.20	0.84±0.15	0.65±0.12	5.62±0.68	0.24±0.02	0.15±0.02	1.36±0.16	-
-	LBZ 521	0.25	0.36±0.11	0.28±0.08	3.83±0.33	0.21±0.01	0.25±0.01	1.11±0.14	0.38±0.08
-	LBZ 266	1.2	0.36±0.06	0.28±0.04	3.82±0.17	0.26±0.01	0.18±0.01	1.43±0.06	2.45±0.16
-	LBZ 449	0.33	1.34±0.09	1.03±0.07	8.35±0.63	0.27±0.02	-	1.43±0.18	6.42±0.55*
-	LBZ 398	6.9	0.29±0.03	0.22±0.02	3.60±0.09	0.30±0.01	0.15±0.01	1.41±0.04	2.50±0.09
-	LBZ 391	21.	0.06±0.02	0.04±0.01	3.01±0.04	0.27±0.01	0.17±0.01	1.38±0.02	1.80±0.04
-	LBZ 432	1.0	0.14±0.08	0.11±0.06	3.21±0.20	0.28±0.01	0.11±0.01	1.40±0.08	0.81±0.06*
-	LBZ 311	0.29	0.28±0.10	0.21±0.08	3.57±0.28	0.26±0.01	0.14±0.01	1.36±0.12	1.41±0.17
-	LBZ 401	0.57	0.63±0.09	0.48±0.07	4.74±0.33	0.32±0.01	0.25±0.01	1.19±0.08	2.83±0.29
-	LBZ 387	0.33	0.44±0.09	0.34±0.07	4.07±0.29	0.33±0.01	0.20±0.01	1.15±0.08	1.12±0.13
-	LBZ 394	0.29	0.25±0.10	0.19±0.08	3.49±0.28	0.33±0.01	0.19±0.01	1.41±0.10	2.69±0.30
-	LBZ 95	0.23	0.59±0.11	0.45±0.09	4.59±0.42	0.23±0.01	0.14±0.01	1.39±0.14	12.06±1.52
-	LBZ 260	0.15	0.75±0.24	0.58±0.18	5.22±0.99	0.18±0.02	0.12±0.01*	1.43±0.27	1.21±0.34
-	LBZ 318	0.36	0.09±0.07	0.07±0.06	3.09±0.18	0.16±0.01	0.12±0.01	1.35±0.14	1.23±0.11
NGC 5204	LBZ 154	0.23	0.15±0.11	0.11±0.09	3.23±0.29	0.13±0.01	0.04±0.01*	1.35±0.23	7.61±0.93
-	LBZ 487	0.17	0.77±0.33	0.59±0.25	5.30±1.40	0.30±0.02	0.06±0.01*	0.38±0.16	1.87±0.67
-	LBZ 458	0.11	0.26±0.23	0.20±0.18	3.53±0.64	0.32±0.03	-	1.39±0.20	1.33±0.28*
-	LBZ 439	0.59	0.03±0.06	0.02±0.05	2.94±0.14	0.22±0.10	0.13±0.01	1.27±0.10	3.52±0.25
-	LBZ 412	0.05	0.08±0.21	0.06±0.16	3.06±0.50	0.31±0.04	0.19±0.03	1.04±0.22	0.71±0.17*
-	LBZ 242	0.95	0.94±0.09	0.73±0.07	6.09±0.42	0.12±0.01	0.11±0.01	1.10±0.08	1.39±0.16
-	LBZ 299	0.18	-	-	-	0.21±0.02	0.11±0.02	0.82±0.14	-

Ο αστερίσκος δηλώνει ότι μόνο μία εκ των δύο γραμμών του [NII] ή του [OIII] έχει ανιχνευθεί και ως εκ τούτου έχει χρησιμοποιηθεί.

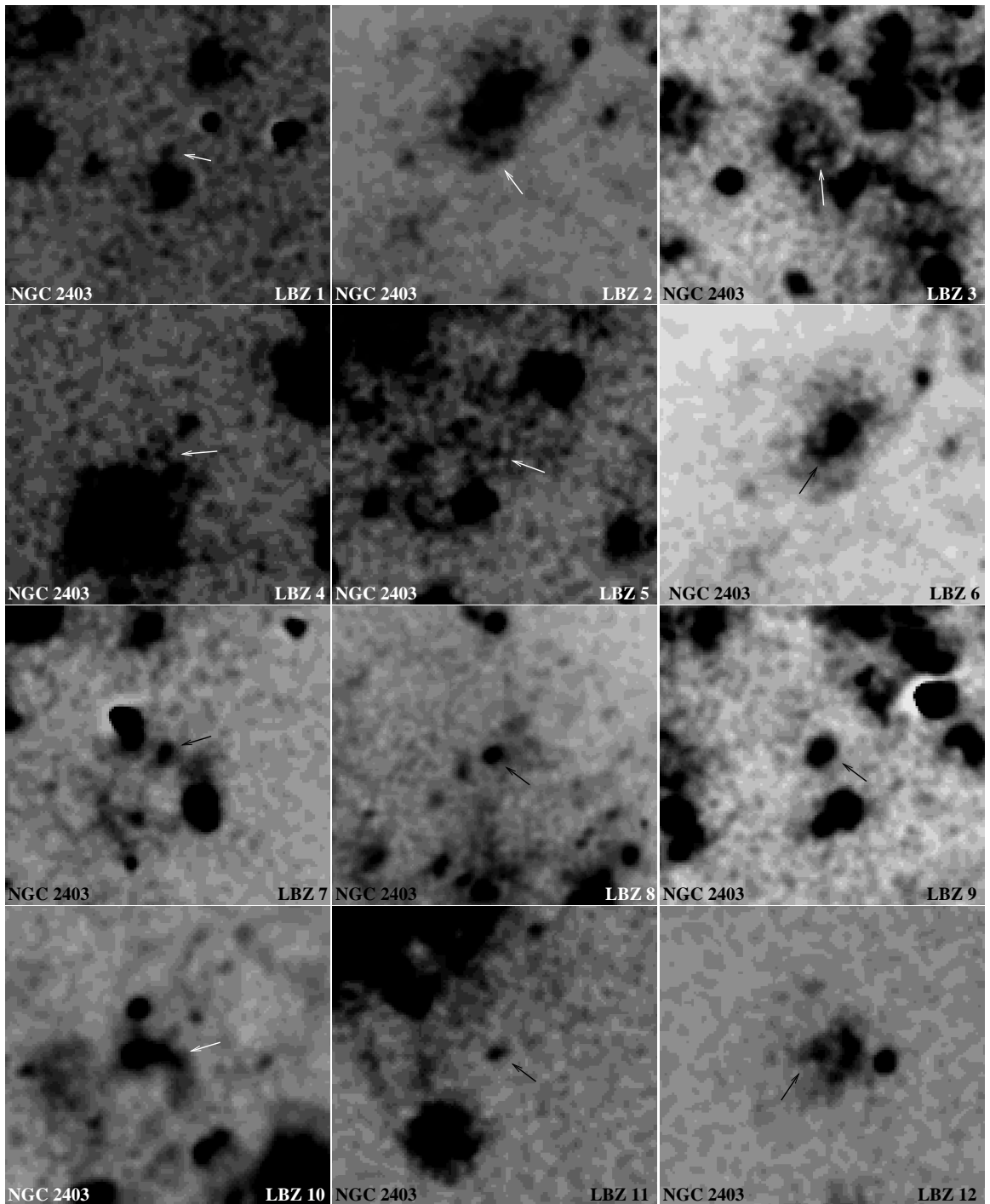
### 5.3 ΑΠΟΤΕΛΕΣΜΑΤΑ ΚΑΙ ΤΑΞΙΝΟΜΗΣΗ Υ/Υ

Η φωτομετρική ανάλυση έδωσε έναν μεγάλο αριθμό πηγών (269) με  $([S II]/H\alpha)_{phot} \geq 0.4$  ενώ 138 επιπλέον πηγές παρουσιάζουν  $0.3 < ([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.4$ . 134 πηγές παρατηρήθηκαν φασματοσκοπικά με τα δύο τηλεσκόπια (Mayall και Σκίνακα), καταλήγοντας σε 67 πηγές φασματοσκοπικά πιστοποιημένες ως Υ/Υ (12 στον NGC 2403 , 6 στον NGC 3077 , 18 στον NGC 4214 , 6 στον NGC 4395 , 18 στον NGC 4449 και 7 στον NGC 5204). Στις φασματικά παρατηρημένες πηγές (134) δεν περιλαμβάνονται μόνο πηγές με  $([S II]/H\alpha)_{phot} \geq 0.3$  (το όριο της παρούσας έρευνας για τον προσδιορισμό Υ/Υ) αλλά και πηγές με λόγο κάτω αυτού του ορίου. Αυτό έγινε με σκοπό να ερευνησουμε τυχόν συστηματικές επιδράσεις στο φωτομετρικό λόγο  $[S II]/H\alpha$  (για μια συνολική εικόνα, δες τον Πίνακα 5.13).

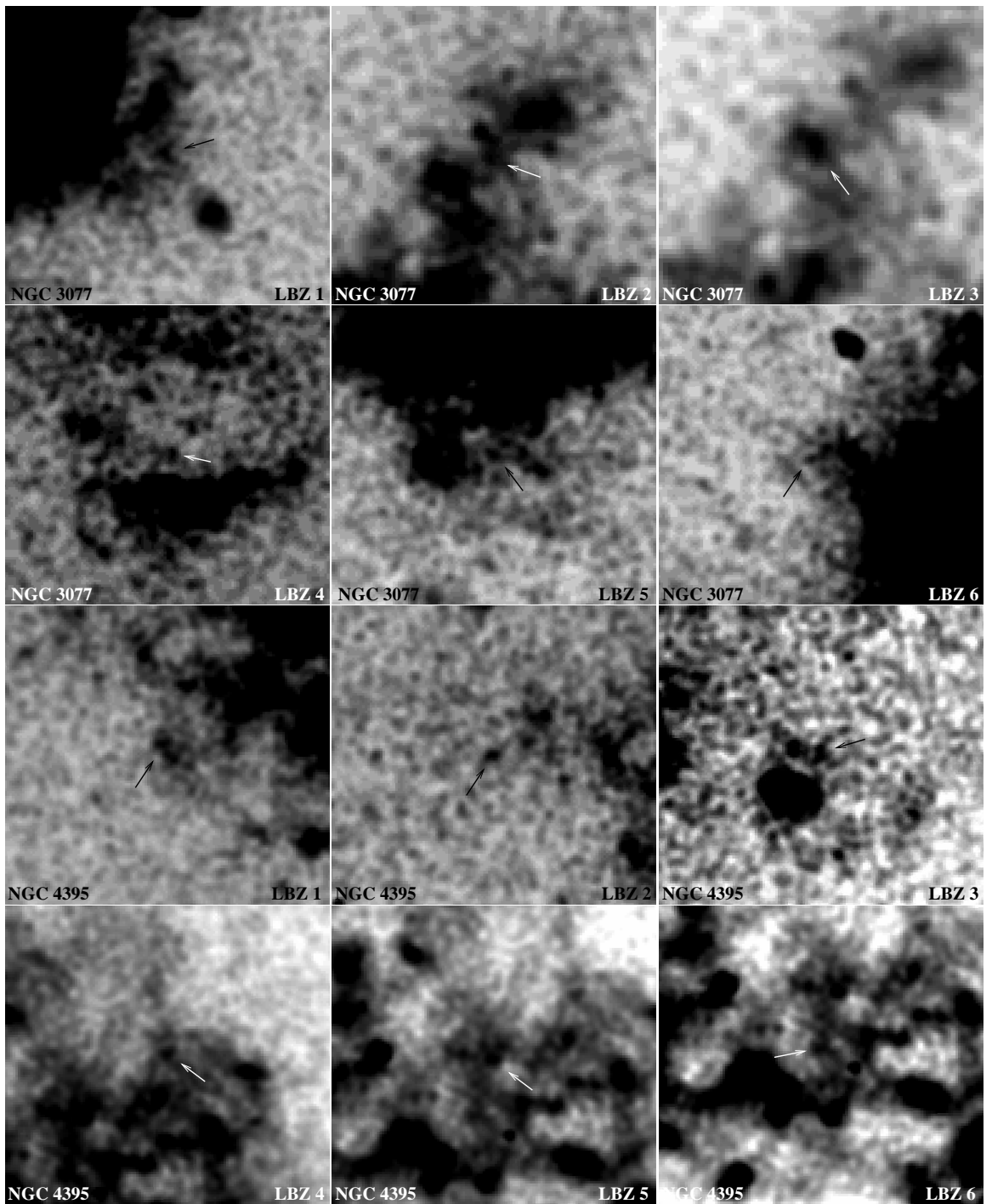
Με βάση λοιπόν τα φωτομετρικά και φασματοσκοπικά αποτελέσματα, διαχωρίζουμε τα οπτικώς επιλεγμένα Υ/Υ στις ακόλουθες κατηγορίες: 1) Υ/Υ, 2) υποψήφια Υ/Υ και 3) πιθανά υποψήφια Υ/Υ. Στην πρώτη κατηγορία ανήκουν τα φωτομετρικά Υ/Υ που παρουσιάζουν στο φάσμα τους λόγο  $[S II]/H\alpha > 0.4$ . Ως υποψήφια Υ/Υ θεωρούμε τα φωτομετρικά Υ/Υ (εντός των σφαλμάτων τους) χωρίς όμως να έχουν παρατηρηθεί φασματοσκοπικά. Ως πιθανά υποψήφια Υ/Υ θεωρούμε τις πηγές με  $0.3 < ([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.4$  εντός των σφαλμάτων τους. Αυτό το διαγνωστικό εργαλείο ( $[S II]/H\alpha > 0.4$ ) έχει αποδειχθεί ότι μπορεί να διαφοροποιήσει τον ιονισμό λόγω κρουστικών κυμάτων (που συμβαίνει στα Υ/Υ) από το φωτοϊονισμό που λαμβάνει χώρα σε άλλα νεφελώματα (π.χ. περιοχές ιονισμένου υδρογόνου ή πλανητικά νεφελώματα). Αυτό οφείλεται στο γεγονός ότι στην περίπτωση των Υ/Υ, το μεγαλύτερο μέρος της περιεκτικότητας σε θείο στις περιοχές ψύξης πίσω από το μπροστινό μέτωπο του σοκ είναι με τη μορφή του  $S^+$ , με αποτέλεσμα οι κρουστικές διεγέρσεις να καταλήγουν σε αυξημένους λόγους  $[S II] / H\alpha$ . Από την άλλη, σε τυπικές περιοχές ιονισμένου υδρογόνου και λόγω του φωτοϊονισμού, τα ιόντα του θείου είναι κυρίως στη μορφή του  $S^{++}$  (π.χ. Long et al. 2010, Matonick & Fesen 1997). Επομένως, ο λόγος  $[S II]/H\alpha$  αναμένεται γενικά να είναι χαμηλότερος από 0.4. Πρόσθετες απαγορευμένες γραμμές ( $[O I] 6300 \text{ \AA}$  ή  $[O III] 4959, 5007 \text{ \AA}$ ) ή αυξημένοι λόγοι  $[N II]/H\alpha$  σε σχέση με αυτούς των ιονισμένων περιοχών υδρογόνου μπορούν να χρησιμοποιηθούν ως αποδεικτικά στοιχεία για την ύπαρξη των μηχανισμών σοκ και ως εκ τούτου να πιστοποιήσουν την φύση των πηγών ως Υ/Υ.

Στον Πίνακα 5.13 παρουσιάζεται η απογραφή των φωτομετρικά και φασματοσκοπικά

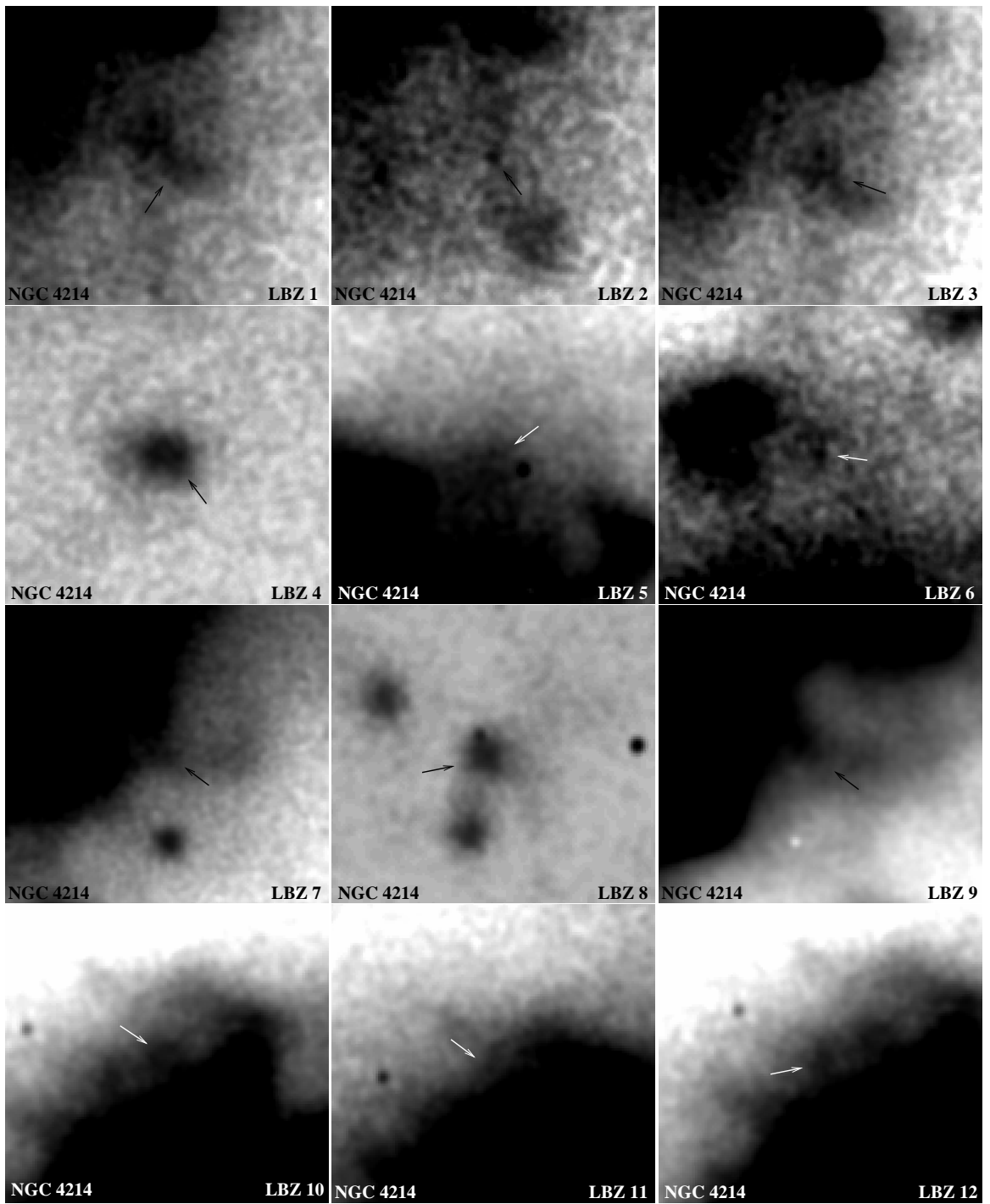
παρατηρούμενων πηγών σε κάθε γαλαξία καθώς και τα ποσοστά επιτυχίας όσον αφορά την φασματοσκοπική πιστοποίηση φωτομετρικών Υ/Υ. Στη στήλη 1 χωρίσαμε τους λόγους ( $[S II]/H\alpha$ )<sub>phot</sub> σε τρεις κατηγορίες:  $> 0.4$  (υποψήφια Υ/Υ),  $0.3-0.4$  (πιθανά υποψήφια Υ/Υ) και  $< 0.3$ . Στη στήλη 2 παρουσιάζουμε τον αριθμό των πηγών που ανιχνεύθηκαν σε κάθε κατηγορία (εντός των σφαλμάτων τους). Στη στήλη 3 δίνουμε τον αριθμό των φωτομετρικών Υ/Υ από τους Πίνακες 5.2 - 5.7. Αυτοί οι αριθμοί προκύπτουν από τις ανιχνευόμενες πηγές (Στήλη 2) αν αφαιρέσουμε τις φασματικά παρατηρούμενες πηγές που δεν πιστοποιήθηκαν ως Υ/Υ (Στήλη 4 μείον Στήλη 5). Στην περίπτωση των τιμών για  $<0.3$  σε αυτή τη στήλη, συμπεριλάβαμε μόνο τα φασματικά πιστοποιημένα Υ/Υ. Στη στήλη 4 δίνεται ο συνολικός αριθμός των φασματικά παρατηρούμενων πηγών ενώ στη Στήλη 5 παρουσιάζουμε τον αριθμό των πηγών που πιστοποιήθηκαν φασματοσκοπικά ως Υ/Υ. Τέλος, στη Στήλη 6 δίνουμε το ποσοστό των φωτομετρικών Υ/Υ που επιβεβαιώθηκαν και φασματοσκοπικά ως Υ/Υ (ποσοστό επιτυχίας).



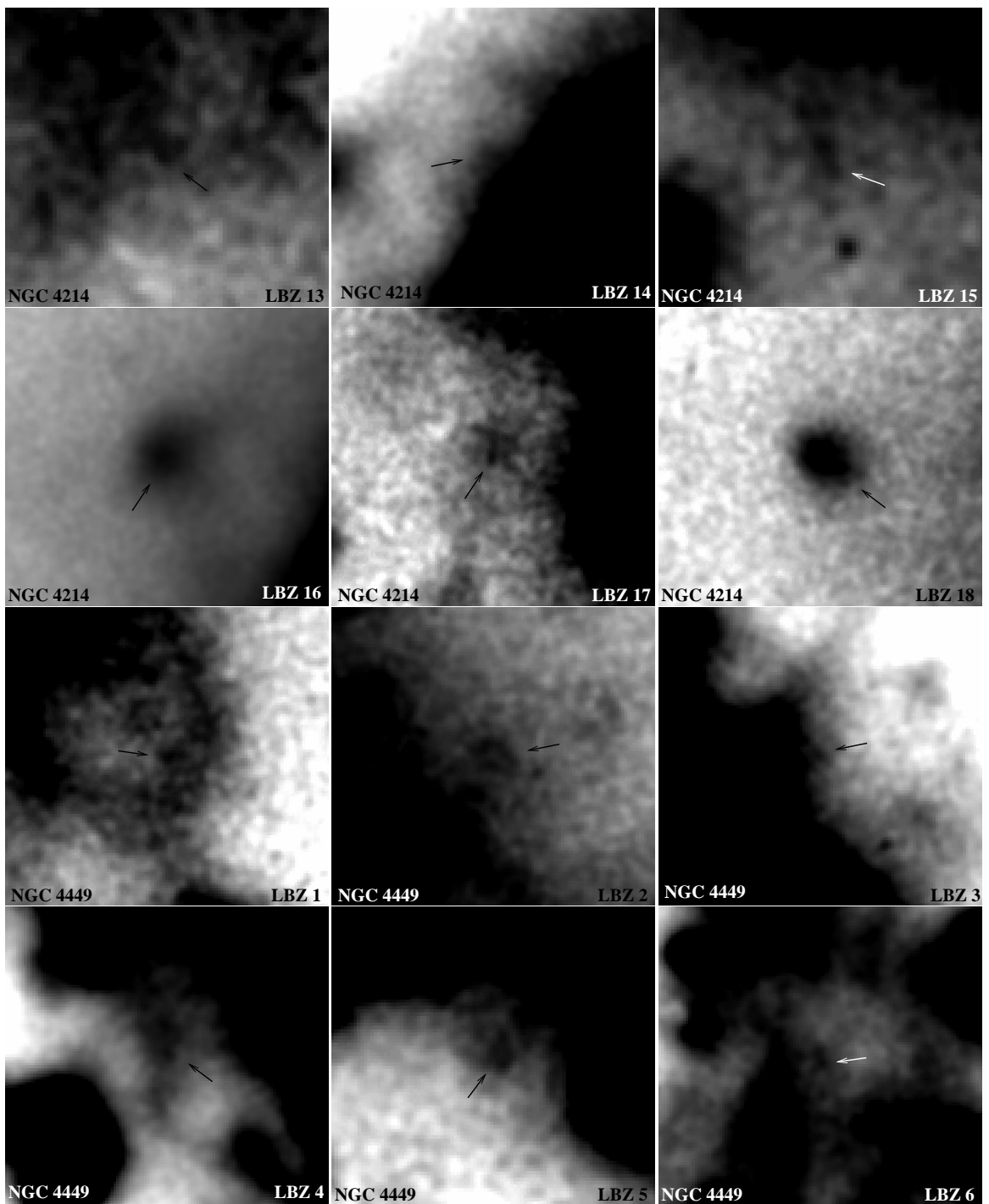
Σχήμα 5.15 Ηα εικόνες των 67 φασματοσκοπικά παρατηρημένων Υ/Υ της παρούσας έρευνας. Τα βέλη δείχνουν την θέση των Υ/Υ. Η κατεύθυνση των εικόνων είναι Βορράς προς τα πάνω και Ανατολή προς τα αριστερά. Οι εικόνες καλύπτουν 30''×30'' και στις δύο κατευθύνσεις.



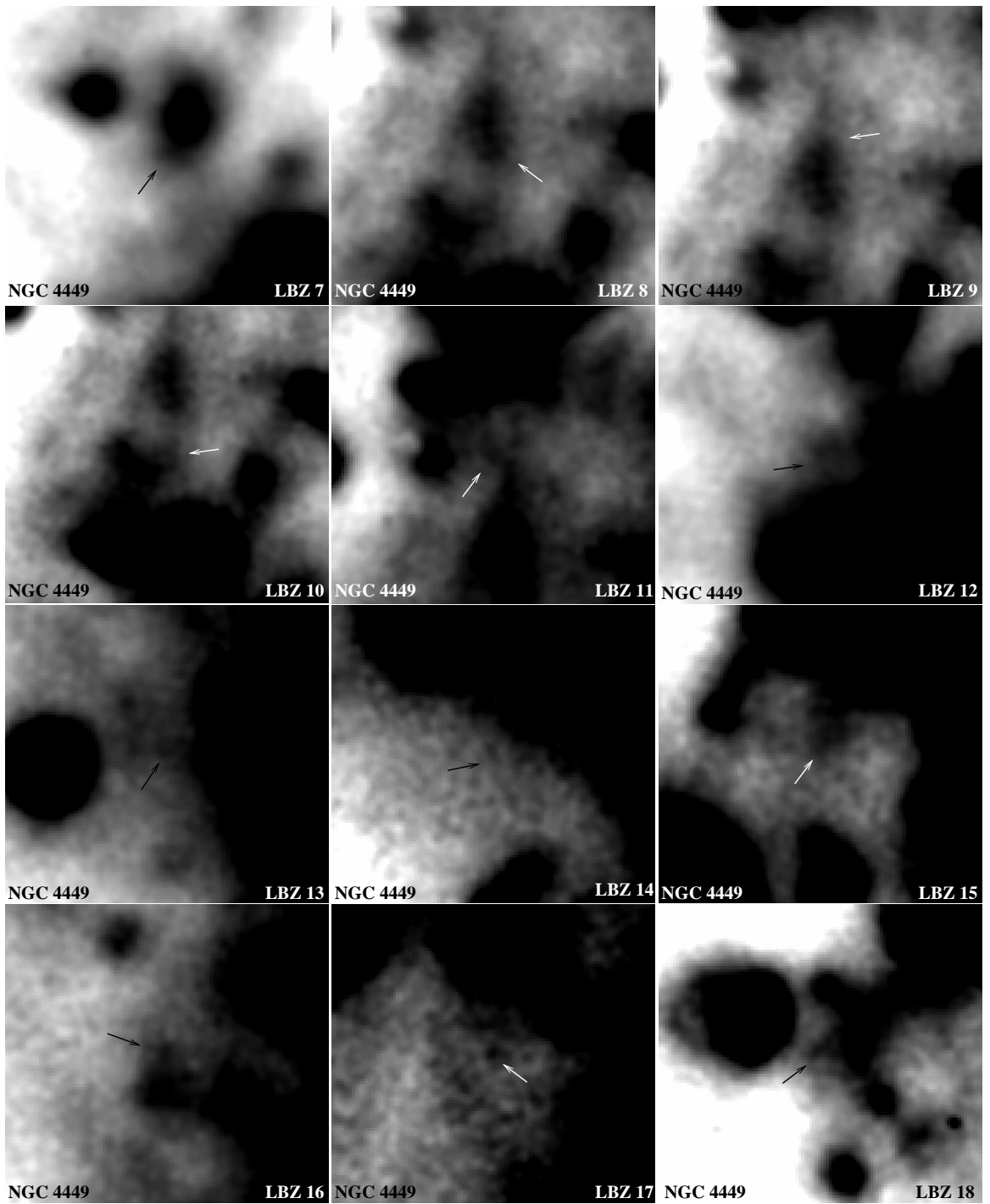
Συνέχεια Σχήματος 5.15



Συνέχεια Σχήματος 5.15

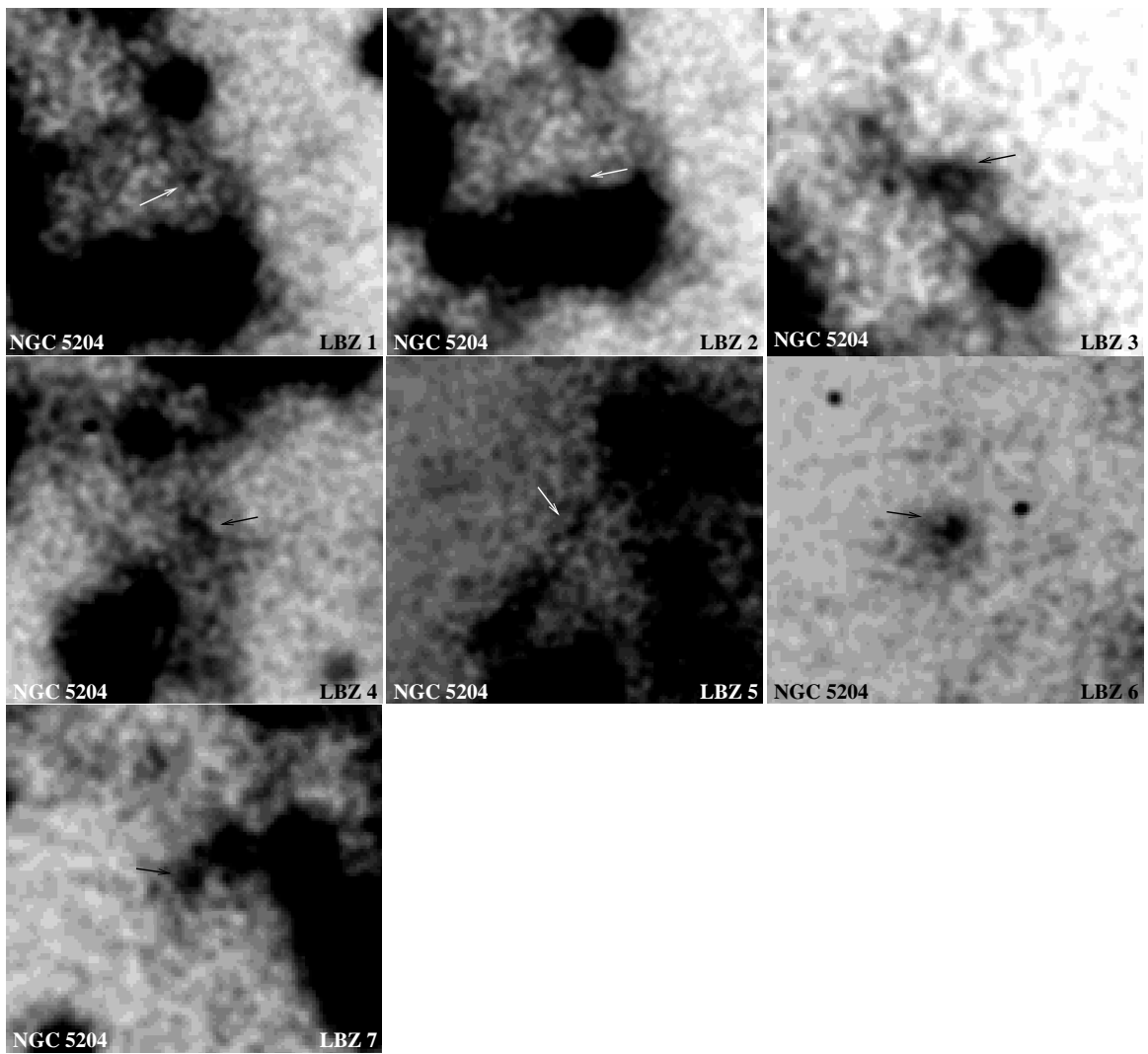


Συνέχεια Σχήματος 5.15

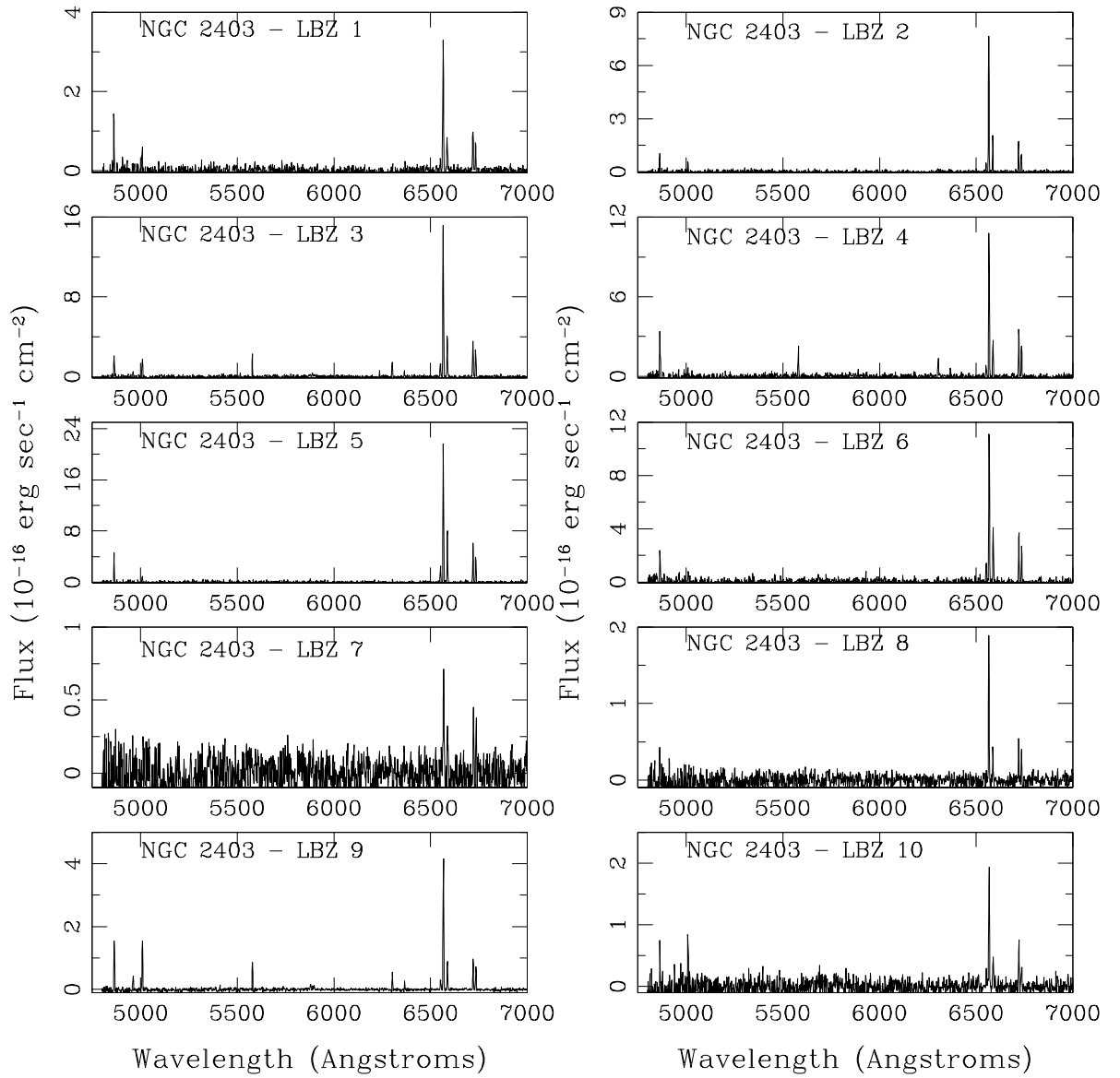


Συνέχεια Σχήματος 5.15

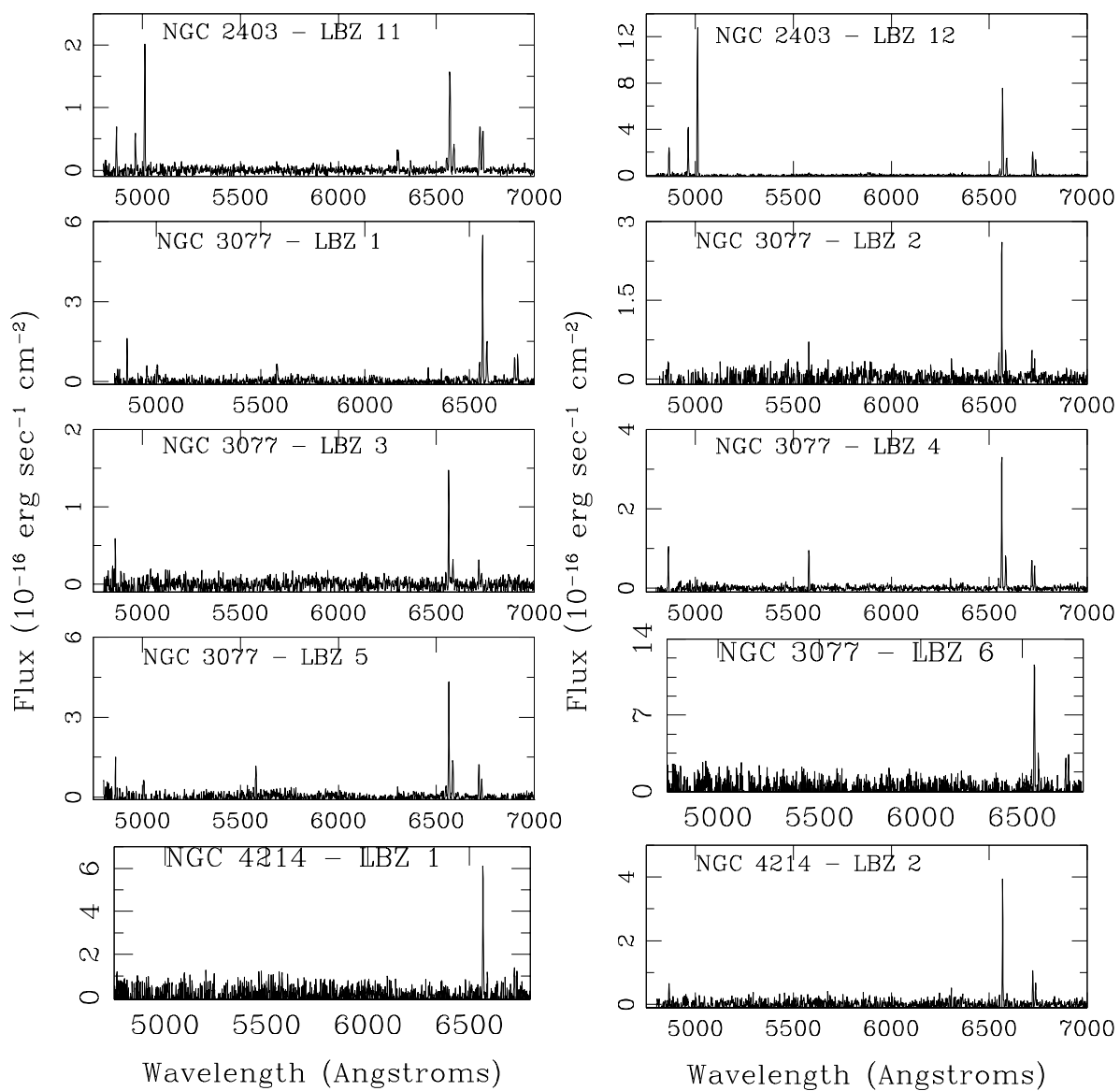




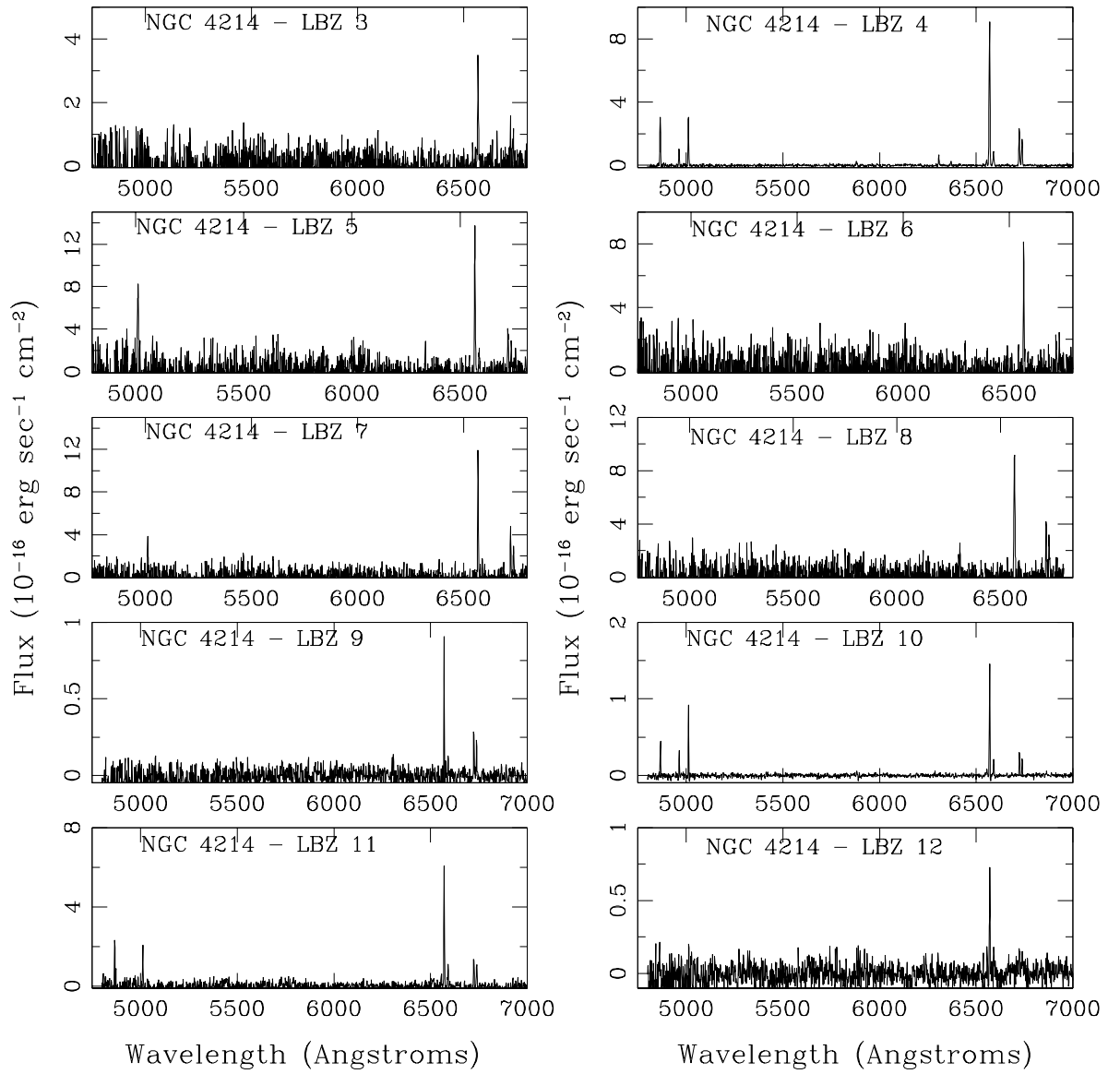
Συνέχεια Σχήματος 5.15



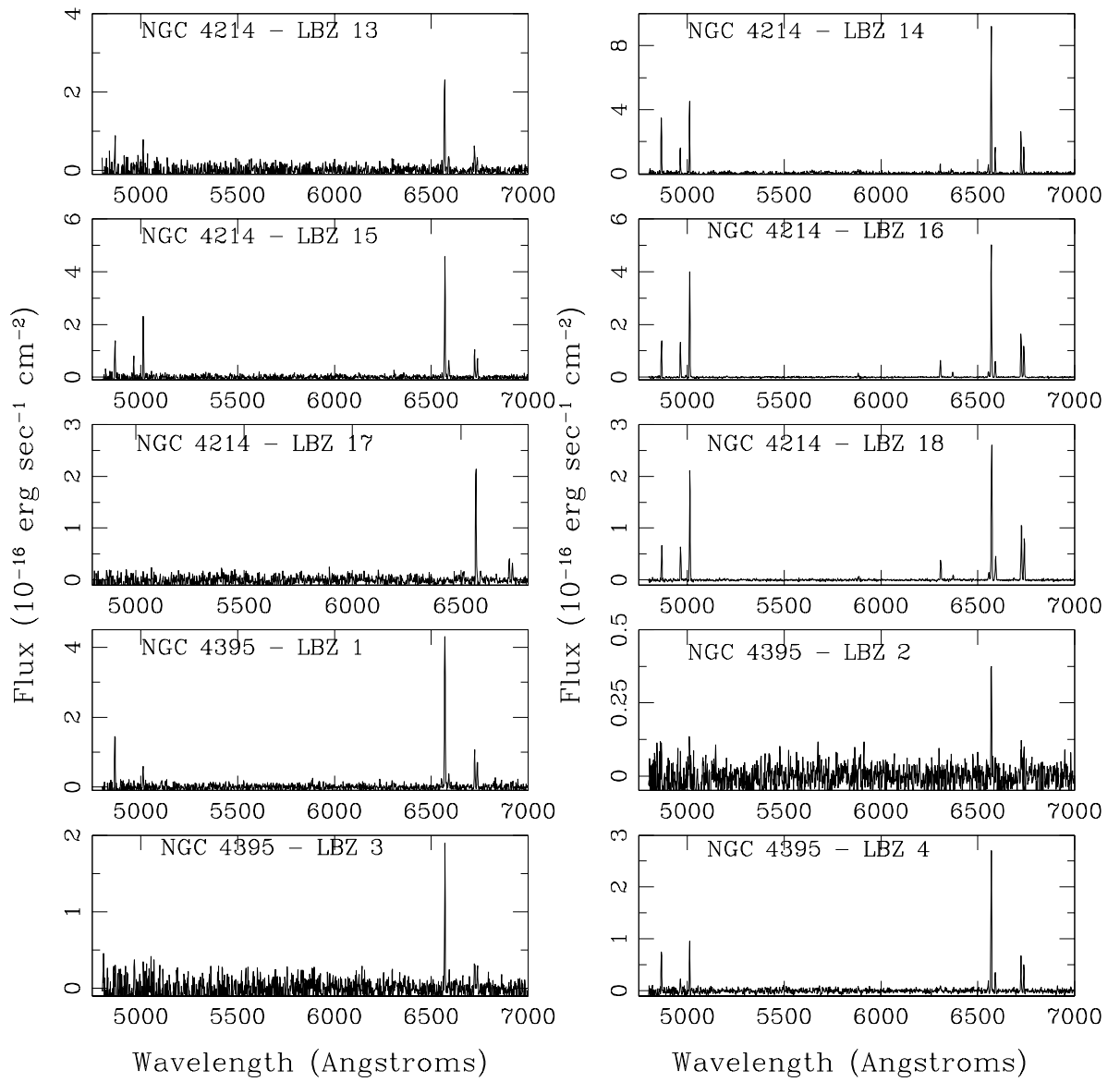
Σχήμα 5.16 Τα φάσματα των 67 Υ/Υ.



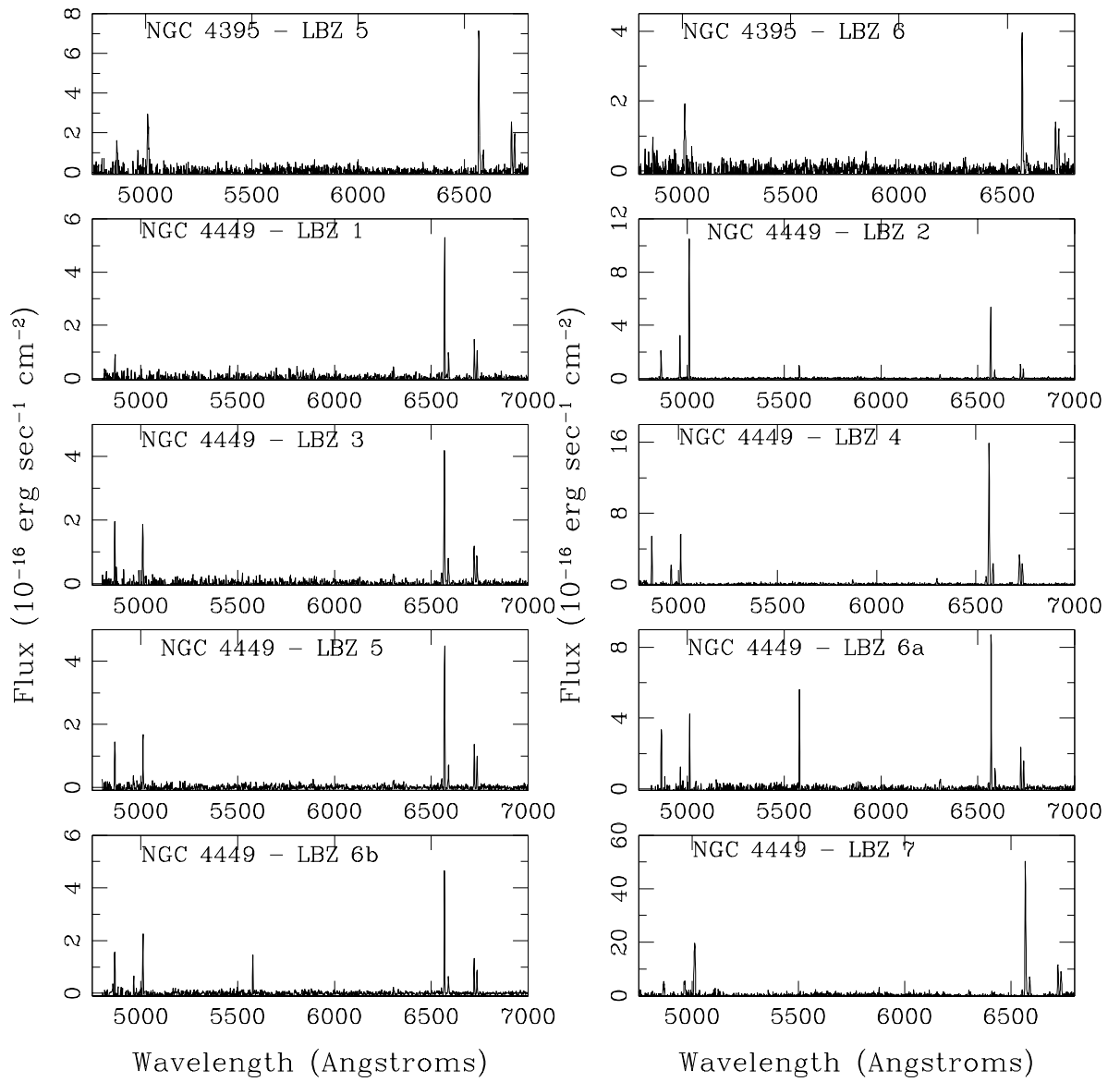
Συνέχεια Σχήματος 5.16



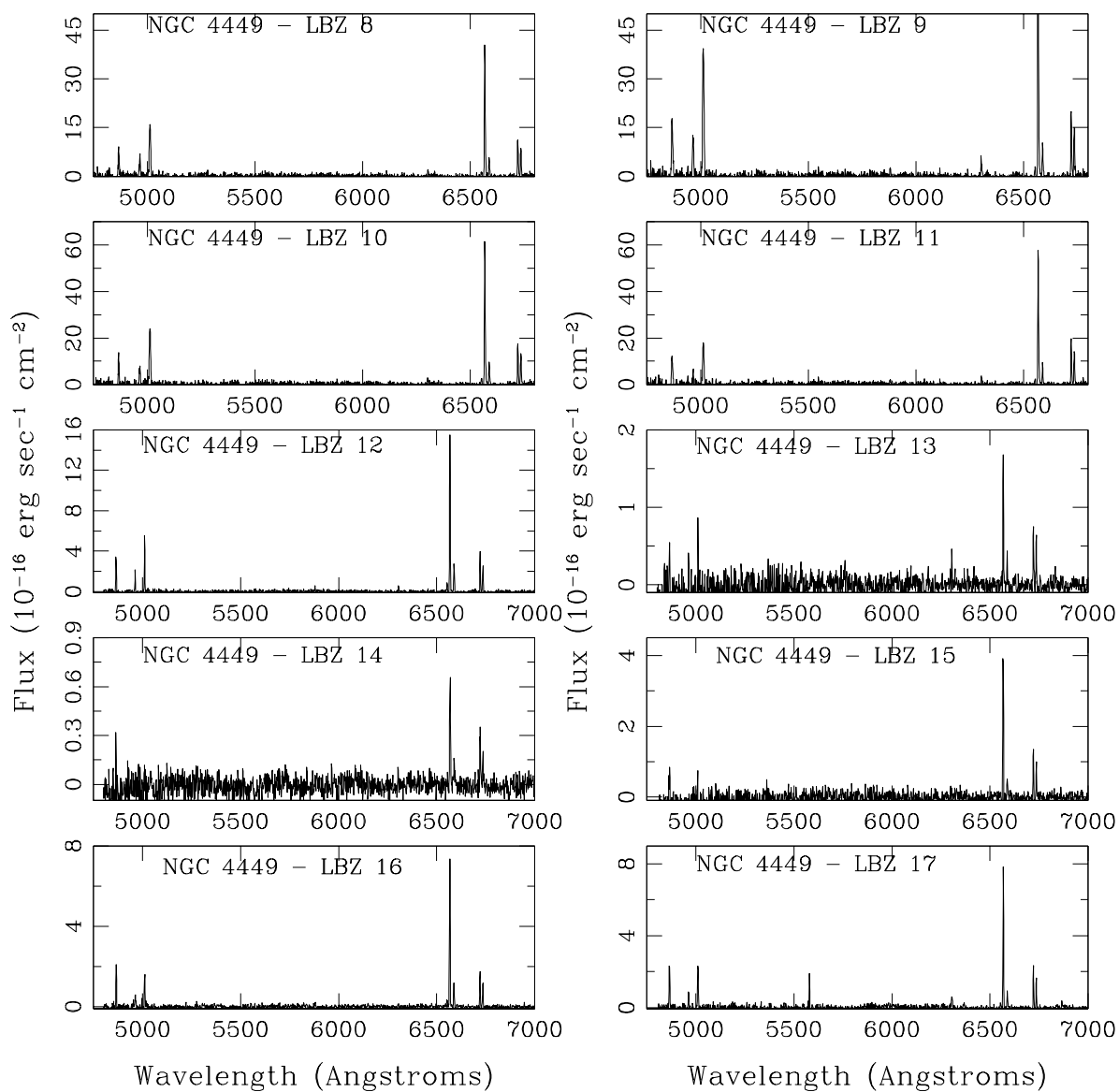
Συνέχεια Σχήματος 5.16



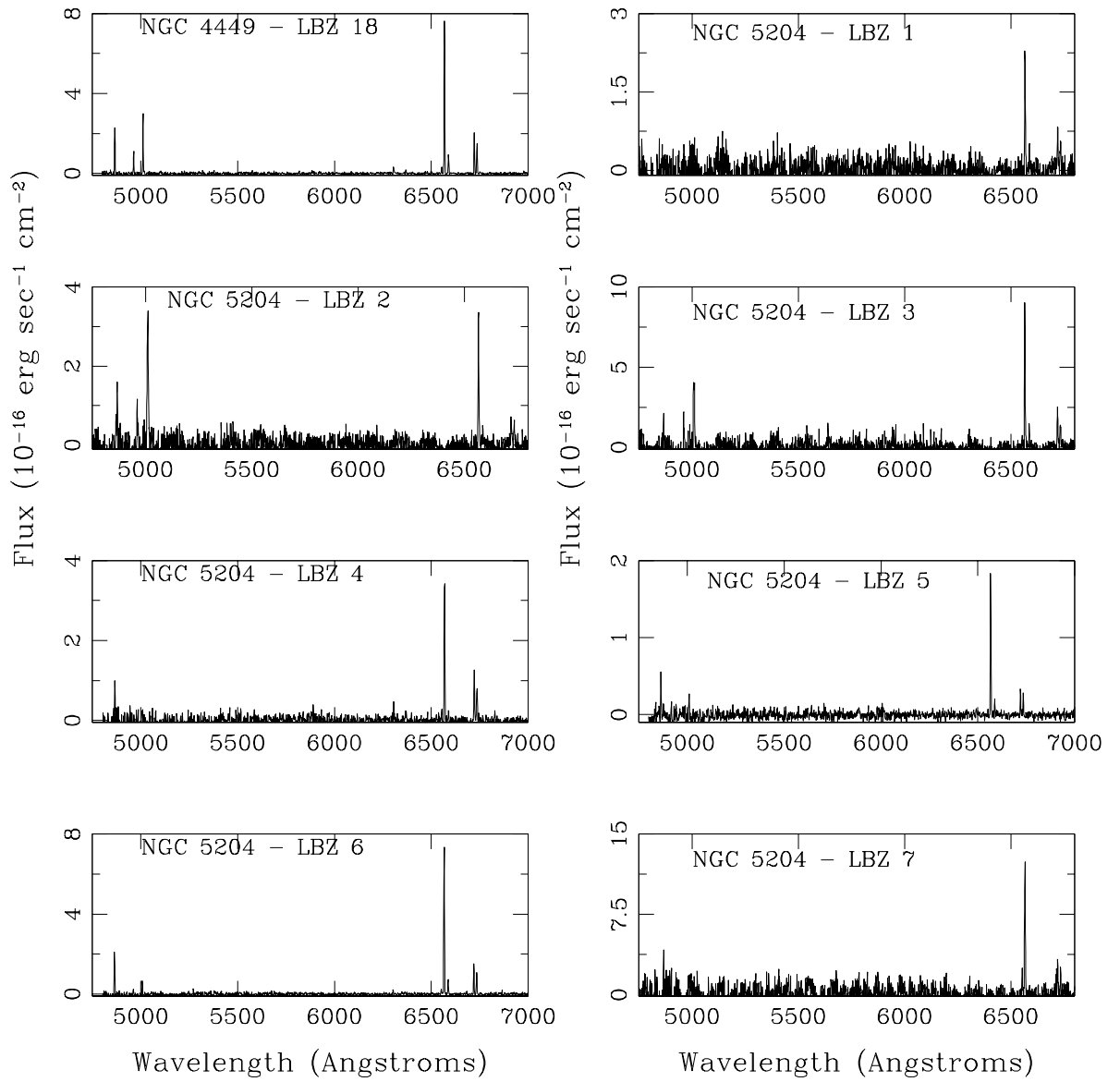
Συνέχεια Σχήματος 5.16



Συνέχεια Σχήματος 5.16



Συνέχεια Σχήματος 5.16



Συνέχεια Σχήματος 5.16



Πίνακας 5.13 Απογραφή Υ/Υ στο δείγμα γαλαξιών μας και ποσοστά επιτυχίας

Φωτομετρικός λόγος	Ανιχνευμένες πηγές	Φωτομετρικά Υ/Υ	Λαμβάνοντα φάσματα	Φασματοσκοπική ταξινόμηση ως Υ/Υ	Ποσοστό επιτυχίας σε Υ/Υ
NGC 2403					
>0.4	111	102	14	5	36%
0.3 - 0.4	48	47	8	7	88%
<0.3	...	0	2	0	0 %
NGC 3077					
>0.4	16	16	4	4	100%
0.3 - 0.4	8	8	2	2	100%
<0.3	...	-	2	-	-
NGC 4214					
>0.4	78	71	23	16	69.5%
0.3 - 0.4	23	19	4	0	0%
<0.3	...	2	8	2	25%
NGC 4395					
>0.4	16	15	2	1	50%
0.3 - 0.4	36	29	9	2	22%
<0.3	...	3	4	3	75%
NGC 4449					
>0.4	59	53	20	14	70%
0.3 - 0.4	19	15	6	2	33%
<0.3	...	2	11	2	18%
NGC 5204					
>0.4	12	12	-	-	-
0.3 - 0.4	21	20	4	3	75%
<0.3	...	4	11	4	36%
Όλοι οι γαλαξίες					
>0.4	292	269	63	40	64%
0.3 - 0.4	155	138	33	16	48%
<0.3	...	11	38	11	30%
Σύνολο					
	447+..	418	134	67	

Στήλη 1: Φωτομετρικοί λόγοι [SII]/H $\alpha$ , χωρισμένοι σε τρεις κατηγορίες: >0.4 (υποψήφια Υ/Υ), 0.3 - 0.4 (πιθανά υποψήφια Υ/Υ) και <0.3, Στήλη 2: αριθμός φωτομετρικών πηγών που ανιχνεύθηκαν σε κάθε κατηγορία (εντός των σφαλμάτων τους), Στήλη 3: φωτομετρικά Υ/Υ που παρουσιάζονται στους Πίνακες 5.2 - 5.7. Αυτοί οι αριθμοί προκύπτουν από τα ανιχνευόμενα Υ/Υ (Στήλη 2) αν αφαιρεθούν τα φασματικώς παρατηρούμενα, μη πιστοποιημένα Υ/Υ (τιμή της Στήλης 4 μείον την τιμή της Στήλης 5). Στην περίπτωση που σε αυτή την στήλη είναι <0.3, παραθέτονται μόνο οι πηγές που πιστοποιήθηκαν φασματοσκοπικά ως Υ/Υ, Στήλη 4: αριθμός φασματοσκοπικά παρατηρούμενων πηγών, Στήλη 5: αριθμός πηγών που έχουν πιστοποιηθεί φασματοσκοπικά ως Υ/Υ, Στήλη 6: ποσοστό των φωτομετρικών Υ/Υ που πιστοποιήθηκαν φασματοσκοπικά (ποσοστό επιτυχίας).

Οι αριθμοί στην ενότητα 'Σύνολο' προκύπτουν από το άθροισμα των αντίστοιχων αριθμών σε όλους τους γαλαξίες.

### 5.3.1 Μεμονωμένα αντικείμενα

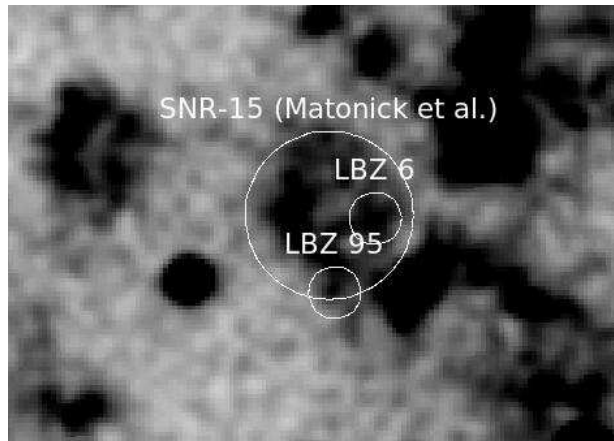
Παρακάτω παρουσιάζονται αξιοσημείωτες περιπτώσεις πηγών ανά γαλαξία:

**NGC 2403:** *LBZ 6, LBZ 95:* Αυτές οι δύο πηγές βρίσκονται σε ένα μεγαλύτερο σύμπλεγμα νεφελωμάτων (Σχήμα 5.17α, μικροί κύκλοι) και παρουσιάζουν  $([S II]/H\alpha)_{phot} = 0.63$  και 0.42 αντίστοιχα. Η πηγή *LBZ 6* έχει παρατηρηθεί φασματοσκοπικά δίνοντας  $([S II]/H\alpha)_{spec} = 0.61$ . Οι Matonick et al. (1997) προσδιόρισαν φωτομετρικά όλη αυτήν την περιοχή ως ένα Υ/Υ (SNR-15). Αυτό πιθανά οφείλεται στο ότι η ανίχνευση τους για Υ/Υ ήταν βασισμένη σε εικόνες του λόγου  $[S II]/H\alpha$ , που τείνουν να είναι πιο θορυβώδεις από τις επιμέρους εικόνες  $H\alpha$  και  $[S II]$ . Για λόγους σύγκρισης, πραγματοποιήσαμε φωτομετρία σε ολόκληρη την περιοχή (μεγάλος κύκλος στο Σχήμα 5.17α) και καταλήξαμε σε  $[S II]/H\alpha \approx 0.41$ . Ωστόσο, στις εικόνες μας η περιοχή αυτή είναι σαφώς κατανοημένη σε μεμονωμένες πηγές και με μεγάλες τιμές του λόγου  $[S II]/H\alpha$ , γεγονός που υποδηλώνει ότι πιθανότατα πρόκειται για σύμπλεγμα Υ/Υ.

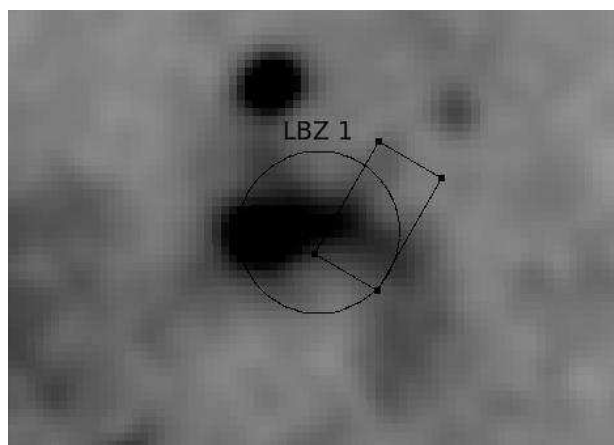
*LBZ 1:* Πραγματοποιήσαμε φωτομετρία σε ολόκληρη την περιοχή αυτής της τοξοειδούς πηγής (κύκλος στο Σχήμα 5.17β). Ωστόσο, η φασματοσκοπία έγινε στην άκρη του τόξου όπως φαίνεται από τη σχισμή που χρησιμοποιήθηκε.

*LBZ 12:* Αυτή η σημειακή πηγή προσδιορίστηκε φωτομετρικά ως Υ/Υ ενώ κείται δίπλα από μία τοξοειδή πηγή (Σχήμα 5.17γ). Ο συνδυασμός αυτών των δύο αντικειμένων έχει φωτομετρικά προσδιοριστεί σαν Υ/Υ από τους Matonick et al. (1997) ως SNR-32. Ωστόσο, η τοποθέτηση της σχισμής στις φασματοσκοπικές παρατηρήσεις, μας βοήθησε να διερευνήσουμε περαιτέρω την φύση αυτής της περιοχής (Σχήμα 5.17γ). Το αριστερό άκρο της σχισμής καλύπτει την *LBZ 12* και δίνει  $([S II]/H\alpha)_{spec} = 0.43$ . Το δεξιό άκρο της σχισμής καλύπτει μέρος της τοξοειδούς πηγής δίνοντας  $([S II]/H\alpha)_{spec} = 0.23$ , υποδηλώνοντας ότι πρόκειται για περιοχή που δεν διεγείρεται μέσω κυμάτων σοκ. Για να μπορέσουμε να συγκρίνουμε τα αποτελέσματά μας με αυτά των Matonick et al. (1997), υπολογίσαμε επιπλέον το φασματοσκοπικό λόγο  $[S II]/H\alpha$  για ολόκληρη την περιοχή. Βρήκαμε λόγο ίσο με 0.30, ενδεχομένως σύμφωνο με την ταξινόμηση των ?). Ως εκ τούτου, προτείνουμε ότι μόνο η σημειακή πηγή (*LBZ 12*) είναι Υ/Υ, ενώ η τοξοειδής πηγή είναι μέρος περιοχής ιονισμένου υδρογόνου.

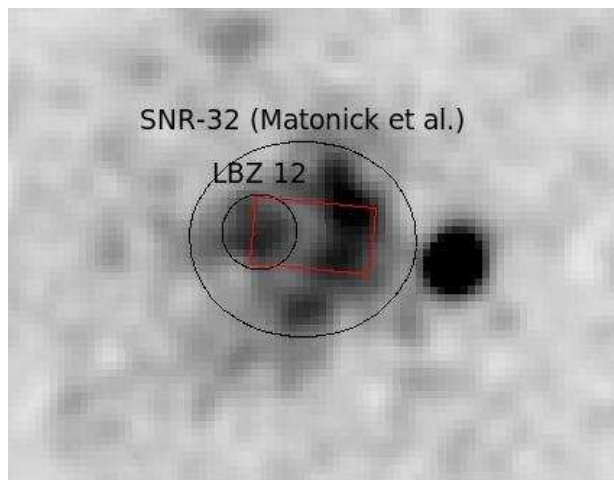
**NGC 4214:** *LBZ 5:* Η φωτομετρία αυτής της πηγής έγινε σε πολύ μικρότερη έκταση από εκείνη που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή του φάσματος. Παρόλα αυτά, το φάσμα της πηγής δεν παρουσιάζει μέγιστα κατά μήκος της χωρικής κατεύθυνσης έτσι ώστε να μας επιτρέψει την εξαγωγή φασμάτων επιμέρους μεμονωμένων περιοχών.



(α')



(β')



(γ')

Σχήμα 5.17 Υ/Υ στον NGC 2403

*LBZ 87*: Η πηγή αυτή βρίσκεται σε μια μεγάλη περιοχή ιονισμένου υδρογόνου η οποία παρουσιάζει ενισχυμένη διάχυτη εκπομπή Ηα, αποτρέποντας τον εντοπισμό της από το Sextractor ως διάκριτη πηγή. Ωστόσο, επιλέξαμε να κάνουμε φωτομετρία στην συγκεκριμένη πηγή επειδή η εκπομπή της στο θείο είναι ξεκάθαρη και έντονη, ενώ είναι ήδη γνωστό Υ/Υ στις ακτίνες-X, στο ραδιοφωνικό και στο οπτικό μέρος του φάσματος (βλ. Πίνακα 5.16). Ο μετρούμενος λόγος  $([S II]/H\alpha)_{phot} = 0.36$  μας επιτρέπει να το συμπεριλάβουμε στην τελική λίστα των φωτομετρικών Υ/Υ (Πίνακας 5.4).

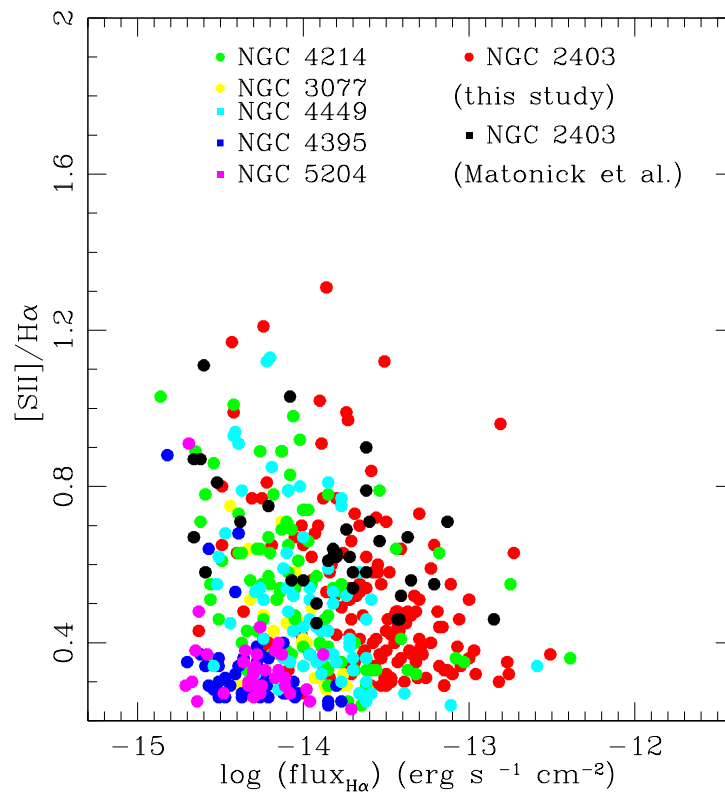
**NGC 4449**: *LBZ 6*: Η σχισμή του φάσματος τοποθετήθηκε κατά μήκος της πηγής και η φασματοσκοπία αποκάλυψε την ύπαρξη δύο κορυφών (μεγίστων) στο συνολικό φάσμα της πηγής. Εξετάσαμε οπτικά την ανιχνευόμενη πηγή στην Ηα εικόνα του γαλαξία και όντως η παρουσία δύο λοβών είναι ξεκάθαρη (Σχ. 5.15). Επιλέξαμε να παρουσιάσουμε τις ιδιότητες και τα φάσματα και για τις δύο περιοχές (*LBZ 6a-LBZ 6b*) στους αντίστοιχους πίνακες και σχήματα, αλλά παρ' όλα αυτά τη θεωρούμε ως μία πηγή.

**NGC 5204**: *LBZ 16*: Αυτή η πηγή βρίσκεται δίπλα σε μια λαμπρή περιοχή ιονισμένου υδρογόνου και για το λόγο αυτό δεν ανιχνεύθηκε από το Sextractor. Ωστόσο, η φωτομετρική ανάλυση αυτής της πηγής έδωσε  $([S II]/H\alpha)_{phot} = 0.91$ . Αυτός ο λόγος ( $> 0.4$ ) σε συνδυασμό ότι είναι σε συμφωνία με προηγούμενη ταξινόμηση ως οπτικό Υ/Υ (Matonick & Fesen 1997) μας επιτρέπει να συμπεριλάβουμε την πηγή στον τελικό κατάλογο των φωτομετρικών Υ/Υ.

### 5.3.2 Φυσικές παράμετροι

Η φωτομετρική έρευνα αποκάλυψε έναν μεγάλο αριθμό Υ/Υ ( $\sim 418$  βλ. Πίνακες 5.2 -5.7) στο δείγμα των γαλαξιών μας, φτάνοντας σε ροές Ηα και [S II] της τάξεως των  $\sim 1.2 \times 10^{-15}$  και  $\sim 7 \times 10^{-16}$  erg sec<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> αντίστοιχα. Στο Σχήμα 5.18 παρουσιάζουμε το λόγο  $([S II]/H\alpha)_{phot}$  όλων των φωτομετρικών Υ/Υ στο δείγμα των γαλαξιών μας έναντι της φωτομετρικής τους ροής ακτινοβολίας στο Ηα. Η συντριπτική πλειοψηφία των Υ/Υ, εκτός από εκείνα στον NGC 2403 παρουσιάζουν ροές από  $3 \times 10^{-15}$  έως  $3 \times 10^{-14}$  erg sec<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>. Από την άλλη πλευρά, η πλειοψηφία των Υ/Υ στον NGC 2403 παρουσιάζουν ροές ακτινοβολίας στη γραμμή Ηα μεταξύ  $1 \times 10^{-14}$  και  $6 \times 10^{-14}$  erg sec<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>, σχεδόν μισής τάξης μεγέθους λαμπρότερα από τη μέση τιμή της ροής ακτινοβολίας των Υ/Υ στους υπόλοιπους γαλαξίες του δείγματός μας. Αυτό συνάδει, εντός των φωτομετρικών σφαλμάτων, με το όριο ευαισθησίας της έρευνας των Matonick et al. (1997) για Υ/Υ στον ίδιο γαλαξία, η οποία πραγματοποιήθηκε με ένα παρόμοιας διαμέτρου τηλεσκόπιο. Η διαφορά στα όρια ευαισθησίας μεταξύ του NGC 2403

και των άλλων γαλαξιών είναι πιθανό να οφείλεται στην έντονη και ανομοιογενή διάχυτη εκπομπή σε αυτόν τον γαλαξία. Όπως επισημαίνεται από τους Pannuti et al. (2007), οι οπτικές έρευνες δεν είναι πολύ ευαίσθητες στον εντοπισμό Υ/Υ σε τέτοιο περιβάλλον.



Σχήμα 5.18 Λόγος  $([\text{S II}]/\text{H}\alpha)_{\text{phot}}$  συναρτήσεως της ροής ακτινοβολίας  $\text{H}\alpha$  των φωτομετρικών Υ/Υ.

Εξαγάγαμε επίσης τις πυκνότητες ηλεκτρονίων των 67 φασματοσκοπικά παρατηρημένων Υ/Υ, βασιζόμενοι στους λόγους τους  $[\text{S II}](6716)/[\text{S II}](6731)$  (βλέπε Πίνακα 5.11). Ο λόγος αυτός είναι καλός δείκτης της πυκνότητας ηλεκτρονίων (δες §2.5.2.1 - Ηλεκτρονιακή πυκνότητα). Για τους παραπάνω υπολογισμούς χρησιμοποιήσαμε το **temden** από το πακέτο

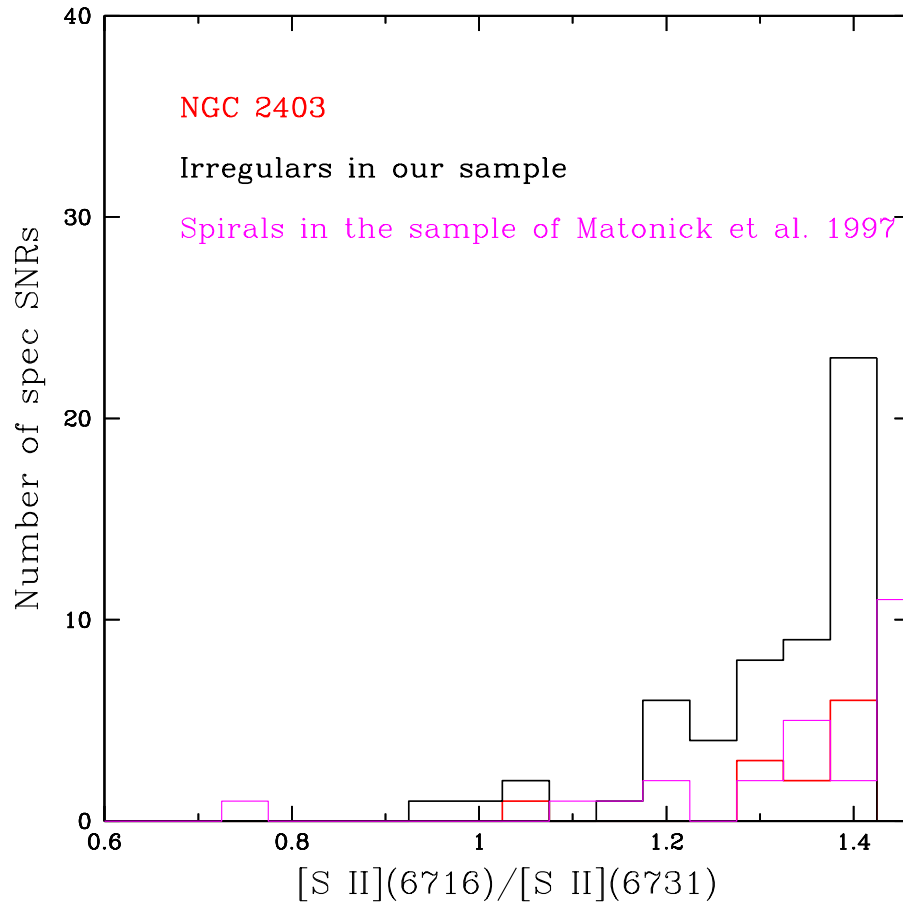
**nebular** του IRAF<sup>5</sup>, υποθέτοντας θερμοκρασία  $10^4$  K. Οι λόγοι  $[S II](\lambda 6716)/[S II](\lambda 6731)$  του δείγματος μας δείχνουν ότι οι ηλεκτρονιακές πυκνότητες των φασματοσκοπικά παρατηρούμενων Υ/Υ του δείγματος των γαλαξιών μας κυμαίνονται μεταξύ  $170 - 580 \text{ cm}^{-3}$ .

Στο Σχήμα 5.19 παρουσιάζεται ο αριθμός των φασματικά πιστοποιημένων Υ/Υ συναρτήσεων των λόγων τους  $[S II](6716)/[S II](6731)$ . Το κόκκινο ιστόγραμμα υποδηλώνει τα Υ/Υ στον NGC 2403 (ο μοναδικός σπειροειδής γαλαξίας στο δείγμα μας), το μαύρο ιστόγραμμα δείχνει τα Υ/Υ στους υπόλοιπους γαλαξίες του δείγματός μας (άμορφους γαλαξίες) ενώ έχουμε συμπεριλάβει (μωβ ιστόγραμμα) τα φασματικά παρατηρούμενα Υ/Υ τεσσάρων γαλαξιών (NGC 5585, NGC 6946, M81 και M101) από τη δουλειά των Matonick & Fesen (1987). Κάποιος θα περίμενε ότι τα Υ/Υ στους άμορφους γαλαξίες θα παρουσιάζουν χαμηλότερους λόγους  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA})$  (μεγαλύτερες πυκνότητες) από αυτούς των Υ/Υ στους σπειροειδείς γαλαξίες, μια και τοπικές ενισχύσεις του μεσοαστρικού μέσου είναι συνήθεις στους άμορφους γαλαξίες. Παρόλα αυτά, δεν παρατηρείται κάποια τέτοια τάση από τα ιστογράμματα του Σχήματος 5.19. Αυτό υποδεικνύει ότι δεν υπάρχουν σημαντικές διαφορές είτε στην πυκνότητα του εκτινασσόμενου υλικού ή στο τοπικό περιβάλλον των Υ/Υ μεταξύ σπειροειδών και άμορφων γαλαξιών. Από την άλλη, η πλειονότητα των Υ/Υ στο Σχήμα 5.19 παρουσιάζει λόγους  $[S II](6716)/[S II](6731) > 1$ , υποδηλώνοντας γηραιά Υ/Υ, με βάση τα κριτήρια των Stupar & Parker (2009). Η τάση να ανιχνεύονται γηραιότερα Υ/Υ στο οπτικό μέρος του φάσματος (π.χ. Rosado et al. 1983), σε συνδυασμό με την εξάρτηση της πυκνότητάς τους από την ηλικία τους μπορεί να ερμηνεύσει το γεγονός ότι δεν παρατηρούμε σημαντικές διαφορές στους πληθυσμούς των Υ/Υ μεταξύ άμορφων και σπειροειδών γαλαξιών.

### 5.3.3 Σχέσεις Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος

Για το δείγμα των γαλαξιών που εξετάζουμε, καταρτίσαμε έναν κατάλογο όλων των γνωστών οπτικών Υ/Υ από την παρούσα έρευνα αλλά και από τη βιβλιογραφία (Matonick et al. 1997, Dopita et al. 2010, Blair et al. 1983, Matonick & Fesen 1997) καθώς και όλα τα γνωστά Υ/Υ στις ακτίνες-X (Leonidaki et al. 2010 και από τη βιβλιογραφία) και στο ραδιόφωνικό μέρος του φάσματος (Eck et al. 2002, Turner & Ho 1994, Rosa-González 2005, Chomiuk & Wilcots 2009, Vukotic et al. 2005). Με βάση λοιπόν τον παραπάνω κατάλογο πηγών και με ακτίνα αναζήτησης στα  $2''$ , ψάξαμε για πιθανούς συσχετισμούς των Υ/Υ στις τρεις αυτές περιοχές του φάσματος. Αυτή η ακτίνα αναζήτησης ορίστηκε με βάση το απόλυτο

<sup>5</sup><http://stdas.stsci.edu/nebular/temden.html>



Σχήμα 5.19 Αριθμός φασματικά παρατηρούμενων Υ/Υ συναρτήσεων των λόγων τους  $[S II](6716)/[S II](6731)$ . Κόκκινο ιστόγραμμα: Υ/Υ στον NGC 2403 (ο μοναδικός σπειροειδής γαλαξίας στο δείγμα μας), μαύρο ιστόγραμμα: Υ/Υ στους υπόλοιπους γαλαξίες του δείγματος μας (άμορφοι γαλαξίες), μωβ ιστόγραμμα: φασματικά παρατηρούμενα Υ/Υ από τη δουλειά των Matonick & Fesen (1997) σε τέσσερις σπειροειδείς γαλαξίες (NGC 5585, NGC 6946, M81 και M101). Όπως φαίνεται, δεν υπάρχει διαφοροποίηση στο λόγο του θείου στα Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών τύπων γαλαξιών. Παρόλα αυτά, η πλειοψηφία των Υ/Υ παρουσιάζουν  $[S II](6716)/[S II](6731) > 1$  που υποδεικνύει ότι είναι Υ/Υ μεγάλης ηλικίας (δες §5.3.2 για λεπτομέρειες).

αστρομετρικό σφάλμα των επιμέρους καταλόγων που χρησιμοποιήθηκαν για την αστρομετρική διόρθωση των Υ/Υ (που στις περισσότερες περιπτώσεις ήταν πολύ μικρό: π.χ. USNO-B1.0 στα 0.2") καθώς και το τυπικό σφάλμα των οπτικών δεδομένων μας (1"-1.5").

Πηγές που είναι Υ/Υ στις ακτίνες-X ή στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος αλλά παρουσιάζουν  $[S II]/H\alpha)_{phot} < 0.3$  στην παρούσα μελέτη συμβολίζονται ως SNR/H II. Για τα Υ/Υ στις ακτίνες-X ή στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος που στην παρούσα οπτική ανάλυση δεν αναγνωρίστηκαν ως Υ/Υ, αλλά συσχετίζονται με διακριτά νεφελώματα στις εικόνες H $\alpha$  των γαλαξιών, πραγματοποιήσαμε για σύγκριση φωτομετρία στις περιοχές που δίνονται από τα άλλα μήκη κύματος (ακτίνες-X ή ραδιοφωνικό).

Τα αποτελέσματα της συσχέτισης αυτής παρουσιάζονται στους Πίνακες 5.14 - 5.19 για κάθε γαλαξία ξεχωριστά. Η στήλη 1 παρουσιάζει την ταυτότητα της πηγής, βασισμένη στην παρούσα έρευνα. Οι πηγές με το ερωτηματικό απέχουν από τα αντίστοιχα Υ/Υ στα άλλα μήκη κύματος κάπως περισσότερο από την καθορισμένη ακτίνα αναζήτησης. Στις περισσότερες περιπτώσεις ωστόσο, δεν φαίνεται να υπάρχουν άλλες πηγές που να περιλαμβάνονται μέσα στην ακτίνα αναζήτησης, εκτός αν δηλώνεται. Η στήλη 2 δίνει την ταξινόμηση της πηγής με βάση την παρούσα μελέτη (βλ. §4). Οι στήλες 3 και 4 δίνουν την ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (DEC) σε J2000 των πηγών. Εάν η πηγή έχει ανιχνευθεί στην παρούσα έρευνα αναφέρονται οι συντεταγμένες της οπτικής πηγής, αλλιώς δίνονται οι συντεταγμένες των Υ/Υ στα μήκη κύματος που έχουν ανιχνευθεί. Η στήλη 5 δείχνει τα Υ/Υ που έχουν ανιχνευθεί από άλλες έρευνες στο οπτικό μέρος του φάσματος, ενώ η στήλη 6 δίνει την απόκλιση των συντεταγμένων θέσης της πηγής σε δευτερόλεπτα του τόξου (") μεταξύ της παρούσας και των άλλων οπτικών μελετών. Η στήλη 7 δείχνει την ταυτότητα του αντίστοιχου Υ/Υ στις ακτίνες-X ενώ η στήλη 8 δίνει την απόκλιση των συντεταγμένων θέσης της πηγής σε δευτερόλεπτα του τόξου μεταξύ της παρούσας έρευνας και των ακτίνων-X. Η στήλη 9 δείχνει την ταυτότητα του αντίστοιχου ραδιοφωνικού Υ/Υ ενώ η στήλη 10 δίνει την απόκλιση των συντεταγμένων θέσης της πηγής σε δευτερόλεπτα του τόξου μεταξύ της παρούσας έρευνας και της αντίστοιχης ραδιοφωνικής έρευνας.

*NGC 3077*: Το Υ/Υ LZB 18 (και ραδιοφωνικό Υ/Υ) βρίσκεται μεταξύ δύο πηγών που έχουν ταξινομηθεί από την παρούσα έρευνα ως SNR/H II (LBZ 299 και LBZ 300). Μια πιθανή ερμηνεία της φύσης αυτών των πηγών δίνεται στην §5.4.3.3. Οι δύο αυτές πηγές παρουσιάζουν παρόμοιες αποκλίσεις στις συντεταγμένες θέσης μεταξύ της παρούσας έρευνας και των ερευνών στις ακτίνες-X και στο ραδιοφωνικό, για αυτό και επιλέξαμε να τις παρουσιάσουμε και τις δύο σαν πιθανά ομόλογα με το Υ/Υ στις ακτίνες-X/ραδιοφωνικό.



*NGC 4449*: Το πλούσιο σε οξυγόνο Υ/Υ, τύπου Cas-A (LBZ 122 στην παρούσα έρευνα) στον NGC 4449 (π.χ. Blair et al. 1983) παρουσιάζει  $([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.4$ . Πρέπει όμως να αναφερθεί ότι η ανίχνευση αυτής της πηγής από άλλες οπτικές έρευνες δεν στηρίχθηκε στις στενές γραμμές εκπομπής H $\alpha$ , H $\beta$ , [N II] και [S II] (εργαλεία ανίχνευσης Υ/Υ της παρούσας έρευνας) αλλά στις γραμμές εκπομπής [O I], [O II], [O III], τυπικές για την ανίχνευση πλούσιων σε οξυγόνο Υ/Υ. Αναφέρουμε ότι η φωτομετρική μέθοδος που χρησιμοποιήθηκε από την παρούσα έρευνα (το κριτήριο  $([S II]/H\alpha)_{phot} > 0.4$  για την ανίχνευση Υ/Υ) δεν είναι βοηθητική για την ανίχνευση νεαρών, πλούσιων σε οξυγόνο Υ/Υ, μια και η παρούσα έρευνα επικεντρώνεται σε διαφορετικές, έντονες γραμμές εκπομπής των Υ/Υ.

*NGC 2403*: Η παρούσα έρευνα πιστοποίησε φασματοσκοπικά τρία φωτομετρικά Υ/Υ από τη δουλειά των Matonick et al. (1997) (SNR-3, SNR-15, SNR-32). Από την άλλη, δύο φωτομετρικά Υ/Υ της ίδιας δουλειάς (SNR-26, SNR-28) ταξινομούνται ως SNR/HII ( $([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.3$ ) στην παρούσα έρευνα. Για αυτές τις πηγές είναι αναγκαία η λήψη φασμάτων ώστε να επιβεβαιωθεί η φύση τους.

Πίνακας 5.14 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 2403

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate <sup>a</sup>	Offset (")	X-ray associate <sup>b</sup>	Offset (")	Radio associate	Offset (")
out of field of view	-	07:36:21.2	65:40:56.4	SNR-1	-	-	-	-	-
LBZ 22	candidate SNR	07:36:24.1	65:36:07.2	SNR-2	2.29	-	-	-	-
LBZ 1	SNR	07:36:30.4	65:35:43.4	SNR-3	3.44	-	-	-	-
LBZ 118	probable candidate SNR	07:36:37.0	65:36:39.1	SNR-4	1.24	-	-	-	-
LBZ 60	candidate SNR	07:36:42.9	65:34:51.9	SNR-5	1.01	-	-	-	-
LBZ 67	candidate SNR	07:36:45.8	65:36:36.0	SNR-6	0.69	-	-	-	-
LBZ 66	candidate SNR	07:36:45.7	65:36:40.6	SNR-7	0.10	probable SNR (LZB 30)	2.18	SNR ( $\mu$ ) <sup>c</sup>	3.09
LBZ 131	probable candidate SNR	07:36:49.2	65:34:30.6	SNR-8	1.06	-	-	-	-
LBZ 87	candidate SNR	07:36:52.2	65:33:41.9	SNR-9	1.57	-	-	-	-
LBZ 135	probable candidate SNR	07:36:52.7	65:35:50.2	SNR-10	0.30	-	-	-	-
LBZ 89	candidate SNR	07:36:53.4	65:35:59.8	SNR-11	0.80	-	-	-	-
LBZ 90	candidate SNR	07:36:53.8	65:33:41.7	SNR-12	1.89	-	-	-	-
LBZ 137	probable candidate SNR	07:36:53.7	65:35:11.5	SNR-13	0.63	-	-	-	-
LBZ 93	candidate SNR	07:36:55.1	65:35:38.1	SNR-14	0.72	-	-	-	-
LBZ 6	SNR	07:36:55.8	65:35:43.0	SNR-15	3.36 <sup>d</sup>	XRB (LZB 104)	2.98 <sup>d</sup>	-	-
LBZ 139	probable candidate SNR	07:36:56.3	65:34:05.6	SNR-16	0.63	-	-	-	-
LBZ 96	candidate SNR	07:36:57.2	65:36:03.9	SNR-17	2.11	SNR (LZB 42)	2.51	-	-
LBZ 102	candidate SNR	07:37:01.8	65:34:13.4	SNR-18	1.30	XRB (LZB 93)	5.9 <sup>e</sup>	-	-
LBZ 145	probable candidate SNR	07:37:02.1	65:34:36.6	SNR-19	0.74	-	-	-	-
LBZ 144	probable candidate SNR	07:37:02.0	65:33:42.0	SNR-20	0.48	-	-	-	-
LBZ 1530	Frame-4	07:37:02.7	65:37:22.0	SNR-21	3.36	-	-	-	-
LBZ 103	candidate SNR	07:37:02.4	65:36:01.7	SNR-22	1.54	probable SNR (LZB 86)	1.86	-	-
LBZ 146	probable candidate SNR	07:37:03.0	65:33:46.1	SNR-23	1.10	-	-	-	-
LBZ 104	candidate SNR	07:37:02.8	65:34:38.1	SNR-24	1.24	probable SNR (LZB 80)	3.69	-	-
LBZ 560	Frame-4	07:37:06.1	65:36:04.1	SNR-25	1.12	-	-	-	-
LBZ 651	SNR/H II	07:37:06.3	65:36:10.5	SNR-26	1.41	-	-	-	-
LBZ 1301	Frame-4	07:37:07.2	65:37:10.4	SNR-27	0.79	-	-	-	-
LBZ 1373	SNR/H II	07:37:09.7	65:32:55.6	SNR-28	2.08	-	-	-	-
LBZ 107	candidate SNR	07:37:10.7	65:33:11.0	SNR-29	1.17	probable SNR (LZB 2)	0.73	-	-
LBZ 108	candidate SNR	07:37:12.4	65:33:45.9	SNR-30	0.47	XRB (LZB 99)	2.54	-	-
LBZ 11	SNR	07:37:16.0	65:33:28.9	SNR-31	0.51	probable SNR (LZB 14)	2.06	-	-
LBZ 12	SNR	07:37:21.4	65:33:06.9	SNR-32	2.11	-	-	-	-
LBZ 109	candidate SNR	07:37:21.6	65:33:14.4	SNR-33	0.62	-	-	-	-
LBZ 622	Frame-4	07:37:23.0	65:35:46.8	SNR-34	0.97	-	-	-	-
Mat 35	Frame-4	07:37:29.5	65:36:57.7	SNR-35	1.14	-	-	-	-

Συνέχεια Πίνακα 5.14

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate <sup>a</sup>	Offset ( <sup>''</sup> )	X-ray associate <sup>b</sup>	Offset ( <sup>''</sup> )	Radio associate	Offset ( <sup>''</sup> )
LBZ 127	probable candidate SNR	07:36:46.5	65:36:10.8	-	-	XRB (LZB 58)	3.28	-	-
LBZ 8	SNR	07:37:03.2	65:37:13.7	-	-	SNR (LZB 81)	2.82	-	-
LBZ 74	candidate SNR	07:36:47.9	65:36:23.9	-	-	probable SNR (LZB 120)	2.09	-	-
LBZ 56	candidate SNR	07:36:41.9	65:36:51.7	-	-	SNR (LZB 107)	3.05	SNR (TH2) <sup>f</sup>	-
LBZ 635.2	SNR/H II	07:36:52.3	65:36:40.3	-	-	probable SNR (LZB 5)	1.72	-	-
out of field of view	-	07:37:08.0	65:39:20.6	-	-	probable SNR (LZB 78)	-	-	-
not detected	nothing	07:37:17.9	65:36:24.2	-	-	probable SNR (LZB 76)	-	-	-
LBZ 902.4	SNR/H II	07:37:13.3	65:35:59.2	-	-	probable SNR (LZB 41)	1.42	-	-
LBZ 1562.1	SNR/H II	07:37:14.8	65:32:04.1	-	-	probable SNR (LZB 68)	2.20	-	-
not detected	nothing	07:37:22.2	65:33:18.5	-	-	probable SNR (LZB 71)	-	-	-
LBZ 301.2	SNR/H II	07:36:49.2	65:36:51.4	-	-	-	-	SNR (TH4) <sup>f</sup>	0.53

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ § 5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SII}]/\text{H}\alpha)_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (<sup>''</sup>) μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Υ/Υ στις ακτίνες -X που συμπίπτει χωρικά, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (<sup>''</sup>) μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ραδιοφωνικό Υ/Υ που συμπίπτει χωρικά, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (<sup>''</sup>) μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

Σημείωση 2 – Ο όρος 'Frame-4' αντιστοιχεί σε πηγές που ανιχνεύθηκαν στο τέταρτο πλαίσιο του μωσαικού του NGC 2403 (2×2) αλλά δεν χρησιμοποιήθηκαν μια και η νύχτα παρατήρησης δεν ήταν φωτομετρική (§ 5.1.3).

<sup>a</sup>Οπτικό Υ/Υ των Matonick et al. (1997).

<sup>b</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>c</sup>Ραδιοφωνικό Υ/Υ των Eck et al. (2002).

<sup>d</sup>Παρόλο που η απόκλιση στις συντεταγμένες είναι μεγάλη, το μέγεθος της πηγής ( $\sim 3.6''$ ) κάνει το συσχετισμό ικανό και επιλέξιμο.

<sup>e</sup>Παρόλο που η απόκλιση στις συντεταγμένες είναι μεγάλη, το μέγεθος της πηγής ( $\sim 4'' \times 2.5''$ ) κάνει το συσχετισμό ικανό και επιλέξιμο.

<sup>f</sup> Ραδιοφωνικό Υ/Υ των Turner & Ho (1994).

Πίνακας 5.15 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 3077

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate	Offset (")	X-ray associate	Offset (")	Radio associate	Offset (")
LBZ 236 ?	SNR/H II	10:03:18.2	68:44:02.4	-	-	SNR (LZB 6 <sup>a</sup> , S6 <sup>b</sup> )	1.86	-	-
not detected	nothing	10:03:21.8	68:45:03.3	-	-	SNR (LZB 12) <sup>a</sup>	-	-	-
not detected	nothing	10:03:12.1	68:43:19.1	-	-	SNR (LZB 13) <sup>a</sup>	-	-	-
LBZ 24	probable candidate SNR	10:03:20.8	68:41:40.1	-	-	SNR (LZB 15) <sup>a</sup>	1.22	-	-
LBZ 299 <sup>d</sup>	SNR/H II	10:03:18.9	68:43:54.5	-	-	SNR (LZB 18 <sup>a</sup> , S1 <sup>b</sup> )	2.85	SNR (S1) <sup>c</sup>	1.97
LBZ 300 <sup>d</sup>	SNR/H II	10:03:18.8	68:43:59.0	-	-	SNR (LZB 18 <sup>a</sup> , S1 <sup>b</sup> )	2.35	SNR (S1) <sup>c</sup>	2.62
LBZ 303 ?	SNR/H II	10:03:18.1	68:43:57.0	-	-	SNR (S5) <sup>b</sup>	1.33	-	-

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ §5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SiI}]/\text{Ha})_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Υ/Υ στις ακτίνες -X που συμπίπτει χωρικά με αυτό στο οπτικό μέρος του φάσματος, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ομόλογο ραδιοφωνικό Υ/Υ, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

<sup>a</sup> Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>b</sup> Υ/Υ ακτίνων-X των Ott et al. (2003).

<sup>c</sup> Ραδιοφωνικό Υ/Υ των Rosa-González (2005).

<sup>d</sup> Για αυτό το συσχετισμό δεξ §5.3.3.

Πίνακας 5.16 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4214

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate <sup>a</sup>	Offset (")	X-ray associate <sup>b</sup>	Offset (")	Radio associate <sup>b</sup>	Offset (")
LBZ 35 ?	candidate SNR	12:15:33.4	36:19:01.0	-	-	SNR (LZB 7)	2.16	-	-
not detected	nothing	12:15:49.7	36:18:46.7	-	-	candidate SNR (LZB 10)	-	-	-
LBZ 47 ?	candidate SNR	12:15:38.0	36:22:22.4	-	-	candidate SNR (LZB 11)	1.48	-	-
not detected	diffused	12:15:40.2	36:19:25.2	-	-	candidate SNR (LZB 16)	-	-	-
LBZ 73	candidate SNR	12:15:48.8	36:17:02.3	-	-	candidate SNR (LZB 23)	0.95	-	-
LBZ 1073	SNR/H II	12:15:34.7	36:20:17.2	H II region	-	-	-	SNR-2	0.20
LBZ 80	probable candidate SNR	12:15:38.2	36:19:45.2	-	-	XRB (LZB 26)	1.44	SNR/H II-3	0.29
LBZ 82	probable candidate SNR	12:15:38.9	36:18:58.9	SNR-1	0.34	-	-	SNR-4	0.59
not detected	diffused	12:15:39.7	36:19:34.3	-	-	-	-	SNR/H II-8	-
LBZ 57	candidate SNR	12:15:40.0	36:18:39.4	SNR-2	0.47	SNR (LZB 30)	0.32	SNR-9	0.85
LBZ 56	candidate SNR	12:15:39.4	36:20:54.1	-	-	probable SNR (LZB 31)	0.00	-	-
LBZ 1098	SNR/H II	12:15:40.0	36:19:35.8	SNR-3	0.28	probable SNR (LZB 34)	0.78	SNR-10	0.52
LBZ 936	SNR/H II	12:15:37.2	36:22:19.6	-	-	probable SNR (LZB 35)	0.97	-	-
LBZ 83	probable candidate SNR	12:15:40.2	36:19:30.2	SNR-4	0.30	-	-	SNR-11	0.72
LBZ 1099	SNR/H II	12:15:40.5	36:19:31.5	-	-	-	-	SNR-12	0.00
not detected	diffused	12:15:41.6	36:19:09.7	-	-	-	-	SNR/H II-18	-
LBZ 87	probable candidate SNR	12:15:41.9	36:19:15.5	SNR-5	0.37	probable SNR (LZB 28)	1.06	SNR-19, $\rho^d$	0.26, 1.43 <sup>e</sup>
LBZ 16	SNR	12:15:42.5	36:19:47.7	SNR-6 <sup>f</sup>	0.08	-	-	H II region	-
LBZ 18	SNR	12:15:45.7	36:19:41.8	SNR-7 <sup>f</sup>	0.30	probable SNR (LZB 38)	0.43	H II region	-
LBZ 832	SNR/H II	12:15:41.0	36:19:03.8	-	-	-	-	$\alpha^d$	1.91
LBZ 857	SNR/H II <sup>g</sup>	12:15:40.7	36:19:11.9	-	-	-	-	$\beta^d$	1.99

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ §5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SiII}]/\text{Ha})_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Ομόλογο Υ/Υ στις ακτίνες -X, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ραδιοφωνικό ομόλογο Υ/Υ, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

<sup>a</sup>Dopita et al. (2010).

<sup>b</sup>Leonidaki et al. (2010).

<sup>c</sup>Chomiuk & Wilcots (2009).

<sup>d</sup>Vukotic et al. (2005).

<sup>e</sup>Απόκλιση στις συντεταγμένες μεταξύ LBZ 1097 και του ραδιοφωνικού Υ/Υ  $\rho$ .

<sup>f</sup>Σύνθετη SNR + HII πηγή.

<sup>g</sup>Αυτή η πηγή συμπίπτει επίσης με ισχυρή εκπομπή στο ευρυζωνικό κόκκινο φίλτρο.

Πίνακας 5.17 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4395

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate	Offset (")	X-ray associate <sup>a</sup>	Offset (")	Radio associate <sup>b</sup>	Offset (")
out of field of view	-	12:25:53.2	33:38:30.4	-	-	candidate SNR (LZB 10)	-	-	-
LBZ 1503 ?	SNR/H II	12:25:39.6	33:32:04.2	-	-	SNR (LZB 14)	2.28	-	-
LBZ 1099	SNR/H II	12:25:58.1	33:31:38.3	-	-	-	-	SNR (source 3)	1.27

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ §5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SII}]/\text{H}\alpha)_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων ομολόγων Υ/Υ σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Ομολόγο Υ/Υ στις ακτίνες -X, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ραδιοφωνικό ομολόγο Υ/Υ, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

<sup>a</sup>Υ/Υ ακτίνων-X των Leonidaki et al. (2010).

<sup>b</sup>Ραδιοφωνικό Υ/Υ των Vukotic et al. (2005).

Πίνακας 5.18 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 4449

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate	Offset (")	X-ray associate <sup>a</sup>	Offset (")	Radio associate <sup>b</sup>	Offset (")
LBZ 201?	SNR/H II	12:28:12.1	44:05:58.4	-	-	SNR (LZB 9)	1.29	-	-
LBZ 122	SNR/H II	12:28:11.0	44:06:47.8	oxygen-rich SNR <sup>c</sup>	0.57	SNR (LZB 12)	0.57	SNR-12	1.43
LBZ 241	SNR/H II	12:28:11.2	44:05:37.7	-	-	probable SNR (LZB 24)	1.08	H II region	0.79
not detected	nothing	12:28:15.6	44:05:36.3	-	-	probable SNR (LZB 26)	-	-	-
LBZ 475 ?	SNR/H II	12:28:09.5	44:05:20.4	-	-	-	-	SNR-7	1.92
not detected	diffused	12:28:10.9	44:05:40.2	-	-	-	-	SNR-11	-
LBZ363 ?	SNR/H II	12:28:11.3	44:05:38.5	-	-	-	-	SNR-14	2.04
LBZ407 ?	SNR/H II	12:28:12.8	44:06:10.4	-	-	-	-	SNR-17	1.81
not detected	nothing <sup>d</sup>	12:28:13.1	44:05:37.8	-	-	-	-	SNR-19	-
LBZ 323	SNR/H II	12:28:16.2	44:06:42.8	-	-	-	-	SNR-24	0.96
LBZ 57	candidate SNR	12:28:19.2	44:06:55.7	-	-	-	-	SNR-26	0.33
LBZ 60	probable candidate SNR	12:28:09.7	44:05:54.8	-	-	XRB (LZB 15)	1.98	-	-

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ § 5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SII}]/\text{Ha})_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Ομόλογο Υ/Υ στις ακτίνες -X, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ραδιοφωνικό ομόλογο Υ/Υ, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

<sup>a</sup>Πηγές επιλεγμένες στις ακτίνες-X από τη δουλειά των Leonidaki et al. (2010).

<sup>b</sup>Ραδιοφωνικές πηγές από τη δουλειά των Chomiuk & Wilcots (2009).

<sup>c</sup>Blair et al. (1983).

<sup>d</sup>Αυτή η πηγή παρουσιάζει ανιχνεύσιμη εκπομπή στην εικόνα [SII]. Παρόλα αυτά, η πηγή τυχαίνει να βρίσκεται στη σχισμή που χρησιμοποιήθηκε για φασματοσκοπία (Slit 1 στον NGC 4449, δεξ τις συντεταγμένες της στον Πίνακα 5.9), και δεν παρατηρείται εκπομπή της συγκεκριμένης πηγής στο φάσμα.

Πίνακας 5.19 Συσχετισμοί γνωστών Υ/Υ, σε διάφορα μήκη κύματος, στον NGC 5204

Source ID	Classification	RA (h:m:s)	Dec (d:m:s)	Optical associate <sup>a</sup>	Offset (")	X-ray associate	Offset (")	Radio associate	Offset (")
LBZ 9	candidate SNR	13:29:30.3	58:25:20.6	SNR-1	0.70	-	-	-	-
LBZ 4	SNR	13:29:34.5	58:24:23.8	SNR-2	1.64	-	-	-	-
LBZ 16	candidate SNR	13:29:36.9	58:24:26.9	SNR-3	0.31	-	-	-	-

Σημείωση – Στήλη 1: Ταυτότητα πηγής. Για τη σημασία του ερωτηματικού δεξ §5.3.3, Στήλη 2: Ταξινόμηση πηγής από την παρούσα έρευνα. Πηγές με  $([\text{SII}]/\text{H}\alpha)_{\text{phot}} < 0.3$  δηλώνονται ως SNR/HII, Στήλες 3,4: Ορθή αναφορά (RA) και απόκλιση (Dec) σε J2000 κάθε ανιχνευμένης πηγής της παρούσας έρευνας. Για πηγές οι οποίες δεν έχουν ανιχνευθεί από την παρούσα έρευνα, δίνονται οι συντεταγμένες θέσης των αντίστοιχων Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά σε άλλα μήκη κύματος, Στήλη 5: Οπτικά Υ/Υ από άλλες έρευνες, Στήλη 6: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες οπτικές έρευνες, Στήλη 7: Ομόλογο Υ/Υ στις ακτίνες -X, Στήλη 8: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε αντίστοιχες έρευνες ακτίνων-X, Στήλη 9: Ραδιοφωνικό ομόλογο Υ/Υ, Στήλη 10: Απόκλιση σε δευτερόλεπτα τόξου (") μεταξύ των συντεταγμένων θέσης της πηγής στην παρούσα έρευνα και σε άλλες έρευνες στο ραδιοφωνικό.

<sup>a</sup>Matonick & Fesen (1997).



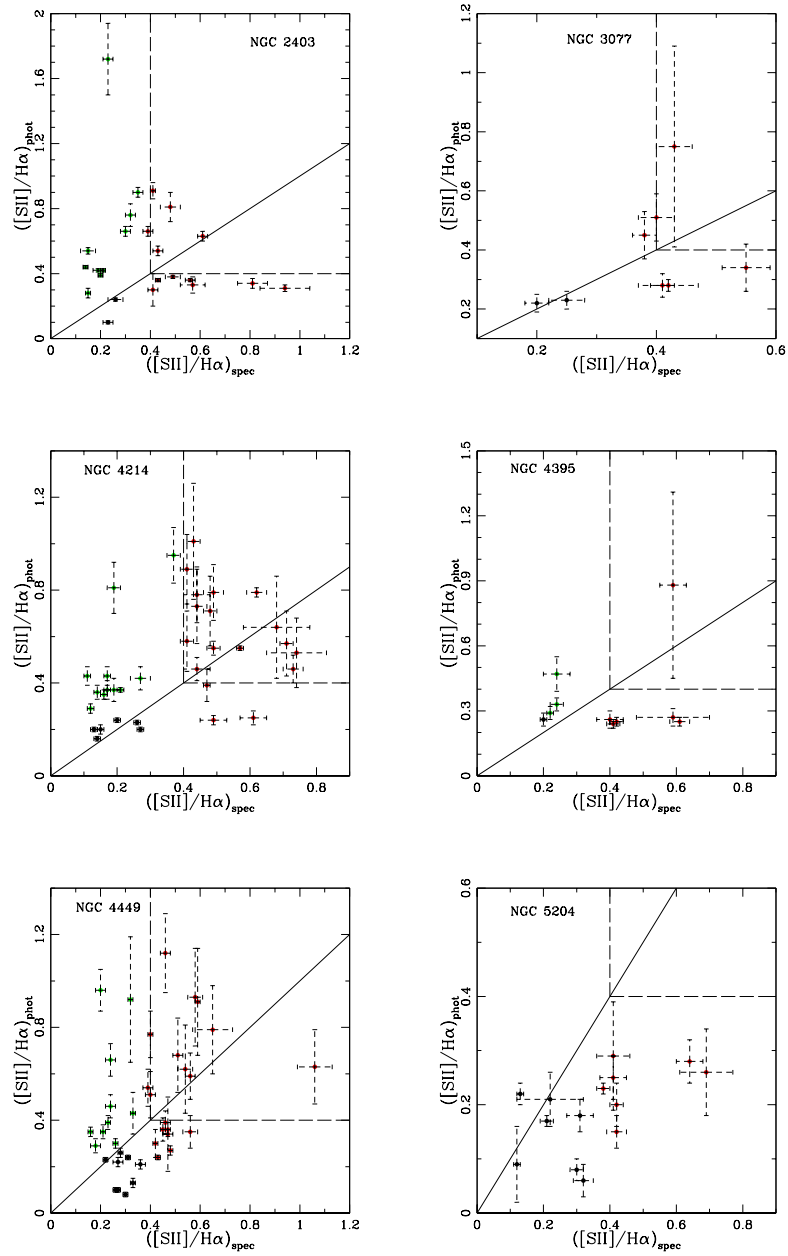
## 5.4 ΣΥΖΗΤΗΣΗ

### 5.4.1 Εγκυρότητα της φωτομετρικής μεθόδου

Για να εξετάσουμε την ακρίβεια των φωτομετρικών λόγων  $[S II]/H\alpha$  των  $Y/Y$ , τους συγκρίναμε με αυτούς που μετρήσαμε φασματοσκοπικά για κάθε πηγή. Προκειμένου να ελαχιστοποιήσουμε την επίδραση της μεταλλικότητας, η σύγκριση έγινε για κάθε γαλαξία χωριστά (Σχήμα 5.20). Σε αυτό το σχήμα τα κόκκινα σημεία δηλώνουν τα  $Y/Y$ , ενώ τα πράσινα σημεία δηλώνουν πηγές με  $[S II]/H\alpha_{phot} \geq 0.3$  οι οποίες δεν αναγνωρίστηκαν όμως φασματοσκοπικά ως  $Y/Y$  ( $([S II]/H\alpha)_{spec} \leq 0.4$ ). Προκειμένου να εξετάσουμε περαιτέρω την εγκυρότητα της φωτομετρικής μεθόδου, επιλέξαμε τυχαία πηγές με  $[S II]/H\alpha_{phot} \leq 0.3$  για φασματοσκοπικές παρατηρήσεις. Αυτές οι πηγές όντως παρουσιάζουν  $[S II]/H\alpha_{spec} \leq 0.3$  και δηλώνονται με μαύρα σημεία στα διαγράμματα. Η συνεχής γραμμή αντιπροσωπεύει τη σχέση 1:1 μεταξύ των φωτομετρικών και φασματοσκοπικών λόγων  $[S II]/H\alpha$  ενώ οι διακεκομμένες γραμμές ορίζουν την περιοχή μέσα στην οποία περιμένουμε την ύπαρξη  $Y/Y$  ( $[S II]/H\alpha \geq 0.4$ ). Βλέπουμε ότι εν γένει υπάρχει καλή συμφωνία μεταξύ των φωτομετρικών και των φασματοσκοπικών μετρήσεων εντός των σφαλμάτων τους. Επιπλέον παρατηρούμε ότι οι φωτομετρικές μετρήσεις τείνουν να υπερεκτιμήσουν τους λόγους  $[S II]/H\alpha$  το οποίο εν γένει υποδηλώνει ότι δεν διακινδυνεύουμε να χάσουμε υποψήφια  $Y/Y$ .

Με βάση τα παραπάνω διαγράμματα ή τα ποσοστά επιτυχίας από τον Πίνακα 5.13 για κάθε γαλαξία, μπορούμε να εκτιμήσουμε πόσα από τα υποψήφια  $Y/Y$  και πιθανά υποψήφια  $Y/Y$  που παρουσιάζονται στους Πίνακες 5.2 - 5.7 αναμένεται να αναγνωρισθούν και φασματοσκοπικά ως  $Y/Y$ . Ο αριθμός των υποψήφια  $Y/Y$  σε όλους τους έξι γαλαξίες του δείγματός μας είναι 229 πηγές, ενώ τα πιθανά υποψήφια  $Y/Y$  είναι 122 (αυτοί οι αριθμοί προκύπτουν από τον Πίνακα 5.13, στην ενότητα "Όλοι οι γαλαξίες", αν αφαιρέσουμε τη Στήλη 5 από τη Στήλη 3). Λαμβάνοντας υπόψη το ποσοστό επιτυχίας αναγνώρισης  $Y/Y$  από τον Πίνακα 5.13 για κάθε γαλαξία, περιμένουμε  $\sim 155$  πηγές να μην είναι τελικά  $Y/Y$ .

Οι κατάλογοι των  $Y/Y$  που παρουσιάζονται στην παρούσα έρευνα δεν μπορούν να χαρακτηρισθούν σε καμία περίπτωση ως πλήρεις, ιδιαίτερα στην περιοχή αμυδρών πηγών όπου η ανίχνευση είναι ελλιπής και τα φωτομετρικά σφάλματα κυριαρχούν στις μετρήσεις των λόγων  $[S II]/H\alpha$ . Επιπλέον, για πηγές οι οποίες βρίσκονται μέσα σε αυξημένη διάχυτη εκπομπή ή κοντά σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου, το όριο ανίχνευσης είναι υψηλότερο λόγω του αυξημένου υποβάθρου κάνοντας δύσκολο τον εντοπισμό  $Y/Y$  χαμηλής φωτεινότητας.



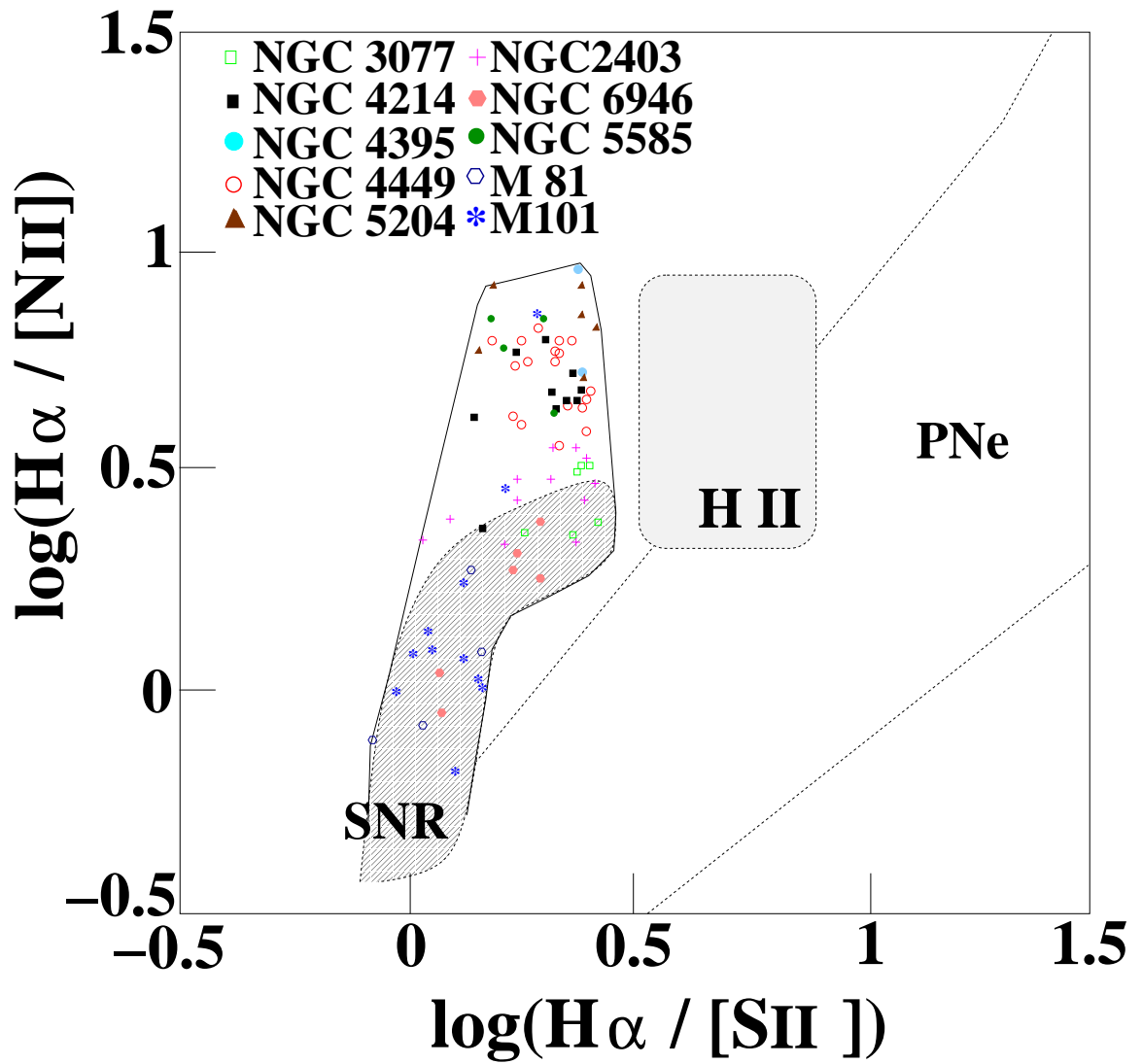
Σχήμα 5.20 Οι φασματοσκοπικοί έναντι των φωτομετρικών λόγων  $[SII]/H\alpha$  όλων των φασματοσκοπικά παρατηρούμενων πηγών σε κάθε έναν από τους γαλαξίες του δείγματός μας.

#### 5.4.2 Λόγοι γραμμών εκπομπής ως χρήσιμα διαγνωστικά για τη φύση των Υ/Υ

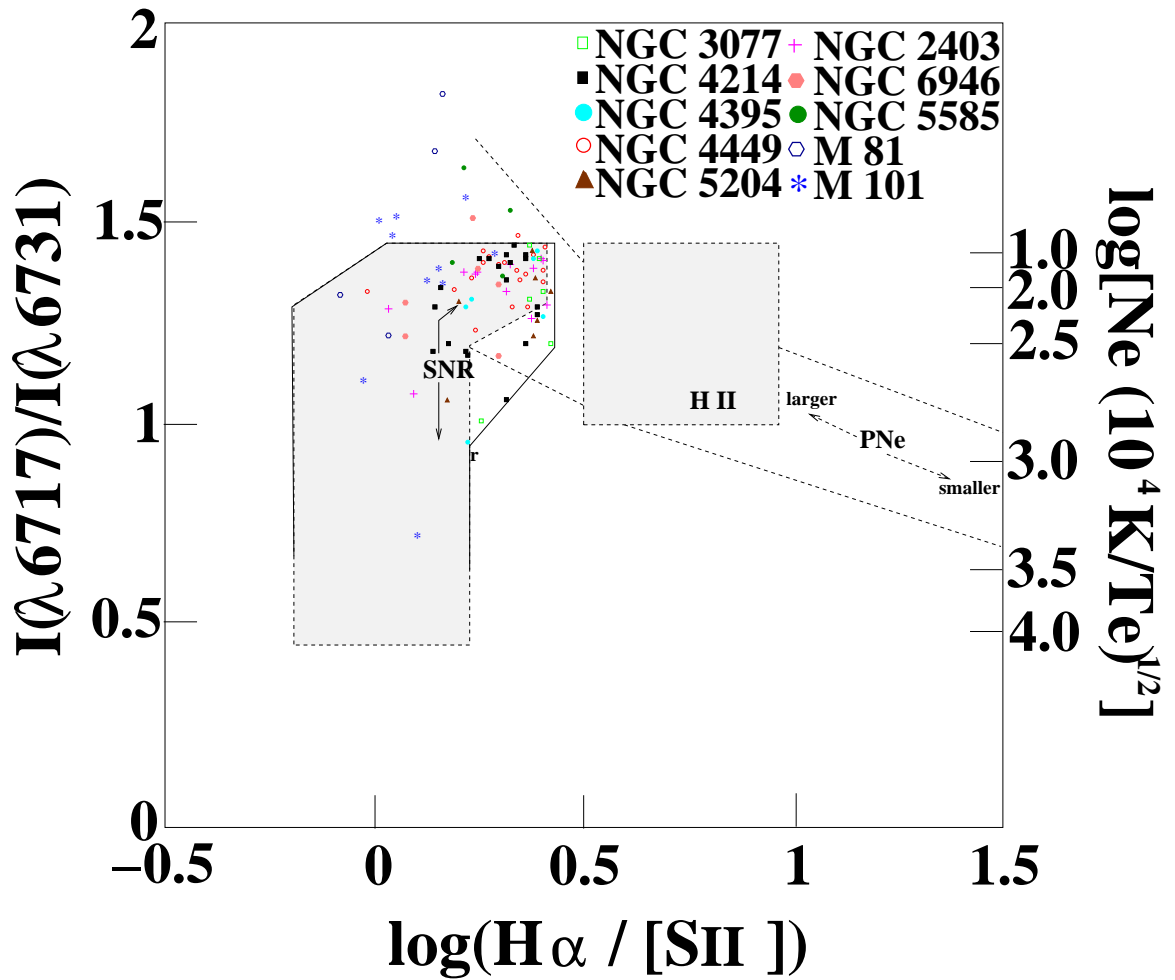
Τα διαγνωστικά διαγράμματα των Sabbadin, Minello & Bianchini (1977) και Garcia et al. (1991) χρησιμοποιούν διάφορους λόγους γραμμών εκπομπής ( $\log(\text{H}\alpha/[\text{N II}](6548, 6584))$ ,  $\log(\text{H}\alpha/[\text{S II}](6716, 6731))$  και  $[\text{S II}](6716)/[\text{S II}](6731)$ ) που βοηθούν στη διάκριση του μηχανισμού διέγερσης των γραμμών εκπομπής στα διάφορα νεφελώματα (φωτοϊονισμός για περιοχές ιονισμένου υδρογόνου ή πλανητικά νεφελώματα και κρουστική διέγερση για Υ/Υ). Ο γεωμετρικός τύπος των διαφόρων τύπων των νεφελωμάτων στα διαγράμματα αυτά (διακεκομμένες γραμμές στα Σχήματα 5.21-5.23) έχουν οριστεί με βάση ενός μεγάλου αριθμού γαλαξιακών Υ/Υ, περιοχών ιονισμένου υδρογόνου και πλανητικών νεφελωμάτων. Προκειμένου λοιπόν να τοποθετήσουμε τα Υ/Υ της παρούσας έρευνας σε αυτά τα διαγνωστικά διαγράμματα και να δούμε ποια περιοχή καταλαμβάνουν, υπολογίσαμε τους αντίστοιχους λόγους για όλα τα φασματοσκοπικά ανιχνευμένα Υ/Υ. Χρησιμοποιήσαμε τις διορθωμένες για απορρόφηση γραμμές εκπομπής ενώ, όταν η γραμμή Ηβ δεν ήταν διαθέσιμη, χρησιμοποιήσαμε τις μη-διορθωμένες για απορρόφηση (Πίνακας 5.11). Για σύγκριση, συμπεριλάβαμε τα φασματοσκοπικώς παρατηρούμενα, οπτικά Υ/Υ τεσσάρων επιπλέον σπειροειδών γαλαξιών (M 81, M 101, NGC 6946 και NGC 5585) από τη δουλειά των Matonick & Fesen (1997).

Στο Σχήμα 5.21 παρουσιάζουμε το λόγο  $\log(\text{H}\alpha/[\text{S II}](6716, 6731))$  συναρτήσει του λόγου  $\log(\text{H}\alpha/[\text{N II}](6548, 6584))$  όλων των φασματοσκοπικά παρατηρούμενων Υ/Υ αυτής της έρευνας. Βλέπουμε ότι σχεδόν όλες οι πηγές παρουσιάζουν λόγους  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha = 0.4 - 1$ , οι οποίες είναι τυπικές τιμές για Υ/Υ. Αυτό που είναι αξιοσημείωτο (κατά μήκος του άξονα  $\log(\text{H}\alpha/[\text{N II}](6548, 6584 \text{ \AA}))$ ) είναι ότι η συντριπτική πλειοψηφία των Υ/Υ των άμορφων γαλαξιών εκτείνεται εκτός της περιοχής των γαλαξιακών Υ/Υ, σε αντίθεση με τα Υ/Υ των σπειροειδών γαλαξιών που βρίσκονται εντός αυτής της περιοχής. Η περιοχή που καλύπτουν τα Υ/Υ των άμορφων γαλαξιών είναι μετατοπισμένη στη διεύθυνση μεγαλύτερων τιμών  $\log(\text{H}\alpha/[\text{N II}])$ , υποδηλώνοντας ασθενέστερη εκπομπή στις γραμμές του αζώτου 6548 Å και 6584 Å. Αυτό μπορεί να οφείλεται είτε σε διαφορά στο ποσοστό διέγερσης μεταξύ διαφορετικών τύπων γαλαξιών ή σε διαφορετική μεταλλικότητα μεταξύ διαφορετικών τύπων γαλαξιών. Ωστόσο, από τη στιγμή που δεν παρατηρείται ιδιαίτερη διαφορά μεταξύ των λόγων  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$  στους πληθυσμούς των Υ/Υ σε άμορφους και σπειροειδείς γαλαξίες (Σχήμα 5.21), ο οποίος λόγος είναι ένας ισχυρός δείκτης της κρουστικής διέγερσης (κύματα σοκ) στα Υ/Υ, η διαφορά στους λόγους  $\text{H}\alpha/[\text{N II}]$  μεταξύ των πληθυσμών των Υ/Υ σε διαφορετικούς τύπους γαλαξιών θα πρέπει να οφείλεται

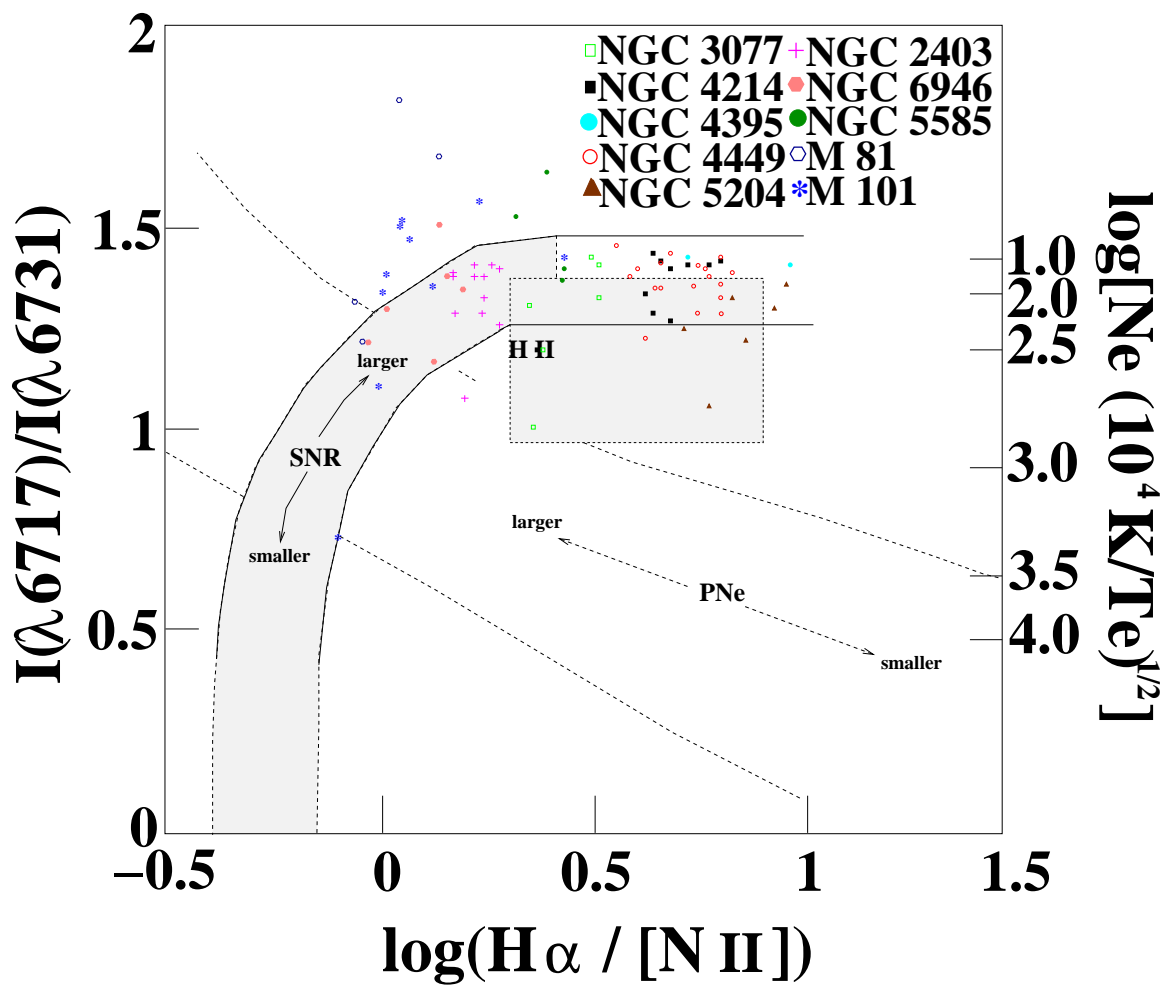
κατά κύριο λόγο στη διαφορετική μεταλλικότητα μεταξύ των γαλαξιών. Πράγματι, οι άμορφοι γαλαξίες παρουσιάζουν συνήθως χαμηλότερες μεταλλικότητες σε σχέση με τους σπειροειδείς (όπως φαίνεται στον Πίνακα 5.20 ή στις δουλειές π.χ. των Pagel & Endmunds 1981, Garnett 2002). Παρόμοια συμπεριφορά παρουσιάζουν και τα περισσότερα από τα Υ/Υ στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου (δες Meaburn et al. 2010) τα οποία έχουν σημαντικά υψηλότερους λόγους  $H\alpha/[N II]$  από αυτούς των γαλαξιακών Υ/Υ. Η περιεκτικότητα σε άζωτο στο LMC (Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου) είναι χαμηλότερη κατά ένα παράγοντα 2 σε σχέση με αυτή του δικού μας Γαλαξία (Russell & Dopita 1992). Η επίδραση της μεταλλικότητας στους λόγους  $H\alpha/[N II]$  παρατηρείται επίσης και σε άλλα νεφελώματα, όπως τις περιοχές ιονισμένου υδρογόνου (Viironen et al. 2007).



Σχήμα 5.21 Διάγραμμα  $\log(\text{H}\alpha/[\text{S II}](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA})) - \log(\text{H}\alpha/[\text{N II}](6548\text{\AA} \ \& \ 6584\text{\AA}))$



Σχήμα 5.22 Διάγραμμα  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) - \log(H\alpha/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA}))$ . Ο χ-άξονας υποδεικνύει το μηχανισμό διέγερσης. Ο y-άξονας υποδεικνύει την ηλεκτρονιακή πυκνότητα (δεξιός y-άξονας).



Σχήμα 5.23 Διάγραμμα  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) - \log(H\alpha/[N II])$ . Ο χ-άξονας υποδεικνύει τη μεταλλικότητα. Ο y-άξονας υποδεικνύει την ηλεκτρονιακή πυκνότητα (δεξιός y-άξονας).

Στα Σχήματα 5.22 και 5.23 δίνονται τα διαγράμματα  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA})$  συναρτήσει των  $\log(H\alpha/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA}))$  και  $\log([N II]/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA}))$  αντίστοιχα. Ο λόγος  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA})$  είναι ένας καλός δείκτης της ηλεκτρονιακής πυκνότητας του μεσοαστρικού αερίου και ως εκ τούτου μπορεί να χρησιμοποιηθεί για να εξετάσει την επίδραση π.χ. του ανομοιόμορφου μεσοαστρικού μέσου (που συμβαίνει συχνά στους άμορφους γαλαξίες) στις ιδιότητες των πληθυσμών των Υ/Υ μεταξύ των διαφόρων τύπων γαλαξιών. Σε αυτό το πλαίσιο, η πλειονότητα των Υ/Υ στο δείγμα μας παρουσιάζει λόγους  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA})$  μεταξύ 1.06 και 1.43 που αντιστοιχούν σε ηλεκτρονιακές πυκνότητες μέχρι  $\sim 470 \text{ cm}^{-3}$ . Αυτά τα Υ/Υ, που παρουσιάζουν οι χαμηλές πυκνότητες ( $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) > 1$ ), αναμένεται να είναι γηραιά Υ/Υ (δες Stupar & Parker 2009). Παρόλα αυτά, δεν βλέπουμε να παρουσιάζεται καμμία διαφοροποίηση μεταξύ των ηλεκτρονιακών πυκνοτήτων των Υ/Υ στους σπειροειδείς και στους άμορφους γαλαξίες. Αυτό υποδεικνύει ότι δεν υπάρχουν σημαντικές διαφορές στο εκτοξευόμενο υλικό των Υ/Υ ή στο περιβάλλον τους μεταξύ των σπειροειδών και των άμορφων γαλαξιών. Ωστόσο, στο διάγραμμα  $[S II](6716\text{\AA})/[S II](6731\text{\AA}) - \log([N II]/[S II](6716\text{\AA} \ \& \ 6731\text{\AA}))$  (Σχήμα 5.23), τα Υ/Υ στους άμορφους γαλαξίες εξακολουθούν να εκτείνονται εκτός της περιοχής των Γαλαξιακών Υ/Υ. Παρόλο που φαίνεται να επικαλύπτουν την περιοχή των Γαλαξιακών περιοχών ιονισμένου υδρογόνου, η φύση τους είναι πέρα από κάθε αμφιβολία αυτή των Υ/Υ λόγω του ισχυρού λόγου τους  $[S II]/H\alpha$ . Επειδή ο συγκεκριμένος λόγος είναι ευαίσθητος και στη μεταλλικότητα, κάποιος θα μπορούσε να ισχυριστεί ότι αυτό οφείλεται πιθανά στην αυξημένη μεταλλικότητα. Το ενδεχόμενο αυτό όμως καταρρίπτεται με βάση τον ορισμό του ορίου  $[S II]/H\alpha$  που βασίζεται στη χαμηλή μεταλλικότητα των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου (Mathewson & Clarke 1973). Αντιθέτως, ο υψηλότερος λόγος  $H\alpha/[N II]$  που παρουσιάζουν, θα μπορούσε να είναι αποτέλεσμα της χαμηλής μεταλλικότητας, ορίζοντας έτσι μια εκτεταμένη περιοχή για εξωγαλαξιακά Υ/Υ σε χαμηλής μεταλλικότητας άμορφους γαλαξίες. Παρόμοια επιχειρήματα ισχύουν για τις μετατοπίσεις των Υ/Υ και στα υπόλοιπα διαγνωστικά διαγράμματα.

Ο φασματικός λόγος  $[O III]/H\beta$  είναι ένα χρήσιμο διαγνωστικό εργαλείο για το κατά πόσο υπάρχει σταθερή κατάσταση ροής του αερίου (steady flow) από το μέτωπο του κύματος σοκ μέχρι την περιοχή ψύξης όπου γίνεται η εκπομπή των γραμμών (recombination zone). Αυτό κατ'επέκταση δείχνει κατά πόσο έχουν ολοκληρωθεί οι δομές του κύματος σοκ σε αυτές τις περιοχές (complete recombination zones) και το βαθμό ακτινοβολίας (π.χ. Raymond et al. 1988, Pakull, Soria & Motch 2010). Τέτοιες δομές περιγράφονται από θεωρητικά μοντέλα ως εξής: το κύμα σοκ συνορεύει με μια λεπτή περιοχή χροστικά ιονισμένου αερίου. Αυτή η



περιοχή ακολουθείται από μία άλλη πιο εκτεταμένη, ψυχρή περιοχή (με θερμοκρασίες της τάξης των  $\sim 10^4$  K) και μετά από μία ζώνη φωτοϊονισμού και ανασύνδεσης η οποία απορροφά ιονισμένα υπεριώδη φωτόνια από την ψυχρή περιοχή και εκπέμπει χαμηλού ιονισμού απαγορευμένες γραμμές και γραμμές ανασύνδεσης. Όλη αυτή η δομή είναι σχεδόν ισοβαρής και η μείωση της θερμοκρασίας προκαλεί υψηλές πυκνότητες οι οποίες περιορίζονται τελικά από την πίεση του μαγνητικού πεδίου.

Θεωρητικά μοντέλα των Cox & Raymond (1985) και Hartigan, Raymond & Hartmann (1987) έχουν δείξει ότι όταν ο συγκεκριμένος λόγος είναι κάτω από 6 αυτό υποδηλώνει κύματα σοκ με πλήρεις δομές επανασύνδεσης ενώ για κύματα σοκ με ατελείς περιοχές επανασύνδεσης εύκολα υπερβαίνουν αυτή την τιμή (Raymond et al. 1988). Οι μετρούμενες τιμές από τα φασματοσκοπικά παρατηρούμενα  $\Upsilon/\Upsilon$  του δείγματός μας υποδηλώνουν κύματα σοκ με πλήρεις περιοχές επανασύνδεσης.

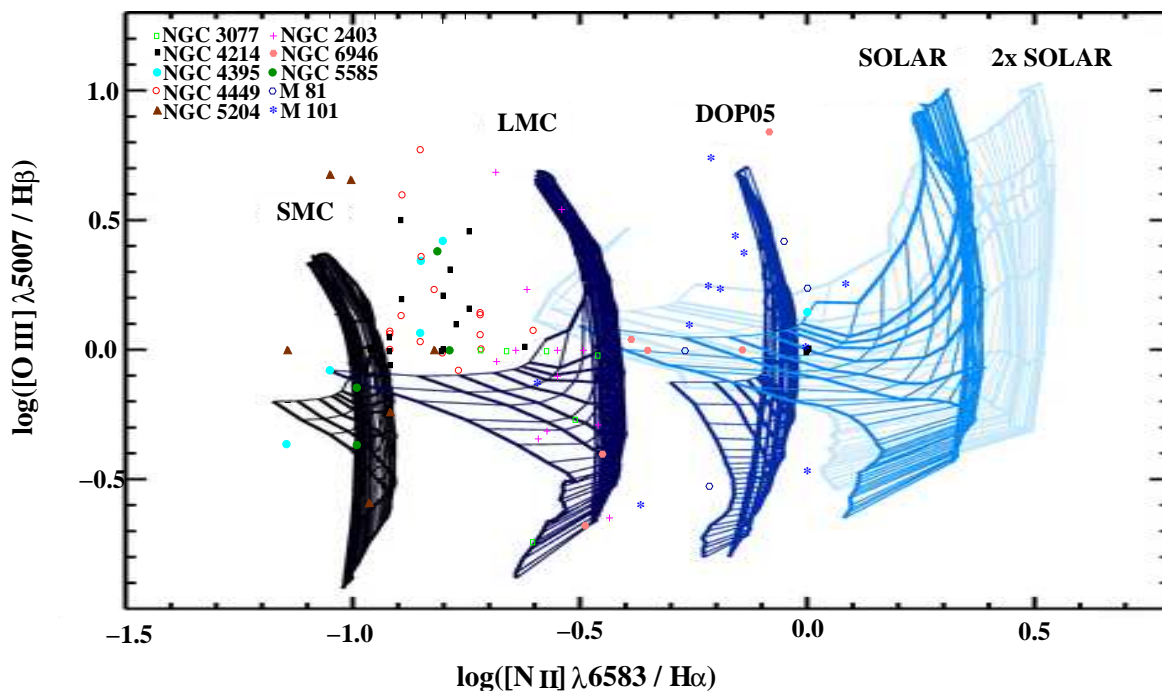
Οι απαγορευμένες γραμμές του [O III] (λλ 4959, 5007) είναι ευαίσθητες στην θερμοκρασία γι' αυτό και είναι καλοί δείκτες της δραστηριότητας και της ταχύτητας των κυμάτων σοκ μια και όσο πιο γρήγορα διαδίδεται το κύμα σοκ τόσο πιο ισχυρή εκπομπή [O III] παράγεται. Η απουσία των γραμμών [O III] σε πολλά από τα φασματοσκοπικά παρατηρούμενα  $\Upsilon/\Upsilon$  (Πίνακας 5.11) υποδηλώνει αργά κύματα σοκ ( $< 100 \text{ km s}^{-1}$  - δες Hartigan, Raymond & Hartmann 1987). Σε μία προσπάθεια να μετρήσουμε τις ταχύτητες των κυμάτων σοκ (των πηγών με διαθέσιμη εκπομπή [O III]), χρησιμοποιήσαμε το διάγραμμα  $\log([\text{O III}](5007\text{\AA})/\text{H}\beta) - \log([\text{N II}](6584\text{\AA})/\text{H}\alpha)$  από τη δουλειά των Allen et al. (2008). Αυτό το διάγραμμα είναι βασισμένο στα γνωστά διαγράμματα BPT (Baldwin, Phillips & Terlevich 1981) και χρησιμοποιεί πλέγματα που προκύπτουν από θεωρητικά μοντέλα κυμάτων σοκ για διαφορετικές τιμές της ταχύτητας του σοκ, των παραμέτρων του μαγνητικού πεδίου και της περιεκτικότητας των μετάλλων. Οι Allen et al. (2008), εκτός από ηλιακές περιεκτικότητες μετάλλων δημιούργησαν πλέγματα και για άλλα ποσοστά περιεκτικότητας μετάλλων από αυτή του ήλιου, όπως π.χ. αυτές για τα Νέφη του Μαγγελάνου (LMC:  $0.33Z_{\odot}$  και SMC:  $0.20Z_{\odot}$ ). Επιπλέον, οι Allen et al. (2008) κατασκεύασαν πλέγματα για θεωρητικά μοντέλα με κύμα σοκ και πρόδρομο με κύμα ιονισμού (shock+precursor) σε διάφορες χημικές αφθονίες. Το κύμα σοκ+πρόδρομος συμβαίνει σε περιπτώσεις γρήγορων κυμάτων σοκ όπου η υπεριώδης ακτινοβολία και οι μαλακές ακτίνες-X, που παράγονται από την ψύξη του θερμού αερίου πίσω από το μετωπικό κύμα σοκ, οδηγούν σε σημαντικά φαινόμενα φωτοϊονισμού στο αέριο μπροστά από το κύμα σοκ. Σε αυτές τις περιπτώσεις, ο λόγος της ροής ακτινοβολίας μπροστά από το κύμα σοκ ως προς την πυκνό-

τητα του υλικού πριν από το κύμα σοκ, δηλαδή η παράμετρος ιονισμού (ionization parameter), καθορίζει την ταχύτητα του μετώπου του φωτοϊονισμού που περνά από το προ-κύματος σοκ αέριο. Όταν η παράμετρος ιονισμού είναι χαμηλή τότε η ταχύτητα του μετώπου του φωτοϊονισμού είναι μικρότερη από αυτή του κύματος σοκ και τα φωτόνια λόγω ιονισμού απορροφούνται από το μετωπικό κύμα σοκ. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα να αλλάζει η κατάσταση ιονισμού του αερίου το οποίο τροφοδοτεί στο μετωπικό κύμα σοκ. Καθώς η ταχύτητα του κύματος σοκ αυξάνεται, μεγαλώνει και η ροή ακτινοβολίας λόγω ιονισμού και κατ' επέκταση αυξάνεται και η ταχύτητα του μετώπου του φωτοϊονισμού. Όταν η ταχύτητα του κύματος σοκ υπερβεί ένα ορισμένο όριο ( $170 \text{ km sec}^{-1}$ ) η ταχύτητα του μετώπου φωτοϊονισμού υπερβαίνει την ταχύτητα του σοκ και το μέτωπο του φωτοϊονισμού αποκολλάται από το μέτωπο του σοκ δημιουργώντας ένα μέτωπο ιονισμού τύπου R (R-type ionization front)<sup>6</sup>. Αυτό το μέτωπο επεκτείνεται για να σχηματίσει μια πρόδρομη περιοχή ιονισμένου υδρογόνου μπροστά από το κύμα σοκ. Σε πολύ μεγάλες ταχύτητες του κύματος σοκ, η εκπομπή της πρόδρομης περιοχής ιονισμένου υδρογόνου μπορεί να κυριαρχήσει στο οπτική εκπομπή του σοκ, δίνοντας έτσι φάσμα με γραμμές εκπομπής τόσο χαμηλού όσο και υψηλού ιονισμού.

Σημειώνουμε ότι και στα δύο μοντέλα, ο λόγος  $[\text{N II}](6584)/\text{H}\alpha$  αλλάζει σημαντικά με την αλλαγή της χημικής αφθονίας σε αντίθεση με το λόγο  $[\text{O III}](5007)/\text{H}\beta$  μια και το άζωτο εμφανίζει μεγαλύτερες διαφορές στην περιεκτικότητά του λόγω της δευτερογενούς νουκλεοσύνθεσης.

Υπολογίσαμε λοιπόν τους λόγους  $\log([\text{O III}](5007)/\text{H}\beta)$  και  $\log([\text{N II}](6584)/\text{H}\alpha)$  των φασματικά παρατηρημένων  $\Upsilon/\Upsilon$  του δείγματός μας και τα τοποθετήσαμε στα δύο διαγράμματα (Σχήματα 5.24 - 5.25). Για σύγκριση, τοποθετήσαμε και τα φασματοσκοπικά  $\Upsilon/\Upsilon$  των Matonick & Fesen (1997) για τους γαλαξίες M81, M101, NGC 5585, και NGC 6946. Οι οριζόντιες γραμμές κάθε πλέγματος δηλώνουν ταχύτητες των κυμάτων σοκ από 200 έως  $1000 \text{ km s}^{-1}$  (από πάνω προς τα κάτω για το πλέγμα με το σοκ και από κάτω προς τα πάνω για το πλέγμα με το σοκ+πρόδρομο) με βήμα  $50 \text{ km s}^{-1}$ . Παρατηρούμε ότι τα  $\Upsilon/\Upsilon$  των άμορφων γαλαξιών του δείγματός μας (εκτός του NGC 3077) βρίσκονται μεταξύ των πλεγμάτων του Μεγάλου και του Μικρού Νέφος του Μαγγελάνου. Αυτό δεν αποτελεί έκπληξη μια και το δείγμα των γαλαξιών μας παρουσιάζει μεταλλικότητες με τιμές μεταξύ αυτών του LMC και SMC (δες Πίνακα 5.20). Ωστόσο, προκειμένου να λάβει κανείς ακριβείς ταχύτητες σοκ για αυτές τις πηγές θα πρέπει να κατασκευαστούν νέα πλέγματα λαμβάνοντας υπόψη τις μεταλλικότητες του κάθε γαλαξία. Παρ' όλα αυτά, υπάρχουν και γαλαξίες στο δείγμα μας που παρουσιάζουν παρόμοιες μεταλλικότητες

<sup>6</sup>Το μέτωπο ιονισμού τύπου R έχει υπερηχητική ταχύτητα σε σχέση με το αέριο πριν από το μέτωπο του σοκ



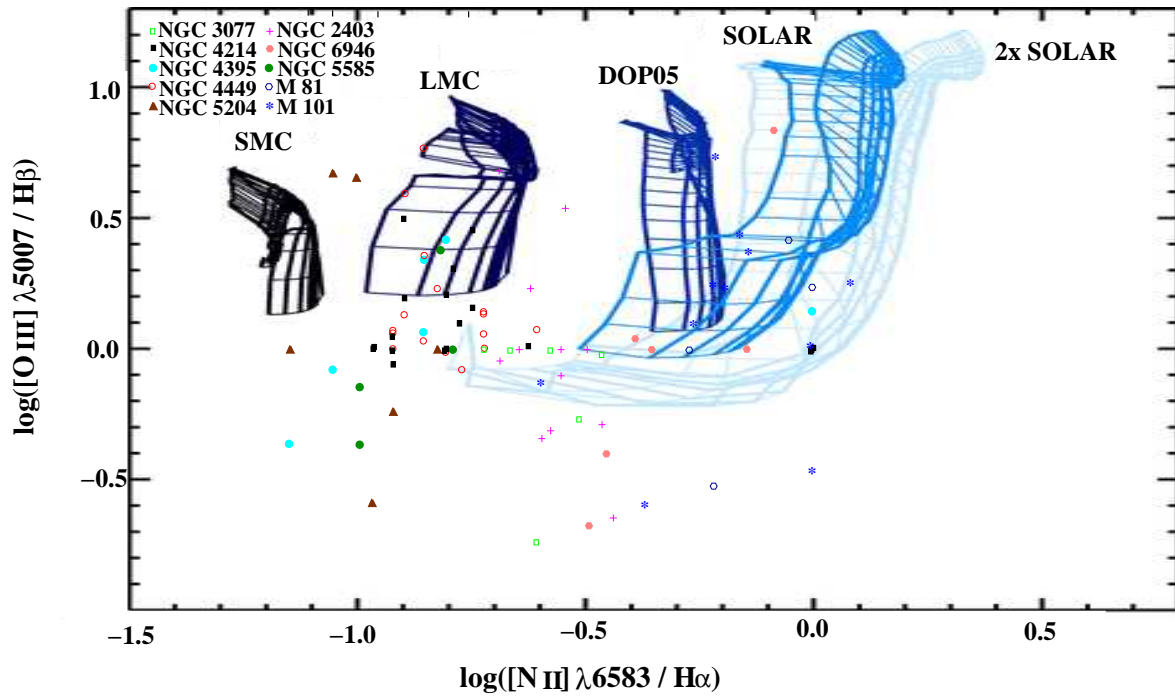
Σχήμα 5.24 Διαγνωστικό διάγραμμα  $[\text{O III}](5007\text{\AA})/\text{H}\beta - [\text{N II}](6584\text{\AA})/\text{H}\alpha$  για μοντέλο σοκ. Είναι βασισμένο στα γνωστά διαγράμματα BPT (Baldwin, Phillips & Terlevich 1981) όπου χρησιμοποιούνται πλέγματα που προκύπτουν από θεωρητικά μοντέλα κυμάτων σοκ για διαφορετικές τιμές της ταχύτητας του σοκ, των παραμέτρων του μαγνητικού πεδίου και της περιεκτικότητας των μετάλλων. Οι Allen et al. (2008) δημιούργησαν πλέγματα και για άλλα ποσοστά περιεκτικότητας μετάλλων από αυτή του ήλιου, όπως π.χ. αυτές για τα Νέφη του Μαγγελάνου. Οι οριζόντιες γραμμές κάθε πλέγματος δηλώνουν ταχύτητες των κυμάτων σοκ από 200 έως  $1000 \text{ km s}^{-1}$  (από πάνω προς τα κάτω) με βήμα  $50 \text{ km s}^{-1}$ .

με αυτή του LMC (π.χ. NGC 4395 και NGC 4449). Για Υ/Υ σε αυτούς τους γαλαξίες που κείτονται στο πλέγμα του LMC (και όχι στα εκφυλισμένα τμήματά του) θα μπορούσαμε να δώσουμε αρκετά ασφαλείς τιμές των ταχυτήτων σοκ των πηγών. Για παράδειγμα, στο πλέγμα με το σοκ+πρόγονο του LMC, η πηγή LBZ 2 στον NGC 4449 παρουσιάζει ταχύτητα  $>500 \text{ km s}^{-1}$  ή η πηγή LBZ 7 στον ίδιο γαλαξία παρουσιάζει ταχύτητα  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ .

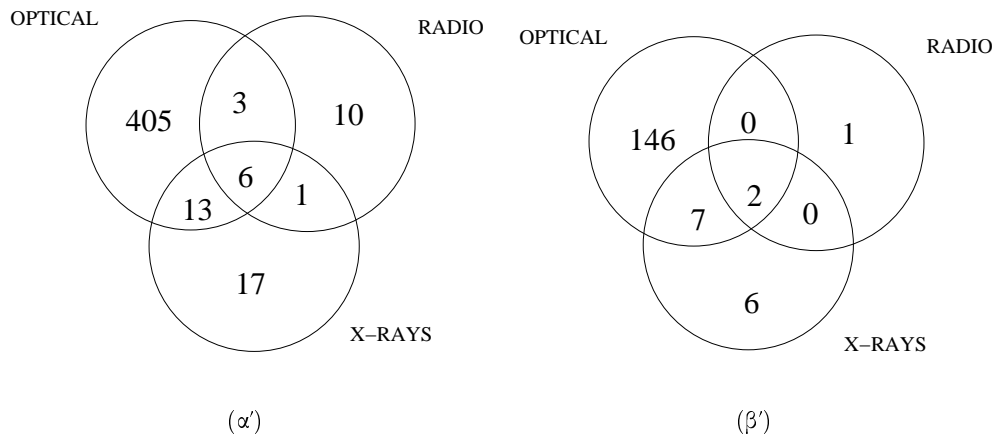
### 5.4.3 Συσχετισμός των Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος

#### 5.4.3.1 Διαγράμματα Venn

Στο Σχήμα 5.26 παρουσιάζουμε την επικάλυψη που παρατηρείται μεταξύ των οπτικών Υ/Υ, ραδιοφωνικών Υ/Υ και των Υ/Υ στις ακτίνες-X (βλ. §5.3.3), με τη μορφή διαγραμμάτων Venn για τον NGC 2403 αλλά και για όλους τους γαλαξίες στο δείγμα μας. Στην περίπτωση



Σχήμα 5.25 Διαγνωστικό διάγραμμα  $[\text{O III}](5007\text{\AA})/\text{H}\beta - [\text{N II}](6584\text{\AA})/\text{H}\alpha$  για μοντέλο σοκ και πρόδρομο με κύμα ιονισμού (Allen et al. 2008). Χρησιμοποιούνται πλέγματα που προκύπτουν από θεωρητικά μοντέλα κυμάτων σοκ για διαφορετικές τιμές της ταχύτητας του σοκ, των παραμέτρων του μαγνητικού πεδίου και της περιεκτικότητας των μετάλλων (όπως για τον ήλιο ή για τα Νέφη του Μαγγελάνου). Οι οριζόντιες γραμμές κάθε πλέγματος δηλώνουν ταχύτητες των κυμάτων σοκ από 200 έως 1000  $\text{km s}^{-1}$  (από κάτω προς τα πάνω) με βήμα 50  $\text{km s}^{-1}$



Σχήμα 5.26 Διαγράμματα Venn : α) για όλους τους γαλαξίες του δείγματός μας και β) για τον NGC 2403.

όλων των γαλαξιών, περιλαμβάνονται τα αποτελέσματα του NGC 5204 παρόλο που δεν υπάρχουν γνωστά, μέχρι στιγμής, Υ/Υ στο ραδιοφωνικό και στις ακτίνες-X. Οι οπτικές πηγές που χρησιμοποιούμε σε αυτή τη σύγκριση είναι όλα τα γνωστά Υ/Υ από την παρούσα μελέτη αλλά και τη βιβλιογραφία. Για λόγους πληρότητας, συμπεριλαμβάνουμε το πλούσιο σε οξυγόνο Υ/Υ στον NGC 4449 καθώς και γνωστά Υ/Υ από τη δουλειά των Matonick et al. (1997) και Dopita et al. (2010) (SNR-21, SNR-25, SNR-26, SNR-27, SNR-28, SNR-34, SNR-35 από τη δουλειά των Matonick et al. 1997 και το SNR-3 από τη δουλειά των Dopita et al. 2010), έστω και αν δεν έχουν ανιχνευθεί ή είναι δηλωμένες ως SNR/HII στην παρούσα έρευνα. Όλες οι συγκρίσεις έγιναν για την ίδια περιοχή του κάθε γαλαξία. Για το λόγο αυτό, εξαιρέσαμε το ραδιοφωνικό Υ/Υ στον NGC 4395 (Vukotic et al. 2005) καθώς είναι εκτός του πεδίου των δεδομένων του Chandra που χρησιμοποιήθηκαν στο Κεφάλαιο 4 (Leonidaki et al. 2010). Αποκλείσαμε επίσης και το υποψήφιο Υ/Υ στις ακτίνες-X LZW 10 στον NGC 4395 δεδομένου ότι είναι έξω από το οπτικό πεδίο που χρησιμοποιείται στην παρούσα μελέτη. Επιπλέον, αποκλείσαμε τα υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ α και β στον NGC 4214 από τη δουλειά των Vukotic et al. (2005), η φύση των οποίων είναι υπό συζήτηση (Chomiuk & Wilcots 2009). Από τη δουλειά των Chomiuk & Wilcots (2009) χρησιμοποιήσαμε τα υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ, ενώ αποκλείσαμε από τη σύγκριση τα σύνθετα αντικείμενα τύπου SNR/HII (παρουσιάζουν τέτοιο ραδιοφωνικό φωτονικό δείκτη ώστε η ταξινόμηση των ραδιοφωνικών πηγών είτε ως Υ/Υ ή ως περιοχές ιονισμένου υδρογόνου είναι δύσκολη).

Από τα 427 οπτικά επιλεγμένα Υ/Υ στο Σχήμα 5.26α (βασισμένα κυρίως στην φωτο-

μετρία μέσω στενών φίλτρων) 19 συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες -X (ποσοστό 4.4%), ενώ 7 από τα 20 υποψήφια ραδιοφωνικά Υ/Υ συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες -X (ποσοστό 35%). Μικρή επικάλυψη φαίνεται να υπάρχει μεταξύ οπτικών και ραδιοφωνικών Υ/Υ (2.1%).

Επισημαίνουμε ότι Υ/Υ πλούσια σε οξυγόνο (oxygen-rich) ή κυριαρχούμενα από γραμμές Balmer (Balmer-dominated), παρόλο που μπορεί να έχουν ανιχνευθεί στις ακτίνες -X, έχουν αποκλεισθεί από το οπτικό δείγμα Υ/Υ μια και η μέθοδος ανίχνευσής τους βασίζεται στις γραμμές εκπομπής [O III] και H $\alpha$ , H $\beta$  αντί στον αυξημένο λόγο τους [S II]/H $\alpha$ . Παρόλα αυτά, ο αριθμός τέτοιων τύπων Υ/Υ αναμένεται να είναι χαμηλός και επηρεάζει ελάχιστα τα ποσοστά στα διαγράμματα Venn. Μια άλλη περίπτωση Υ/Υ που πιθανά δεν έχουν ανιχνευθεί είναι τα Υ/Υ παρόμοια με το νεφέλωμα του Καρκίνου (πλεριονικά Υ/Υ - plerions). Τα γνωστά Υ/Υ στις ακτίνες -X που περιλαμβάνονται στα διαγράμματα Venn έχουν επιλεγθεί με βάση το μαλακό, θερμικό τους φάσμα (θερμικά Υ/Υ ακτίνων-X). Με αυτόν τον τρόπο, τα πλεριονικά Υ/Υ (που παρουσιάζουν σκληρό φάσμα) έχουν αποκλεισθεί από το δείγμα των Υ/Υ στις ακτίνες -X, ενώ παρουσιάζουν ωστόσο οπτικές ιδιότητες συνεπείς με αυτές των Υ/Υ (μπορεί δηλαδή να έχουν ανιχνευθεί οπτικά και να συμπεριλαμβάνονται στο οπτικό δείγμα των Υ/Υ). Προκειμένου να διερευνήσουμε σε ποιο βαθμό έχουν πιθανώς 'χυθεί' πλεριονικά Υ/Υ από την έρευνά μας, χρησιμοποιήσαμε τον κατάλογο CSRC<sup>7</sup> (Chandra Supernova Remnant Catalog), ο οποίος πραγματεύεται με γνωστά Υ/Υ ακτίνων-X που έχουν ανιχνευθεί στο δικό μας Γαλαξία και στα Νέφη του Μαγγελάνου. Εξετάσαμε ένα προς ένα τα φάσματα και την προέλευση της εκπομπής όλων των Υ/Υ αυτού του καταλόγου. Πηγές με σκληρό φάσμα (που έχει προσαρμοστεί νόμος δύναμης) και/ή παρουσιάζουν συμπαγή εκπομπή προερχόμενη από το κέντρο του Υ/Υ είναι πλεριονικά Υ/Υ. Αριθμητικά αυτές οι πηγές είναι: ~50 από τις 90 στο Γαλαξία μας, 3-4 από τις 23 στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου και κανένα από τις 6 στο Μικρό Νέφος του Μαγγελάνου. Ενδιαφέρον παρουσιάζει το γεγονός ότι οι γαλαξίες με μεγαλύτερη μεταλλικότητα παρουσιάζουν και μεγαλύτερο ποσοστό αυτού του τύπου των Υ/Υ (π.χ. >50% για το Γαλαξία μας, 17% για το Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου και 0% για το Μικρό Νέφος του Μαγγελάνου). Αυτό υποδηλώνει ότι και οι γαλαξίες του δείγματός μας με αυξημένη μεταλλικότητα (NGC 2403 και NGC 3077, δες Πίνακα 5.20) μπορεί να φιλοξενούν περισσότερα Υ/Υ τέτοιου τύπου από ότι οι υπόλοιποι γαλαξίες, καταλήγοντας έτσι σε ένα αυξημένο αλλά όχι ουσιαστικά διαφορετικό ποσοστό Υ/Υ ανιχνευμένων και στις ακτίνες -X και στο οπτικό μέρος

<sup>7</sup><http://hea-www.cfa.harvard.edu/ChandraSNR/>

Πίνακας 5.20 Περιεκτικότητες σε άζωτο και οξυγόνο στους γαλαξίες του δείγματός μας

Γαλαξίας	$12 + \log (N/H)$	$12 + \log (O/H)$
NGC 2403	7.48 <sup>a</sup>	8.52 <sup>a</sup>
NGC 3077	7.48 <sup>b</sup>	8.64 <sup>b</sup>
NGC 4214	-	8.22 <sup>c</sup>
NGC 4395	7.18 <sup>a</sup>	8.27 <sup>a</sup>
NGC 4449	7.10 <sup>d</sup>	8.30 <sup>d</sup>
NGC 5204	-	-
NGC 6946	8.15 <sup>a</sup>	8.70 <sup>a</sup>
NGC 5585	-	-
M 81 (NGC 3031)	7.96 <sup>a</sup>	8.69 <sup>a</sup>
M 101 (NGC 5457)	8.23 <sup>a</sup>	8.80 <sup>a</sup>
LMC	6.45 <sup>e</sup>	8.35 <sup>f</sup>
SMC	-	8.03 <sup>f</sup>
Milky Way	-	8.52 <sup>a</sup>

<sup>a</sup>Pilyugin et al. (2004)

<sup>b</sup>Storchi-Bergmann et al. (1994)

<sup>c</sup>Martin (1997)

<sup>d</sup>Sabbadin et al. (1984)

<sup>e</sup>Lequeux et al. (1979)

<sup>f</sup>Richer & MacCall (1995)

του φάσματος. Επιπρόσθετα, όπως συζητείται στην §5.4.3.4, υπάρχει περίπτωση ένας αριθμός κοιλοτήτων που δημιουργούνται από αστρικούς ανέμους (“blown wind bubbles”) να έχει ταξινομηθεί εσφαλμένα ως Υ/Υ (~10%). Πάραυτα, αυτό το ποσοστό δεν αλλάζει δραματικά τα ποσοστά των Υ/Υ στα διαγράμματα Venn που έχουν ανιχνευθεί σε διάφορα μήκη κύματος.

Από τα παραπάνω βλέπουμε ότι ο αριθμός των οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ υπερβαίνει κατά πολύ τον αριθμό των Υ/Υ στις ακτίνες -X ή στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος. Ακόμα κι αν πολλά φωτομετρικά οπτικά Υ/Υ (ως επί το πλείστον από την κατηγορία των πιθανών υποψήφιων Υ/Υ) δεν επαληθευτούν και ως φασματοσκοπικά Υ/Υ (βλ. §\*5.4.1), τα ποσοστά ταύτισης Υ/Υ σε διάφορα μήκη κύματος θα εξακολουθούν να παραμένουν σε χαμηλά επίπεδα. Αυτό παρατηρείται και σε άλλες έρευνες Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος (π.χ. Long et al. 2010 για τον M33, Pannuti et al. 2007 για πέντε κοντινούς γαλαξίες) και θα μπορούσε να είναι το αποτέλεσμα διαφόρων παραγόντων: Το δείγμα των ραδιοφωνικών Υ/Υ είναι πολύ περιορισμένο λόγω της έλλειψης βαθέων ερευνών στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος με καλή επιφανειακή κάλυψη, για το ήμισυ των γαλαξιών μας (το ίδιο συμβαίνει π.χ. στον M33 όπως αναφέρουν οι Long et al. 2010). Πέρα από το θέμα της πληρότητας του δείγματος, οι διαφορές

στα παραπάνω ποσοστά θα μπορούσαν να προκύψουν από φυσικές συνέπειες, δεδομένου ότι το ποσοστό ανίχνευσης των Υ/Υ σε διάφορα μήκη κύματος εξαρτάται σε μεγάλο βαθμό από τις ιδιότητες του μέσου γύρω από την πηγή. Για παράδειγμα, οι Pannuti et al. (2007) επισημαίνουν ότι είναι πιο πιθανό να ανιχνεύσουν οπτικά Υ/Υ που βρίσκονται σε περιοχές χαμηλής διάχυτης εκπομπής, ενώ είναι πιο πιθανό να ανιχνευθούν ραδιοφωνικά ή ακτίνων-X Υ/Υ σε περιοχές με υψηλή οπτική σύγχυση. Το ίδιο επισημαίνουν και οι Long et al. 2010, οι οποίοι συζητούν ότι το περιβάλλον δεν επηρεάζει σημαντικά την ανιχνευσιμότητα στις ακτίνες -X. Επιπλέον, η τάση να ανιχνεύονται πιο εύκολα στο οπτικό μέρος του φάσματος τα γηραιότερα Υ/Υ, δημιουργεί τη μεγάλη διαφορά στο ποσοστό ανάμεσα στο συσχετισμό οπτικών Υ/Υ και Υ/Υ στις ακτίνες -X. Αυτή η τάση συμβαίνει γιατί η φάση εκπομπής ακτίνων-X είναι πιο σύντομη από αυτή του οπτικού ενώ ο χρόνος ψύξης του υλικού που εκπέμπει στο οπτικό μέρος του φάσματος είναι πολύ μεγάλος.

Όλα τα παραπάνω θα μπορούσαν να συμβάλουν στις διαφορές που παρατηρούνται στα ποσοστά συσχέτισης ανάμεσα στα οπτικά, ραδιοφωνικά και ακτίνων-X Υ/Υ ενώ παράλληλα τονίζουν ότι είναι πολύ σημαντική η έρευνα σε πολλαπλά μήκη κύματος για τη μελέτη των εξωγαλαξιακών πληθυσμών Υ/Υ .

#### 5.4.3.2 Υ/Υ ή Διπλά συστήματα ακτίνων-X ;

Έξι υποψήφια και πιθανά υποψήφια οπτικά Υ/Υ της παρούσας έρευνας (LBZ 6, LBZ 102, LBZ 108, LBZ 127 στον NGC 2403; LBZ 80 στον NGC 4214 και LBZ 60 στον NGC 4449) συνδέονται με διπλά συστήματα αστέρων στις ακτίνες -X (XRBs, δες Πίνακες 5.14, 5.16, 5.18) με βάση το σκληρό φάσμα τους και την υψηλή τους φωτεινότητα στις ακτίνες -X (Leonidaki et al. 2010). Παρόλο που αυτές οι πηγές θα μπορούσαν να χαρακτηρισθούν ως πλειονικά Υ/Υ (λόγω του σκληρού φάσματος που παρουσιάζουν και του αυξημένου λόγου [S II]/H $\alpha$ ), οι υψηλές φωτεινότητές τους στις ακτίνες -X ( $10^{38}$  erg sec $^{-1}$ ) και η μεταβλητότητα που παρουσιάζουν (>15% διαφορά στις ροές ακτινοβολίας μεταξύ παρατηρήσεων, δες Leonidaki et al. 2010), τα τοποθετεί στο καθεστώς των διπλών συστημάτων αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες -X αντί σε αυτό των πλειονικών Υ/Υ (τα πλειονικά Υ/Υ παρουσιάζουν τυπικές λαμπρότητες  $L_X \sim 10^{35}$  erg sec $^{-1}$ , Gaensler & Slane 2006). Για αυτό, μια πιθανή ερμηνεία είναι ενός διπλού συστήματος αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες -X το οποίο συμπίπτει με ένα Υ/Υ, που ενδεχομένως συνδέεται με τον υπερκαινοφανή που παρήγαγε το συμπαγές αντικείμενο στο διπλό σύστημα. Σε αυτή την περίπτωση, το Υ/Υ είναι υπεύθυνο για την παρατηρούμενη οπτική



και ραδιοφωνική ακτινοβολία, ενώ το διπλό σύστημα παράγει την εκπομπή στις ακτίνες-X. Η φωτεινότητα στις ακτίνες-X των ενεργών XRBs ( $10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ ) είναι υψηλότερη από εκείνη των  $\Upsilon/\Upsilon$  (συνήθως  $10^{35} - 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ , Mathewson et al. 1983) και ως εκ τούτου μπορούν να επισκιάσουν τα  $\Upsilon/\Upsilon$ . Υπόδειγμα αυτού του τύπου των αντικειμένων είναι το σύστημα SS 433/W50 (π.χ. Boumis et al. 2007, Safi-Harb & Petre 1999), ενώ τέτοια αντικείμενα έχουν εντοπιστεί και σε άλλους γαλαξίες, βάσει πηγών με σκληρή και/ή μεταβλητή εκπομπή στις ακτίνες-X που σχετίζονται με οπτικά ή ραδιοφωνικά  $\Upsilon/\Upsilon$  (Pannuti et al. 2007).

#### 5.4.3.3 Νεαρά υπολείμματα υπερκαινοφανών ή υπολείμματα υπερκαινοφανών βυθισμένα σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου;

Η φωτομετρική έρευνα των ανιχνευόμενων πηγών στο δείγμα των γαλαξιών μας αποκάλυψε 20 πηγές χαμηλής διέγερσης ( $([\text{S II}]/\text{H}\alpha)_{\text{phot}} < 0.3$ ) και δεν είναι γνωστά οπτικά  $\Upsilon/\Upsilon$  από άλλες μελέτες ενώ σχετίζονται με γνωστά ραδιοφωνικά ή ακτίνων-X  $\Upsilon/\Upsilon$  (βλ. Πίνακες 5.14 - 5.19). Υπάρχουν δύο πιθανές ερμηνείες για τη φύση αυτών των πηγών: α) το  $\Upsilon/\Upsilon$  βρίσκεται στο πρώτο εξελικτικό του στάδιο όπου η οπτική εκπομπή είναι πολύ πιο αμυδρή από την ραδιοφωνική εκπομπή ή την εκπομπή ακτίνων-X. Σε αυτήν την περίπτωση είναι επίσης δυνατόν το διευρυμένο μέτωπο του κύματος σοκ να σχηματίζει μια πρόδρομη περιοχή ιονισμένου υδρογόνου (Allen et al. 2008) η οποία δίνει την παρατηρούμενη οπτική εκπομπή ενώ τα  $\Upsilon/\Upsilon$  παράγουν τις ακτίνες-X ή τη ραδιοφωνική εκπομπή. β) Παρατηρούμε  $\Upsilon/\Upsilon$  ενσωματωμένα σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου. Στην περίπτωση αυτή, η ακτινοβολία  $\text{H}\alpha$  προέρχεται από την περιοχή ιονισμένου υδρογόνου και είναι πιο ενισχυμένη σε σχέση με αυτή που ακτινοβολείται από το  $\Upsilon/\Upsilon$ . Αυτό έχει ως αποτέλεσμα αυτές οι πηγές να δίνουν λόγους  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$  κάτω από 0.3 (όριο που έχουμε βάλει για την ανίχνευση  $\Upsilon/\Upsilon$ ) ενώ ωστόσο εκπέμπουν στις ακτίνες-X ή στη ραδιοφωνική περιοχή του φάσματος. Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις είναι αναγκαίες για τη διευκρίνιση της φύσης των πηγών αυτών. Αυτές οι πηγές δηλώνονται ως SNR/H II στην παρούσα μελέτη.

#### 5.4.3.4 Υπολείμματα υπερκαινοφανών ή “wind blown bubbles”;

Η ύπαρξη πολλαπλών υπερκαινοφανών ή/και οι αστρικοί άνεμοι αστερών μεγάλης μάζας που βρίσκονται μέσα σε συμπλέγματα αστερών OB μπορούν να δημιουργήσουν κοιλότητες θερμού αερίου στο μεσοαστρικό μέσο, γνωστές ως “wind blown bubbles” (bubbles ή superbubbles). Ο σχηματισμός κρουστικών κυμάτων λόγω των συχνά υπερηχητικών αστρικών

ανέμων μπορεί να προσδώσει σε αυτές τις πηγές λόγους [S II]/H $\alpha$  με μέτριες τιμές ( $> 0.45$ ; Chen et al. 2000, Lasker 1977) αλλά όχι πολύ υψηλές μια και οι ταχύτητες διαστολής (expansion velocities) των εκπεμπόμενων κυμάτων σοκ είναι πολύ μικρές ( $< 100 \text{ km sec}^{-1}$ ) για να παράγουν αυξημένους λόγους [S II]/H $\alpha$  (π.χ. Long et al. 2010). Μια και η ταξινόμηση των οπτικών Υ/Υ βασίζεται κυρίως στο κριτήριο [S II]/H $\alpha$ , κάποιος θα αναρωτιόταν αν υπάρχει τρόπος διάκρισης αυτών των πηγών με τα υπολείμματα υπερκαινοφανών. Η απάντηση είναι θετική μια και οι κοιλότητες που δημιουργούνται από ισχυρούς αστρικούς ανέμους παρουσιάζουν χαρακτηριστικά που μπορούν να χρησιμοποιηθούν για να τα διαχωρίσουν από τα υπολείμματα υπερκαινοφανών: βρίσκονται κοντά σε συμπλέγματα OB αστερών που είναι εμφανή σε εικόνες υψηλής ανάλυσης, είναι μεγάλων διαστάσεων ( $> 100 \text{ pc}$ ) κάτι το οποίο είναι σπάνιο στα Υ/Υ (Williams et al. 1999), παρουσιάζουν μικρότερες ταχύτητες διαστολής από αυτές των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών ( $< 100 \text{ km/sec}$ , Franchetti et al. 2012) και τέλος, η χαμηλή πυκνότητα στο περιβάλλον τους είναι υπεύθυνη για αμυδρή εκπομπή στις ακτίνες-X αυτών των πηγών (μικρότερη από αυτή των Υ/Υ). Βέβαια, υπάρχουν και περιπτώσεις πηγών που συνδυάζουν την ύπαρξη των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών με τις κοιλότητες που δημιουργούνται λόγω ισχυρών αστρικών ανέμων. Αυτές οι περιπτώσεις παρουσιάζουν αρκετά από τα προαναφερθέντα χαρακτηριστικά, αλλά η εκπομπή τους στις ακτίνες-X είναι έντονη και/ή ταχύτητα επέκτασης του κύματος σοκ στο H $\alpha$  είναι υψηλή (Chu & Mac Low 1990).

Βασιζόμενοι στα παραπάνω, ερευνήσαμε εάν τα ανιχνευμένα Υ/Υ της παρούσας έρευνας χρειάζεται να επαναπροσδιορισθούν ως πιθανές κοιλότητες που δημιουργούνται λόγω αστρικών ανέμων. Μια και οι εικόνες που έχουμε στη διάθεσή μας για τους γαλαξίες του δείγματος είναι χαμηλής ανάλυσης, δεν μας επιτρέπουν να ψάξουμε με αξιοπιστία συμπλέγματα OB αστερών. Μετρήσεις της ταχύτητας διαστολής της γραμμής εκπομπής H $\alpha$  αυτών των αντικειμένων δεν είναι ακόμα διαθέσιμες. Για αυτό βασιστήκαμε αποκλειστικά στην εύρεση και μελέτη Υ/Υ με διάμετρο  $> 70 \text{ pc}$  (κατώτατο όριο που θέσαμε για το μέγεθος των κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων. Ο τρόπος εκτίμησης των διαστάσεων των Υ/Υ έγινε με βάση τα διαφράγματα που χρησιμοποιήθηκαν στη φωτομετρία των πηγών (Στήλη 4 των Πινάκων 5.2 - 5.7), τα οποία περικλείουν όλο το φως κάθε πηγής. Επομένως, το μέγεθος των χρησιμοποιούμενων διαφραγμάτων είναι ένδειξη του μεγέθους κάθε πηγής. Λαμβάνοντας υπόψιν τις συνθήκες του “seeing” κατά τη διάρκεια των νυχτών παρατήρησης ( $1.3'' - 2.5''$ ), επιλέξαμε τις πηγές με διάμετρο διαφράγματος (σε εικονοστοιχεία) που αντιστοιχεί σε φυσική κλίμακα μεγαλύτερη από  $\sim 70\text{-}80 \text{ pc}$  (δες Πίνακα 5.21). Ο υπολογισμός των μεγεθών έγινε με τη μέθοδο της συνέλιξης (convolution) χρησιμοποιώντας την προσεγγιστική σχέση:  $\sqrt{D^2 + seeing^2}$  όπου D η διάμετρος του διαφράγ-

Πίνακας 5.21 Χρησιμοποιούμενα μεγέθη διαφραγμάτων για διαχωρισμό Υ/Υ και κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων

Γαλαξίας	Ακτίνα διαφράγματος (σε εικονοστοιχεία)	Διάμετρος διαφράγματος (σε arcsec)	Διάμετρος πηγής (σε pc)
NGC 2403	8	4.52	75
NGC 3077	8	4.52	85
NGC 4214	6	3.39	90
NGC 4395	12	6.78	90
NGC 4449	7	3.96	90
NGC 5204	6	3.39	90

ματος σε δευτερόλεπτα τόξου. Η μετατροπή της διαμέτρου των πηγών από δευτερόλεπτα τόξου σε pc έγινε χρησιμοποιώντας τις αποστάσεις των γαλαξιών του Πίνακα 3.1. Οι πηγές στο δείγμα των Υ/Υ της παρούσας έρευνας που μπορεί να έχουν εσφαλμένα ταξινομηθεί ως Υ/Υ αντί για κοιλότητες που έχουν δημιουργηθεί λόγω ισχυρών αστρικών ανέμων είναι 51 (39 στον NGC 2403, 2 στον NGC 5204 και 10 στον NGC 4214). Αυτές είναι οι πηγές που παρουσιάζουν ακτίνες διαφράγματος μεγαλύτερες ή ίσες των τιμών του Πίνακα 5.21 για κάθε γαλαξία.

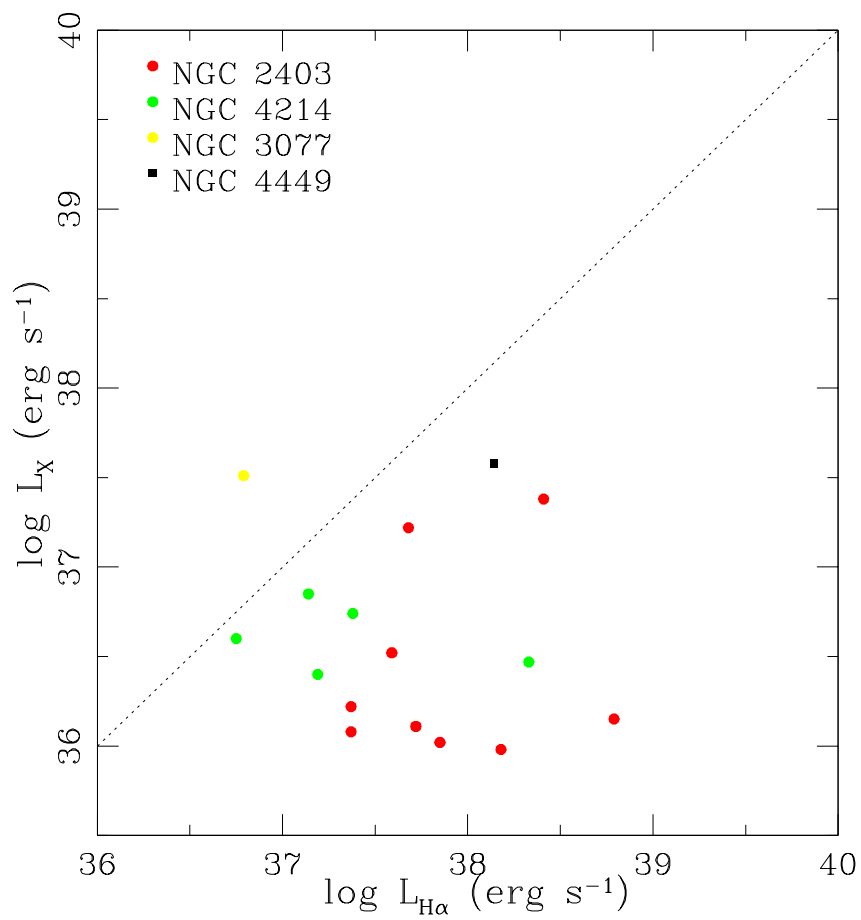
Τέσσερις από αυτές τις πηγές είναι επίσης ταξινομημένες ως Υ/Υ ακτίνων-X (βάσει των σκληρών φασμάτων τους και/ή των χρωμάτων τους στις ακτίνες-X, δες Πίνακες 5.2 - 5.7 και τη δουλειά των Leonidaki et al. 2010). Το μεγάλο μέγεθος αυτών των πηγών σε συνδυασμό με τις σχετικά υψηλές φωτεινότητές τους στις ακτίνες-X (τυπικές των Υ/Υ) υποδηλώνουν την ύπαρξη Υ/Υ μέσα σε κοιλότητες που δημιουργούνται λόγω ισχυρών αστρικών ανέμων. Τρεις ακόμα πηγές παρουσιάζουν ακόμα μεγαλύτερες φωτεινότητες στις ακτίνες-X, που είναι συνεπείς με ιδιότητες των διπλών συστημάτων αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X. Επομένως, εάν αφαιρέσουμε αυτές τις επτά πηγές από το αρχικό δείγμα των 51 πηγών, καταλήγουμε σε 44 πηγές που μπορεί να είναι superbubbles (να έχουν εσφαλμένα καταχωρηθεί στο δείγμα των Υ/Υ), αποτελώντας το 10.6% του οπτικού μας δείγματος των Υ/Υ.

Επισημαίνουμε ότι η εκτίμηση των μεγεθών που περιγράφηκαν παραπάνω, βασίστηκε στη μορφολογία των πηγών στις εικόνες Ηα και όχι στις εικόνες [S II]. Στις εικόνες [S II] ανιχνεύεται καλύτερα (από αυτές της γραμμής Ηα) το μέρος του νεφελώματος που είναι κρουστικά διεγερμένο αλλά η ασθενέστερη φωτεινότητά τους οδηγεί σε μειωμένο σήμα-προς-θόρυβο. Για αυτό επιλέχθηκαν οι εικόνες Ηα (που παρουσιάζουν πιο αυξημένο σήμα-προς-θόρυβο), παρόλο που τείνουν να υπερεκτιμούν το μέγεθος των Υ/Υ ή των κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων. Έτσι, τα παραπάνω εκτιμώμενα μεγέθη είναι το ανώτατο όριο των πραγματικών μεγεθών των

κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων. Επιπρόσθετα, η πλειοψηφία αυτών των πηγών έχει λόγους  $[S II]/H\alpha$  με τιμές  $>0.5$  και οι φωτεινότητές τους στις ακτίνες-X είναι πολύ μεγαλύτερες από τις τυπικές φωτεινότητες των κοιλοτήτων λόγω αστρικών ανέμων. Βασισμένοι σε αυτά τα δύο κριτήρια, περιμένουμε ότι η πλειοψηφία των 45 προαναφερθεισών πηγών να είναι  $\Upsilon/\Upsilon$  και για αυτό το λόγο δεν τα αποκλείσαμε από την ανάλυση. Παρόλα αυτά, τις αναφέρουμε ως πιθανές κοιλότητες λόγω αστρικών ανέμων στους αντίστοιχους πίνακες (5.2-5.7).

#### 5.4.4 Συσχετισμός $\Upsilon/\Upsilon$ επιλεγμένων στις ακτίνες-X με τις οπτικές τους ιδιότητες

Η ανίχνευση οπτικών  $\Upsilon/\Upsilon$  εντός των έξι κοντινών γαλαξιών του δείγματός μας αποκάλυψε 18 πηγές ( $\Upsilon/\Upsilon$ -υποψήφια  $\Upsilon/\Upsilon$ -πιθανά υποψήφια  $\Upsilon/\Upsilon$ ) που σχετίζονται με  $\Upsilon/\Upsilon$  ακτίνων-X επιλεγμένα από τους Leonidaki et al. (2110). Προκειμένου να διερευνηθεί η σχέση μεταξύ των ιδιοτήτων της οπτικής ακτινοβολίας και της ακτινοβολίας ακτίνων-X σε αυτές τις πηγές και να εξεταστεί κατά πόσον οι οπτικές ιδιότητες του  $\Upsilon/\Upsilon$  είναι δείκτες των  $\Upsilon/\Upsilon$  στις ακτίνες-X, υπολογίσαμε τη φωτεινότητα  $H\alpha$  αυτών των πηγών και τη συσχέτισαμε με τη φωτεινότητά τους στις ακτίνες-X (Leonidaki et al. 2010). Οι φωτεινότητες της γραμμής  $H\alpha$  υπολογίστηκαν βάσει των μη διορθωμένων από απορρόφηση φωτομετρικών ροών ( $F(H\alpha)$ ) από τους πίνακες 5.2 - 5.7 και χρησιμοποιώντας τις αποστάσεις από τον πίνακα 3.1. Επιλέξαμε να χρησιμοποιήσουμε τη φωτομετρική ροή ακτινοβολίας  $F(H\alpha)$  αντί της φασματοσκοπικής μια και δεν είχαμε φάσματα και για τις 18 πηγές. Δύο  $\Upsilon/\Upsilon$  ακτίνων-X (υποψήφια  $\Upsilon/\Upsilon$ , βλέπε Leonidaki et al. (2010)) εξαιρέθηκαν από το δείγμα, μια και λόγω του μικρού αριθμού των counts τους δεν μπορούσαν να εξαχθούν φάσματα και επομένως δεν μπορούσε να γίνει ακριβής υπολογισμός των ροών ακτινοβολίας των πηγών αυτών στις ακτίνες-X (η αναγνώρισή τους βασίστηκε στα χρώματα τους στις ακτίνες-X). Στο Σχήμα. 5.27 δείχνουμε την φωτεινότητα στις ακτίνες-X συναρτήσει της φωτεινότητας στη γραμμή  $H\alpha$  των 16 επιλεγμένων  $\Upsilon/\Upsilon$  που εκπέμπουν ταυτόχρονα στις ακτίνες-X και στο οπτικό μέρος του φάσματος (όλες οι φωτεινότητες που χρησιμοποιήθηκαν δεν ήταν διορθωμένες για μεσοαστρική απορρόφηση). Τα διαφορετικά χρώματα στο διάγραμμα δείχνουν  $\Upsilon/\Upsilon$  διαφορετικών γαλαξιών, ενώ η διακεκομμένη γραμμή δείχνει την σχέση 1:1 μεταξύ των δύο φωτεινοτήτων. Η πλειοψηφία των  $\Upsilon/\Upsilon$  τείνουν να έχουν υψηλότερη φωτεινότητα στο  $H\alpha$  από ότι στις ακτίνες-X, ενώ τα πιο λαμπρά  $\Upsilon/\Upsilon$  στις ακτίνες-X παρουσιάζουν τυπικά τις υψηλότερες οπτικές φωτεινότητες. Ωστόσο, δεν βλέπουμε να υπάρχει συσχέτιση μεταξύ των δύο φωτεινοτήτων σε στατιστικά σημαντικό επίπεδο (γραμμικός συντε-

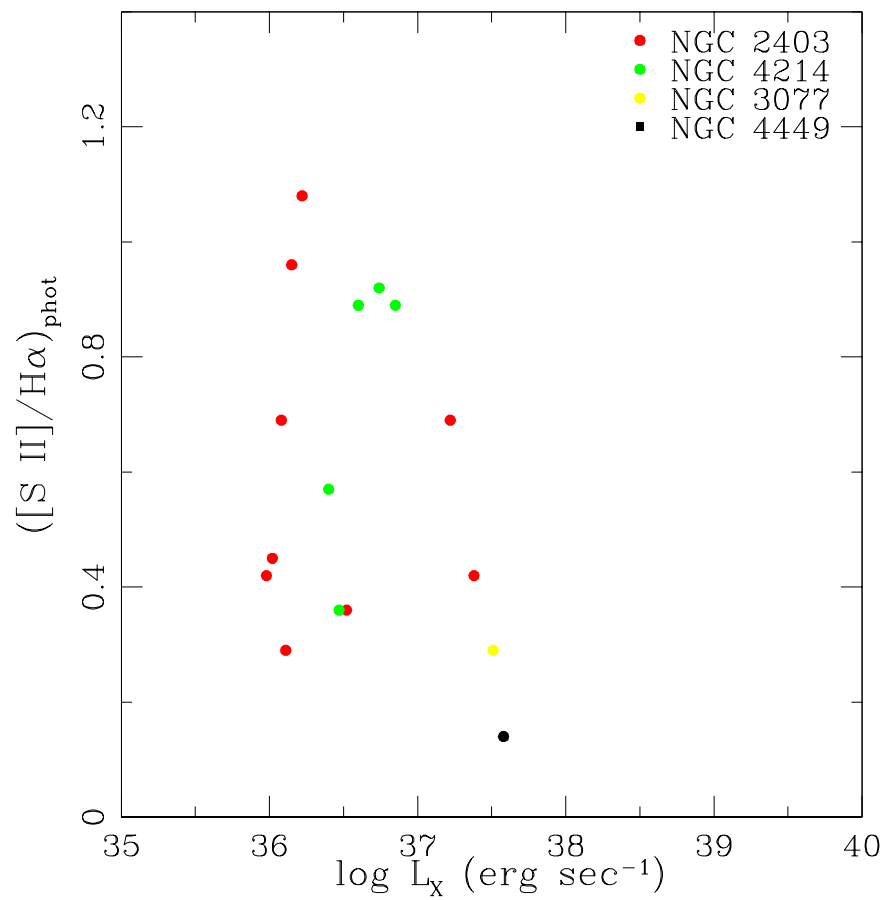


Σχήμα 5.27 Φωτεινότητα της γραμμής  $H\alpha$  συναρτήσει της φωτεινότητας στις ακτίνες-X των 16 οπτικά επιλεγμένων, με εκπομπή στις ακτίνες-X  $\Upsilon/\Upsilon$ . Η διακεκομμένη γραμμή υποδεικνύει τη σχέση 1:1 μεταξύ των δύο φωτεινοτήτων.

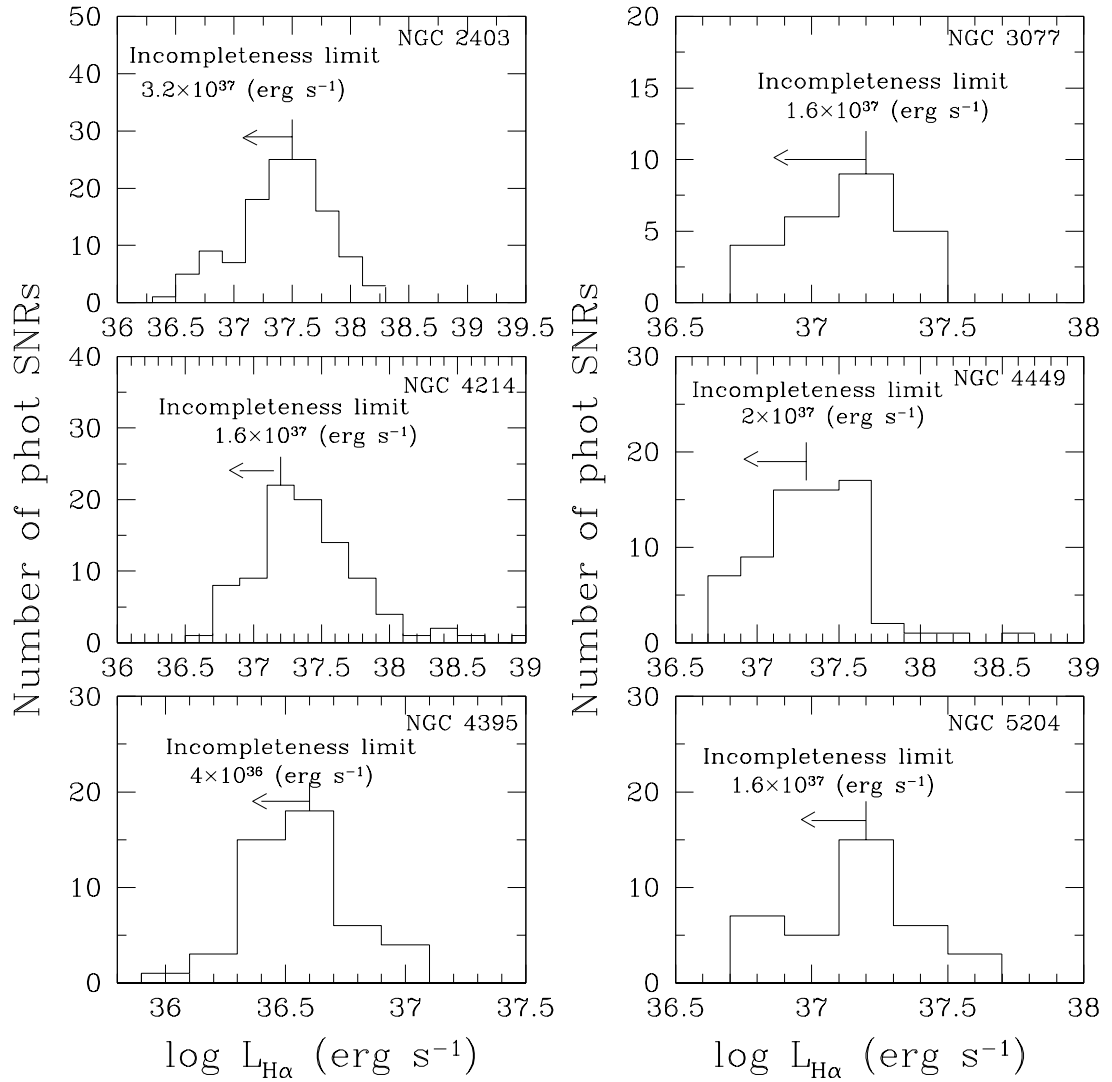
λεστής συσχέτισης:  $-0.12$ ). Η διακύμανση του λόγου των φωτεινοτήτων στις ακτίνες  $-X$  και στη γραμμή  $H\alpha$  υποδηλώνει την ύπαρξη διαφορετικών υλικών σε ένα ευρύ φάσμα θερμοκρασιών: η εκπομπή στις ακτίνες  $-X$  προέρχεται από το ζεστό υλικό πίσω από το μέτωπο του σοκ (θερμοκρασία πλάσματος  $\sim 10^7$  K) και μεγάλο χρόνο ψύξης (της τάξης των μερικών εκατοντάδων χιλιάδων χρόνων), ενώ η εκπομπή  $H\alpha$  προέρχεται από τις περιοχές ψύξης-επανασύνδεσης του πυκνού αερίου γύρω από τα όρια του  $Y/Y$  (με θερμοκρασίες  $\sim 10^5$  K) και σύντομο χρόνο ψύξης (έως και μερικές εκατοντάδες χρόνια). Με την ίδια λογική μπορούμε να ερμηνεύσουμε την απουσία σημαντικής συσχέτισης μεταξύ των λόγων  $[S II]/H\alpha$  των 16 επιλεγμένων  $Y/Y$  και της φωτεινότητάς τους στις ακτίνες  $-X$  (Σχήμα 5.28). Θα περίμενε κανείς ότι τα ισχυρότερα κρουστικά κύματα (υψηλότεροι λόγοι  $[S II]/H\alpha$ ) θα συσχετίζονταν με υψηλότερες φωτεινότητες στις ακτίνες  $-X$ . Ωστόσο, λόγω του μεγάλου χρόνου ψύξης του υλικού από το οποίο προέρχονται οι ακτίνες  $-X$ , η ταχύτητα που μετράμε από τις οπτικές γραμμές εκπομπής δεν αντιστοιχεί αναγκαστικά στο κρουστικό κύμα που προκαλεί το μεγαλύτερο μέρος της εκπομπής των ακτίνων  $-X$ .

#### 5.4.5 $Y/Y$ και Ρυθμός Αστρογένεσης

Με σκοπό να διερευνήσουμε τις οπτικές ιδιότητες των  $Y/Y$  σε διαφορετικά περιβάλλοντα σχηματισμού αστέρων και να εξάγουμε ασφαλή συμπεράσματα για τη σύνδεσή τους με το ρυθμό αστρογένεσης, θα πρέπει πρωτίστως να εξετάσουμε σε ποιο όριο φωτεινότητας το δείγμα των  $Y/Y$  είναι πλήρες. Για το λόγο αυτό σχεδιάσαμε τις κατανομές φωτεινότητας των φωτομετρικών  $Y/Y$  σε κάθε γαλαξία (Σχήμα 5.29). Προηγούμενες μελέτες εξωγαλαξιακών  $Y/Y$  έδειξαν ότι οι πληθυσμοί αυτοί κατανομούνται υπό τη μορφή νόμων δύναμης (π.χ. Ghavamian et al. 2005). Οι κορυφές στα ιστογράμματα των φωτεινοτήτων  $H\alpha$  δείχνουν από ποια οριακή φωτεινότητα και μετά οι πληθυσμοί των  $Y/Y$  είναι πλήρεις. Τρεις γαλαξίες στο δείγμα μας (NGC 3077, NGC 4214 και NGC 5204) παρουσιάζουν ελάχιστη φωτεινότητα στα  $1.6 \times 10^{37}$  erg sec $^{-1}$ , ενώ για τον NGC 2403 είναι  $3.2 \times 10^{37}$  ergsec $^{-1}$ , για τον NGC 4395 είναι  $4 \times 10^{36}$  erg sec $^{-1}$  και για τον NGC 4449 είναι  $2 \times 10^{37}$  erg sec $^{-1}$ . Όλοι οι γαλαξίες του δείγματός μας έχουν ακριβείς μετρήσεις της συνολικής τους φωτεινότητας στη γραμμή  $H\alpha$  (Kennicutt et al. 2008), γι' αυτό και επιλέξαμε να χρησιμοποιήσουμε αυτή τη φωτεινότητα ως δείκτη του ρυθμού αστρογένεσης. Για λόγους συνέπειας, επαναπροσδιορίσαμε τις φωτεινότητες των γαλαξιών από τη δουλειά των Kennicutt et al. (2008) χρησιμοποιώντας τις αποστάσεις από τον Πίνακα 3.1. Επισημαίνουμε ότι σε αυτές τις φωτεινότητες δεν έχει εφαρμοστεί διόρθωση για την μεσοαστρι-



Σχήμα 5.28 Φωτεινότητα στις ακτίνες - X συναρτήσεως του λόγου  $[S II]/H\alpha$  των 16 οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ που εκπέμπουν και στις ακτίνες - X.



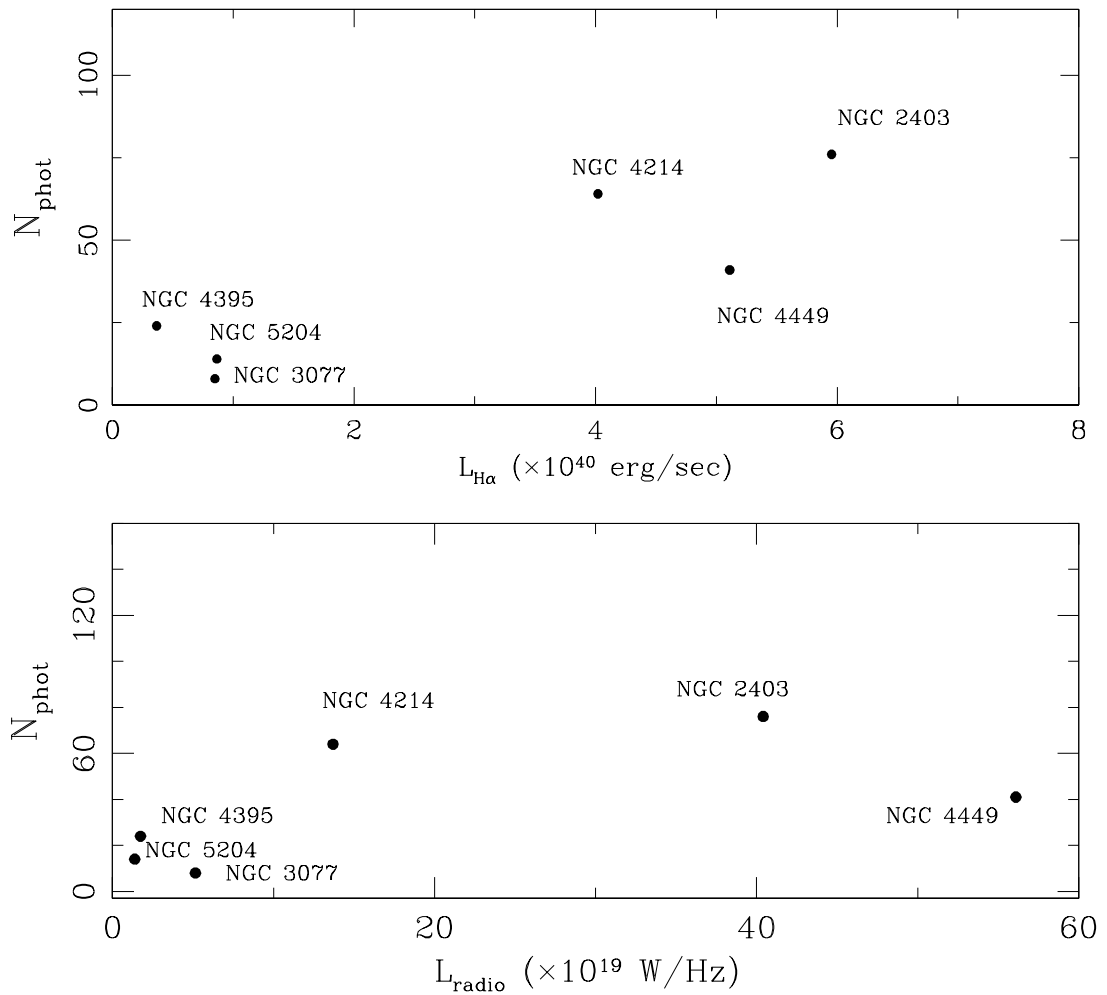
Σχήμα 5.29 Ιστόγραμμα φωτεινοτήτων της γραμμής H $\alpha$  σε κάθε γαλαξία του δείγματός μας. Τα μέγιστα σε κάθε ιστόγραμμα δείχνουν το όριο πληρότητας (completeness limit) κάθε γαλαξία.



κή απορρόφηση στο εσωτερικό των γαλαξιών (internal extinction).

Μια και οι υπερκαινοφανείς που προέρχονται από την κατάρρευση του πυρήνα τους και όχι από διπλά συστήματα αστέρων είναι τα τελικά στάδια της εξέλιξης των πιο μεγάλων αστέρων, τα Υ/Υ τους είναι καλοί δείκτες του τρέχοντος ρυθμού αστρογένεσης. Η παρούσα έρευνα συνδυάζει δείγματα Υ/Υ σε πολλαπλά μήκη κύματος, που συχνά δεν επικαλύπτονται, προσφέροντας έτσι μια εξαιρετική απογραφή των πληθυσμών Υ/Υ σε διαφορετικούς γαλαξίες. Ως εκ τούτου, θα περιμέναμε μια γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ και του SFR (π.χ. Condon & Yin 1990). Για να εξακριβώσουμε αν επαληθεύεται αυτή η σχέση, συνδυάσαμε τον αριθμό των φωτομετρικών Υ/Υ (Πίνακες 5.2 - 5.7) που έχουν φωτεινότητες πάνω από το ελάχιστο όριο του κάθε γαλαξία στο δείγμα μας (Σχήμα 5.29) συναρτήσει της συνολικής φωτεινότητας στο Ηα κάθε γαλαξία (πάνω Σχήμα 5.30). Φαίνεται ότι υπάρχει γραμμική σχέση μεταξύ τους αλλά ο μικρός αριθμός των αντικειμένων δεν μας επιτρέπει να ποσοτικοποιήσουμε τη σχέση αυτή. Ωστόσο, ο γραμμικός συντελεστής συσχέτισης για αυτά τα φωτομετρικά Υ/Υ είναι 0.87 δείχνοντας ότι όντως υπάρχει σημαντική συσχέτιση.

Η μη-θερμική ραδιοφωνική εκπομπή είναι ένας άλλος δείκτης του ποσοστού των υπερκαινοφανών και επομένως δείκτης του σχηματισμού αστέρων μεγάλης μάζας (π.χ. Condon & Yin 1990), μια και προέρχεται από ηλεκτρόνια που παράγονται και επιταχύνονται στο μαγνητικό πεδίο των Υ/Υ. Ως εκ τούτου, η εκπομπή στο ραδιοφωνικό πρέπει να συσχετίζεται με τον αριθμό των Υ/Υ και το ρυθμό αστρογένεσης. Γι' αυτό διερευνήσαμε τη σχέση μεταξύ της ραδιοφωνικής εκπομπής στα 1.4 GHz των γαλαξιών του δείγματός μας με τον αριθμό των ανιχνευμένων φωτομετρικών Υ/Υ (κάτω Σχήμα 5.30). Χρησιμοποιήσαμε τις συνολικές ραδιοφωνικές ροές από τη δουλειά του Condon (1987) και βρήκαμε ότι ο γραμμικός συντελεστής συσχέτισης είναι 0.59. Αν αποκλείσουμε από τον υπολογισμό τον NGC 4449, ο οποίος φαίνεται να χαλάει τη γραμμικότητα του δείγματος, ο γραμμικός συντελεστής συσχέτισης γίνεται 0.86. Η ασθενέστερη σχέση μεταξύ του αριθμού των Υ/Υ και της ραδιοφωνικής φωτεινότητας στα 1.4 GHz (σε σχέση με την φωτεινότητα Ηα) θα μπορούσε να οφείλεται στο ότι μπορεί να υπάρχει σημαντική συμβολή της θερμικής ραδιοφωνικής εκπομπής στην ραδιοφωνική φωτεινότητα στα 1.4 GHz .



Σχήμα 5.30 Πάνω: Αριθμός φωτομετρικών Υ/Υ πάνω από το όριο πληρότητας (completeness limit) του δείγματος κάθε γαλαξία συναρτήσει της συνολικής φωτεινότητας στη γραμμή Ηα του κάθε γαλαξία. Κάτω: Αριθμός φωτομετρικών Υ/Υ πάνω από το όριο πληρότητας κάθε γαλαξία συναρτήσει της ραδιοφωνικής φωτεινότητας κάθε γαλαξία.

#### 5.4.6 ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ

1. Στο κεφάλαιο αυτό παρουσιάσαμε μια συστηματική φασματο-φωτομετρική μελέτη οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ σε ένα δείγμα έξι κοντινών γαλαξιών. Τα Υ/Υ αρχικά επιλέχθηκαν βάσει των λόγων  $([S II]/H\alpha)_{phot} > 0.4$ , αποκαλύπτοντας ένα συνολικό αριθμό  $\sim 400$  φωτομετρικών Υ/Υ (συμπεριλαμβανομένων των πηγών με  $0.3 < ([S II]/H\alpha)_{phot} < 0.4$ ). Με φασματοσκοπικές παρατηρήσεις επιβεβαιώθηκε η φύση 67 Υ/Υ. Από τα 400 Υ/Υ, τα 23 έχουν πιστοποιηθεί ως Υ/Υ και σε άλλα μήκη κύματος. Από την ανάλυση του δείγματος βρήκαμε ότι  $\sim 4\%$  και  $\sim 2\%$  των οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες-X και στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος αντίστοιχα. Η επικάλυψη μεταξύ των ταξινομηθέντων Υ/Υ στις ακτίνες-X και των ραδιοφωνικών Υ/Υ είναι 35%. Αυτή η μικρή επικάλυψη μεταξύ των ποσοστών ανίχνευσης σε διαφορετικά μήκη κύματος οφείλεται είτε σε περιβαλλοντικές επιδράσεις (π.χ. λόγω των ιδιοτήτων του περιβάλλοντος μεσοαστρικού υλικού που επηρεάζουν σημαντικά τα ποσοστά ανίχνευσης) ή λόγω των κριτηρίων επιλογής (όπως η χαμηλή ευαισθησία στις υπάρχουσες ραδιοφωνικές έρευνες και/ή η χαμηλή ευαισθησία των οπτικών ερευνών σε περιοχές με έντονο σχηματισμό αστέρων και ως εκ τούτου σημαντική εκπομπή H $\alpha$ ) ή λόγω των διαφόρων εξελικτικών σταδίων στη ζωή ενός Υ/Υ.
2. Έξι πηγές που ανιχνεύθηκαν ως οπτικά Υ/Υ σε αυτή την έρευνα παρουσιάζουν ιδιότητες στις ακτίνες-X που είναι πιο συνεπείς με τη φύση των διπλών συστημάτων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες X παρά των Υ/Υ. Προτείνουμε ότι οι πηγές αυτές είναι διπλά συστήματα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X που συμπίπτουν με Υ/Υ.
3. Η παρούσα μελέτη αποκάλυψε 20 πηγές τύπου SNR/HII που σχετίζονται με γνωστά Υ/Υ ακτίνων-X ή ραδιοφωνικά Υ/Υ. Δύο πιθανές ερμηνείες είναι οι εξής: νεαρές πηγές που δεν έχουν εισέλθει στη φάση της οπτικής ακτινοβολίας τους ή πηγές ενσωματωμένες σε περιοχές ιονισμένου υδρογόνου όπου το Υ/Υ παράγει την εκπομπή στο ραδιοφωνικό/ακτίνες-X ενώ η περιοχή ιονισμένου υδρογόνου υποστιάζει το διεγερμένο οπτικό αέριο του κύματος σοκ να ανιχνευθεί.
4. Υπάρχει τάση τα Υ/Υ των άμορφων γαλαξιών να παρουσιάζουν χαμηλότερους λόγους  $[NII/H\alpha]$ . Αυτό οφείλεται στις χαμηλότερες περιεκτικότητες σε μέταλλα (μεταλλικότητα) αυτών των γαλαξιών μια και ο λόγος  $[NII/H\alpha]$  είναι ένας πολύ ευαίσθητος δείκτης μεταλλικότητας, περισσότερο από το λόγο  $[S II]/H\alpha$ , κυρίως λόγω της δευτερογενούς πυρηνοσύνθεσης του αζώτου.
5. Όσον αφορά τα οπτικώς επιλεγμένα Υ/Υ που συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις ακτίνες-X,

δεν παρατηρούμε συσχέτιση μεταξύ της φωτεινότητας  $H\alpha$  και της φωτεινότητας στις ακτίνες  $-X$  και αυτό μάλλον οφείλεται στην παρουσία ύλης σε ένα ευρύ φάσμα θερμοκρασιών. Επιπλέον, δεν βρίσκουμε καμία συσχέτιση ανάμεσα στην φωτεινότητα των  $\Upsilon/\Upsilon$  στις ακτίνες  $-X$  και στους λόγους  $[S\text{II}]/H\alpha$  των  $\Upsilon/\Upsilon$ .

6. Βρίσκουμε ενδείξεις για γραμμική σχέση μεταξύ του αριθμού των λαμπρών οπτικών  $\Upsilon/\Upsilon$  ( $\sim 10^{37} \text{ erg sec}^{-1}$ ) και του ρυθμού αστρογένεσης στο δείγμα των γαλαξιών μας.

## Κεφάλαιο 6

# ΤΕΛΙΚΑ ΑΠΟΤΕΛΕΣΜΑΤΑ ΚΑΙ ΜΕΛΛΟΝΤΙΚΗ ΕΡΕΥΝΑ

Στη διατριβή αυτή παρουσιάστηκε η συστηματική έρευνα ανίχνευσης και μελέτης Υ/Υ σε έξι κοντινούς γαλαξίες, στις ακτίνες -X και στο οπτικό μέρος του φάσματος. Η μελέτη αυτή διεξήχθηκε αυτόνομα κάθε φορά και στηρίχθηκε στις ιδιότητες που παρουσιάζουν τα Υ/Υ σε κάθε ενεργειακή περιοχή. Τα οπτικά Υ/Υ επιλέχθηκαν βάσει του κριτηρίου  $[SII](\lambda\lambda\ 6716, 6731)/H\alpha > 0.4$  χρησιμοποιώντας φασματο-φωτομετρικές παρατηρήσεις. Τα Υ/Υ στις ακτίνες -X επιλέχθηκαν βάσει του μαλακού θερμικού τους φάσματος (με θερμοκρασίες  $kT < 3\ keV$ ) ή των χρωμάτων τους στις ακτίνες -X.

Τα επιμέρους συμπεράσματα των δύο ξεχωριστών ερευνών παρουσιάζονται σε κάθε αντίστοιχο κεφάλαιο (4 και 5). Εδώ συνδυάζουμε αυτά τα αποτελέσματα για μια ολοκληρωμένη εικόνα των πληθυσμών Υ/Υ στις διαφορετικές ενεργειακές περιοχές, όπου είναι δυνατόν.

- Ανιχνεύθηκαν 37 Υ/Υ επιλεγμένα στις ακτίνες -X, 30 εκ των οποίων είναι νέες ανακαλύψεις. Στο οπτικό μέρος του φάσματος ανιχνεύθηκαν  $\sim 400$  φωτομετρικά Υ/Υ ( $\sim 350$  από τα οποία είναι νέες ανιχνεύσεις), 67 από τα οποία επιβεβαιώθηκαν φασματοσκοπικά. Το παρόν δείγμα είναι το μεγαλύτερο διαθέσιμο στη βιβλιογραφία μέχρι τώρα για φασματοσκοπικώς χαρακτηρισμένα, εξωγαλαξιακά Υ/Υ σε διαφορετικούς τύπους γαλαξιών.
- Πολλά από τα παραπάνω Υ/Υ συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ σε άλλα μήκη κύματος. Με μια συγκεντρωτική ματιά και χρησιμοποιώντας όλα τα γνωστά Υ/Υ στο δείγμα των υπό μελέτη γαλαξιών, το 4% των οπτικά επιλεγμένων Υ/Υ συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στις

ακτίνες-X, ενώ μόνο το 2% συμπίπτουν χωρικά με Υ/Υ στο ραδιοφωνικό μέρος του φάσματος. Η επικάλυψη μεταξύ των Υ/Υ στις ακτίνες-X και στο ραδιοφωνικό είναι 35%. Η μικρή επικάλυψη των ποσοστών ανίχνευσης σε διαφορετικά μήκη κύματος οφείλεται είτε σε περιβαλλοντικές επιδράσεις (π.χ. το πυκνό περιβάλλον μέσο επηρεάζει τα ποσοστά ανίχνευσης σε διαφορετικά μήκη κύματος) ή σε φαινόμενα επιλογής (όπως π.χ. η χαμηλή ευαισθησία στις υπάρχουσες ραδιοφωνικές έρευνες, η μη ολοκληρωμένη έρευνα Υ/Υ στις ακτίνες-X και στο ραδιοφωνικό, η χαμηλή ευαισθησία των οπτικών ερευνών στην ανίχνευση Υ/Υ σε περιοχές με έντονη διάχυτη ακτινοβολία) ή στην εξάρτηση της ακτινοβολίας των Υ/Υ στα διάφορα μήκη κύματος από το εξελικτικό στάδιο της ζωής τους.

- Έξι οπτικά Υ/Υ παρουσιάζουν ιδιότητες στις ακτίνες-X ανάλογες με τη φύση διπλών συστημάτων αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X (XRBs). Προτεινόμενη ερμηνεία για αυτές τις πηγές είναι ότι είναι XRBs που συμπίπτουν με Υ/Υ.
- 20 πηγές που έχουν ταξινομηθεί από την οπτική έρευνα ως τύπου SNR/H II, σχετίζονται με γνωστά Υ/Υ στις ακτίνες-X ή ραδιοφωνικά Υ/Υ. Αυτές οι πηγές είτε είναι Υ/Υ που δεν έχουν εισέλθει στη φάση της οπτικής τους ακτινοβολίας (είναι νεαρά) ή τα Υ/Υ βρίσκονται εντός περιοχών ιονισμένου υδρογόνου, όπου το Υ/Υ παράγει τη ραδιοφωνική ακτινοβολία/ακτίνες-X ενώ η περιοχή ιονισμένου υδρογόνου επηρεάζει τους μετρούμενους λόγους των διαγνωστικών γραμμών [S II]/H $\alpha$ .
- Στην περίπτωση των Υ/Υ επιλεγμένων στις ακτίνες-X, δεν φαίνεται να υπάρχει ισχυρή σύνδεση μεταξύ της φωτεινότητάς τους ( $L_X$ ) και της πυκνότητας στήλης H I ή της θερμοκρασίας τους. Αντίστοιχα για τα οπτικά επιλεγμένα Υ/Υ που έχουν ομόλογα Υ/Υ στις ακτίνες-X, δεν παρατηρείται συσχέτιση μεταξύ των φωτεινοτήτων τους ( $L_{H\alpha} - L_X$ ), γεγονός που πιθανότατα υποδεικνύει την παρουσία ύλης σε ένα ευρύ φάσμα θερμοκρασιών. Επιπλέον, για αυτές τις πηγές δεν φαίνεται να υπάρχει συσχέτιση του οπτικού λόγου τους [SII/H $\alpha$ ] και της φωτεινότητας των ομολόγων τους στις ακτίνες-X ( $L_X$ ).
- Βρίσκουμε ισχυρές ενδείξεις για γραμμική σχέση τόσο μεταξύ του αριθμού των λαμπρών Υ/Υ στις ακτίνες-X ( $L_X > 10^{37}$  erg sec $^{-1}$ ) όσο και του αριθμού των λαμπρών οπτικών Υ/Υ ( $L_{H\alpha} \sim 10^{37}$  erg sec $^{-1}$ ) με το ρυθμό αστρογένεσης στο δείγμα των γαλαξιών μας.
- Βρίσκουμε ότι τα Υ/Υ ακτίνων-X στους άμορφους γαλαξίες είναι πιο λαμπρά από αυτά στους σπειροειδείς. Αποδίδουμε αυτό το αποτέλεσμα είτε στη χαμηλότερη μεταλλικότητα

των άμορφων γαλαξιών (η οποία καταλήγει σε πρόγονους αστέρες μεγαλύτερης μάζας που με τη σειρά τους εκτινάσσουν περισσότερο υλικό εκπέμποντας εντονότερα στις ακτίνες-X) ή στη διαφορετική πυκνότητα του μεσοαστρικού μέσου.

- Ένα επιπλέον αποτέλεσμα, που ενισχύει την άποψη ότι η διαφορετική μεταλλικότητα των γαλαξιών προκαλεί διαφορές στους πληθυσμούς Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών τύπων γαλαξιών, προέρχεται από τα οπτικά επιλεγμένα Υ/Υ. Διακρίνεται τάση τα Υ/Υ στους άμορφους γαλαξίες να παρουσιάζουν χαμηλότερους λόγους [N II](λ 6584)/Hα από αυτά στους σπειροειδείς. Αυτό οφείλεται στις χαμηλότερες περιεκτικότητες σε μέταλλα (μεταλλικότητα) των άμορφων γαλαξιών, μια και ο λόγος [N II]/Hα είναι ένας πολύ ευαίσθητος δείκτης μεταλλικότητας (περισσότερο από το λόγο [S II]/Hα), κυρίως λόγω της δευτερογενούς πυρηνοσύνθεσης του αζώτου.
- Υπάρχει ένδειξη για διαφορετικές κατανομές φωτεινότητας στους πληθυσμούς Υ/Υ ακτίνων-X μεταξύ άμορφων και σπειροειδών γαλαξιών. Αυτό προκύπτει βάσει της σύγκρισης των παρατηρούμενων Υ/Υ στις ακτίνες-X και αυτών που αναμένονται αν αναπροσαρμόσουμε τις κατανομές φωτεινότητας των Υ/Υ στα Νέφη του Μαγγελάνου.

## ΜΕΛΛΟΝΤΙΚΗ ΕΡΕΥΝΑ

Όπως αναφέρθηκε και στην εισαγωγή της παρούσας διατριβής, τα Υ/Υ μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τη μελέτη πλήθους άλλων τομέων της αστροφυσικής, με κυριότερο αυτόν του μεσοαστρικού περιβάλλοντος. Τα Υ/Υ είναι οι καταλύτες της ενεργοποίησης και του μετασχηματισμού του μεσοαστρικού υλικού. Η χρήση των αποτελεσμάτων της παρούσας διατριβής (σε συνδυασμό με την περαιτέρω διεύρυνση του δείγματος των πληθυσμών Υ/Υ σε άλλους γαλαξίες) μπορεί να διευκάνει την αλληλεπίδρασή τους με το μεσοαστρικό υλικό και τον τρόπο με τον οποίο το τελευταίο θερμαίνεται, εμπλουτίζεται με στοιχεία και διαμορφώνεται, πληροφορίες που μέχρι τώρα δεν είναι πλήρως κατανοητές.

Για παράδειγμα, τα Υ/Υ που εκπέμπουν ακτίνες -X διοχετεύουν το μεγαλύτερο ποσοστό της μηχανικής ενέργειας στο μεσοαστρικό περιβάλλον. Οι κατανομές φωτεινότητας αυτών των αντικειμένων μπορούν να δώσουν μια εικόνα αυτής της ενέργειας που θερμαίνει το μεσοαστρικό υλικό. Επομένως υπολογίζοντας τις κατανομές φωτεινότητας για πληθυσμούς Υ/Υ στις ακτίνες -X διαφορετικών τύπων γαλαξιών και επομένως διαφορετικών περιβάλλοντων, μπορούμε να μετρήσουμε τη μηχανική ενέργεια που διοχετεύεται στη μεσοαστρική ύλη ανά περίπτωση και να τη συγκρίνουμε με προβλέψεις από μοντέλα αστρογένεσης (π.χ. Leitherer et al. 1999). Αυτό έχει σημαντικό αντίκτυπο στην ανατροφοδότηση του μεσοαστρικού μέσου αλλά και στην εξέλιξη των γαλαξιών, μέσω του σχηματισμού γαλαξιακής κλίμακας υπερανέμων (π.χ. Strickland & Heckman 2009).

Η θέρμανση του μεσοαστρικού μέσου και το ποσοστό της μηχανικής ενέργειας που διοχετεύεται σε αυτό μπορεί επίσης να εκτιμηθεί από το ρυθμό των υπερκαινοφανών (SN rate) ή από μετρήσεις του ρυθμού αστρογένεσης με τη βοήθεια παρατηρήσεων από το υπεριώδες μέχρι το μακρινό υπέρυθρο (π.χ. Calzetti et al. 2005). Αυτό θα δώσει τη μηχανική ενέργεια που εκλύεται στο μεσοαστρικό μέσο ανά υπερκαινοφανή ή ανά μονάδα ρυθμού αστρογένεσης αντίστοιχα.

Στο ίδιο πλαίσιο, η σύγκριση της χωρικής κατανομής των Υ/Υ με διαθέσιμους χάρτες του ψυχρού αερίου (αέριο ατομικού υδρογόνου HI και σκόνη) ή του σχετικά θερμού (warm) αερίου (εκπομπή H $\alpha$ ), μπορεί να δώσει πληροφορίες για το πώς τα Υ/Υ διαμορφώνουν το μεσοαστρικό περιβάλλον σε υπογαλαξιακές κλίμακες. Για παράδειγμα, η σύγκριση του λόγου [S II]/H $\alpha$  των Υ/Υ με υπάρχουσες κοιλότητες στο ψυχρό μεσοαστρικό μέσο ή του μεγέθους των Υ/Υ με τη φωτεινότητα και τη θερμοκρασία τους, υποδηλώνει το βαθμό διέγερσης του μεσοαστρικού μέσου.

Επιπρόσθετα, η εκπομπή σε διάφορα μήκη κύματος των Υ/Υ μπορεί να χρησιμοποιηθεί για να



διερευνηθούν ενδελεχώς τα εξελικτικά στάδια της ζωής των Υ/Υ μια και τα διαφορετικά μήκη κύματος απεικονίζουν τις διαφορετικές φάσεις στη ζωή ενός Υ/Υ. Για παράδειγμα, οι λύσεις ομοιότητας Sedon-Taylor αποτελούν ένα βασικό πλαίσιο για την κατανόηση της εξέλιξης των Υ/Υ. Αν λοιπόν χρησιμοποιηθούν οι ιδιότητες των ανιχνευμένων Υ/Υ στα διάφορα μήκη κύματος (ταχύτητες κυμάτων σοκ, θερμοκρασία) ανάλογα με την ηλικία και την πυκνότητά τους, μπορεί να εξεταστεί η συμπεριφορά των Υ/Υ κατά τη διάρκεια της ζωής τους. Με αυτό τον τρόπο μπορεί να ερευνηθεί στατιστικά τι μπορούμε να αναμένουμε για διάφορους δείκτες (π.χ.  $L_X/L_\alpha$ ,  $L_X/L_{UV}$ ) σαν συνάρτηση των παραμέτρων των Υ/Υ και της ηλικίας τους. Επιπλέον, τέτοιες συγκρίσεις θα είναι μεγάλης σπουδαιότητας μια και θα μπορέσουν πιθανά να ερμηνεύσουν τις διαφορές που παρατηρούνται στα ποσοστά ανίχνευσης Υ/Υ μεταξύ διαφορετικών μηκών κύματος. Τέλος για τον ίδιο σκοπό, θα ήταν εξαιρετικά χρήσιμη η χρησιμοποίηση του μεγάλου αριθμού των γνωστών γαλαξιακών Υ/Υ σε διάφορα μήκη κύματος (Green 2009). Η κατασκευή π.χ. φασματοσκοπικών ενεργειακών κατανομών (Spectral Energy Distributions - SEDs) αυτών των πηγών σε διάφορες ενεργειακές περιοχές θα βοηθήσει στην κατανόηση και ερμηνεία της συμπεριφοράς των εξωγαλαξιακών Υ/Υ, σε ένα ευρύ φάσμα περιβάλλοντων.

Όλες αυτές είναι περαιτέρω ερευνητικές κατευθύνσεις που μπορούν να διερευνηθούν αξιοποιώντας και επεκτείνοντας τα δεδομένα ή/και τις μεθόδους που παρουσιάστηκαν σε αυτή τη διατριβή.

# ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ

1. Aaronson, M. & Mould, J. 1983, ApJ, 265, 1
2. Allen, C.W. 1973, Astrophysical Quantities, The Athlone Press, London
3. Allen, M. G., Groves, B. A., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Kewley, L. J. 2008, ApJS, 178, 20
4. Annibali, F., Aloisi, A., Mack. J., Tosi, M., van der Marel, R.P., Angeretti, L., Leitherer, C., Sirianni, M. 2008, AJ, 135, 1900
5. Asaoka, I. & Koyama, K. 1990, PASJ, 42, 625
6. Baade, W. 1958 in La structure et l'Evolution de l'Universe, p. 293, Bruxells:Ed. Stoops
7. Baldwin, J. A., Phillips, M. M., Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
8. Balick, B. & Heckman, T. 1978, ApJ, 226, L7
9. Bertin, E. & Arnouts, S. 1996: SExtractor: Software for source extraction, A&AS, 317, 393
10. Blair, W.P., Kirshner, R.P. & Chevalier, R.A. 1982, ApJ, 254, 50
11. Blair, W.P., Kirshner, R.P. & Winkler, P.F. 1983, ApJ, 272, 84
12. Blair, W.P., Raymond, J.C., Fesen, R.A. & Gull, T.R. 1984, ApJ, 279, 708
13. Blair, W.P. & Long, K.S. 1997, ApJS, 108, 262
14. Blair, W.P. & Long, K.S. 2004, ApJS, 155, 101
15. Boumis, P., Mavromataki, F., Paleologou, E.V. 2002, A&A, 385, 1042
16. Boumis, P., Mavromataki, F., Xilouris, E.M., Alikakos, J., Redman, M. P., Goudis, C. D. 2005, A&A, 443, 175
17. Boumis, P., Meaburn, J., Alikakos, J., Redman, M. P., Akras, S., Mavromataki, F., Lopez, J. A., Caulet, A., Goudis, C. D. 2007, MNRAS, 381, 308

18. Boumis, P., Xilouris, E.M., Alikakos, J., Christopoulou, P.E., Mavromatakis, F., Katsiyannis, A.C., Goudis, C. D. 2009, *A&A*, 499, 789
19. Branch, D. & Nomoto, K. 1986, *A&A*, 164, 13
20. Bykov, A.M. 2005, in *IAU Symp. 230, Populations of High Energy Sources in Galaxies*, edited by Meurs, E.J.A., Fabbiano, G., p111
21. Calzetti, D., Kennicutt, R.C.Jr., Bianchi, L., Thilker, D.A., Dale, D.A., Engelbracht, C.W., Leitherer, C., et al. 2005, *ApJ*, 633, 871
22. Cash, W. 1979, *ApJ*, 228, 939
23. Chen, C.-H. Rosie, Chu, You-Hua, Gruendl, R. A., Points, S. D. 2000, *AJ*, 119, 131
24. Chevalier, R.A. 1974, *ApJ*, 188, 501
25. Chevalier, R.A. & Raymond, J.C., 1978, *ApJ*, 225, 27
26. Chevalier, R.A.& Fransson, C. 2001, *ApJ*, 558, 27
27. Chevalier, R.A. 2005, *ApJ*, 619, 839
28. Chomiuk, L. & Wilcots, E.M. 2009, *AJ*, 137, 3869
29. Chu, You-Hua, Mac Low, Mordecai-Mark 1990, *ApJ*, 365, 510
30. Chu, Y.H. 1995 in *11th IAP Astrophysics Meeting, The interplay between massive star formation, the ISM and galaxy evolution*, edited by Kunth, D., Guiderdoni, B., Heydari-Malayeri M., Thuan, T.X., p.201
31. Cioffi, D.F. & Mckee, C.F. 1988, *ApJ*, 334, 252
32. Colgate, S.A. & White, R.H. 1966, *ApJ*, 143, 626
33. Condon, J.J., 1987, *ApJS*, 65, 485
34. Condon, J.J. & Yin, Q.F., 1990, *ApJ*, 357, 97
35. Cox, D. P. 1972, *ApJ*, 178, 159
36. Cox, D. P., Raymond, J. C. 1985, *ApJ*, 298, 651

37. Cox, D.P., Shelton, R.L., Maciejewski, W., Smith, R.K., et al. 1999, *ApJ*, 524, 179
38. Cutri, R.M. et al. 2003, The IRSA 2MASS All Sky Catalog of point sources, NASA/IPAC Infrared Science Archive, <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>
39. de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H.G., Buta R.J., Paturel G., Fouque P., 1995, Third Reference Catalog of Bright Galaxies (RC3) (de Vaucouleurs + 1991)
40. Dickel, J.R., 1999, in *IAU Symp.190*, New views of the Magellanic Clouds, edited by Chu, Y.H., Suntzeff, N.B., Hesser, J.E. & Bohlender, D.A., p. 139
41. di Stefano, R. & Kong, A.K.H. 2003, *ApJ*, 592, 884
42. di Stefano, R., Kong, A.K.H., Greiner, J., Primini, F.A., Garcia, M.R., Barmby, P., Massey, P., Hodge, P.W., Williams, B.F., Murray, S.S., Curry, S., Russo, T.A. 2004, *ApJ*, 610, 247
43. D'Odorico, S., Dopita, M.A. & Benvenuti, P. 1980, *A&AS*, 40, 67
44. Dopita, M.A., et al. 2010, *Astrophys Space Science*, 330, 123
45. Eck, C.R., Cowan, J.J., & Branch, D. 2002, *ApJ*, 573, 306
46. Fesen, R.A., Blair, W.P., Kirshner, R.P. 1985, *ApJ*, 292, 29
47. Fesen, R.A. & Milisavljevic, D. 2010, *AJ*, 140, 1163
48. Filippenko, A.V. & Sargent, W.L.W. 1986, *AJ*, 91, 691
49. Filippenko, A.V. 1997, *ARA&A*, 35, 309
50. Fitzpatrick, E.L. 1999, *PASP*, 111, 63
51. Franchetti, N. A., Gruendl, R. A., Chu, You-Hua, Dunne, B. C., Pannuti, T. G., Kuntz, K. D., Chen, C.-H. Rosie, Grimes, C. K., Aldridge, T. M. 2012, *AJ*, 143, 85
52. Freedman, W.L., & Madore, B.F. 1988, *ApJ*, 332, L63
53. Freedman, W.L., et al. 1994, *ApJ*, 427, 628
54. Gaensler, B.M., Slane, P.O. 2006, *ARA&A*, 44, 17

55. Garcia-Lario, P., Manchado, A., Riera, A., Mampaso, A. & Pottasch, S. R., 1991, *A&A*, 249, 223
56. Garmire, G.P., Bautz, M.W., Ford, P.G., Nousek, J.A. & George R. Ricker, Jr. 2003, *Proc, SPIE*, 4851, 28
57. Garnett, D.R. 2002, *ApJ*, 581, 1019
58. Gehrels, N., 1986, *ApJ*, 303, 336
59. Ghavamian, P., Blair, W.P., Long, K.S., Sasaki, M., Gaetz, T.J. & Plucinsky, P., 2005, *AJ*, 130, 539
60. Green, D.A. 2009, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 37, 45. (See: arxiv:0905.3699)
61. Greiner, J., *Supersoft X-ray Sources*, Springer, 1996
62. Haberl, F. & Pietsch, W. 2001, *A&A*, 373, 438
63. Hamuy, M., Walker, A.R., Suntzeff, N.B., et al. 1992, *PASP*, 104, 533
64. Hamuy, M., Phillips, M.M., Suntzeff, N.B., Maja, J, et al. 2003, *Nature*, 424, 651 (astro-ph/0306270)
65. Hartigan, P., Raymond, J., Hartmann, L. 1987, *ApJ*, 316, 323
66. Heger, A., Fryer, C.L., Woosley, S.E., Langer, N., Hartmann, H. 2003, *ApJ*, 591, 288
67. Helou, G., Khan, I.R., Malek, L., & Boehmer, L. 1988, *ApJS*, 68, 151
68. Ho, L.C., Filippenko, A.V. & Sargent, W.L.W 1997, *ApJS*, 112, 315
69. Hughes, J.P., Hayashi, I., Koyama, K. 1998, *ApJ*, 505, 732
70. Immler, S., Wang, Q.D., Leonard, D.C. & Schlegel, E.M. 2003, *ApJ*, 595, 727
71. Kaastra, J.S., Paerels, F.B.S., Durret, F., Schindler, S., Richter, P. 2008, published in *Space Science Reviews*, Volume 134, Issue 1-4, pp 155-190 (astro-ph/0801.1011)
72. Kalberla, P.M.W., Burton, W.B., Hartmann, D., Arnal, E.M., Bajaja, E., Morras, R., & Poppel, W.G.L. 2005, *A&A*, 440, 775

73. Kallman, T.R., Palmeri, P., Bautista, M.A., Mendoza, C., et al. 2004, *ApJS*, 155, 675
74. Karachentsev, I.D., Drozdovsky, I.O. 1998, *A&AS*, 131, 1
75. Kennicutt, R.C.Jr., Lee, J.C., Funes, S.J.Jose G., Sakai, S., Akiyama, S. 2008, *ApJS*, 178, 247
76. Kewley, L.J. & Dopita, M.A. 2002, *ApJS*, 142, 35
77. Kim, M., Wilkes, B.J., Kim, D., Green, P.J., Barkhouse, W.A., Lee, M.G., Silverman, J.D., Tanabaum, H.D. 2007, *ApJ*, 659, 29
78. Kirshner, R.P. & Blair, W.P. 1980, *ApJ*, 236, 135
79. Kong, A.K.H., Garcia, M.R., Primini, F.A. & Murray, S.S. 2002, *ApJ*, 580, L125
80. Kong, A.K.H., Siouwerman, L.O. & Williams, B.F. 2004, *AJ*, 128, 2783
81. Koyama, K., et al. 1995, Evidence for Shock Acceleration of High-Energy Electrons in the Supernova Remnant SN1006, *Nature*: 378:255
82. Krause, M.O. 1979, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 8:307-327
83. Lacey, C.K., Goss, W.M. & Mizouni, L.K. 2007, *AJ*, 133, 2156
84. Lamers, H.J.G.L.M., & Cassinelli, J.P., *Introduction to Stellar Winds*, Cambridge University Press, 1999
85. Lasker, B.M. 1977, *ApJ*, 212, 390
86. Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J.D., Gonzalez Delgado, R. M., Robert, C., Kune, Denis F., de Mello, D. F., Devost, D., Heckman, T. M. 1999, *ApJS*, 123, 3
87. Leonidaki, I., Zezas, A. & Boumis, P. 2010, *ApJ*, 725, 842
88. Leonidaki, I., Boumis, P. & Zezas, A. 2012, *MNRAS*, accepted
89. Leonidaki, I., Zezas, A. & Boumis, P. 2013, in preparation
90. Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155

91. Long, K.S., Blair, W.P., Winkler, P.F., Gaetz, T.J., Ghavamian, P., et al., 2010, ApJS, 187, 495
92. Lopez, L.A., Ramirez-Ruiz, E., Badenes, C., Huppenkothen, D., et al. 2009, ApJ, 706, 106
93. Lopez, L.A., Ramirez-Ruiz, E., Huppenkothen, D., Badenes, C., et al. 2011, ApJ, 732, 114
94. Lozinskaya, T.A. 1992, Supernovae and Stellar Wind in the Interstellar Medium, American Institute of Physics, New York
95. Mansfield, V.N. & Salpeter, E.E. 1974, ApJ, 190, 305
96. Martin, C.L. 1997, ApJ, 491, 561
97. Mathewson, D. S. & Clarke, J.N. 1973, ApJ, 180, 725
98. Mathewson, D. S., Ford, V. L., Dopita, M. A., Tuohy, I. R., Long, K. S., Helfand, D. J. 1983, ApJS, 51, 345
99. Matonick, D.M. & Fesen, R.A. 1997, ApJS, 112, 49
100. Matonick, D.M., Fesen, R.A., Blair, W.R. & Long, K.S. 1997, ApJS, 113, 333
101. McKee, E.F. & Ostriker, J.P. 1977, ApJ, 218, 148
102. Meaburn, J., Redman, M. P., Boumis P. & Harvey, E., 2010, MNRAS, 408, 1249
103. Minkowski, R. 1941, PASP, 53, 224
104. Oort, J.H. 1951, Problems in Cosmical Aerodynamics, (Central Air Document Office, Dayton), p. 118
105. Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and AGN, 2nd edition (Sausalito, CA: University Science Books)
106. Ostriker, J.P & McKee, C.F. 1988, Rev. Mod. Phys., 60, 1
107. Ott, J., Martin, C.L. & Walter, F. 2003, ApJ, 594, 776

108. Pagel, B.E.J., Edmunds, M.G., Blackwell, D.E., Chun, M.S., Smith, G. 1979, MNRAS, 189, 95
109. Pagel, B.E.J., & Edmunds, M.G. 1981, ARA&A, 19, 77
110. Pakull, M.W., Soria, R. & Motch, C. 2010, Nature, Article Type: Physics letter, 466(7303):209-12, Publisher:NPG
111. Pannuti, T.G., Duric, N., Lacey, C.K., Goss, W.M., Hoopes, C.G., Walterbos, R.A.M. & Magnor, M.A. 2000, ApJ, 544, 780
112. Pannuti, T.G., Duric, N., Lacey, C.K., Ferguson, A.M.N., Magnor, M.A. & Mendelowitz, C. 2002, ApJ, 565, 966
113. Pannuti, T.G., Schlegel, E.M. & Lacey, C.K. 2007, AJ, 133, 1361
114. Park, T., Kashyap, V.L., Siemiginowska, A., van Dyk, D.A., Zezas, A., Heinke, C. & Wargelin, B.J. 2006, ApJ, 652, 610
115. Patnaude, D.J., & Fesen, R.A. 2003, ApJ, 587, 221
116. Payne, J.L., Filipović, M.D., Pannuti, T., Jones, P.A., Duric, N., White, J.L. & Carpano, S. 2004, A&A, 425, 443
117. Pettini, M. & Pagel, B.E.J. 2004, MNRAS, 348, 59
118. Pilyugin, L. S., Vlchez, J. M., Contini, T. 2004, A&A, 425, 849
119. Rappaport, S., Di Stefano, R., Smith, J. D. 1994, ApJ, 426, 692
120. Raymond, J. C., Hester, J. J., Cox, D., Blair, W. P., Fesen, R. A., Gull, T. R. 1988, ApJ, 324, 869
121. Reach, W.T., Rho, J., Toppe, A., Pannuti, T.G., Brogan, C.L., Churchwell, E.B., Meade, M.R., Babler, B., Indebetouw, R., Whitney, B.A. 2006, AJ, 131, 1479
122. Reynolds, S.P. & Chevalier, R.A. 1981, ApJ, 245, 912
123. Reynolds, S.P., Borkowski, K.J., Green, D.A., Hwang, U., Harrus, I., Petre, R. 2009, ApJ, 695, 149



124. Rho, J. & Petre, R. 1998, *ApJ*, 503, 167
125. Rice, W., Lonsdale, C.J., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Kopan, E.L., Lloyd, L.A., de Jong, T. & Habing, H.J. 1988, *ApJS*, 68, 91
126. Richer, M. G., & McCall, M. L. 1995, *ApJ*, 445, 642
127. Rosa-González, D. 2005, *MNRAS*, 364, 1304
128. Rosado, M., Georgelin, Y.M., Laval, A., Monnet, G. 1983, *IAUS*, 101, 567
129. Russell, S. & Dopita, M. A., 1992, *ApJ*, 384, 508
130. Rybicki, G.B. & Lightman, A.P. 2004, *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley-VCH, 2nd edition
131. Sabbadin, F., Minello, S. & Bianchini, A. 1977, *A&A*, 60, 147
132. Sabbadin, F., Ortolani, S., Bianchini, A. 1984, *A&A*, 131, 1S
133. Safi-Harb, S., & Petre, R. 1999, *ApJ*, 512, 784
134. Safi-Harb, S., Harrus, I.M., Petre, R., Pavlov, G.G., Koptsevich, A.B., Samwal, D. 2001, *ApJ*, 561, 308
135. Saha, A., Labhardt, L., Schwengeler, H., Macchetto, F.D., Panagia, N., Sandage, A. & Tammann, G.A. 1994, *ApJ*, 425, 14
136. Schlegel, E.M. 1994, *AJ*, 434, 523
137. Schlegel, E.M., Blair, W.P. & Fesen, R.A. 2000, *AJ*, 120, 791
138. Schlegel, E.M. & Pannuti, T.G., 2003, *AJ*, 125, 3025
139. Sedov, L. 1957, *Similarity Methods in Mechanics*, New York: Academic Press
140. Seward, F.D. & Charles, P.A. 2010, *Exploring the X-ray Universe*, Cambridge, 2nd edition
141. Shklovskii, I.S. 1962, *Astron. Zh.*, 39, 209 (*Sov. Astron.* 6, 162, 1962)
142. Shklovskii, I.S., 1976, *Supernovae and Related Problems (in Russian)*, Nauka, Moscow

143. Shu, F.H., Adams, F.C., Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
144. Slane, P., Smith, R.K., Hughes, J.P., Petre, R. 2002, *ApJ*, 564, 284
145. Smith, R.K., Brickhouse, N.S., Liedahl, D.A., Raymond, J.C. 2001, *ApJ*, 556, 91
146. Sramek, R. 1992, *Relationships between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies*, ed. A.V. Filipenko, ASP Conference Series (ASP: San Francisco), 31, p.273
147. Storchi-Bergmann, T., Calzetti, D., Kinney, A.L. 1994, *ApJ*, 429, 572
148. Strickland, D.K. & Heckman, T.M. 2009, *ApJ*, 697, 2030S
149. Stupar, M. & Parker, Q.A., 2009, *MNRAS*, 394, 1791
150. Summers, L.K., Stevens, I.R., Strickland, D.K. & Heckman, T.M. 2003, *MNRAS*, 342, 690
151. Swartz, D.A., Chosh, K.K., McCollough, M.L., Pannuti, T.G., Tennant, A.F. & Wu, K. 2003, *ApJS*, 144, 213
152. Taylor, G. I., 1950, The formation of a blast wave by a very intense explosion. I. Theoretical discussion, *Proc. Roy. Soc. A*, 201, 159-174
153. Tully, R. 1988, *Nearby galaxies Catalog* (Cambridge: Cambridge University Press)
154. Turner, J.L. & Ho, P.T.P. 1994, *ApJ*, 421, 122
155. van den Bergh, S. 1988, *ApJ*, 327, 156
156. van den Heuvel, E.P.J., Bhattacharya, D., Nomoto, K., Rappaport, S.A. 1992, *A&A*, 262, 97
157. van Dyk, D.A., Connors, A., Kashyap, V.L. & Siemiginowska, A. 2001, *ApJ*, 548, 224
158. van Speybroeck, L.P., Jerius, D., Edgar, R.J., Gaetz, T.J. & Zhao, P. 1997, *SPIE*, 3113, 89
159. Viironen, K., Delgado-Inglada, G., Mampaso, A., Magrini, L., & Corradi, R.L.M. 2007, *MNRAS*, 381, 1719
160. Vink, J. 2012, *AGARv*, 20, 49

161. Vogler, A. & Pietsch, W. 1997, A&A, 319, 459
162. Vukotic, B., Bojiicic, I., Pannuti, T.G. & Urosevic, D. 2005, Serb. Astron. J., 170, 101
163. Walter, F., Weiss, A., Martin, C. & Scoville, N. 2002, AJ, 123, 225
164. Weiler, K.W. & Sramek, R.A. 1988, ARA&A, 26, 295
165. Westerlund, B.E. 1969, AJ, 74, 882
166. Wheeler, J.C., Harkness, R.P., Barker, E.S., Cochran, A.L., Wills, D. 1987a, ApJ Letter, 294-17
167. Wheeler, J.C., Harkness, R.P., Cappellano, E. 1987b, Proc. Tex. Symp. Relativ. Astrophys., 13th edition, M.P. Ulmer, p.p. 402-12, Singapore: World Scientific
168. White, R.L. & Long, K.S., 1991, ApJ, 373, 543
169. Williams, R.M., Chu, You-Hua, Dickel, J. R., Petre, R., Smith, R. C., Tavarez, M. 1999, ApJS, 123, 467
170. Winter, L.M., Mushotzky, R.F. & Reynolds, C.S. 2006, ApJ, 649, 730
171. Woosley, S.E. & Weaver, T.A. 1986, ARA&A, 24, 205
172. Yokogawa, J., Imanishi, K., Tsujimoto, M., Nishiuchi, M., Koyama, K., Nagase, F., & Corbet, R.H.D., 2000, ApJS, 128, 491
173. Zezas, A., Fabbiano, G., Baldi, A., Schweizer, F., King, A.R., Ponman, T.J. & Rots, A.H. 2006, ApJS, 166, 211
174. Αλικάκος, Ι. 2011, Ανίχνευση και Μελέτη Υπολειμμάτων Υπερκαινοφανών και Μεσοαστρικής Σκόνης, Διδακτορική διατριβή, Πανεπιστήμιο Πατρών
175. Γούδης, Χ.Δ. 1991, Αστροφυσική ΙΙΙ - Αστέρες και Μεσοαστρική Ύλη, Εκδόσεις Πανεπιστημίου Πατρών

# ΕΥΡΕΤΗΡΙΟ

abundance	= περιεκτικότητα σε μέταλλα
accretion disk	= δίσκος επαύξεσης
airmass	= αέρια μάζα
aperture	= διάφραγμα
arcsec	= δευτερόλεπτο τόξου
Asymptotic Giant Branch (AGB)	= Ασυμπτωτικός Κλάδος Γιγάντων
background	= υπόβαθρο
calibration	= βαθμονόμηση
Charge Coupled Device (CCD)	= συσκευή συζευγμένου φορτίου
color excess	= διαφορά χρώματος
column density	= πυκνότητα στήλης
compact object	= συμπαγές αντικείμενο
confidence limit/level	= όριο/επίπεδο πληρότητας
contact discontinuity	= ασυνέχεια επαφής
convolution	= συνέλιξη
core-collapse	= πυρηνική κατάρρευση
cross section	= ενεργός διατομή
diffuse emission	= διάχυτη εκπομπή
dissipation	= εξασθένιση
effective area	= ενεργός περιοχή
emission measure	= μέτρο ακτινοβολίας
excitation	= κατάσταση ιονισμού
expansion velocity	= ταχύτητα διαστολής
exposure map	= χάρτης έκθεσης
exposure variation	= διακύμανση έκθεσης
extinction curve	= καμπύλη απορρόφησης/εξασθένισης/απόσβεσης
fluorescence yield	= απόδοση φθορισμού
flux	= ροή ακτινοβολίας
forbidden lines	= απαγορευμένες γραμμές
free-bound emission	= εκπομπή συνεχούς-στάθμης
free-free emission	= εκπομπή συνεχούς-συνεχούς
free expansion	= ελεύθερη εκτόνωση

goodness-of-fit = ποιότητα προσαρμογής  
 hardness ratio = δείκτης σκληρότητας  
 HII region = περιοχή ιονισμένου υδρογόνου  
 Horizontal Branch (HB) = Οριζόντιος κλάδος  
 imaging = απεικόνιση  
 Initial Mass Function = αρχική συνάρτηση μάζας  
 Interstellar Medium (ISM) = μεσοαστρικό μέσο  
 ionization age = χρόνος ιονισμού  
 linear correlation coefficient = συντελεστής γραμμικής συσχέτισης  
 luminosity = φωτεινότητα  
 luminosity function/distribution = συνάρτηση/κατανομή φωτεινότητας  
 median = ενδιάμεσος  
 metallicity = μεταλλικότητα  
 pixel = εικονοστοιχείο  
 plateau = πλάτωμα  
 plerion = συμπαγές, 'πλεριονικό'  
 Point Spread Function (PSF) = συνάρτηση σημειακής διάχυσης  
 power law = νόμος δύναμης  
 pulsar = περιστρεφόμενος αστέρας νετρονίων  
 quantum efficiency = χβαντική απόκριση  
 raw = ακατέργαστος  
 Red Giant Branch (RGB) = Κλάδος Ερυθρών Γιγάντων  
 rescale = επανακανονικοποίηση  
 reverse shock = ανάστροφο κύμα σοκ  
 sensitivity function = συνάρτηση ευαισθησίας  
 selection effect = φαινόμενο επιλογής  
 self-similar solution = λύση αυτο-ομοιότητας  
 significance threshold = όριο σημασίας  
 Spectral Energy Distribution (SED) = φασματική ενεργειακή κατανομή  
 spectral index = φωτονικός/φασματικός δείκτης  
 Star Formation Rate (SFR) = ρυθμός αστρογένεσης  
 statistical weight = στατιστικό βάρος  
 supernova (SN) = υπερκαινοφανής  
 Supernova Remnant (SNR) = υπόλειμμα υπερκαινοφανούς  
 threshold value = οριακή τιμή  
 transmission grating = φράγμα διάδοσης

transmittance = διαπερατότητα

X-ray Binary System (XRB) = διπλό σύστημα αστέρων με έντονη εκπομπή στις ακτίνες-X

## Παράρτημα Α΄

# Φωτομετρική βαθμονόμηση εικόνων

Η ακτινοβολία μήκους κύματος  $\lambda$  που λαμβάνουμε όταν παρατηρούμε αντικείμενα στον ουρανό από επίγεια τηλεσκόπια υπόκειται εξασθένηση ( $k_\lambda$ ) λόγω σκέδασης ή απορρόφησής της από την σκόνη και τα μόρια της ατμόσφαιρας της Γης. Το ποσοστό της εξασθένησης της ακτινοβολίας εξαρτάται τόσο από το μήκος κύματος της ακτινοβολίας όσο και από την αέρια μάζα του αντικειμένου. Αντικείμενα που βρίσκονται στο ζενίθ υπόκεινται μικρότερη εξασθένηση ακτινοβολίας από αυτά που είναι υπό γωνία  $\phi$  σε σχέση με το ζενίθ, μια και η ακτινοβολία έχει να διανύσει μικρότερη απόσταση μέσα στην ατμόσφαιρα της Γης, επομένως θα παρουσιάσει μικρότερη εξασθένηση.

Καθώς η ακτινοβολία διανύει απόσταση  $ds$  μέσα στην ατμόσφαιρα της Γης, η έντασή της ελαττώνεται κατά :

$$dI_\lambda = -I_\lambda k_\lambda ds \quad (A'.1)$$

Αν το αντικείμενο βρίσκεται υπό γωνία  $\phi$  από το ζενίθ και απέχει κατακόρυφη απόσταση  $H$  από τον παρατηρητή, τότε ισχύει:

$$ds = \frac{dH}{\cos\phi} \quad (A'.2)$$

Πίνακας Α'.1 Φαινόμενα μεγέθη και απορρόφηση των γαλαξιών

Γαλαξίας	Φαινόμενο μέγεθος (H $\alpha$ )	Απορρόφηση (H $\alpha$ )	Φαινόμενο μέγεθος ([S II])	Απορρόφηση ([S II])
NGC 2403 - Frame-1	12.25	0.08	12.19	0.13
NGC 2403 - Frame-2	12.03	0.13	12.04	0.09
NGC 2403 - Frame-3	12.03	0.13	12.04, 12.08	0.09, 0.06
NGC 2403 - Frame-4	12.04	0.12	12.08	0.06
NGC 3077	12.14	0.12	11.88	0.08
NGC 4214	11.93	0.10	11.88, 12.03	0.08, 0.10
NGC 4395	11.84	0.15	11.88	0.11
NGC 4449	11.95	0.13	11.87	0.12
NGC 5204	11.95	0.13	11.81	0.16

Οι διπλές τιμές στο μέγεθος και την απορρόφηση του [S II] είναι για διαφορετικές νύχτες παρατήρησης.  
Το Frame-4 του NGC 2403 δεν χρησιμοποιήθηκε λόγω μη φωτομετρικής νύχτας

Συνδυάζοντας τις εξισώσεις A.1 και A.2 παίρνουμε:

$$\begin{aligned}
 dI_\lambda &= -I_\lambda k_\lambda ds = -I_\lambda k_\lambda \frac{dH}{\cos\phi} \Rightarrow \\
 \frac{dI_\lambda}{I_\lambda} &= -k_\lambda \frac{dH}{\cos\phi} \Rightarrow \int \frac{dI_\lambda}{I_\lambda} = \int -k_\lambda \frac{dH}{\cos\phi} \\
 \ln I_\lambda &= - \int k_\lambda dH \sec\phi \Rightarrow I_\lambda = I_0 e^{-\sec\phi \int k_\lambda \frac{dH}{\cos\phi}} \Rightarrow \\
 -2.5 \log I_\lambda &= -2.5 \log I_0 + 2.5 \sec\phi \log e \int -k_\lambda \frac{dH}{\cos\phi}
 \end{aligned} \tag{A'.3}$$

Καταλήγουμε στη γραμμική σχέση που συνδέει το φαινόμενο μέγεθος ενός αντικειμένου με την αέρια μάζα  $\sec\phi$  τη στιγμή της παρατήρησης:

$$m_\lambda = m_0 + \sec\phi k_\lambda \tag{A'.4}$$

όπου  $m_\lambda$  είναι το φαινόμενο μέγεθος του αντικειμένου και  $m_0$  είναι το φαινόμενο μέγεθος του αντικειμένου εκτός ατμόσφαιρας (χωρίς απορρόφηση).

Παρατηρώντας λοιπόν αστέρια αναφοράς σε διάφορες αέριες μάζες, των οποίων τα φαινόμενα μεγέθη έχουν μετρηθεί με μεγάλη ακρίβεια (π.χ. Hamuy et al. 1992), μπορούμε να κατασκευάσουμε ένα διάγραμμα και να υπολογίσουμε την εξασθένηση της ακτινοβολίας  $k_\lambda$  από την ατμόσφαιρα (κλίση της σχέσης A.4) καθώς και το φαινόμενο μέγεθος στην κορυφή της ατμόσφαιρας (από τη διατομή της σχέσης A.4).

Η απορρόφηση και τα φαινόμενα μεγέθη των παρατηρούμενων γαλαξιών με βάση τα αστέρια



αναφοράς στα πλαίσια της παρούσας διατριβής, για κάθε φίλτρο παρατήρησης (Ha και [S II]) παρατίθενται στον Πίνακα A.1. Οι διαφοροποιήσεις στην απορρόφηση οφείλονται κυρίως στις καιρικές συνθήκες της νύχτας παρατήρησης (φωτομετρική, μη-φωτομετρική νύχτα).

Στις εικόνες, ο αριθμός ηλεκτρονίων  $F_e$  που ανιχνεύεται από την κάμερα CCD κατά την παρατήρηση μιας αστρονομική πηγή δίνεται από την σχέση:

$$F_e = \int f(\lambda) T_A T_T QE(\lambda) T_F(\lambda) S t_{exp} \delta^2 d\lambda \quad (A'.5)$$

όπου

- $f(\lambda)$  είναι η ροή των φωτονίων που εκπέμπει η αστρονομική πηγή σε ένα συγκεκριμένο μήκος κύματος  $\lambda$  ανά δευτερόλεπτο τόξου (που περνά από το ανάλογο φίλτρο)
- $T_A$  είναι η διαπερατότητα της ατμόσφαιρας
- $T_T$  είναι η διαπερατότητα του τηλεσκοπίου
- $T_F(\lambda)$  είναι η διαπερατότητα του χρησιμοποιούμενου φίλτρου
- $QE(\lambda)$  είναι η κβαντική απόκριση (quantum efficiency) της κάμερας στο μήκος κύματος που γίνεται η παρατήρηση
- $S$  είναι η συλλεκτική επιφάνεια του τηλεσκοπίου
- $\delta$  είναι η κλίμακα του εικονοστοιχείου (σε arcsec/pixel)
- $t_{exp}$  είναι ο χρόνος έκθεσης

Η ποσότητα  $T_T QE(\lambda) S$  θεωρείται σταθερή και εξαρτάται μόνο από τα χρησιμοποιούμενα όργανα παρατήρησης.

Η φωτομετρική βαθμονόμηση των εικόνων απεικόνισης έγινε με το πολλαπλασιασμό των τελευταίων με αριθμητικούς παράγοντες που προκύπτουν από την παρακάτω σχέση (η οποία προκύπτει από τη Σχέση A.5):

$$f(\lambda) = F_e \frac{\frac{h \times c}{\lambda} \times 10^{0.4(k_\lambda \times \text{sec}\phi + m_0)}}{T_F(\lambda) t_{exp} \delta^2} \quad (A'.6)$$

όπου

- $f(\lambda)$ : η ροή των φωτονίων που εκπέμπει η αστρονομική πηγή σε μονάδες:  $\text{erg sec}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{arcsec}^{-1} \text{\AA}^{-1}$

- $F_e$ : η ροή ηλεκτρονίων  $F_e$  που ανιχνεύεται από τον CCD ανιχνευτή. Ουσιαστικά είναι οι παρατηρούμενες εικόνες.
- $hc/\lambda$ : παράγοντας που μετατρέπει τα counts σε ηλεκτρόνια, ενέργειας (σε erg) ανάλογης με το μήκος κύματος που παρατηρούμε με κάθε χρησιμοποιούμενο φίλτρο:  $H\alpha + [N II] = 6570 \text{ \AA}$ ,  $[S II]=6720 \text{ \AA}$ .
- $T_F(\lambda)$ : η διαπερατότητα του χρησιμοποιούμενου φίλτρου. Για το  $H\alpha + [N II]$  είναι 0.76 ενώ για το  $[S II]$  είναι 0.55.
- $\delta=0.28 \text{ arcsec/pixel}$  (για την κάμερα που χρησιμοποιήθηκε στην παρατήρηση των εικόνων)