

תדריך ניסוי: אסטרופיסיקה

1 מבוא

1.1 לקריאה בספרות

1.1.1 מהספר The Physical Universe – An Introduction to Astronomy / F. H. Shu

סווג כוכבים עמודים 144-147

סווג גלקסיות עמודים 293-296

אפקט דופלר יחסותי עמודים 57-58

ספקטרום וספקטרוסקופיה עמודים 32, 21-22, 45-47, 52-53

1.1.2 מהספר Introduction to Cosmology / B. Ryden

חוק האבל סעיפים 2.1-2.3

1.2 תמונות דיגיטליות

המידע האסטרונומי בו תשתמשו בניסוי הוא תמונות דיגיטליות שצולמו על ידי מצלמה המותקנת על טלסקופ החלל "האבל". מצלמה דיגיטלית מבוססת על גלאי אלקטרוני, המכונה CCD, בדומה למצלמות ביתיות מודרניות. הגלאי האלקטרוני הוא שבב סיליקון בעל תכונות המאפשרות לו להמיר פוטונים הפוגעים בו למטען חשמלי, הנאגר בתוך "בורות פוטנציאל" בשבב. כל בור פוטנציאל כזה נקרא "פיקסל" (קיצור של "Picture element") ומסומן על ידי צמד קואורדינטות (x, y) המייצגות את מיקומו על גבי השבב. המערכת האלקטרונית אליה מחובר השבב יודעת לקרוא בצורה מדויקת את כמות המטען בכל בור פוטנציאל, ומתרגמת את המטען למספר מניות (counts) הנאגר בקובץ נתונים שנרשם במחשב המפעיל את המצלמה. קובץ זה הוא התמונה הדיגיטלית, והוא מכיל שלושת של נתונים: לכל צמד (x, y) המתאים לפיקסל מסוים מופיע מספר המניות, המייצג את מספר הפוטונים שפגעו בגלאי. נהוג להציג את התמונה בצורה גרפית על ידי מטריצה שבה פיקסל מסוים (x, y) צבוע בצבע בהיר יותר ככל שמספר המניות שרשום בקובץ גדול יותר. מספר מניות גדול מצביע על כך שבמקום זה בגלאי פגעו פוטונים רבים, כלומר, זהו מקור אור חזק יחסית. לכן, התמונה הדיגיטלית באמת דומה לתמונה המוכרת לנו מחיי היום יום, שבה אזורים בהירים מתאימים למקומות שבהם יש אור רב יותר.

1.3 יתרונות המצלמה הדיגיטלית

מצלמות דיגיטליות החליפו בשנים האחרונות כמעט לחלוטין את העין האנושית ואת פלטות הצילום בתור כלי המדידה באסטרונומיה. היתרונות העיקריים של מצלמות דיגיטליות הם: גלאי CCD ממירים פוטונים למטען ביעילות גבוהה

ביותר – 90% ומעלה, באורכי גל בהם הגלאי מתוכנן לפעול. כלומר, 90% מהפוטונים הפוגעים בגלאי מומרים למטען ונרשמים בסופו של דבר במחשב. לשם השוואה, רגישותם של סרטי הצילום הרגילים ביותר או של עין האדם אינם עולים על 30%, כלומר, רוב הפוטונים המגיע לסרט צילום או לעינינו, אינם נרשמים כלל. כמו כן, העין לא יכולה "לצבור" פוטונים לאורך זמן בניגוד לגלאי אלקטרוני או סרט צילום, בחשיפה ארוכה. ברור כי בעזרת גלאי רגיש יותר ניתן לצפות במקורות אור חלשים יותר.

התמונה הדיגיטלית היא קובץ מחשב ולכן נוח מאוד לטפל בה באופן כמותי. למשל, אם צולמו שתי תמונות של אותו מקום בשמיים, ניתן לסכם אותן על מנת לקבל תמונה אחת שבה מספר מניות גדול יותר מכל מקור. תהליך הסיכום הוא פשוט חיבור של ערכי המטריצות המייצגות את התמונות ולכן פשוט לביצוע. בתמונה המסוכמת ניתן להבחין בעצמים חיוורים יותר מאשר בכל תמונה בנפרד. באופן דומה, קל יחסית למדוד מתוך תמונה דיגיטלית את עוצמת האור של כוכב או גלקסיה, כיון שאלו פעולות מספריות על קובץ נתונים. מדידת עוצמת אור מתוך תמונה שצולמה על לוח צילום היא קשה בהרבה.

קל מאוד לשכפל, לשמור במאגרי מידע ולהפיץ תמונות דיגיטליות. לשם דוגמא, התמונות המשמשות בניסוי זה התקבלו ממכון המחקר של טלסקופ החלל דרך האינטרנט. לעומת זאת, הפצה ושכפול של תמונות שצולמו באמצעות פלטות או סרטי צילום, יקרה ומסובכת.

1.4 השדה העמוק של האבל

סט הנתונים בו תעסקו בניסוי זה הוא ארבע תמונות דיגיטליות של אזור בשמיים הנקרא "השדה העמוק של האבל" (Hubble Deep Field - North). בשנת 1995 צילמו אסטרונומים בעזרת טלסקופ החלל אזור קטן בשמים שנבחר בקפידה כך שלא יהיו בו כוכבים או גלקסיות בהירים. זמן החשיפה הכולל היה כ-10 ימים, ואותו אזור בשמיים צולם דרך ארבעה פילטרים: תת-אדום (I – אורך גל מרכזי 814nm), אור נראה (V – אורך גל מרכזי 606nm), אור כחול (B – אורך גל מרכזי 450nm) ואור על-סגול (U – אורך גל מרכזי 300nm). התוצאה הסופית היא סט של ארבע תמונות של אותו אזור בשמיים, כאשר כל אחת מציגה את עוצמת האור שהגיעה לטלסקופ בתחום אורכי גל אחר. מכיוון שהאור בתמונות נאסף על ידי טלסקופ החלל במשך זמן ארוך מאוד, ניתן לראות בתמונות הללו עצמים חיוורים ביותר. בשנים האחרונות צולמו שדות עמוקים נוספים, למשל Chandra Deep Field, HDF-South, ועוד. ארבע התמונות מאפשרות לנו למדוד עבור כל אובייקט את עוצמת האור שהוא פולט באורכי גל שונים וללמוד מכך על תכונותיו.

טרם שיגור טלסקופ החלל האבל מחקר גלקסיות באסטרונומיה התרכז סביב גלקסיות קרובות (היסטים קטנים לאדום). בעת שיגור הטלסקופ הוחלט כי אחוז מסוים מזמן התצפית הכולל בטלסקופ יהיה מיועד לצפייה באותו מקום שוב ושוב, כך שסכימה של הרבה תמונות של האזור תגדיל את הרגישות הכוללת בתמונה ותאפשר לראות עצמים חיוורים מאד, שלא ניתן היה לראות אחרת. החלטה זו, אשר אחראית לשדה העמוק של האבל, הובילה למהפכה של ממש במחקר של גלקסיות והתפתחותן. שדה זה כלל לראשונה גלקסיות בהיסטים מאד גבוהים לאדום, ואפשר לראשונה לחקור גלקסיות בזמנים מאד מוקדמים של היקום.

בשלב זה חשוב להזכיר שמהירות האור הסופית גורמת לכך שככל שעצם אסטרונומי רחוק יותר, כך לוקח לפוטונים הנפלטים ממנו יותר זמן להגיע אלינו (למשל, לפוטון לוקח כ-8 דקות להגיע מהשמש לכדור הארץ). כלומר, גלקסיות בהיסטים גבוהים לאדום מאפשרות לחוקרים ללמוד על התכונות של גלקסיות ביקום המוקדם (למשל, גלקסיה עם הסטה לאדום של $z = 1$ בעצם נראית כפי שנראתה כאשר היקום היה בן 5.75 מיליארד שנה בלבד!).

הרבה היה ידוע על מבנה של גלקסיות: הקשר בין קצב יצירת הכוכבים בהן למורפולוגיה שלהן, כמות הגז והאבק בהן והקשר שלהם לקצב יצירת הכוכבים בהן, ומסלולי ההתפתחות שלהן. השדה העמוק של האבל דגם לראשונה תכונות אלו ביקום המוקדם, וסיפק הרבה מאד הפתעות ביחס למה שמתקיים ביקום במקומי. בניסוי זה תוכלו להתחקות אחר הצעדים של המדענים הראשונים אשר חקרו גלקסיות בהיסטים גבוהים לאדום, ולבדוק עד כמה הדברים שאנחנו מכירים ביקום המקומי מתקיימים גם ביקום הקדום, והכי חשוב – לחפש הפתעות!

מידע נוסף על טלסקופ החלל: <http://www.stsci.edu>

עוד על פרויקט HDF: <http://www.stsci.edu/ftp/science/hdf/hdf.html>

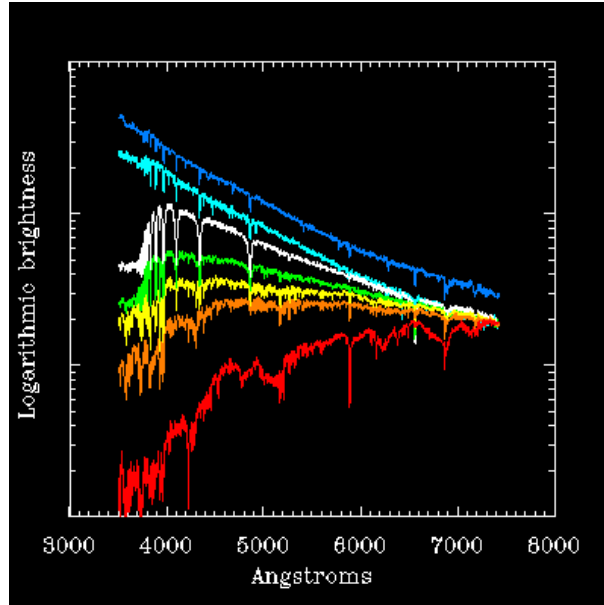
1.5 ספקטרום והתפלגות האנרגיה של גלקסיות

כפי שמפורט בספרות החובה (1.1) ביקום יש גלקסיות מסוגים שונים. הגלקסיות נבדלות זו מזו הן בצורתן ובמבנה המרחבי שלהן ("מורפולוגיה", הבסיס לדיאגרמת מיון הגלקסיות של האבל) והן בתכונות של אוכלוסיית הכוכבים, הגז והאבק המרכיבים אותן (כוכבים "צעירים" או "זקנים", וכן הלאה). באמצעות ספקטרומטר, ניתן למדוד עבור כל גלקסיה את עוצמת האור היחסית באורכי גל שונים – הספקטרום של הגלקסיה. האור מהגלקסיה הוא סכום התרומות של כל הכוכבים בגלקסיה ולכן ניתוח מאפייני הספקטרום מלמד אותנו על התכונות של אוכלוסיית הכוכבים בגלקסיה באופן ממוצע. למשל, בגלקסיה שבה מרבית האור נפלט על ידי כוכבים הדומים לשמש, יהיה הספקטרום דומה לספקטרום של השמש. צריך לזכור כי ההשפעה של כל קבוצת כוכבים מסוג מסוים על הספקטרום של הגלקסיה תלויה בכמות האור היחסית שכוכבים אלו פולטים, ולא במספרם. כך למשל, הקרינה הנפלטת ממספר קטן יחסית של כוכבים בעלי מסה גבוהה מאוד (אשר כל אחד מהם פולט קרינה רבה), עשויה להיות דומיננטית יותר בספקטרום של גלקסיה מאשר כמה מיליארדי כוכבים קטנים יותר, אשר כל אחד מהם פולט כמות קטנה מאוד של קרינה. מניתוח מפורט של ספקטרום של גלקסיה ניתן לרוב לקבוע באופן די מדויק את מאפייני אוכלוסיית הכוכבים בה. מכיוון שקיים מתאם בין מורפולוגיה של גלקסיות לאוכלוסיית הכוכבים בהן, ניתן באמצעות ספקטרוסקופיה להבחין בין סוגים מורפולוגיים שונים (ספירליות, אליפטיות וכו').

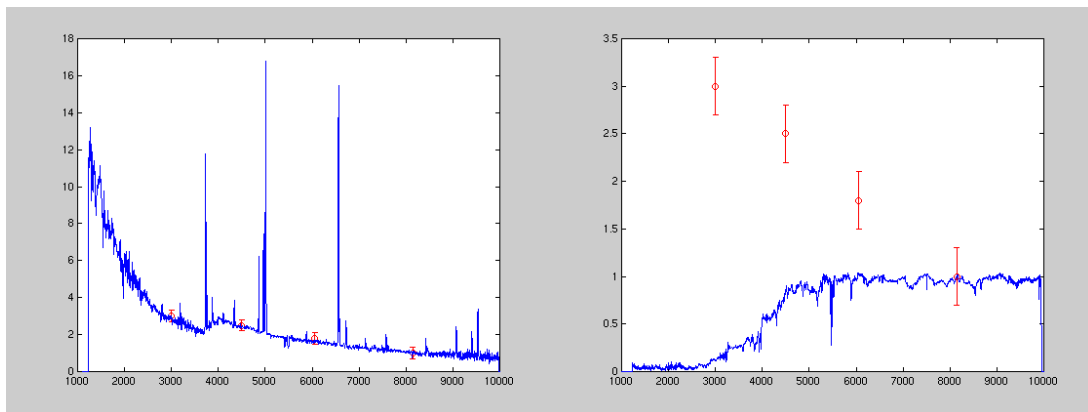
איור 1 מציג את הספקטרום של כוכבים במגוון מסות (ולכן טמפרטורות). כך שניתן להשוות בין עצמת האור של הכוכבים השונים בסקלה לוגריתמית. ניתן לראות כי עצמת האור של כוכבים מסיביים יותר (חמים יותר; כחולים) גדולה בכמה סדרי גודל מעצמת האור של כוכבים מסיביים פחות (קרים יותר; אדומים). נזכיר כי גם זמן החיים משתנה בסדרי גודל עבור כוכבים במסות שונות: זמן החיים של כוכבים מסיביים קטן בסדרי גודל מזמן החיים של כוכבים פחות מסיביים. לכן, אם אנחנו רואים תרומה של כוכבים מסיביים (כחולים) לספקטרום של הגלקסיה, נסיק כי הגלקסיה היא יוצרת כוכבים בהווה. זאת משום שלאחר שתהליך יצירת הכוכבים נפסק, והכוכבים המסיביים ביותר מסיימים את חייהם (בדרך כלל על ידי פיצוצים אנרגטיים הנקראים סופרנובות!), הספקטרום של הגלקסיה לא יכלול עוד את האור שלהם. התבוננו באיור 2, המציג שתי דוגמאות לספקטרום של גלקסיות. האם אתם יכולים לנחש אילו כוכבים מרכיבים כל אחד מהספקטרום?

הבעיה עם סווג של גלקסיות באמצעות בחינת הספקטרום שלהן היא שרק מגלקסיות בהירות יחסית ניתן לקבל ספקטרום באיכות טובה. עובדה זו נובעת מכך שהספקטרוגרף מפריד את האור המגיע מן הגלקסיה לאורכי גל נפרדים ומודד את השטף בתחומים צרים של אורכי גל. ברור כי אם המקור הנמדד היה חורר מלכתחילה, הרי שלאחר שהאור המגיע ממנו הופרד על ידי הספקטרוגרף וכל תחום אורכי גל נמדד בנפרד, תהיה כמות האור בכל מדידה קטנה מאוד – מתחת לסף המדידה של הגלא. לכן, כאשר מעוניינים ללמוד על גלקסיות רחוקות וחיבורות מאוד, לא ניתן למדוד את הספקטרום שלהן ישירות ויש להשתמש בשיטות חליפיות. בניסוי תעשו שימוש בדיוק בשיטה כזו.

אם אנו צופים במקור מסוים דרך כמה פילטרים, שכל אחד מהם מעביר תחום רחב יחסית של אורכי גל, אנו יכולים למדוד את היחס בין השטף שמגיע ממקור זה בתחומים השונים. למשל, ממקור שפולט קרינה רבה יותר באורכי גל קצרים מאשר באורכי גל ארוכים נקבל יותר שטף כאשר נמדוד דרך פילטרים המעבירים אור על-סגול (U) או אור כחול (B) ופחות שטף כאשר נמדוד דרך פילטר תת-אדום (I). ההתפלגות היחסית של האור בתחומי אורכי הגל השונים נקראת התפלגות האנרגיה הספקטרלית (Spectral Energy Distribution – SED). ה-SED הוא למעשה דגימה גסה של הספקטרום: המדידה דרך כל פילטר רחב היא סכימה של כל אורכי הגל שעוברים דרך הפילטר במדידה אחת. ברור, כי אם הספקטרום של גלקסיה ידוע, ניתן לחשב ממנו ישירות את ה-SED. בניסוי אנו ננסה להפוך את התהליך: בחלק הראשון של הניסוי נמדוד את התפלגות האנרגיה הספקטרלית של גלקסיות. בחלק השני ננסה להסיק ממדידה זו מסקנות לגבי הספקטרום של הגלקסיה, ומכך לגבי סוג הגלקסיה.



איור 1: דוגמא לסוגי כוכבים שונים אשר מרכיבים את האור הכולל בגלקסיה. הכוכבים מסודרים מלמעלה למטה לפי המסה שלהם (ולכן לפי הטמפרטורה שלהם) והצבע של כל ספקטרום מסמל את הצבע שבו יראה הכוכב אם נסתכל על תמונה שלו. ספקטרום של גלקסיה יהיה סכום של ספקטרה הכוכבים המרכיבים אותה. הציר האנכי הוא עצמת ההארה של כל כוכב ביחס לאחרים, ביחידות לוגריתמיות. זה מספר לנו שכוכבים מסיביים יותר (חמים יותר; כחולים) יתרמו לספקטרום הגלקסיה משמעותית יותר מכוכבים מסיביים פחות (קרים יותר; אדומים) ומספיק מספר קטן מאד של כוכבים מסיביים כדי שספקטרום הגלקסיה ישלט על ידיהם.



איור 2: דוגמא להתאמה בין התפלגות אנרגיה ספקטרלית מדודה, כפי שהיא מיוצגת על ידי מדידות בארבעה פילטרים (צלבי שגיאה אדומים) לבין הספקטרום של גלקסיות שונות (קו כחול רציף). ניתן לראות כי המדידה אינה מתאימה כלל לספקטרום של גלקסיה אליפטית (מצד ימין) ומתאימה היטב לספקטרום של גלקסיה יוצרת כוכבים Starburst (מצד שמאל). כך ניתן לקבוע את סוג הגלקסיה על-פי ה-SED.

1.6 היסט לאדום

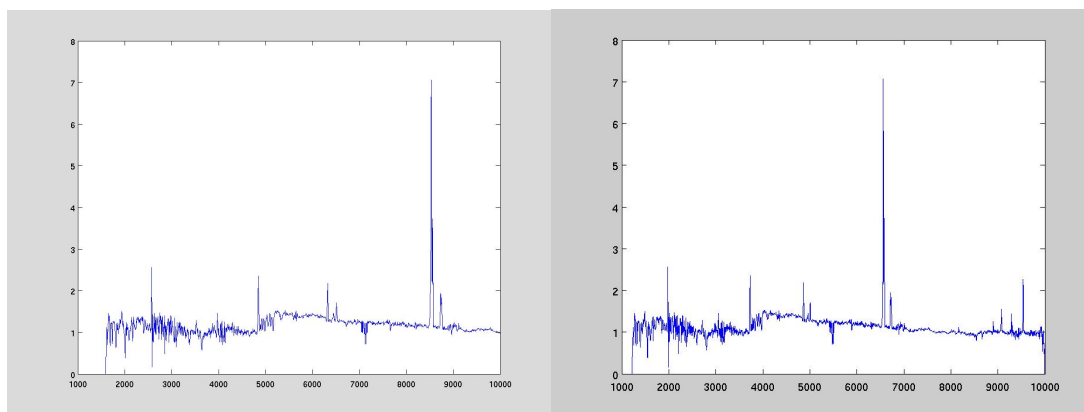
מורכבות נוספת שבה נתקלים אסטרופיסיקאים שחוקרים גלקסיות מרוחקות נובעת מהתפשטות היקום. כיון שהיקום מתפשט, גלקסיות רחוקות הולכות ומתרחקות מאיתנו. קצב ההתרחקות הולך וגדל ככל שמרחק הגלקסיה בה מתבוננים רב יותר – זהו "חוק האבל". התפשטות היקום גורמת לכך שהאור הנפלט מכל גלקסיה מוסט לכיוון האדום והיסט זה גדול יותר ככל שהגלקסיה רחוקה יותר. הגודל המאפיין את ההיסט לאדום מסומן באות z . ההגדרה המתמטית להיסט

לאדום היא:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (1)$$

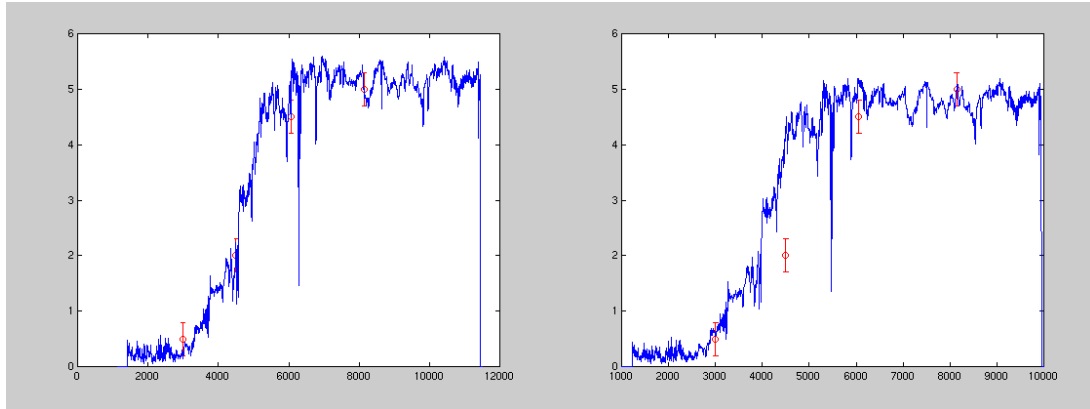
כאשר λ מסמן את אורך הגל המוסט, שמגיע מעצם מרוחק כלשהו, ו- λ_0 את אורך הגל המתאים כפי שנמדד במעבדה, כלומר ללא היסט.

כזכור, לאטומים של יסודות שונים יש רמות אנרגיה בדידות. אטומים של יסוד כלשהו נוטים לפלוט או לבלוע פוטונים שהאנרגיה שלהם מתאימה להפרש בין רמות האנרגיה באטומים של יסוד זה. כאשר אנו מתבוננים בספקטרום של כוכב או גלקסיה ניתן לזהות בו קווי פליטה או קווי בליעה שאופייניים ליסודות שונים, אם מבחינים בכך שדפוס קווי הבליעה או הפליטה מוכר (כלומר, המרחק בין הקווים מתאים לתבנית מוכרת של יסוד מסוים) אולם הדפוס כולו מוסט לכוון האדום (או הכחול). כך ניתן לקבוע את גודלו של z .



איור 3: לדוגמא, בספקטרום שמימין בולטים קוי פליטה של מימן: $H\alpha$ באורך גל של 6563 \AA ו- $H\beta$ באורך גל של 4861 \AA , הערכים הנמדדים גם במעבדה על פני כדור הארץ. כלומר, ההיסט לאדום של המקור שפלט את הספקטרום הזה הוא אפס. לעומת זאת, בספקטרום משמאל ניתן לזהות את אותם הקווים, אולם כעת הם מוסטים לאדום. קו ה- $H\alpha$ נמצא כעת באורך גל של 8532 \AA וה- $H\beta$ ב- 6319 \AA , כלומר, ההיסט לאדום הוא $z = 0.3$.

במקרה שלנו, התפלגות האנרגיה שתמדדו היא של קרינה המגיעה מגלקסיה מרוחקת וסביר מאוד להניח, לכן, שהיא מוסטת לאדום. בחלק השני של הניסוי תשוו בין התפלגות האנרגיה שמדדתם לבין ספקטרום של סוגי גלקסיות ידועות. מההשוואה ננסה להסיק את סוג הגלקסיה ולמדוד את ההיסט לאדום שלה.



איור 4: לדוגמא, ה-SED המוצג מימין מתאים באופן גס לספקטרום של גלקסיה אליפטית ללא היסט לאדום, אולם ניתן לראות כי הערך המדוד בפילטר B (בסביבות 4500 Å) חורג. אם מתבוננים בהתאמה של אותן מדידות לספקטרום של גלקסיה אליפטית בהיסט לאדום $z = 0.25$, רואים כי ההתאמה טובה בהרבה. בצורה כזו ניתן לקבוע על פי ה-SED המדוד הן את סוג הגלקסיה והן את ההיסט לאדום שלה.

1.7 אפקט דופלר וחוק האבל

הסיבה המוכרת מהפיסיקה על גבי כדור הארץ לקיומו של היסט לאדום הוא אפקט דופלר. כאשר גוף נע פולט קרינה, הצופה שאליו הקרינה מגיעה יראה כי היא מוסטת לכחול אם המקור מתקרב אליו, או מוסטת לאדום אם המקור מתרחק ממנו. גודלו של ההיסט z קשור למהירות בה נע המקור. עבור מקור הנע במהירות לא-יחסותית, כלומר, נמוכה בהרבה ממהירות האור, מתקיים הקשר:

$$z = \frac{v}{c} \quad (2)$$

כאשר v מהירות המקור ו- c מהירות האור. לנוסחה זו יש הכללה עבור מקורות הנעים במהירות יחסותית:

$$1 + z = \sqrt{\frac{1 + v/c}{1 - v/c}} \quad (3)$$

במקרה של מקורות אסטרונומיים מרוחקים המצב מסובך יותר: ההיסט לאדום אינו נובע רק מכך שהמקור המרוחק נע ביחס אלינו, אלא גם מכך שהיקום עצמו מתפשט בזמן שקרני האור עושות את דרכן מהמקור אלינו. כאשר האבל ניסח לראשונה את חוק האבל, הוא עסק בגלקסיות קרובות יחסית. עבור גלקסיות אלו ניתן להסיק ישירות מתוך ההיסט לאדום את מהירות ההתרחקות לפי נוסחה 2, ומרחקן של גלקסיות אלו נתון על ידי הקשר שנקרא חוק האבל:

$$v = H_0 r \quad (4)$$

כאשר r דנים בגלקסיות מרוחקות ביותר הקשר בין ההיסט לאדום לבין המרחק מסובך יותר, כיון שיש להביא בחשבון את התפשטות היקום, וזה תלוי בהנחות שונות לגבי המודל הקוסמולוגי של היקום. חשבונות מסוג זה חורגים ממסגרת מעבדה זו.

לאחר שמדדתם את ההיסט לאדום ביכולתכם לחשב את המרחק לגלקסיה וגדלים נוספים, כגון גודל הגלקסיה, הנגזרים ממרחקה.

1.8 פרויקט Galaxy Zoo

בעוד שסווג מורפולוגי של גלקסיות הוא משימה פשוטה יחסית לעין האנושית, קשה לפתח אלגוריתם אוטומטי מהימן מספיק שיבצע זאת. מסיבה זו נחנך בשנת 2007 פרויקט Galaxy Zoo – שיש הטוענים שהוא פרויקט מדע ההמונים

המקוון המפורסם ביותר בעולם כיום. הרעיון מאחורי Galaxy Zoo הוא לרתום את חכמת ההמונים לצורך סווג מורפולוגי של מיליוני גלקסיות. המשתמשים, שיכולים להיות "אנשים מן השורה" שאינם בעלי השכלה אסטרונומית, עונים על שאלות מנחות בנוגע לתמונת גלקסיה המוצגת להם, וכך תורמים לסווגה. כל אחת מהגלקסיות מוצגת למספר אנשים שונים, כך שניתן להעריך את מידת האמינות של התשובה. פרויקט Galaxy Zoo היווה השראה ליצירת פרויקט-הגג Zooniverse, המרכז פרויקטים רבים ומגוונים של מדע המונים. אתם מוזמנים להתנסות בסווג גלקסיות ולתרום בכך לפרויקט: www.galaxyzoo.org.

2 הכרת המערכת

בניסוי אתם נדרשים להציג תמונות דיגיטליות, לבחון אותן ולמדוד מהן את עוצמת האור של גלקסיות שונות. התמונות שמורות בפורמט המכונה FITS אשר מאופיין בכך שהוא שומר באופן מדויק מאוד את התמונה כפי שהתקבלה מהגלאי. בפורמט זה לא נעשה שימוש בשיטות של דחיסת מידע, לכן אגירת התמונות דורשת משאבי זיכרון רבים, כך שהוא אינו נפוץ מחוץ לקהילייה האסטרונומית.

בתמונות בהן תשתמשו בניסוי זה, כל פיקסל מייצג $0.04''$ (שניית קשת היא החלק ה-3600 של המעלה, והיא מסומנת ב"').

2.1 תכנת AstroImageJ

התכנה המשמשת אותנו להציג תמונות FITS בניסוי זה נקראת AstroImageJ: <http://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/>

מאמר המתאר את התכנה: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2017AJ...153...77C>

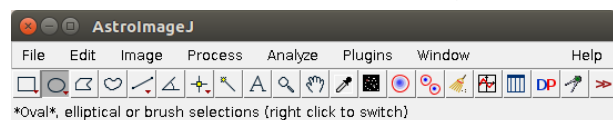
גרסה מורחבת של המאמר, לפרטים נוספים: <https://arxiv.org/abs/1701.04817>

מדריך למשתמש: http://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/guide/AstroImageJ_User_Guide.pdf

הפעילו את התכנה באמצעות הרצת `aij` בטרמינל, או באמצעות לחיצה על קצור הדרך המופיע על שולחן העבודה. לחצו על `File > Import > Image sequence` ונווטו לתיקייה HDF הנמצאת בתיקיית הבית. התיקייה מכילה ארבע תמונות של אותו השדה בפילטרים שונים. לחצו על אחת מהן ולחצו על `Open`. בחלון ה-`Sequence options` שיפתח, לחצו `OK`. ארבע התמונות תפתחנה באותו חלון, וניתן לדפדף ביניהן באמצעות מקשי החצים (ימינה ושמאלה).

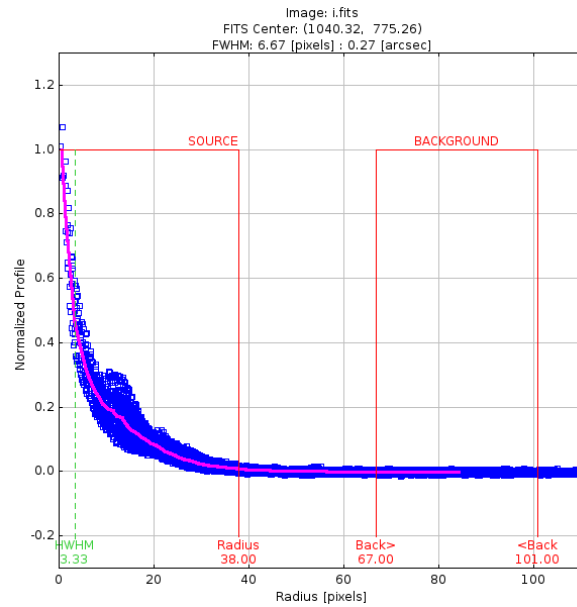
2.1.1 הצגת הפרופיל הרדיאלי של גלקסיה (וגרפים אחרים)

לחצו על הלחצן עם ציור האליפסה:

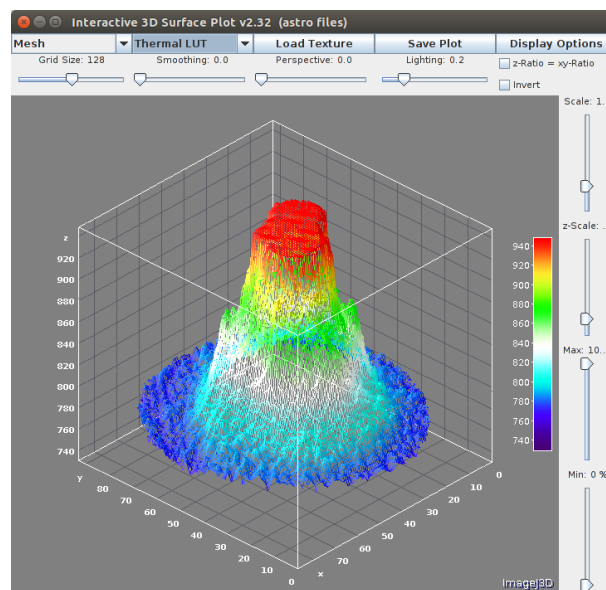


והשתמשו בעכבר לסימון הגלקסיה המבוקשת במעגל על-גבי התמונה.

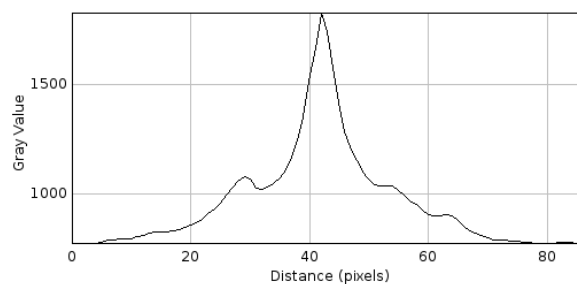
בחלון של התמונה, לחצו על תפריט `Analyze > Plot seeing profile`. יפתח חלון נוסף המציג את הפרופיל הרדיאלי (מספר המגוון כפונקציה של המרחק הרדיאלי ממרכז המעגל) של הגלקסיה שבחרתם. לדוגמא:



לחיצה על Analyze > Interactive 3-D surface plot עם תצוגה תלת־ממדית של הגלקסיה שבחרתם:

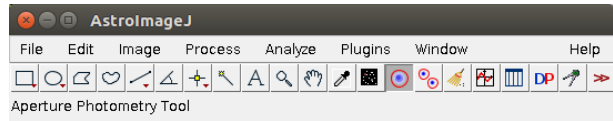


באופן דומה, בעזרת לחיצה על לחצן הקו בתפריט הראשי, וסימון קטע בתמונה בקו, תוכלו להציג גרף של מספר המניות לאורך הקו שסימנתם, באמצעות Analyze > Plot static line/box profile. אם תבחרו באפשרות Analyze > Plot dynamic line/box profile, תקבלו גרף דינמי, המשתנה כאשר אתם משנים את מיקום הקו על-גבי התמונה.



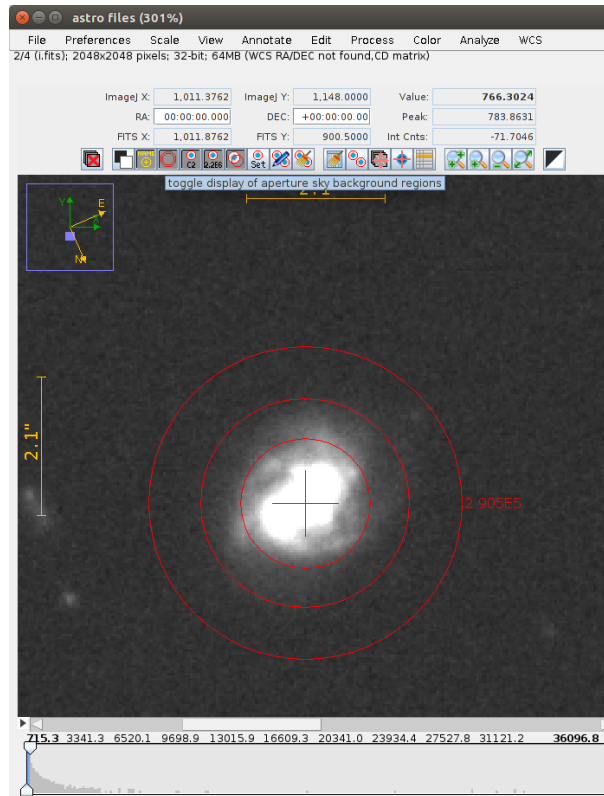
2.1.2 פוטומטריה (מדידת השטף)

לחיצה על הלחצן עם האליפסה האדומה בתפריט הראשי:



תאפשר לכם לקבל מדידות פוטומטריות (מדידות של השטף הכלול במפתח מסוים) באמצעות לחיצה על אובייקט כלשהו בתמונה.

סימון הלחצן עם שני המעגלים האדומים הקונצנטריים בחלון של התמונה, תציג את המפתח (aperture) ששימש למדידת השטף והרקע:



התכנה מודדת את השטף הכלול בתוך המעגל הפנימי, ומחסירה ממנו את תרומת הרקע, שנמדדת בטבעת שבין שני המעגלים החיצוניים. עליכם לשנות את הרדיוס הפנימי כך שיכיל את כל השטף מהאובייקט המבוקש. רדיוס זה מכונה "רדיוס האובייקט". התכנה סוכמת את המנויות בכל הפיקסלים בתמונה שמרחקם ממרכז האובייקט קטן מרדיוס האובייקט. גודל זה נקרא "השטף הגולמי" (raw flux), והוא כולל את השטף מהאובייקט וכן את תרומת הרקע ("sky") – המנויות המופיעות בתמונה גם בפיקסלים בהם אין אובייקט כלל. על מנת לקבל את השטף הנקי מהאובייקט (net flux), יש להחסיר מהשטף הגולמי את תרומת הרקע:

$$\text{net flux} = \text{raw flux} - \pi r^2 \text{sky} \quad (5)$$

כאשר r הוא רדיוס האובייקט. לשם כך יש להעריך כמה מנויות רקע יש בפיקסל אופייני באזור של התמונה בו מתבצעת המדידה. הערכה זו מתבצעת על ידי מציאת הערך החציוני של הפיקסלים בטבעת סביב האובייקט. טבעת זו, המכונה "טבעת חישוב ערך הרקע" נמצאת בין המעגלים השני והשלישי שהוגדרו על ידי המשתמש. בין טבעת זו לבין האזור בו נמדד השטף מהאובייקט מפריד "טווח בטחון", טבעת הנמצאת בין המעגלים הראשון והשני שהגדיר המשתמש. הסיבה לקיומה הוא החשש מהערכה שגויה של רדיוס האובייקט. במקרה שרדיוס האובייקט שנקבע קטן מדי, חלק מהשטף של

האובייקט יוותר מחוץ לרדיוס זה ולא ייכלל בשטף הגולמי. ברור כי השטף שנמדוד יהיה קטן מדי. אולם, אם היינו מודדים את הערך האופייני של הרקע מיד מחוץ לרדיוס האובייקט, הרי שתרומת השטף מהאובייקט שנותר מחוץ לרדיוס האובייקט הייתה גורמת לכך שהערך האופייני של הרקע שהיינו קובעים היה גבוה מדי, ולכן, כאשר היינו מחסירים את תרומת הרקע מהשטף הגולמי היה השטף הנקי שגוי מאוד: גם מכיוון שחלק משטף של האובייקט לא נכלל במדידה וגם מכיוון שתרומת הרקע הוחסרה ביתר. טווח הביטחון מונע החסרת יתר שכזו ומבטיח שהערך האופייני של הרקע שנחשב לא יושפע מ"שאריות" שטף מהאובייקט הנמדד. כמובן, חשוב להקפיד שבתוך הטבעת בה מחושב הרקע לא ימצאו אובייקטים אחרים ("שכנים") אשר יכולים לשבש את המדידה. שימו לב כי ערכי שלושת הרדיוסים של המעגלים הקונצנטריים הם בפיסקלים.

עלימנט לשנות את הגדרות המדידה הפוטומטרית, לחצו על הלחצן עליו כתוב Set בתפריט שבחלון התמונה (Change aperture settings), ושנו את ערכי הרדיוסים בהתאם לדרוש:

חזרו על המדידה עם הפרמטרים החדשים. בדקו בחלון ה־Measurements שנפתח את תוצאות מדידת השטף. העמודה Source-Sky מציגה את השטף הנקי, לאחר החסרת תרומת הרקע. העמודה Sky/Pixel מציגה את התרומה הממוצעת של הרקע לפיסקל.

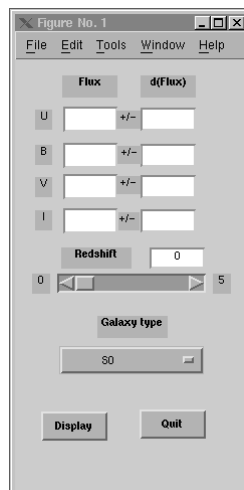
2.2 תרגום מדידת השטף ושגיאתה ליחידות של שטף אנרגיה

לאחר שחישבתם את ערכי השטף ושגיאתו במניות לכל אובייקט בארבעת הפילטרים השונים, עליכם להמיר את הערכים המדודים ממניות ליחידות פיסיקליות של שטף (ארג לשנייה לס"מ רבוע ליחידת אורך גל). בניגוד לתצפיות מפני הקרקע, אשר יעילותן תלויה בתנאי האטמוספירה המשתנים מעת לעת, ניתן להמיר בקלות מדידות מתוך תמונות שצולמו בעזרת טלסקופ החלל, שיעילותו אינה תלויה בזמן. בטבלה המצורפת נתונים זמני החשיפה של התמונות בפילטרים השונים, בעזרתם ניתן לחשב את השטף ושגיאתו ביחידות של מניות לשנייה. כמו כן נתונים קבועים שחושבו על ידי חוקרים במכון המחקר של טלסקופ החלל, אשר לוקחים בחשבון את יעילותו של הטלסקופ בכל פילטר, ומאפשרים להמיר את המדידות הנתונות במניות לשנייה ליחידות של ארג לשנייה לס"מ רבוע ליחידת אורך גל. בפועל, על מנת להמיר שטף (במניות) של אובייקט בפילטר כלשהו, יש לחלק את מספר המניות בזמן החשיפה המתאים לפילטר ולכפול את התוצאה בקבוע התרגום המתאים לפילטר.

I	V	B	U	
814	606	450	300	אורך גל מרכזי (nm)
123600	109050	120600	153700	זמן חשיפה (sec)
2.45×10^{-18}	1.89×10^{-18}	8.80×10^{-18}	5.99×10^{-17}	קבוע תרגום מ- $\frac{\text{counts}}{\text{sec}}$ לשטף $\frac{\text{erg}}{\text{sec} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{\AA}}$

2.3 תכנת ההתאמה האינטראקטיבית

הריצו את התכנה specfit מהקישור המופיע על המסך. תכנת ההתאמה מבוססת על ממשק גרפי לתכנת Matlab, אולם המשתמש אינו נדרש להכיר את Matlab (או כל תכנה אחרת) כלל. לאחר הפעלת התכנית יפתח החלון הבא:



הפעלת הממשק פשוטה. עליכם להזין את השטף ושגיאתו בארבעת הפילטרים למשבצות המיועדות לכך בחלק העליון של החלון. את ההיסט לאדום שאתם מעוניינים לבדוק תוכלו להזין ישירות לתוך המשבצת המתאימה או לשנות בעזרת הגלגלת והחיצים שמתחתיה. את סוג הגלקסיה שמתאימים ניתן לבחור מתוך טבלה. לאחר סיום הבחירה יש להקיש Display ומוצג לפניכם חלון גרפי המציג את מדידותיכם יחד עם מודל הגלקסיה שבחרתם בהיסט לאדום שקבעתם. תוכלו לראות אם ההתאמה טובה, לשנות את סוג הגלקסיה או ההיסט לאדום ולנסות שוב. מומלץ לבדוק תחילה לאיזה סוג גלקסיה המדידות מתאימות באופן גס ואז לנסות להגיע להתאמה מלאה בעזרת שינוי ההיסט לאדום. הספקטרה של הגלקסיות המוצגות כולל קוי פליטה ובליעה, האופייניים לגלקסיות. עם זאת, אין לנסות ולהתאים את הנקודות שלכם לקווים אלה, אלא ל"רצף". קווי הפליטה והבליעה כמעט ואינם תורמים שטף ל-SFD. בראש גרף ההתאמה יופיעו:

1. ערך ה- χ^2 – לא מחולק בדרגות החופש.

2. ערכים המייצגים את מרחק כל נקודה מהערך הממוצע בספקטרום המותאם, ביחידות של השגיאה $\frac{y_{obs}(i) - y_{model}(i)}{\sigma(i)}$.
מה משמעותו של מספר זה?

3 שאלות הכנה

1. ציינו את ההבדלים העיקריים בין כוכבים בעלי מסה נמוכה (קטנה ממסת השמש) לבין כוכבים בעלי מסה גבוהה (גדולה פי כמה ממסת השמש). התייחסו לתפוקת האנרגיה (בהירות), טמפרטורת פני השטח, צבע וזמן חיים.
2. פרטו את ההבדלים בין גלקסיות ספירליות ואלפטיות. התייחסו למורפולוגיה, צבע, אוכלוסיות כוכבים, יצירת כוכבים, תכולת גז ואבק, גודל אופייני, התפלגות האור הנצפית ומהירויות הכוכבים בגלקסיה.
3. היסט לאדום:

(א) הסבירו כיצד ניתן להעריך את מרחקה של גלקסיה מסוימת מאיתנו אם ידוע ההיסט לאדום של האור הנפלט ממנה.

(ב) נתונה גלקסיה שההיסט לאדום שלה הוא $z = 0.8$. חשבו את מהירות ההתרחקות של הגלקסיה, ואת מרחקה (בהנחה שמהירותה נובעת אך ורק מהתפשטות היקום).

4 מטרת הניסוי

4.1 חלק ראשון

תחילה עליכם לבחור ארבע גלקסיות מהתמונה, עליהן תבצעו את חלקים 4.1.1-4.1.4. אל תבחרו כוכבים (העזרו בקישור <http://wise-obs.tau.ac.il/~kerens/lab2/stars.html>). השתדלו לבחור גלקסיות שסביבתן נקיה מאובייקטים אחרים. אל תבחרו ארבע גלקסיות דומות. בחרו גלקסיות גדולות וגלקסיות קטנות, וכן גלקסיות "כחולות" וגלקסיות "אדומות" – כלומר, נראות בהירות יותר באחד הפילטרים.

4.1.1 סווג מורפולוגי של גלקסיות

בחרו ארבע גלקסיות מהתמונה, ונתחו אותן מורפולוגית. האם מדובר בגלקסיה אליפטית? ספירלית? לא-סדורה? בעלת מאפיינים מיוחדים?

4.1.2 מדידת התפלגות האנרגיה

לארבע הגלקסיות שבחרתם, עליכם להעריך את התפלגות האנרגיה (SED). כיצד מחשבים את השגיאה במדידת השטף הנקי? רמז: מקובל להניח כי שטף ממקורות אסטרונומיים (כולל שטף הרקע במקרה זה) מתפלג פואסוני, כלומר, השגיאה המתאימה לשטף של N מניית היא פשוט $\Delta N = \sqrt{N}$.

4.1.3 הערכת ההיסט לאדום

כיצד תעריכו את ההיסט לאדום של הגלקסיות שבחרתם? כיצד תעריכו את שגיאתו?

4.1.4 ניתוח הגלקסיות

מהו המרחק לכל גלקסיה? מהו גודלה הזויתי? מהו גודלה הפיסיקלי?

4.2 חלק שני

בחלק זה תשתמשו ביכולות שרכשתם בחלקו הראשון של הניסוי, לצורך בחינת מספר שאלות מדעיות:

1. מהו ההיסט לאדום הגבוה ביותר שקיים בשדה העמוק של האבל? לשם כך עלינו לדעת מהו המאפיין הספקטרלי המשמעותי ביותר בהסעות גבוהות לאדום. התבוננו באיור 4 – באיזה אורך גל מתרחש השינוי הגדול יותר בספקטרום של הגלקסיה?

2. האם יש קשר בין קצב יצירת הכוכבים (מה מאפיין את הספקטרום של אוכלוסיית כוכבים צעירה?) לסווג המורפולוגי של הגלקסיה?

3. האם יש הבדל בכמות הגלקסיות היוצרות כוכבים (כחולות) לעומת הגלקסיות שאינן יוצרות כוכבים (אדומות) בהיסטים נמוכים והיסטים גבוהים לאדום? כיוון שהיקום הנו איזוטרופי (אחיד ואינו תלוי בכיוון), ניתן להניח כי הגלקסיות שאנו רואים בשדה העמוק של האבל מייצגות את האוכלוסייה הכללית של הגלקסיות ביקום, באותו ההיסט לאדום.

4. האם חוק האבל נשאר לינארי עבור היסטים גבוהים לאדום? לשם כך, ניתן להניח כקירוב מסדר אפס כי לכל הגלקסיות מסוג מסוים (ספירליות, אליפטיות...) שאתם רואים בשדה אותם הממדים. רמז: ניתן להשתמש בכמה גלקסיות בהיסטים נמוכים לאדום ולמדוד את גודלן (הקוטר, למשל) באמצעות חוק האבל הלינארי. לאחר ששכנעתם את עצמכם כי אכן כל הגלקסיות האלו הן בקירוב בעלות אותן ממדים, ניתן לקחת את ממוצע הקוטר

ולהניח כי זהו הקוטר של כל הגלקסיות בשדה שלכם. תוך שימוש בקוטר זה ובהיסט לאדום הנמדד לגלקסיות בהיסטים גבוהים לאדום, ניתן למדוד את H_0 ולבדוק האם ערכו נשאר זהה לערך הנמדד על ידי האבל.

5. האם בהיסטים גבוהים לאדום עדיין ניתן לראות שגלקסיות יוצרות כוכבים (כחולות) הן ספירליות וגלקסיות לא יוצרות כוכבים (אדומות) הן אליפטיות? לשם כך, עלינו לסווג את הגלקסיות גם לפי התמונה (בעין) וגם באמצעות מספר המניות של גלקסיה כפונקציה של הרדיוס. כיצד אנו מצפים שתראה גלקסיה ספירלית כאשר נסתכל על מספר המניות כפונקציה של הרדיוס? ומה לגבי גלקסיה אליפטית?

6. האם ישנן גלקסיות אשר בסבירות גבוהה אינן אליפטיות ואינן ספירליות? כיצד הן נראות בתמונה? כיצד מתפלגת העצמה כפונקציה של הרדיוס עבורן? מה הצבע שלהן? מהו ההיסט לאדום שלהן? אולי גיליתם גלקסיות מסוג חדש!